

AIX-MARSEILLE UNIVERSITÉ  
ED 352 PHYSIQUE ET SCIENCES DE LA MATIÈRE  
UFR des Sciences  
LABORATOIRE D'ASTROPHYSIQUE DE MARSEILLE

Thèse présentée pour obtenir le grade universitaire de docteur

Discipline : Astrophysique et Cosmologie

Bastien COURCOL-ROZÈS

**Détection et propriétés des exo-Neptunes et Super-Terres : synergies entre  
SOPHIE et CHEOPS**

Soutenue le 12/10/2016 devant le jury :

Olivier MOUSIS	Laboratoire d'Astrophysique de Marseille	Président du jury
Yann ALIBERT	Université de Berne	Rapporteur
René DOYON	Université de Montréal	Rapporteur
Roi ALONSO	Instituto de Astrofísica de Canarias	Examinateur
Jacques LASKAR	Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides	Examinateur
Christophe LOVIS	Observatoire de Genève	Examinateur
Magali DELEUIL	Laboratoire d'Astrophysique de Marseille	Directeur de thèse
François BOUCHY	Laboratoire d'Astrophysique de Marseille	co-Directeur de thèse

Cette oeuvre est mise à disposition selon les termes de la [Licence Creative Commons Attribution - Pas d'Utilisation Commerciale - Pas de Modification 3.0 France](#).

## Résumé

L'amélioration des techniques de détection d'exoplanètes permet à présent de sonder des populations d'objets de plus en plus petits. Mais si plusieurs centaines de petites planètes ont été découvertes, leur détection et surtout leur caractérisation précise reste un défi. Les deux principales méthodes de détection utilisées, la vélocimétrie Doppler et la photométrie de transit, ont à la fois l'avantage d'être très complémentaires et le malheur d'avoir des domaines de performances aujourd'hui disjoints. Ainsi, très peu de petites planètes ont été caractérisées en masse et en rayon. Ces deux paramètres permettent de dériver la densité moyenne, ce qui nous renseigne sur la nature de ces objets. À cause de ce manque de contraintes observationnelles, cette population est encore mal connue. Elle présente malgré tout une diversité extraordinaire et inconnue dans notre Système Solaire.

Ma thèse a donc porté sur la détection en vitesses radiales de planètes de faible masse avec le spectrographe SOPHIE et en préparation à la mission CHEOPS. J'ai tout d'abord mené un travail d'analyse, d'interprétation et de correction des systématiques instrumentales de SOPHIE qui m'a permis d'améliorer sa précision à un niveau de 2 m/s. Grâce à cela j'ai pu sécuriser la nature planétaire de HD 164595 b, un Neptune sur une orbite circulaire de 40 jours autour d'une étoile très similaire au Soleil. Il s'agit du plus petit signal planétaire jamais découvert avec SOPHIE. D'autres candidats prometteurs émergent à leur tour des observations et devraient être confirmés dans un proche avenir. J'ai également calculé les limites de détection et établi un bilan à mi-parcours du programme à haute précision de SOPHIE après 5 ans d'observations et plus de 3000 mesures. Cela m'a permis d'établir de nouvelles stratégies d'observation pour maximiser le nombre de détections d'ici le lancement de CHEOPS, en 2018.

Le satellite CHEOPS sera dédié à la recherche de transit de planètes de faibles masses déjà détectées en vitesses radiales autour d'étoiles brillantes. En préparation à son programme d'observation, j'ai en particulier établi une liste de cibles en provenance des relevés en vitesse radiale. La photométrie de haute précision de CHEOPS permettra de mesurer finement le rayon de ces planètes et contraindre leur densité. J'ai ensuite estimé le temps total d'observation que nécessitera un tel programme, à savoir 6 mois au minimum. Afin de maximiser le retour scientifique, j'ai proposé plusieurs indices permettant de prioriser les cibles. Ce programme pourra mener à l'identification de 3 à 9 nouvelles planètes de faible masse en transit. Enfin, j'ai mené un programme d'observations préliminaires sur certaines cibles avec SOPHIE, dans le but de mieux contraindre leurs éphémérides. Un tel travail est essentiel pour optimiser le temps que CHEOPS passera sur chaque étoile. Ces observations ont permis de réduire l'incertitude sur l'époque du transit de ces objets à moins de 24h.

Je me suis également intéressé aux propriétés statistiques de cette population de petites planètes. À partir de la centaine de planètes bien caractérisées dans ce domaine de masse, j'ai mis en évidence une dépendance entre la masse maximale d'une planète de ce type et la métallicité de son étoile hôte. Ce phénomène, jusqu'alors inconnu, pourrait être le signe d'une formation in-situ ou d'un mécanisme de migration dépendant de la métallicité. Cela montre également que, comme les planètes géantes, la fréquence des Neptunes est corrélée avec la métallicité.

## Abstract

With the improvement of the detection techniques of exoplanets, we are able to probe populations of ever smaller objects. But if several hundreds of these small planets have been discovered, their detection and especially their precise characterization is still a challenge. The two main detection techniques, the Doppler velocimetry and the transit photometry, are very complementary but have different performance domains. As a result, very few small planets have been characterized both in radius and mass. These two parameters give us the bulk density, which is essential to determine the nature of these objects. Because of the lack of observational constraints, this population remains poorly known. Its diversity is however extreme, and unknown in our Solar System.

My thesis focused on the detection in radial velocity of low mass planets with the SOPHIE spectrograph in preparation of the CHEOPS mission. I first analyzed, interpreted and corrected the instrumental systematics of SOPHIE which lead to an improvement in precision down to the 2 m/s level. Thanks to this work, I uncovered the planetary nature of HD 164595 b, a Neptune-like planet on a circular 40 days orbit around a solar twin. It is the smallest planetary signal ever discovered with SOPHIE. Additional candidates are also emerging and will be confirmed in the near future. I also computed the detection limits and established an assessment of the high precision program on SOPHIE after 5 years of observations and more than 3000 measurements. This lead me to devise new observational strategies to maximize the number of detections before the launch of CHEOPS in 2018.

The CHEOPS satellite will be dedicated to the search of transits of small planets already detected in radial velocities around bright stars. In order to prepare its observing program, I built a list of targets from radial velocity surveys. CHEOPS, with its high precision photometry, will then be able to measure very accurately their radius and constrain their density. I then estimated the total observing time such a program would require, which is a minimum of 6 months. In order to maximize the scientific impact, I also proposed several indices to prioritize targets. This program could lead to the identification of 3 to 9 new low mass transiting planets. Finally, I lead an preliminary observations program on several targets with SOPHIE to better constrain their ephemeris. This work is essential to optimize the time CHEOPS will spend on each star. With these observations, the uncertainties on the transit epoch are reduced to less than 24h.

I also studied the statistical properties of this low-mass planets population. Based on the hundred of planets that are well characterized in this mass regime, I uncovered a link between the maximal mass of these planets and the metallicity of their host-stars. This previously unknown phenomenon favors in-situ formation or a metallicity-driven migration mechanism. This also shows that, like giant planets, the occurrence rate of Neptunes is correlated with the host-star metallicity.

À Laetitia, pour qui les mots ne suffisent plus depuis longtemps. Tu fais tellement pour moi que ce n'est pas en quelques phrases que je peux décentement exprimer ma gratitude. Je ne sais même pas si une vie entière y suffira.

À ma mère, qui m'enseigne chaque jour ce qu'est le courage. À mon père qui a toujours fait l'effort de s'intéresser et de m'encourager. À mes soeurs, qui font ma fierté, et avec qui je partage le goût du rêve et la volonté d'y croire.

À mes amis, anciens et nouveaux : "Je ne connais pas la moitié d'entre vous à moitié autant que je le voudrais ; et j'aime moins que la moitié d'entre vous à moitié aussi bien que vous le méritez." Bilbo Baggins.

Je tiens à remercier le LAM et en particulier l'équipe PASI/GSP de m'avoir accueilli pendant trois années passionnantes. Enfin, merci du fond du coeur à Magali et François qui m'ont toujours guidé avec bonne humeur durant cette période si particulière, entre l'étudiant et le chercheur. C'est grâce à leur soutien sans faille et leurs précieux conseils que je m'efforce chaque jour de devenir meilleur dans mon travail.

# Sommaire

<b>Résumé</b>	<b>3</b>
<b>Abstract</b>	<b>4</b>
<b>Sommaire</b>	<b>6</b>
<b>Introduction</b>	<b>11</b>
<b>1 Les exoplanètes de faible masse</b>	<b>13</b>
1.1 Introduction aux méthodes de détection . . . . .	13
1.1.1 La vélocimétrie Doppler . . . . .	13
1.1.2 La photométrie de transit . . . . .	15
1.2 Les exoplanètes de faible masse en 2013 . . . . .	18
1.2.1 Qu'est-ce qu'une "exoplanète de faible masse" ? . . . . .	18
1.2.1.1 Définition de sous-catégories . . . . .	19
1.2.1.2 Définition en rayon . . . . .	20
1.2.2 Une population émergente . . . . .	20
1.2.2.1 Nombre et techniques de détection . . . . .	20
1.2.2.2 Taux d'occurrence . . . . .	21
1.2.2.3 Propriétés des étoiles hôtes . . . . .	23
1.2.3 Un intérêt grandissant pour les étoiles brillantes . . . . .	23
1.2.3.1 La complémentarité entre la vélocimétrie Doppler et la photométrie de transit . . . . .	23
1.2.3.2 Le Diagramme Masse-Rayon . . . . .	25
1.3 La recherche d'exoplanètes en vitesse radiale de nos jours . . . . .	27
1.3.1 Les principaux spectrographes . . . . .	27
1.3.2 Les différents relevés . . . . .	28
1.4 Problématique et objectifs de la thèse . . . . .	29
<b>2 SOPHIE à l'ère des exoplanètes de faible masse</b>	<b>31</b>
2.1 La haute précision avec SOPHIE . . . . .	31
2.1.1 Les enjeux de la haute précision . . . . .	31
2.1.2 La limite fondamentale : le bruit de photon . . . . .	33
2.1.3 Travail de thèse . . . . .	34
2.2 Contamination . . . . .	35
2.3 Variations thermiques de l'instrument . . . . .	35
2.4 Calibration du point zéro . . . . .	40
2.4.1 Méthode de la correction des constantes . . . . .	40

2.4.1.1	Algorithme de création du constant master . . . . .	40
2.4.1.2	Résultat . . . . .	41
2.4.1.3	Interprétation . . . . .	43
2.4.1.4	Limites . . . . .	45
2.4.2	Le rôle de HD 185144 . . . . .	47
2.4.3	Étude de cas : HD190360 . . . . .	51
2.4.4	Méthode des processus gaussiens . . . . .	54
2.4.4.1	Introduction . . . . .	54
2.4.4.2	Choix du Kernel . . . . .	55
2.4.4.3	Test de la méthode . . . . .	59
2.4.4.4	Conclusion . . . . .	61
2.5	Activité stellaire . . . . .	62
2.5.1	Impact de l'activité stellaire sur les mesures en vitesse radiales . . . . .	62
2.5.2	Les différents indicateurs d'activité stellaire . . . . .	63
2.5.2.1	Le log $R'_{HK}$ . . . . .	63
2.5.2.2	Le bissecteur . . . . .	63
2.5.2.3	La FWHM . . . . .	65
2.5.3	Méthodes de corrections . . . . .	67
2.6	Repousser les limites de SOPHIE : le m/s de précision . . . . .	69
<b>3</b>	<b>La recherche à haute précision de Neptunes et de Super-Terres avec SOPHIE</b>	<b>71</b>
3.1	Description du relevé . . . . .	71
3.1.1	Objectifs scientifiques . . . . .	71
3.1.2	Échantillon . . . . .	72
3.1.3	Observations . . . . .	72
3.1.3.1	Sélection des données . . . . .	72
3.1.3.2	Stratégie . . . . .	74
3.1.3.3	Bilan au mois de Juillet 2016 . . . . .	75
3.2	Premiers résultats . . . . .	77
3.2.1	Analyse globale au mois de Juillet 2016 . . . . .	77
3.2.2	Détection et candidats . . . . .	79
3.2.2.1	HD 164595 . . . . .	79
3.2.2.2	HD 158259 . . . . .	85
3.2.2.3	HD 196850 . . . . .	86
3.2.2.4	HD 25918 . . . . .	87
3.2.2.5	HD 88986 . . . . .	88
3.2.2.6	HD 72614 . . . . .	88
3.3	Limites de détection . . . . .	89
3.3.1	Méthodes utilisées . . . . .	89
3.3.1.1	Méthode du RMS . . . . .	90
3.3.1.2	Méthode de la corrélation des périodogrammes . . . . .	91
3.3.1.3	Méthode du bootstrap des périodogrammes . . . . .	94
3.3.1.4	Méthode du likelihood ratio test . . . . .	97
3.3.2	Résultats . . . . .	101
3.3.2.1	Optimisation des stratégies d'observation . . . . .	101
3.3.2.2	Complétude . . . . .	103
3.3.3	Comparaison avec d'autres relevés . . . . .	105
3.4	L'évolution du SP1+ à l'horizon 2020 . . . . .	107
3.5	Participation dans d'autres programmes en vitesses radiales . . . . .	108

3.5.1	La recherche de Neptunes autour d'étoiles à disques de débris . . . . .	108
3.5.1.1	Objectifs scientifiques . . . . .	108
3.5.1.2	Bilan . . . . .	109
3.5.2	Le large programme TRANSIT . . . . .	111
<b>4</b>	<b>Propriétés statistiques des exo-Neptunes</b>	<b>115</b>
4.1	L'évolution de la discipline sur la période 2013-2016 . . . . .	115
4.1.1	L'explosion des détections . . . . .	115
4.1.1.1	La difficulté de la mesure fine des paramètres physiques . . . . .	116
4.1.2	La lente évolution du diagramme masse-rayon . . . . .	118
4.1.2.1	Une diversité toujours plus foisonnante . . . . .	119
4.1.2.2	Des observations aux relations masse-rayon . . . . .	121
4.2	Une limite supérieure dans le diagramme masse-métaux des exo-Neptunes . . . . .	123
4.2.1	L'échantillon . . . . .	123
4.2.2	Le diagramme masse-métaux . . . . .	124
4.2.2.1	La zone d'exclusion . . . . .	124
4.2.2.2	Détermination de la limite supérieure . . . . .	127
4.2.2.3	Corrélation avec la période . . . . .	127
4.2.2.4	Concernant l'existence d'une limite inférieure . . . . .	128
4.2.3	Impact sur la fréquence des petites planètes . . . . .	129
4.2.4	Discussion . . . . .	131
<b>5</b>	<b>Le suivi photométrique avec CHEOPS</b>	<b>133</b>
5.1	La mission CHEOPS . . . . .	133
5.1.1	Contexte et présentation . . . . .	133
5.1.2	Objectifs scientifiques . . . . .	134
5.1.3	Spécifications techniques . . . . .	136
5.1.4	Travail de thèse . . . . .	138
5.2	La recherche en transit de planètes caractérisées en vitesses radiales . . . . .	139
5.2.1	Justification scientifique . . . . .	139
5.2.2	Le catalogue . . . . .	140
5.2.2.1	Construction . . . . .	140
5.2.2.2	Évolution . . . . .	141
5.2.2.3	Temps d'observation nécessaire . . . . .	144
5.2.2.4	Impact des interruptions . . . . .	145
5.2.3	Impact scientifique . . . . .	146
5.2.4	Indices de priorité . . . . .	148
5.2.4.1	Maximisation des détections . . . . .	149
5.2.4.2	Priorisation des cibles de haut intérêt scientifique . . . . .	149
5.2.4.3	TESS : synergie ou compétition ? . . . . .	150
5.2.4.4	Fonction de mérite finale . . . . .	151
5.2.5	Ephémérides des cibles . . . . .	152
5.2.5.1	Observations préliminaires avec SOPHIE . . . . .	152
5.2.5.2	Calcul des éphémérides . . . . .	154
5.3	Caractérisation de petites planètes déjà détectées en transit . . . . .	159
5.3.1	Justification scientifique . . . . .	159
5.3.2	Cibles du programme MiniNept . . . . .	160
5.4	Contamination des champs de vue de CHEOPS . . . . .	161
5.4.1	Approche statistique . . . . .	162

5.4.1.1	Sélection des cibles . . . . .	162
5.4.1.2	Échantillon et corrections . . . . .	163
5.4.1.3	Analyse statistique . . . . .	165
5.4.1.4	Conclusion . . . . .	167
5.4.2	Champs de vue de référence . . . . .	168
	<b>Perspectives et conclusions</b>	<b>173</b>
	<b>Bibliographie</b>	<b>177</b>
	<b>Table des figures</b>	<b>187</b>
	<b>Liste des tableaux</b>	<b>190</b>
A	<b>Publication : Courcol et al. 2015</b>	<b>191</b>
B	<b>Publication : Courcol et al. 2016</b>	<b>203</b>
C	<b>Sondes de température</b>	<b>213</b>
D	<b>Échantillon utilisé pour l'étude statistique en masse/méetallicité</b>	<b>219</b>
E	<b>BD du SP1+</b>	<b>225</b>



# Introduction

En 20 ans d'existence, la discipline des exoplanètes aura connu un essor phénoménal, inédit dans l'astrophysique et peut être même dans l'histoire des sciences. L'atmosphère de scepticisme et d'indifférence des années 80 a cédé la place à un enthousiasme peu égalé de la part de la communauté et du grand public. Plus de 3000 objets ont été découverts à ce jour tant et si bien que retenir leur nombre exact devient de moins en moins facile et justifié. Les techniques de détections se sont diversifiées et améliorées, de grands projets spatiaux ont vu le jour comme CoRoT et Kepler, et des missions de plus en plus ambitieuses sont programmées (Plato et le James Webb Space Telescope, pour ne citer qu'eux). Une boussole de données s'est emparée du milieu, qui de manière paradoxale en manque toujours mais n'arrive à gérer cette masse qu'à grand peine.

Cet engouement peut se comprendre aisément, car cette thématique a l'avantage de résonner profondément dans nos imaginaires. Tout d'abord, l'extraordinaire diversité des systèmes planétaires, qui est ressortie dès 1995 avec la découverte d'un Jupiter chaud, 51 Peg b, a dépassé les univers de beaucoup de romanciers de science-fiction. Ensuite, avec l'amélioration des techniques, a débuté la recherche de la jumelle perdue de la Terre, qui excite les imaginations à chaque nouveau candidat. Sommes nous seuls dans l'Univers ? La question est classique mais centrale, sans cesse débattue mais encore sans réponse définitive. Elle stimule grandement la recherche en exoplanètes, en motivant les chercheurs, assurant un intérêt du grand public et par là un certain soutien politique.

Il serait cependant malvenu de réduire les objectifs de la discipline à cette unique question. Car si cette dernière a une importance métaphysique de premier plan en lien avec notre futur, un autre défi de nature bien physique reste à relever, cette fois en lien avec notre passé. Il s'agit de la compréhension fine des systèmes planétaires, de leur formation et leur évolution. Le pilier historique de cette entreprise est bien évidemment l'étude du Système Solaire, cas bien particulier mais pour lequel la quantité d'information disponible est gigantesque. L'étude des exoplanètes s'inscrit à présent dans un rôle très complémentaire en permettant d'accéder à des cas de figure toujours plus nombreux et variés, même si moins bien caractérisés individuellement.

Dans cette perspective, la détection de systèmes planétaires reste primordiale, surtout pour les populations encore mal connues, en particulier les planètes de faible masse. Sans descendre jusqu'aux analogues terrestres, cette thèse porte sur la détection des Super-Terres et des exo-Neptunes, ainsi que leurs propriétés. Cette population est critique pour bien comprendre la transition entre les planètes telluriques et gazeuses. Et si ces planètes sont supposées être les plus nombreuses dans notre galaxie, leur détection reste un défi de par leur faible masse et petite taille. Deux méthodes complémentaires de détection seront considérées dans cette thèse : la vélométrie Doppler, grâce au spectrographe SOPHIE, et la photométrie de transit avec la mission spatiale CHEOPS.



# Chapitre 1

## Les exoplanètes de faible masse

### 1.1 Introduction aux méthodes de détection

Le but de cette section est de rappeler les principes des deux principales méthodes de détection d'exoplanètes, nommément la vélocimétrie Doppler et la photométrie de transit, qui représentent en tout environ 95% des exoplanètes découvertes. Ces techniques, sur lesquelles se base mon travail de thèse, sont souvent associées car très complémentaires. De plus, ce sont les seules à ce jour capable de détecter efficacement les exoplanètes de faible masse ou de petite taille, pouvant aller jusqu'aux analogues terrestres. Elles sont donc incontournables pour l'étude des petites planètes gazeuses similaires à Neptune ainsi que des Super-Terres.

#### 1.1.1 La vélocimétrie Doppler

La vélocimétrie Doppler est la technique de détection historique des exoplanètes, utilisée en 1995 par Michel Mayor et Didier Queloz lors de la découverte de la première exoplanète autour d'une étoile similaire au Soleil, 51 Peg b (Mayor & Queloz, 1995).

Dans un système gravitationnellement lié, chaque corps orbite autour d'un centre de masse commun. Dans le cas d'un système stellaire avec une ou plusieurs planètes, l'étoile est de loin l'objet le plus massif et le centre de masse du système se trouve proche de celui de l'étoile. Par commodité, on dit dans ce cas que les planètes orbitent autour de leur étoile hôte. Cependant, ces deux centres de masses (du système et de l'étoile) ne sont pas exactement confondus et l'étoile subit donc un mouvement réflexe dû à ses interactions avec les autres corps du système.

La composante radiale de ce mouvement peut alors être détectée par effet Doppler (cf Figure 1.1). Les raies spectrales de la chromosphère sont décalées vers le bleu si l'étoile s'approche de l'observateur ou vers le rouge si elle s'éloigne :

$$v_r = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} c \quad (1.1)$$

Ce décalage, donc la vitesse, peut être mesuré par un spectrographe suffisamment précis. En suivant nuit après nuit les variations de la vitesse de l'étoile, il devient alors possible de détecter les mouvements induits par les différentes planètes du système. En effet, chaque planète induit un mouvement réflexe similaire à celui présenté sur la Figure 1.1, panneau de gauche. En l'absence d'autres phénomènes physiques, comme par exemple une accélération générale du système ou l'effet de l'activité stellaire (cf Section 2.5), la variation de vitesse globale de l'étoile est la somme des variations individuelles induites par chaque planète.

Les observables permettant de décrire une telle variation périodique sont :

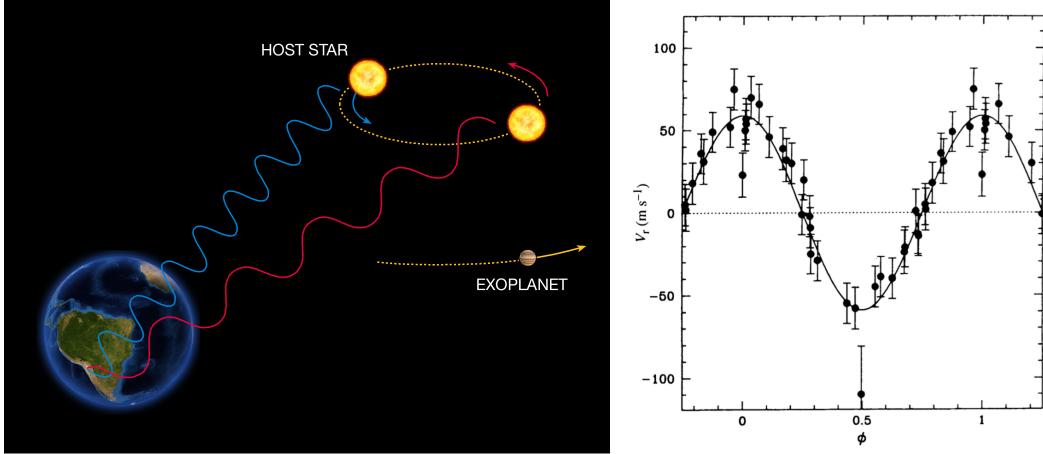


FIGURE 1.1 – Gauche : Illustration du principe de la vélocimétrie Doppler appliquée à la détection d'exoplanètes (crédits ESO). Droite : Vitesses radiales repliées en phase de l'étoile 51 Peg (tiré de Mayor & Queloz 1995)

- La vitesse moyenne  $V_0$ .
- La période  $P$  du signal et de la révolution de la planète.
- L'excentricité  $e$  de l'orbite képlérienne de la planète.
- La semi-amplitude de la variation de vitesse  $K$ , qui dépend (voir la formule 1.2) du rapport de masse entre la planète ( $M$ ) et l'étoile ( $M_\star$ ), de  $P$ , de l'angle  $i$  (voir plus bas et Figure 1.2) et de  $e$ .
- L'argument du périastre  $\omega$  de l'orbite képlérienne de la planète.
- L'époque du périastre  $T_p$ .

Ces observables sont donc directement reliées aux paramètres orbitaux de la planète. Le seul paramètre ne pouvant pas être reconstruit est l'angle  $i$  d'inclinaison entre le plan de l'orbite et le plan du ciel, perpendiculaire à la ligne de visée (cf Figure 1.2). En effet, on ne peut détecter que la vitesse radiale, soit la vitesse projetée sur l'axe de visée. La vitesse radiale est donc une borne inférieure, et la masse mesurée est la masse minimale  $M_{\text{mini}}$ , où  $M$  est la vraie masse de la planète. La masse minimale se calcule à partir des autres observables et de la formule (Hilditch, 2001) :

$$\frac{(M \sin i)^3}{(M + M_\star)^2} = \frac{P}{2\pi G} K^3 (1 - e^2)^{3/2} \quad (1.2)$$

où  $G$  est la constante gravitationnelle. Dans l'approximation  $M \ll M_\star$  et en utilisant les unités usuelles ( $P$  en jours  $M$  en masses terrestres,  $M_\star$  en masses solaires et  $K$  en  $\text{m/s}$ ), cette relation devient :

$$M \sin i \simeq 1.56 P^{1/3} K M_\star^{2/3} \sqrt{1 - e^2} \quad (1.3)$$

Comme on peut le voir dans les équations 1.2 et 1.3, il existe un biais observationnel sur l'amplitude d'un signal en vitesses radiales (VR). Toutes choses égales par ailleurs, les amplitudes deviennent plus grandes pour les masses planétaires  $M$  élevées, les masses stellaires  $M_\star$  faibles, les petites périodes  $P$  ainsi que les excentricités  $e$  importantes. Ces biais observationnels

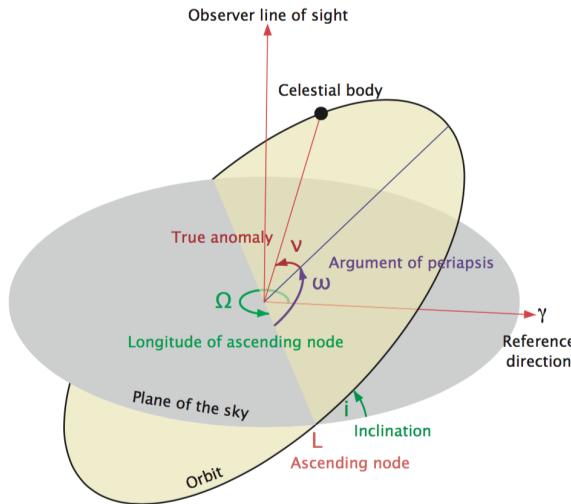


FIGURE 1.2 – Orientation d'une orbite képlérienne et ses paramètres clés :  $i$  l'inclinaison du plan orbital, l'argument du périastre  $\omega$  et  $\Omega$  la longitude du noeud ascendant.

ont un impact très important sur les campagnes de détection d'exoplanètes via cette technique et les types de planètes qu'il est possible de détecter.

Aujourd'hui les meilleurs spectrographes peuvent détecter des semi-amplitudes inférieures au mètre par seconde, soit 3.6 km/h. Cela peut se comparer, par exemple, à la vitesse de marche d'une personne âgée. Une personne âgée située à une distance de plusieurs dizaines d'années lumières, soit plusieurs millions de fois la distance Terre-Soleil. Un autre moyen de mieux se rendre compte du défi technique que cette technique représente est de calculer la variation de vitesse correspondant à un élément de résolution du spectrographe. En considérant une résolution  $R = \lambda_0 / \Delta\lambda = 100\,000$ , typique pour ce type d'instrument, un déplacement de raies spectrales d'un élément de résolution correspond à une vitesse de  $3\,000\text{ m s}^{-1}$  (cf Equation 1.1). Une très grande stabilité ainsi que des techniques avancées de traitement du signal sont donc nécessaires à la détection d'exoplanètes.

À titre d'exemple, la première exoplanète détectée par cette méthode, 51 Peg b, un Jupiter chaud, avait une semi-amplitude correspondant à  $55.9\text{ m s}^{-1}$ . Les Super-Terres et les exo-Neptunes induisent eux un mouvement réflexe de vitesse typiquement inférieure à 5 m/s à des périodes supérieures à une dizaine de jours pour une étoile de type solaire. Pour donner quelques ordres de grandeurs supplémentaires, on peut citer variations de vitesses du Soleil induites par Jupiter ou la Terre. Jupiter induit une vitesse d'un semi-amplitude  $K = 12.4\text{ m s}^{-1}$ , tandis que la Terre n'est qu'à 10 cm/s environ. Ainsi, pour détecter des analogues terrestres, la prochaine génération de spectromètres (e.g. ESPRESSO) devrait atteindre une stabilité de 10 cm/s. On notera qu'il s'agit approximativement de la vitesse de pointe... d'une tortue (voir Figure 1.3).

### 1.1.2 La photométrie de transit

La photométrie de transit est la méthode ayant permis le plus grand nombre de détections d'exoplanètes à ce jour avec plus de 2500 objets. Cette technique, elle aussi indirecte et très



FIGURE 1.3 – La grande tortue A'Tuin dans le vide sidéral, portant quatre éléphants sur son dos, qui soutiennent eux même le Disque-monde. Le Disque-monde est un monde imaginaire de fantasy burlesque développé à partir de 1983 par l'écrivain britannique Terry Pratchett dans la suite de romans *Les Annales du Disque-monde*. Il décrit dans un des ses ouvrages A'Tuin comme étant "la seule tortue ayant jamais figurée sur le diagramme de Hertzsprung–Russell". Image perdue sur Internet.

simple dans son concept, consiste à détecter la baisse de luminosité d'une étoile lors du transit d'une planète le long de la ligne de visée (cf Figure 1.4).

Cette variation du flux  $\Delta F$  peut alors être reliée au rapport entre le rayon planétaire  $R$  et le rayon stellaire  $R_\star$  par la formule :

$$\frac{\Delta F}{F} = 8.4110^{-5} \frac{R^2}{R_\star^2} \quad (1.4)$$

Avec  $R$  en  $R_\oplus$  et  $R_\star$  en  $R_\odot$ . Pour une même étoile, il est donc logiquement plus facile de détecter les planètes géantes. Pour les petites planètes, les profondeurs de transit sont typiquement inférieures à 1000 ppm, soit moins de 1 mmag. Le paramètre d'impact  $b$  est également primordial pour la caractérisation du transit et déterminer si ce dernier est rasant ou non. Il est lié à l'inclinaison du système  $i$  par la formule :

$$b = \frac{a \cos i}{R_\star} \quad (1.5)$$

où  $a$  est le demi-grand axe de la planète. Ce paramètre dépend notamment de la durée totale du transit et de la durée du transit central, hors entrée et sortie de transit Seager & Mallén-Ornelas (2003). Il est donc possible de remonter à l'inclinaison  $i$  du système. Cela rend cette technique très complémentaire avec les vitesses radiales. D'une part l'une permet de mesurer le rayon de la planète et d'autre la masse minimale. D'autre part, la levée de l'incertitude sur  $i$  permet d'obtenir la vraie masse, et donc la densité de la planète.

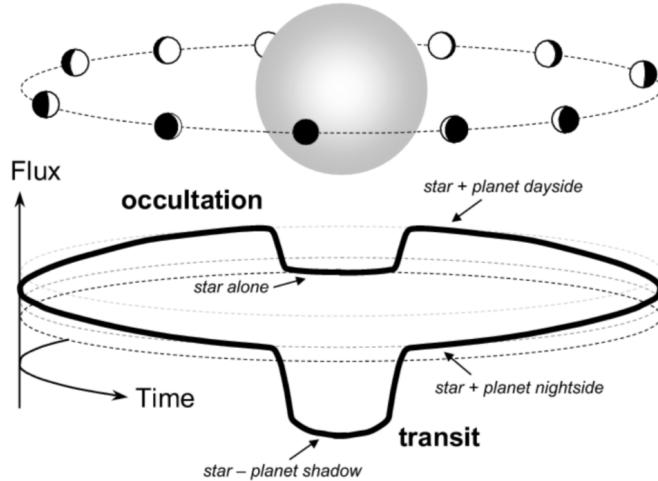


FIGURE 1.4 – Diagramme montrant les variations de luminosité d'une étoile lors d'un transit et d'une occultation. Image tirée de Winn (2010)

Par contre, contrairement aux vitesses radiales, une planète ne peut être détectée en transit que pour des inclinaisons faibles :

$$\cos i \leq \frac{R + R_\star}{a} \approx \frac{R_\star}{a} \quad (1.6)$$

La distribution des systèmes étant a priori isotrope, cela signifie que la majorité des systèmes planétaires ne transitent pas. La probabilité de transit peut alors se calculer par la formule :

$$P_t = \int_0^{\frac{R+R_\star}{a}} d \cos i = \frac{R + R_\star}{a} \approx \frac{R_\star}{a} \quad (1.7)$$

On peut donc voir qu'il existe un fort biais observationnel contre les planètes sur des orbites longues. Au delà de 100 jours, cette probabilité de transit est généralement inférieure au pourcent.

### Au delà du transit

Au delà du simple transit, le suivi photométrique peut également permettre de détecter des éventuelles occultations et courbes de phase. L'occultation, ou transit secondaire, correspond au moment où la planète est occultée par son étoile. Une légère baisse de luminosité peut dans ce cas être également détectée, car le flux stellaire réfléchi par la planète est alors masqué par l'étoile. Cette baisse de luminosité est cependant nettement moins grande que pour un transit. La mesure de l'occultation permet d'évaluer l'albédo de la planète, la différence de température jour/nuit et donc d'estimer l'efficacité de la redistribution de température dans l'atmosphère.

La courbe de phase est encore plus délicate à mesurer, il s'agit de la variation de luminosité qui correspond aux différentes phases de la planète (cf Figure 1.4). Cette information peut permettre de reconstituer des cartes atmosphériques longitudinales de température de la planète (voir par exemple Stevenson et al. 2014, Demory et al. 2016).

## 1.2 Les exoplanètes de faible masse en 2013

Cette section a pour objectif de mettre en contexte ma thèse au moment de son commencement, en 2013. Je donne donc ici un aperçu de la discipline sur des points pertinents vis à vis de mon travail. Ce résumé peut être mis en relation avec la Section 4.1 qui vise à suivre son évolution sur la période 2013-2016.

### 1.2.1 Qu'est-ce qu'une "exoplanète de faible masse" ?

Il s'agit d'une question vitale dans la mesure où elle sert à poser le cadre de cette thèse. Elle n'est de plus triviale qu'en apparence et touche un point essentiel à toute communication scientifique : la définition. L'exemple le plus célèbre de cette problématique se trouve dans le domaine connexe de la planétologie. En 2006, l'Union Astronomique Internationale a redéfini la notion de "planète" dans notre Système Solaire comme étant un corps en orbite autour du Soleil ayant une masse suffisante pour atteindre l'équilibre hydrostatique et ayant éliminé tout corps rival se déplaçant sur une orbite proche. En effet, avec la découverte de plus en plus d'objets transneptuniens relativement massifs (Pluton, Eris, Haumea, Makemake, etc), ainsi que de Cérès, qui ne ressemblent pas aux huites planètes classiques, la définition intuitive ne semblait plus être en phase avec les avancées scientifiques. Cela a eu pour effet de rétrograder Pluton au statut de planète naine et sans manquer de déclencher en même temps une polémique tenace, Pluton étant la seule planète découverte par un Américain, Clyde Tombaugh, en 1930.

Le problème de définition se pose également pour les exoplanètes, avec cependant moins de passion. Il est intéressant de noter que si la notion de "planète" a été modifiée à cause des objets de faible masse, celle d'"exoplanète" est toujours controversée à cause des objets de masse élevée. Un critère en masse correspondant au seuil de fusion pour le deutérium ( $< 13M_{\text{Jup}}$ ) est souvent opposé à l'argument du mécanisme de formation, dans un disque protoplanétaire et non parallèlement à la formation de l'étoile-hôte.

Mais comme cette problématique ne concerne que la distinction objets substellaires/objets planétaires, laissons la de côté et répondons à la question : "Qu'est-ce qu'une exoplanète de faible masse ?" Heureusement, cette première catégorie d'exoplanète est relativement simple à définir. La Figure 1.5 montre la distribution en masse minimale de planètes connues en 2013. On peut voir qu'il existe un net déficit de planètes dans la gamme  $30\text{-}60 M_{\oplus}$  environ. Ce phénomène bien connu, appelé "désert de planètes" ne peut être dû à un biais observationnel car de nombreuses planètes de plus faible masse ont été détectées. Il s'agit donc un phénomène physique. Cela s'explique bien dans la théorie de "core accretion" Pollack et al. (1996); Alibert et al. (2005). Selon ce modèle, le plus accepté et utilisé dans la communauté, si le noyau planétaire dépasse une certaine masse critique d'environ  $10M_{\oplus}$ , son atmosphère devient alors aussi massive que son noyau. Un effet "boule de neige" s'enclenche alors et la planète croît très rapidement jusqu'à devenir une géante gazeuse (Pollack et al., 1996; Hubickyj et al., 2005). Les quelques planètes de masse intermédiaire pourraient être dues au cas improbable où le disque protoplanétaire est vidé de sa matière juste après le début de la croissance rapide vers l'état de géante gazeuse.

Il est donc aisément de définir une "exoplanète de faible masse" grâce à cette coupure observée dans la distribution des masses planétaires, elle-même reliée à un processus clé de la formation planétaire. Aucune limite précise n'est communément admise, et nous utiliserons le critère  $M \sin i < 40M_{\oplus}$  pour définir cette population.

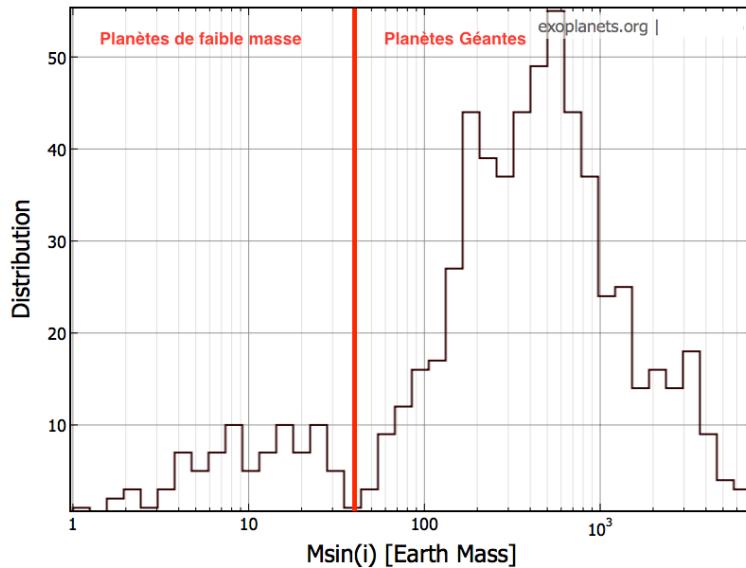


FIGURE 1.5 – Distribution en masse minimale des exoplanètes répertoriées en 2013 dans le catalogue exoplanets.org. La ligne rouge verticale à  $40 M_{\oplus}$  correspond à la séparation choisie entre planètes géantes et de faible masse.

### 1.2.1.1 Définition de sous-catégories

Maintenant que nous avons défini ce qu'est une exoplanète de faible masse, il est temps de nous pencher sur les sous-catégories de cette population. Parmi les observateurs, il existe 3 appellations communément utilisées :

- Les Terres, avec  $M \sin i < 2 M_{\oplus}$ . Ce sont les planètes les plus semblables à la Terre. Leur détection et à terme caractérisation dans la zone habitable des étoiles est le plus grand objectif de la communauté. En 2013 peu de planètes sont connues dans cette catégorie : alf Cen B b (Dumusque et al., 2012), avec une masse de  $1.17 \pm 0.01 M_{\oplus}$ <sup>1</sup>, Kepler-78 b avec une masse de  $1.86 \pm 0.3 M_{\oplus}$  (Pepe et al., 2013; Sanchis-Ojeda et al., 2013) et GJ 581 e avec une masse de  $1.95 \pm 0.22 M_{\oplus}$  (Forveille et al., 2011).
- Les Super-Terres :  $2 < M \sin i < 10 M_{\oplus}$ . Cette catégorie de planètes, inconnue dans notre Système Solaire, correspond à des planètes telluriques géantes. La limite inférieure est parfois "oubliée" par abus de langage car leur nature n'est pas nécessairement différente des analogues terrestres, surtout dans les cas où cette distinction n'est pas nécessaire. Par soucis de légèreté, ce sera le cas dans cette thèse.
- Les Neptunes :  $10 < M \sin i < 40 M_{\oplus}$ . Parfois appelées "naines gazeuses", il s'agit de planètes dont l'enveloppe gazeuse est importante mais qui n'ont pas atteint la masse critique lors de leur formation pour basculer dans le régime des planètes géantes.

Ces définitions sont très arbitraires et les limites en masse n'ont pas vraiment de motivation physique. En effet, la transition entre les Super-Terres et les Neptunes est mal comprise. Ces termes ont donc surtout vocation à catégoriser rapidement divers régimes de masse. Je les introduits ici mais cette question est discutée plus en détails dans le Chapitre 4.

1. L'existence de cette planète est depuis remise en question

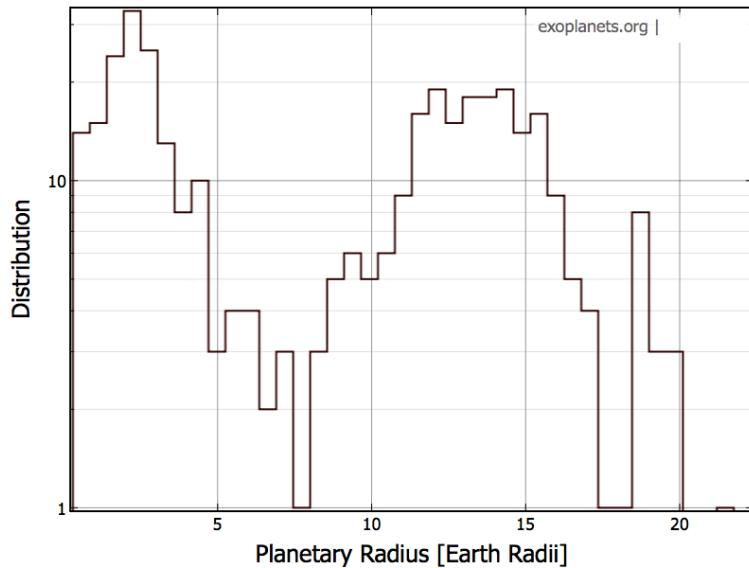


FIGURE 1.6 – Distribution en rayon des exoplanètes répertoriées en 2013 dans le catalogue exoplanets.org.

### 1.2.1.2 Définition en rayon

Il est intéressant également de se pencher sur la limite en rayon de ce qu'est une exoplanète "de petite taille". Cette définition est moins directement liée à mon travail de thèse, centré sur les masses, mais n'en est pas moins importante. La Figure 1.6 montre la distribution en rayon des exoplanètes connues en 2013. Le désert de planètes est encore une fois visible. Une limite aux exoplanètes de petite taille peut alors être posée de la même manière que pour la masse, entre 6 et 8  $R_{\oplus}$ . De manière assez surprenante, le rayon supérieur le plus souvent utilisé dans la littérature est de 4  $R_{\oplus}$ , ce qui correspond au diamètre de Neptune (4.01  $R_{\oplus}$ ). Cette définition historique est encore utilisée aujourd'hui. Parfois, elle est tout de même étendue jusqu'à 6  $R_{\oplus}$  (avec par exemple les "Large Neptunes" dans [Fressin et al. 2013](#)).

Encore une fois on n'observe aucune limite claire en rayon entre les Neptunes et les Super-Terres. La valeur utilisée varie entre 1.5 et 2  $R_{\oplus}$ . En 2014, [Lopez & Fortney \(2014\)](#) propose une limite d'environ 1.75  $R_{\oplus}$  à partir de modèles d'intérieurs planétaires.

En tout cas, il convient de souligner qu'il est très difficile d'établir des correspondances strictes entre les définitions en rayon et en masse, du fait de la diversité des densités (voir plus bas).

## 1.2.2 Une population émergente

### 1.2.2.1 Nombre et techniques de détection

Selon notre définition, la découverte de la première exoplanète de faible masse peut être attribuée à [Butler et al. \(2003\)](#) avec la détection de HD 49674 b. D'autre part, le premier Neptune détecté en transit est GJ 436 b [Gillon et al. \(2007\)](#) et la première Super-Terre est CoRoT-7 b ([Léger et al., 2009a](#)). Si leur détection est donc possible depuis une dizaine d'années, elle n'en reste pas moins délicate. L'amélioration des instruments a permis de passer d'un état où seuls quelques cas bien particuliers pouvaient être détectés (courtes périodes autour d'étoiles de

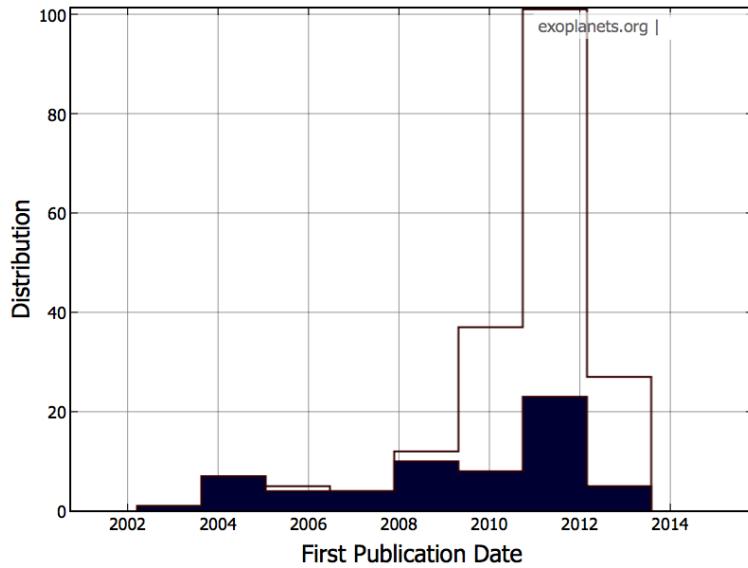


FIGURE 1.7 – Année de publication des petites exoplanètes ( $R \leq 4R_{\oplus}$  ou  $M \sin i \leq 40M_{\oplus}$ ) jusqu'en 2013 (histogramme vide) et en particulier des exoplanètes découvertes en vitesses radiales (histogramme plein).

faible masse) à une recherche beaucoup plus étendue et systématique, pour espérer découvrir la majorité de cette population.

En 2013, environ 1000 exoplanètes au total ont été détectées<sup>2</sup>. Parmi elles, environ 25% sont des petites exoplanètes ( $R \leq 4R_{\oplus}$  ou  $M \sin i \leq 40M_{\oplus}$ ), soit 194 selon le catalogue exoplanets.org. Leurs années de découverte sont représentées sur la Figure 1.7. 136 de ces planètes ont été détectées en transit, notamment grâce à Kepler qui a observé le ciel entre 2009 et 2013<sup>3</sup>. C'est même l'immense majorité de ces objets qui a été découverte dans les données recueillies par ce satellite, avec 126 cas. 62 planètes ont été découvertes en vitesses radiales, dont 4 pour lesquelles un transit a par la suite été détecté (GJ 3470 b, 55 Cnc e, HD 97658 b et GJ 436 b).

### 1.2.2.2 Taux d'occurrence

Au delà du nombre brut de détections, une des questions fondamentales de l'étude des exoplanètes concerne leur fréquence dans notre galaxie ou au moins notre voisinage solaire. Cela a motivé les relevés en vitesse radiale à observer un échantillon d'étoiles sélectionné de manière maîtrisée afin de pouvoir conduire une analyse statistique. Pour le relevé *Eta-Earth* (cf Section 1.3.2), Howard et al. (2010) ont déterminé que les exoplanètes de faible masse sont les plus abondantes. Le taux d'occurrence pour les périodes inférieures à 50 jours est de  $11.8^{+4.3}_{-3.5}\%$  pour les Super-Terres ( $2\text{--}10 M_{\oplus}$ ) et de  $6.5^{+3}_{-2.5}\%$  pour les Neptunes ( $10\text{--}30 M_{\oplus}$ ). Ils annoncent par extrapolation une fréquence de 23% d'analogues terrestres ( $0.5\text{--}2 M_{\oplus}$ ) à 1 UA. Ainsi, malgré un faible nombre de planètes détectées, cette population s'annonçait comme étant la plus large de toutes. Les taux d'occurrences sont discutés plus en détails dans la Section 3.3.3.

2. 820 selon le catalogue exoplanets.org, 916 selon le NASA exoplanet archive et 1070 selon le catalogue exoplanet.eu.

3. Grâce aux améliorations du pipeline de Kepler, ce nombre sera par la suite revu significativement à la hausse, cf Chapitre 4

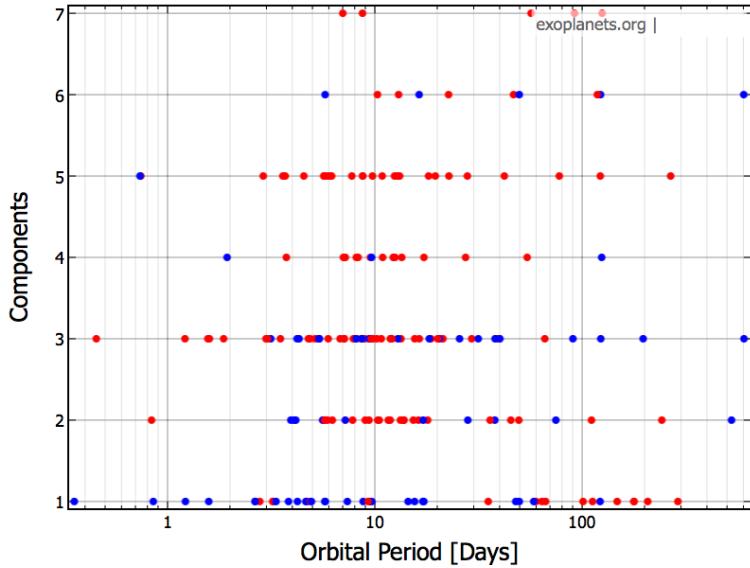


FIGURE 1.8 – Multiplicité en fonction de la période des exoplanètes répertoriées en 2013 dans le catalogue exoplanets.org.

Pour le relevé HARPS-CORALIE, [Mayor et al. \(2011\)](#) relève une fréquence de  $11.1 \pm 2.4\%$  pour les planètes entre  $10$  et  $30 M_{\oplus}$  à moins de  $50$  jours, et  $16.6 \pm 4.4\%$  pour les Super-Terres entre  $3$  et  $10 M_{\oplus}$ . Ces taux seront cependant revus à la baisse dans le premier cas et à la hausse dans le second dans la dernière version du papier de décembre 2014 (communication privée), comme vu dans la Section 3.3.3.

Il est très intéressant de comparer ces taux d'occurrence avec ceux issus des résultats Kepler. [Fressin et al. \(2013\)](#) montre que dans la gamme de périodes sondée par Kepler, la fréquence des "petits Neptunes" ( $2 < R < 4R_{\oplus}$ ) est de  $31\%$  ( $P < 245$  jours) et celle des Super-Terres ( $1.25 < R < 2R_{\oplus}$ ) est proche de  $30\%$  ( $P < 145$  jours). En se restreignant aux périodes inférieures à  $50$  jours comme [Howard et al. \(2010\)](#), le nombre moyen de petits Neptunes par étoile est de  $18.3 \pm 1.3\%$  et de  $19.4 \pm 2\%$  pour les Super-Terres. Ces résultats sont significativement plus élevés à  $2.7$  et  $1.2 \sigma$  respectivement par rapport à [Howard et al. \(2010\)](#). Cela pourrait s'expliquer par exemple par une meilleure sensibilité de Kepler aux systèmes multiples. En effet, Kepler a mis en évidence un type de système jusqu'alors peu connu en vitesses radiales : les systèmes compacts, ou STIPs (Systems of Tightly Packed Inner Planets). À titre d'exemple, le système à  $6$  planètes Kepler-11 ([Lissauer et al., 2011, 2013](#)) est souvent considéré comme le mètre étalon des STIPs. On notera que si Kepler a mis en évidence l'ubiquité de ces systèmes, certains avaient déjà été découverts auparavant, avec par exemple les trois Neptunes autour de HD 69830 ([Lovis et al., 2006](#)).

La Figure 1.8 montre le nombre d'objets par système des petites planètes ( $R \leq 4R_{\oplus}$  ou  $M \sin i \leq 40M_{\oplus}$ ) connues en 2013 en fonction de la période orbitale. En rouge, les planètes Kepler se trouvent dans des systèmes plus complexes et à des périodes généralement plus courtes. Ces systèmes compacts, composés essentiellement de petites planètes, sont plus difficiles à détecter en vitesse radiale. Ainsi, la majorité des systèmes en vitesse radiale sont composés d'une unique planète.

### 1.2.2.3 Propriétés des étoiles hôtes

Il est important de noter que ces petites planètes se trouvent dans des environnements stellaires assez homogènes. En effet, la quasi-totalité des étoiles hôtes de cet échantillon sont de type spectral F à G, dans la séquence principale. Seules 25 planètes orbitent autour d'étoiles de type M. Cela n'est guère étonnant dans la mesure où il n'existe en 2013 aucun instrument fonctionnant dans l'infrarouge conçu pour la détection de planètes (cf Section 1.3.1). Les naines M sont nettement moins brillantes dans le visible, ce qui limite grandement la précision des techniques de détection, malgré une nature plus propice à la détection de petite exoplanètes (faible masse, petite taille). À l'extrême inverse, il n'existe qu'une poignée de planètes en orbite autour d'étoiles massives ou évoluées avec par exemple Kepler-56 b autour d'une étoile géante dont le rayon est trois fois supérieur à celui du Soleil ([Steffen et al., 2013](#)). En ne regardant que les planètes issues des relevés en vitesse radiale, ce constat est encore plus prononcé, avec aucune planète de faible masse découverte autour d'étoile de type F et au-delà. Cela est bien évidemment dû au fait que ces étoiles, plus grandes et plus massives, compliquent sensiblement la détection de planètes de faible masse. Ces étoiles présentent également moins de raies spectrales, qui sont nécessaires afin d'établir des mesures précises en vitesses radiales. Les étoiles géantes et sous-géantes sont également généralement évitées en vitesses radiales car les amplitudes de leurs modes de pulsation deviennent très importantes.

Au-delà de la nature de ces étoiles hôtes, aucune corrélation physique<sup>4</sup> n'a été trouvée entre les propriétés des étoiles hôtes et de leurs planètes. Contrairement aux planètes géantes, aucune étude n'a trouvé de lien entre la métallicité des étoiles hôtes et la fréquence des petites planètes ([Ghezzi et al., 2010](#); [Mayor et al., 2011](#); [Sousa et al., 2011](#)). D'autre part, si [Howard et al. \(2012\)](#) trouve que les Neptunes sont plus fréquents autour des étoiles de type tardif que de type précoce dans l'échantillon Kepler, ce résultat n'a pas été confirmé par [Fressin et al. \(2013\)](#) dans un échantillon étendu.

## 1.2.3 Un intérêt grandissant pour les étoiles brillantes

### 1.2.3.1 La complémentarité entre la vélocimétrie Doppler et la photométrie de transit

Comme je l'ai brièvement mentionné dans la Section 1.1.2, la photométrie de transit et les vitesses radiales sont très complémentaires. La première technique permet d'obtenir le rayon et la seconde la masse véritable, ce qui permet de calculer la densité. Ce paramètre est fondamental dans la mesure où il donne un premier aperçu des intérieurs planétaires, afin de distinguer les planètes telluriques des planètes gazeuses. Cela est d'autant plus important pour les exoplanètes de faible masse à la transition Super-Terres/Neptunes.

L'étude des planètes en transit par les vitesses radiales permet également d'accéder à une autre information intéressante : l'obliquité. Il s'agit de l'angle entre le plan de l'orbite et l'axe de rotation de l'étoile. Ce paramètre peut être mesuré grâce à l'effet Rossiter-McLaughlin ([Rossiter, 1924](#); [McLaughlin, 1924](#)). Lorsque la planète transite devant son étoile de manière prograde, elle masque d'abord une portion de l'hémisphère s'approchant (par rotation) de l'observateur, ce qui crée une anomalie positive de vitesse radiale. Elle passe ensuite devant le second hémisphère, qui s'éloigne (toujours par rotation) de l'observateur, créant une anomalie négative (cf Figure 1.9). La forme de l'anomalie permet de déterminer l'obliquité. Il s'agit d'un paramètre important pour connaître l'histoire des systèmes planétaires car différents scénarios de formation peuvent donner lieu à différents alignement entre la planète et son étoile hôte. Un résultat majeur de ces études est qu'une fraction significative des Jupiters chauds est non alignée, par-

---

4. donc hors des biais observationnels

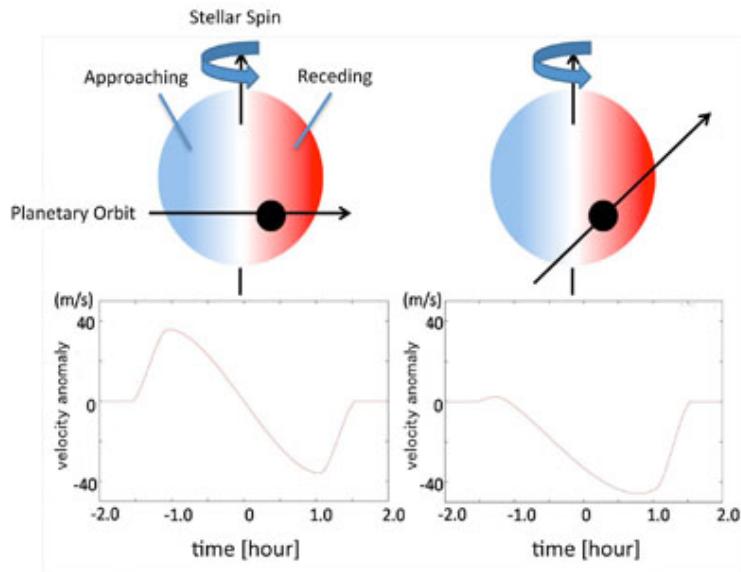


FIGURE 1.9 – Description de l’effet Rossiter-McLaughlin. La figure de gauche montre une planète dont l’orbite est alignée avec le spin de l’étoile et la figure de droite un système non aligné. Le panneau du bas illustre les décalages spectraux attendus dans chaque cas. Crédits : Subaru Telescope, National Observatories of Japan.

fois même sur des orbites quasi-polaires ou rétrogrades (e.g. [Hébrard et al. 2011](#); [Albrecht et al. 2012](#)). En 2013, les obliquités de quelques planètes de petites masses ont pu être mesurées et si certaines sont importantes ([Winn et al., 2010](#)), la majorité des planètes sont alignées ([Hirano et al., 2012](#); [Albrecht et al., 2013](#)) ce qui tendrait à montrer que leur distribution, donc leur formation et/ou leur évolution, est différente de celle des Jupiters chauds.

La complémentarité entre ces deux techniques est donc très séduisante, mais se heurte à un problème de taille : les biais observationnels. La Figure 1.10 montre les magnitudes des étoiles hôtes des planètes détectées en 2013, avec en rouge les planètes en transit. Deux enseignements peuvent en être tirés. Premièrement le panneau de gauche confirme que si les vitesses radiales et les transits sont biaisés vers les faibles périodes, cet effet est beaucoup plus important pour les transits. Cela n’est guère surprenant, car si l’amplitude d’un signal VR décroît avec  $P^{1/3}$  (Equation 1.3), la probabilité de transit décroît avec  $P^{2/3}$  (Equation 1.7). Le second enseignement, le plus important, est que le recouplement en magnitude entre ces deux méthodes est faible. Les magnitudes pour les planètes en vitesses radiale ne dépassent pas 12, et la majorité des planètes ont été détectées autour des étoiles de magnitude 9 et moins. En effet, les mesures précises en vitesses radiales nécessitent un grande nombre de photons donc une magnitude faible. Les deux points bleu à magnitude élevée correspondent au système NN Ser ab, une binaire à courte période autour de laquelle deux planètes géantes ont été détectées avec la méthode des timing ([Beuermann et al., 2010](#)). Il ne s’agit donc pas de détections grâce aux vitesses radiales. À l’inverse les magnitudes des étoiles des planètes en transit est généralement supérieure à 10. Cela est dû à la faible probabilité de transit des planètes. Un grand échantillon doit être observé afin de pouvoir en détecter, ce qui implique d’observer dans un même champ des étoiles de magnitude plus élevée, qui sont les plus nombreuses.

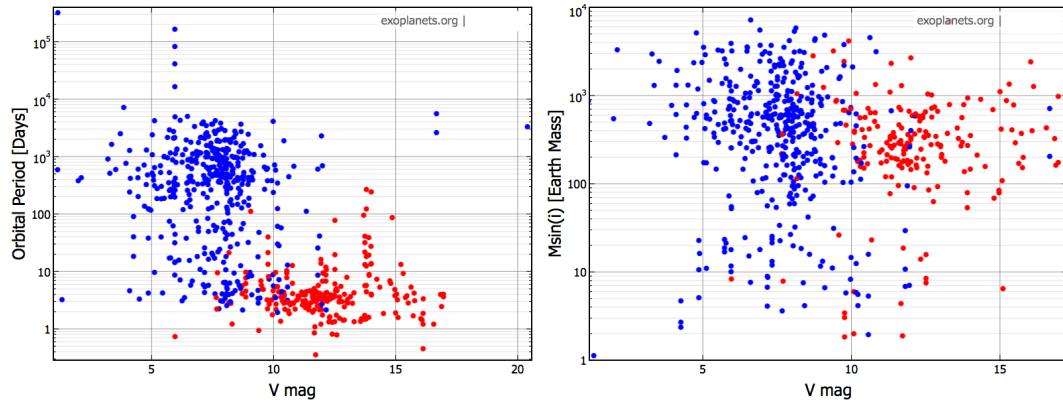


FIGURE 1.10 – *Gauche* : période orbitale en fonction des étoiles hôtes des planètes détectées en 2013. *Droite* : masse minimale en fonction des étoiles hôtes des planètes détectées en 2013. Sur les deux panneaux, les planètes rouges ont été détectées en transit.

Ce faible recouvrement se traduit par un nombre réduit de planètes détectées en transit pour lesquelles les vitesses radiales ont pu être mesurées. Dans l'échantillon des planètes de faible masses décrit plus haut, seules 26 planètes possèdent une mesure de densité. Ainsi, cette formidable synergie entre vitesses radiales et photométrie de transit reste en grande partie inexploitée. C'est pourquoi, après le succès de la mission Kepler, les efforts spatiaux se sont recentrés vers la détection de transit autour d'étoiles brillantes avec les missions TESS et CHEOPS (voir Chapitre 5).

### 1.2.3.2 Le Diagramme Masse-Rayon

Si le nombre de planètes dont la masse et le rayon sont connus est faible, ces objets revêtent un rôle de premier plan. La Figure<sup>5</sup> 1.11 est l'un des types de diagrammes les plus étudiés dans la discipline, représentant le plan masse-rayon des planètes. Il permet d'embrasser d'un regard la diversité des densités moyennes des petites exoplanètes. On peut voir que cette population regroupe donc des planètes de natures très différentes, allant d'une composition rocheuse (Kepler-10 b ou 55 Cnc e par exemple) à une prédominance d'éléments volatiles : eau, hélium et hydrogène (par exemple Kepler-30 b).

Cette Figure est très utile pour mettre en évidence quatre problématiques clés liés à cette population. Premièrement, la plupart de ces points sont associés à des barres d'erreurs importantes, en particulier en masse. Cela illustre la difficulté à obtenir des mesures précises. Cela montre que dans de nombreux cas la densité moyenne voire la nature même des planètes est mal contrainte. Par exemple, Kepler-18 b et Kepler 20 b sont environ à mi chemin entre des modèles de composition similaire à la Terre et riche en volatiles. Cette zone de transition entre les planètes gazeuses et telluriques est rendue "floue" par la précision limitée des mesures.

Deuxièmement, on remarque que les courbes des modèles proposés peuvent se croiser. Il s'agit d'un problème dégénéré, et dans la plupart des cas, même avec une bonne précision il sera très difficile par la densité uniquement de faire la différence entre une planète avec une petite enveloppe d'hydrogène et d'hélium et un monde composé majoritairement d'eau.

5. tirée de Lissauer et al. (2013). Je n'ai pas recréé de nouvelle figure à partir de catalogues pour ne pas prendre en compte d'éventuelles mises à jours post-2013 dans les paramètres physiques

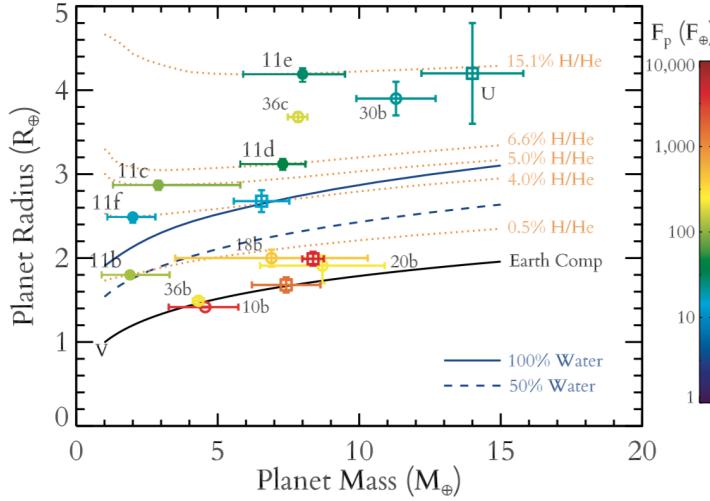


FIGURE 1.11 – Figure tirée de Lissauer et al. (2013). Diagramme masse-rayon des planètes de masse inférieure à  $15 M_{\oplus}$  connues en 2013. Les planètes Kepler sont des cercles (pleins pour Kepler-11, vides pour les autres) avec l’indicatif de chaque planète. Les autres planètes sont des carrés, en ordre de rayon croissant : CoRoT-7 b, 55 Cnc e, GJ 1214 b et GJ 3470 b. Les planètes du Système Solaire Vénus et Uranus sont représentées par les lettres V et U. La courbe noire pleine correspond à la composition terrestre (2/3 silicates, 1/3 fer). Les autres courbes utilisent le modèle d’évolution thermique de Lopez et al. (2012a), en considérant une enveloppe de volatiles sur un noyau de roches et de fer similaire à la Terre. La ligne bleue en tirets est un modèle avec 50% d’eau en masse et la ligne bleue pleine est pour une planète composée à 100% d’eau. Les courbes oranges en pointillés représentent des enveloppes H/He à 8 Gyr, chacune d’entre elle étant conçue pour une planète de Kepler-11 et calculé avec le flux approprié.

Le troisième fait marquant est l’existence de planètes de faible densité et de faible masse. Le système emblématique de ce type de planète est Kepler 11 (Lissauer et al., 2013), composé de 6 planètes de masses comprise entre  $1.9$  et  $10.56 M_{\oplus}$ , mesurées par TTV, qui présentent toutes cette caractéristique. La dénomination de Super-Terres sur un critère de masse de ces très petites planètes gazeuses est donc trompeuse. Une nouvelle sous-catégorie a alors vue le jour, celle des Sub-Neptunes, ou Mini-Neptunes. Comme les autres sous-catégories, elle ne correspond à aucune définition stricte. Je n’utiliserai cependant que très peu cette distinction car elle est impossible à faire sur un seul critère de masse, qui est celui que j’utilise principalement au cours de cette thèse. Mais cela montre clairement qu’une petite masse n’est pas synonyme d’une composition tellurique. Cela met aussi en évidence une diversité plus riche qu’attendue de prime abord dans cette population.

Cela m’amène au dernier point, qui est peut être aussi le plus frappant. Il s’agit du faible nombre de planètes présentes sur ce diagramme, seulement 15. Toutes ces planètes sont également à courte période. Ce nombre est trop faible pour être représentatif de la diversité de cette population ou pour déceler des propriétés statistiques de ces objets. Cela montre qu’en 2013, la détection de planètes de faible masse reste une priorité pour la compréhension de cette population.

On notera enfin que ces planètes en transit autour d’étoiles brillantes peuvent être étudiées

par spectroscopie de transit afin d'avoir un premier aperçu des propriétés de leurs atmosphères. Cependant cette technique est extrêmement difficile à mettre en oeuvre pour les petites planètes. En 2013, les spectres de transmission de seulement deux planètes du diagramme masse-rayon présenté dans la Figure 1.11 ont pu être obtenus : GJ 1214 b (e.g. [Désert et al. 2011](#); [de Mooij et al. 2012](#); [Fraine et al. 2013](#)) et GJ 3470 b ([Crossfield et al., 2013](#)), toutes deux en orbite autour de naines M proches. Dans ces deux cas, ces spectres se sont révélés plats et sans signature spectrale particulière. L'explication généralement avancée est l'existence de nuages ou d'une brume opaque (*haze*) qui rendrait impossible la spectroscopie de transmission.

### 1.3 La recherche d'exoplanètes en vitesse radiale de nos jours

Cette section a pour intention de donner au lecteur un bref aperçu des programmes de recherche d'exoplanètes en vitesses radiales. En vingt ans, ce domaine a connu une croissance inédite dans le milieu de l'astronomie et peut être même dans les sciences en général. Outre la diversification des techniques de détection, les instruments ont gagné deux ordres de magnitude en précision, des télescopes ont été dédiés à la recherche d'exoplanètes et les programmes d'observations se sont démultipliés. Pour ces raisons, je me limiterai aux instruments et programmes de haute précision, proches de mes intérêts de thèse.

#### 1.3.1 Les principaux spectrographes

La détection de planètes de faible masse requiert des mesures à haute précision, typiquement inférieure à  $5 \text{ m s}^{-1}$  la détection d'exo-Neptunes et à  $2 \text{ m s}^{-1}$  pour la détection de Super-Terres. Cette précision dépend de trois grands facteurs. Premièrement vient la taille du miroir primaire du télescope (et dans une moindre mesure son facteur de transmission), qui détermine le bruit de photons. La résolution du spectrographe est aussi très importante, comme on l'a vu dans l'équation 1.1. Enfin, la stabilité du spectrographe dans le temps est également un facteur clé. Si une trentaine de spectrographes ont été utilisés depuis 20 ans pour la détection de planètes ([Perryman, 2011](#)), seule une poignée d'entre eux sont capables d'atteindre ces niveaux de précision :

- HARPS, sur le télescope de 3.6m de l'ESO à l'Observatoire de La Silla ([Mayor et al., 2003](#)). Il possède une résolution de 115 000 et une stabilité inférieure au m/s.
- HARPS-N est une copie de HARPS qui a été installée en 2012 dans l'hémisphère nord sur le Telescopio Nazionale Galileo (TNG) de 3.6m à l'Observatoire Roque de los Muchachos sur l'île de La Palma de l'archipel des Canaries ([Cosentino et al., 2012](#)).
- HIRES ([Vogt et al., 1994](#)) au Keck à Mauna Kea possède une résolution pouvant aller jusqu'à 85 000. Parmi les spectrographes de haute précision il est celui installé sur le plus grand télescope (10 m). Sa précision est aujourd'hui voisine du m/s.
- UCLES [Diego et al. \(1990\)](#) au télescope AAT (4m) en Australie, qui lui aussi a atteint une précision voisine du m/s pour une résolution de 115 000.
- Le Levy's spectrograph, le seul instrument actuellement monté sur un télescope (de 2.4m) entièrement automatisé, *Automated Planet Finder* (APF), dans le désert de l'Arizona. Il a été mis en service en 2015. Sa résolution est de 150 000 et serait stable à un niveau inférieur au m/s sur une période de 3 mois [Vogt et al. \(2015\)](#).
- SOPHIE, sur le télescope de 1.93m de l'Observatoire de Haute Provence. Le spectrographe est présenté plus en détails dans les Chapitres 2 et 3.

Si la majorité des spectrographes de haute précision se trouvent dans l'hémisphère nord (4 sur 6), il est intéressant de noter que la plupart des planètes de faible masse découvertes à ce

jour se trouvent dans l'hémisphère sud. Cela est dû au spectrographe HARPS, qui depuis 2003 a été l'instrument le plus prolifique, de loin, dans la détection des ces petits objets.

Un autre élément qu'il est crucial de noter est la bande passante de ces spectrographes, tous principalement centrés sur la lumière visible. De fait de l'intérêt grandissant pour les naines M concernant la détection de petites planètes, plusieurs spectrographes infrarouges à haute précision sont programmés. On peut citer SPIRou au CFHT ([Moutou et al., 2015](#)) et NIRPS<sup>6</sup>, qui fonctionnera en tandem avec HARPS sur le 3.6m de La Silla.

### 1.3.2 Les différents relevés

Une multitude de programmes d'observation ont été mis en place sur ces différents spectrographes afin de détecter des planètes de faible masse. Outre l'instrument utilisé, ces programmes se différencient principalement par la méthode de sélection de l'échantillon, sa taille, et le temps d'observation dont il a pu bénéficier.

Sur HARPS, un nombre important de programmes cohabitent. Cependant, tous ne sont pas spécifiquement tournés vers la détection de planètes de faible masse. On peut cependant citer :

- Le programme haute précision HARPS ([Mayor et al., 2011](#)), qui se base sur 376 cibles non actives de l'échantillon CORALIE dans le but spécifique d'y détecter des exoplanètes de faible masse. L'échantillon historique de CORALIE, sur le Télescope Euler à La Silla, regroupe 1650 étoiles dans un volume limité à 50pc (pour les étoiles F et G).
- Le relevé des naines M ([Bonfils et al., 2013](#)), qui se concentre sur 102 naines M de l'hémisphère sud à moins de 11pc, avec des magnitudes V plus petites que 14 et sans binaires visuelles à moins de 5 arcsec. Ce programme a démarré en 2003 et comprenait en 2009 460 heures d'observations.
- La recherche d'exoplanètes autour d'étoiles sous-métalliques ( $< -0.4$  dex) ([Santos et al., 2014](#)), qui comprend 109 cibles FGK de plus brillantes que  $V=9.5$

Le spectrographe HARPS-N a quant à lui été mis en service plus récemment. La première détection de planètes de faible masse ([Motalebi et al., 2015](#)) a été effectuée dans le cadre du *Rocky Planet Search* (RPS), un programme à haute précision qui vise un échantillon relativement restreint de 51 étoiles non actives G8 à M0 dans un volume limité à 18pc.

Les deux programmes larges à haute précision de SOPHIE sont présentés dans le Chapitre 3, lui-même centré sur le programme de recherche de Neptunes et de Super-Terres dans l'hémisphère nord autour d'étoiles G et K.

L'approche européenne des observations en vélocimétrie Doppler tend comme on l'a vu à privilégier des programmes bien définis sur des instruments donnés. Ces programmes peuvent éventuellement avoir des liens de complémentarité ou d'héritage les uns avec les autres mais il n'en restent pas moins séparés. La philosophie anglo-saxonne suit une logique quelque peu différente, qui privilégie les observations en parallèle de plusieurs spectrographes comme HIRES, APF, HET, UCLES... Cette approche plus flexible rend cependant plus difficile l'identification dans la littérature des programmes d'observations, de leurs caractéristiques et des détections associées.

On peut malgré tout citer le *NASA-UC Eta-Earth Survey*, qui utilise HIRES pour suivre 230 cibles de type GKM situées à moins de 25 pc du Soleil. Ce relevé a fait l'objet d'une analyse statistique par [Howard et al. \(2010\)](#). Un autre exemple est le *Anglo-Australian Planet Search* et plus précisément son pendant *Rocky Planet Search* qui se concentre sur 55 cibles [O'Toole et al. \(2009a\)](#). Si ces cibles sont décrites comme non actives, les modalités précises de leur sélections ne sont pas détaillées.

---

6. <http://nccr-planets.ch/fr/nirps-le-bras-rouge-de-harps/>

## 1.4 Problématique et objectifs de la thèse

Comme on l'a vu, un des graals actuels de la discipline est la découverte en grand nombre d'exoplanètes autour d'étoiles brillantes. Cela permettra de tirer profit de la complémentarité entre la vélocimétrie Doppler et la spectroscopie de transit afin de mesurer avec précision leur masse, rayon et densité afin de mieux comprendre les populations de faible masse. Mon travail cherche à déterminer ce que l'on peut attendre de cette complémentarité dans les années à venir. Plus précisément, je me suis intéressé à la détection et à la caractérisation de planètes de faible masse avec SOPHIE, en préparation à la mission CHEOPS.

L'objectif de cette thèse est également d'étudier les propriétés statistiques de ces populations de faible masse encore mal connues. Celles-ci pourraient, à terme, permettre de mieux les définir, de mieux les comprendre et d'apporter des contraintes supplémentaires aux modèles de formation et d'évolution planétaire.

Ainsi, cette thèse, résolument portée sur l'observation et l'analyse de données, repose sur trois grands axes :

- La recherche de planètes de faible masse avec SOPHIE. En premier lieu, cela requiert l'amélioration des performances de SOPHIE en vue de la haute précision en vitesse radiale. Cela inclut également la participation au programme de recherche de Super-Terres et de Neptunes —observations et analyse des données— en vue d'en dresser un bilan.
- L'élaboration du catalogue d'entrée de CHEOPS, principalement à partir de cibles caractérisées en vitesses radiales et la mise en place de synergies avec SOPHIE.
- L'étude statistique de propriétés des Super-Terres et des Neptunes à partir des cibles observées par vélocimétrie Doppler.

Cet exposé est organisé comme suit. Dans le Chapitre 2, je présente SOPHIE ainsi que le travail nécessaire sur les systématiques instrumentales pour atteindre la haute précision. Dans le Chapitre 3, je présente le programme "Recherche à haute précision de Super-Terres et de Neptunes dans l'hémisphère nord avec SOPHIE", avec les candidats et détection, les limites de détection de l'échantillon et de manière générale le bilan à mi-parcours du programme. Le Chapitre 4 se concentre sur les propriétés statistiques des planètes de faible masse et en particulier la mise en évidence d'un lien entre leur masse maximale et la métallicité des étoiles hôtes. Enfin je présente mon travail sur le catalogue d'entrée de CHEOPS dans le Chapitre 5.



## Chapitre 2

# SOPHIE à l'ère des exoplanètes de faible masse

L'instrument SOPHIE ([Perruchot et al., 2008](#)) a été développé de 2003 à 2006 à l'Observatoire de Haute Provence (OHP) pour le télescope de 1.93-m (Figure 2.1). Il s'agit d'un spectrographe échelle à dispersion croisée alimenté par fibre optique, en environnement stabilisé en température et en pression. SOPHIE enregistre 39 ordres spectraux dans une gamme de longueur d'onde allant de 387.2 à 694.3 nm. Deux paires de fibres optiques de 3 arcsec d'ouverture lui confèrent 2 modes d'observation : le mode Haute Résolution (HR) avec une résolution spectrale de 75'000 et un double brouilleur de fibre, et le mode Haute Efficacité (HE) avec une résolution spectrale de 39'000. Cet instrument utilise la technique de calibration dite de "Thorium simultané", grâce à une lampe Thorium-Argon.

Pour une description du principe de fonctionnement de SOPHIE et sa séquence de réduction de données (DRS), le lecteur pourra se référer aux articles suivants : [Baranne et al. \(1996\)](#); [Pepe et al. \(2002\)](#); [Perruchot et al. \(2008, 2011\)](#); [Bouchy et al. \(2009\)](#).

### 2.1 La haute précision avec SOPHIE

#### 2.1.1 Les enjeux de la haute précision

L'obtention de niveaux de précision de plus en plus fins est une problématique majeure dans le domaine des vitesses radiales. En effet, alors que le nombre des planètes découvertes devient de plus en plus important, il est nécessaire de pouvoir caractériser avec précision le plus grand nombre possible de systèmes planétaires pour en comprendre la diversité. L'objectif à terme est d'obtenir un paysage exoplanétaire aussi complet que possible qui puisse apporter des contraintes fortes sur les mécanismes de formation et d'évolution.

Les spectrographes doivent ainsi être les plus stables possible sur de longues durées temporelles pour plusieurs raisons :

- La détection de signaux planétaires faibles. Cela correspond en premier lieu bien évidemment à des planètes de faible masses mais aussi à des planètes autour d'étoiles plus massives.
- Une détermination plus précise des paramètres physiques et orbitaux des planètes. Une erreur faible sur ces paramètres, comme la masse, la période, l'excentricité, etc, permettra d'en dégager des contraintes plus fortes sur la formation et l'évolution du système considéré.

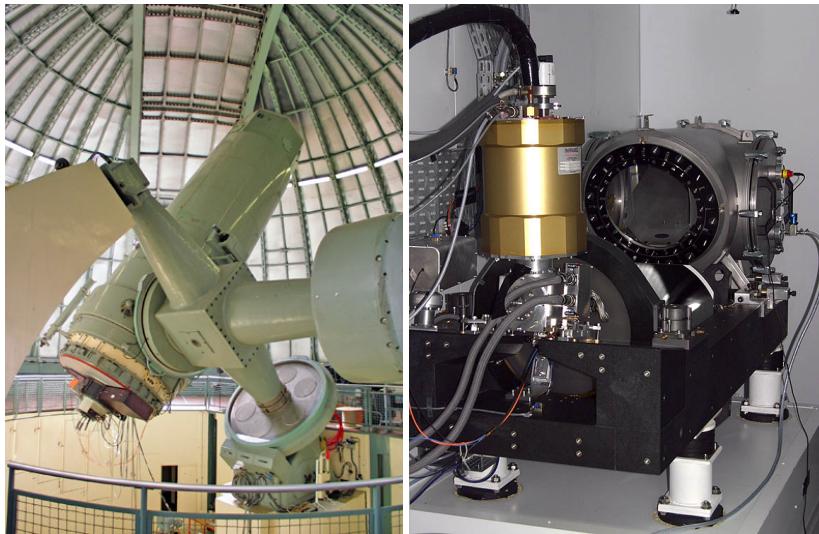


FIGURE 2.1 – *Gauche* : Le télescope de 1.93 m à l’Observatoire de Haute Provence. *Droite* : Le spectrographe SOPHIE. *Crédits* : OHP/CNRS.

- Éviter de fausses détections. Certains effets instrumentaux peuvent être périodiques et s’ils sont mal corrigés pourraient être confondus avec un signal planétaire.
- Le diagnostic de séries temporelles en vitesses radiales complexes comme les systèmes multiplanétaires. Ces systèmes sont plus difficiles à caractériser car le nombre de paramètres est plus grand et les sources d’incertitudes augmentent en conséquence.
- La détection de compagnons à longue et très longue période, au delà de l’année. En effet, si la stabilité d’un instrument peut être correcte à court terme, des effets peuvent s’accumuler avec le temps et devenir très importants à long terme. C’est notamment le cas de la dérive du point zéro présentée dans la Section 2.4.
- Établir un diagnostic d’activité stellaire de meilleure qualité. La stabilité d’un instrument est importante pour les vitesses radiales mais aussi pour les marqueurs d’activité (voir la Section 2.5).

Le spectrographe SOPHIE a été conçu dès l’origine pour la haute précision. Cependant, la précision en vitesse radiale de SOPHIE a été longtemps limitée par "l’effet de seeing". En mode Haute Résolution (HR), les variations de taille de la tâche image en entrée de fibre, liées aux variations du seeing, modifient la PSF du spectrographe à cause d’aberrations de champ (Boisse et al., 2009, 2010). L’effet sur SOPHIE est très net puisqu’il peut atteindre 30 m/s pic à pic lorsque l’on passe d’un seeing de 1 à 5 arcsec. De ce fait la précision de l’instrument était supérieure à 5 m/s. En 2011 ont été implémentées des fibres à cœur octogonal qui ont la propriété de brouiller parfaitement l’éclairage du champ proche, permettant la résolution du problème. Cela a permis à SOPHIE d’obtenir une précision à 2 m/s sur une échelle de temps de plusieurs semaines. Nous pourrons distinguer au besoin SOPHIE- de SOPHIE+, respectivement l’instrument avant et après cette mise à jour cruciale.

La Figure 2.2 montre les iso-amplitudes de signaux en VR en fonction de la masse et la période d’une planète, pour une étoile d’une masse solaire. Les domaines de masses correspondant à différents régimes sont également représentés : géantes, Neptunes, Super-Terres et Terres. Comme cela est déjà mentionné dans le Chapitre 1, une précision de 5 m/s n’est pas

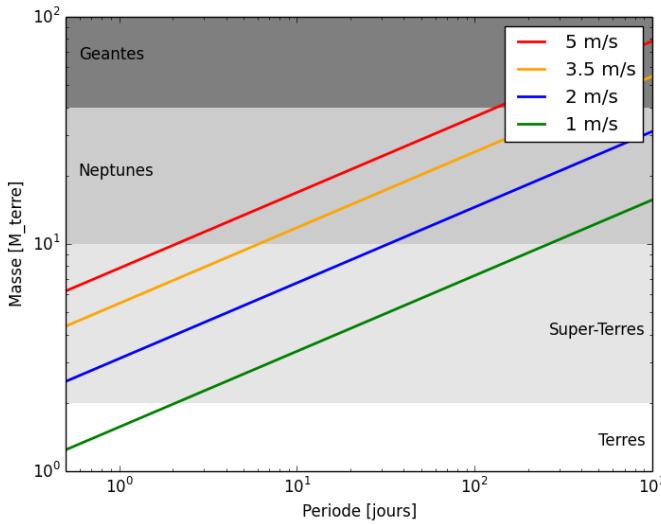


FIGURE 2.2 – Lignes d'iso-amplitudes d'un signal en vitesses radiales en fonction de la masse planétaire et de la période orbitale, pour une étoile d'une masse solaire. Les différentes lignes correspondent à la précision de SOPHIE- (5 m/s, ligne rouge), la précision de SOPHIE+ sans la correction des constantes (3.5 m/s, ligne orange), la précision de SOPHIE+ avec la correction des constantes (2 m/s, ligne bleue, voir Section 2.4.1), et l'objectif de précision pour SOPHIE (1 m/s, ligne verte).

suffisante pour détecter les Super-Terres, sauf marginalement pour les périodes ultra courtes. Ce niveau ne permet de détecter efficacement que des Neptunes de masse importante, qui sont très rares car dans le désert de planètes (cf Chapitre 1). Par contre, une précision à 2 m/s permet d'être efficace pour détecter des planètes de 10 M<sub>⊕</sub> jusqu'à une centaine de jours. Le gain est donc très significatif. Ainsi, dans le contexte de la détection et la caractérisation de planètes de faible masse, je considérerai comme "haute précision" un niveau de 2m/s ou mieux.

### 2.1.2 La limite fondamentale : le bruit de photon

Le bruit de photon rend compte du fait que la statistique d'arrivée des photons sur le détecteur est poissonnienne. Ce phénomène est directement lié au nombre de photons recueillis par le spectrographe donc dépend de la taille du miroir primaire, le facteur de transmission du télescope, la magnitude de la cible, le temps de pose et l'état de l'atmosphère. Il s'agit de la limite fondamentale de la précision de la mesure car il ne s'agit pas d'une limitation technique de l'instrument mais bien constitutive du télescope même.

L'impact de ce phénomène sur la mesure en vitesse radiale a été décrite par Bouchy et al. (2001) et appliquée pour SOPHIE par Boisse et al. (2011a). Le bruit de photons  $\delta V_{\text{RMS}}$  est calculé avec la formule suivante :

$$\delta V_{\text{RMS}} = \frac{c}{Q \sqrt{N_{e^-}}} \quad (2.1)$$

Ici  $c$  est la vitesse de la lumière,  $N_{e^-}$  est le nombre de photoélectrons comptés sur le détecteur et  $Q$  est un facteur de qualité indépendant du flux qui représente l'information en vitesse

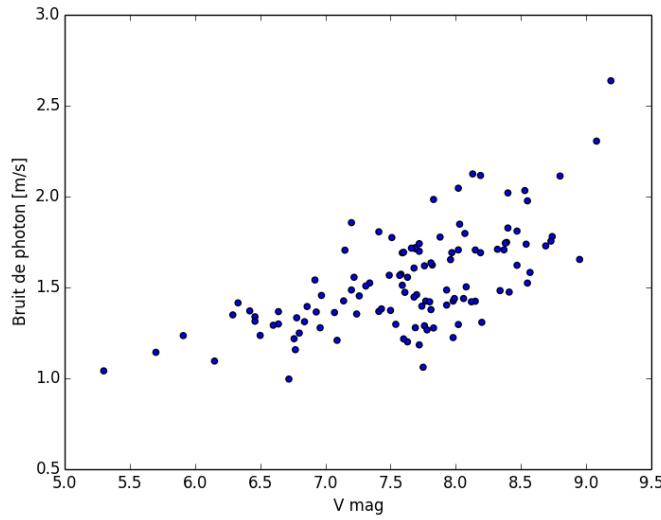


FIGURE 2.3 – Bruit de photon moyen en fonction de la magnitude V sur les cibles du programme haute précision.

radiale intrinsèque d'un spectre donné (dépendant de la qualité et du nombre de raies spectrales). [Boisse et al. \(2011a\)](#) montre qu'il est possible de calculer Q directement sur la CCF (Fonction de corrélation croisée), qui est une raie spectrale moyenne à très haut SNR dans l'espace des vitesses.

On retiendra notamment que pour des étoiles observées dans les conditions du SP1+ (cf Section 3.1), c'est à dire en mode HR, avec des temps d'expositions d'environ 1000s pour des étoiles G et K, le bruit de photons de SOPHIE est compris entre  $1$  et  $1.5 \text{ m s}^{-1}$  pour  $V < 7.5$ , et entre  $1.5$  et  $2.5 \text{ m s}^{-1}$  pour  $V > 8.5$  (voir Figure 2.3). Tout l'enjeu de la haute précision est donc de supprimer ou corriger aux mieux les défauts de l'instrument afin de se rapprocher le plus possible du bruit de photons.

### 2.1.3 Travail de thèse

Une partie significative de mon travail de thèse a consisté à développer des outils permettant à SOPHIE de détecter les planètes de faible masse. Cela passe notamment par la compréhension, l'analyse et la correction des systématiques instrumentales de SOPHIE. Plus généralement, cet impératif de haute précision repose sur plusieurs axes développés dans les sections suivantes, soit :

- L'identification des situations de contamination
- L'étude des variations thermique de l'instrument
- La calibration du point zéro
- Le diagnostic d'activité stellaire

Ce dernier point n'est pas directement lié à l'instrument mais est une limite astrophysique cruciale pour la haute précision.

## 2.2 Contamination

Dans certaines conditions d'observations anormales, il est possible qu'une source allochtone contamine le flux de la voie A. Cette source peut être soit une autre étoile, surtout en cas de système binaire, soit la Lune. Cela se produit généralement en cas de conditions météorologiques dégradées, à seeing élevé voire même avec un fin voile nuageux. Cette seconde source sera responsable d'un deuxième pic de corrélation dans la CCF. L'ajustement de la gaussienne peut alors être affecté. Lorsque la vitesse radiale de la Lune tombe dans le flanc du pic de corrélation de l'étoile observée, une contamination de 1% suffit pour introduire un effet de quelques  $m\ s^{-1}$ . Afin de limiter au maximum ce risque, il est demandé aux observateurs du programme à haute précision SP1+ (cf Chapitre 3) de ne pas observer les cibles pour lesquelles la Lune a une séparation de moins de 15 degrés —voire plus si les conditions météorologiques sont dégradées— et si la différence entre la vitesse de la Lune et celle de la cible ont moins de 15 km/s de différence.

Il est possible d'identifier une contamination en regardant directement la CCF de la pose. Cependant, l'inspection systématique de l'ensemble des CCF est difficilement réalisable, il est donc important d'identifier les poses les plus susceptibles d'avoir subi une contamination. Dans certains cas c'est assez simple, par exemple si une anomalie importante est décelée dans la largeur à mi-hauteur (FWHM) de la CCF. Ce type de pose est même automatiquement détectée et retirée des mesures du programme haute précision (cf Section 3.1.3.1).

Dans d'autre situations, le diagnostic peut être incertain. Pour identifier a posteriori des observations contaminées par la Lune, j'ai donc développé un code qui passe en revue toutes les poses d'une cible et lance une alerte dès que plusieurs facteurs de risques sont réunis : phase proche de la pleine Lune, conditions météorologiques dégradées, position de la cible proche de celle de la Lune, vitesse de la Lune proche de celle de la cible, point anormalement éloigné de la vitesse moyenne... La mesure suspecte peut alors être étudiée plus en détails, sa CCF pourra elle même être vérifiée. Il est cependant préférable d'éviter ce genre de situation en spécifiant des conditions d'observation particulières, comme détaillé plus haut.

## 2.3 Variations thermiques de l'instrument

La stabilité thermique de l'instrument est une condition importante pour l'obtention de données à une précision proche du bruit de photon. SOPHIE est régulé en température de deux manières : passivement, avec une importante isolation thermique du local de l'instrument et activement, avec une climatisation à l'intérieur de ce même local. La Figure 2.4 montre la disposition du local de SOPHIE par rapport à la salle des observateurs.

Il est de plus nécessaire de suivre l'évolution thermique du spectrographe. À cette fin, une vingtaine de sondes de température sont placées à divers endroits de l'instrument et du local. La liste exhaustive des sondes, ainsi que les séries temporelles complètes sont reportées en annexe C. L'étude de ces sondes permet de tirer plusieurs conclusions intéressantes :

- Une variation thermique annuelle est décelable sur l'ensemble des sondes présentes dans le local de SOPHIE réglé en température, mis à part pour les sondes situées au niveau du CCD et du cryostat. L'amplitude n'est cependant pas identique en tous endroits.
- L'isolation thermique du local permet de réduire d'un facteur 10 les variations thermiques (cf Figure 2.5), entre 20.2 et 20.5 degrés Celsius
- La régulation thermique améliore encore la stabilité du local, l'air y est stable en température à  $\pm 0.13$  deg.
- Les variations de l'air dans l'enveloppe isolée de l'instrument sont plus importantes que celles dans le reste du local (cf Figure 2.6). C'est important car cela indique que les

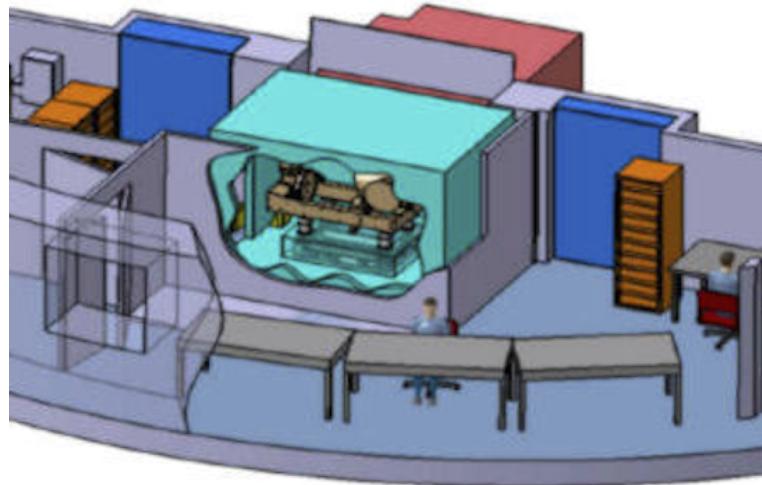


FIGURE 2.4 – Disposition du local SOPHIE (en bleu ciel) par rapport à la salle des observateurs. Le télescope se trouve du côté rouge.

variations thermiques de SOPHIE ne sont pas dominées par l'air du local. On peut donc supposer que SOPHIE est destabilisé en température par conduction via les pieds de l'instrument.

Pour vérifier cette hypothèse, plusieurs sondes de températures ont été déplacées le long des pieds de l'instrument à BJD=56693. Les températures correspondantes sont tracées sur la Figure 2.7. On observe des variations très importantes, allant de 3.2 degrés sur un an tout en bas des pieds à 1.0 degré sur un an en haut des pieds. Cela confirme donc l'existence d'un pont thermique au niveau des pieds du spectrographe, qui serait responsable de la majeure partie des variations thermiques de SOPHIE.

Outre ces variations annuelles, il est également instructif de se pencher sur les variations journalières de température et observer leur évolution au cours de la nuit. La Figure 2.8 montre que malgré des variations à l'extérieur du conteneur réfrigéré de l'ordre du degré (à l'intérieur du bâtiment), la climatisation permet de maintenir une stabilité dans l'air du conteneur de l'ordre du centième de degré sur 24h. D'autre part, il est possible d'observer l'évolution de la température au niveau du pont thermique situé sur la structure de support de l'instrument (cf Figure 2.9, panneau de gauche). Deux enseignements peuvent en être tirés. Premièrement, la stabilité thermique de l'instrument (haut du support) est également au niveau du centième de degré, malgré des variations 5 fois plus importantes à la base du pied. On note également que ces écarts sont nettement plus faibles que ceux observés sur l'année. Il est donc peu probable qu'ils puissent impacter significativement le spectrographe. Ensuite, on peut voir que l'équilibre thermique est atteint très rapidement, aucun écart temporel n'étant visible dans les données.

Afin d'améliorer la stabilité de SOPHIE, la régulation thermique a été améliorée en Février 2016. Au cours de cette intervention, des ventilateurs ont été installés et le capotage de l'instrument a été modifié pour améliorer le brassage de l'air, notamment autour des pieds de SOPHIE des parois du local. Les réglages de cette nouvelle régulation ont été optimisés au cours des deux mois qui ont suivi. La Figure 2.9, panneau de droite, montre les variations de température des pieds sur 48h. En haut des pieds, soit au niveau du spectrographe, plus aucune structure n'est visible. On peut donc en conclure que SOPHIE est maintenant stabilisé en température à

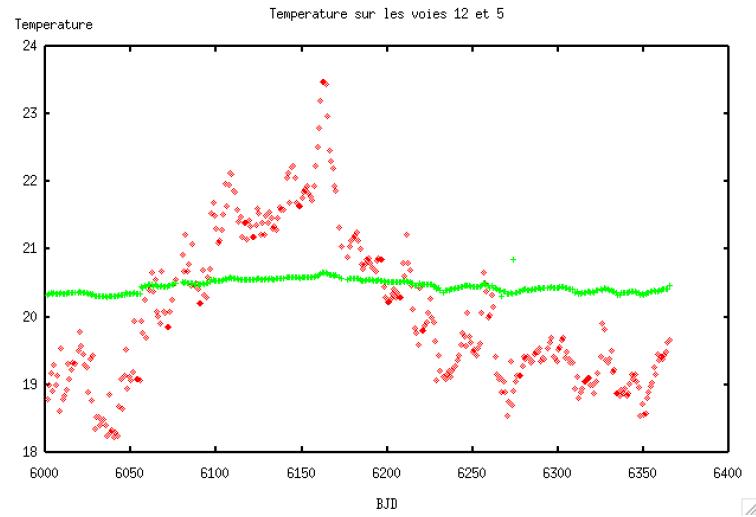


FIGURE 2.5 – Températures de l’extérieur (points rouges) et de l’intérieur (points verts) du plafond du local SOPHIE sur 1 an, en degrés Celsius. Les écarts maximum respectifs sont de 5.26 degrés et 0.55 degrés.

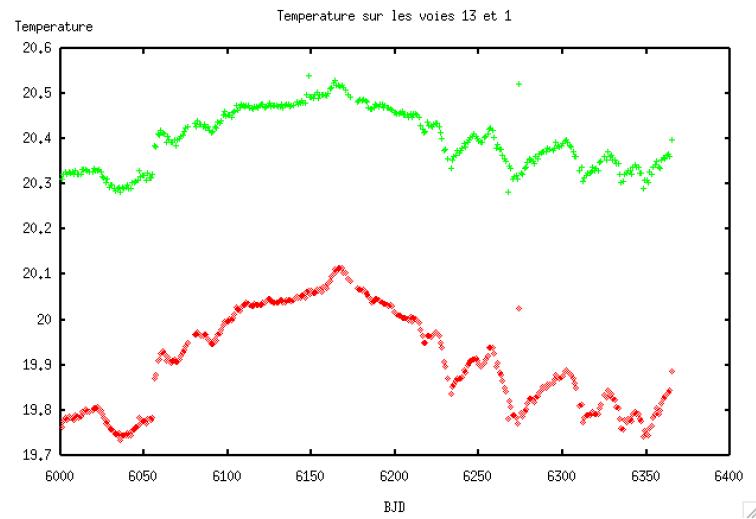


FIGURE 2.6 – Températures de l’enveloppe isolée (points rouges) et de l’air (points verts) du local SOPHIE sur 1 an, en degrés Celsius. Les écarts maximum respectifs sont de 0.38 degrés et 0.26 degrés.

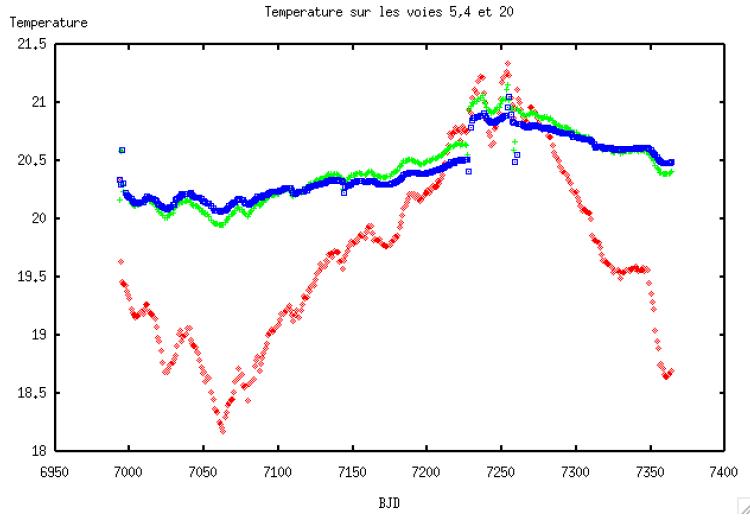


FIGURE 2.7 – Températures des pieds de SOPHIE, en bas (points rouges), au milieu (points verts) et en haut (points bleus) sur environ 1 an, en degrés Celsius. Les écarts maximum respectifs sont de 3.2, 1.2 et 1.0 degrés.

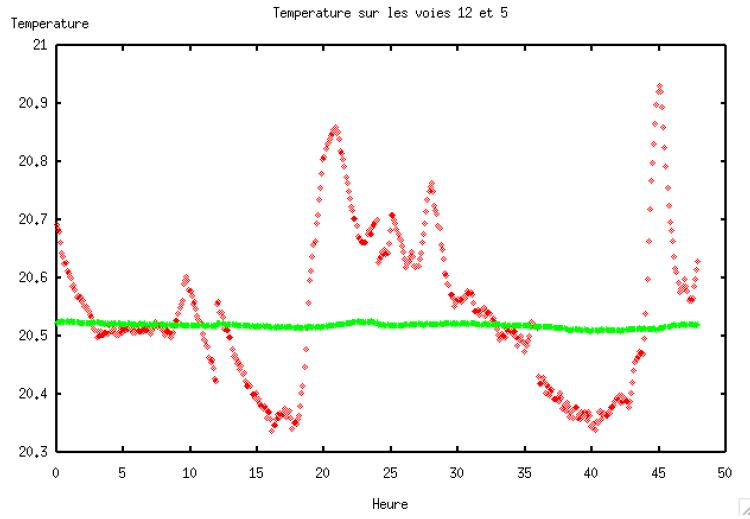


FIGURE 2.8 – Températures de l'extérieur (points rouges) et de l'intérieur (points verts) du plafond du local SOPHIE sur 48 heures (19 et 20 septembre 2013), en degrés Celsius.

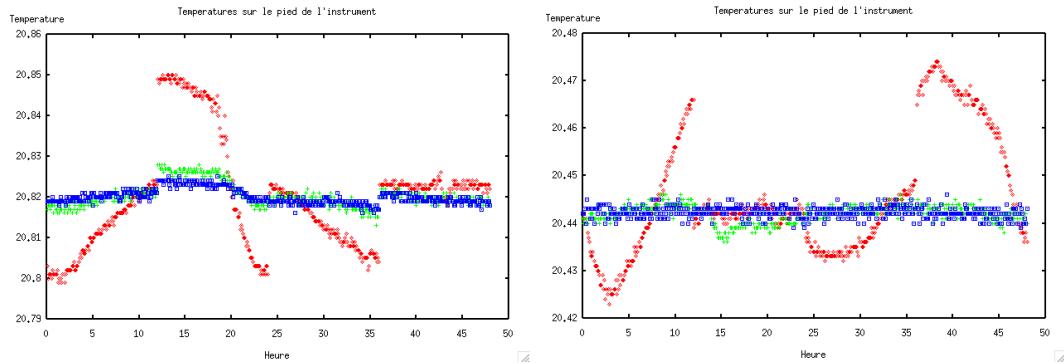


FIGURE 2.9 – Températures des pieds de SOPHIE, en bas (points rouges), au milieu (points verts) et en haut (points bleus) sur 48 heures, en degrés Celsius. *Gauche* : 25 et 26 Septembre 2015. *Droite* : 1 et 2 Juin 2016, après l'amélioration de la régulation thermique.

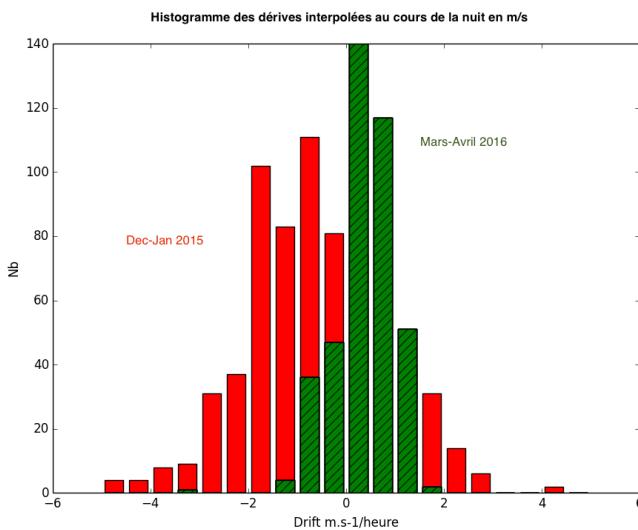


FIGURE 2.10 – Dérive du spectrographe au cours de la nuit sur la période Décembre/Janvier2015 (en rouge) et la période Mars/Avril 2016 (en vert), soit après l'installation de la nouvelle régulation thermique de SOPHIE.

quelques millièmes de degrés, au moins sur le court terme.

Si le recul est encore trop faible pour évaluer l'impact sur la calibration du point zéro (cf Section 2.4), on peut néanmoins déjà remarquer que cette la dérive nocturne du spectrographe a été divisée par un facteur 2 à 3 (cf Figure 2.10). Cette dérive est désormais généralement inférieure au m/s/heure, ce qui est très encourageant.

## 2.4 Calibration du point zéro

Toutes les mesures de vitesses radiales sont relatives au niveau (ou point) zéro du spectrographe. La calibration avec les lampes Thorium-Argon permet de corriger la dérive de ce point zéro au cours de la nuit et d'un jour sur l'autre. Par contre, il existe un effet supplémentaire qui n'est pas pris en compte avec cette technique. Si le profil instrumental d'un spectrographe est assymétrique, des déplacements de raies spectrales dépendants de leur largeur peuvent intervenir. Cela affecte donc différemment les raies d'émission (de la lampe) et d'absorption (de la chromosphère de l'étoile, plus larges, utilisées pour le calcul de la CCF). [Lo Curto et al. \(2015\)](#) mentionne ce phénomène pour expliquer un décalage dans les vitesses radiales de HARPS intervenu après l'ajout de fibres octogonales. Dans le cas de SOPHIE, le profil instrumental du spectrographe n'est pas très stable dans la durée, ce qui induit un erreur sur la vitesse qui s'accumule sur le long terme jusqu'à atteindre  $\pm 10$  m/s pic à pic en quatre ans (cf Figure 2.13).

### 2.4.1 Méthode de la correction des constantes

Afin de calibrer de manière plus précise le point zéro, des étoiles constantes sont utilisées. Elle permettent de suivre l'évolution du point zéro sur le long terme et de le corriger. Ces étoiles, connues pour leur stabilité en vitesse radiale, sont observées à raison d'un point par nuit de manière idéale. Il s'agit de HD 185144 ([Howard et al., 2010](#)), HD 9407, HD 221354, and HD 89269 A ([Howard et al., 2011a](#)), qui ont été suivies avec HIRES sur le télescope de 10.2m et dont la dispersion sur plusieurs années en vitesses radiales a été mesurée à 2.0, 1.7, 1.9 et 2.0 m/s respectivement.

S'il est possible de corriger directement la dérive du point zéro à partir de ces quatre étoiles, un résultat plus satisfaisant peut être atteint en utilisant également d'autre étoiles constantes issues de nos observations. En effet, le plus grand nombre de mesures permet de moyenner le bruit. Par contre, il est difficile de savoir quelles étoiles sont véritablement constantes, car leur dispersion dépend justement de la correction appliquée. Le risque est donc d'introduire dans cette correction des signaux planétaires ou dus à l'activité stellaire. Un équilibre subtil doit ainsi être trouvé.

#### 2.4.1.1 Algorithme de création du constant master

Pour sélectionner les constantes et établir la correction, nommée "constant master", j'ai créé un algorithme récursif, présenté dans [Courcol et al. \(2015\)](#). Les quatre constantes fiables sont utilisées comme base de la correction et les constantes additionnelles sont sélectionnées à partir du catalogue du programme de haute précision (cf Section 3.1). À l'heure actuelle, 90 étoiles à plus de 10 mesures sont utilisées en entrée de l'algorithme. Leurs dispersions (RMS, Root Mean Square) varient de 1.5 à 15.8 m s<sup>-1</sup>. Il est en effet utile d'inclure des étoiles manifestement non constantes dans cet échantillon afin de bien vérifier que l'algorithme ne les sélectionne pas. Ce dernier agit comme suit :

- 1. Création d'une correction à partir des constantes établies.** Tout d'abord les vitesses moyennes  $V_0$  sont soustraites de chaque constante :

$$\Delta V = V - V_0 \quad (2.2)$$

Les  $\Delta V$  sont ensuite rassemblés en une seule série temporelle. La correction est créée à l'aide d'une médiane glissante, à raison d'un point toutes les  $N$  mesures. Ainsi, tous les points de correction possèdent le même poids statistique. Cela n'aurait pas été le cas si

une fenêtre temporelle fixe avait été utilisée, car les observations ne sont pas réparties régulièrement dans le temps. De cette manière, une plus forte densité d'observation permet de corriger d'avantage de hautes fréquences. Dans cette étape, les quatre constantes initiales sont dotées d'un poids  $P$  plus important que les autres afin de tenir compte de leur plus grande fiabilité. La correction peut alors être appliquée à n'importe quel jeu de données par interpolation linéaire entre les valeurs les plus proches.

2. **Optimisation des résidus.** La dérive du point zéro comprend des variations à long terme. Ainsi, selon la période d'observation d'une étoile, sa vitesse moyenne  $V_0$  sera affectée différemment. La moyenne des résidus après correction  $R_0$  est alors non nulle et les différentes constantes sont mal raccordées. Il est donc nécessaire de recréer une correction mais en remplaçant l'équation 2.2 par :

$$\Delta V = V - V_0 - R_0 \quad (2.3)$$

Si la moyenne  $R_1$  des résidus après cette nouvelle correction est non nulle, le raccordement n'est toujours pas satisfaisant et il faut recommencer en remplaçant  $R_0$  dans l'équation 2.3 par  $(R_0 + R_1)$ . Ce processus est répété  $n$  fois jusqu'à ce que  $R_n = 0$ . Cela nécessite en général deux à trois itérations.

3. **Sélection de nouvelles constantes.** Une fois la correction est générée sur des constantes correctement raccordées les unes aux autres, il faut l'appliquer au groupe des candidats. Si le RMS des vitesses corrigées d'une étoile candidate est en dessous d'un seuil  $S$ , alors elle est considérée comme "quasi-constante" et sera prise en compte lors de l'itération suivante de l'algorithme.
4. **Retour à la première étape.** L'opération est répétée jusqu'à la convergence, quand aucune nouvelle quasi-constante n'est retenue par l'algorithme. Il faut en général de 2 à 5 itérations pour arriver à la convergence. La correction utilisée est alors finale et appelée "constant master".

### Recherche des paramètres

L'algorithme de création du constant master dépend donc de trois paramètres : le nombre de points de la médiane glissante  $N$ , le seuil d'inclusion des quasi-constantes  $S$  et le poids accordé aux constantes fiables par rapport aux quasi-constantes  $P^1$ . Pour trouver les valeurs optimales, j'ai effectué une recherche sur une grille de ces paramètres. Pour chaque combinaison de  $S$ ,  $P$  et  $N$ , une gaussienne asymétrique est ajustée<sup>2</sup> sur l'histogramme des RMS (cf Figure 2.11). Le centre de cette gaussienne est alors utilisé pour estimer l'efficacité de la correction. Les résultats pour  $P = 1, 2, 3$  sont représentés sur la Figure 2.12.

On peut remarquer sur la Figure 2.12 qu'il existe une famille de paramètres donnant des résultats meilleurs que les autres. Elle va de  $S = 3.0$  m/s à  $3.5$  m/s, avec  $N$  de 4 à 10 et  $P = 1$ . Ce critère n'est cependant pas absolu pour déterminer la meilleure correction et ne sert que d'indicateur. En effet, la position du centre est aussi dépendante de gamma, le facteur d'asymétrie de la gaussienne.

#### 2.4.1.2 Résultat

À l'intérieur de ce domaine de correction optimale, le jeu de paramètres  $S = 3.5$  m/s,  $N = 6$  et  $P = 1$  a été retenu (cf Figure 2.11) car il présente à la fois un centre assez bas (1.75 m/s), une

---

1. Si  $P = 1$ , alors toutes les étoiles ont le même poids.

2. grâce au package lmfit 0.9.3 pour Python

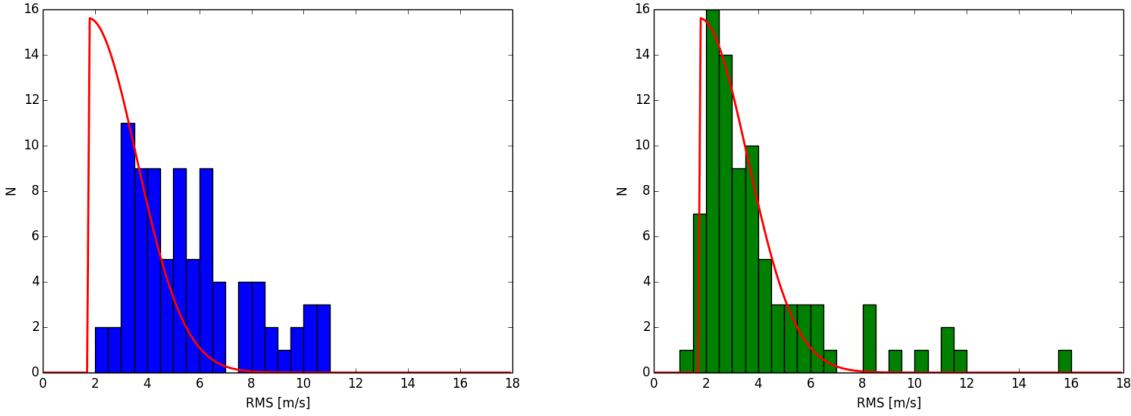


FIGURE 2.11 – Histogrammes des RMS de l'échantillon, avant (gauche) et après correction (droite). La courbe rouge est la gaussienne asymétrique ajustée dans l'échantillon corrigé. La valeur des paramètres de l'algorithme sont  $P = 1$ ,  $S = 3.5 \text{ m/s}$ ,  $N = 6$  (voir la description des paramètres dans le texte).

TABLE 2.1 – Dispersion des constantes fiables

Constante	RMS avant correction	RMS après correction	RMS HIRES
HD 185144	$5.9 \text{ m s}^{-1}$	$1.6 \text{ m s}^{-1}$	$2.0 \text{ m s}^{-1}$
HD 9407	$5.7 \text{ m s}^{-1}$	$2.3 \text{ m s}^{-1}$	$1.7 \text{ m s}^{-1}$
HD 221354	$3.0 \text{ m s}^{-1}$	$1.8 \text{ m s}^{-1}$	$1.9 \text{ m s}^{-1}$
HD 89269 A	$6.4 \text{ m s}^{-1}$	$2.5 \text{ m s}^{-1}$	$2.0 \text{ m s}^{-1}$
Moyenne	$5.3 \text{ m s}^{-1}$	$2.0 \text{ m s}^{-1}$	$1.9 \text{ m s}^{-1}$

dispersion relativement faible à  $1.84 \text{ m/s}$  et un facteur d'asymétrie très élevé témoignant de l'effet de coupure dû à la précision du spectrographe. Dans cette configuration, l'algorithme utilise un total de 47 quasi-constantes en plus des 4 constantes fiables, soit 56% de l'échantillon. La Figure 2.13 représente le constant master ainsi construit. On remarque de plus que les solutions utilisant un  $N$  très faible à 2, donc celles corrigeant à plus haute fréquence, ne donnent pas de meilleurs résultats. Cela laisse à penser que la solution retenue ne sur-corrigé pas les étoiles de notre échantillon.

La dérive du point zéro est très significative. Sur une échelle de temps de plusieurs années, des différences de l'ordre de  $\pm 10 \text{ m/s}$  apparaissent. À plus court terme, des événements de plusieurs mètres d'amplitude sont également clairement identifiables. Sur la Figure 2.11, le pic de la distribution des RMS, que l'on peut associer à la limite de précision de SOPHIE, est large et se situe entre 3 et 4.5 m/s pour l'échantillon non corrigé. Cette précision ne permet pas de détecter des planètes de masse inférieure à  $11.8 \text{ M}_\oplus$  à 10 jours ou  $25.4 \text{ M}_\oplus$  à 100 jours de période (cf Figure 2.2). La prise en compte de cette dérive est ainsi nécessaire pour la détection de petites planètes. Après correction, ce pic est à seulement 2 m/s et plus resserré. La Table 2.1 indique la dispersion des quatre constantes fiables avant et après correction. La dispersion a été améliorée de  $3.3 \text{ m s}^{-1}$  en moyenne et devient comparable aux niveaux mesurés par HIRES.

Deux cas seront étudiés plus en détails pour valider cette nouvelle précision : la constante HD 185144 (cf Section 2.4.2) et le système planétaire autour de HD 190360 (cf Section 2.4.3).

Dans Courcol et al. (2015), l'échantillon utilisé est significativement plus petit avec seule-

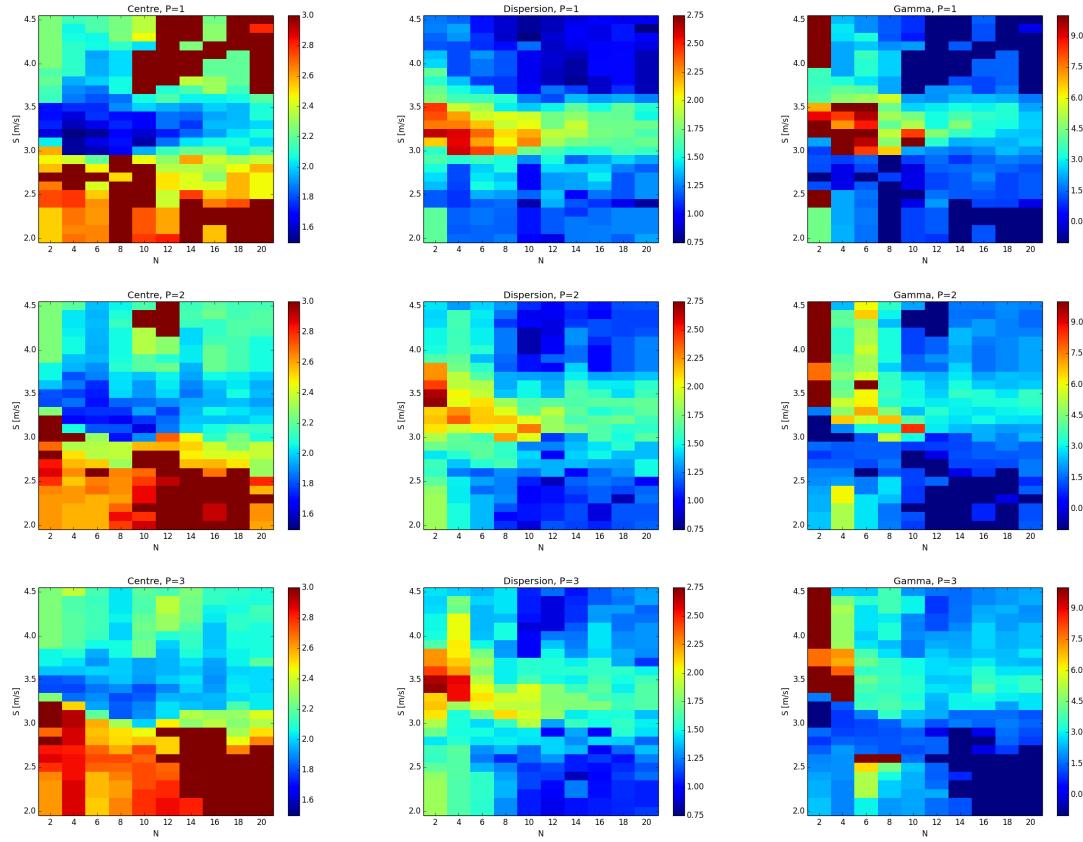


FIGURE 2.12 – Paramètres des gaussiennes ajustées sur l’histogramme des RMS de l’échantillon corrigé, pour diverses valeurs de  $P$ ,  $N$  et  $S$ . De gauche à droite : centre de la gaussienne, dispersion et gamma (facteur d’asymétrie). L’échelle de couleur pour la dispersion et le centre est en m/s. De haut en bas :  $P = 1, 2, 3$ . Une famille de paramètre se détache et donne de bon résultats (cf texte). Il s’agit de la zone bleue visible dans la première colonne (centre de la gaussienne faible), à laquelle correspond une zone rouge dans la deuxième colonne (dispersion élevée).

ment 55 étoiles. Les paramètres de l’algorithme utilisés sont alors  $S = 3$  m/s,  $N = 15$  et  $P = 2$ . Cependant la correction est sensiblement similaire. La différence principale vient dans l’écart médian entre deux points du constant master, à 9 jours dans Courcol et al. (2015) contre 0.5 jours pour la version présentée ici<sup>3</sup>. Cette dernière permet donc de corriger des variations du point zéro à plus haute fréquence.

#### 2.4.1.3 Interprétation

Le panneau du haut de la Figure 2.14 montre le périodogramme de Lomb-Scargle du constant master. L’immense majorité de la puissance se trouve au delà de 1000 jours, à tel point que cela écrase complètement les hautes fréquences. Ceci n’est pas surprenant dans la mesure où la dé-

3. Cette différence importante s’explique non seulement par le fait que  $N$  est plus faible, mais aussi par le nombre de points nettement supérieur utilisé pour réaliser cette nouvelle correction grâce à l’échantillon étendu

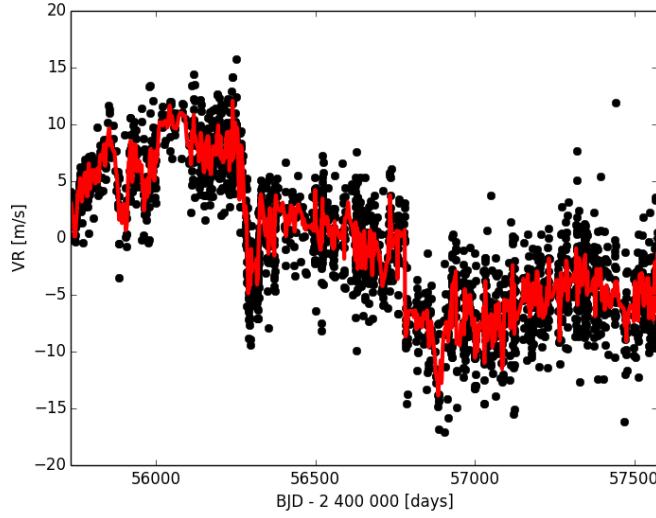


FIGURE 2.13 – Correction de la dérive du point zéro (ligne rouge) en fonction du temps et les données ajustées de vitesses radiales utilisées pour la création du constant master (points noirs). Les valeurs des paramètres de l'algorithme sont  $P = 1$ ,  $S = 3.5$  m/s,  $N = 6$  (voir la description des paramètres dans le texte).

rive à long terme du point zéro est nettement plus importante que les variations à court terme, de l'ordre de 10 m/s contre quelques m/s. Cette dérive à long terme ne semble pas périodique. Une alternative plus probable est qu'il s'agisse de différents régimes indépendants. Par exemple, la première rampe visible peut correspondre au vieillissement de la lampe Thorium-Argon avant son remplacement à  $\text{BJD}=55872$ <sup>4</sup>. Le flux d'une lampe Thorium-Argon augmente significativement lors des dernières phases de son vieillissement ce qui altère le rapport entre les raies du Thorium et de l'Argon. Cela fausse le calcul de la solution en longueur d'onde et donc provoque une dérive du point zéro. Les autres dérives linéaires visibles ne sont cependant pas identifiées avec certitude.

Le panneau du milieu de la Figure 2.14 se concentre sur les périodes intermédiaires du constant master comprises entre 100 et 1000 jours. Les deux pics principaux, assez larges, se trouvent à 330 et 800 jours. Ils correspondent très probablement à l'année et son multiple par deux. De telles périodes suggèrent un effet probablement d'origine thermique.

Le panneau du bas de la Figure 2.14 se concentre sur les courtes périodes du constant master comprises entre 0.5 et 100 jours. Plusieurs pics se détachent, notamment à 29j, 68j, 37j, 51j, 81j et 17.8j en ordre d'amplitude décroissante. Il est difficile d'interpréter ces différentes fréquences. Il pourrait s'agir des temps de relaxation thermomécanique de différents composants du spectrographe. La période à 29j pourrait cependant être un effet de la fenêtre spectrale d'observation dû à la Lune. En effet, lorsque la Lune est pleine, de nombreuses étoiles ne peuvent plus être observées pour éviter la contamination (cf Section 2.2), ce qui génère des alias observationnels. Un autre élément intéressant est que bien que l'échantillonnage moyen constant master soit de moins d'un jour, il n'existe aucune période inférieure à 5 jours dans le périodogramme.

4. 06/11/2011

TABLE 2.2 – Événements ponctuels identifiés ayant impacté le point zéro de SOPHIE

BJD [jours]	Événement	Impact [ $\text{m s}^{-1}$ ]
55872	Changement de la lampe Th-Ar	-6
55910	Vague de froid	+8
56276	Installation de nouvelles fibres octogonales	-5.5
56300	Vague de froid	+3
56730	Changement de la lampe Th-Ar	+6
56780	Réaluminure du M2	-5
56882	Vague de froid	+5

Certains événements thermiques importants (vagues de froid ou de chaleur) sont concomitants avec des variations significatives du point zéro. Il est donc probable qu'ils en soient la cause. Ces événements, ainsi que d'autres modifications instrumentales ayant eu un impact sur le point zéro, sont répertoriés sur la Table 2.2. Cependant il n'existe pas de corrélation systématique, ni avec la température extérieure, ni avec aucune des sondes placées sur l'instrument ou autour. Les variations thermiques ne sont donc pas les seules sources de la dérive du point zéro. Cette dernière pourrait être en réalité dépendante simultanément de la température et de la pression atmosphérique par exemple. Malheureusement, aucune corrélation claire n'a été découverte.

#### 2.4.1.4 Limites

Comme vu précédemment, la correction du constant master permet d'améliorer nettement la stabilité de SOPHIE, la portant à  $2 \text{ m s}^{-1}$ . Cependant cette technique comporte également deux limites principales.

Premièrement, l'erreur associée à cette correction n'est pas calculée. Cependant elle peut être estimée conservativement à  $2 \text{ m s}^{-1}$  ou alternativement incluse dans le jitter calculé par des algorithmes bayésiens de recherche de planètes tels que PASTIS [Díaz et al. \(2014\)](#).

Ensuite, cette technique presuppose que toutes les étoiles réagissent de manière identiques à la dérive du point zéro. On peut cependant imaginer que ce ne soit pas le cas et que des perturbations dans l'instrument impactent différemment les étoiles en fonction de leur type spectral ou de leur vitesse de rotation projetée ( $V_{\text{sin} i}$ ) par exemple, ce qui peut avoir un impact sur la largeur des raies spectrales. Cette crainte est d'autant plus légitime que [Lo Curto et al. \(2015\)](#) montre sur HARPS que les étoiles dont les raies stellaires sont plus fines ont un décalage moindre après l'installation des fibres octogonales. Il est possible de tester cette hypothèse en étudiant les écarts des constantes à la dérive en fonctions de ces paramètres. La Figure 2.15 représente ces écarts en fonction du type spectral, du B-V, du  $V_{\text{sin} i}$  et du rapport entre les SNR des ordres 6 et 35. Aucune tendance n'est visible, ce qui laisse à penser que la correction n'est pas soumise à ces biais de nature stellaire, au niveau de précision actuel et dans notre échantillon.

On rappellera que notre échantillon reste malgré tout assez homogène. Aucune étoile de type spectral plus froid que K2 n'est utilisé dans l'élaboration du constant master, ainsi qu'aucun rotateur rapide. Il est donc possible que cette correction soit mal adaptée aux rotateurs rapides ou aux étoiles de faible masse, de type K tardif jusqu'à M. Les résultats du programme à haute précision sur les naines M (cf Section 3.1.1) montrent qu'en effet, si ces étoiles sont elles aussi soumises à d'importantes systématiques instrumentales, la dérive n'est pas toujours identique (cf Figure 2.16).

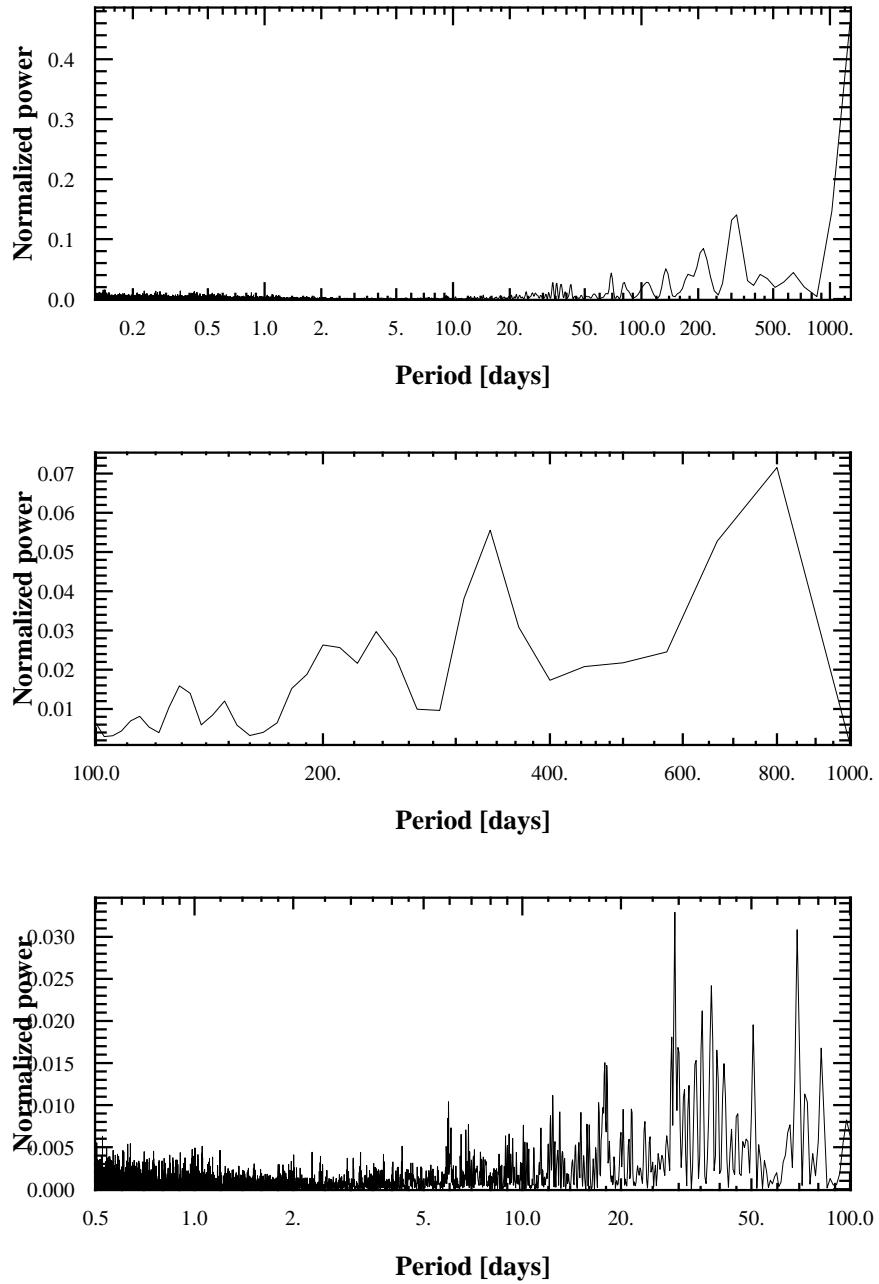


FIGURE 2.14 – Périodogramme de Lomb-Scargle du constant master (*haut*), sur les périodes entre 100 et 1000 jours (*milieu*) et sur les périodes comprises entre 0.5 et 100 jours (*bas*).

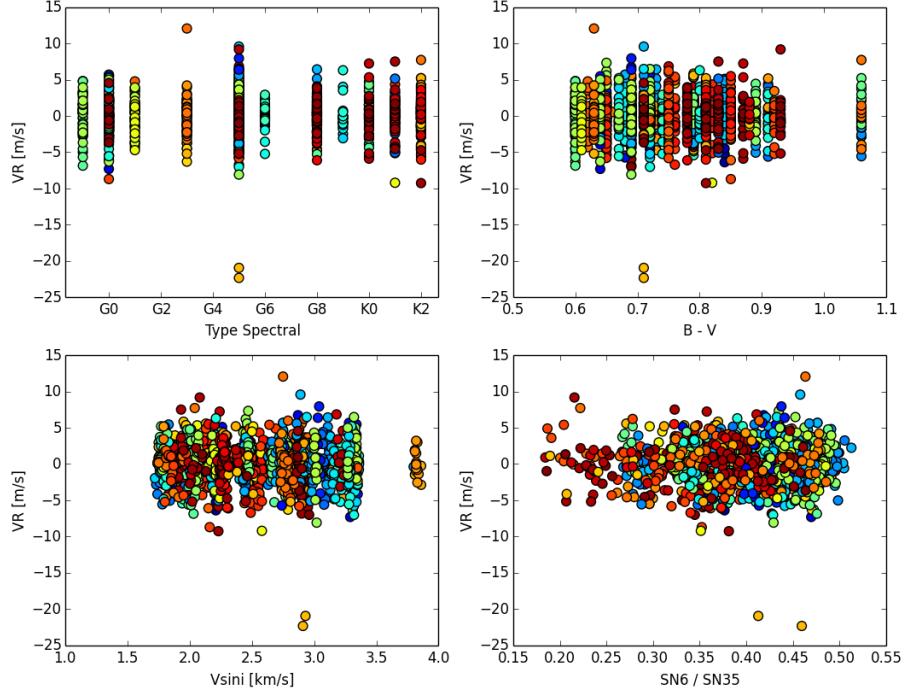


FIGURE 2.15 – Écarts des constantes au constant master en fonction du type spectral (haut gauche), du B-V (haut droite), du Vsini (bas gauche) et du rapport entre les SNR des ordres 6 et 35 (bas droite). L'échelle de couleur est le BJD. Les deux points vers  $-20 \text{ m s}^{-1}$  sont deux mesures aberrantes.

#### 2.4.2 Le rôle de HD 185144

HD 185144 possède un rôle central dans les méthodes de calibration du point zéro, avec la technique du constant master comme avec les Processus Gaussiens (cf Section 2.4.4). En effet, cette étoile est la constante la plus suivie avec SOPHIE avec plus de 320 mesures sur plus de 5 ans. Utilisée comme constante par le Keck et considérée comme fiable, elle est le point de départ des deux techniques de correction présentées précédemment. Cependant, plusieurs sources mettent en doute sa stabilité. Premièrement les indicateurs d'activités du Keck publiés par Isaacson & Fischer (2010) montrent clairement l'existence d'un cycle magnétique d'activité (cf Figure 2.17). Cela est confirmé par les mesures SOPHIE. Ensuite, Vogt et al. (2014) fait part d'une possible planète de masse minimale  $\sim 12M_{\oplus}$  sur une orbite faiblement excentrique de 308 jours "proche de la publication" avec des données HIRES+APF. La semi-amplitude correspondante est inférieure à la dispersion obtenue avec la méthode du constant master ( $1.35 \text{ m s}^{-1}$  contre  $1.55 \text{ m s}^{-1}$ ), mais n'est cependant pas négligeable à cause du grand nombre de mesures.

Il est donc impératif d'analyser plus en détail la stabilité de HD 185144 pour identifier de possibles biais dans les corrections dûs à d'éventuels signaux. J'ai donc construit un nouveau constant master sans y inclure cette étoile dans le cas où ce dernier gommerait les variations de HD 185144. Le résultat est tracé sur la Figure 2.18. On remarque que les deux corrections

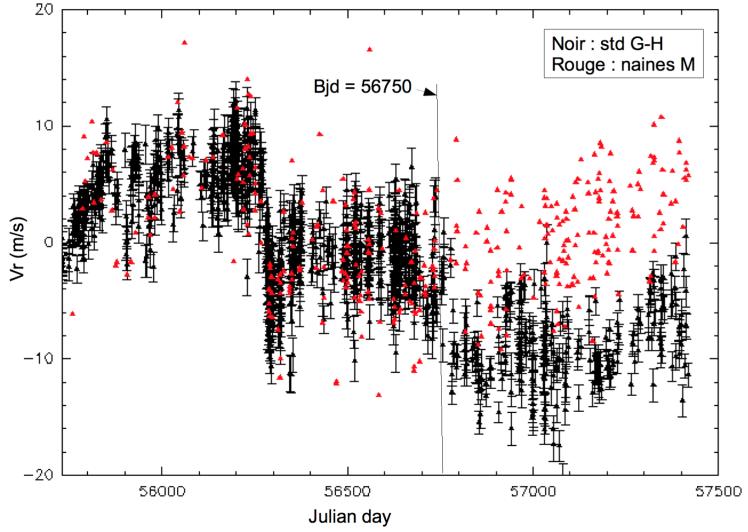


FIGURE 2.16 – Dérive du point zéro pour les étoiles constantes G K utilisées pour la création du constant master (version Courcol et al. 2015, en noir) et les naines M du sous-programme SP3 (en rouge, voir la Section 3.1.1). Le saut à BJD=56780 dû à la nouvelle unité de calibration n'est pas visible pour ce second échantillon. Image de Xavier Delfosse.

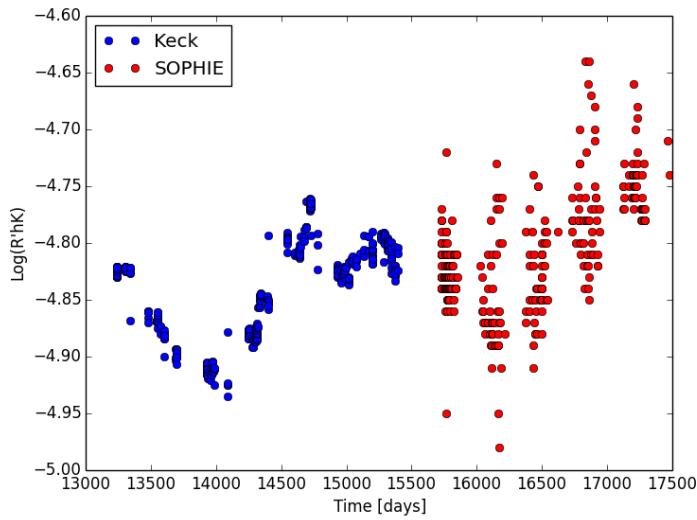


FIGURE 2.17 –  $\text{Log}(R'hk)$  de HD 185144. Les données du Keck sont en bleu (Isaacson & Fischer, 2010) et les données SOPHIE sont en rouge.

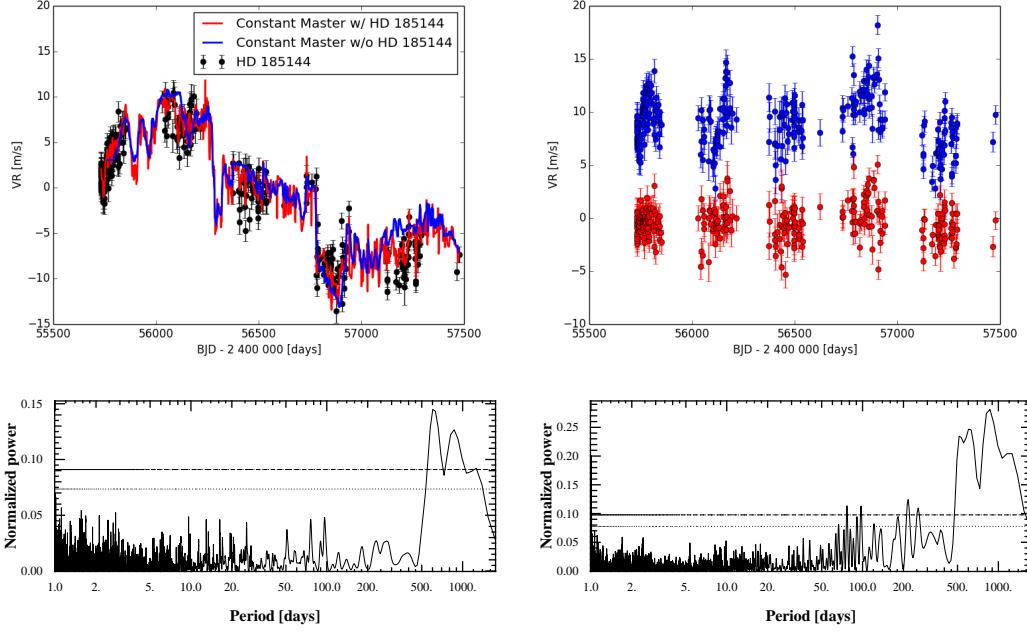


FIGURE 2.18 – *Haut Gauche* : Correction du constant master avec (rouge) et sans (bleu) les données en vitesse radiale de HD 185144 (points noirs). *Haut Droite* : Résidus après chacune des corrections (même code couleur). Un offset de  $10 \text{ m s}^{-1}$  a été ajouté pour plus de clarté. Bas : periodogramme des vitesses radiales de HD 185144 avec la correction initiale (droite) et la correction modifiée (gauche). Les lignes tiretées sont les FAP à 1%.

(avec et sans HD 185144) sont très similaires. Comme attendu, les résidus de HD 185144 avec la correction initiale ont une meilleure dispersion que ceux de la nouvelle correction (1.56 contre  $2.4 \text{ m s}^{-1}$ ). Des structures à longue période sont aussi visibles dans les deux jeux de données, qui pourraient être révélatrices d'un cycle d'activité. Ces structures sont cependant plus marquées sur les données avec la nouvelle correction notamment sur les deux premières saisons d'observations où un signal périodique est clairement identifiable. Ce signal, d'environ 200 jours de période et 2 mètres de semi-amplitude, pourrait cependant n'avoir aucune origine physique et être une sous ou sur-correction due à une perte de précision sur le constant master. Aucun signal à 308 jour n'est décelable, quelle que soit la correction appliquée.

HD 185144 montre bien des variations significatives, qui peuvent être associées à de l'activité stellaire. Pour évaluer leur impact dans la correction des constantes, il est avisé de se pencher plus en détail sur la différence entre les deux séries de vitesses radiales. Cette différence reflète directement les changements du constant master et est tracée sur la Figure 2.19 avec son periodogramme. De nombreux signaux sont significatifs. Leur interprétation est cependant délicate, car il est difficile de savoir s'ils témoignent d'une amélioration du constant master grâce à l'apport des données de HD185144, ou au contraire d'une détérioration à cause de l'activité stellaire de cette étoile. Quelle que soit la réponse, on peut malgré tout noter que leurs amplitudes restent basse, à moins de  $1.5 \text{ m s}^{-1}$  pour le plus important (vers 510 jours). Cette gamme d'amplitude reste en dessous des signaux recherchés avec SOPHIE et ne devrait pas impacter la recherche d'exoplanètes de faible masse.

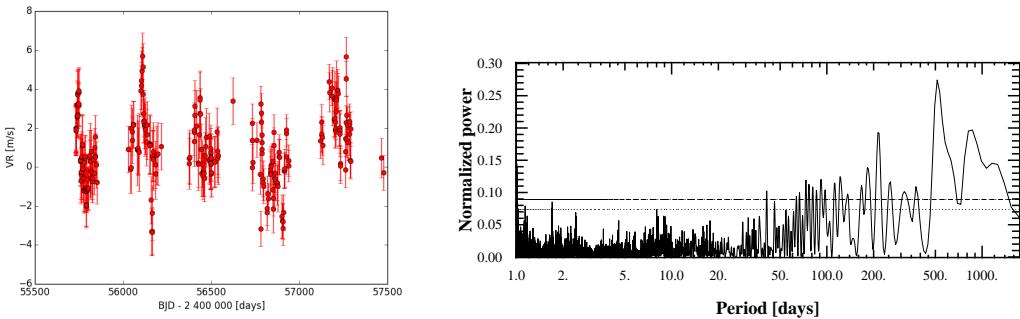


FIGURE 2.19 – *Gauche* : Différence entre les deux constant master (avec et sans HD 185144) échantillonnée aux dates d’observation et avec les barres d’erreur de HD185144. *Droite* : Periodogramme de cette série temporelle. La ligne tiretée est le FAP à 1%.

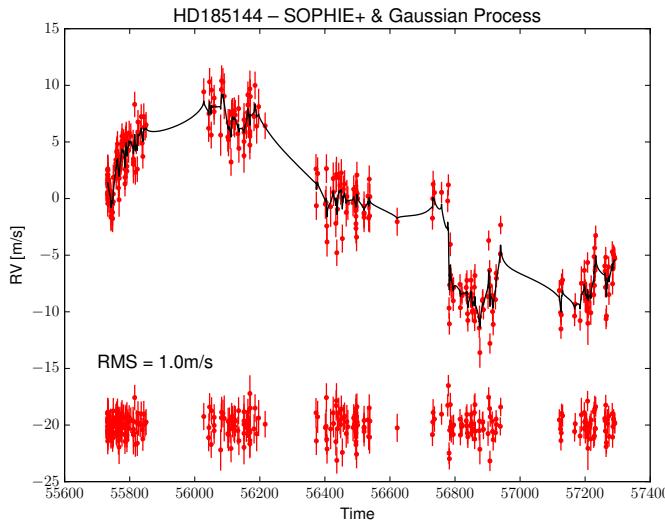


FIGURE 2.20 – Vitesses radiales non corrigées de HD 185144 avec la correction par Processus Gaussiens (ligne noire), et les résidus après correction (en bas).

### Utilisation des Processus Gaussiens

À titre de comparaison, la Figure 2.20 montre les vitesses radiales de HD 185144, corrigées de la dérive du point zéro par la méthode des Processus Gaussiens présentée à la Section 2.4.4. La dispersion des résidus est nettement plus faible que pour le constant master à 1 m/s, soit le niveau du bruit de photon. De plus, aucun signal significatif n'est présent dans les données. Cela ne peut cependant pas constituer une base pour analyser d'éventuelles traces d'activité ou de petites planètes, car la correction avec les Processus Gaussiens a été justement conçue pour éliminer toute corrélation dans les données de HD 185144 ainsi que des 3 autres étoiles de références.

### 2.4.3 Étude de cas : HD190360

Afin de valider la calibration du point zéro avec le constant master, j'ai analysé le système planétaire connu HD190360, qui a été observé avec SOPHIE dans le contexte de la validation scientifique des fibres octogonales (Bouchy et al., 2013). Cette analyse a été publiée dans Courcol et al. (2015).

#### Comparaison entre données corrigées et non-corrigées

Le système de HD 190360 est composé d'un Jupiter à longue période (Naef et al., 2003) et d'un Neptune tiède (Vogt et al., 2005). Un total de 41 mesures de HD 190360 ont été collectées avec SOPHIE en utilisant les mêmes modalités d'observation que pour le reste du SP1 + (cf Section SObs). La dispersion en vitesses radiales est de  $9.5 \text{ m s}^{-1}$  et  $9.3 \text{ m s}^{-1}$  respectivement avant et après correction par le constant master. Nos observations s'étendent sur une durée de 2.4 ans, ce qui correspond à environ un huitième de la période de HD 190360 b. Cela ne nous permet pas de contraindre efficacement les paramètres orbitaux de cette planète. Ainsi nous focaliserons notre analyse sur le Neptune tiède HD 190360 c qui est également plus difficile à détecter.

HD 190360 est une étoile non active avec un  $\log R'_{\text{HK}}$  dérivé des spectres de SOPHIE à -5.13. Aucun signal périodique n'est présent aux deux périodes planétaires dans le bissexteur, la FWHM de la CCF ou les indices d'activité. Cela exclut bien l'activité stellaire comme origine de ces signaux képlériens.

Pour étudier l'impact de notre correction de la dérive du point zéro, j'ai analysé les données corrigées et non-corrigées de HD 190360 avec la même méthodologie. J'ai utilisé le code "Planet Analysis and Small Transit Investigation Software" (PASTIS) (Díaz et al., 2014), qui est un logiciel d'analyse Bayésienne, pour ajuster un modèle à deux planètes. L'orbite de HD 190360 n'a pas été fixée mais des priors importants ont été utilisés pour l'analyse Bayésienne. Des distributions normales ont été utilisées, centrées sur les paramètres publiés, avec des largeurs égales aux erreurs publiées dans Wright et al. (2009).

Par contre, les paramètres de HD 190360 c ont été laissés libres, avec une distribution de Jeffrey (uniforme en log) sur la période, une distribution beta pour l'excentricité telle que décrite dans Kipping (2013) et des distributions uniformes pour les autres paramètres. J'ai fait tourner 20 chaînes MCMC de 300 000 pas chacune. Seules les parties stationnaires de chaque chaînes ont été gardées. Les distributions des valeurs des paramètres sur les pas non-correlés restant correspondent alors aux distributions des probabilités a posteriori des paramètres du modèle.

La Table 2.3 rassemble nos paramètres orbitaux et leurs incertitudes dans les deux cas. Les résultats sont très similaires pour les deux jeux de données et sont en accord (à moins de  $1\sigma$ ) avec Wright et al. (2009). Cependant les erreurs sur les données non corrigées sont systématiquement plus importantes (jusqu'à 50 %). La dispersion des résidus pour les données corrigées est meilleure, à  $2.1 \text{ m s}^{-1}$ , ce qui est cohérent avec la précision obtenue sur les étoiles constantes, tandis qu'elle est de  $3.5 \text{ m s}^{-1}$  pour les données non corrigées. De plus, le jitter additionnel nécessaire pour fixer le  $\chi^2$  réduit à 1 est de  $1.9 \text{ m s}^{-1}$  au lieu de  $2.9 \text{ m s}^{-1}$  sans la correction. Cela montre bien la pertinence de la correction de la dérive du point zéro avec la technique du constant master, qui améliore significativement la qualité des données VR.

#### Analyse jointe des données SOPHIE et HIRES

Ensuite j'ai combiné nos observations avec celles du Keck, utilisées par Wright et al. (2009), dans le but de mettre à jour les paramètres orbitaux du système HD 190360. 100 chaînes MCMC de 300 000 pas ont été lancées sous PASTIS pour effectuer une recherche globale sans a priori pour un modèle à deux planètes. Les séries temporelles en VR sont tracées sur la Figure 2.21.

TABLE 2.3 – Comparaison des solutions orbitales pour HD 190360 c avec les données SOPHIE corrigées et non-corrigées.

Paramètres	HD190360c	HD190360c
	(Données non corrigées)	(Données corrigées)
P [days]	$17.117 \pm 0.015$	$17.127 \pm 0.011$
$T_0$ [BJD]	$56149 \pm 4$	$56134 \pm 4$
$e$	$0.088 \pm 0.1$	$0.062^{+0.086}_{-0.047}$
$\omega$ [deg]	$237.1 \pm 94$	$248.5^{+80}_{-210}$
K [ $m s^{-1}$ ]	$5.72 \pm 0.79$	$5.64 \pm 0.55$
$N_{meas}$	41	41
$\sigma$ (O - C) [ $m s^{-1}$ ]	2.9	2.1
Jitter [ $m s^{-1}$ ]	3.5	1.9

TABLE 2.4 – Mise à jour des paramètres physiques et orbitaux de HD190360 b and c. C15 correspond à [Courcol et al. \(2015\)](#) et W09 à [Wright et al. \(2009\)](#).

Paramètre	HD 190360 b		HD 190360 c	
	C15	W09	C15	W09
P [days]	$2867.9 \pm 7.7$	$2915 \pm 29$	$17.1186 \pm 0.0016$	$17.1110 \pm 0.0048$
$T_0$ [BJD]	$59271 \pm 19$	$53542 \pm 31$	$55570.3^{+1.5}_{-2.9}$	$54390 \pm 31$
$e$	$0.343 \pm 0.017$	$0.313 \pm 0.019$	$0.107 \pm 0.07$	$0.237 \pm 0.082$
$\omega$ [deg]	$14.7 \pm 32$	$12.9 \pm 4.0$	$305.8^{+39}_{-280}$	$5 \pm 26$
K [ $m s^{-1}$ ]	$23.39 \pm 0.46$	$23.24 \pm 0.46$	$5.20 \pm 0.37$	$4.84 \pm 0.51$
Msini [ $M_\oplus$ ]	$475.16 \pm 49.0$	$495.79 \pm 41.32$	$20.28 \pm 3.16$	$19.0690 \pm 2.4154$
$N_{meas}$ (SOPHIE)	41	0	41	0
$N_{meas}$ (HIRES)	107	107	107	107
Jitter (SOPHIE) [ $m s^{-1}$ ]	1.8		1.8	
Jitter (HIRES) [ $m s^{-1}$ ]	2.9		2.9	
$\sigma$ (O - C) (SOPHIE) [ $m s^{-1}$ ]	2.4		2.4	
$\sigma$ (O - C) (HIRES) [ $m s^{-1}$ ]	3.3		3.3	

De même, la Figure 2.22 montre ces données repliées en phases pour HD 190360 b et les paramètres orbitaux et physiques de ces deux planètes sont reportés sur la Table 2.4.

Ces nouveaux paramètres orbitaux sont en bon accord (à moins de 1  $\sigma$ ) ou en accord marginal (à moins de 2  $\sigma$ ) avec les valeurs publiées précédemment par [Wright et al. \(2009\)](#). La précision des paramètres a été substantiellement améliorée sauf pour la semi-amplitude et  $\omega$ . En supposant une masse stellaire de  $0.96 \pm 0.1 M_\odot$  comme dans [Vogt et al. \(2005\)](#), la masse minimale de HD 190360 b et c est de  $1.50 \pm 0.15 M_{Jup}$  et  $20.28 \pm 3.16 M_\oplus$  respectivement.

Le jitter additionnel (causé par les bruits instrumentaux et stellaires) nécessaire pour fixer le  $\chi^2$  réduit à 1 est  $2.9 m s^{-1}$  pour HIRES et  $1.8 m s^{-1}$  pour SOPHIE. De plus, la dispersion des résidus est significativement plus élevée pour les données HIRES ( $3.3 m s^{-1}$ ) que pour SOPHIE ( $2.4 m s^{-1}$ ). Pour prendre en compte la durée bien plus conséquente des observations du Keck (11.9 ans) j'ai calculé la dispersion médiane des résidus sur l'ensemble des fenêtres de 2.4 ans dans les données HIRES. Sa valeur est de  $3.1 m s^{-1}$  ce qui reste significativement plus élevé que pour SOPHIE. Cela pourrait être le produit d'un bruit instrumental plus important et/ou d'un bruit stellaire plus élevé à l'époque des observations du Keck. Ce dernier cas semble peu probable car le  $\log R'_{HK}$  rapporté dans [Vogt et al. \(2005\)](#) est proche de notre valeur à -5.09.

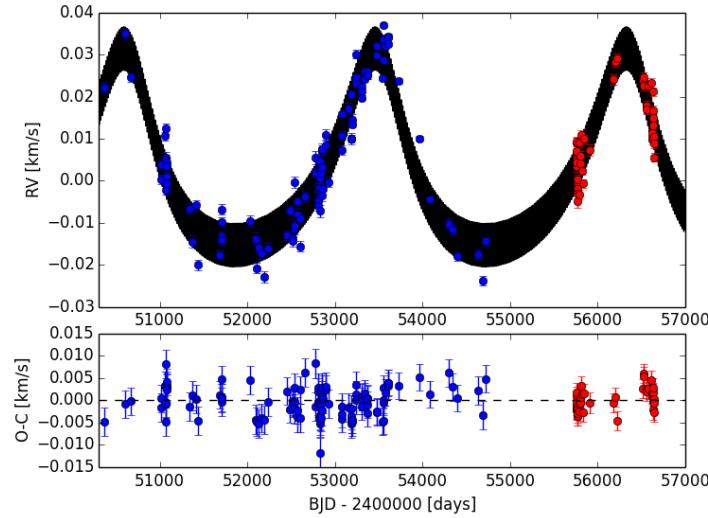


FIGURE 2.21 – Vitesses radiales de HD 190360 pour HIRES (points bleus) et SOPHIE (points rouges) avec la meilleure solution orbitale (ligne noire). Les barres d’erreur comprennent le bruit de photon et le jitter.

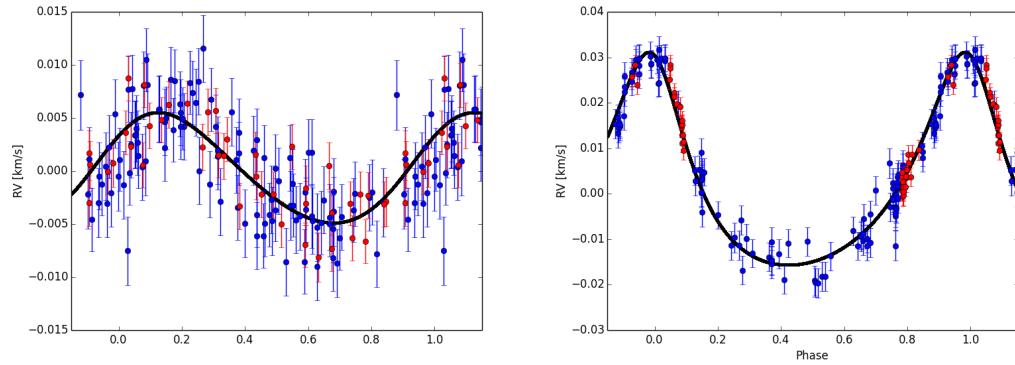


FIGURE 2.22 – Vitesses radiales repliées en phase pour HD 190360 c (gauche) et HD 190360 b (droite). Les observations HIRES sont en bleu, les observations SOPHIE sont en rouge et la courbe continue est la meilleure solution orbitale. Les barres d’erreur comprennent le bruit de photon et le jitter.

### 2.4.4 Méthode des processus gaussiens

#### 2.4.4.1 Introduction

Les processus gaussiens (GPs) sont un outil versatile et puissant qui peut être utilisé pour corriger virtuellement n'importe quel type de corrélation dans un jeu de données. Les GPs deviennent de plus en plus populaires dans la communauté des exoplanètes et ont été utilisés dans divers cas, allant de la correction de l'activité stellaire ([Haywood et al., 2014](#); [Rajpaul et al., 2015](#); [Faria et al., 2016a](#)) à la correction de systématiques instrumentales dans les spectres de transmission ([Gibson et al., 2012](#)) ou dans les données photométriques de K2 [Aigrain et al. \(2016\)](#). Mais jusqu'à présent, son potentiel avec les systématiques instrumentales en vitesses radiales reste inexploré. J'ai ainsi travaillé au développement d'une méthode de correction de la dérive du point zéro de SOPHIE à base de processus Gaussiens (Courcol, Santerne et al. in prep).

Une description très détaillé des GPs est fournie dans le livre de [Rasmussen & Williams \(2006\)](#) et une autre, appliquée au domaine des exoplanètes, dans [Gibson et al. \(2012\)](#). D'un point de vue formel, un GP est une méthode stochastique et non paramétrique de régression, utilisée largement dans la communauté du machine learning. Un GP est défini comme une collection de variables aléatoires  $\mathbf{x} = (x_1, x_2, \dots, x_n)$  ayant pour valeurs observées  $\mathbf{y} = (y_1, y_2, \dots, y_n)$ . Leur probabilité jointe de distribution est une gaussienne multivariable  $\mathcal{N}$  :

$$\mathbf{y} \sim \mathcal{N}(0, \mathbf{K}) \quad (2.4)$$

Par commodité, la moyenne est fixée ici à 0.  $\mathbf{K}$  est la matrice de covariance de la distribution, définie par un Kernel  $k$  choisi avec soin. La fonction  $k(x_i, x_j)$  permet ainsi de calculer la covariance entre deux observations données. Les paramètres de  $k$ ,  $\theta = (\theta_1, \theta_2, \dots, \theta_m)$ , sont appelés hyperparamètres du processus gaussien. La log-vraisemblance du modèle est alors donnée par la formule suivante :

$$\log \mathcal{L}(\mathbf{y} | \mathbf{x}, \theta) = -\frac{n}{2} \log 2\pi - \frac{1}{2} \log |\mathbf{K}| - \mathbf{y}^T \mathbf{K}^{-1} \mathbf{y} \quad (2.5)$$

$|\mathbf{K}|$  est le déterminant de la matrice de covariance et  $\mathbf{y}^T$  la transposée de  $\mathbf{y}$ . Un modèle prédictif peut alors être calculé pour tout jeu de variables  $\mathbf{x}_*$  :

$$\mathbf{y}_* = \mathbf{K}_* \mathbf{K}^{-1} \mathbf{y} \quad (2.6)$$

avec  $\mathbf{K}_*$  défini comme  $\{k(x_*, x_1), k(x_*, x_2), \dots, k(x_*, x_n)\}$

D'un point de vue plus pratique, un Kernel peut être utilisé pour modéliser n'importe quel type de corrélation dans un jeu de données s'il est choisi judicieusement. Ici, les observations  $\mathbf{y}$  sont bien sûr les mesures VR et  $\mathbf{x}$  les dates correspondantes. Le Kernel doit alors modéliser la corrélation induite par la dérive instrumentale du point zéro. Un avantage des GPs est qu'en prenant en compte la matrice de covariance et l'erreur sur les données, cette méthode évite tout risque de sur-correction des données. De même, il est possible d'obtenir l'erreur associée à la correction de manière rigoureuse.

La philosophie de cette méthode est par conséquent radicalement différente de la correction du constant master. L'idée est ici de travailler directement sur les données non corrigées avec un code d'analyse Bayésienne Monte-Carlo Markov Chain (MCMC), en l'occurrence PASTIS ([Díaz et al., 2014](#)). Le logiciel recherchera les signaux képlériens dans les données de manière habituelle, mais prendra en compte la corrélation induite par les systématiques lors du calcul de la vraisemblance de l'ajustement (Équation 2.5). Cela signifie que si la képlérienne correspond bien aux données, la covariance des résidus sera correctement modélisée par le Kernel  $k$  choisi.

La log-vraisemblance sera donc élevée. À l'inverse, la covariance sera "polluée" par la corrélation induite par le signal Képlerien, qui n'est pas bien reproduit par  $k$ .

Après la convergence de l'algorithme MCMC il est possible de soustraire proprement les systématiques instrumentales des données, par exemple pour visualiser la solution orbitale. En effet, une régression par GPs (Équation 2.6) peut être effectuée sur les résidus après l'ajustement de la solution, en prenant  $\mathbf{x}_* = \mathbf{x}$ . Les GPs sont utilisés après la soustraction de la solution orbitale pour éviter toute absorption (même partielle) de signal par la méthode.

#### 2.4.4.2 Choix du Kernel

Le choix du Kernel  $k$  et de ses hyperparamètres  $\theta$  revêt une importance cruciale. Le Kernel doit être un bon modèle de la corrélation induite par les systématiques instrumentales, mais pas pour une képlérienne. La manière la plus intelligente de définir cette fonction est d'utiliser un modèle pré-existant de la corrélation, fut-il physique ou empirique. Par exemple, pour modéliser l'activité stellaire dans les vitesses radiales, [Haywood et al. \(2014\)](#), [Rajpaul et al. \(2015\)](#) et [Faria et al. \(2016a\)](#) utilisent un Kernel quasi-périodique afin de reproduire la dépendance liée à la période de rotation de l'étoile, ainsi qu'à l'apparition et la disparition des tâches stellaires.

Mais contrairement aux autres utilisations des GPs aux exoplanètes, nous n'avons ici aucun modèle a priori pour nos systématiques instrumentales. Afin de palier à ce problème, nous avons appliqué un procédé similaire au machine learning, afin d'affiner la formulation du Kernel (fonction et hyperparamètres). Il s'agit en outre de tester divers Kernels et hyperparamètres sur des cas typiques pour minimiser les résidus et la log-vraisemblance. Les cas typiques choisis sont les 4 constantes fiables décrites dans la section précédente : HD 185144 ([Howard et al., 2010](#)), HD 9407, HD 221354, and HD 89269 A ([Howard et al., 2011a](#)). Pour chaque Kernel testé, 10 chaînes MCMC de 1 000 000 pas sont lancées avec PASTIS sur l'ensemble des 4 jeux de données, en laissant varier les offsets entre chaque étoile ainsi que les hyperparamètres du Kernel. Les hyperparamètres choisis seront donc ceux qui permettent de minimiser les résidus.

Pour sélectionner le meilleur Kernel, nous avons utilisé le Bayesian Information Criterion (BIC) comme métrique. Le BIC est communément utilisé dans la sélection de modèles et a été proposé par [Schwarz \(1978\)](#). Il est défini par :

$$\text{BIC} = -2 \log \mathcal{L}(\mathbf{y} | \mathbf{x}, k, \theta) + n_f \log n \quad (2.7)$$

où  $\mathcal{L}(\mathbf{y} | \mathbf{x}, k, \theta)$  est le maximum de la vraisemblance pour le Kernel considéré,  $n_f$  le nombre de degrés de liberté du modèle et  $n$  le nombre d'observations.  $n_f$  est égal au nombre d'hyperparamètres plus les 4 offsets libres, ainsi que 4 jitters libres dans le MCMC. Le BIC le plus bas est considéré comme le meilleur, cela permet donc de choisir celui donnant la vraisemblance la plus élevée tout en prenant en compte le nombre de paramètres du modèle.

Cinq Kernels ont été testés, qui sont des fonctions classiques bien connues pour leur flexibilité et leur capacité à modéliser un grand nombre de phénomènes différents. Par nombre croissant d'hyperparamètres, on trouve : l'exponentielle carrée, le Matérn 3/2, l'exponentielle généralisée, le quasi-périodique et le quasi-périodique généralisé. Ces Kernels sont détaillés dans les paragraphes suivants.

#### Exponentielle carrée

L'exponentielle carrée (SE) est un modèle de covariance très simple et extrêmement répandu dans les GPs. Son Kernel est décrit par la formule suivante :

$$k_{\text{SE}}(\Delta t) = \beta^2 \exp \left[ -\frac{\Delta t^2}{2\lambda^2} \right] \quad (2.8)$$

$\Delta t = x_i - x_j$  est le seul paramètre de cette fonction et est le temps séparant deux observations.  $\beta$  et  $\lambda$  sont les hyperparamètres du Kernel et représentent respectivement l'amplitude de la covariance et l'échelle de temps de la décroissance. Les priors utilisés pour le MCMC sont uniformes entre 0 et 1000 pour  $\beta$  et log-uniforme entre 0.01 et 1E10 pour  $\lambda$ . La correction obtenue avec les meilleurs hyperparamètres est représentée dans la Figure 2.23, panneau supérieur droit. L'avantage principal de ce Kernel est sa grande flexibilité pour reproduire une large gamme de variations continues. Cependant, dans le cas présent, elle n'est pas satisfaisante dans sa manière de gérer des sauts brutaux dans les VR. On peut donc toujours voir dans les résidus des variations induites par la dérive du point zéro. Ces résidus ont une dispersion de  $1.93 \text{ m s}^{-1}$ .

### Matérn 3/2

Le Matérn 3/2 (M3/2) et sa contrepartie le Matérn 5/2 sont les deux Kernels les plus utilisés dans la classe des Matérn. Sa formulation mathématique est la suivante :

$$k_{\text{M3/2}}(\Delta t) = \beta^2 \left( 1 + \frac{\sqrt{3}\Delta t}{\lambda} \right) \exp \left[ -\frac{\sqrt{3}\Delta t}{\lambda} \right] \quad (2.9)$$

Les hyperparamètres  $\lambda$  et  $\beta$  ont la même signification que pour l'exponentielle carrée. Les priors du MCMC sont également identiques. Le Matérn 3/2 a l'avantage d'être meilleur que l'exponentielle carrée pour modéliser les variations brutales présentes dans la dérive du point zéro de SOPHIE. Cependant, les hautes fréquences ne sont pas reproduites de manière efficace. Nous avons également testé le Matérn 5/2 sans amélioration significative :

$$k_{\text{M5/2}}(\Delta t) = \beta^2 \left( 1 + \frac{\sqrt{5}\Delta t}{\lambda} + \frac{5\Delta t^2}{3\lambda^2} \right) \exp \left[ -\frac{\sqrt{5}\Delta t}{\lambda} \right] \quad (2.10)$$

### Exponentielle généralisée

L'exponentielle généralisée (GE) est, comme son nom l'indique, une version généralisée de l'exponentielle carrée, avec un exposant  $0 < \gamma \leq 2$  :

$$k_{\text{GE}}(\Delta t) = \beta^2 \exp \left[ -\frac{\Delta t^\gamma}{\lambda^\gamma} \right] \quad (2.11)$$

Le prior utilisé pour  $\gamma$  est uniforme entre 0 et 2. Le résultat du MCMC est tracé sur la Figure 2.23, panneau central droit. La correction est satisfaisante avec des résidus à  $1.00 \text{ m s}^{-1}$  et aucune structure visible. Les distributions des hyperparamètres ont pour valeurs moyennes  $\beta = 45 \pm 26$ ,  $\gamma = 0.479 \pm 0.049$ , et  $\log \lambda = 6.96 \pm 0.95$ . Les meilleures valeurs sont  $\beta = 4.674$ ,  $\gamma = 0.508$ ,  $\lambda = 522.10$  jours. Ces meilleures valeurs sont très éloignées des moyennes des distributions pour  $\beta$  et  $\lambda$ , ce qui montre que ces hyperparamètres ne sont pas bien contraints. Cela n'est guère étonnant car  $\gamma$  est petit.

### Quasi-périodique

Le Kernel quasi-périodique (QP) provient de la multiplication entre un Kernel périodique et une exponentielle carrée :

$$k_{\text{QP}}(\Delta t) = \beta^2 \exp \left[ -\frac{2 * \sin^2(\Delta t * \pi / P)}{\lambda_P^2} - \frac{\Delta t^2}{2\lambda_P^2} \right] \quad (2.12)$$

Les hyperparamètres, en plus de  $\beta$  et  $\lambda$ , comprennent également une période  $P$  et une autre échelle de temps correspondante  $\lambda_P$  qui est sans dimension. Ces deux hyperparamètres ont des

TABLE 2.5 – Test des différents Kernels

Kernel	$n_f$	$n$	RMS [ m s <sup>-1</sup> ]	$\log \mathcal{L}(\mathbf{y}   \mathbf{x}, k, \theta)$	BIC
SE	10	652	1.93	-1492.04	3048.89
M3/2	10	652	1.83	-1481.26	3027.32
GE	11	652	1.00	-1461.97	2995.21
QP	12	652	1.77	-1478.31	3034.37
GQP	13	652	1.00	-1450.32	2984.87

priors log-uniformes entre 0.001 et 1000 pour  $P$  et entre 0.001 et 1e10 pour  $\lambda_P$ . Le résultat du MCMC est tracé sur la Figure 2.23 panneau inférieur gauche. Encore une fois, ce Kernel échoue à reproduire correctement les variations brutales causées par les systématiques instrumentales.

**Quasi-périodique généralisé** Le Kernel quasi-périodique généralisé (GQP) est le moins commun et le plus complexe des Kernels testés, avec 5 hyperparamètres. De manière similaire au quasi-périodique, il est le résultat de la multiplication entre un Kernel périodique et une exponentielle généralisée :

$$k_{\text{QP}}(\Delta t) = \beta^2 \exp \left[ -\frac{2 * \sin^2(\Delta t * \pi/P)}{\lambda_P^2} - \frac{\Delta t^\gamma}{\lambda^\gamma} \right] \quad (2.13)$$

Tous les hyperparamètres ( $\beta$ ,  $P$ ,  $\lambda$ ,  $\lambda_P$  et  $\gamma$ ) et les priors correspondants ont déjà été présentés. Le résultat est tracé sur la Figure 2.23, panel inférieur droit.

### Meilleur Kernel et interprétation

La Table 2.5 contient les valeurs du BIC et les RMS des résidus pour tous les Kernels considérés. On peut voir que l'ensemble des tests montrent une amélioration de la dispersion des résidus par rapport au cas du constant master où ils sont évalués à 1.95 m s<sup>-1</sup>. Les covariances exponentielle généralisée et quasi-périodique généralisé améliorent de 49 % cette valeur pour une dispersion à 1.00 m s<sup>-1</sup>. La raison pour laquelle le Kernel GQP possède un BIC inférieur malgré une dispersion similaire et un nombre d'hyper-paramètres supérieur reste encore floue. Dans un premier temps j'ai préféré utiliser le Kernel GE pour modéliser les corrélations des systématiques instrumentales, pour garder une fonction simple sans sacrifier la performance de la technique.

La Figure 2.24 représente cette fonction de covariance GE en fonction du temps entre deux mesures, pour les meilleures valeurs des hyperparamètres. Ce modèle de la corrélation des systématiques instrumentales est également utile pour interpréter la dérive du point zéro de SOPHIE. Il montre que lorsqu'une perturbation est induite dans l'instrument, on assiste tout d'abord à une décroissance assez rapide de la corrélation associée dans les mesures, mais que plusieurs centaines de jours après, l'impact reste important. Le temps de relaxation de l'instrument est donc long. Plus précisément, il est possible d'interpréter ce modèle comme la conjonction de deux types de corrélation : les phénomènes à court terme, comme les variations induites par les perturbations thermiques, et les phénomènes à long terme, voir permanents<sup>5</sup>, comme le vieillissement des lampes de corrélations ou les sauts causés par les modifications instrumentales détaillées dans la Section 2.4.1.3. On peut également voir sur la Figure que ces deux types de phénomènes sont d'ordres de grandeur comparables dans la dérive du point zéro.

5. un changement permanent peut être reproduit par le Kernel si ce dernier a un temps de décroissance caractéristique  $\lambda$  suffisamment grand

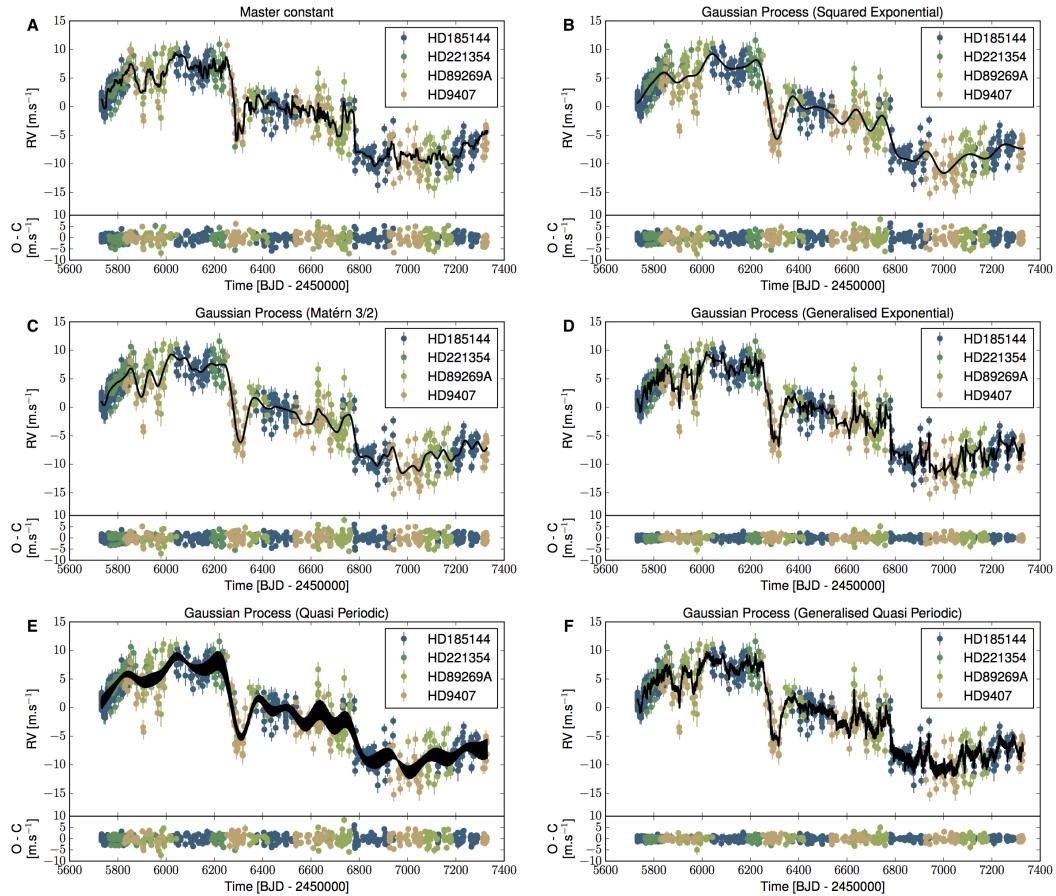


FIGURE 2.23 – A : Vitesses radiales ajustées pour les 4 étoiles de référence avec la correction du constant master (courbe noire) et les résidus correspondants. Autres panneaux : Vitesses radiales ajustées pour les 4 étoiles de référence avec la meilleure correction par GP (ligne noire) et les résidus correspondants. Respectivement : exponentielle carrée (B), Matérn 3/2 (C), exponentielle généralisée (D), quasi-périodique (E), quasi-périodique généralisé (F).

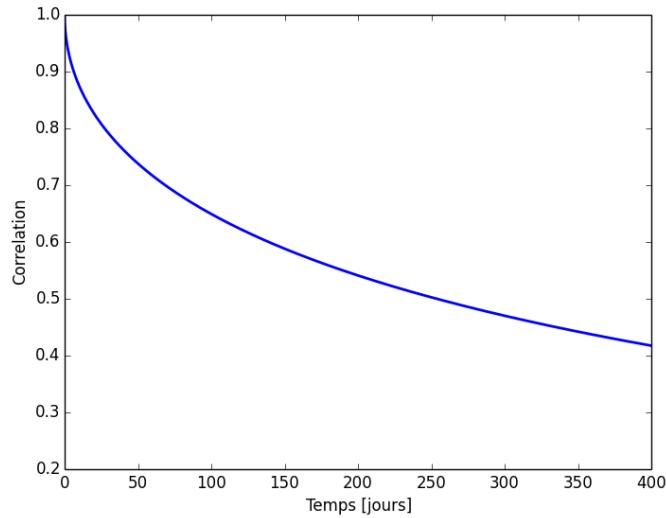


FIGURE 2.24 – Kernel exponentielle généralisée normalisé avec pour valeur des hyper-paramètres la meilleure solution obtenue par l'algorithme MCMC :  $\beta = 4.674$ ,  $\gamma = 0.508$ ,  $\lambda = 522.10$

#### 2.4.4.3 Test de la méthode

Après avoir donc choisi le Kernel GE pour modéliser la corrélation des systématiques de SOPHIE, une question essentielle se pose : est-il possible que les Processus Gaussiens absorbent des signaux képlériens ? Afin de vérifier cette éventualité, j'ai procédé à des tests par injection et retrait de signaux képlériens dans HD 30708.

HD 30708 est une étoile très stable en vitesses radiales, avec une dispersion de  $2.3 \text{ m s}^{-1}$  seulement avec la correction du constant master et  $1.8 \text{ m s}^{-1}$  avec les Processus Gaussiens. 73 observations ont été obtenues avec SOPHIE au moment du test, sur une durée de 830 jours. Enfin, HD 30708 ne fait pas partie des 4 étoiles de référence utilisées pour calibrer les hyperparamètres du Kernel. Ce dernier n'est donc pas optimisé pour corriger spécifiquement les corrélations dans les données de HD 30708, ce qui est un critère essentiel pour ne pas fausser ce test à l'aveugle.

J'ai donc injecté des signaux képlériens dans les données "non corrigées"<sup>6</sup> de HD 30708, à 4 périodes différentes ( $\pi$ ,  $8\pi$ ,  $30\pi$  et  $300\pi$  jours<sup>7</sup>), avec 3 amplitudes (1 m/s, 3 m/s et 6 m/s) et à deux excentricités (0. et 0.5). Cela fait au total 24 cas de figure différents. Ces périodes sont représentatives de cas observationnels typiques : court, moyenne, longue période et période légèrement supérieure à la durée des observations (830 jours par rapport à  $300\pi \sim 942$  jours). De plus, les semi-amplitudes ont été choisies en fonction des capacités de détection actuelles de SOPHIE : un signal à 6 m/s serait facilement détectable, 3 m/s correspond à la semi-amplitude de HD 164595 b (cf Section 3.2.2.1) et 1 m/s est bien en dessous de la stabilité de l'instrument.

Pour chaque signal injecté, 100 chaines MCMC ont été lancées avec PASTIS, pour une seule Képlérienne avec les Processus Gaussiens. Des priors uniformes ont été utilisés pour  $T_0$ , la semi-amplitude (entre 0 et 100 m/s) et  $\omega$ . Un prior uniforme en log a été utilisé pour la période,

6. elles sont cependant corrigées de la dérive classique du spectrographe grâce aux mesures des lampes Thorium-Argon

7. Des multiples de  $\pi$  ont été utilisés pour minimiser les problèmes liés aux alias observationnels

TABLE 2.6 – Test des Processus Gaussiens. "1" signifie que le signal est retrouvé lors de la première série 100 chaines MCMC avec des valeurs de départ aléatoire. "2" signifie qu'il est retrouvé lors de la seconde séries avec des valeurs de départ fixées sur la solution. "0" signifie que le signal n'est pas retrouvé.

Period	$e$	$1 \text{ m s}^{-1}$	$3 \text{ m s}^{-1}$	$6 \text{ m s}^{-1}$
$\pi$	0.	1	1	1
	0.5	1	1	1
$8\pi$	0.	2	1	1
	0.5	2	1	1
$30\pi$	0.	0	2	1
	0.5	0	0	1
$300\pi$	0.	0	0	0
	0.5	0	0	0

entre 1 et 10 000 jours tandis qu'une distribution beta (telle que définie par Kipping 2013) a été utilisée pour l'excentricité. Les valeurs des hyperparamètres ont été fixées aux meilleures valeurs obtenues dans la Section précédente. Les chaines ont 300 000 pas chacune avec un point de départ aléatoirement tiré dans les priors. Seules les parties stationnaires des chaines ont été gardées. La distribution des valeurs des paramètres des maillons indépendants restants correspond alors à la distribution jointe des postérieurs des paramètres du modèle.

Si le signal d'entrée n'est pas retrouvé, cela peut signifier deux possibilités : soit cette technique n'est pas suffisamment performante pour accrocher le signal, soit le processus gaussien l'a absorbé. Afin de s'en assurer, en cas de non détection une deuxième série de 100 chaines MCMC est à nouveau lancée, mais cette fois ci en partant directement de la solution. Sur la Table 2.6 sont reportées les détections et non détections des signaux injectés.

On remarque que cette méthode est donc très efficace pour détecter des signaux à courte période, mais perd progressivement en efficacité au fur et à mesure que celle-ci devient longue. À  $300\pi$  jours, plus aucun signal n'est détecté, même à 6 m/s. Les GPs ont complètement absorbé cette longue période. À l'inverse, à  $\pi$  jours, même les signaux de 1 m/s sont retrouvés, ce qui n'est pas possible avec la méthode du constant master. La Figure 2.25 montre le rapport entre la période retrouvée et la période injectée  $P_{\text{ret}}/P_{\text{inj}}$  ainsi que son équivalent en semi-amplitude  $K_{\text{ret}}/K_{\text{inj}}$  en fonction de la période, pour la première série de chaines MCMC (avec des valeurs de départ aléatoires). Pour la période de  $\pi$  jours, dans un certain nombre de cas le MCMC a convergé vers l'alias observationnel à 1.4 jours, ce qui explique que l'on a  $P_{\text{ret}}/P_{\text{inj}} \sim 0.45$  pour certains points. Ces derniers sont cependant considérés comme des détections. On peut voir également que la semi-amplitude des signaux détectés est compatible avec celle injectée dans les données à moins de  $2\sigma$ .

Concernant l'excentricité, le constat est plus mitigé. Elle n'est que rarement contrainte. Cependant, dans les situations où la posterior possède un grand nombre de points, on retrouve des valeurs cohérentes. En effet, malgré le grand nombre de chaines lancées dans chaque cas (100), la plupart du temps les posteriors n'ont qu'un faible nombre de points. Il n'y a que 10 cas pour lesquelles ce nombre dépasse 1000, et cela descend jusqu'à 8. Cela signifie que le MCMC a beaucoup de mal à converger. Ce n'est pas étonnant et montre que l'addition des GPs rajoute beaucoup de minima locaux, ce qui complique la tâche de l'algorithme.

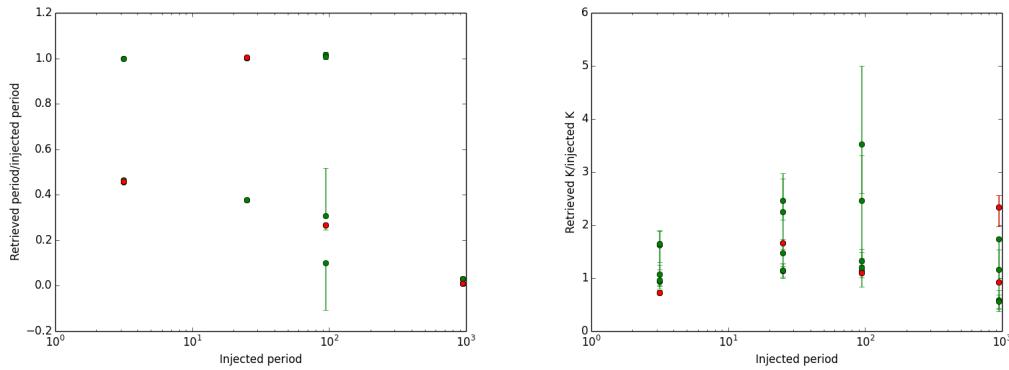


FIGURE 2.25 – *Gauche* : Rapport entre la période retrouvée et la période injectée en fonction de la période (en jours). *Droite* : Rapport entre la semi-amplitude retrouvée et la semi-amplitude injectée en fonction de la période (en jours). Ces résultats sont ceux de la première série des tests MCMC, avec valeurs de départ aléatoires. Les points rouges sont les cas pour lesquels la postérieur possède un nombre de points extrêmement réduits, inférieur à 10.

#### 2.4.4.4 Conclusion

Les Processus Gaussiens sont des outils très versatiles et très puissants. Même sans avoir de modèle a priori des systématiques instrumentales, il est possible d'utiliser une technique de machine learning afin d'obtenir une correction convaincante, en étalonnant une fonction de covariance relativement simple (exponentielle généralisée) sur des cas de référence. Il est possible d'intégrer ces GPs dans un logiciel bayésien de recherche de planètes comme PASTIS, afin de prendre en compte directement les systématiques instrumentales dans le MCMC.

Cette technique possède plusieurs avantages. Premièrement, elle est plus efficace que la technique du constant master, avec jusqu'à 50% d'amélioration dans la dispersion des résidus. De plus, elle permet une correction des systématiques optimisée pour chaque étoile, et non moyenne. Cela pourrait permettre par exemple de corriger efficacement les systématiques des naines M, ce qui n'est pas possible avec le constant master. Malgré tout, elle n'est, de par nature ; pas soumise au risque de sur-correction car elle part du principe que chaque observation est le fruit d'un tirage dans une distribution gaussienne.

Elle n'est cependant pas parfaite. À ce stade, deux problèmes principaux ont été identifiés. Le premier est que les GPs peuvent absorber des signaux képlériens à longue période et faibles amplitudes. Son usage est donc à réserver pour la recherche de planètes à courte période. Le second problème est que cette méthode est très gourmande en temps de calcul, car les Processus Gaussiens induisent de nombreux minima locaux qui rendent la convergence de PASTIS beaucoup plus lente. Elle est donc mal adaptée à un usage systématique. On peut également se poser la question de la sensibilité au Kernel et de savoir si le Kernel GQP ou une somme de Kernels, seraient mieux adapté pour gérer les longues périodes. L'effet de cette technique sur un système multiplanétaire reste de même à explorer.

Ces deux techniques de corrections, le constant master et les GPs, sont appelées à devenir complémentaires. Le constant master est utile pour visualiser rapidement les données et effectuer une première analyse. Les GPs dans PASTIS permettront eux de faire une analyse plus approfondie d'un système, pour y détecter et caractériser finement des signaux à courte période.

Des tests complémentaires sont actuellement en cours, pour répondre aux questions posées

ci-dessus et tester cette méthode sur HD 164595 b. Ce travail sur la correction des systématiques instrumentales de SOPHIE par Processus Gaussiens est l'objet d'un article en cours de préparation (Courcol, Santerne et al. in prep).

## 2.5 Activité stellaire

### 2.5.1 Impact de l'activité stellaire sur les mesures en vitesse radiales

La plupart des étoiles suffisamment froides pour posséder au moins une couche extérieure convective sont sujettes à de l'activité magnétique. Sont concernées entre autres toutes les étoiles de la séquence principale de type F à M, qui constituent la grande majorité des étoiles observées dans les relevés en vitesse radiale. Cette activité stellaire peut affecter les mesures VR de plusieurs manières différentes.

Les raies spectrales sont influencées par la rotation de l'étoile. Les vitesses projetées  $V \sin i$  sur chaque hémisphère de part et d'autre de l'axe de rotation tendent à les décaler alternativement vers le rouge ou le bleu. En temps normal, comme les deux hémisphères contribuent de manière identique au flux total, ces deux décalages se compensent et cela se traduit par un élargissement des raies. Par contre, les tâches sombres (et les plages faculaires) à la surface d'une étoile et liées à son activité magnétique changent le flux relatif de chaque hémisphère. Les raies s'en retrouvent donc décalées et la mesure en vitesse radiale modifiée. Ces tâches sont entraînées par la rotation de l'étoile, ce qui induit une variation périodique en VR liée à la période de rotation.

La durée de vie des tâches stellaires est typiquement de quelques jours à quelques dizaines de jours, ce qui peut se traduire par une perte de la phase du signal induit. Cependant, il peut arriver qu'elles soient beaucoup plus stables (Queloz et al., 2001). Et si la variation induite est suffisamment constante avec le temps, elle peut être confondue avec un signal d'origine planétaire (par exemple Queloz et al. (2001); Robertson et al. (2014)). Desort et al. (2007) montre par exemple que des tâches couvrant 1% de la surface stellaire peuvent reproduire des variations similaires à des planètes géantes à courte période dans les étoiles de type G et K. Ces signaux stellaires peuvent se manifester à la période de rotation  $P_{\text{rot}}$ , mais également à ses deux premiers harmoniques  $P_{\text{rot}}/2$  et  $P_{\text{rot}}/3$  (Boisse et al., 2011b) et parfois à des harmoniques plus élevés (cf Figure 2.31, haut gauche). En plus du risque de les confondre avec des planètes, ils peuvent également compliquer singulièrement la détermination de la masse de planètes présentes dans le système. L'exemple le plus célèbre est celui de CoRoT-7b, dont la semi-amplitude ( $1.7 \text{ m s}^{-1}$ ) est largement inférieure aux variations causées par l'activité ( $\sim 20 \text{ m s}^{-1}$ ) (Queloz et al., 2009). La masse de la planète a été estimée entre  $2.26$  et  $8 \text{ M}_{\oplus}$ , selon les études (Queloz et al., 2009; Hatzes et al., 2010, 2011; Boisse et al., 2011b; Pont et al., 2011; Ferraz-Mello et al., 2011; Haywood et al., 2014; Faria et al., 2016a).

L'activité stellaire peut également se faire sentir sur de plus longues périodes, le cycle magnétique de l'étoile se déroulant en général sur plusieurs années (environ 11 ans pour le Soleil). En effet, le comportement convectif de la surface des étoiles de type solaire peut changer au cours du cycle d'activité avec les variations de l'intensité, la structure et la polarité du champ magnétique. En outre, le nombre de tâches et de plages faculaires devient plus important au maximum du cycle magnétique. Or la convection est grandement réduite dans les plages faculaires, ce qui diminue le décalage vers le bleu des lignes spectrales dû à cette même convection (voir Dravins (1982); Meunier et al. (2010) et leurs références pour une discussion plus détaillée). La vitesse radiale moyenne d'une étoile peut donc évoluer au cours de son cycle magnétique, avec des amplitudes pouvant monter jusqu'à environ  $25 \text{ m s}^{-1}$  (Lovis et al., 2011a). Il est du coup nécessaire d'être prudent quant à l'origine des signaux à longue et très longue période.

Finalement il est également important de mentionner l'influence des pulsations stellaires sur les mesures VR dues à l'activité sismique, bien qu'elles ne soient pas liées à l'activité magnétique de l'étoile. Ces pulsations, qui possèdent une échelle de temps caractéristique de quelques minutes pour des étoiles de type solaire, peuvent naturellement fausser la mesure de la vitesse au niveau de quelques  $\text{m s}^{-1}$  (Santos et al., 2004; Bouchy et al., 2005). Afin de moyenner ces oscillations acoustiques, les temps d'exposition des observations en vitesse radiale doivent être au minimum d'une dizaine de minutes.

### 2.5.2 Les différents indicateurs d'activité stellaire

Afin d'établir l'origine planétaire d'un signal, il est nécessaire d'effectuer un diagnostic de l'activité stellaire. Pour ce faire, il convient de vérifier les corrélations potentielles entre les indices d'activité et les vitesses radiales. On peut également étudier leurs périodogrammes de Lomb Scargle généralisés pour y déceler la période de rotation de l'étoile. Cette période de rotation peut être aussi estimée a priori avec les formules de Noyes et al. (1984) et Mamajek & Hillenbrand (2008) :

$$B - V > 1 \longrightarrow \lambda = 1.362 - 0.14(1 - (B - V)) \quad (2.14)$$

$$B - V < 1 \longrightarrow \lambda = 1.362 - 0.166(1 - (B - V)) + 0.025(1 - (B - V))^2 - 5.323(1 - (B - V))^3 \quad (2.15)$$

$$P_{\text{rot}} = 10^{\lambda}(0.808 - 2.966(\log R'_{\text{HK}} + 4.52)) \quad (2.16)$$

Si un signal en VR est proche de  $P_{\text{rot}}$  ou de ses deux premiers harmoniques, un doute sérieux peut être émis quant à son origine. Les sous-sections suivantes détaillent les différents indices utilisées avec SOPHIE pour établir un diagnostic d'activité.

#### 2.5.2.1 Le $\log R'_{\text{HK}}$

Les spectres SOPHIE incluent les raies du Calcium H et K à 396.849 et 393.368 nm. Ces raies sont très fréquemment utilisées comme indicateurs d'activité stellaire. La figure 2.26 (Boisse et al., 2010) montre deux spectres à haut SNR autour des raies du Ca II pour une étoile active et une étoile inactive. Une ré-émission est présente pour l'étoile active. Wilson (1968) a créé un indice basé sur le rapport de flux entre le centre des raies et le continuum. Cet indice, la S-value, permet d'obtenir une autre valeur fréquemment utilisée, le  $R'_{\text{HR}}$  (Noyes et al., 1984). Boisse et al. (2010) détaille la calibration du  $\log R'_{\text{HK}}$  de SOPHIE par rapport à l'indice du Mont Wilson. On retiendra notamment qu'en mode Thorium simultané, le SNR minimum dans l'ordre correspondant pour obtenir un  $\log R'_{\text{HK}}$  fiable est de 30. L'incertitude de cette mesure a été estimée à  $\pm 0.1$  dex. Ainsi, l'incertitude sur la période de rotation estimée avec les formules précédentes est d'environ  $\pm 5$  jours pour  $\lambda = 1.362$ .

#### 2.5.2.2 Le bissecteur

Le bissecteur est une mesure de l'asymétrie de la CCF, qui elle même en quelque sorte une raie spectrale moyenne de l'étoile (Queloz et al., 2001; Toner & Gray, 1988). Il est calculé en soustrayant la vitesse obtenue avec la partie basse de la CCF à celle de la partie haute de la CCF (cf Figure 2.27) :  $BIS = V_t - V_b$ . Les passages de tâches stellaires déforment la CCF en plus de décaler son centre (la mesure de vitesse). Le bissecteur est donc un outil efficace pour distinguer les variations VR dues à l'activité de celles causées par le mouvement physique de l'étoile. L'erreur associée à la mesure du bissecteur est typiquement le double de celle associée à la vitesse radiale.

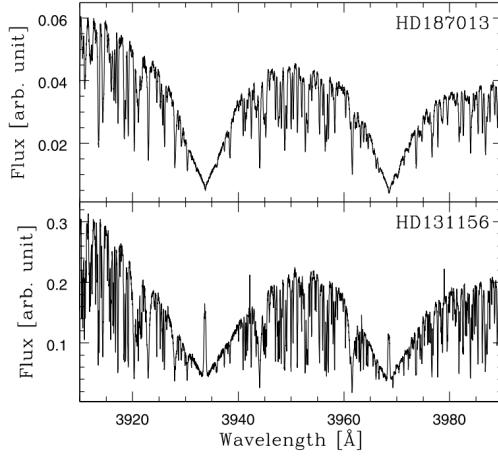


FIGURE 2.26 – Deux spectres SOPHIE de la région des lignes H et K du Ca II entre 3900 et 4000 Å.  
*Haut* : étoile non active. *Bas* : étoile active. Tiré de [Boisse et al. \(2010\)](#).

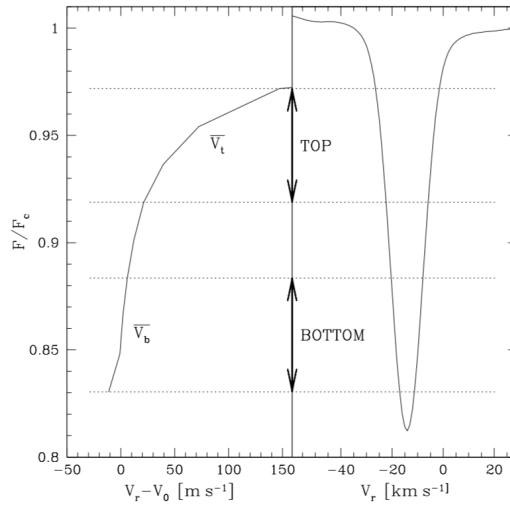


FIGURE 2.27 – *Droite* : CCF moyenne de HD166435 avec ELODIE. *Gauche* : Bissecteur de la CCF, avec un décalage arbitraire  $V_0$ . Tiré de [Queloz et al. \(2001\)](#).

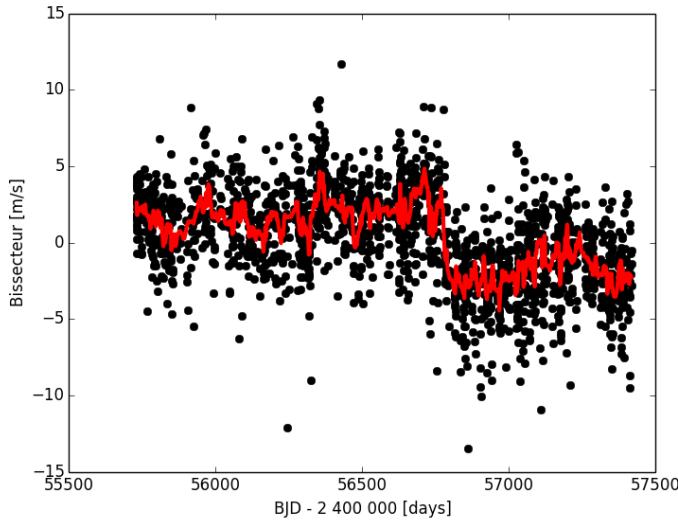


FIGURE 2.28 – Données ajustées des bissecteurs de 38 étoiles (points noirs) et dérive correspondante (ligne rouge). Les paramètres de l'algorithme sont fixés à  $P = 1$ ,  $S = 3.0$  m/s,  $N = 15$  (voir la description des paramètres dans le texte).

Il s'avère que la mesure du bissecteur peut aussi être affectée par les variations instrumentales de SOPHIE. En utilisant la correction du constant master (cf Section 2.4.1), il est possible de suivre et de corriger ces variations instrumentales. Cette étape est essentielle pour obtenir un diagnostic fin de l'activité stellaire.

Les variations du bissecteur sont montrées en Figure 2.28. L'élément le plus marquant est un décrochage d'environ 5 m/s correspondant à la réaluminure du miroir M2. Cela pourrait s'expliquer par le fait que suite à cette réaluminure, la lumière bleue est moins absorbée par le M2, modifiant le poids de certaines raies et altérant la forme des CCF. D'autre part un léger cycle annuel peut être également repéré, avec une amplitude de l'ordre de 2 m/s. Cela est probablement dû à un effet de respiration thermomécanique du spectrographe (cf Section 2.3).

### 2.5.2.3 La FWHM

De la même manière que le bissecteur de la CCF varie avec le passage de tâche sur la surface d'une étoile, sa largeur à mi-hauteur (FWHM) change. Cet indicateur est donc utile en tant que complément du diagnostic obtenu avec le bissecteur (Queloz et al., 2009). Malheureusement, comme le bissecteur, la FWHM est aussi sujette à des systématiques instrumentales avec SOPHIE. Encore une fois, il est possible de suivre ces systématiques avec la méthode du constant master développé dans la Section 2.4.1.

Les variations de la FWHM, Figure 2.29, sont complètement dominées par un cycle annuel, d'une amplitude d'environ 20 m/s avant  $BJD \sim 56350$  et d'environ 10 m/s après. Tout aussi marquant, après l'installation de la nouvelle unité de calibration à  $BJD=56730$ , la dispersion des résidus explose, passant de 8 à 19  $m\text{s}^{-1}$ . Il s'agit en réalité de dégradations régulières et importantes de la résolution du spectrographe, qui font augmenter la FWHM. On observe une très nette anti-corrélation entre la FWHM et la masse d'air après  $BJD=56700$  (cf Figure 2.30

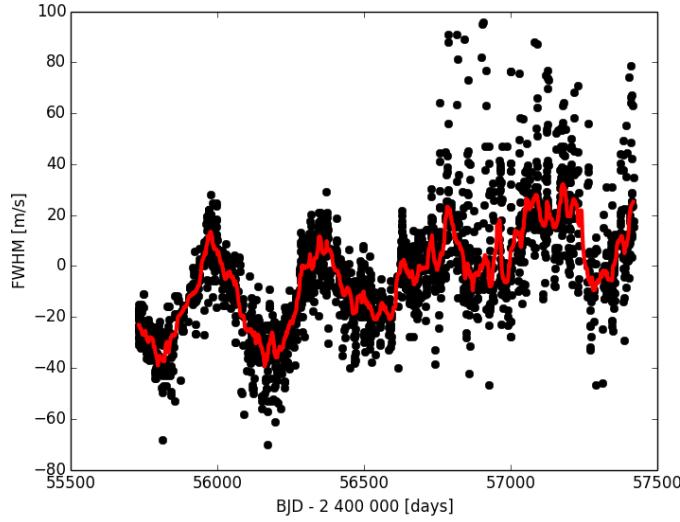


FIGURE 2.29 – Données ajustées des FWHM de 54 étoiles (points noirs) et dérive correspondante (ligne rouge). Les paramètres de l'algorithme sont fixés à  $P = 1$ ,  $S = 20$  m/s,  $N = 15$  (voir la description des paramètres dans le texte).

panneau de gauche). L'existence de paliers à 1.1 et 1.2 de masse d'air laisse penser à un problème au niveau des correcteurs de diffraction atmosphérique. De plus, il existe également une corrélation avec l'effet de couleur (SN6/SN35) (cf Figure 2.30 panel de droite). Ceci n'est guère surprenant car la masse d'air et l'effet de couleur sont liés. Pour des masses d'air importantes, le trajet dans l'atmosphère des rayons lumineux est plus long. Or l'humidité de l'air absorbe préférentiellement le bleu, et le ratio SN6/SN35 décroît alors. En appliquant la correction de l'effet de couleur<sup>8</sup>, on remarque que si le cycle annuel reste inchangé, la dispersion des résidus s'améliore nettement et le dégradations de la résolution après BJD=56730 disparaît complètement.

On peut donc supposer l'existence de deux phénomènes distincts :

- Une respiration thermomécanique du spectrographe au cours de l'année ayant un impact d'environ  $40 \text{ m s}^{-1}$  pic à pic, réduit à  $20 \text{ m s}^{-1}$  probablement après l'installation des fibres octogonales après le double brouilleur (BJD = 56274).
- Un problème de correction au niveau des correcteurs de diffraction atmosphérique provoquant des dégradations de résolution pour les observations à forte masse d'air. Le mécanisme précis de cet effet reste à déterminer.

Bien qu'il soit donc possible de corriger les variations de la FWHM, cette dispersion très dégradée empêche pour l'instant toute utilisation de ce marqueur pour des diagnostics d'activité. La correction de l'effet de couleur, qui sera implémentée dans la nouvelle séquence de réduction des données de SOPHIE, devrait cependant palier à ce problème.

---

8. La correction de l'effet de couleur consiste à pondérer les différents ordres du spectrographe de manière à ce que la distribution de flux corresponde à celle attendue pour une étoile de même type spectral. Cela permet de corriger certains effets systématiques sur la vitesse radiale liés à des changements dans la transparence de l'atmosphère ou à des corrections imparfaites de la dispersion atmosphérique. Cette correction n'est cependant pas présente dans la version actuelle du pipeline SOPHIE.

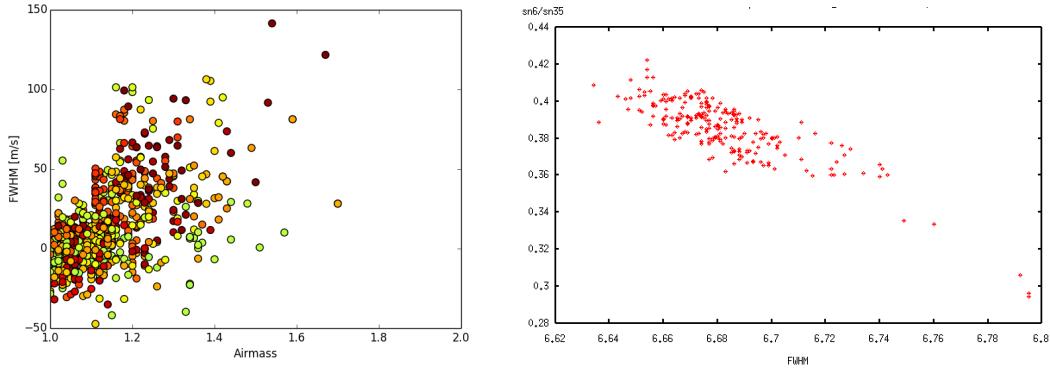


FIGURE 2.30 – *Gauche* : Écart à la correction de la FWHM (en m/s) pour 54 étoiles après BJD=56700 en fonction de la masse d'air. *Droite* : FWHM (en km/s) de HD185144 en fonction du rapport SN6/SN35.

### 2.5.3 Méthodes de corrections

Au delà de chercher à identifier un signal dû à l'activité dans une série temporelle de vitesses radiale, il est intéressant de chercher à le corriger. Pour ce faire, des techniques de plus en plus nombreuses ont vu le jour. Pour le moment, aucune d'entre elles ne s'est imposée comme parfaitement fiable ou incontournable. Les principales techniques sont présentées ci-après.

#### Correction de l'anti-corrélation bissecteur-vitesse

Il est possible de se servir de l'anti-corrélation, entre le bissecteur et la vitesse pour corriger cette dernière des effets d'activité. Cette méthode a été appliquée avec succès notamment par Melo et al. (2007) et Boisse et al. (2009). Il faut cependant noter qu'elle n'est pas toujours pertinente. Il est en effet possible qu'un signal d'activité en vitesse radiale ne soit que marginalement corrélé avec le bissecteur, soit parce que d'autres sources de variabilité entrent en jeu (Queloz et al., 2009), soit parce que le Vsini de l'étoile n'est pas assez grand pour que l'effet des tâches soit discernable Boisse et al. (2011b).

À titre d'exemple, la Figure 2.31 montre les périodogrammes des vitesses radiales et du bissecteur de HD 101242, une cible du SP1+ (cf Section 3.1), ainsi que la vitesse en fonction du bissecteur. HD 101242 est une étoile clairement identifiée comme active, avec un  $\log R'_{HK}$  de -4.62. Sur le périodogramme des vitesses radiales, la période de rotation est clairement identifiable vers 21 jours ainsi que ses harmoniques jusqu'à  $P_{\text{rot}}/5$ . La période à 21 jours est également discernable sur le bissecteur. La corrélation entre les deux paramètres est cependant faible, et positive. En corrigeant cette corrélation, le résultat n'est donc pas amélioré.

Même quand cette correction est efficace, elle possède quelques limites. Boisse et al. (2011b) montre que si l'amplitude du signal d'activité est atténuée, ce dernier reste bien présent aux mêmes fréquences. De plus le degré et la forme de la corrélation dépend du nombre et de la latitude des tâches stellaires.

#### Ajustement de sinusoides

Une autre technique classique consiste à prendre en compte l'activité en ajustant une ou plusieurs sinusoides dans le signal (Bonfils et al., 2007; Forveille et al., 2009; Boisse et al., 2011b). Boisse et al. (2011b) a notamment montré sur des données simulées et réelles qu'en

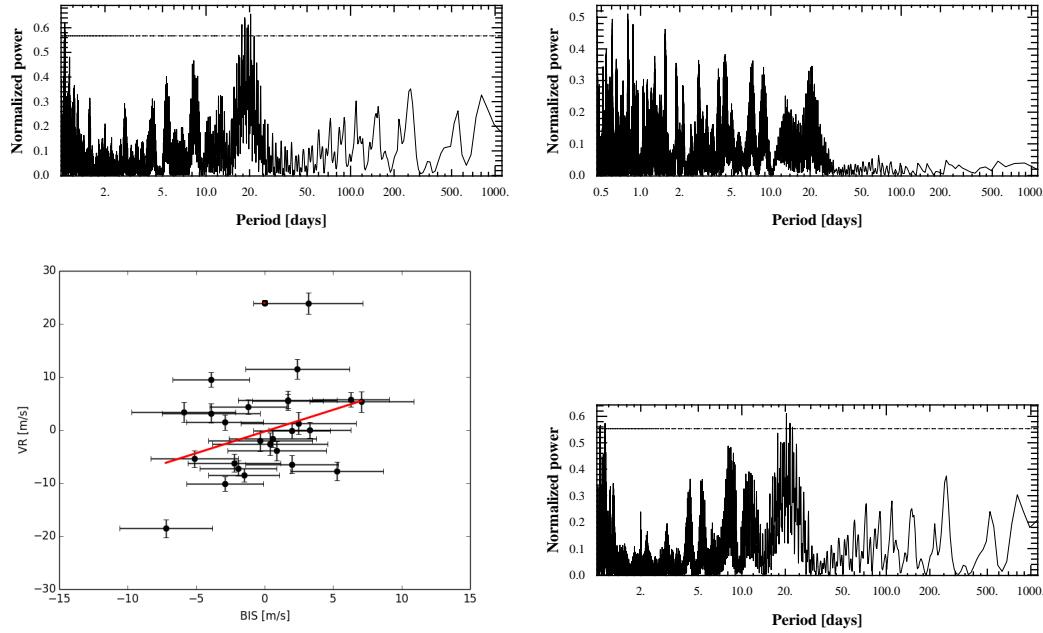


FIGURE 2.31 – *Haut gauche* : Périodogramme de Lomb-Scargle généralisé des VR de HD 101242. La ligne en tirets est la FAP à 10 %. *Haut droite* : Périodogramme GLS du bissecteur de HD 101242. *Bas gauche* : VR en fonction du bissecteur. La ligne rouge est la régression linéaire. *Bas droite* : Périodogramme GLS des VR après correction de la corrélation. La ligne en tirets est la FAP à 10 %.

utilisant 3 sinusoïdes à des périodes fixées  $P_{\text{rot}}$ ,  $P_{\text{rot}}/2$  et  $P_{\text{rot}}/3$ , il est possible de réduire de 90% les effets de l'activité stellaire. On peut cependant émettre des doutes quant à la pertinence de cette méthode lorsque la phase du signal d'activité n'est pas conservée, avec l'apparition et la disparition de tâches.

Afin de répondre à ce problème, Queloz et al. (2009) (et plus tard Ferraz-Mello et al. 2011) a utilisé une variante de la méthode consistant à ajuster des sinusoïdes correspondant à  $P_{\text{rot}}$ ,  $P_{\text{rot}}/2$  et  $P_{\text{rot}}/3$  sur des fenêtres temporelles fixes en faisant varier à chaque fois la phase. Par contre, ce genre de technique peut absorber des signaux à longue période et augmente significativement le nombre de paramètres libres dans l'analyse des données.

Dans ces deux cas de figure, il est nécessaire de connaître a priori et avec précision la période de rotation stellaire pour que cette technique soit efficace. Queloz et al. (2009) et Hatzes et al. (2010) ont également testé une méthode contournant ce problème à base d'analyse de la transformée de Fourier, consistant à identifier les plus hauts pics dans l'espace des fréquences et les retirer à l'aide de sinusoïdes, éliminant du même coup tous leurs harmoniques. Cette technique est également appelée "pre-whitening", mais a pour inconvénient de ne pas distinguer la nature des signaux retirés.

Enfin il faut noter que ces techniques, assez similaires dans l'idée, ont toutes été testées sur CoRoT-7b avec des résultats parfois différents. Par conséquent, aucune de ces méthodes n'est pour le moment reconnue comme parfaitement fiable.

### Méthodes à bases de processus gaussiens

Ces dernières années, des méthodes basées sur les processus gaussiens ont vu le jour afin de traiter l'activité. [Haywood et al. \(2014\)](#) a ainsi utilisé des données simultanées en VR et photométrie afin de séparer la contribution de l'activité de celle des signaux planétaires dans les variations VR de CoRoT-7b. Cette technique se base notamment sur le modèle FF' de [Aigrain et al. \(2012\)](#), qui montre que les variations en vitesses radiales dues aux tâches stellaires peuvent être approximées par la multiplication du flux photométrique ( $F$ ) par sa dérivée ( $F'$ ). Les processus gaussiens sont utilisés pour interpoler finement les données photométriques aux données vitesses radiales, et pour modéliser le bruit rouge quasi-périodique dans les données que le modèle FF' ne reproduit pas. Si cette technique semble très puissante, elle nécessite des observations photométriques simultanées de la cible ainsi qu'un fort prior sur la période de rotation.

Encore plus récemment, [Faria et al. \(2016a\)](#) a également utilisé des processus gaussiens sur des vitesses radiales seules et filtré l'activité de CoRoT-7. Ils utilisent le même Kernel quasi périodique (cf Equation 2.12) mais avec des priors moins restrictifs que [Haywood et al. \(2014\)](#) dans leur analyse. Ce résultat très prometteur de [Faria et al. \(2016a\)](#) montre que toutes les informations sur l'activité sont bien contenues dans les vitesses radiales et qu'il est possible d'isoler les signaux induits, même si le recul sur cette technique reste encore assez faible. Elle pourrait également s'incorporer assez naturelle dans le cadre PASTIS+GPs développé pour la correction des systématiques (cf Section 2.4.4).

## 2.6 Repousser les limites de SOPHIE : le m/s de précision

Grâce, entre autres, à mon travail, la stabilité de SOPHIE a pu être améliorée à un niveau de  $2 \text{ m s}^{-1}$  nécessaire à la détection de planètes de faible masse. Mais cela ne marque pas pour autant la fin du perfectionnement de ce spectrographe. Plusieurs améliorations sont programmées voire même en cours, tant du point de vue matériel que logiciel. L'objectif est de n'être plus limité que par le bruit de photon, à un niveau de  $1.5 \text{ m/s}$  et même  $1 \text{ m/s}$  pour les cibles les plus lumineuses. Ce gain aura un impact très important sur les capacités de détection de SOPHIE. La Figure 2.32 montre la distribution des semi-amplitudes des planètes de faible masse connues. Environ la moitié des planètes détectées en vitesses radiales ont une semi-amplitude proche ou inférieure à  $2 \text{ m/s}$ . Une précision améliorée sur SOPHIE permettrait ainsi de sonder efficacement cette population composée principalement de Super-Terres, ainsi que de Neptunes à longue période.

Concernant l'instrument lui-même, la régulation thermique semble améliorer la dérive du spectrographe au cours de la nuit. Nous manquons cependant encore un peu de recul pour évaluer son impact sur la dérive du point zéro et stabilité générale de l'instrument, mais cela ne pourra être que positif. Une autre mise à jour majeure de SOPHIE consiste en l'installation d'un étalon Fabry-Pérot. Cette nouvelle méthode de calibration présente de nombreux avantages par rapport à l'usage actuel de lampes Thorium-Argon. Premièrement, le spectre stellaire ne sera plus pollué par la lampe durant la pose. Ensuite, la dérive de l'instrument sera mieux déterminée, ordre par ordre ce qui permettra d'identifier d'éventuels effets géométriques sur le CCD. La solution en longueur d'onde sera également calculée avec une précision améliorée, inférieure au m/s. Enfin, le spectrographe ne sera plus affecté par le vieillissement des lampes de calibration, qui peut avoir un impact important sur la dérive du point zéro, comme vu à la Section 2.4.1.3. L'installation de l'étalon aura lieu au cours des prochaines semaines.

D'autre part, plusieurs améliorations sont également prévues au niveau de la réduction et de l'analyse des données. Une refonte complète du logiciel de réduction des données basée

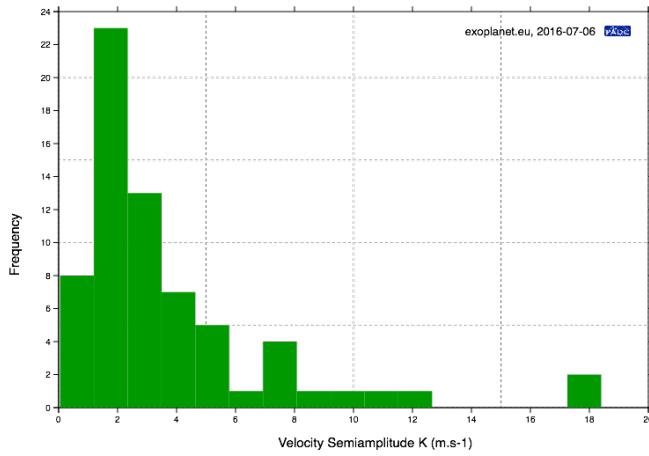


FIGURE 2.32 – Distribution des semi-amplitudes des planètes de faible masse ( $M \sin i < 40M_{\oplus}$ ) à partir du catalogue exoplanet.eu.

sur la dernière version de celle de HARPS est en cours d’élaboration, elle sera plus précise avec la prise en compte de phénomènes supplémentaires comme l’effet de couleur, la correction du fond de ciel, l’optimisation du flat-field, une nouvelle extraction optimale et une nouvelle solution en longueur d’onde. Enfin, l’utilisation des processus gaussiens (cf Section 2.4.4) est très prometteuse pour corriger la dériver du point zéro du spectrographe et rechercher des signaux planétaires de très petite amplitude à courte période.

## Chapitre 3

# La recherche à haute précision de Neptunes et de Super-Terres avec SOPHIE

### 3.1 Description du relevé

#### 3.1.1 Objectifs scientifiques

Le consortium Recherche de Planètes Extrasolaires (RPE) avec SOPHIE, mène depuis 10 ans un programme large dédié à la détection de nouvelles exoplanètes. Ses objectifs sont à la fois d'apporter des contraintes sur les processus de formation planétaire et de caractériser physiquement ces objets. En détectant des exoplanètes autour d'étoiles proches et brillantes, permettant un suivi sol et spatial, ce programme souhaite répondre aux questions suivantes : 1) déterminer les propriétés statistiques et contraindre les modèles de formation et d'évolution des planètes de faible masse en élargissant l'échantillon d'exoplanètes 2) déterminer la fonction de masse des exoplanètes de faible masse et 3) étudier la relation entre les exoplanètes et les propriétés physico-chimiques de leur étoile.

Le consortium est constitué dans sa version actuelle de 4 sous-programmes complémentaires :

- Recherche à haute-précision de Super-Terres et Neptunes (SP1+, PI : François Bouchy)
- Recherche et caractérisation de planètes géantes autour d'étoiles brillantes (SP2, PI : Guillaume Hébrard)
- Recherche d'exoplanètes autour des naines M (SP3, PI : Xavier Delfosse)
- Suivi des planètes à longue période Élodie (SP5, PI : François Bouchy)

D'un point de vue pratique, ce consortium permet également de mutualiser le temps d'observation entre les différents sous-programmes et partager les observateurs, ce qui permet une plus grande flexibilité opérationnelle.

J'ai participé aux observations de l'ensemble de ces sous-programmes, et mon travail d'analyse et de correction des systématiques instrumentales de SOPHIE (cf Chapitre 2) a pu bénéficier à l'ensemble du consortium. J'ai ainsi pu contribuer à plusieurs publications du consortium ([Bouchy et al., 2016](#); [Wilson et al., 2016](#); [Hébrard et al., 2016](#); [Díaz et al., 2016a](#)) en plus du papier en premier auteur détaillé plus loin ([Courcol et al., 2015](#)).

Mon travail d'analyse s'est lui concentré sur le premier de ces sous-programmes, le SP1 ([Bouchy et al., 2009](#)). Le SP1 fut démarré en 2006 mais arrêté faute d'une précision suffisante. En 2011 avec l'installation des fibres octogonales et donc la "mise en service" de SOPHIE+ (voir Section 2.1.1), une version modifiée du programme (SP1+) a redémarré. Son objectif est la

découverte d'exoplanètes de faible masse, de type Super-Terres ( $2\text{-}10 M_{\oplus}$ ) ou Neptunes ( $10\text{-}30 M_{\oplus}$ ). Une cinquantaine de nuits par an sont allouées à ce programme.

### 3.1.2 Échantillon

La version actuelle du catalogue date de juillet 2012. Les étoiles ont été sélectionnées sur plusieurs critères :

- Visibles de l'hémisphère nord
- Type spectral G et K
- Distance inférieure à 35 pc (catalogue Hipparcos)
- Une coupure en couleur pour sélectionner les étoiles naines ( $0.6 < B-V < 1.4$ , cf Figure 3.1)
- Non active ( $V \sin i < 4.5 \text{ km/s}$ ,  $\log(R' \text{hk}) < -4.8$ )
- Pas de compagnon stellaire ou planétaire connu
- Hors du relevé HARPS-N GTO. Les cibles les plus suivies avec HIRES ont également été retirées au moment de la conception du catalogue.

L'échantillon du SP1+ est composé de 190 cibles dont 84 étoiles K et 106 étoiles G d'une magnitude allant de 5.3 à 9.7 dans la bande V (cf Figure 3.1). Le catalogue a cependant été finalisé en Juillet 2012, soit un an environ après le début du programme.

Les biais de notre échantillon sont ainsi assez bien maîtrisés et il pourra donc permettre de réaliser une statistique des planètes de faible masse. On notera cependant que l'effet du retrait des planètes avec une au moins une planète géante connue n'est pas trivial et peut avoir un impact sur le programme (cf Section 3.3.2.2). On peut également noter que cet échantillon est complémentaire avec le SP3, qui mène une recherche similaire (en termes d'objectifs scientifiques et de nombre de nuits attribuées) autour des naines M. Il était également complémentaire lors de sa mise en place avec les programmes GTO de HIRES et HARPS-N, mais en l'absence de coordination cela n'est peut-être plus le cas aujourd'hui.

### 3.1.3 Observations

Les observations spectroscopiques avec SOPHIE dans le cadre du SP1+ sont réalisées avec le mode Haute Résolution (HR,  $\lambda/\Delta\lambda = 75,000$ ) et avec le Thorium simultané sur la voie B. Ces réglages permettent d'obtenir la meilleure précision possible avec l'instrument mais ne peuvent être efficaces que sur des cibles brillantes, ce qui est notre cas. Le temps d'exposition varie de 600 à 1200 secondes selon la magnitude de l'étoile. Cela permet d'obtenir des rapports signal à bruit (SNR) supérieurs à 70 et typiquement supérieurs à 100, avec un bruit de photon de l'ordre de  $1.5 \text{ m s}^{-1}$ . Additionnellement, les oscillations stellaires (modes p) sont moyennées sur la durée de la pose et ne perturbent pas la mesure.

#### 3.1.3.1 Sélection des données

De manière à s'assurer une qualité optimale des données, deux types de sélections sont opérés après observations : une sélection automatique et une sélection manuelle. La première permet de garder automatiquement les mesures facilement identifiables comme étant de mauvaise qualité. Les critères utilisés sont :

- Une coupure en signal à bruit, avec  $\text{SNR} > 80$  pour  $V < 7.5$ ,  $\text{SNR} > 75$  pour  $7.5 < V < 8.5$  et  $\text{SNR} > 70$  pour  $V > 8.5$ . Cette légère flexibilité permet de récupérer un nombre non-négligeable de mesures avec un SNR tombant juste en dessous de 80 pour les étoiles moins brillantes.

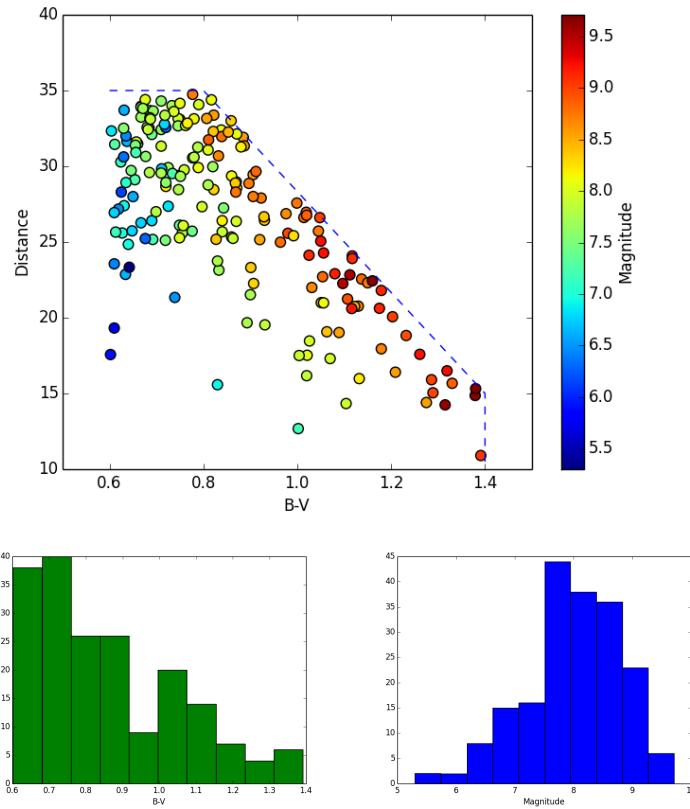


FIGURE 3.1 – *Haut* : Distance (en parsecs) en fonction du B-V des cibles du SP1+, avec la magnitude dans la bande V en échelle de couleur. La courbe bleue en tirets est la coupure en couleur appliquée à l'échantillon. *Bas gauche* : Distribution en B-V de l'échantillon. *Bas droite* : Distribution en magnitude (bande V) de l'échantillon.

- Une coupure en fonction du flux de la lampe Thorium-Argon, pour éliminer les poses avec un fonctionnement défectueux de cette dernière. Cela permet de s'assurer que la mesure de la dérive du spectrographe est bien optimale. Le ratio du flux de la lampe sur le total doit être compris entre 0.2 et 0.6.
- La dérive du spectrographe par rapport à la dernière mesure double Thorium doit être inférieure à 15 m/s. Cette condition, peu contraignante en pratique, permet d'éliminer les mesures réalisées alors que l'état du spectrographe est trop instable.
- L'écart de la FWHM de la CCF à la moyenne des observations ne doit pas être supérieur à 1.5 km/s :  $| \text{FWHM} - \langle \text{FWHM} \rangle | < 1.5 \text{ km/s}$ . Ce critère permet d'identifier automatiquement les cas flagrants de contamination lumineuse, voire tout simplement certaines erreurs de pointage du télescope.

J'ai donc réalisé un programme informatique permettant d'opérer cette sélection. Ce "SP1+ manager" va chercher les nouvelles mesures déjà réduites dans les listings nuit par nuit, les sélectionne sur les critères mentionnés ci-dessus, applique la correction du constant master (cf Section 2.4) et sauvegarde les résultats cible par cible dans un format facilement manipulable et

lisible par des programmes d'analyse de planètes (yorbit et PASTIS). En pratique, cette sélection automatique élimine environ 10% des observations réalisées.

Une deuxième sélection manuelle est opérée par la suite. Son objectif est de retirer les mesures aberrantes qui seraient passées au travers des mailles du filet, typiquement des cas de contamination par la Lune (cf Section 2.2). Le nombre de mesures retirées manuellement est généralement négligeable. Il est à noter que le "SP1+ manager" fonctionne de manière incrémentale et n'affecte pas les sélections manuelles opérées a posteriori dans les données.

### 3.1.3.2 Stratégie

Le volume d'observations nécessaire pour détecter une planète de faible masse est conséquent, souvent supérieur à 100, ce qui correspond à 25 heures d'observation en moyenne soit 4 à 5 nuits en prenant en compte les conditions météorologiques moyennes de l'OHP. Il n'est donc pas réaliste de compter obtenir un tel nombre de mesures sur chaque cible du catalogue, ce qui nécessiterait autour d'un millier de nuits entièrement dédiées au SP1+, soit 20 ans d'observations au rythme de 50 nuits par an comme actuellement. L'optimisation des stratégies d'observation est donc primordiale, afin de concentrer les efforts sur les cibles les plus prometteuses. Cette stratégie s'articule autour de trois problématiques différentes : la fréquence des observations, l'arrêt des cibles et la synergie avec d'autres programmes.

#### Fréquence des observations

La fréquence des observations par défaut est de 1 mesure par nuit. Cela permet en une saison d'observation de contraindre efficacement les périodes allant jusqu'à 100 jours environ. Cette orientation vers les courtes et moyenne périodes a été décidée pour des raisons pratiques, car il est plus facile de trouver des faibles masses à courte période, ainsi que pour les raisons de synergie développées plus loin.

Cette fréquence d'observation peut cependant être ajustée pour contraindre un candidat. Pour les longues périodes, une stratégie d'un à deux points par semaine sera préférée afin de préserver du temps pour les autres cibles. Pour un candidat à courte période il peut arriver de passer à une stratégie plus agressive de deux points par nuits, afin également de casser l'alias observationnel du jour. Il est important de garder à l'esprit que ces fréquences d'observation peuvent être très affectées par les possibilités pratiques au télescope (répartition des nuits d'observation, temps imparti par nuit, météo...).

#### Arrêt des cibles

Les cibles peuvent être arrêtées pour plusieurs raisons différentes : une détection, une absence de variation, ou une activité stellaire trop élevée. En effet, en l'absence de traitement pleinement satisfaisant de l'activité stellaire (cf Section 2.5) et au vu du nombre important de cibles dans le catalogue il est préférable de laisser les étoiles actives de côté. La décision de l'arrêt d'une cible se prend généralement à trois stades des observations :

1. après quelques mesures destinées à mesurer le niveau d'activité de l'étoile. En effet, de nombreuses cibles n'avaient aucune mesure d'activité au moment de la création du catalogue. En plus de cela, l'activité stellaire évolue naturellement au cours du cycle magnétique. Au final, de nombreuses étoiles présentent des niveaux d'activité élevés (cf Section suivante).
2. après 30 mesures, un premier bilan est réalisé. Les étoiles dont les VR présentent une variation faible sont arrêtées. L'objectif ici est encore une fois de privilégier les cibles les plus prometteuses avec des signaux VR importants et non de considérer que ces étoiles

sont dépourvues de planètes. Le critère utilisé pour l'arrêt est actuellement  $\text{RMS} < 3 \text{ m s}^{-1}$ , et aucun signal significatif dans le périodogramme.

3. lorsqu'une conclusion finale est atteinte. Les cibles présentant une variation significative dans leurs VR sont poursuivies jusqu'à ce que ces variations soient expliquées. Il peut s'agir évidemment d'un signal planétaire, mais aussi d'une dérive lente ou d'une activité stellaire non immédiatement identifiable. Dans les deux premiers cas, la cible n'est arrêtée que si la dispersion des résidus est inférieure au seuil précédemment fixé ( $3 \text{ m s}^{-1}$ ).

### Synergies avec d'autres programmes

La stratégie du SP1+ a aussi été pensée afin de maximiser les synergies avec d'autre programmes, en premier lieu au sein du consortium. Certaines étoiles du catalogue sont ont déjà été observées à basse précision dans le cadre de la recherche de planète géantes (SP2), et les mesures d'activités sont prises en considération pour déterminer le démarrage ou l'arrêt d'une cible. D'autre part, une forme de complémentarité est recherchée entre le SP1+ et le SP5 qui se concentre sur la détection de planètes à longue période dans l'échantillon historique ELODIE, avec le même niveau de précision que le SP1+. Ainsi, certaines cibles présentant des dérives ou variations à très longue période dans le SP1+ ont été arrêtées et basculées dans le SP5. De la même manière, il serait envisageable que si l'on suspecte un compagnon à courte période dans une étoile du SP5 elle soit basculée dans le SP1+, même si ce cas de figure ne s'est pas présenté.

À l'inverse, certaines cibles de l'ancienne version du SP1 ont été basculées dans le SP1+ afin de confirmer certains candidats. Si certaines cibles étaient prometteuses, elle n'ont débouché sur aucune détection et ont été arrêtées.

Au delà du consortium RPE, un travail important effectué dans le cadre de ma thèse a consisté à préparer les futures observations de CHEOPS (présenté au Chapitre 5), en établissant entre autres un lien avec SOPHIE. Pour le relevé haute précision de SOPHIE, il s'agit de fournir des cibles à CHEOPS afin d'effectuer une recherche de transit. Au niveau de la stratégie observationnelle, cela s'est traduit de deux manières. Premièrement, par le renforcement de la couverture des courtes périodes, afin de détecter les planètes ayant la plus forte probabilité de transit. Ensuite, la zone de visibilité sur le ciel de CHEOPS est prise en compte pour choisir les nouvelles cibles à démarrer (cf Figure 3.2), pour maximiser le nombre de planètes observables avec CHEOPS.

#### 3.1.3.3 Bilan au mois de Juillet 2016

En Juillet 2016, le SP1+ totalise 3198 observations exploitables (après la sélection automatique des données présentée précédemment, qui élimine 10% environ des mesures) correspondant à un temps de pose cumulé de 810 heures. Réparties sur 62 mois depuis le début du programme en Juin 2011, cela correspond à une moyenne de 51.6 mesures par mois (cf Figure 3.3, panel de gauche en haut). Si on prend en compte que la version finale du catalogue date de Juillet 2012, la moyenne est de 66 mesures par mois. De grandes variations sont observées d'un mois sur l'autre (jusqu'à un facteur 10), qui dépendent de la météo, du nombre d'observations planifiées sur le mois et de la longueur des nuits.

Des observations ont été collectées sur 121 des 190 cibles, 83 d'entre elles ont été arrêtées pour les raisons citées dans la Section 3.1.3.2. On pourra aussi noter que 43 étoiles ont dépassé le seuil des 30 mesures évoqué dans cette même Section (cf Figure 3.3, panneau de droite en haut). Malheureusement, il s'est avéré en pratique très difficile d'obtenir des mesures sur les étoiles de magnitude élevée, typiquement avec  $V > 8.5$ , tout en conservant un bonne qualité des données. Cela se traduit par un biais important entre la magnitude et le nombre d'observations

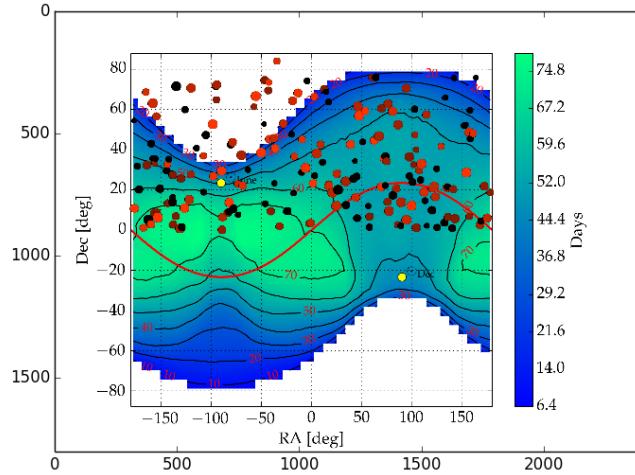


FIGURE 3.2 – Position des cibles du SP1+ sur la couverture du ciel de CHEOPS, avec une orbite à 800 km d'altitude (version non définitive, 2013). Les cibles plus lumineuses sont représentées par des disques plus grands. Les cibles non observées sont en noir, et celles à plus de 50 mesures sont rouge vif (Juillet 2016).

(Figure 3.3, bas gauche), la magnitude moyenne des étoiles à 10 mesures étant de 7.4 contre 8.6 pour les étoiles non démarrées. Le corolaire est que les étoiles K ont été très peu observées (18 étoiles à plus de 10 mesures, à comparer avec les 86 étoiles présentes dans le catalogue). Finalement, le panneau en bas à droite de la figure 3.3 montre la distribution du RMS des cibles du SP1+. Comme vu à la Section 2.4, le pic de cette distribution est légèrement supérieur à  $2 \text{ m s}^{-1}$ . On remarque que pour les cibles à plus de 50 mesures, ce n'est plus le cas, ce qui reflète la stratégie consistant à favoriser les cibles présentant une dispersion élevée.

### La Bande dessinée du SP1+

Afin d'améliorer le suivi du SP1+ et le regroupement des informations, j'ai développé un outil permettant de centraliser une grande quantité d'informations importantes sous la forme d'un document appelé "BD du SP1+". Cette bande dessinée, disponible dans l'Annexe E, regroupe des informations générales et passe en revue chacune des cibles du catalogue. Y sont notamment rappelés les paramètres de la sélection automatique des mesures, les dates clés des interventions sur l'instrument et/ou le télescope, ainsi que la Figure 3.2. Pour chaque cible est indiqué en particulier :

- Des paramètres fondamentaux : nom, coordonnées et compatibilité avec le champs de vue CHEOPS, type spectral, magnitude, période de rotation stellaire calculée avec les formules de Noyes et al. (1984) et Mamajek & Hillenbrand (2008).
- Des informations observationnelles : nombre de mesures, durée totale des observations, status (Non démarré, En Cours, Suivi Prioritaire, STOP)
- Des informations sur les VR et l'activité : RMS, erreur moyenne,  $\log R'_{\text{HK}}$ , Vsini
- Des commentaires

Les séries temporelles en VR, bisection et FWHM sont également affichées, ainsi que le

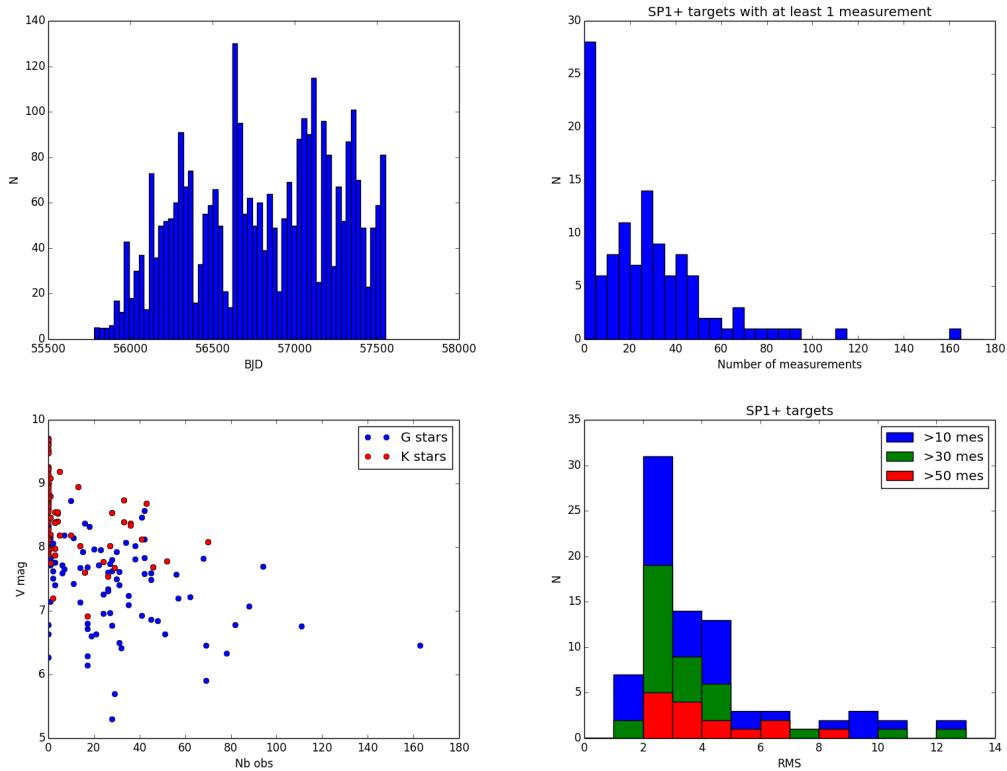


FIGURE 3.3 – *Haut gauche* : Nombre d’observations exploitables du SP1+ par mois. *Haut droit* : Distribution du nombre d’observation exploitable sur chaque cible. *Bas gauche* : Magnitude des cibles en fonction du nombre de mesure. Les points rouges sont les étoiles K, les points bleus les étoiles G. *Bas droite* : Distribution du RMS des cibles à plus de 10, 30 et 50 mesures.

périodogramme en VR et les graphiques de corrélation entre la vitesse radiale et le bissecteur ainsi que la FWHM. Ce document est réactualisé régulièrement.

## 3.2 Premiers résultats

### 3.2.1 Analyse globale au mois de Juillet 2016

Au sein de la stratégie d’observation mise en place pour le SP1+ (cf Section 3.1.3.2), le bilan d’une cible à plus de 30 mesures est important car il déterminera la prolongation ou non des observations. Il est donc crucial de comprendre quelles sont les sources de variabilité dans les vitesses radiales d’une cible. Au mois de Juillet 2016, 43 étoiles possédaient au minimum 30 mesures. Ces cibles ont pu être classées en différentes catégories :

- Faible variation (16 cibles) : Le RMS est inférieur à  $3 \text{ m s}^{-1}$  et aucune structure ne se dégage dans le périodogramme. La cible est arrêtée.
- Activité (6 cibles) : les variations en VR sont causées par de l’activité stellaire, lié à la période de rotation de l’étoile (cf Section 2.5). La cible est arrêtée.

TABLE 3.1 – Candidats du SP1+.  $N_{\text{mes}}$  est le nombre de mesures SOPHIE, FAP est la probabilité de fausse alarme. Les secondes périodes entre parenthèses sont des alias observationnels qui ne peuvent pas être écartés. NC signifie non contraint.

Cible	$N_{\text{mes}}$	RMS [m/s]	P [jours]	K [m/s]	$M_{\text{sini}} [M_{\oplus}]$	FAP [%]
HD 34575	35	3.0	1.95 10.3	3.5 3.7	4.6 11.1	> 10 > 10
HD 126532	41	2.5	> 385	NC	NC	~ 10
HD 193664	69	3.3	11.15	2.5	6.5	1-10
HD 202123	43	3.2	1.2 (5.99)	3.3	5.42	1-10
HD 138573	62	4.2	1.17	5	7.04	1-10
HD 72614	33	2.4	1.6	1.9	3.3	~ 1
HD 25918	94	3.7	689 (235)	3.6	50	< 1
HD 88986	69	4.2	105 (250,1100)	5.1	28.4	< 1
HD 158259	163	5.3	1.57 (3.5)	2.4	4.2	< 1
			30	3	13	< 1
			~ 1000	8.1	112	< 1
HD 196850	111	2.8	32.8	1.4	7.2	< 1
			305	3.4	28.4	< 1

- Dérive (4 cibles) : une dérive est responsable de l'important RMS observé. Après soustraction de la dérive, le RMS est inférieur à  $3 \text{ m s}^{-1}$  (faibles variations). La cible est arrêtée. Trois des cibles concernées (HD 112956, HD 115755 et HD 120066) ont cependant été basculées dans le SP5 pour suivre à long terme l'évolution de la dérive. La quatrième (HD 205286) le sera probablement aussi.
- Candidat planétaire (10 cibles) : une ou plusieurs périodes du périodogramme ont été identifiées comme potentiellement d'origine planétaire. De nouvelles mesures sont nécessaires pour contraindre ces signaux. Les candidats les plus prometteurs sont développés dans les Sections 3.2.2.2 à 3.2.2.3.
- Détection (1 cible) : Une planète est détectée, et les résidus après ajustement de l'orbite de présentent aucune structure ou variation significative. La cible est arrêtée. Seule HD 164595 est dans ce cas, développée dans la section 3.2.2.1.
- Aucune explication (6 cibles) : La cible n'entre dans aucune des catégories précédentes. Elle est dans ce cas poursuivie. Il peut s'agir de systèmes multiplanétaires, qui nécessitent un grand nombre de mesures pour contraindre les différentes orbites.

En plus de la détection publiée, il existe donc 10 cibles présentant des signaux potentiellement d'origine planétaire dans l'échantillon du SP1+. La Table 3.1 compile les périodes dignes d'intérêt dans ces dix cibles avec les semi-amplitudes et les probabilités de fausse alarme associées. Pour 5 d'entre elles, la FAP est proche ou en dessous du pourcent pour les périodes considérées. Ces cas les plus prometteurs sont développés plus en détail dans les Sections 3.2.2.2 à 3.2.2.6. On peut remarquer par ailleurs que sur les 14 signaux potentiellement d'origine planétaire, la moitié correspondent à des Super-Terres.

Un premier résultat frappant après plus de 4 ans d'observations est l'absence de planètes géantes dans notre échantillon. Même si les planètes connues, et en particulier les géantes ont été retirées du catalogue, cela n'a concerné qu'une poignée de cibles, probablement trop peu pour effectivement affecter la statistique de l'échantillon. Une fraction des cibles avait de plus déjà été observée avec ELODIE pour la détection de planètes géantes. Il n'est malgré tout pas surprenant que nous ne trouvions pas de géantes à courte période. Les taux d'occurrence don-

nées par [Mayor et al. \(2011\)](#) pour les planètes géantes dans différents bins de masse (30-100, 100-300 et 300-1000 M<sub>⊕</sub>) à moins de 50 jours n'excèdent jamais le pourcent, à 0.8, 0.71 et 0.24% respectivement. On note d'autre part qu'il existe un nombre non négligeable de dérives dans les VR de l'échantillon. Il serait donc possible que des planètes géantes existent à plus longue période, au delà de celles sondées ici.

### 3.2.2 Détection et candidats

#### 3.2.2.1 HD 164595

La première détection du SP1+ a fait l'objet d'une publication en 2015 ([Courcol et al., 2015](#)). Il s'agit d'un Neptune tiède autour de l'analogue solaire HD 164595. Au total, 75 observations de HD 164595 ont été collectées par SOPHIE sur une période de 2.2 ans. Le protocole d'observation décrit Section 3.1.3 a été suivi, et le temps d'exposition a varié entre 800 et 1200 secondes. Le SNR typique est de 140, ce qui permet d'obtenir un bruit de photon inférieur au mètre par seconde. En prenant en compte l'incertitude sur la calibration en longueur d'onde (d'environ 1.0 m s<sup>-1</sup>), l'incertitude moyenne sur la mesure VR est de 1.43 m s<sup>-1</sup>. Neuf spectres furent identifiés comme étant de plus basse qualité, soit par la procédure de sélection automatique introduite à la Section 3.1.3 soit manuellement. Une mesure a un SNR inférieur de moitié à la moyenne, preuve d'une forte absorption atmosphérique. Trois mesures ont fait l'objet d'une contamination lunaire. Lors de cinq observations la lampe Thorium-Argon a mal fonctionné et présenté un flux anormal, qui ne permet pas de calculer correctement la dérive du spectrographe. Ces neufs mesures n'ont pas été prises en compte pour l'analyse bayésienne détaillée plus loin.

#### Paramètres stellaires

HD 164595 est une étoile de type G2V de magnitude V=7.08. Sa parallaxe Hipparcos ( $\pi = 34.57 \pm 0.5$  mas) indique une distance de  $28.93 \pm 0.4$  pc. Cette étoile est considérée comme l'un des plus proches analogues solaires. Ses paramètres ont été calculés par [Porto de Mello et al. \(2014a\)](#) dans le cadre de leur relevé photométrique et spectroscopique des jumeaux solaires à moins de 50 parsecs du Soleil. À partir des CCFs de SOPHIE, en utilisant la calibration de [Boisse et al. \(2010\)](#), son  $v \sin i$  est de  $2.1 \pm 1$  km s<sup>-1</sup>. HD 164595 est connue pour avoir un faible niveau d'activité. [Wright et al. \(2004\)](#) a calculé un  $\log R'_{HK}$  de -5.0 à partir d'observations effectuées entre 1998 et 2003. Plus récemment, [Isaacson & Fischer \(2010\)](#) a noté une légère évolution du  $\log R'_{HK}$ , passant de -4.97 à -4.86 entre 2005 et 2009.

En utilisant la méthode établie par [Boisse et al. \(2010\)](#), nous avons trouvé une valeur moyenne du  $\log R'_{HK}$  à  $-4.86 \pm 0.05$  à partir des spectres SOPHIE. On peut également remarquer une évolution saison par saison du  $\log R'_{HK}$ , à -4.91 en 2012, -4.88 en 2013 et -4.81 en 2014. De plus, la dispersion du bissecteur a elle aussi augmenté, de 1.7 m s<sup>-1</sup> en 2012, à 2.0 m s<sup>-1</sup> en 2013 et finalement 3.3 m s<sup>-1</sup> en 2014. Sur la dernière saison, le bissecteur présente une corrélation marginale avec les vitesses radiales. Tous ces éléments indiquent que HD 164595 se dirige vers une phase d'activité plus marquée de son cycle magnétique. La Table 3.2 regroupe les paramètres stellaires de HD 164595.

#### Reconnaitre les signaux instrumentaux

La Figure 3.4, panneau supérieur, montre le périodogramme de Lomb-Scargle généralisé (GLS) des VR de HD 164595. L'élément le plus intéressant de ce périodogramme est le triplet de pics à  $40 \pm 5$  jours. Le plus haut a une probabilité de fausse alarme (FAP) inférieure à  $10^{-3}$ . La FAP a été calculée avec Yorbit ([Ségransan et al., 2011](#)) par bootstrap. Il s'agit de permuter un

TABLE 3.2 – Paramètres stellaires de HD 164595

Paramètre	HD 164595	Reference
Spectral Type	G2V	Hipparcos
$\pi$ [mas]	$34.57 \pm 0.5$	Hipparcos
Distance [pc]	$28.93 \pm 0.4$	Hipparcos
V	7.1	Hipparcos
B-V	0.635	<a href="#">Porto de Mello et al. (2014a)</a>
$M_\star [M_\odot]$	$0.99 \pm 0.03$	<a href="#">Porto de Mello et al. (2014a)</a>
$T_{\text{eff}}$ [K]	$5790 \pm 40$	<a href="#">Porto de Mello et al. (2014a)</a>
$\log g$	$4.44 \pm 0.05$	<a href="#">Porto de Mello et al. (2014a)</a>
[Fe/H]	$-0.04 \pm 0.08$	<a href="#">Porto de Mello et al. (2014a)</a>
$v \sin i$ [km s <sup>-1</sup> ]	$2.1 \pm 1$	SOPHIE
$< \log(R'_{HK}) >$	$-4.86 \pm 0.05$	SOPHIE

grand nombre de fois les valeurs des VR sans modifier les dates observations et d'obtenir la distribution de la hauteur maximale atteinte par un pic à chaque permutation. La FAP correspond à un pourcentage donné de cette distribution qui correspond à la probabilité qu'un pic de hauteur équivalente apparaisse aléatoirement dans un jeu de données similaire. Ici, le signal à 40 jour est systématiquement plus important que les pics de 10 000 instances de permutation. Des signaux à plus longue période sont également visible à 120, 180 et 400 jours. Ils sont similaires aux alias de l'année dans la fenêtre spectrale.

En tant que première détection du SP1+, il est crucial de bien vérifier que la correction du constant master (cf Section 2.4) n'est pas la source du signal observé. Le panneau central de la Figure 3.4 montre le périodogramme du constant master échantillonné aux dates d'observation de HD 164595. On peut remarquer que les deux périodogrammes sont très similaires à l'exception du triplet à 40 jours. Après correction, le seul élément significatif du périodogramme (Figure 3.4, panneau du bas) est le triplet à 40 jours, dont la FAP baisse à moins de  $10^{-5}$ . Cela montre clairement que ce signal n'a pas été introduit par notre correction, tandis que les autres ont été réduits voire retirés avec succès.

### Reconnaitre les alias observationnels

La multiplicité du pic à 40 jours est due à sa convolution avec la période observationnelle annuelle. Cela peut être confirmé par l'algorithme de de-aliasing automatique CLEAN ([Roberts et al., 1987](#)) implémenté dans Yorbit, qui déconvolute un signal de sa fenêtre spectrale. Mais bien qu'il s'agisse d'un diagnostic important, cette méthode ne permet pas d'identifier la fréquence correspondant au signal physique. Ce problème se pose en particulier pour les périodes de 40 et 45 jours qui sont très proches, à la fois en termes d'amplitudes dans le périodogramme, de dispersion et de  $\chi^2$  dans les résidus après les ajustements de leurs orbites respectives.

[Dawson & Fabrycky \(2010\)](#) propose une méthode pour résoudre ce problème. Le principe consiste à simuler un signal sinusoïdal à la période et l'amplitude de chaque alias et de l'échantillonner aux dates d'observation. Celui dont le périodogramme est significativement plus similaire au périodogramme des données peut alors être identifié comme le signal physique. Si aucun ne se détache des autres, le test ne permet pas d'aboutir à une conclusion et de nouvelles observations sont requises. C'est le cas en utilisant les 66 observations de haute qualité. Par contre, en utilisant l'ensemble de nos 75 observations (cf Figure 3.5), on peut identifier la période physique comme étant celle de 40 jours.

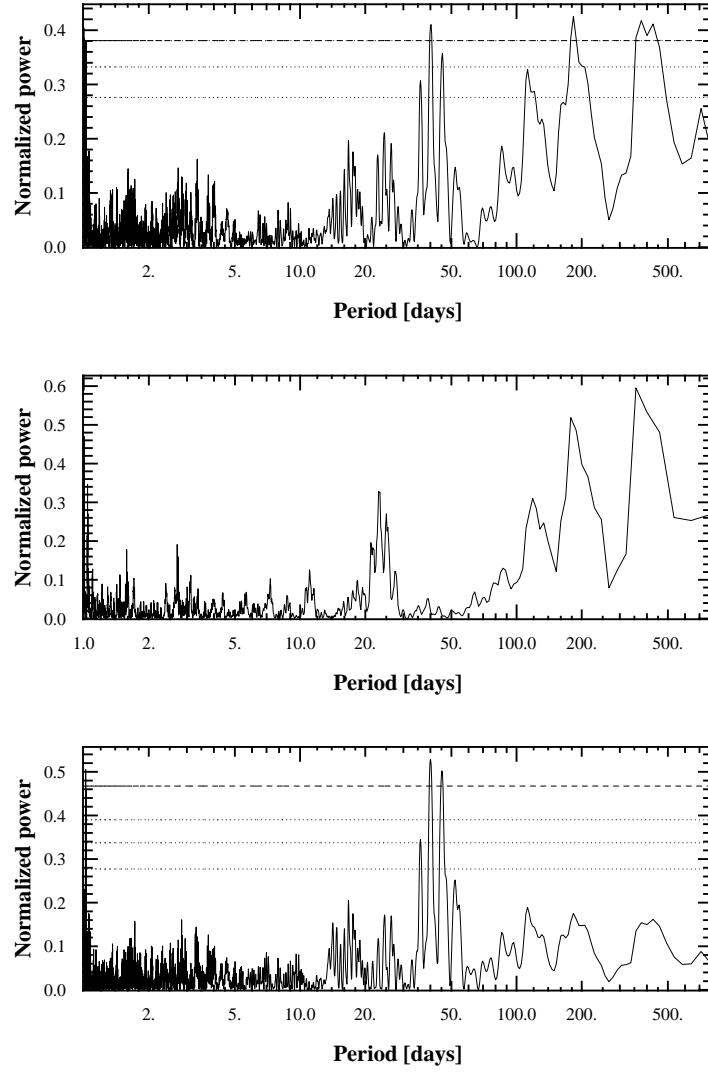


FIGURE 3.4 – *Haut* : Périodogramme généralisé de Lomb-Scargle (GLS) des vitesses radiales de HD 164595 avant la correction du constant master, avec le niveau à  $10^{-3}$  de FAP level (tirets). *Milieu* : Périodogramme GLS du constant master échantillonné aux dates d’observation de HD 164595. *Bas* : Périodogramme GLS des VR corrigées de HD 164595, avec le niveau à  $10^{-5}$  de FAP (tirets).

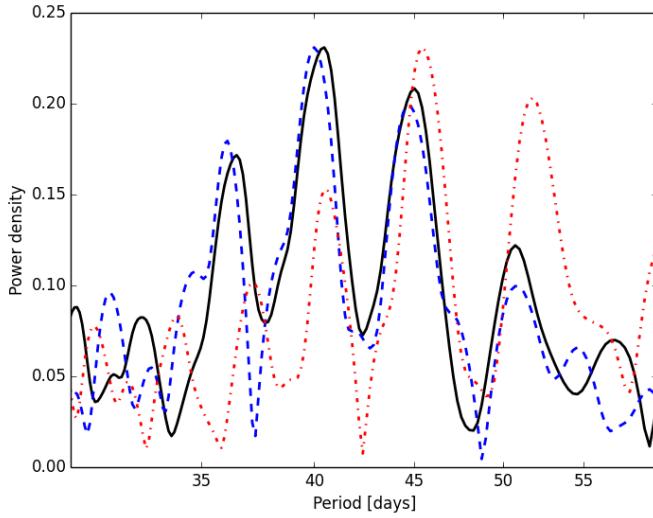


FIGURE 3.5 – Périodogramme GLS de l’ensemble des 75 observations VR de HD 164595 (courbe noire pleine), d’un signal sinusoïdal à 40 jours (courbe bleue en tirets) et d’un signal sinusoïdal à 45 jours (courbe rouge en pointillés et tirets) échantillonnes aux même dates d’observation. La sinusoïde à 40 jour présente clairement à la meilleure correspondance aux données.

### Diagnostic de l’activité stellaire

J’ai ensuite étudié la possibilité que le signal à 40 jours soit dû à de l’activité stellaire et corresponde à la période de rotation. Bien que l’activité de HD 164595 ait légèrement augmenté avec le temps, cette étoile est restée relativement calme, y compris dans la dernière saison, avec  $\log R'_{\text{HK}}$  inférieur à -4.80. Le périodogramme du bissecteur est montré sur la Figure 3.6. Aucun signal à 40 jour ou au premier harmonique à 20 jours n’est présent. Cela reste vrai avec la FWHM et le  $\log R'_{\text{HK}}$ . Il n’y a de plus aucune corrélation entre les VR et ces indicateurs, mis à part la corrélation marginale mentionnée plus haut sur la dernière saison avec le bissecteur uniquement. De plus, la calibration publiée par Mamajek & Hillenbrand (2008) permet d’estimer la période de rotation de l’étoile à  $20 \pm 5$  jours à partir du  $\log R'_{\text{HK}}$ , qui est bien distinct du signal observé de 40 jours. Aucun pic significatif n’est présent à 20 jour dans le périodogramme des VR, ce qui signifie que la période de 40 jours ne pourrait être un alias observationnel. La photométrie HIPPARCOS ne montre pas de variation significative à un niveau de 13 mmag (avec 147 points), sans fréquence privilégiée dans le périodogramme correspondant.

Finalement, j’ai aussi vérifié que le signal à 40 jours garde la même phase et la même amplitude lorsque les deux dernières saisons sont traitées séparément (la première n’avait pas assez de point pour conclure). Nous pouvons donc être confiants sur la nature planétaire de ce signal, qui ne peut pas être induit par de l’activité stellaire.

### Analyse des vitesses radiales et solution orbitale

Pour le reste de l’analyse et l’ajustement d’un signal képlérien, je n’ai gardé que les données de “haute qualité” (66 mesures), après avoir retiré les neuf observations de faible qualité (faible SNR, contamination de la Lune, flux de la lampe Thorium-Argon anormal, voir plus haut). Le RMS de la série temporelle en VR est de  $3.73 \text{ ms}^{-1}$ . Une légère dérive à long terme est visible.

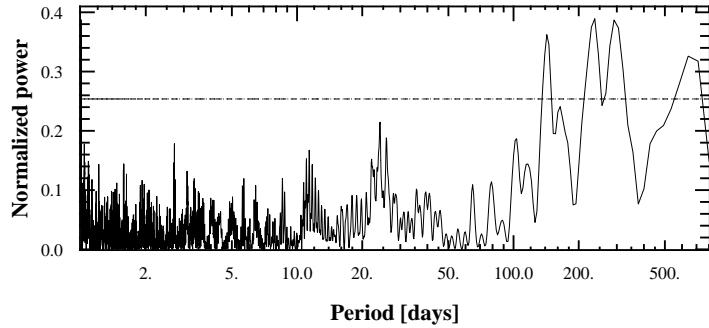


FIGURE 3.6 – Périodogramme GLS du bissecteur de HD 16459 avec le niveau de 0.1 de FAP (tirets). Les longues périodes au delà de ce niveau sont causées par une dérive dans la dernière saison marginalement corrélée avec les vitesses radiales.

J'ai utilisé PASTIS (Díaz et al., 2014) pour ajuster une Képlérienne et une dérive linéaire dans nos données sans a priori. 20 chaînes MCMC de 300 000 pas chacune ont été lancées, et seules les solutions convergeant vers la période à 40 jours ont été retenues. En effet, un certain nombre ont convergé vers l'alias observationnel à 45 jours.

La Table 3.3 regroupe les paramètres orbitaux et leurs incertitudes pour un modèle képlérien avec une dérive linéaire. La meilleure solution est tracée sur la Figure 3.7. Le modèle ajusté a une période de  $40 \pm 0.24$  jours et une semi-amplitude de  $3.05 \pm 0.41 \text{ m s}^{-1}$  avec une excentricité compatible avec 0. En supposant une masse de  $0.99 \pm 0.03 M_{\oplus}$  pour l'étoile (Porto de Mello et al., 2014a), la masse minimale de la planète est  $16.1 \pm 2.7 M_{\oplus}$ . Le jitter nécessaire pour réduire le  $\chi^2$  à 1 est  $1.8 \text{ m s}^{-1}$ . Les résidus du fit ont une dispersion de  $2.3 \text{ m s}^{-1}$  et aucun pic significatif n'apparaît dans le périodogramme correspondant. Une dérive intéressante est cependant observée dans la dernière saison. Elle pourrait correspondre à une dérive liée à l'évolution magnétique de l'étoile, ou à un changement de la dérive linéaire ajustée. Corriger cette dérive n'améliore pas significativement notre solution orbitale.

Une analyse parallèle utilisant l'algorithme génétique intégré à Yorbit (Ségransan et al., 2011) donne une solution quasi-identique, au niveau des paramètres comme des incertitudes ( $P = 39.99 \pm 0.19$  days,  $K=2.96 \pm 0.40 \text{ m s}^{-1}$  and  $e=0.078 \pm 0.14$ ). L'analyse des données non corrigées du constant master ne change pas non plus la valeur des paramètres orbitaux, mais augmente les erreurs ainsi que la dispersion des résidus (passant de  $2.2 \text{ m s}^{-1}$  à  $2.9 \text{ m s}^{-1}$ ) et le jitter correspondant (passant de  $1.8$  à  $2.7 \text{ m s}^{-1}$ ).

### Mise en contexte de la détection

Si HD 16459 b ne préfigure pas d'un type nouveau de planète, il serait malvenu de croire que cette détection n'a pas d'intérêt scientifique. En 2015, le catalogue exoplanet.org recense 70 exoplanètes de masse minimale inférieure à  $40 M_{\oplus}$ , avec une précision meilleure que 30%. Elles sont représentées dans le diagramme masse-période de la Figure 3.8. Ce nombre n'est certes pas négligeable, mais devient rapidement très petit lorsque des sous-catégories sont étudiées. Par exemple, seules 28 exoplanètes ont une période orbitale supérieure à 10 jours. Parmi elles, 18 sont des exo-Neptunes (masse supérieure à  $10 M_{\oplus}$ ). Seulement 6 d'entre elles sont dans des

TABLE 3.3 – Paramètres orbitaux et physiques de HD 164595 b

Paramètres	HD164595b
P [days]	$40.00 \pm 0.24$
$T_0$ [BJD]	$56280 \pm 12$
$e$	$0.088^{+0.12}_{-0.066}$
$\omega$ [deg]	$145^{+160}_{-110}$
K [ $m s^{-1}$ ]	$3.05 \pm 0.41$
msini [ $M_{\oplus}$ ]	$16.14 \pm 2.72$
$a$ [AU]	0.23
dérive [ $m/s/yr$ ]	$-2.34 \pm 0.44$
$N_{meas}$	66
Durée des observations [jours]	809
$\sigma(O - C)$ [ $m s^{-1}$ ]	2.3
Jitter [ $m s^{-1}$ ]	1.8

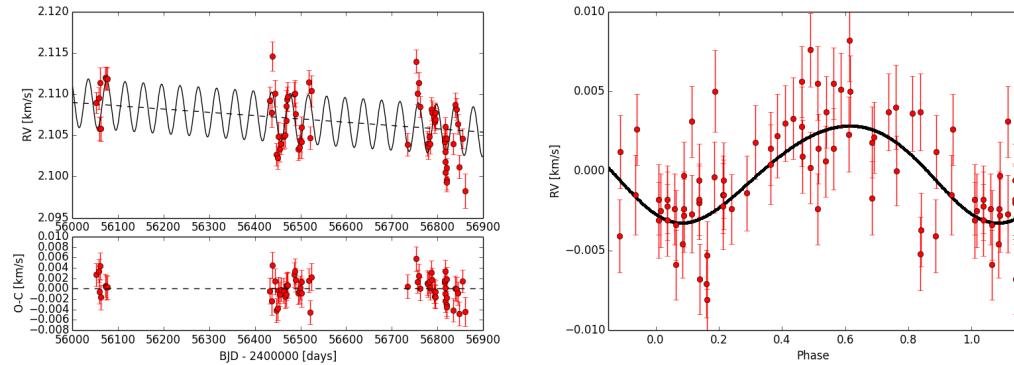


FIGURE 3.7 – Gauche : Vitesses Radiales de HD 164595 b avec la meilleure solution orbitale (ligne pleine). Les barres d'erreurs incluent le bruit de photon, le bruit instrumental et le jitter stellaire. Droite : Vitesses Radiales de HD 164595 b repliées en phase avec la meilleure solution orbitale (ligne pleine). Les barres d'erreurs incluent le bruit de photon, le bruit instrumental et le jitter stellaire.

systèmes uniques comme HD 164595 b<sup>1</sup>. Et 3 d'entre elles ont une période comprises entre 20 et 100 jours.

Comme on peut le voir dans la Figure 3.8, le nombre de planètes connues en transit dans cet échantillon est faible, et parmi elles seule Kepler-20c (Gautier et al. 2012) a une période supérieure à 10 jours. De même, seulement trois planètes sont dans la gamme des 10-20  $M_{\oplus}$  (Kepler-20c, GJ3470b, and HAT-P-26b). Leurs rayons s'échelonnent entre 3.1 et 6.3  $R_{\oplus}$ , ce qui montre la grande diversité de densité de ces objets. Cela illustre également la faiblesse des contraintes que l'on peut poser sur cette population. De futures missions photométriques comme TESS (Ricker et al., 2014) et CHEOPS (Broeg et al., 2013; Fortier et al., 2014) tenteront d'adresser ce problème. HD 164595 possède une probabilité de transit de 2%, ce qui en fait un candidat intéressant pour CHEOPS. Cette problématique est développé dans le Chapitre 5.

1. Il convient de préciser cependant que l'absence de preuve n'est pas la preuve d'absence ; et ces systèmes, y compris HD 164595, abritent peut-être des planètes additionnelles non détectées.

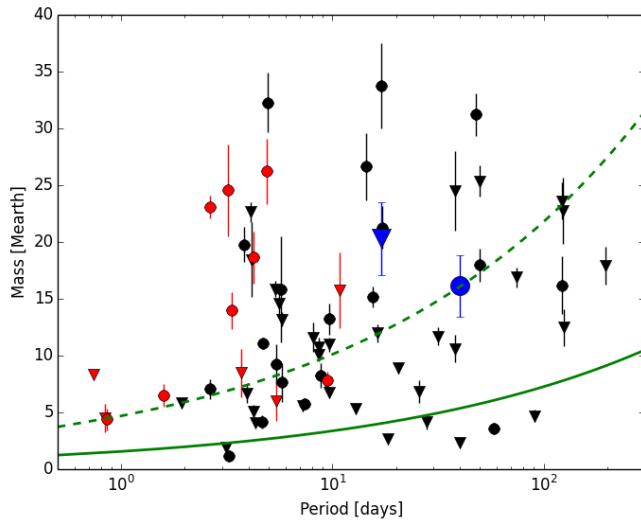


FIGURE 3.8 – Diagramme masse-période de planètes connues avec  $M_{\text{ini}} < 40M_{\oplus}$  et une précision sur  $M_{\text{ini}}$  meilleure que 30%. Trois planètes de périodes supérieure à 300 jours ne sont pas représentées pour des raisons de visibilité. Les planètes en transit sont en rouge, les autres en noir. Les triangles correspondent aux planètes dans des systèmes multiples. HD 164595 b et HD 190360 c sont les cercle et triangle bleus. Les courbes vertes sont les lignes d'iso-amplitudes à 3 (tirets) et 1 (pointillés)  $\text{m s}^{-1}$  pour un analogue solaire. Données en provenance de exoplanet.org (2015).

Cet exercice numérique montre que les études statistiques deviennent rapidement impossibles à réaliser pour traiter des sous-catégories de planètes. Or de telles études sont nécessaires pour comprendre quelles sont les différentes populations de planètes dans le domaine des faibles masses et à quelles conditions de formations elles sont rattachées. La détection de planètes de faible masses au sens large doit donc rester une priorité des relevés en vitesses radiales.

### 3.2.2.2 HD 158259

HD 158259 est une étoile de type G0 et de magnitude  $V=6.47$ . Elle est non-active ( $\log R'_{\text{HK}} = -4.84$ ) et est un rotateur lent ( $V_{\text{sini}}=2.9 \text{ km/s}$ ). Depuis le début du SP1+, 163 observations ont été accumulées (cf Figure 3.9), faisant de cette cible la plus suivie du programme. Les mesures en VR présentent une dispersion de  $5.24 \text{ m s}^{-1}$ , avec plusieurs éléments intéressants dans le periodogramme (cf Figure 3.9). Une variation à longue période est facilement identifiable, et un pic important apparaît à 30 jours. Ce dernier pic correspond à une semi-amplitude d'environ  $3 \text{ m s}^{-1}$ , soit un exo-Neptune d'une masse d'environ  $13 M_{\oplus}$ . Un signal supplémentaire est présent à 18 jours, qui correspond à la période de rotation stellaire calculée avec les formules de [Mamajek & Hillenbrand \(2008\)](#).

Le signal à longue période n'est lui pas encore contraint. Il n'est de plus pas exclu qu'il puisse s'agir de la signature d'un cycle magnétique. Malgré tout, en tentant un ajustement des signaux mentionnés, un doublet de pics à 1.57 et 3.5 jours apparaît de manière systématique depuis plusieurs saisons dans les résidus (cf Figure 3.10). Si l'un est l'alias observationnel de l'autre, la fréquence physique n'a pas encore été établie de manière claire. Leurs probabilité de

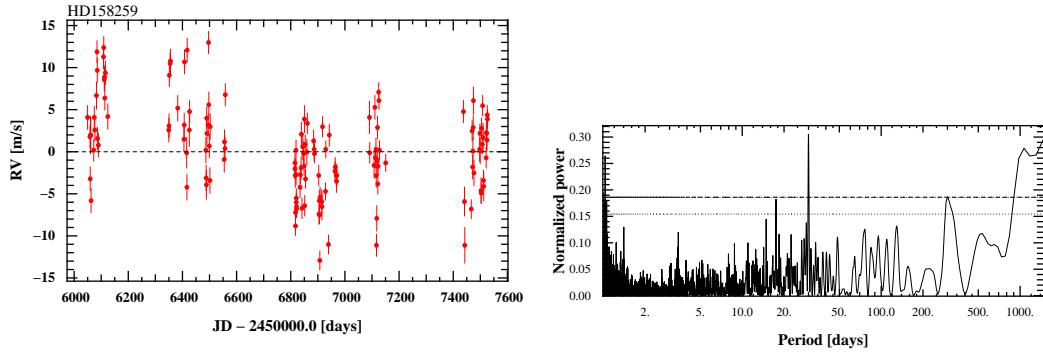


FIGURE 3.9 – *Gauche* : Vitesses Radiales de HD 158259. *Droite* : Périodogramme de Lomb-Scargle généralisé de HD 158259. La ligne en pointillés correspond à un FAP de 10% et la ligne en tirets correspond à un FAP de 1%.

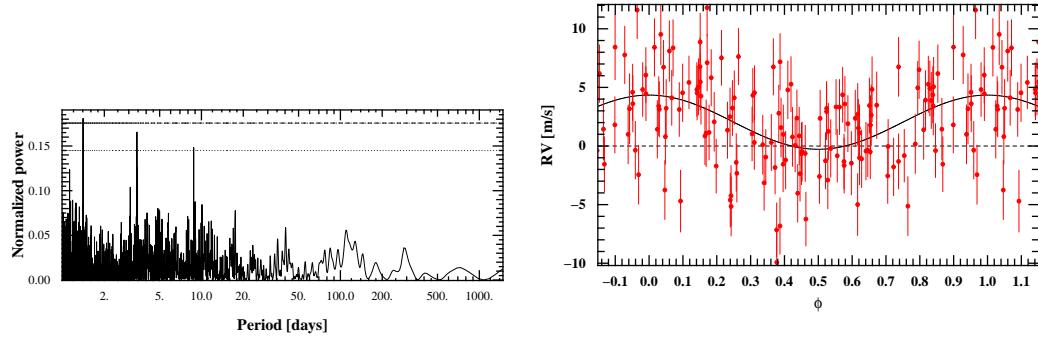


FIGURE 3.10 – *Gauche* : Périodogramme GLS des résidus de HD 158259 après l'ajustement d'un signal à longue période et du signal à 30 jours. La ligne en pointillés correspond à un FAP de 10% et la ligne en tirets correspond à un FAP de 1%. *Droite* : Vitesses radiales repliées en phase du signal à 1.57 jours, avec la meilleure solution orbitale (ligne pleine).

fausse alarme (FAP) est autour voire inférieure au pourcent. L'amplitude estimée de ces signaux se situe entre 2 et  $2.5 \text{ m s}^{-1}$ , ce qui correspond à une Super-Terre de quelques  $M_{\oplus}$ , mais les ajustements réalisés montrent une dispersion importante autour de la solution orbitale. Pour pouvoir conclure définitivement sur la nature et les caractéristiques de ces signaux, il est donc impératif de contraindre les variations à longue période.

HD 158259 est probablement un système multiplanétaire, ce qui en fait une cible très intéressante, suivie dans le SP1+ de manière prioritaire. Cette étoile est également suivie dans le cadre du SP5 pour mieux comprendre la variation à longue période.

### 3.2.2.3 HD 196850

HD 196850 est une étoile de type G1 et de magnitude  $V=6.78$ . Elle est non-active ( $\log R'_{HK} = -4.87$ ) et est un rotateur lent ( $V\sin i=2.7 \text{ km/s}$ ). Depuis le début du SP1+, 111 observations ont été accumulées (cf Figure 3.11), avec une dispersion de  $2.8 \text{ m s}^{-1}$ . Dans le périodogramme de la série temporelle, deux signaux à 305.2 et 32.8 jours sont très significatifs, avec une probabilité

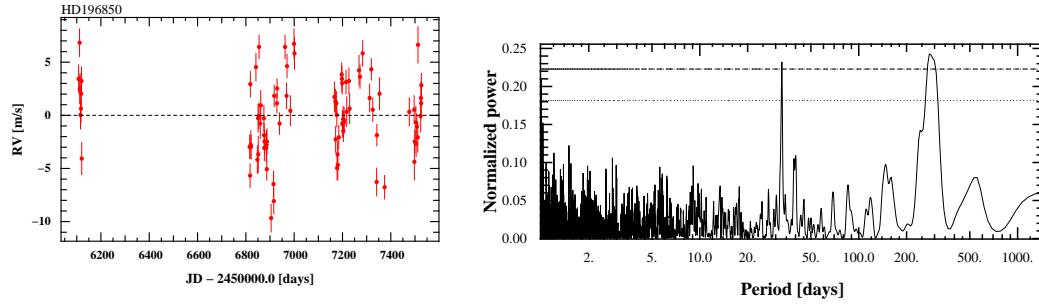


FIGURE 3.11 – *Gauche* : Vitesses Radiales de HD 196850. *Droite* : Périodogramme de Lomb-Scargle généralisé de HD 196850. La ligne en pointillés correspond à un FAP de 10% et la ligne en tirets correspond à un FAP de 1%.

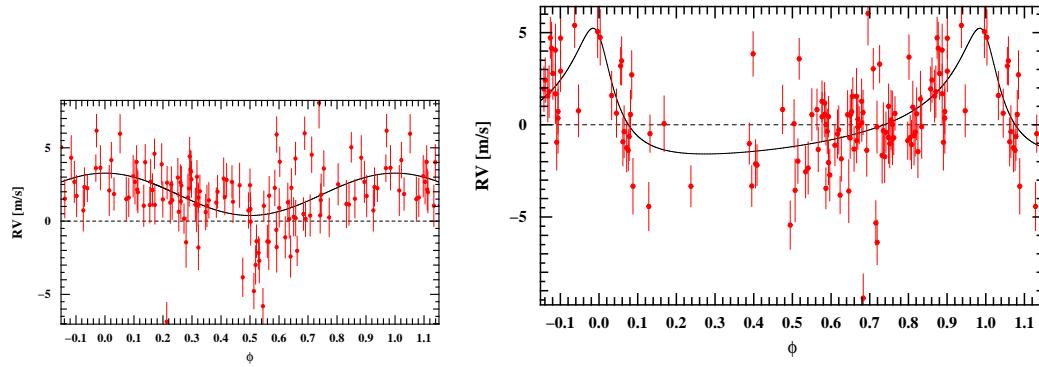


FIGURE 3.12 – Vitesses radiales de HD 196850 repliées en phase pour les signaux à 32.8 jours (*gauche*) et 305.2 jours (*droite*).

de fausse alarme inférieure au pourcent. Après ajustement<sup>2</sup> de deux Képlériennes, les semi-amplitudes correspondantes sont de 3.4 et seulement  $1.4 \text{ m s}^{-1}$  respectivement (cf Figure 3.12), pour des masses de 28.4 et  $7.2 M_{\oplus}$ . La dispersion des résidus, de  $2.1 \text{ m s}^{-1}$ , est cohérente avec le niveau de précision de SOPHIE. Il semble peu probable que l'activité puisse expliquer le signal à 32 jours, les indicateurs ne présentant aucune variation à cette fréquence et la période de rotation est estimée à 17 jours (Mamajek & Hillenbrand, 2008).

Afin notamment de mieux couvrir la phase de la longue période, cette étoile est toujours suivie dans le SP1+. Cette cible est l'un des candidats les plus prometteurs du programme et l'analyse complète sera effectuée dans les prochains mois pour publication.

### 3.2.2.4 HD 25918

HD 25918 est une étoile de type G5 et de magnitude V=7.71. Elle est non-active, avec un  $\log R'_{HK}$  de -4.98 et un Vsini de 3.05 km/s. Depuis le début du SP1+, 94 observations ont été accumulées (cf Figure 3.11). La dispersion des VR est de  $2.4 \text{ m s}^{-1}$ . On voit directement dans la

2. avec l'algorithme génétique de yorbit

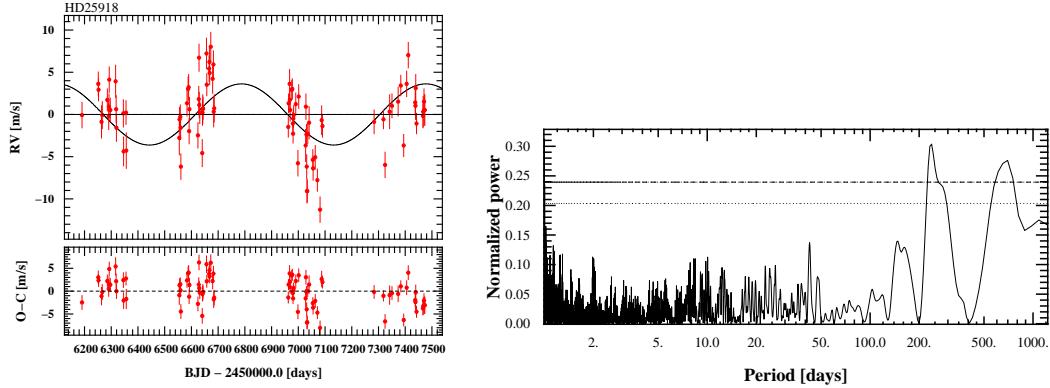


FIGURE 3.13 – *Gauche* : Vitesses Radiales de HD 25918, avec la meilleure solution orbitale (ligne pleine) pour un modèle à une Keplérienne. *Droite* : Périodogramme de Lomb-Scargle généralisé de HD 25918. La ligne en pointillés correspond à un FAP de 10% et la ligne en tirets correspond à un FAP de 1%.

série temporelle des vitesses radiale une périodicité de l'ordre de 2 ans. Cela se confirme après étude du périodogramme. Ce signal peut s'ajuster par une Képlérienne simple, d'excentricité nulle, de 689 jours (1.9 an) de période et de  $3.6 \text{ m s}^{-1}$  de semi-amplitude. Cela correspond à une masse minimale de  $50.03 M_{\oplus}$ , soit un sous-Saturne situé dans le désert de planètes, ce qui en fait un candidat très intéressant. Alternativement, une autre solution à 238 jours, également bien visible dans le périodogramme, est possible. Malgré un signal clair et un nombre de mesures élevé, cette cible est toujours suivie. L'objectif est d'améliorer la couverture de phase de ce signal afin de pouvoir faire la différence entre le signal physique et les alias observationnels.

### 3.2.2.5 HD 88986

HD 88986 est une étoile G2 de magnitude  $V=6.47$ . Elle est non-active ( $\log R'_{HK}=-4.98$ ) et son  $V_{\text{sin} i}$  est de  $3.3 \text{ km/s}$ . 69 mesures ont été accumulées avec SOPHIE (cf Figure 3.14), avec un RMS de  $4.16 \text{ m s}^{-1}$ . Une dérive linéaire est clairement visible dans les données. Après son retrait, trois périodes à 105, 250 et 1100 jours sont au pourcent de FAP dans le périodogramme. Les trois sont des alias observationnels. Il est possible d'ajuster une Képlérienne excentrique (en plus d'une dérive linéaire) dans ces données. L'algorithme génétique de yorbit converge dans ce cas vers la période de 105 jours, avec une solution excentrique ( $e=0.65$ ), une semi-amplitude de  $5.1 \text{ m s}^{-1}$  pour une masse de  $28.4 M_{\oplus}$ .

Il est cependant toujours nécessaire de poursuivre les observations de cette étoile, afin de déterminer avec certitude la période physique, et s'il s'agit de 105 jours, de mieux couvrir la périhélie de l'orbite et les variations brusques de vitesse.

### 3.2.2.6 HD 72614

HD 72614 est une étoile de type K2 et de magnitude  $V=8.79$ . Elle est non-active ( $\log R'_{HK}=-4.83$ ) et est aussi un rotateur lent ( $V_{\text{sin} i}=1.8 \text{ km/s}$ ). 33 mesures ont été accumulées avec SOPHIE (cf Figure 3.15), avec un RMS de  $2.4 \text{ m s}^{-1}$ . Dans le périodogramme des VR, un signal à 1.6 jours est très proche du pourcent de probabilité de fausse alarme. La Képlérienne ajustée possède une semi-amplitude de  $1.9 \text{ m s}^{-1}$  et une excentricité compatible avec 0. Pour une masse de  $1 M_{\odot}$ , cela correspondrait à une masse minimale de  $3.3 M_{\oplus}$ . Or HD 72614 est une étoile

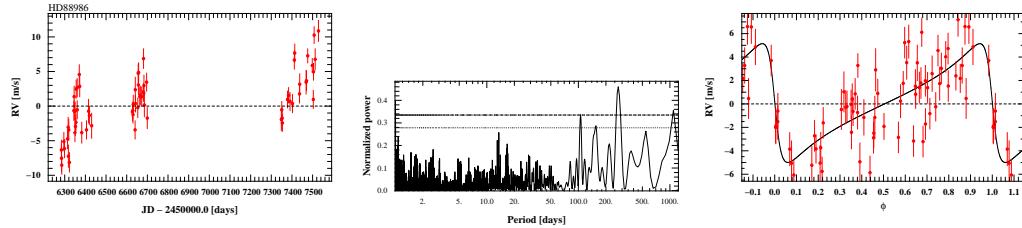


FIGURE 3.14 – *Gauche* : Vitesses Radiales de HD 88986. *Centre* : Périodogramme de Lomb-Scargle généralisé de HD 88986 après soustraction d'une dérive linéaire. La ligne en pointillés correspond à un FAP de 10% et la ligne en tirets correspond à un FAP de 1%. *Droite* : Vitesses radiales repliées en phase du signal à 105 jours après soustraction de la dérive, avec la meilleure solution orbitale (ligne pleine).

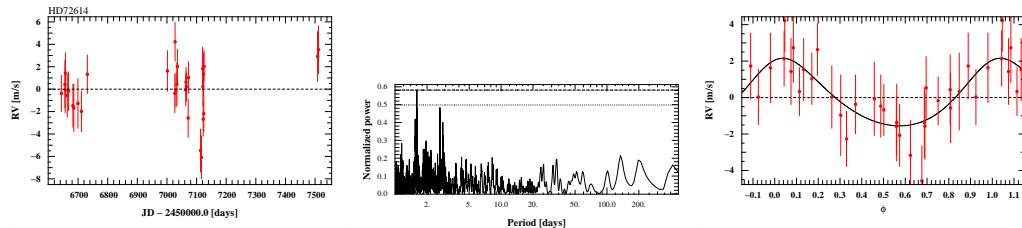


FIGURE 3.15 – *Gauche* : Vitesses Radiales de HD 72614. *Centre* : Périodogramme de Lomb-Scargle généralisé de HD 72614. La ligne en pointillés correspond à un FAP de 10% et la ligne en tirets correspond à un FAP de 1%. *Droite* : Vitesses radiales repliées en phase du signal à 1.6 jours, avec la meilleure solution orbitale (ligne pleine).

de type K, moins massive que le Soleil. Cette cible est donc très intéressante, car il s'agirait d'une Super-Terre de faible masse à courte période, autour d'une étoile de type K, type spectral généralement peu sondé dans les relevés en VR. Elle est donc toujours suivie dans le SP1+.

### 3.3 Limites de détection

Comme nous l'avons vu dans la section précédente, si plusieurs candidats planétaires ont émergé du programme haute précision SP1, la grande majorité des cibles observées n'a pas abouti à des détections. Il est alors indispensable pour ces étoiles de calculer les limites de détection, c'est à dire la masse minimale d'un compagnon hypothétique qui aurait entraîné une détection. Une telle limite permet donc de déterminer le domaine de masse sondé par les mesures et ainsi de quantifier une non-détection. Cet outil peut être utilisé de différentes manières. Premièrement, il peut servir de diagnostic afin d'optimiser la stratégie d'observation (cf Section 3.3.2.1). Ensuite, il sert à établir la complétude d'un programme afin de déterminer des taux d'occurrences (cf Section 3.3.2.2).

#### 3.3.1 Méthodes utilisées

Plusieurs techniques ont été développées afin de calculer les limites de détection. Dans le cadre de ma thèse, j'ai testé trois techniques différentes et développé une quatrième sur les données du SP1 afin de sélectionner la méthode la plus pertinente. Sur les trois premières, ces

limites de détection de séries temporelles de vitesses radiales sont calculées pour 30 périodes différentes s'échelonnant entre 1 et 1000 jours. L'utilisation de 30 périodes seulement permet de garder un temps de calcul raisonnable tout en ayant une bonne idée des limites de détection. De plus, comme le SP1+ n'a pas vocation à suivre des cibles à très longue période (cf Section 3.1.3.2) il n'est pas nécessaire d'étendre cette étude au delà de 1000 jours.

Une base fondamentale commune à l'ensemble de ces techniques est que l'ensemble de la variation présente dans les données RV est supposée être du bruit blanc. Cela implique que ces données doivent être en théorie nettoyées de tout bruit corrélé, qu'il soit d'origine planétaire, stellaire ou instrumental. En pratique cela n'est pas toujours le cas et une certaine proportion de bruit rouge peut demeurer enfoui dans le signal et biaiser plus ou moins fortement le calcul des limites de détection. Ce point est exploré plus en détail dans la section 3.3.1.3.

Si la limite de détection s'exprime en masses terrestres à une période donnée, il peut être judicieux également d'utiliser les semi-amplitudes correspondantes en mètres par seconde. Cela permet de s'affranchir du biais observationnel voulant que les faibles masses soient plus difficiles à détecter à longue période. En fonction du contexte (interprétation physique ou performances instrumentales), j'utiliserais l'une ou l'autre de ces notations. De la même manière, on s'attend à ce que les limites de détections (en m/s) chutent lorsque l'on dépasse en période la fenêtre d'observation. Pour s'affranchir de cet effet et caractériser le niveau de détection moyen d'une cible, j'utiliserais la notation  $K_{\text{win}}$  qui correspond à la moyenne des semi-amplitudes limites pour les périodes inférieures à la durée totale d'observation.

### 3.3.1.1 Méthode du RMS

La méthode du RMS est décrite dans Galland et al. (2005). Son fonctionnement est très simple. Il s'agit de comparer le RMS de la série temporelle à celui d'un signal produit par une planète de masse  $M$  à une période  $P$  échantillonner aux mêmes dates. Une planète de masse  $M$  à une période  $P$  est donc considérée comme détectable si son signal est détecté quelle que soit sa phase. On peut de même obtenir des limites de détection statistiques, lorsqu'un certain pourcentage de phases est détecté (50% et 75% par exemple). Cette méthode a l'avantage d'être très rapide, mais par contre sur-estime considérablement les limites de détection. En effet, elle ne prend pas en considération la structure temporelle du signal introduit. Cette méthode peut servir par contre de base de comparaison pour évaluer les performances des deux autres techniques.

La Figure 3.16 montre les limites de détections calculées de cette manière pour HD 30708. Cette étoile est un cas-test pertinent car elle est constante en vitesses radiales (RMS=2.3 m/s, aucune structure significative dans son périodogramme) et possède un nombre de mesures de l'ordre de ce que l'on peut rechercher pour détecter une planète d'assez faible masse (73 points, contre 66 par exemple pour HD 164595, cf Section 3.2.2.1). On peut remarquer que la technique du RMS donne effectivement dans ce cas des limites de détection assez élevées, ne permettant d'exclure que des planètes de plus de  $13 M_{\oplus}$  jusqu'à 10 jours,  $33 M_{\oplus}$  jusqu'à 100 jours ou  $113 M_{\oplus}$  jusqu'à 1000 jours. D'autre part, cette limite de détection correspond à une semi-amplitude de  $K_{\text{win}} = 3.88$  m/s en moyenne. C'est évidemment largement sur-évalué. On peut comparer ce cas de figure encore une fois à HD 164595 où un signal à 3 m/s a été détecté avec un nombre de points sensiblement similaire. Cette limite n'est cependant pas très étonnante car le RMS d'une fonction sinusoïdale de semi-amplitude  $K$  parfaitement échantillonnée est :

$$RMS = \frac{K}{\sqrt{2}} \quad (3.1)$$

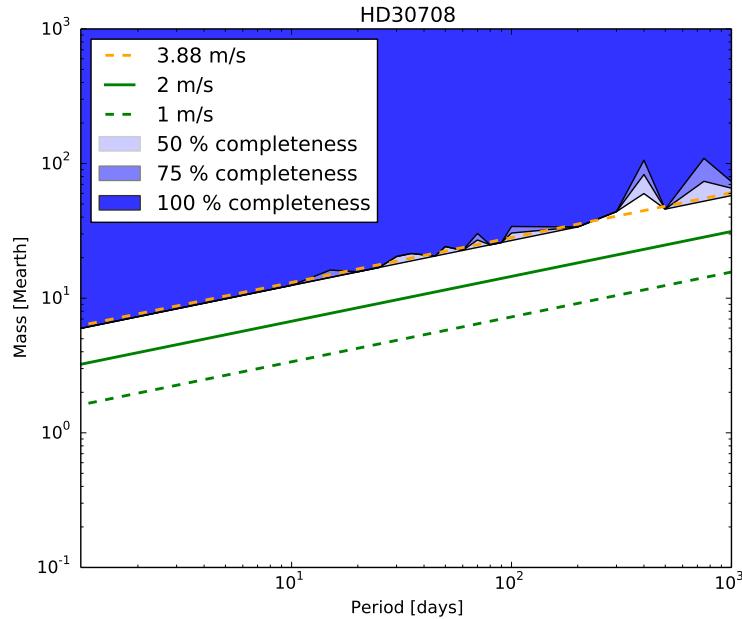


FIGURE 3.16 – Limites de détection de HD30708 avec la méthode des RMS. La ligne orange correspond à la semi-amplitude moyenne de détection jusqu'à 100 jours. Les degrés de bleu correspondent aux limites de détection statistiques à 50%, 75 % et 100%.

Dans ce cas le RMS théorique correspondant à cette limite de détection moyenne est  $2.7 \text{ m s}^{-1}$ , soit légèrement supérieur aux  $2.3 \text{ m s}^{-1}$  de dispersion des données réelles. Cela atteste de la qualité de l'échantillonnage temporel. Un autre élément confirmant ce bon échantillonnage est l'écart très réduit sinon nul entre les limites statistiques à 50% et 75% et la limite conservatrice à 100%. Toutes les sinusoïdes deviennent détectables quasi simultanément quelles que soient leurs phases.

### 3.3.1.2 Méthode de la corrélation des périodogrammes

La méthode dite de la corrélation des périodogrammes est détaillée dans l'article [Meunier et al. \(2012\)](#). Les auteurs la préconisent pour l'étude d'étoiles peu actives. Un avantage de cette technique est qu'elle prend en compte les alias observationnels résultant de la convolution du signal VR et de la fenêtre d'échantillonnage. Son principe repose sur le calcul de la corrélation entre les périodogrammes de deux jeux de données :

- Le signal induit par une planète de masse  $M$  et de période  $P$  échantillonné aux dates d'observations réelles :  $RV_{\text{pla}}$

— Les données réelles auxquelles sont ajoutées ce même signal :  $RV_{\text{real}} + RV_{\text{pla}}$

Le coefficient de corrélation des périodogrammes sera alors proche de 1 si la planète domine le signal VR (cf Figure 3.17). S'il est supérieur à un seuil, alors le signal est détecté. Le procédé est répété 100 fois en faisant varier la phase du signal entre 0 et  $2\pi$ . Une planète de masse  $M$  à une période  $P$  est considérée comme détectable si chaque signal est détecté.

Le seuil est calculé comme la corrélation maximale obtenue avec cette méthode pour une planète de très faible masse ( $0.002 M_{\text{Jup}}$  dans [Meunier et al. \(2012\)](#),  $0.5 M_{\oplus}$  ici). Ce seuil est

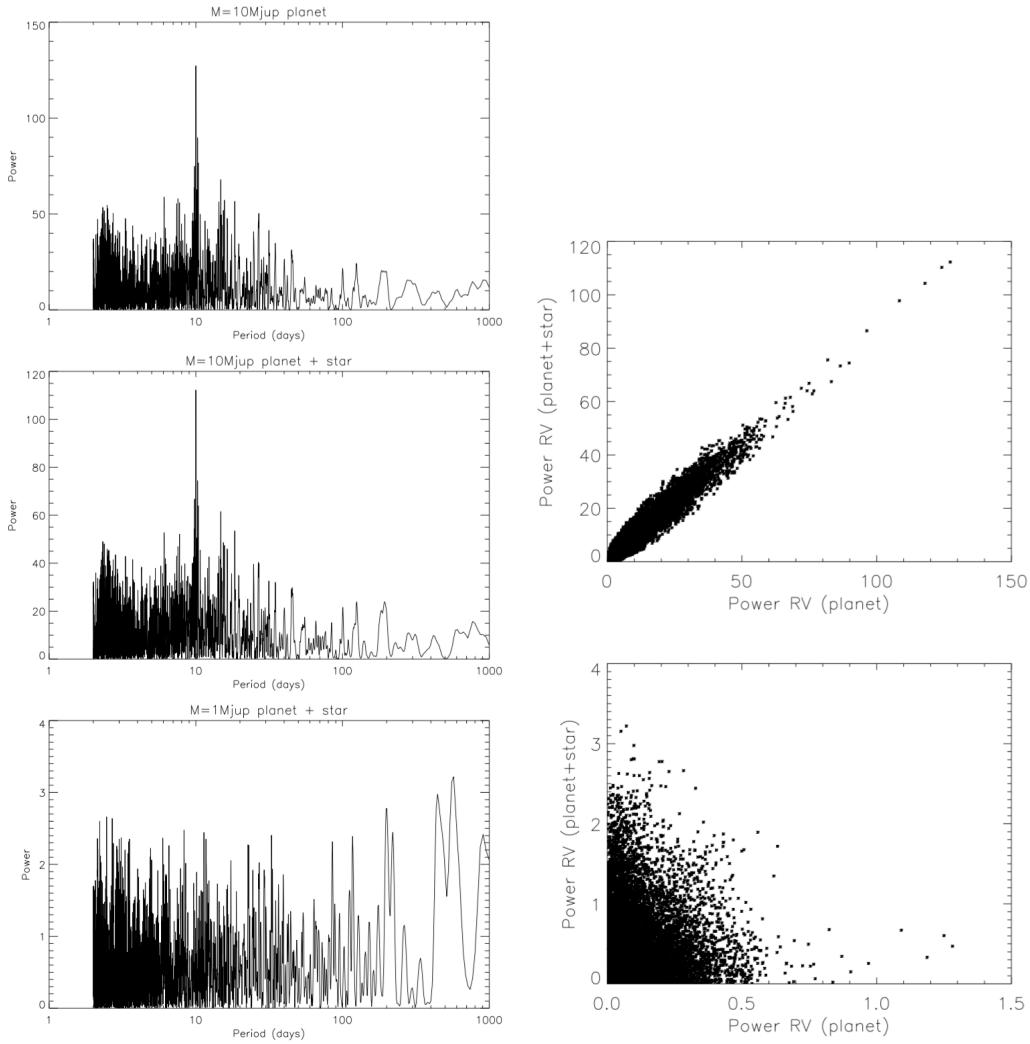


FIGURE 3.17 – Tiré de Meunier et al. (2012). *Gauche* : Périodogramme du signal induit par une planète de  $10 M_{Jup}$  à 10 jours de période en utilisant l'échantillonnage en VR de Beta Pic (*haut*), périodogramme de ce même signal ajouté aux données VR de Beta Pic (*milieu*), périodogramme des données VR de Beta Pic auxquelles est ajouté le signal d'une planète à  $1 M_{Jup}$  (*bas*). *Droite* : Puissance du périodogramme d'une planète de  $10 M_{Jup}$  ajoutée aux données VR de Beta Pic en fonction de la puissance du périodogramme du signal de cette planète uniquement (*haut*), idem pour une planète de  $1 M_{Jup}$  (*bas*).

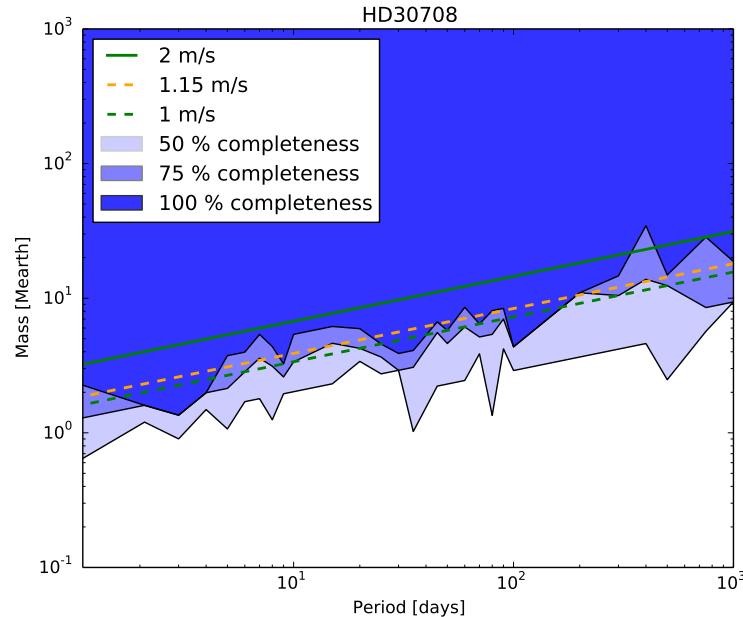


FIGURE 3.18 – Limites de détection de HD30708 avec la méthode de la corrélation des périodogrammes. La ligne orange correspond à la semi-amplitude moyenne de détection jusqu'à 100 jours. Les degrés de bleu correspondent aux limites de détection statistiques à 50%, 75 % et 100%.

donc représentatif du niveau de corrélation moyen introduit par le bruit du signal.

J'ai donc testé cette méthode sur des cibles du SP1+, notamment HD 30708 (cf Figure 3.18). À l'inverse de la méthode des RMS, les limites de détection semblent très basses, descendant jusqu'à moins de deux masses terrestres. Les semi-amplitudes correspondantes sont logiquement très faibles, de  $K_{\text{win}} = 1.15 \text{ m/s}$  en moyenne, et jusqu'à  $0.7 \text{ m/s}$ . Ces résultats ne sont manifestement pas compatibles avec les capacités de détections de SOPHIE, qui sont de l'ordre de  $2 \text{ m/s}$ .

Une explication probable est la grande sensibilité de la méthode aux alias observationnels. En effet, le coefficient de corrélation n'est pas uniquement dépendant de la prédominance du signal introduit dans les données de vitesses radiales, mais également de ses alias. Ainsi un signal faible pourra générer un coefficient de corrélation relativement élevé car ses alias observationnels seront également pris en compte. L'avantage principal de cette technique s'avère de ce fait être aussi sa principale limitation.

Un moyen de contourner ce problème serait de modifier le seuil de corrélation séparant les signaux "déTECTés" des signaux "non-déTECTés". En effet, cette technique est dans une certaine mesure très sensible à ce seuil, comme on peut le voir dans la Figure 3.19. Deux régimes sont discernables. Jusqu'à une certaine masse de référence, environ  $0.4 M_{\oplus}$  dans ce cas, la limite de détection reste inchangée. Au delà, la limite de détection augmente avec la masse de référence. Cela montre que jusqu'à environ  $0.4 M_{\oplus}$  à 10 jours les données VR restent dominées par le bruit. Mais on pourrait choisir de prendre une masse de référence plus élevée de manière à ramener la limite de détection à un niveau "acceptable". Le choix d'une telle masse de référence pourrait être motivée par notre connaissance des capacités de détection de l'instrument. Une telle solution ne serait cependant pas exempte de critiques car elle nécessite de faire une hypothèse a priori. Or

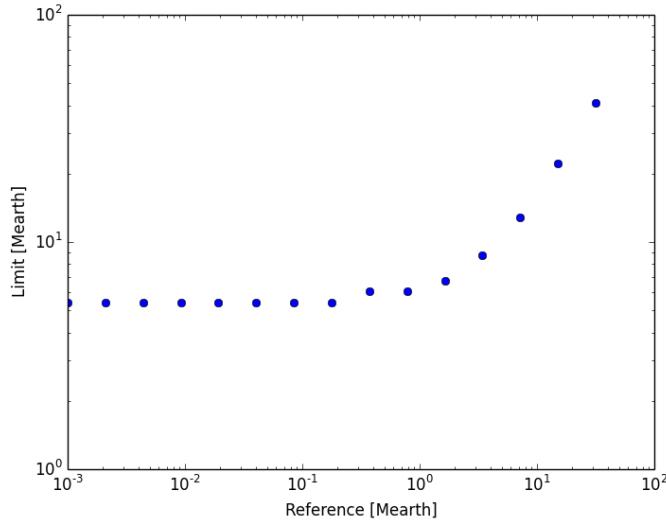


FIGURE 3.19 – Limite de détection à 10 jours de HD 30708 avec la méthode de corrélation des périodogrammes en fonction de la masse de référence utilisée pour le calcul du seuil de corrélation.

les capacités de détection de SOPHIE ne sont estimées que grossièrement, et varient en fonction des du nombre et des conditions d'observation. On peut voir également sur la Figure 3.19 que toute variation de cette masse de référence au delà de  $0.4 M_{\oplus}$  affecte significativement la limite de détection. L'implémentation d'une telle solution serait donc peu judicieuse.

### 3.3.1.3 Méthode du bootstrap des périodogrammes

La méthode de bootstrap des périodogrammes est décrite dans Bonfils et al. (2013)<sup>3</sup>, utilisée pour les calculs des limites de détection de l'échantillon des naines M de HARPS et basée sur Zechmeister & Kürster (2009). Le principe de cette méthode consiste à calculer l'amplitude du périodogramme d'un signal périodique de période  $P$  ajouté aux données réelles ( $RV_{\text{real}} + RV_{\text{pla}}$ ) à cette même période. Si cette amplitude est supérieure à une valeur seuil, alors le signal est détecté. Cette valeur seuil correspond à la False Alarm Probability (FAP) locale (à période  $P$ ) du périodogramme et représente la probabilité qu'un signal composé de bruit blanc reproduise cette même amplitude à cette même période. Comme lors d'un test de FAP classique, ce seuil est calculé en effectuant un bootstrap dans le jeu de données réelles  $RV_{\text{real}}$ . Par contre, au lieu d'évaluer cette FAP dans l'ensemble du périodogramme, seule la période  $P$  est retenue pour établir la distribution d'amplitude et les seuils de probabilité.

Encore une fois, ce processus est répété pour plusieurs phases différentes (12 ici) et la planète de masse  $M$  et de période  $P$  est jugée détectable si tous les signaux  $RV_{\text{real}} + RV_{\text{pla}}$  valident ce test. Cela permet d'établir des limites de détection conservatrices (100 % des phases détectées) mais aussi statistiques (50 % ou 75 % des phases détectées). Dans cette étude, le nombre de bootstraps effectué est de 100 et le seuil est défini comme la plus grande des amplitudes, ce qui correspond à une FAP locale de 1 %.

3. Il s'agit d'une appellation personnelle, aucun nom n'est donné à cette méthode dans l'article.

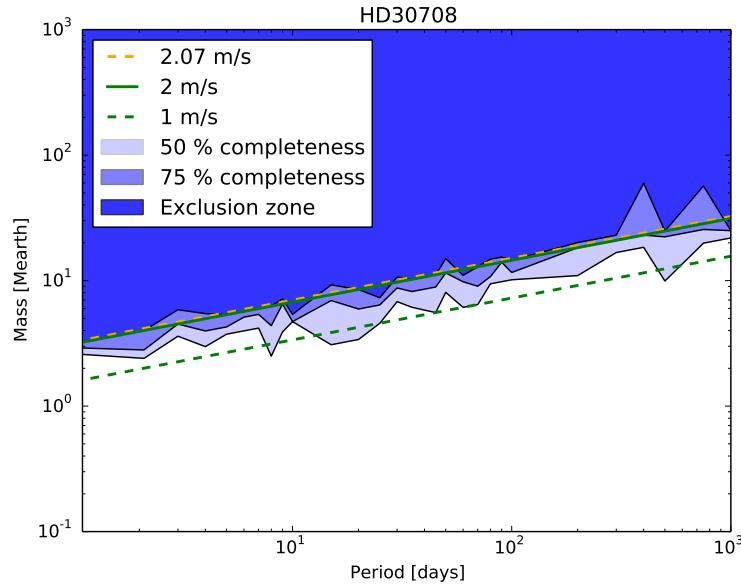


FIGURE 3.20 – Limites de détection de HD30708 avec la méthode du bootstrap des périodogrammes. La ligne orange correspond à la semi-amplitude moyenne de détection jusqu'à 100 jours. Les degrés de bleu correspondent aux limites de détection statistiques à 50%, 75 % et 100%.

La Figure 3.20 montre les limites de détection des HD 30708 avec cette technique. Contrairement aux deux méthodes précédentes, la limite de détection moyenne  $K_{\text{win}}$  est de 2.07 m/s, ce qui est bien compatible avec notre estimation des capacités de détection de SOPHIE.

#### Bruit rouge résiduel

Il est possible qu'à certaines périodes subsiste un reliquat de signal périodique. Cela peut être dû à un bruit rouge d'origine diverse non corrigé dans les données par exemple. Ce surplus de puissance dans le périodogramme fausse le test et est très courant. À cause du grand nombre de fréquences considérées, statistiquement un certain nombre d'entre elles sont déjà au seuil de 1 % même en l'absence de bruit rouge (cf Figure 3.21, panneau de gauche).

En rajoutant alors un signal, même de faible amplitude, en phase à cette même période, l'amplitude du périodogramme augmente substantiellement et dépasse très facilement le seuil de 1 % fixé pour réussir le test. À l'inverse, l'ajout d'un signal en antiphase sera d'autant plus difficile à détecter car son amplitude devra être suffisamment importante pour compenser celle présente dans le jeu de données. Ce double phénomène aura pour effet de baisser la limite de détection statistique à 50 % à des niveaux très faibles et au contraire d'augmenter, dans une moindre mesure, la limite conservatrice à 100 %. La Figure 3.21, panneau de droite, représente les limites de détection de HD 6715 et est symptomatique de ce problème.

Un moyen de contourner cet effet serait de ne prendre en compte que les limites de détection conservatrices à 100 %, qui ne semblent pas significativement affectées au contraire de celles à 50 %. À première vue, suivre une approche conservatrice semble également une bonne idée pour éviter de sur-évaluer les taux d'occurrences. Mais paradoxalement cette approche mène au résultat inverse. En effet, pour déterminer les taux d'occurrences (cf Section 3.3.2.2) les limites de détections individuelles sont moyennées sur tout l'échantillon. Or en n'utilisant que

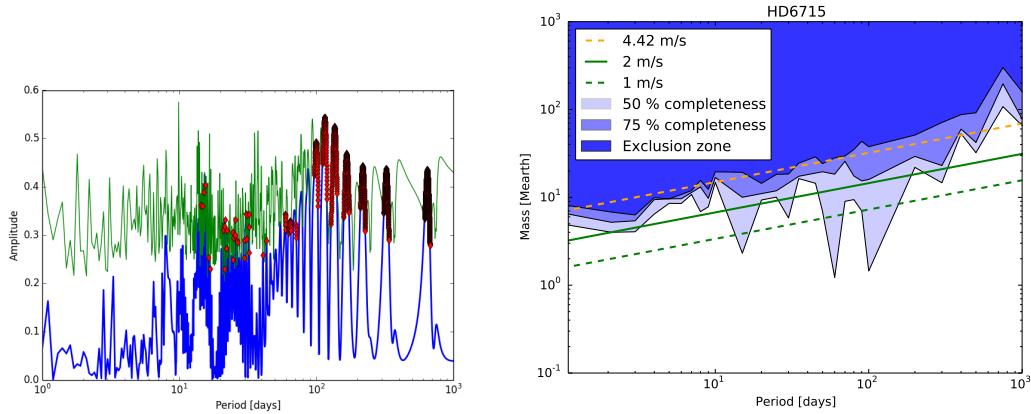


FIGURE 3.21 – *Gauche* : Périodogramme de HD 6715 (courbe bleue), FAP locale à 1 % (courbe verte, cf texte). Les losanges rouges sont les fréquences du périodogramme pour lesquelles l'amplitude est égale à la FAP locale. *Droite* : Limites de détection de HD 6715 avec la méthode du bootstrap des périodogrammes. La ligne orange correspond à la semi-amplitude moyenne de détection jusqu'à 100 jours. Les degrés de bleu correspondent aux limites de détection statistiques à 50%, 75 % et 100%. Les périodes de la limites de détections qui correspondent aux losanges rouges du panel du haut montrent des limites à 50 % anormalement basses et non physiques (cf texte).

les limites de détections conservatrices, l'intervalle entre les 0% et 100% de complétude du programme sera plus réduit que si les limites statistiques sont également prises en compte. Le corolaire est que le facteur de correction de complétude sera sur-évalué pour les faible masses. Toute détection d'une planète de faible masse sera donc considérée comme très significative car la complétude du programme sera proche de zéro, et le taux d'occurrence sera donc sur-évalué.

Une autre solution consiste à casser systématiquement tout bruit rouge présent dans le signal en effectuant une permutation aléatoire des vitesses dans le jeu de données. Cependant, comme expliqué précédemment, le résultat donné par une permutation pourrait également être touché par le phénomène qui affecte aussi le bruit blanc, comme expliqué plus haut. La permutation peut être faite plusieurs fois et les résultats moyennés, ce qui permet de s'affranchir de l'ensemble de ces problèmes. Le résultat obtenu n'est alors plus dépendant que des dates d'observations, des erreurs sur les vitesses et de la dispersion dans les données. Cela est par contre extrêmement coûteux en temps de calcul car l'ensemble des limites de détections est recalculé autant de fois qu'il y a d'instances de permutations, soit de 30 à 50 fois en général.

On peut voir sur la Figure 3.22 le résultat de cette technique sur HD 6715 pour 50 permutations. Le problème des limites de détection statistiques basses est bien résolu. On peut également noter que ces limites sont logiquement lissées par rapport au cas initial. De même, la limite moyenne de détection peut être sensiblement différente. Ici,  $K_{\text{win}} = 3.8 \text{ m s}^{-1}$  après permutations contre 4.4 avant. On observe sur le panneau de droite de cette même figure que la distribution de la limite de détection moyenne à 100 jours est grossièrement gaussienne. Les permutations font donc varier la limite de détection à l'intérieur de cette distribution et celle du jeu de données original ne correspond pas nécessairement à la moyenne.

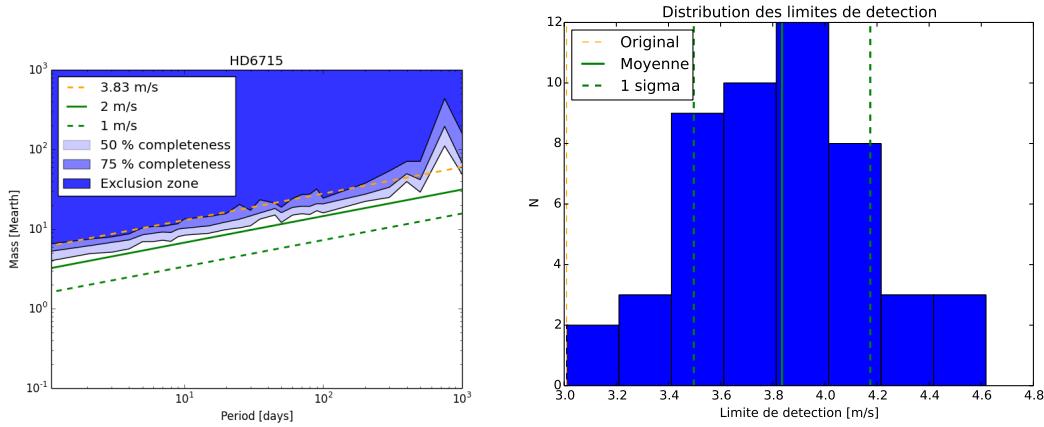


FIGURE 3.22 – Gauche : Limites de détection de HD 6715 avec la méthode du bootstrap des périodogrammes, moyennées après 50 instances de permutations. La ligne orange correspond à la semi-amplitude moyenne de détection jusqu'à 100 jours. Les degrés de bleu correspondent aux limites de détection statistiques à 50%, 75 % et 100%. Droite : distribution des  $K_{\text{win}}$  des permutations. La ligne verte continue correspond à la moyenne, les lignes vertes en tirets aux écarts à  $1\sigma$  et la ligne orange à la première permutation (et non aux données originales).

### 3.3.1.4 Méthode du likelihood ratio test

Cette technique développée dans le cadre de ma thèse se base sur un test statistique bien connu utilisé dans la comparaison de modèles, le *likelihood ratio test*. Pour un jeu de données  $X$ , soit une famille de modèles  $H$ , caractérisée par l'espace des paramètres  $\Theta$ , composés de vecteurs  $\theta$  :

$$\theta = (\theta_1, \theta_2, \dots, \theta_k) \quad (3.2)$$

Et soit un modèle  $H_0$  caractérisé par un espace des paramètres d'un seul élément  $\Theta_0 = \theta_0 \subset \Theta$  appelé "hypothèse nulle". Alors il est possible de définir le likelihood ratio tel que :

$$\lambda(X) = \frac{L(\theta_0 | X)}{\sup\{L(\theta | X) : \theta \in \Theta\}} \quad (3.3)$$

Où  $L(\theta | X)$  est la vraisemblance (likelihood) d'un modèle de paramètres  $\theta$  sachant la réalisation  $X$ . Comme  $\Theta_0 \subset \Theta$ ,  $\lambda(X)$  est compris entre 0 et 1. Si ce ratio est petit, alors l'hypothèse nulle  $H_0$  sera considérée comme probable au sein de la famille  $H$ . À l'inverse, si ce ratio est proche de 1, la probabilité de  $H_0$  sera faible.

Pour utiliser des nombres plus faciles à manipuler numériquement, en pratique, on utilise le logarithme de ce ratio :

$$\Lambda(X) = -2 \log \lambda(X) = 2(\log \sup\{L(\theta | X) : \theta \in \Theta\} - \log L(\theta_0 | X)) \quad (3.4)$$

$\Lambda(X)$  est appelé la statistique du likelihood ratio. Or, d'après le théorème de Wilks ([Wilks, 1938](#)), pour des grands jeux de données  $X$ , cette statistique tend vers celle du  $\chi^2$  avec un nombre de degrés de liberté  $p$  équivalent à la dimension de  $\theta$  :

$$\Lambda(X) \rightarrow \chi_p^2 \quad (3.5)$$

Dans notre situation,  $H$  est une famille de Képlériennes avec  $\theta = (K, P, V_0, T_0, e, \omega)$  et  $H_0$  est le modèle constant avec  $\theta_0 = (0, P, V_0, T_0, e, \omega)$ . Dans un premier temps on peut se restreindre à ne considérer les limites de détection que pour un modèle d'une planète avec une orbite circulaire, on peut alors fixer  $e = 0$  et  $\omega = 0$ . Cette restriction est identique à celles imposées dans les sous-sections précédentes. Ainsi, un modèle de période  $P$ , une phase  $T_0$  de semi-amplitude  $K$  sera considéré comme détectable si la statistique du likelihood ratio test montre que le modèle constant est significativement plus probable, avec un seuil de 99%. Cette statistique sera ici assimilée à celle d'un test de  $\chi^2_p$  avec  $p = 2$ . L'espace des paramètres n'a en effet plus que 2 dimensions : un offset  $V_0$  et  $K$  (pour prendre en compte l'hypothèse nulle  $K = 0$ ). Ainsi, pour une masse et une amplitude donnée, on peut calculer la fraction de phases détectables à 99% et de cette manière calculer les limites de détection de la cible.

Il est important de noter que comme cette méthode part du principe que le signal n'est composé que de bruit blanc, il est nécessaire d'augmenter les barres d'erreurs, qui ne prennent en compte que le bruit de photon  $\sigma$ . Ainsi, un jitter additionnel est rajouté quadratiquement aux incertitudes de manière à fixer le  $\chi^2$  réduit à 1. Ce terme est équivalent à  $\sqrt{\text{RMS}^2 - \langle \sigma \rangle^2}$ .

La Figure 3.23 montre les limites de détection calculées avec cette technique. Les résultats sont cohérents avec la méthode du bootstrap des périodogrammes, avec  $K_{\text{win}} = 1.79 \text{ m s}^{-1}$ . Le test du likelihood ratio possède cependant plusieurs avantages. La méthode est statistiquement plus robuste, surtout pour les grandes séries temporelles. Elle est aussi beaucoup plus rapide à exécuter (d'un facteur 150 environ), ce qui permet l'utilisation d'une grille nettement plus fine (100 périodes et 100 masses) tout en réduisant le temps de calcul total. Ce gain s'explique par l'absence de nécessité de calculer un périodogramme à chaque itération. Enfin, le test du likelihood ratio n'est pas sujet au problème causé par le bruit rouge résiduel et présenté dans la sous-section précédente. C'est bien cette méthode que j'ai retenue au final pour l'appliquer aux données du SP1+.

### Pertinence de la limite de détection

Ces limites du *likelihood ratio test* sont compatibles avec la méthode du bootstrap des périodogrammes. Il est cependant légitime de vérifier si les limites de détections obtenues avec cette méthode sont bien évaluées. Pour ce faire, j'ai procédé à deux tests différents. Le premier consiste à calculer ces limites sur la série VR de la planète publiée HD 164595 b (cf Section 3.2.2.1, Courcol et al. (2015)) avant et après l'ajustement de l'orbite, et à les comparer avec la position de la planète sur le diagramme (cf Figure 3.24). Avant soustraction de l'orbite, il est impossible d'exclure à 100 % la présence de la planète, à raison. On peut remarquer à 40 jours un effet d'accordéon très marqué, où la limite à 100 % devient subitement plus haute et la limite à 10 % est plus basse. Cette particularité est encore une fois typique de la présence de bruit rouge dans le signal, à cause du mécanisme expliqué plus haut (Section 3.3.1.3, paragraphe "bruit rouge résiduel"). À l'inverse, après soustraction, il devient possible d'exclure la même planète avec la limite à 100%.

Le second test, complémentaire, consiste à injecter directement un signal dans la cible constante HD 30708 avec une amplitude au delà de la limite à 100 % et d'évaluer l'impact sur le périodogramme. En prenant par exemple un signal de  $1.6 \text{ m s}^{-1}$  à 175 jours, on obtient les périodogrammes de la Figure 3.25. Si aucun signal ne ressort de la série temporelle originelle, après injection le résultat est bien différent. Le signal à 175 jours est au delà des 10 % de FAP, de même que d'autres alias observationnels. Si le nombre de points n'est pas suffisant pour bien contraindre la planète (notamment à cause d'une couverture de phase incomplète), un tel signal aurait été considéré comme un candidat planétaire prometteur.

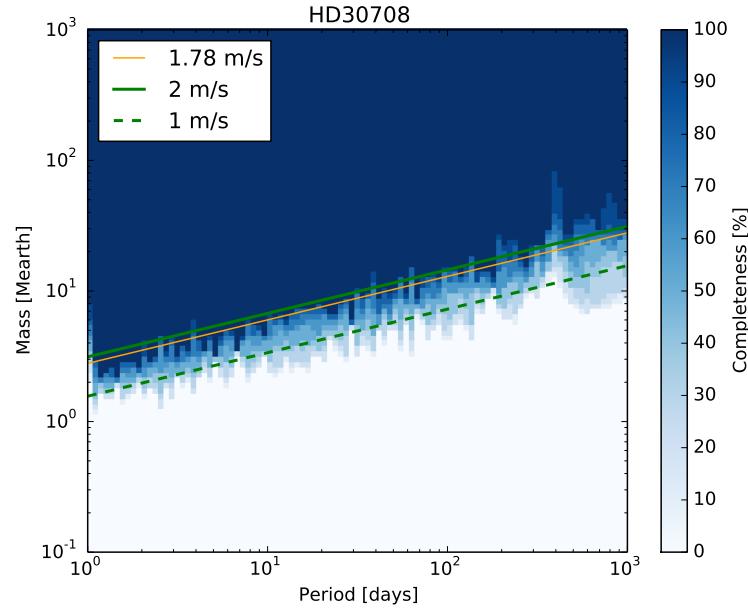


FIGURE 3.23 – Limites de détection de HD30708 avec la méthode du likelihood ratio test. La ligne orange correspond à la semi-amplitude moyenne de détection jusqu'à 100 jours. Les degrés de bleu correspondent au pourcentage de phases détectables.

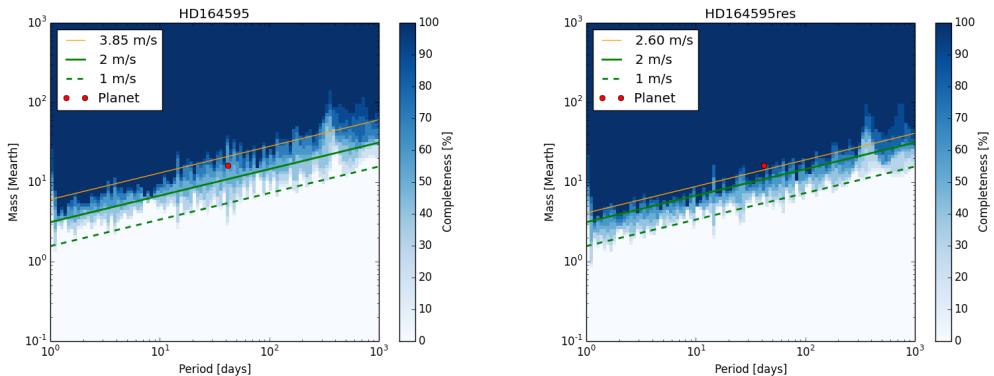


FIGURE 3.24 – Limites de détection de HD 164595 (gauche) et de ses résidus après ajustement de la dérive et l'orbite Képlerienne présentée à la Section 3.2.2.1 (droite). Le point rouge indique la position de HD 164595 b sur le diagramme

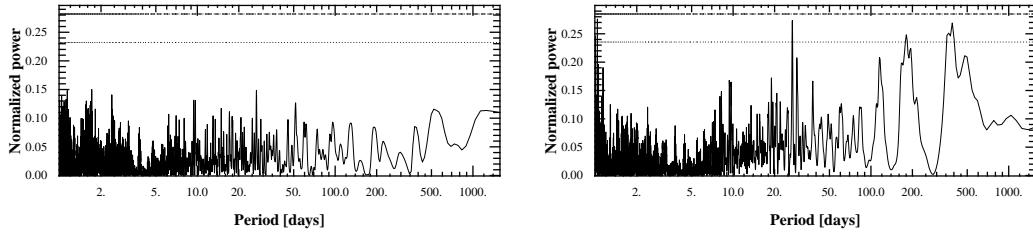


FIGURE 3.25 – Périodogrammes de Lomb-Scargle de HD30708 avant (*gauche*) et après (*droite*) injection d'un signal keplérien à une période de 175 jours à  $1.6 \text{ m s}^{-1}$  d'excentricité nulle. La lignes correspondent au niveaux de False Alarm Probability (FAP) de 10 % (pointillés) et 1 % (tirets).

Ces deux tests confirment la pertinence des limites de détection évaluées avec la méthode du likelihood ratio test.

### Impact de l'excentricité

Un autre point qu'il est important de soulever est l'évolution des limites de détection avec l'excentricité. La prise en compte de ce paramètre devient sensiblement plus compliquée pour les méthodes fréquentistes car le périodogramme de Lomb-Scargle n'est dans ce cas plus un outil adapté. Le GLS est en effet basé sur l'ajustement de sinusoïdes exclusivement. Pour répondre à ce problème, des périodogrammes képlériens ont été développés (Cumming, 2004; Zechmeister & Kürster, 2009), mais le temps de calcul s'est trouvé extrêmement rallongé car l'espace des paramètres gagne deux dimensions supplémentaires ( $e$  et  $\omega$ ) et les problèmes de minimisation du  $\chi^2$  deviennent non triviaux.

De ce fait, la majorité des programmes de recherches de planètes en vitesse radiale n'utilisent qu'une approximation circulaire pour calculer leurs limites de détection (Cumming et al., 2008; Howard et al., 2010; Mayor et al., 2011; Bonfils et al., 2013). Ils s'appuient sur de précédentes études qui ont conclu que l'approximation  $e = 0$  est bonne pour des excentricités allant jusqu'à 0.5 (Endl et al., 2002; Cumming & Dragomir, 2010). Ces même études montrent que les limites de détection à courte période sont plus dégradées par la prise en compte d'orbites excentriques que les longues périodes.

On peut dès lors se demander si la nouvelle méthode développée ici obéit également à ces règles empiriques. Le likelihood ratio test se prête bien à l'utilisation de Képlériennes. Cependant, laisser l'excentricité libre pose un problème de taille. Contrairement aux autres paramètres, la distribution des excentricité n'est notoirement pas uniforme. Les excentricités élevées sont nettement moins probables que les faibles. Une approche plus Bayésienne serait donc à privilégier dans ce cas avec l'établissement d'un prior sur l'excentricité, plus proche de Cumming & Dragomir (2010). On peut cependant se restreindre à évaluer les limites de détection à excentricité fixe mais non nulle. Dans ce cas, le seul paramètre à rajouter est  $\omega$ , on a donc  $p = 3$ .

La Figure 3.26 montre le ratio des limites de détection à 100 % par rapport à  $e = 0$  pour 20 périodes échantillonées entre 1 et 1000 jours dans le cas de HD30708 et HD6715. Contrairement aux résultats de Endl et al. (2002) et Cumming & Dragonir (2010), on observe que l'excentricité peut affecter fortement les limites de détection. À  $e = 0.5$  l'augmentation des limites de détection peut aller jusqu'à 150 % pour HD30708 et jusqu'à 300 % pour HD6715. Les augmentations médianes sont respectivement de 40 et 60 %. De même, les longues périodes sont nettement plus affectées.

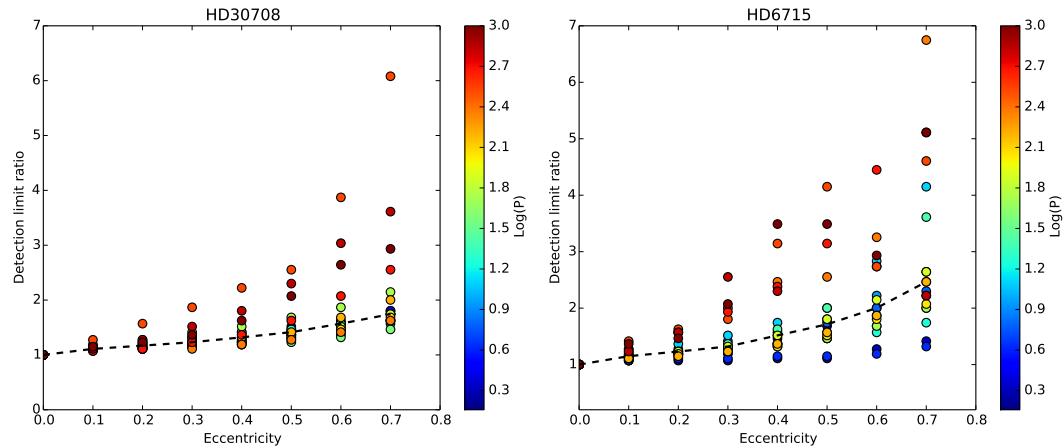


FIGURE 3.26 – Ratio des limites de détection par rapport à  $e = 0$  en fonction de l'excentricité, pour HD30708 (gauche) et HD6715 (droite) sur 20 périodes différentes entre 1 et 1000 jours. L'échelle de couleur est le logarithme de la période. La ligne noire est le ratio médian.

On peut expliquer ce résultat en rappelant que le test tel que mis en place est très conservateur. En effet, il suffit de trouver une seule configuration dans l'espace des paramètres ( $V_0$ ,  $T_0$ ,  $\omega$ ) dont la vraisemblance soit significativement meilleure que le cas constant pour que la détection soit rejetée.

### 3.3.2 Résultats

#### 3.3.2.1 Optimisation des stratégies d'observation

##### Stratégie générale

Une première question qui se pose pour établir une stratégie d'observation dans un programme de recherche d'exoplanètes est le nombre de points minimal pour sonder efficacement chaque cible. Pour cela, une métrique intéressante est le rapport signal à bruit entre  $K_{\text{win}}$  et la dispersion des mesures VR sur l'étoile  $\sigma$  :  $K_{\text{win}}/\sigma$ . La Figure 3.27 montre ce ratio pour toutes les cibles du SP1+ avec au moins 5 observations.

On peut voir sur cette figure la décroissance attendue du SNR des limites de détection en fonction du nombre de points. Par contre, cette décroissance n'est pas exactement en racine carrée du nombre de points  $N_{\text{mes}}^{1/2}$ . En ajustant une fonction du type  $aN_{\text{mes}}^b + c$  dans les données, on obtient  $a = 13.2$ ,  $b = -0.6$  et  $c = -0.2$  (voir la courbe verte). Il y a plusieurs explications possibles à cela. Premièrement, comme indiqué dans Nelson & Angel (1998); Endl et al. (2002); Cumming (2004), il n'est pas possible de correctement contraindre une orbite quand le nombre de points est trop bas (10 à 20 selon les articles), même si l'amplitude est élevée, ce qui tire les limites de détection vers le haut à bas  $N_{\text{mes}}$ . D'autre part, la formule 3.5 est une limite pour  $N_{\text{mes}}$  grand. La méthode du likelihood ratio test est donc moins fiable pour un petit nombre de mesures. En ne prenant que les points avec  $N_{\text{mes}} > 20$ , il est par contre possible d'ajuster de manière convaincante une fonction de type  $a_1 N_{\text{mes}}^{-0.5}$  (avec  $a_1 = 7.66$ , voir la courbe rouge).

Plusieurs enseignements peuvent être tirés de cette figure. Premièrement, il est possible de détecter des planètes au niveau du RMS d'une cible pour  $N_{\text{mes}} \sim 50$ , similairement aux résultats de Cumming (2004). Ensuite, notre critère d'arrêt des cibles à 30 points (cf Section 3.1.3.2) est

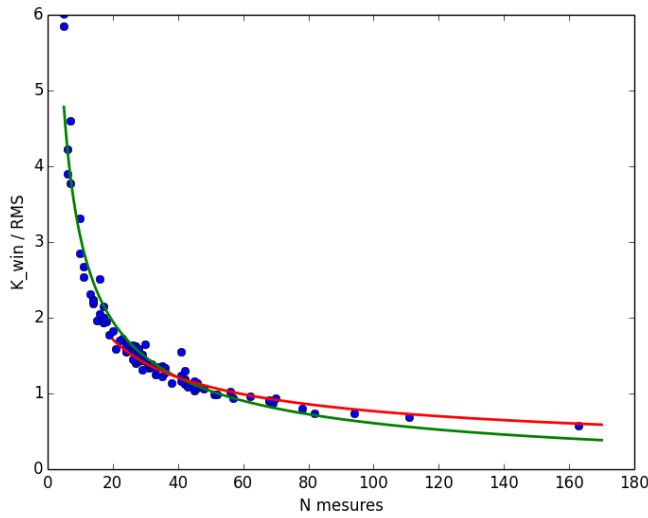


FIGURE 3.27 – Rapport signal à bruit de la limite de détection médiane  $K_{\text{win}}/\sigma$  en fonction du nombre d’observations pour les cibles du SP1+ possédant plus de 5 points de mesure. La courbe verte est  $f(N_{\text{mes}}) = 13.2N_{\text{mes}}^{-0.6} - 0.2$ , obtenue avec ajustement dans les données. La courbe rouge est  $f(N_{\text{mes}}) = 7.66N_{\text{mes}}^{-0.5}$ , obtenue après ajustement des points avec  $N_{\text{mes}} > 20$  (voir texte).

mal choisi pour la recherche des Super-Terres. En effet, on remarque qu'à 30 observations, on a  $K_{\text{win}} \sim 1.35\sigma$ . Par conséquent, pour un RMS de  $3 \text{ m s}^{-1}$ , la limite de détection est d'environ  $4 \text{ m s}^{-1}$ . Cela signifie que si notre stratégie d'observation est efficace pour détecter des Neptunes à courte ou moyenne période, elle induit un biais très important contre les Super-Terres à plus de 4 jours, et les Neptunes à plus de 110 jours. Il n'est donc pas surprenant que la plupart de nos candidats dans le régime des Super-Terres aient des périodes très courtes : seules 2 sur 7 dépassent les 4 jours.

### Stratégie individuelle

Il est aussi possible de se servir d'outils de limites de détection pour tenter d'évaluer la pertinence de stratégie d'observations individuelles (nombre de points par nuits), sur des données simulées. Pour effectuer ce genre d'exercice, il est important de prendre en compte que pour un même jeu de valeurs de VR, la date précise des observations a un impact qui peut être très important. Pour s'affranchir de cet effet, on peut simuler un nombre important de jeux de données similaires et moyenner les résultats pour observer l'efficacité moyenne d'une stratégie d'observation.

Pour 3 stratégies d'observations différentes (2 points par nuits, 1 point par nuit et 1 point toutes les deux nuits), j'ai simulé 100 jeux de données avec un bruit blanc à  $2 \text{ m s}^{-1}$ . Des variations aléatoires sont injectées autour des dates d'observations définies par la stratégie, suivant une loi normale ayant une dispersion égale à la dispersion moyenne trouvée pour HD 30708 (2.16 heures). Trois situations sont également testées : 25 mesures, 50 et 100 mesures. Une stratégie pourra donc se juger sur la semi-amplitude médiane de détection  $K_{\text{win},100}$  sur l'ensemble des 100 tirages, mais aussi sur la dispersion autour de cette valeur  $\sigma_{\text{win},100}$ .

La Table 3.4 contient ces deux valeurs pour l'ensemble des 9 cas testés, et un exemple de

TABLE 3.4 – Limites de détections moyennes et dispersion correspondante  $K_{\text{win},100} \pm \sigma_{\text{win},100}$  sur 100 tirages de données simulées avec  $\text{RMS}=2 \text{ m s}^{-1}$  et 100 mesures en fonction du nombre de mesures et de leur densité.

Nb de points	2 pts / nuit	1 pt / nuit	1 pt / 2 nuits
25	$3.06 \pm 0.37 \text{ m s}^{-1}$	$3.07 \pm 0.34 \text{ m s}^{-1}$	$3.06 \pm 0.33 \text{ m s}^{-1}$
50	$2.12 \pm 0.20 \text{ m s}^{-1}$	$2.13 \pm 0.19 \text{ m s}^{-1}$	$2.11 \pm 0.20 \text{ m s}^{-1}$
100	$1.47 \pm 0.11 \text{ m s}^{-1}$	$1.48 \pm 0.12 \text{ m s}^{-1}$	$1.47 \pm 0.11 \text{ m s}^{-1}$

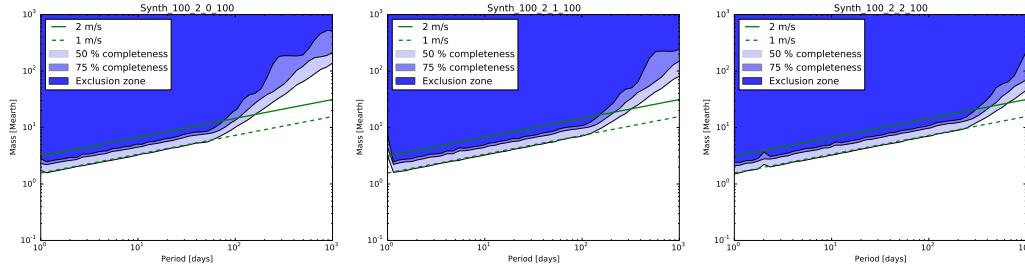


FIGURE 3.28 – Limites de détection moyennes sur 100 tirages pour un jeu de données VR simulées avec  $\text{RMS}=2 \text{ m s}^{-1}$ , 100 mesures et respectivement de gauche à droite : deux points par nuit, un point par nuit et un point toutes les deux nuits. Les degrés de bleu correspondent aux limites de détection statistiques à 50%, 75 % et 100%.

résultat (pour  $N_{\text{mes}}=100$ ) est montré sur la Figure 3.28. On peut voir que le seul paramètre affectant significativement  $K_{\text{win},100}$  et  $\sigma_{\text{win},100}$  est le nombre de points. Plus ce dernier est élevé, plus le niveau de détection est bas et plus l'écart entre un tirage et la moyenne sera faible. Par contre, la densité de points, donc la stratégie d'observation ne joue pas sur ces valeurs. Le seul effet visible est sur les alias et les périodes couvertes. Avec une observation toutes les deux nuits, un pic à 2 jours est visible à cause de l'échantillonnage. Pour un point par nuit, ce pic est à 1 jours, et à deux mesures par nuit, aucun pic n'est observable. Par contre, les périodes couvertes sont réduites en conséquences.

On peut donc en conclure que mis à part pour bien couvrir les longues périodes, ou alternativement casser des alias à courte période, la densité de points n'a que peu d'importance et que la priorité doit être mise sur l'obtention d'un grand nombre de mesures aussi rapidement que possible.

### 3.3.2.2 Complétude

La complétude d'un relevé correspond aux limites de détection moyennes sur l'ensemble des cibles. Cette dernière correspond, dans un diagramme masse/période, à la fraction des étoiles sondées dans l'échantillon. En utilisant la technique du likelihood ratio test, présentée dans la Section 3.3.1.4, les limites de détections ont été calculées sur l'ensemble des cibles du SP1+ possédant au moins 5 mesures (86). Uniquement les limites conservatrices à 100% sont prises en compte. Dans le cas où des signaux sont identifiés avec certitude (HD 164595 b, de l'activité ou une dérive), ces derniers sont retirés des données afin d'obtenir un résultat le plus proche possible d'un bruit blanc. Dans le cas de l'activité, une sinusoïde est retirée à la période de rotation ou à son premier harmonique si ce dernier domine les vitesses radiales. La raison pour laquelle une fonction plus complexe (une Képlérienne) n'est pas retenue est d'éviter de réduire

TABLE 3.5 – Périodes de rotation identifiées dans les étoiles du SP1+ à plus de 20 mesures, et retirées pour l'étude des limites de détection

Cible	Période [jours]	Harmonique
HD 21742	33.42	
HD 76780	11.47	$P_{\text{rot}}/2$
HD 101242	20.37	
HD 115755	14.6	
HD 119332	25.16	
HD 142093	14.25	
HD 171067	24.26	
HD 182619	24.46	
HD 207897	16.27	$P_{\text{rot}}/2$
HD 216191	17.65	$P_{\text{rot}}/2$

artificiellement les résidus. Cette approche conservatrice est utilisée dans [Bonfils et al. \(2013\)](#). La liste des signaux d'activité retirés est disponible dans la Table 3.5.

La complétude du SP1+ est présentée dans la Figure 3.29. Comme seulement 86 planètes ont été utilisées, il est normal que cette complétude ne dépasse pas 45%. La limite à 1% peut être utilisée comme un bon indicateur des capacités de détection de SOPHIE dans des conditions optimales. Dans ce cas, la limite de détection à 10 jours est de  $5.5 M_{\oplus}$ ,  $12.6 M_{\oplus}$  à 100 jours et  $50.9 M_{\oplus}$  à 1000 jours. Alternativement, en excluant les alias du jour et de l'année, on peut dire que SOPHIE est donc capable de détecter des Super-Terres ( $M \sin i < 10M_{\oplus}$ ) jusqu'à 43 jours et des Neptunes ( $10M_{\oplus} < M \sin i < 40M_{\oplus}$ ) jusqu'à 750 jours.

D'autre part, cette complétude sert également à calculer les taux d'occurrence d'exoplanètes. Cependant, avec une seule détection à ce jour il n'est pas possible de calculer de le calculer de manière robuste. On tout juste affirmer qu'un signal de type HD 164595 b aurait pu être détecté dans  $C(16.14M_{\oplus}, 40\text{jours}) = 13.2\%$  des 190 étoiles de l'échantillon.  $C(M \sin i, P)$  est ici ce qu'on appelle le facteur de complétude de l'échantillon. On peut alors calculer le nombre effectif de planètes de ce type :

$$N_{\text{eff}} = \frac{1}{C} = 7.6 \quad (3.6)$$

Ce qui signifie que l'on devrait détecter statistiquement 7.6 planètes similaires à HD 164595 b si toutes les étoiles sont sondées avec la précision nécessaire. Le taux d'occurrence des planètes de ce type est donc d'environ  $4 \pm 4\%$  (en considérant un bruit de Poisson).

Une autre limitation, derrière le manque évident de détections, est l'existence de biais dans l'échantillon. En effet, l'exclusion de planètes géantes implique que tout système multiple comprenant au moins une planète géante connue n'est pas inclus dans ces résultats. L'article de [Ghezzi et al. \(2010\)](#) étudie les différences entre les systèmes planétaires ne comportant que des planètes de type Neptune et ceux possédant en plus une géante gazeuse. Dans leur échantillon de 9 systèmes, 4 rentrent dans la seconde catégorie, ce qui montre qu'un biais de sélection excluant les géantes gazeuses pourrait avoir un impact très significatif. D'un autre côté, le nombre de systèmes ainsi retirés dans notre échantillon n'est pas très important (moins de 10, sur les 190 étoiles de notre catalogue).

### Inclusion de candidats planétaires

Il est possible d'inclure les candidats planétaires avancés présentés dans la Section 3.2.2 pour

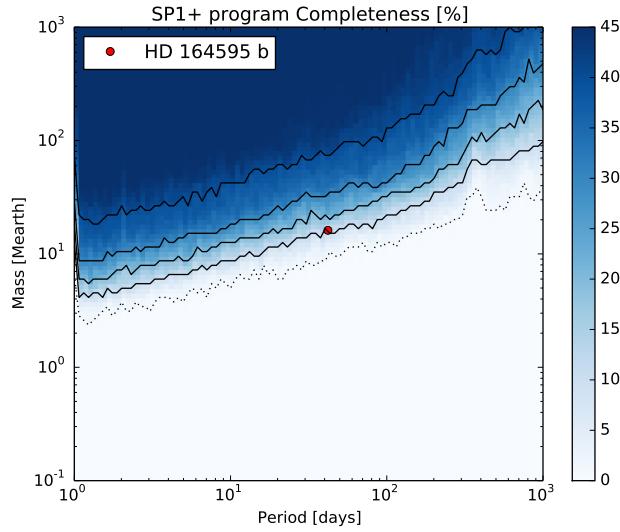


FIGURE 3.29 – Complétude du SP1+, en pourcents. La ligne en pointillés correspond à 1% et les lignes pleines correspondent aux niveaux (de bas en haut) à 10, 20, 30 et 40%.

obtenir une seconde estimation de la fréquence des exo-Neptunes, de  $10$  à  $30$   $M_{\oplus}$  pour des périodes inférieures à 50 jours. En incluant donc le signal à 30 jours autour de HD158159, qui correspond à  $13$   $M_{\oplus}$ , on obtient un taux d'occurrence de  $8.6 \pm 6.1$  %. Cette estimation est plus élevée mais reste cependant compatible avec la valeur obtenue uniquement avec HD 164595 b.

On peut de la même manière tenter d'estimer un premier taux d'occurrence pour les Super-Terres avec les candidats. Cependant, les facteurs de complétudes associés sont souvent très faibles, parfois de l'ordre du pourcent. Ceci n'est guère étonnant car il faut beaucoup d'observations pour être capable de détecter ces objets, et seules quelques cibles ont un nombre de mesures adéquat. Ces faibles facteurs de complétude mènent à des taux d'occurrence très élevés et des erreurs associées également très importantes. Par exemple, avec nos candidats avancés<sup>4</sup>, la fréquence des Super-Terres ( $< 10$   $M_{\oplus}$ ) à moins de 4 jours est de  $54.7 \pm 50.3$  %. Elle n'est donc absolument pas contrainte. Une meilleure couverture de l'échantillon est de ce fait nécessaire.

### 3.3.3 Comparaison avec d'autres relevés

Malgré ce faible nombre de détections, il est important d'effectuer une comparaison avec d'autres relevés pour estimer s'il est normal d'obtenir un tel taux d'occurrence ( $4.2 \pm 4.2$ %). La Table 3.6 contient les taux d'occurrence obtenus par diverses études dans les catégories proches ou englobant notre détection de HD 164595 b. Ces études proviennent d'autres programmes de recherche de planètes en vitesse radiale, qui ont été effectuées sur d'autres instruments (HARPS et HIRES, cf Chapitre 1). Toutes les valeurs sont en accord avec notre résultat. Le résultat de Faria et al. (2016b) est celui n'utilisant que la planète confirmée dans leur échantillon (HD 175607 b). Les auteurs précisent cependant qu'en incluant un candidat ils obtiennent une valeur de  $13.33^{+5.80}_{-8.84}\%$ , proche de celle d'une version antérieure du papier de Mayor et al. (2011). En

4. en l'occurrence le signal à 1.57 jours autour de HD 158259 et celui à 1.6 jours autour de HD 25918

TABLE 3.6 – Taux d'occurrence des planètes de type Neptune issues de différents relevés en vitesse radiale

Article	Masses [ $M_{\oplus}$ ]	Périodes [jours]	Fréquences [%]
Cette étude	16.14	40.00	$4.2 \pm 4.2$
Cette étude + candidats	10 - 30	< 50	$8.6 \pm 6.$
<a href="#">Howard et al. (2010)</a>	10 - 30	< 50	$8.7 \pm 2$
<a href="#">Mayor et al. (2011)</a>	10 - 30	< 50	$6.5 \pm 3$
<a href="#">Faria et al. (2016b)</a>	8.98	29.01	$6.67^{+4.16}_{-5.58}$

prenant en compte les deux candidats additionnels du SP1+, on obtient une valeur proche à  $8.6 \pm 6.1$  %, ce qui reste compatible avec toutes les autres valeurs citées précédemment.

On notera que si d'autres relevés en vitesse radiale ont produit des taux d'occurrence (par exemple [Cumming et al. 2008; Bonfils et al. 2013](#)), la fréquence de Neptunes semblables à HD 164595 b n'est pas fournie, par manque de détection.

D'autre part, le taux d'occurrence obtenu pour les Super-Terres avec notre candidat ( $8.3 \pm 8.3\%$ ) est difficilement comparables avec ceux, plus élevés, disponibles dans la littérature. En effet, le seul candidat est à très courte période (< 4 jours), pour les raisons mentionnées dans la Section 3.1.3.2.

#### Du calcul des taux d'occurrence dans les grands relevés actuels

Comme expliqué précédemment, les grands relevés en vitesse radiale calculent les taux d'occurrence des planètes en comptant le nombre de détections et en le corrigeant par un facteur de complétude  $C$ . Cette valeur est obtenue grâce aux limites de détection dans l'échantillon. Mais le modèle utilisé pour le calcul des limites de détection (i.e. un signal circulaire unique) —et donc le facteur de complétude— n'est pas toujours adapté aux systèmes (potentiellement multiple et/ou excentrique) sur lesquels il est utilisé. Donc, à moins de considérer un système composé d'une unique planète sur une orbite circulaire, le facteur de complétude obtenu de cette manière risque d'être erroné.

Une question se pose alors : l'erreur introduite est-elle significative ? Il n'est pas possible de répondre avec les données du SP1+ car nous nous trouvons justement dans le cas "unique et circulaire" où cette manière de procéder fonctionne. Mais il est possible de donner quelques éléments de réponse. Tout d'abord, la non-circularité d'une orbite semblait n'avoir que peu d'incidence jusqu'à  $e = 0.5$ . Mais, comme développé à la Section 3.3.1.4, une augmentation de la limite de détection de plusieurs dizaines de pourcents peut être observée avec la méthode du Likelihood ratio test. Malgré le caractère très conservateur et peut-être inadapté du test utilisé pour résoudre ce problème, la question reste donc ouverte. Ensuite, l'effet de multiplicité d'un système est bien connu pour rendre plus difficile la détection des planètes, et demande plus de points. La limite de détection correspondante serait donc plus élevée. Cela implique des facteurs de complétude plus faibles et donc des taux d'occurrence sous-estimés. On pourrait donc s'attendre à des fréquences de planètes plus importantes. Malgré tout, si le nombre d'observations collectées est grand sur l'échantillon, (comme par exemple sur les relevés HARPS) il est possible que l'effet soit nettement plus mitigé.

Enfin, il convient de rappeler (cf Section 1.2.2.2) que les taux d'occurrence trouvés par Kepler pour les petites planètes ([Fressin et al., 2013](#)) sont plus élevés que ceux présentés dans cette Section. Si l'effet décrit ici s'avère bien significatif, il pourrait permettre d'expliquer cet écart.

### 3.4 L'évolution du SP1+ à l'horizon 2020

Après ce bilan du SP1+, il convient de se demander dans quelle direction orienter ce programme. Depuis cinq ans, il paraît clair que SOPHIE a la capacité de sonder le domaine des Neptunes et des Super-Terres. Cependant la découverte de la première planète du programme après 4 années d'observation montre à quel point la collecte de données est longue. D'autre part, à l'horizon 2020, les résultats des prochaines générations de relevés photométriques (K2, NGTS, TESS, CHEOPS) risquent d'augmenter fortement le nombre d'exoplanètes connues et la demande de suivi en vitesses radiales. Il est donc possible que nous nous trouvions à la mi-parcours du SP1+, et il paraît impératif d'arriver à un bilan final d'ici cette échéance.

Comme vu précédemment, la stratégie observationnelle adoptée tend à favoriser la détection des Neptunes par rapport aux Super-Terres. Cependant, les précédents relevés ont mis en évidence la faible fréquence de cette première catégorie, comprise entre 5 et 10 %. Sur 190 cibles, cela correspond à 10 à 20 planètes au total. Mais en prenant en compte le fait qu'environ la moitié des cibles observées (60 sur 121) présente un niveau d'activité élevé, ce nombre peut être ramené à 5 à 10 planètes détectables. Ces détections seront malgré tout très intéressantes car autour d'étoiles brillantes, de magnitude inférieure à  $V=9$ , ce qui permet de bien contraindre les paramètres stellaires.

À l'inverse, le taux d'occurrence des Super-Terres est plus élevé, évalué par exemple à  $21.1 \pm 6.2$  % par [Mayor et al. \(2011\)](#) (pour des masses entre 3 et  $10 M_{\oplus}$  et des périodes orbitales inférieures à 50 jours). Cela correspond à 40 planètes dans notre échantillon, dont la moitié probablement dans des systèmes non-actifs. Pour pouvoir détecter ce type de planète, un changement de stratégie est nécessaire. Il convient de faire un premier bilan à 50 mesures plutôt qu'à 30 et de n'arrêter que les cibles présentant une dispersion inférieure à  $2 m s^{-1}$  contre 3 actuellement. En effet, avec un minimum de 50 mesures par cible et en considérant une dispersion de 2 m/s, il devient possible de sonder les masses inférieures à  $10 M_{\oplus}$  pour des périodes inférieures à 30 jours.

La caractérisation d'une planète de ce type requiert par contre plus de mesures, au minimum une centaine. Ce changement de stratégie est plus gourmand en temps d'observation. En se basant sur le nombre d'observations collectées depuis le début du programme, on peut espérer pouvoir obtenir environ 2400 nouvelles mesures d'ici à 2020. Sur ces 2400 mesures, 1500 pourront être dédiées à pousser jusqu'à 50 mesures les cibles en cours de l'échantillon. Les 900 mesures restantes seraient alors réparties entre les meilleurs candidats afin d'atteindre au moins 100 mesures, ce qui représente environ 18 cibles.

Dans cette optique, il ne serait pas judicieux de continuer à démarrer de nouvelles cibles. Il est donc légitime de poser la question d'un remaniement ou d'une réduction du catalogue des cibles. En soit cette opération n'est pas nécessaire pour calculer la complétude du programme et permettre des études statistiques, comme c'est déjà le cas actuellement. Mais une telle opération pourrait être menée afin de maximiser les détections. Par exemple, si la corrélation entre la métallicité des étoiles-hôtes et le taux d'occurrence des planètes des exo-Neptunes présentée au Chapitre 4 se vérifie, il peut être judicieux de préférer des étoiles sur-métalliques. Pour vérifier l'intérêt de cette sélection, une détermination de la métallicité des étoiles de l'échantillon sera nécessaire.

Grâce aux améliorations continues de SOPHIE (amélioration de la stabilité thermique, nouvelle DRS, étalon Farby-Pérot, utilisation de Processus Gaussiens), la stabilité de l'instrument devrait être ramenée à un niveau proche du bruit de photon, vers 1.5 m/s. Une telle avancée permettrait un gain significatif en terme de capacités de détection, ou alternativement en terme de temps nécessaire sur chaque cible. En effet, s'il faut actuellement 50 mesures pour obtenir une limite de détection à 2 m/s pour une cible présentant une dispersion à 2 m/s également, ce

nombre est réduit à 30 pour une dispersion de 1.5 m/s. Ce gain est loin d'être négligeable car il permettrait d'obtenir 40 % de mesures en plus et autant de détections potentielles.

Au delà de l'horizon 2020, un relevé en vitesses radiales comme le SP1+ ne sera cependant pas obsolète. Si l'on peut espérer qu'un grand nombre de planètes en transit autour d'étoiles brillantes seront détectées par TESS, CHEOPS et plus tard PLATO, ces relevés photométriques ne couvrent qu'une petite fraction des exoplanètes détectables. Même parmi les planètes en transit de période orbitale inférieure à 20 jours, la complétude de TESS sera au mieux de l'ordre de 10% pour les Super-Terres ( $< 2R_{\oplus}$ , [Sullivan et al. 2015](#)). Pour les Neptunes (2-4  $R_{\oplus}$ ), elle décroît rapidement à partir de la magnitude 9. Au vu de la diversité toujours plus surprenante des systèmes planétaires, il paraît mal avisé de se passer de la recherche de systèmes non détectés en photométrie de transit. La découverte de nouveaux types de systèmes aux propriétés inconnues jusqu'alors, par exemple en termes de domaine de masse ou d'architecture, pourrait apporter de nouvelles contraintes sur les modèles de formation. D'autre part, les relevés photométriques ne sont pas soumis aux même biais que les relevés spectroscopiques. Les longues périodes seront par exemple mal couvertes par les missions mentionnées ci-dessus.

On peut alors imaginer repenser le programme afin de le recentrer sur la haute précision à longue période, à mi-chemin entre le SP5 et le SP1+. Une telle orientation pourrait s'inscrire dans une logique complémentaire aux relevés photométriques et leurs suivis en vitesses radiales. Une autre possibilité consisterait à se concentrer sur les étoiles K. Ces étoiles sont souvent délaissées par les programmes de recherche en vitesses radiales, qui se concentrent généralement sur les étoiles G, plus brillantes, ou les naines M, plus brillantes en infrarouge et plus propices à la détection de petites planètes. La magnitude relativement élevée des étoiles K implique que les planètes y sont également plus difficilement détectables en transit par un satellite comme TESS. Dans l'ensemble, cette population n'est donc que peu étudiée, il existe donc une opportunité intéressante pour un programme SOPHIE centré autour d'un nombre restreint d'étoile K, avec des temps d'observations plus importants. L'échantillon de base du SP1+ pourrait même être ré-utilisé, car 70 étoiles K n'ont pas du tout été observées (cf Figure 3.3).

## 3.5 Participation dans d'autres programmes en vitesses radiales

### 3.5.1 La recherche de Neptunes autour d'étoiles à disques de débris

Le programme "Recherche de Neptunes autour d'étoiles à disques de débris" est un autre relevé en vitesses radiales sur SOPHIE dans lequel je me suis impliqué, tant au niveau des observations que de l'analyse des données. Ce programme (PI : Emmanuel Di Folco), qui ne fait pas partie du consortium RPE, se concentre sur une trentaine d'étoiles à disques de débris et compte en moyenne une dizaine de nuits par an, depuis le semestre 2013B.

#### 3.5.1.1 Objectifs scientifiques

Les disques de débris sont composés de poussière froide ( $\lambda \sim 70\mu\text{m}$ ) orbitant à très longue période autour de leur étoile. Ils sont formés par l'abrasion (grinding) collisionnelle de planétésimaux sur une échelle de temps du milliard d'année, ([Wyatt, 2008](#); [Krivov, 2010](#)) et sont sensibles à leur environnement dynamique. Dans les environnements dynamiquement calmes, où les excentricités des planétésimaux n'est pas fortement excitée et la production de planètes telluriques est performante, les disques de débris sont formés de manière également efficace. Au contraire, dans les systèmes dynamiquement actifs, les embryons planétaires sont poussés à des excentricités telles que l'accrétion est inefficace, et les planétésimaux du disque extérieurs sont

soit éjectés, soit rapidement détruits par collisions (Veras & Armitage, 2005; Raymond et al., 2011, 2012).

Les disques de débris froids peuvent donc être considérés comme des marqueurs d'environnements dynamiquement calmes. Ces systèmes devraient abriter soit des planètes géantes en orbites circulaires ou résonnantes, soit de petites planètes de masse inférieure à  $\sim 50M_{\oplus}$ . Les étoiles avec une forte émission de poussière froide sont des candidats encore meilleurs car pour un même réservoir de planétésimaux, les systèmes les plus calmes possèdent plus de poussière par la suite (Mustill & Wyatt, 2009). Si l'absence de poussière froide n'implique pas nécessairement une absence de petites planètes, la présence de poussière détection est un indicateur fort de systèmes calmes pouvant abriter des planètes de faible masse. Une telle corrélation n'existe cependant pas pour les planètes géantes, qui sont trouvées indifféremment autour d'étoiles avec et sans disque de débris (Bryden et al., 2009; Kóspál et al., 2009).

Ce programme a pour objectif de tester cette affirmation en recherchant des planètes de petites masses ( $3-30 M_{\oplus}$ ) à courte période ( $P < 100$  jours) autour d'étoiles à disques de débris. Le catalogue des cibles a été compilé à partir d'une liste de plus de 400 étoiles possédant un excès de flux IR, détecté avec IRAS, ISO et/ou Spitzer. Ont été retenues les étoiles brillantes ( $V < 9$ ) de types FGK, rotateurs lents ( $V \sin i < 20$  km/s) et non actives ( $\log R'_{HK} < -4.75$  si disponible). Les binaires spectrales sont également exclues. Au final, le catalogue se compose de 27 cibles. Une priorité plus importante a également été attribuée à 14 d'entre elles présentant un excès de poussière plus chaude ( $\lambda < 70\mu m$ ) qui pourrait être dû à de l'interaction avec des planètes. On notera que certaines cibles (5) sont également présentes dans le SP1+. Les observations sont alors coordonnées avec le SP1+ afin de maximiser le retour scientifique des deux programmes.

Les systèmes planétaires ainsi détectés auront une grande valeur scientifique : la combinaison entre l'architecture intérieure du système et l'émission de la poussière fournissent des contraintes importantes sur les modèles dynamiques de formation et d'évolution planétaire. On peut citer comme exemples des systèmes connus comme HD 69830 (Beichman et al., 2005; Loovis et al., 2006), 61 Vir (cf Figure 3.30 ; Vogt et al. 2010; Wyatt et al. 2012), and Gl 581 (Mayor et al., 2009; Lestrade et al., 2012).

### 3.5.1.2 Bilan

#### Nombre d'observations

Pour ce programme des conditions d'observations et des critères de qualité des données identiques au SP1+ ont été retenues (cf Section 3.1.3). Depuis le semestre 2013B, 714 observations exploitables ont été obtenues sur 23 cibles différentes. Onze cibles ont dépassé les 30 mesures (cf Figure 3.31). Quatre cibles ont été arrêtées (3 après avoir conclu à l'existence d'une activité stellaire importante, 1 à cause de l'absence de variation).

#### Candidat : HD 48682

Aucune détection n'est à ce jour validée dans le programme. On peut cependant noter l'émergence de plusieurs candidats, dont un en particulier autour de HD 48682. HD 48682 est une étoile de type F9V, de magnitude  $V=5.25$ . Elle est non active ( $\log R'_{HK} = -4.87$ ) et c'est un rotateur plutôt lent ( $V \sin i = 4.14$  km/s). Sa période de rotation avec les formules de Mamajek & Hillenbrand (2008) est estimée à 10 jours. Le signal observé correspond à une potentielle Super-Terre de  $6.3 M_{\oplus}$  sur une orbite circulaire de très courte période (1.16 jours) de semi-amplitude  $3.9 \text{ m s}^{-1}$ , cf Figure 3.32. Sur une échelle de temps aussi courte, il ne semble pas possible qu'il puisse s'agir d'un effet de l'activité stellaire et aucun signal n'est visible à cette fréquence dans les indicateurs d'activité. Avec les 43 mesures réalisées par SOPHIE, la FAP du signal est en deçà

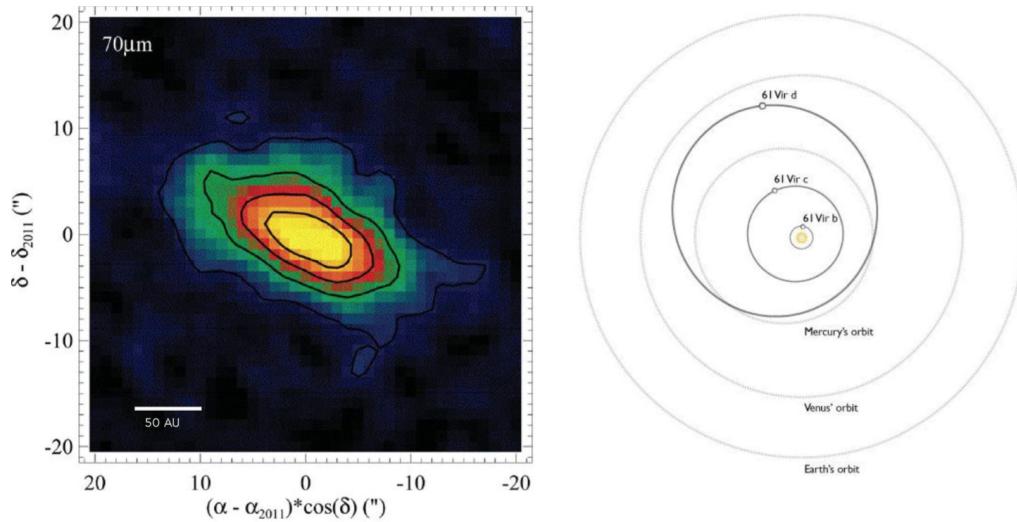


FIGURE 3.30 – Gauche : Image Herschel à 70μm du disque de débris entourant le système 61 Vir (Wyatt et al 2012). La poussière s'étend de 30 à 100 AU et le disque est visible par la tranche ( $i = 77^\circ$ ). Droite : schéma des orbites des trois planètes connues du système (Vogt et al 2010), superposés sur celles de Mercure, Venus et la Terre pour comparaison (source : [www.oklo.org](http://www.oklo.org)). Les masses minimales de ces planètes sont, par ordre de période orbitale croissante, environ 5, 18 et  $23M_\oplus$ .

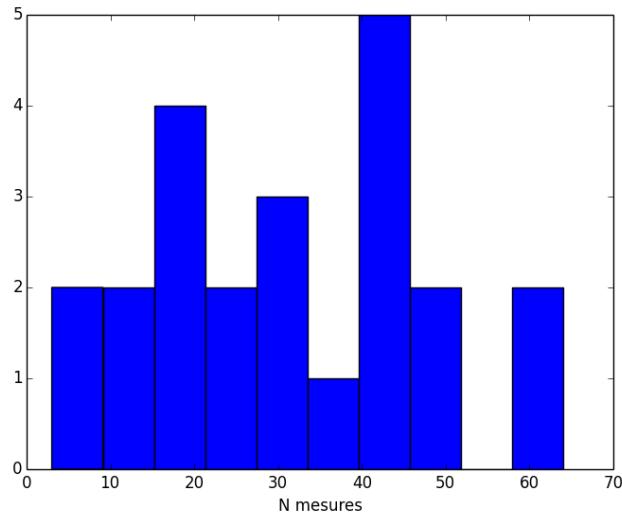


FIGURE 3.31 – Distribution du nombre de mesures dans le programme Di Folco

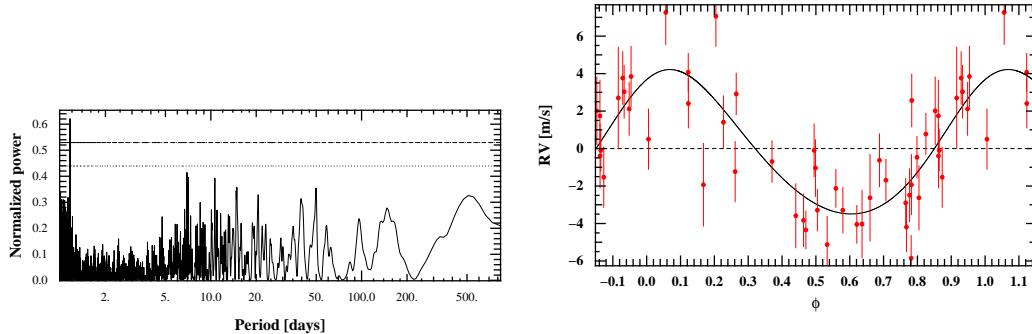


FIGURE 3.32 – Gauche : Périodogramme des vitesses radiales de HD 48682, avec le niveau de FAP à 1% (ligne tiretée). Droite : Vitesses radiales repliées en phase de HD 48682.

de 1%. Les résidus de l'ajustement de l'orbite, réalisée avec Yorbit, sont faibles à  $1.8 \text{ m s}^{-1}$ . Une analyse complète avec PASTIS et plus de mesures sera réalisée prochainement.

### Limites de détection

Les limites de détection ont été calculées pour ce programme de la même manière que pour le SP1+, avec la méthode du Likelihood ratio test (cf Section 3.3.1.4). Les orbites des compagnons substellaires connus ont été soustraits aux données avant de faire l'analyse (cf Table 3.7). Ces orbites sont ajustées avec Yorbit en partant des valeurs de la littérature. En effet, les paramètres publiés sont souvent trop ancien pour avoir une bonne correspondance avec les données SOPHIE.

La Figure 3.33 montre la complétude du programme. Les masses supérieures à  $100 M_{\oplus}$  à courte période sont sondées dans plus de 90% de l'échantillon. Par rapport à l'objectif du programme, des observations supplémentaires sont toujours à réaliser pour couvrir correctement les faibles masses. La complétude à 10 jours du programme pour  $30 M_{\oplus}$  est de 65.2%, mais chute à 8.7% pour  $10 M_{\oplus}$ . À 100 jours, la complétude est de 17% pour  $30 M_{\oplus}$ , et les masses inférieures à  $20 M_{\oplus}$  ne sont pas sondées.

### 3.5.2 Le large programme TRANSIT

L'autre programme large de SOPHIE se concentre sur le suivi spectrométrique de candidats en transit. Ce type d'observation est très important pour plusieurs raisons :

- Confirmer de manière indépendante l'existence d'une planète et éliminer certains scénarios pouvant reproduire une courbe de lumière de transit planétaire (étoile binaire de fond, binaire rasante comme cible principale, transit secondaire d'une binaire excentrique...).
- Obtenir une mesure de la masse de la planète, donnant par là même sa densité et une première information sur sa structure interne.
- Déterminer l'ensemble des paramètres orbitaux.
- Réaliser de la spectroscopie par transmission de l'atmosphère.
- Obtenir l'obliquité du système par mesure de l'anomalie en VR due à l'effet Rossiter-McLaughlin.
- Rechercher des compagnons additionnels à longue période.

TABLE 3.7 – Orbites de compagnons substellaires connus retirés dans l'échantillon Di Folco pour l'analyse des limites de détection. Ces orbites sont ajustées en partant des solutions de la littérature. Les paramètres avec une \* sont fixés car non contraint par les données SOPHIE. La meilleure solution orbitale est retirée.

Cible	Comp.	Période [jours]	K [m/s]	e	$\omega$	$T_P$ [BJD]	Reference
hd38529	b	14.3	57	0.248	95.9	50020.19	<a href="#">Wright et al. (2009)</a>
		14.31	59.8	0.31	91.55	57003.13	SOPHIE+
hd38529	c	2135	169	0.36	22.52	48002	<a href="#">Wright et al. (2009)</a>
		2135*	206.14	0.36*	28.39	58652.04	SOPHIE+
hd50554	b	1224	91.5	0.444	7.4	50646	<a href="#">Butler et al. (2006)</a>
		1195.2	89.6	0.5	-0.815	57928.46	SOPHIE+
HD117176	b	116.6884	316.3	0.4007	358.7	47239.82	<a href="#">Butler et al. (2006)</a>
		116.68	315.1	0.4	-1.415	57042.02	SOPHIE+
hd178911B	b	71.484	343.3	0.114	168.2	53808.1	<a href="#">Wittenmyer et al. (2009)</a>
		71.55	344.6	0.1	165.23	57024.258	SOPHIE+
hd33636	b	2127.7	164.2	0.4805	339.5	51205.8	<a href="#">Butler et al. (2006)</a>
		2127.7*	213.22	0.4805*	-20.76	57579.449	SOPHIE+

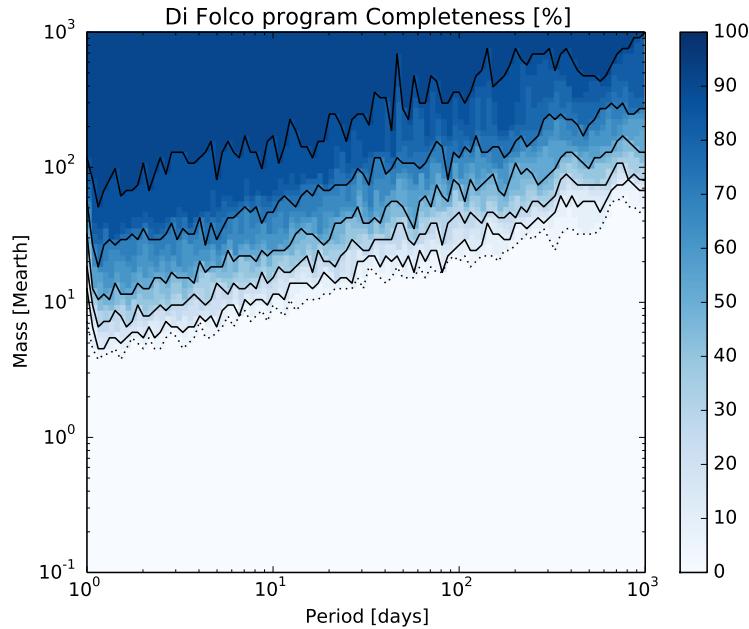


FIGURE 3.33 – Complétude du programme Di Folco, en pourcents. La ligne en pointillés correspond à 1% et les lignes pleines (de bas en haut) à 10, 30, 50, 70 et 90 %.

Les planètes (ou parfois candidats) proviennent de plusieurs sources différentes : CoRot, Kepler/K2, SuperWASP, QES, XO-Constellation et HAT. Ce programme large compte pour une centaine de nuits par an sur SOPHIE. Ma contribution s'est principalement portée sur les observations pour ce programme. Cela s'est traduit par des associations dans plusieurs publications ([Bourrier et al., 2015](#); [Armstrong et al., 2015](#); [Barros et al., 2015](#); [Spake et al., 2016](#); [Santerne et al., 2016](#)).



## Chapitre 4

# Propriétés statistiques des exo-Neptunes

### 4.1 L'évolution de la discipline sur la période 2013-2016

Cette section a pour objectif de retracer les principales évolutions de nos connaissances au cours de ma thèse, sur la période 2013-2016, qui ne seraient pas abordées lors des autres Chapitres. Elle reprend les bases et les thématiques de la Section 1.2. Par conséquent, elle se concentre sur les paramètres fondamentaux des planètes de faible masse.

#### 4.1.1 L'explosion des détections

Entre 2013 et 2016, le nombre de planètes détectées (tous types confondus) a été multiplié par 3 environ. Les trois principaux catalogues en ligne, exoplanets.org, exoplanet.eu et le NASA Exoplanet Archive en recensent respectivement 2933, 3443 et 3285 au mois de Juillet 2016. Ces écarts de plus en plus importants peuvent s'expliquer par des exigences plus ou moins sévères quant à la validation des objets, le statut de publication, le retrait de faux positifs ou de planètes dont l'existence est débattue mais aussi tout simplement à cause de mises à jours incomplètes. Par exemple, si HD 164595 b est présente dans exoplanet.eu et le NASA Exoplanet Archive, elle est absente du catalogue exoplanets.org depuis plus d'un an maintenant.

Cette explosion du nombre de détections est principalement due aux petites planètes ( $R \leq 4R_{\oplus}$  ou  $M \sin i \leq 40M_{\oplus}$ ) qui sont devenues la catégorie la plus importante en nombre de détections. Leur proportion est passé d'environ 25% en 2013 à 66% en 2016, soit 2287 objets dans le catalogue exoplanet.eu (cf Figure 4.1) dans 1610 systèmes différents, dont 445 systèmes multiples. La croissance de cette population est elle-même due à Kepler, en particulier lors de deux publications massives : [Rowe et al. \(2014\)](#) et [Morton et al. \(2016\)](#) lors desquelles respectivement 851 et 1284 nouvelles planètes ont été annoncées, dont une majorité de petites planètes. Ces dernières sont en majorité dans des systèmes multiples. Le nombre de petites planètes pour lesquelles un transit a été détecté s'élève donc à 2141. À l'inverse la fraction de planètes de faible masse dans l'échantillon des détections en vitesses radiales reste encore faible, à environ 23% avec 180 objets sur 786 au total. Cela illustre la difficulté encore très importante de leur détection par cette technique.

La Figure 4.2 montre les distributions en masse, rayon et périodes orbitales des petites planètes du catalogue exoplanet.eu. On remarque que si les Super-Terres sont toujours la sous-catégorie la plus représentée, le nombre de Terres<sup>1</sup> a fortement augmenté. Plus de 150 planètes ont un rayon inférieur à  $1R_{\oplus}$  et 25 planètes ont une limite supérieure en masse de moins de

---

1. J'entends par "Terres" une planète de masse ou rayon proche de celle de la Terre, sans considération de période orbitale.

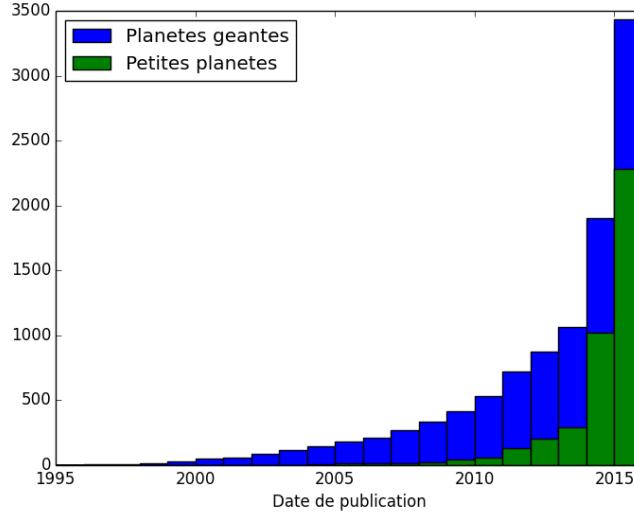


FIGURE 4.1 – Distribution cumulative de l’année de découverte des planètes extrasolaires, à partir du catalogue exoplanet.eu. L’histogramme bleu contient l’ensemble de l’échantillon, le vert uniquement les petites planètes ( $R \leq 4R_{\oplus}$  ou  $M \sin i \leq 40M_{\oplus}$ ).

$2M_{\oplus}$ . Les biais des méthodes de détection ne permettent toujours de sonder efficacement que le domaine des courtes périodes, avec 45% des planètes à moins de 10 jours de période et 95% à moins de 100 jours.

#### 4.1.1.1 La difficulté de la mesure fine des paramètres physiques

Au delà de la détection se pose le problème de la précision des mesures. La Figure 4.3 montre les distributions cumulées des erreurs relatives sur la masse (à gauche) et le rayon (à droite). Sur le panneau de gauche, une distinction est faite entre les masses obtenues en vitesses radiales et celles par d’autres méthodes, principalement les TTV à quelques exceptions de microlentilles prêt. On remarque que sur l’ensemble de l’échantillon, le nombre de mesures de masse par TTV est devenu comparable aux vitesses radiales (169 contre 180). Il faut cependant préciser qu’il est possible que certaines masses mesurées en vitesses radiales n’ont peut être pas été catégorisées correctement dans le catalogue. J’ai en effet repéré et corrigé de nombreuses erreurs dans ce catalogue.

L’erreur relative médiane de l’ensemble est de 0.27, ce qui est très élevé mais en réalité peu pertinent. En effet, les deux échantillons, les mesures en vitesses radiales et les autres, ont des distributions différentes. De plus, une partie non négligeable des masses ne sont que des bornes supérieures, ce qui peut se voir dans le décrochement observé pour le bin allant de 0.95 à 1 (+103 planètes). Ainsi, en retirant ces objets très peu contraints et en faisant la distinction entre les deux populations, on trouve que l’incertitude relative médiane est de 0.13 pour les planètes VR et 0.21 pour les planètes TTV et autres. On peut donc en conclure que les mesures en vitesses radiales sont à l’heure actuelle généralement plus précises que les mesures de masse par TTV.

La distribution de l’erreur sur le rayon est plutôt surprenante compte tenu de la très grande

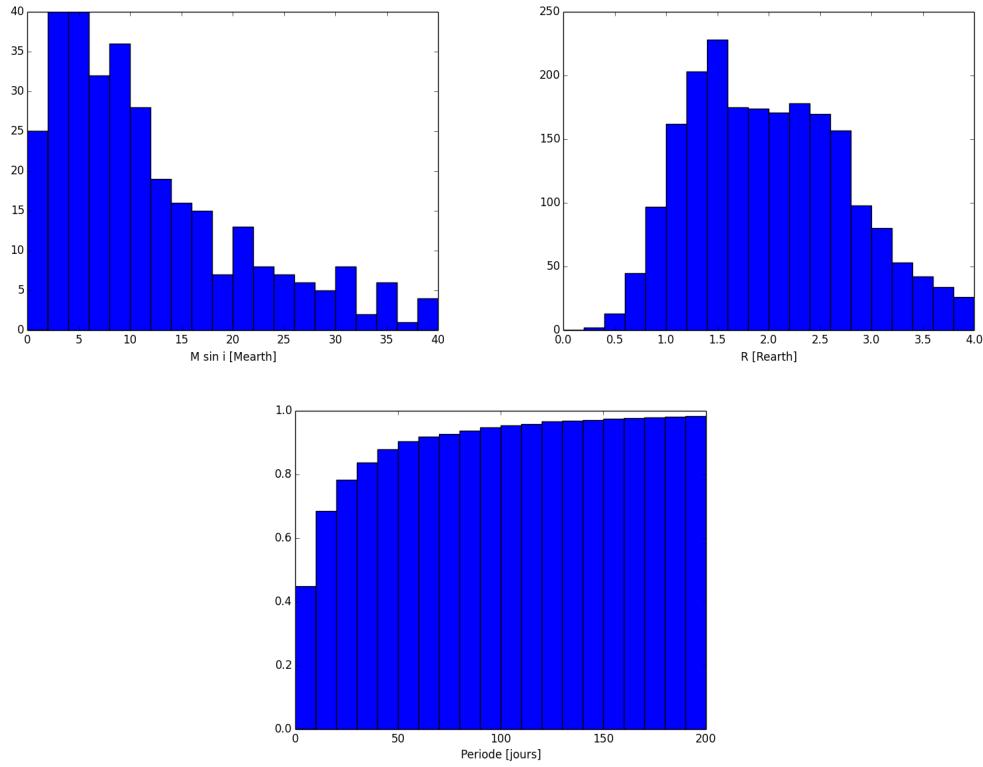


FIGURE 4.2 – Distribution en masse (ou masse minimale, *gauche*) et rayon (*droite*) et périodes (distribution cumulée, *bas*) des petites planètes ( $R \leq 4R_{\oplus}$  ou  $M \sin i \leq 40M_{\oplus}$ ), à partir du catalogue exoplanet.eu.

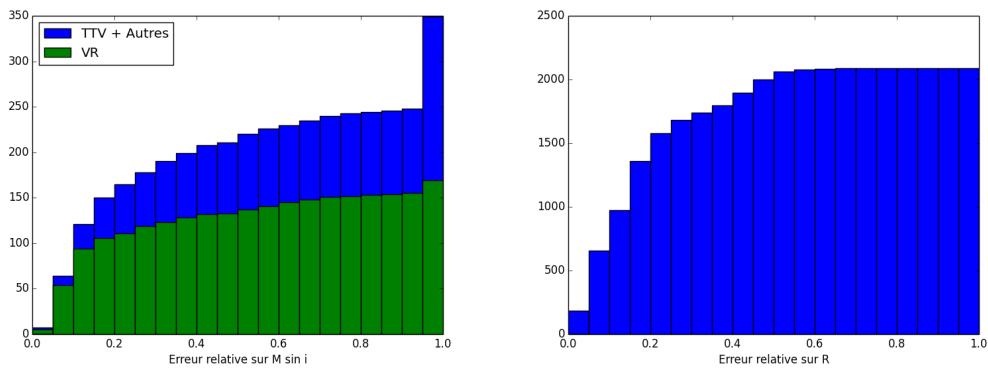


FIGURE 4.3 – Distributions cumulées des erreurs relatives sur la masse (ou masse minimale, *gauche*) et le rayon (*droite*) des petites planètes ( $R \leq 4R_{\oplus}$  ou  $M \sin i \leq 40M_{\oplus}$ ), à partir du catalogue exoplanet.eu.

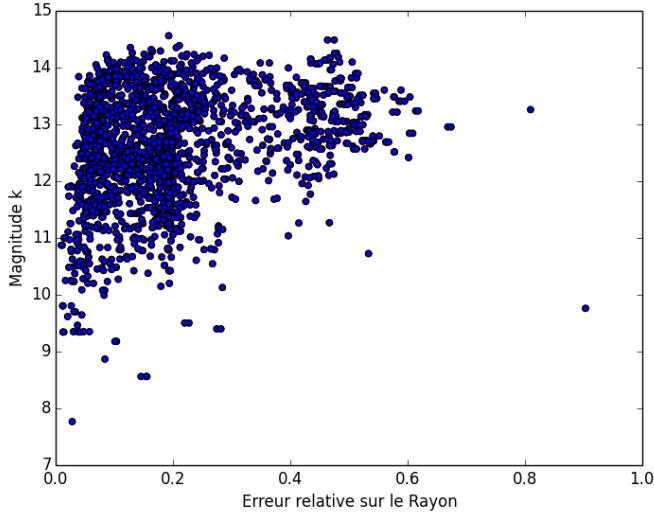


FIGURE 4.4 – Erreur relative sur le rayon en fonction de la magnitude K. Données tirées du catalogue exoplanet.eu.

précision photométrique de Kepler. L'incertitude relative médiane est de 0.16. Cela peut cependant s'expliquer par la faible magnitude des étoiles considérées (cf Figure 4.4). Outre un bruit de photon plus important lors de la mesure du transit, la précision sur les paramètres stellaires est également dégradée. En effet, en séparant l'échantillon en deux à la magnitude K=12 par exemple, l'incertitude médiane pour les étoiles brillantes est de 0.12 mais celle des étoiles faible monte à 0.18. Ainsi, si la précision obtenue pour les étoiles les plus brillantes avec Kepler est excellente, de l'ordre de quelques pourcents, ces objets ne représentent qu'une petite partie des détections du télescope.

#### 4.1.2 La lente évolution du diagramme masse-rayon

Malheureusement, cette envolée du nombre de planètes détectées n'a que peu permis de remplir le diagramme masse-rayon, comme on peut le voir sur la Figure 4.5. Il n'existe qu'une centaine (108) de ces petites planètes en transit caractérisées en masse. Malgré une contrainte très faible ( $\Delta M/M < 1$ ), cela représente moins de 5% du nombre total de ces objets. Pire encore, en imposant un critère de précision plus sévère,  $\Delta M/M < 0.2$  et  $\Delta R/R < 0.2$ , ce nombre tombe à 38 (cf Figure 4.6). 15 de ces objets assez bien contraints ont une masse mesurée en vitesse radiale, les 23 autres par TTV. Cela n'est pas anodin, car les mesures de masses en TTV semblent être plus faibles qu'en VR à un rayon donné. Cela est visible sur la Figure 4.6 et mis en évidence par exemple dans Weiss & Marcy (2014). Dans leur étude de 65 petites planètes, un T-test donne une probabilité de 3% que les planètes TTV et VR soient issues de la même distribution. La raison de cette différence est encore pour le moment inconnue. Il pourrait s'agir d'un biais encore inconnu en TTV par exemple si d'autres planètes non détectées en atténuent les amplitudes. Les biais en VR sont eux a priori bien maîtrisés. Alternative, cela pourrait être un effet physique, si les masses des planètes de STIPs, préférentiellement sondés par les TTV, sont plus faibles que celles de systèmes non-compacts.

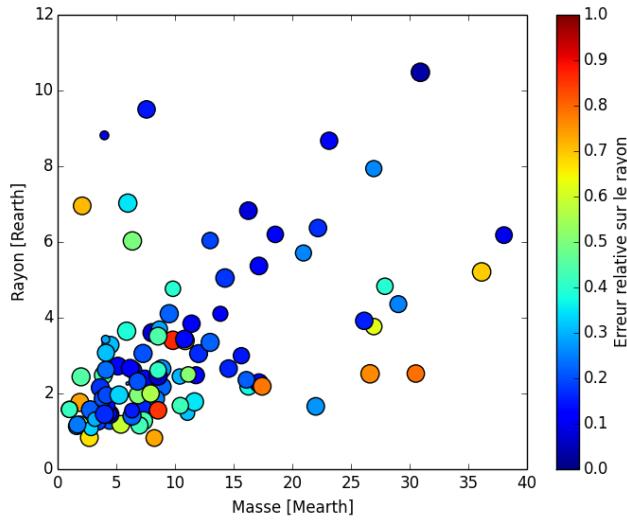


FIGURE 4.5 – Diagramme masse-rayon planètes de faible masse ( $M \sin i < 40M_{\oplus}$ ). L'échelle de couleur est l'incertitude relative sur la masse et la taille est points est liée à l'incertitude relative sur le rayon (les grandes incertitudes correspondent aux petit cercles). Données tirées du catalogue exoplanet.eu.

Le fait que l'évolution du diagramme masse-rayon semble découpée de celle des détections en général peut cependant se comprendre facilement. Les détections massives de la période 2013-2016 ont été portées principalement par les observations menées par Kepler sur la période 2009-2013, Kepler ayant lui-même été sélectionné par la NASA en 2001. Elles sont donc encore soumises au problème développé au Chapitre 1 de faible recouplement entre les vitesses radiales et photométrie de transit. On peut cependant noter que le développement des mesures de masse par TTV ont permis d'accélérer grandement le peuplement de ce diagramme. Les sélections de satellites comme TESS et CHEOPS, centrés sur les étoiles brillantes sensées répondre à ce problème, remonte lui au début des années 2010. Ces missions commenceront à porter leurs fruits seulement à l'horizon 2020. Il convient enfin de noter que si la mission PLATO, qui permettra de détecter un grand nombre de transit autour d'étoiles brillantes (Catala et al., 2010; Pagano et al., 2014), a été sélectionnée en 2014 pour un lancement en 2024, elle fut proposée à l'ESA dès 2006.

#### 4.1.2.1 Une diversité toujours plus foisonnante

Malgré tout, ce nouveau diagramme masse-rayon permet de mettre en lumière une diversité encore plus accrue dans cette population. La détection et la mesure de la masse de Kepler-10 c (Dumusque et al., 2014) a démontré l'existence d'une classe d'objets encore inconnue jusqu'alors. Cette planète, de rayon  $2.35^{+0.09}_{-0.04} R_{\oplus}$  et de masse  $17.2 \pm 1.9 M_{\oplus}$  possède une densité de  $7.1 \pm 1 g/cm^3$  cohérente avec une composition rocheuse. Le nom de "Méga-Terre" a été proposé lors de la publication pour ce type d'objet de masse similaire à Neptune mais de très haute densité. De manière intéressante, on note que la période de cette planète est relativement longue, à 45 jours. Ainsi, il paraît peu probable qu'il puisse s'agir d'un noyau de planète gazeuse dont l'enveloppe aurait été soufflée. Dans le diagramme masse-rayon, la planète la plus proche dont la

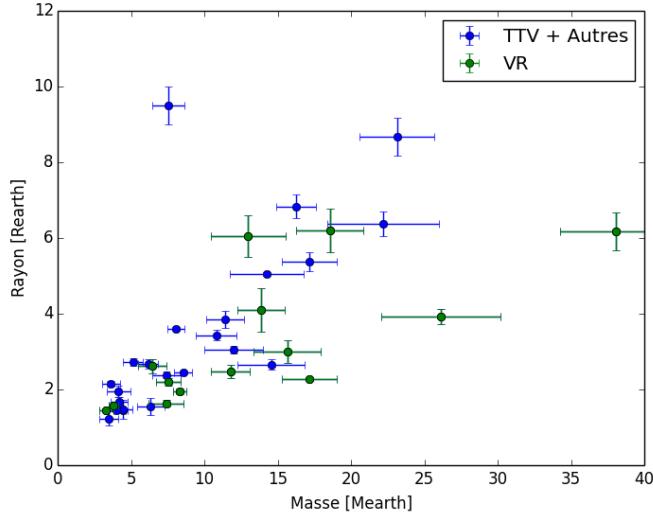


FIGURE 4.6 – Diagramme masse-rayon planètes de faible masse ( $M \sin i < 40M_{\oplus}$ ) avec une précision meilleure que 20% sur la masse et le rayon. Les points bleus sont les planètes dont la masse a été mesurée par TTV et les points verts sont les planètes dont la masse a été mesurée en vitesses radiales. Données tirées du catalogue exoplanet.eu.

densité est relativement bien contrainte est Kepler-20 c (Gautier et al., 2012). Une composition purement métallique ou rocheuse ne saurait expliquer la faible densité de  $\rho = 2.91_{-1.08}^{+0.85} g/cm^3$ , ce qui implique l'existence d'une enveloppe gazeuse ou bien que de la glace (probablement d'eau) constitue la majeure partie de sa masse.

Un autre planète assez proche dans le diagramme masse rayon avait toutefois été détectée un peu avant, mais une précision moins grande : Kepler-131 b (Marcy et al., 2014), avec une masse de  $16.1 \pm 3.5M_{\oplus}$  et un rayon de  $2.4 \pm 0.2R_{\oplus}$ . Tout récemment, il semblerait qu'une planète supplémentaire appartenant à cette catégorie ait été découverte. Espinoza et al. (2016) (soumis dans ApJ) présentent la détection de BD+20594 b, dont la masse ( $16.3_{-6.1}^{+6} M_{\oplus}$ ), le rayon ( $2.23_{-0.11}^{+0.14} R_{\oplus}$ ) mais également la période (41.69 jours) sont très proches de Kepler-10 c. Cette planète n'est pas encore référencée dans le catalogue exoplanet.eu.

Une autre nouvelle catégorie semble émerger également à l'extrême inverse du diagramme masse-rayon, dans le coin supérieur gauche de la Figure 4.5. Il s'agit des "Neptunes de très faible densité", dont les masses sont relativement faibles, souvent inférieures à  $10M_{\oplus}$ , pour des rayons dépassant 6 ou même  $8 R_{\oplus}$ . Certaines de ces planètes ont été caractérisées en masse et rayon avec une bonne précision. L'exemple le plus marquant dans la Figure 4.6 est KOI-620.02 (Masuda, 2014). Cette planète possède un rayon équivalent à 85% de celui de Jupiter pour à peine plus d'1% de la masse. Sa densité est donc extrêmement faible, à moins de  $0.05 g/cm^3$ . Les processus de formation de ce type d'objet restent encore mal compris. Leur évolution est soulève elle-aussi des questions : certains objets à très faible gravité de surface sont fortement irradiés, comme CoRoT-24 b ( $M < 5.7M_{\oplus}$ ;  $R \sim 3.7R_{\oplus}$ ;  $P \sim 5$  jours, Alonso et al. 2014). La stabilité de leur enveloppe gazeuse est donc questionnable. On note d'autre part que tous ces cas extrêmes ont fait l'objet de mesures de masses en TTV et non en vitesses radiales. Un biais encore inconnu pourrait donc éventuellement être une explication possible, mais cette question est loin d'être

tranchée.

#### 4.1.2.2 Des observations aux relations masse-rayon

Les relations masse-rayon sont une clé importante à la compréhension des intérieurs planétaires. Des relations théoriques (exemples donnés sur la Figure 1.11) sont étudiées depuis longtemps, à partir de compositions données, éventuellement en plusieurs couches et d'équations d'états (par exemple Seager et al. 2007; Grasset et al. 2009; Rogers et al. 2011; Lopez et al. 2012a). Avec le peuplement du diagramme masse-rayon, une autre approche peut maintenant être suivie avec l'ajustement de relations empiriques dans les données observationnelles.

L'exemple le plus célèbre et utilisé à ce jour est sans contexte la relation de Weiss & Marcy (2014), basée sur l'ajustement d'une loi de puissance à partir de 65 petites exoplanètes à moins de 100 jours de période. Pour les très petites exoplanètes de  $R < 1.5R_{\oplus}$ , ils obtiennent la loi suivante sur la densité :

$$\rho = 2.43 + 3.39(R/R_{\oplus}) \quad (4.1)$$

Avec  $\rho$  en  $g/cm^3$ . Cette densité est compatible avec une composition terrestre. Pour les rayons compris entre 1.5 et  $4 R_{\oplus}$ , ils obtiennent la relation masse-rayon :

$$M/M_{\oplus} = 2.69(R/R_{\oplus})^{0.93} \quad (4.2)$$

La dispersion autour de cette relation est très importante, à  $4.3M_{\oplus}$ . Ce n'est guère étonnant, car le concept même d'établir une unique loi va à l'encontre de la très grande diversité de cette population. Cette exercice est cependant intéressant pour observer les propriétés générales de ces petites planètes. À plus grandes masses et rayons, cette relation n'est plus pertinente. On voit sur la Figure 4.7 que la ligne en pointillés correspondant à cette équation s'éloigne singulièrement de la distribution des planètes connues passé  $10 M_{\oplus}$ .

Plus récemment, Wolfgang et al. (2015) ont proposé une approche probabiliste de cette relation masse-rayon, en considérant que chaque masse pour un rayon donné peut être tiré d'une distribution gaussienne centrée sur une loi de puissance de paramètres  $C$  et  $\gamma$ , de dispersion  $\sigma_M$  :

$$M/M_{\oplus} \sim \mathcal{N}(C(R/R_{\oplus})^{\gamma}, \sigma_M) \quad (4.3)$$

La loi de puissance et la dispersion sont ensuite ajustées de manière bayésienne pour obtenir les distributions des postérieurs de cette relation masse-rayon. L'avantage de cette approche est de pouvoir tenir compte de plusieurs phénomènes par rapport à une relation déterministe : l'incertitude de la mesure sur le rayon, sur les paramètres de la loi de puissance ainsi que la dispersion physique des masses à un rayon donné. La meilleure solution pour l'ajustement de la loi de puissance de l'équation 4.3 pour les rayons inférieurs à  $4 R_{\oplus}$  est :

$$M/M_{\oplus} = 2.7(R/R_{\oplus})^{1.3} \quad (4.4)$$

avec une dispersion associée  $\sigma_M = 1.9 M_{\oplus}$ , ce qui, même sans tenir compte des distributions des postérieurs, représente déjà une amélioration substantielle par rapport à la relation de Weiss & Marcy (2014). Ces deux relations sont représentées sur la Figure 4.7. Il y a cependant des limitations à ce résultat. La principale, à mon sens, résulte de l'hypothèse que toutes les planètes peuvent être tirées d'une même distribution normale. Si des populations distinctes (Mini-Neptunes, Neptunes d'extrêmement faible densité, Mega-Terres...) existent réellement pour une même masse ou rayon donné et avec des processus de formation divers, alors cela ne peut être vrai. Dans ce cas, une distribution multi-modale serait plus appropriée.

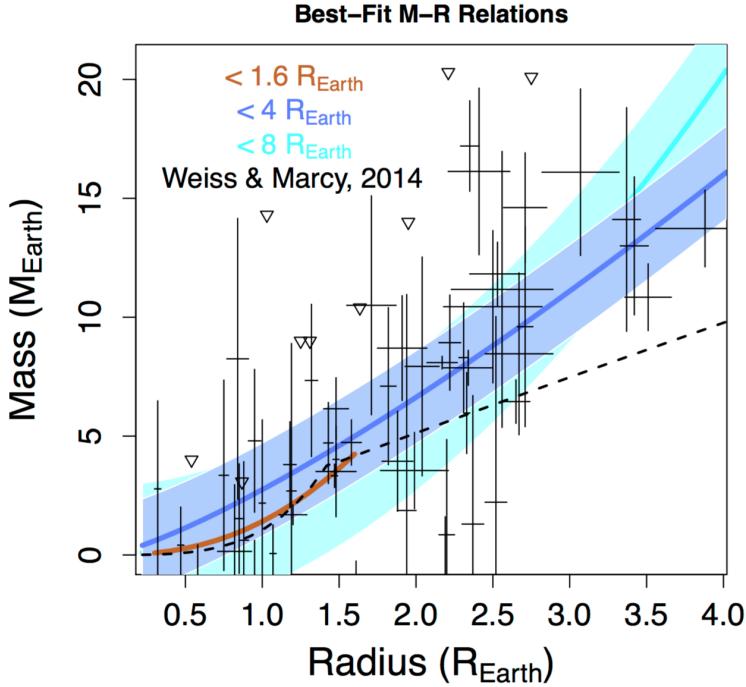


FIGURE 4.7 – Figure tirée de [Wolfgang et al. \(2015\)](#). Les lignes de couleurs sont les meilleures solutions pour la loi de puissance pour plusieurs échantillons, avec les intervalles à  $1\sigma$  associés. La relation de [Weiss & Marcy \(2014\)](#) est la ligne noire en tirets. L'échantillon de référence de leur étude (correspondant à la ligne bleu foncé) est représenté par les lignes noires fines, avec des triangles pour les limites à  $2\sigma$ .

D'autre part, ces deux études se concentrent principalement sur les faibles masses et rayons. Comme indiqué précédemment, la relation de [Weiss & Marcy \(2014\)](#) n'est plus pertinente au delà de  $10M_{\oplus}/4R_{\oplus}$ . De même, le résultat mis en avant par [Wolfgang et al. \(2015\)](#) est ajusté sur les planètes de rayon inférieur à  $4 R_{\oplus}$  avec des masses inférieures à  $20 M_{\oplus}$ . Or, comme on peut le voir sur la Figure 4.7, en prenant en compte les planètes jusqu'à  $R = 8R_{\oplus}$ , le résultat devient sensiblement différent dans la région correspondante du diagramme (en haut à droite). On peut malgré tout comprendre qu'il soit encore très difficile d'ajuster de manière convaincante une relation masse-rayon dans un domaine étendu. En effet, le nombre de planètes de masse supérieure à  $20 M_{\oplus}$  est faible et continue de baisser jusqu'à  $40 M_{\oplus}$ , au coeur du désert de planètes. Le nombre de contraintes observationnelles est donc extrêmement réduit, et le poids accordé aux quelques détections dans ce domaine de masse est démesuré.

Enfin, on peut aussi noter que [Zeng et al. \(2015\)](#) ont établi une relation masse-rayon semi-empirique basée sur un modèle de planète tellurique à deux couches pour des masses comprises entre 1 et  $8 M_{\oplus}$ . Leur modèle implique la relation :

$$R/R_{\oplus} = (1.07 - 0.21 \times \text{CMF})(M/M_{\oplus})^{1/3.7} \quad (4.5)$$

Où CMF est la fraction de masse du noyau. En ajustant cette relation sur une dizaine de petites planètes extrasolaires ainsi que la Terre et Vénus, ils obtiennent une valeur de  $0.26 \pm 0.07$  pour cette CMF.

Ainsi, si les relations masse-rayon théoriques sont utiles pour tenter de contraindre les intérieurs planétaires, les relations empiriques tirées des observations tentent de rendre compte des propriétés d'ensemble des petites planètes. Elles sont également utiles pour estimer la masse des planètes en transit ou alternativement le rayon le plus probable des planètes détectées en vitesses radiales. Cependant, cet exercice est rendu très difficile par la faiblesse des contraintes observationnelles ainsi que par la diversité intrinsèque de ces objets.

## 4.2 Une limite supérieure dans le diagramme masse-métaux des exo-Neptunes

Alors que le nombre de petites planètes détectées se multiplie, la provenance de ces découvertes devient de plus en plus diverse. C'est en particulier le cas pour les détections en vitesses radiales, qui se répartissent entre différents relevés sur un nombre toujours plus important d'instruments. HARPS, HIRES, HARPS-N, SOPHIE et récemment APF ont actuellement la capacité de détecter ces objets de faible masses (cf Section 1.3.1), et de nombreuses mises en service sont attendues pour les prochaines années (NIRPS, Expresso, SPIRou...). Il devient de plus en plus important de rassembler ces données disparates afin de pouvoir tirer des conclusions d'ensemble.

J'ai mené dans ce contexte un travail d'exploration du diagramme de la masse minimale de ces planètes / métallicité de leurs étoiles hôtes. Cette dernière est habituellement caractérisée par la quantité de fer présent dans l'étoile, [Fe/H], rapporté à la composition solaire. Cette synthèse m'a permis de mettre en évidence l'existence d'une zone d'exclusion dans ce plan, qui a débouché sur la publication d'un article, [Courcol et al. \(2016\)](#), dans l'Annexe B.

### 4.2.1 L'échantillon

Dans un premier temps j'ai étudié la littérature afin de construire un échantillon de planètes de faible masse bien caractérisées. Cet échantillon contient toutes les exoplanètes de faible masse ( $M \sin i < 40M_{\oplus}$ ) caractérisées avec une précision meilleure que 20%, et avec une précision sur la métallicité ([Fe/H]) de leurs étoiles hôtes meilleure que 0.2 dex. Je l'ai établi à partir des trois principaux catalogues en ligne d'exoplanètes : the NASA Exoplanet Archive<sup>2</sup>, exoplanets.org et exoplanet.eu au mois de décembre 2015. Les métallicités, masses planétaires et autres paramètres ont été vérifiés et comparés entre catalogues avec soin. Dans le cas récurrent où les catalogues étaient en désaccord, je suis remonté aux publications afin de sélectionner les valeurs les plus fiables possibles.

44 planètes de [Mayor et al. \(2011\)](#) ont également été incluses, car bien que encore non officiellement publiées pour diverses raisons, elles apparaissent dans la base exoplanet.eu et sont régulièrement utilisées par la communauté. La version la plus récente a été utilisée (communication privée), qui contient plus de détections que ce qui est répertorié par exoplanet.eu<sup>3</sup>. On notera que cet ajout augmente la taille de l'échantillon de 39% mais ne change aucunement les résultats de l'étude, comme je l'ai vérifié.

La liste finale des planètes utilisées, ainsi que leurs références, est disponible dans l'Annexe D. Elle contient 157 planètes de masses comprises entre  $1.13 M_{\oplus}$  à  $38.1 M_{\oplus}$  et dont les métallicités des 97 systèmes correspondants s'échelonnent entre -0.89 et 0.39 dex. Le type stellaire des étoiles hôtes varie de M à F. On notera que 88% des planètes ont une période inférieure à 100 jours. Vingt cinq d'entre elles ont été détectées en transit, ce qui inclut plusieurs planètes

2. <http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/index.html>

3. Ce qui explique la différence de taille de l'échantillon avec ce qui peut être compté dans la Figure 4.3

dont les masses ont été déterminées avec la méthode des TTV, un point qui met de nouveau en exergue le faible recouplement entre les relevés photométriques et en vitesses radiales.

À cause de la multiplicité des sources, il n'y a pas de détermination uniforme de la métallicité. De plus, dans certains cas, les résultats des différentes méthodes sont significativement en désaccord, avec des écarts pouvant monter jusqu'à  $\sim 0.3$  dex (Johnson & Apps, 2009; Neves et al., 2012). Afin de réduire les biais potentiels pouvant survenir à cause de cela, les métallicités de SWEET-Cat (Santos et al., 2013) ont été utilisées si disponibles. Ce catalogue a pour objectif de déterminer les paramètres atmosphériques des étoiles hôtes d'exoplanètes de la manière la plus uniforme possible en utilisant une même méthodologie. Il regroupe également des valeurs venant de la littérature de manière à optimiser son uniformité pour être propice aux études statistiques. Dans le cas présent, 134 des 157 planètes, dans 80 des 97 systèmes, sont présentes dans le catalogue<sup>4</sup>. Les planètes restantes sont réparties de manière uniforme dans l'espace des paramètres, et ne doivent pas introduire de biais significatif.

## 4.2.2 Le diagramme masse-métallicité

### 4.2.2.1 La zone d'exclusion

Le diagramme masse planétaire minimale / métallicité de l'hôte est présenté sur la Figure 4.8. Un lien entre ces deux paramètres est évident. Il serait cependant trompeur de le décrire comme une corrélation, car la masse n'augmente pas nécessairement avec la métallicité de l'étoile hôte. Une description plus idoine serait de postuler l'existence d'une masse maximum augmentant avec la métallicité : une limite supérieure. On pourrait également dire qu'il existe une zone d'exclusion dans le coin supérieur gauche de la Figure 4.8, qui correspond aux masses élevées et aux faibles métallicités.

Ce type de connexion entre deux paramètres est assez inhabituel et pourrait être interprété au premier coup d'œil comme un biais dans l'échantillon, car la dispersion de la masse augmente elle aussi avec la métallicité. J'ai donc passé en revue les différents biais possibles afin de vérifier si c'est le cas.

Un biais possible pourrait venir du type stellaire. Les petites planètes sont plus facilement détectables autour des naines M en vitesses radiales à cause de leur faibles masses. De plus, la détermination précise de leur métallicité est plus difficile. De ce fait les écarts importants entre les métallicités obtenues par différentes méthodes concernent les naines M (Johnson & Apps, 2009; Neves et al., 2012). Cependant, si on retire toutes les naines M de l'échantillon (cf Figure 4.9, gauche), la forme de la zone d'exclusion n'est pas modifiée. D'autre part, comme expliqué à la Section 4.2.1, l'utilisation de SWEET-Cat permet d'éliminer les biais autrement causés par les différentes méthodes de détermination de la métallicité.

Ensuite, la zone d'exclusion ne peut pas être expliquée par un biais de nature observationnelle. En effet, les planètes de faible masse sont plus difficiles à détecter autour d'étoiles à faible métallicité, à cause du nombre réduit de leurs raies spectrales. Cela limite l'information disponible dans le spectre pour établir une CCF précise. De plus, si des planètes plus massives avaient été présentes dans ces systèmes, elles auraient dû être détectées. On notera par exemple que si la zone d'exclusion avaient été vers le bas du diagramme, un tel biais n'aurait pu être exclu. Ce n'est manifestement pas le cas ici.

La limite supérieure ne peut pas non plus être expliquée par un biais dans l'angle  $i$ , qui est l'angle entre le plan du système et la ligne de visée. Cet angle est en effet inconnu pour la plupart des planètes dans l'échantillon. La distribution de  $i$  est purement géométrique et n'est en aucun

4. On notera que si l'article initial ne regroupe que les paramètres de 48 étoiles, il a été élargi au fil du temps et compte au moment de l'étude plus de 600 entrées.

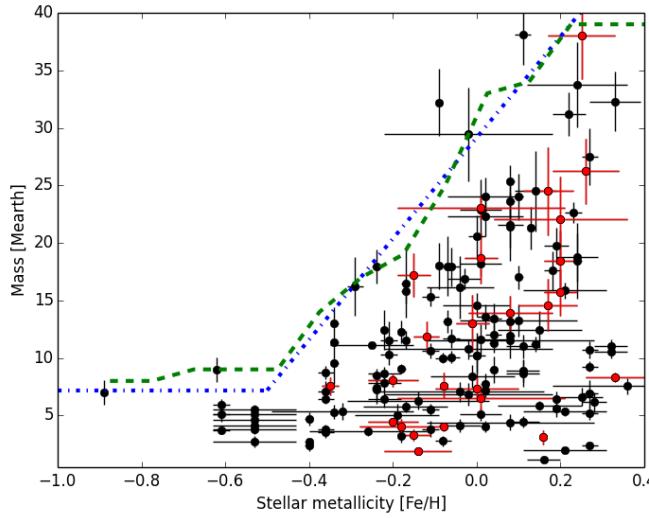


FIGURE 4.8 – Diagramme des masses planétaires en fonction des métallicités des étoiles hôtes pour toutes les planètes connues de moins massives que  $40 M_{\oplus}$  (en masse minimale), avec  $\Delta M/M < 0.2$  et  $\Delta [\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$  dex. Certaines barres erreurs n'apparaissent pas soit parce que les incertitudes ne sont pas fournies, ou parce qu'elles sont inférieures à la taille du point. La ligne verte est la limite obtenue et la ligne bleue son approximation par l'Équation 4.6 (voir texte).

cas liée à la métallicité. Le fait que la masse véritable de la majorité des planètes de l'échantillon est inconnue pourrait être problématique. Cependant, d'un point de vue statistique, l'obtention de cette vraie masse ne doit pas affecter l'existence d'une limite supérieure, mais seulement l'augmenter d'environ  $\sim 15\%$ . Pour cette raison, et pour plus de simplicité, j'utiliserai le terme générique "masse" au cours de cette étude, sauf lorsqu'une distinction (entre masse véritable en masse minimale) s'impose.

Le seul biais possible pourrait alors venir des différences de complétude en période des différents relevés consacrés à un type de métallicité. Si les périodes sondées autour des étoiles peu métalliques sont significativement plus faibles que pour les étoiles très métalliques, cela pourrait reproduire la distribution observée. Un critère conservateur sur la période peut être appliqué pour vérifier cette possibilité. Si toutes les planètes de période supérieure à 10 jours (95) sont supprimées, la forme générale du diagramme reste identique (cf Figure 4.9, centre). La possibilité que la période soit elle directement corrélée à la métallicité ne semble pas être valide (cf Figure 4.9, droite). Ce point est cependant discuté plus en détails dans la Section 4.2.2.3.

Enfin, j'ai étudié les distributions de populations dans différent bins de [Fe/H]. Pour ce faire, j'ai divisé l'échantillon en 3 parties de métallicité croissante, avec un nombre presque identique de planètes. En supposant un bruit poissonnien, j'ai vérifié que chaque sous-échantillon peut être phénoménologiquement décrit par une simple fonction gaussienne, à l'intérieur des barres d'erreur (cf Figure 4.10). C'est une indication supplémentaire que les biais éventuels dans l'échantillon ne sont pas corrélés avec [Fe/H] et ne peuvent donc pas être responsables de la zone d'exclusion. On peut noter par ailleurs que, comme attendu, la moyenne et la dispersion des gaussiennes augmentent avec la métallicité.

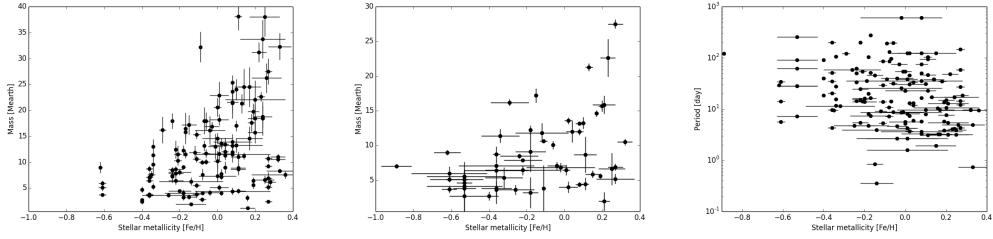


FIGURE 4.9 – *Gauche* : Diagramme masse-métallicité de l'échantillon en excluant toutes les planètes dont la masse de l'étoile hôte est inférieure à  $0.5 M_{\odot}$ . *Centre* : Diagramme masse-métallicité de l'échantillon en excluant toutes les planètes de période supérieure à 10 jours. *Droite* : Diagramme période-métallicité de l'échantillon complet.

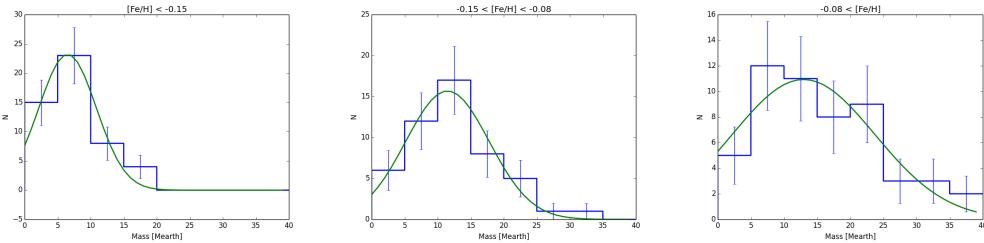


FIGURE 4.10 – Distribution en masse pour différents bins de métallicité d'environ 50 planètes (histogrammes bleus) et les ajustements des gaussiennes correspondants (courbes vertes). Les métallicités des bins et les paramètres des gaussiennes sont, de gauche à droite : -0.89 à -0.15 dex,  $\bar{M} = 6.4 M_{\oplus}$ ,  $\sigma_M = 4.2 M_{\oplus}$  ; -0.15 à 0.04 dex,  $\bar{M} = 11.6 M_{\oplus}$ ,  $\sigma_M = 6.2 M_{\oplus}$  ; -0.04 à 0.39 dex,  $\bar{M} = 13.7 M_{\oplus}$ ,  $\sigma_M = 11.2 M_{\oplus}$ . Les barres d'erreurs correspondent à un bruit de Poisson.

### De la possibilité d'un test statistique

Si un biais ne peut pas être responsable de la zone d'exclusion clairement et immédiatement identifiable dans le diagramme masse-métallicité, il reste possible que celle-ci soit le fruit du hasard. Un test statistique pourrait répondre à cette question. Cependant, une telle vérification est surprenamment difficile à mettre en oeuvre. En effet, la plupart des options classiques permettent de mettre en évidence une corrélation, ce qui n'est pas le cas ici.

Une possibilité que j'ai étudiée est de permuter aléatoirement les correspondances masse-métallicité de l'échantillon un grand nombre de fois et compter le nombre de fois où des "planètes" ainsi générées sont situées dans la zone d'exclusion (en se basant sur la limite déterminée dans la Section suivante). Cette méthode a pour mérite de conserver les distributions marginales de l'échantillon en masse et métallicité tout en produisant des populations de synthèse. Malheureusement, cela ne permet que de calculer  $P(H | D)$ , soit la probabilité conditionnelle que notre hypothèse  $H$  (existence d'une zone d'exclusion) soit vraie connaissant notre distribution observée  $D$ . Cela n'est pas identique à  $P(H)$ , soit la probabilité que  $H$  soit vraie. Cela entraîne une sur-estimation du caractère significatif obtenu. Cette critique pourrait d'ailleurs être faite à l'analyse statistique de Jenkins et al. (2013), discutée à la Section 4.2.2.4, qui se base sur un modèle de population lui-même calibré sur les observations. On notera malgré tout qu'en effectuant ce test, la probabilité d'obtenir une telle zone d'exclusion  $P(H | D)$  est extrêmement

basse, soit 2E-4 avec des barres d'erreurs conservatrices.

La seule possibilité serait d'utiliser un modèle de formation planétaire (par exemple celui présenté dans [Mordasini et al. \(2012\)](#)) afin d'obtenir une population de synthèse qui soit indépendante des observations. Cela n'est jamais parfaitement le cas, car ces modèles sont toujours vérifiés et ajustés en fonction des observations. Ce diagnostic permettrait cependant de vérifier si le modèle est capable de reproduire un tel comportement. Un tel travail est cependant au-delà de la présente étude, mais en serait un prolongement très intéressant.

#### 4.2.2.2 Détermination de la limite supérieure

Il est possible de définir une limite en masse et métallicité séparant les planètes de la zone d'exclusion. Pour déterminer sa forme, nous avons calculé la distribution cumulée des masses planétaires sur une série de bins en métallicité. Pour prendre en compte les barres d'erreur et la possibilité de cas particuliers ou de mesures aberrantes, à chaque masse a été attribuée un poids inversement proportionnel à sa précision. La "masse maximale" de chaque bin est fixé à 97% de la limite de cette distribution cumulée pondérée. Les bins extrêmaux (à -0.9 et 0.4 dex) sont fixés à la valeur du bin le plus proche pour éviter les effets de bord. La ligne verte en tirets sur la Figure 4.8 est la limite obtenue de cette manière, avec des bins centrés tous les 0.1 dex et de 0.25 dex de largeur. Il y a par conséquent des recoulements pour lisser la limite. Modifier l'espacement et la largeur des bins peut changer légèrement la forme de cette limite, mais sans impact majeur.

La caractéristique principale de cette limite est une augmentation monotone de la masse maximale  $M_{\max}$  avec  $[Fe/H]$ . Pour les métallicités au-delà de -0.5, cette augmentation semble linéaire. Une régression linéaire a par conséquent été effectuée sur cette limite pour obtenir une équation simple donnant une approximation de  $M_{\max}$  (en  $M_{\oplus}$ ) en fonction de  $[Fe/H]$  :

$$[Fe/H] > -0.5 : M_{\max} = 43.3 \times [Fe/H] + 29.2M_{\oplus} \quad (4.6)$$

Pour les métallicités inférieures à -0.5, la séparation est plutôt plate. Cependant, la réalité de ce plateau est questionnable car elle repose principalement une planète inhabituelle, Kapteyn's c ([Anglada-Escudé et al., 2014](#)). Son hôte est une vieille sous-naine M du halo, la seule de l'échantillon, qui a une métallicité étrange à -0.89, sans erreur associée. De plus, la période orbitale de Kapteyn's c est parmi les plus longues de l'échantillon : 121.5 jours. Il est possible que les propriétés des systèmes planétaires de ce type soient différents et que ce plateau ne soit donc pas représentatif de la population globale.

#### 4.2.2.3 Corrélation avec la période

La nature inhabituelle de la connexion entre la masse planétaire et la métallicité stellaire pourrait être expliquée par l'existence de corrélation avec d'autres paramètres. J'ai par conséquent étudié la possibilité d'une corrélation avec la période orbitale. Comme vu dans la Figure 4.9 (droite), il n'y a pas de tendance immédiatement visible dans le diagramme période-métallicité. Mais il est souhaitable d'aller plus en détails en regardant un lien directement avec la limite décrite précédemment. La Figure 4.11, panneau de gauche, montre le diagramme masse-métallicité avec comme échelle de couleur le logarithme de la période. On peut remarquer que les planètes plus proches de la limite semblent avoir des périodes orbitales plus importantes comparées à celles plus éloignées de la zone d'exclusion. De plus, les quelques planètes au-dessus de cette limite ont des périodes au-delà de 100 jours. Cela peut être vu sur le panneau de droite de la même Figure, qui montre  $\log P$  en fonction de  $M_{\max} - M_{\text{planet}}$ , soit la distance verticale à la limite définie par l'Équation 4.6 (avec  $M_{\max}$  limitée à  $40 M_{\oplus}$  qui est la limite de l'échantillon).

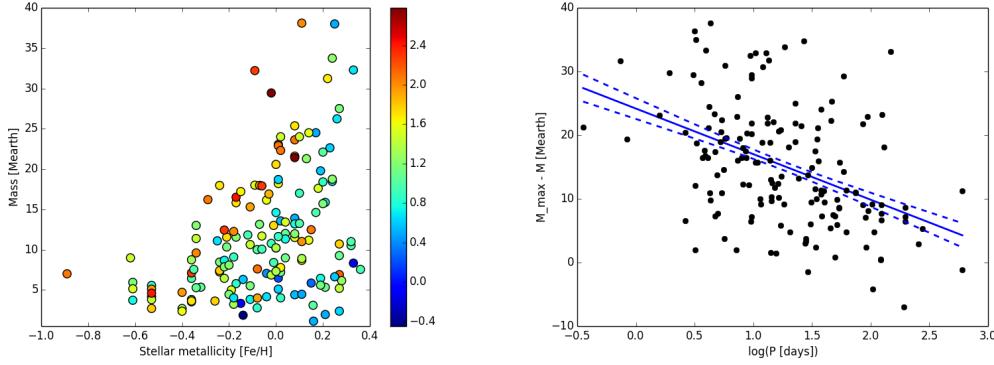


FIGURE 4.11 – *Gauche* : distribution de l'échantillon dans le plan masse/métallicité avec  $\log P$  comme échelle de couleur. *Droite* :  $\log P$  en fonction de  $M_{\max} - M_{\text{planet}}$ , avec  $M_{\max}$  calculé par l'Équation 4.6. La ligne bleue solide est la régression linéaire dans les données et les lignes bleues en tirets sont les intervalles de confiance à  $1\sigma$ .

En effectuant une régression linéaire dans les données (la ligne bleu en pointillés dans ce même panneau), on obtient la relation suivante :

$$M_{\max} - M_{\text{planet}} = -7.15 \pm 1.17 \times \log P + 24.17 \pm 1.6M_{\oplus} \quad (4.7)$$

Pour cette régression, une pondération identique a été utilisée pour toutes les planètes. En effet, dans cet échantillon, les masses ne sont pas déterminées de manière homogène. De plus, d'autre sources d'incertitudes devraient être prises en compte dans le calcul de l'erreur de la distance à la limite qui sont au delà de l'objectif de cette étude (par exemple l'incertitude introduite par  $\sin(i)$  ou l'erreur sur la détermination de  $M_{\max}$ ). Il n'y a par conséquent pas de raison solide pour attribuer un poids plus important à certaines planètes plutôt qu'à d'autres.

Les paramètres de la régression linéaires sont contraints de manière significative ( $3.08\sigma$  pour la pente), bien que la dispersion des résidus soit élevée. De même, le coefficient de corrélation de Pearson pour ces données est de  $-0.44$ , mais la probabilité de l'hypothèse de non-corrélation (P-value) est de  $8E-9$ . Cela signifie que malgré le fait que la corrélation entre  $\log(P)$  et  $M_{\max} - M_{\text{planet}}$  est faible, elle reste très significative.

Ce résultat indique que la limite supérieure décroît pour les planètes à faible période. Plus intéressant, cela suggère que les planètes de type Neptune pourraient exister autour d'étoiles peu métalliques, mais à des périodes plus importantes.

#### 4.2.2.4 Concernant l'existence d'une limite inférieure

Jenkins et al. (2013) a aussi discuté de la possibilité d'une corrélation entre la masse et la métallicité pour les planètes de faible masse. Leur étude, basée sur le catalogue exoplanets.org dans sa version de 2012, se concentre sur une plus petite gamme de masse (de  $0$  à  $19 M_{\oplus}$ ) et de métallicité (de  $-0.5$  à  $0.5$  dex). Comme ici, ils n'ont pas trouvé de corrélation, mais proposé une limite inférieure, augmentant linéairement entre  $0 M_{\oplus}$  à  $-0.2$  dex jusqu'à  $9.5 M_{\oplus}$  à  $0.5$  dex.

Avec un échantillon triplé en taille —121 planètes dans notre étude à comparer aux 36 de Jenkins et al. (2013) dans la même gamme de masse et métallicité— il est possible de tester l'existence de cette limite avec plus de robustesse. Notre échantillon dans leur gamme de

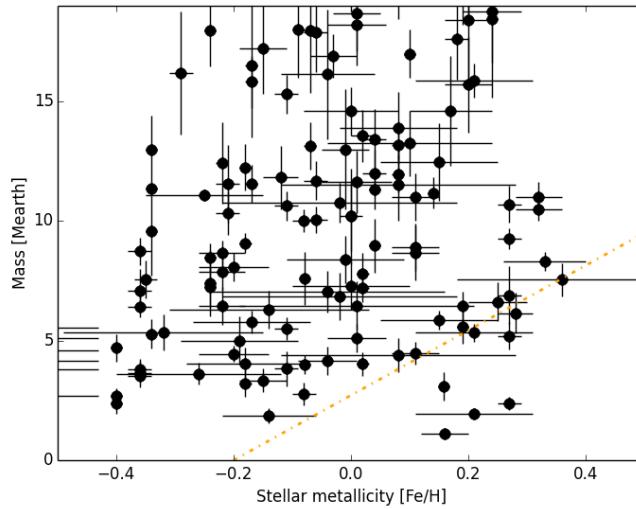


FIGURE 4.12 – Diagramme masse-métallicité de petites planètes. La ligne orange en tirets est la limite inférieure proposée par Jenkins et al. 2013.

métallicité est représenté dans la Figure 4.12. Huit planètes se trouvent en dessous de la limite proposée (ligne orange en tirets), 3 d'entre elles (alpha Cen B b, HD 134606 b, GJ 876 d) à plus de  $1\sigma$  en considérant des erreurs conservatrices sur  $[Fe/H]$  à 0.1 dex. Confrontée à ces nouvelles detections, cette limite ne semble donc plus avoir de réalité physique.

#### 4.2.3 Impact sur la fréquence des petites planètes

La limite entre les Neptunes et les Super-Terres est délicate à placer. Pour le moment, aucun critère de masse évident n'existe pour séparer ces deux populations, que ce soit d'un point de vue observationnel ou théorique. Trois raisons peuvent expliquer cela. Premièrement, les dégénérescences dans les modèles d'intérieurs planétaires font que cette catégorisation est incertaine dans de nombreux cas. Deuxièmement, l'existence de planètes telles que les Mini-Neptunes, Méga-Terres ou Super-Terres de faible densité brouillent encore plus cette séparation. La place de ces objets, leur fréquence et conditions de formation, restent pour le moment très mal connues. Enfin, il existe un manque de contraintes observationnelles, avec seulement 25 petites planètes pour lesquelles la densité est relativement bien mesurée. De ce fait, j'ai adopté la définition arbitraire classique en vitesses radiales consistant à choisir  $10 M_{\oplus}$  comme la limite en masse séparant les Super-Terres des Neptunes (voir Chapitre 1). Cependant, même avec ces difficultés de définition, on peut déjà remarquer des propriétés statistiques différentes dans notre échantillon.

La Figure 4.13 montre le nombre de Neptunes (entre  $10$  et  $40 M_{\oplus}$ ) en fonction de la métallicité (histogramme vert). Cette distribution n'est pas directement équivalente à un taux d'occurrence, car les planètes proviennent de sources différentes, possédant des biais de sélection, des méthodologies et des capacités de détection différentes. Néanmoins, une information importante peut en être tirée. On peut voir que la distribution tombe à 0 à -0.4 dex, ce qui est cohérent avec la forme de la zone d'exclusion. Ce implique qu'au premier ordre, la fréquence des exo-Neptunes est corrélée avec la métallicité, car il n'y a pas de Neptune autour d'étoiles

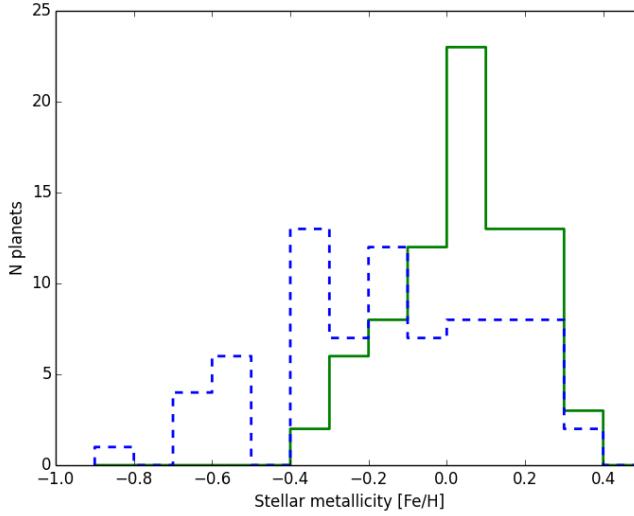


FIGURE 4.13 – Nombre d'exo-Neptunes (entre 10 et  $40 M_{\oplus}$ ) (ligne verte) et de Super-Terres ( $< 10 M_{\oplus}$ ) (ligne bleue) en fonction de la métallicité. Le nombre de planètes dans chaque catégorie est similaire (80 Neptunes et 75 Super-Terres).

sous-métalliques. Au delà de cette observation, il ne serait pas surprenant que la fréquence des exo-Neptunes suive la distribution observée à faible métallicité et décroisse continuellement jusqu'à atteindre zéro. Les Super-Terres (moins de  $10 M_{\oplus}$ ), par contre, sont présentes à toutes les métallicités. En effectuant un test de Kolmogorov-Smirnov sur ces deux populations, on trouve que la probabilité qu'elles soient issues de la même distribution parent est de  $1.5E-5$ , ce qui est très significatif. On note que ce constat est toujours valable en faisant varier la limite entre ces deux populations de  $8$  à  $15 M_{\oplus}$ .

Ce résultat diffère de ceux d'études précédentes (Ghezzi et al., 2010; Mayor et al., 2011; Sousa et al., 2011). Dans l'étude de 582 étoiles FGK d'un échantillon HARPS en volume limité de Sousa et al. (2011), la métallicité des hôtes de Neptunes est plutôt uniforme comparée aux hôtes de planètes géantes. Mais à cause de petits nombres ce résultat n'est pas statistiquement significatif. Mayor et al. (2011) présent une distribution uniforme et sous-métallique ( $< 0.2$  dex à une exception près) des planètes moins massives que  $30 M_{\oplus}$ . Finalement, Ghezzi et al. (2010) trouve aussi une fréquence relative des Neptunes constante avec la métallicité, même en incluant les planètes issues de la littérature à leurs résultats. De manière complémentaire à ces résultats, Mordasini et al. (2012) ne trouve aucune corrélation entre la métallicité des disques protoplanétaires et la fréquence des Neptunes, en utilisant leur modèle de formation.

Deux facteurs pourraient expliquer cette différence. Premièrement, le nombre de planètes utilisées dans notre étude est nettement plus grand et de ce fait plus fiable statistiquement. Ensuite, ces articles ne font que rarement la distinction entre Neptunes et Super-Terres, définissant les "Neptunes" comme les planètes dont la masse est inférieure à une valeur donnée ( $25 M_{\oplus}$  dans Ghezzi et al. 2010,  $30 M_{\oplus}$  dans Mayor et al. 2011,  $0.1 M_{Jup}$  dans Sousa et al. 2011). Ceci est capital étant donné que la distribution des Super-Terres (moins de  $10 M_{\oplus}$ ) est différente de celle des Neptunes (entre  $10$  et  $40 M_{\oplus}$ ). Cela a pour effet de brouiller un phénomène observable pour les Neptunes uniquement.

Nos résultats sont par ailleurs en accord avec le papier plus récent de [Wang & Fischer \(2015\)](#). Ces auteurs ont analysé les résultats fournis par Kepler et montré l'existence d'une corrélation universelle entre le taux d'occurrence et la métallicité des étoiles hôtes. Ils montrent que cette corrélation est plus faible pour les planètes telluriques que pour les petites planètes gazeuses. Cela est cohérent avec le fait que l'on puisse extrapoler un phénomène similaire pour notre échantillon d'exo-Neptunes mais pas pour notre échantillon de Super-Terres, qui sont tous deux de tailles équivalentes. On notera cependant qu'ils utilisent des valeurs de métallicité du catalogue d'entrée de Kepler (KIC), dont la précision sur la métallicité est médiocre.

#### 4.2.4 Discussion

Si la corrélation observée n'implique pas la causalité, il est intéressant de considérer la possibilité que la métallicité contrôle la masse maximale de ces petites planètes. Une limite supérieure en masse et métallicité s'accorde bien avec la théorie d'accrétion des coeurs ([Pollack et al., 1996](#)). En effet une étoile sous-métallique pourrait voir ses planètes formées à partir de noyaux plus petits, qui accrèteraient le gaz de manière moins efficace. Cela se traduirait par une masse maximale plus que par une corrélation stricte en raison d'autre phénomènes, tels que la compétition entre des planètes dans un système multiple, compétition qui diminuerait la quantité de matière disponible pour chacune d'entre elles.

La corrélation entre cette limite et la période orbitale est également très intéressante. Une explication possible pourrait être que les parties fortement irradiées du disque protoplanétaire sont plus appauvris en éléments volatils à cause de l'intense pression de radiation. Les planètes se formant dans ces régions ont à disposition une quantité de gaz beaucoup plus faible et sont beaucoup plus dépendants de la présence d'éléments lourds. Un tel scénario implique que ces planètes se forment *in situ*, ou du moins qu'une fraction significative de leur masse soit accréte pendant ou après la migration vers ces régions internes. Une autre explication possible serait que les planètes se forment à toutes les métallicités, mais qu'au niveau des étoiles sous-métalliques soit cette formation se fait plus éloignée de l'étoile, soit la migration vers l'étoile est moins efficace. Ces planètes se trouveraient donc au delà des périodes sondées par les relevés actuels en vitesse radiale. Cette dernière possibilité a été proposée par [Adibekyan et al. \(2013\)](#), qui ont montré que les périodes des planètes plus massives que  $10 M_{\oplus}$  orbitent à des périodes préférentiellement plus longues autour des étoiles sous-métalliques que sur-métalliques.

Avant de tirer des conclusions définitives, il faut rappeler que de nombreux paramètres n'ont pas été pris en compte lors de cette étude. On peut penser, entre autres, à la masse du disque protoplanétaire, le nombre de planètes, l'architecture du système ou le type de migration. Leur analyse pourrait permettre de mieux comprendre ce phénomène.

Des études similaires ont été conduites sur l'échantillon des Kepler Objects of Interest, en utilisant le rayon au lieu de la masse. [Buchhave et al. \(2014\)](#) montrent que la métallicité moyenne des étoiles hôtes est statistiquement plus élevée pour les planètes plus grandes, avec des métallicités obtenues spectroscopiquement. Ils ont établis trois groupes de métallicité croissante : les planètes terrestres  $R_p < 1.7R_{\oplus}$ , les planètes gazeuses naines  $1.7R_{\oplus} < R_p < 3.9R_{\oplus}$  et les géantes gazeuses ou glacées  $3.9R_{\oplus} < R_p$ . Ces résultats sont en accord avec la tendance observée pour les masses.

En utilisant les mêmes valeurs de métallicité, [Dawson et al. \(2015\)](#) vont un cran plus loin et montrent que pour les périodes supérieures à 15 jours, pour lesquelles la photoévaporation n'est pas significative, il y a moins de planètes telluriques ( $R_p < 1.5R_{\oplus}$ ) autour des étoiles sur-métalliques, tandis que tous les types de planètes sont trouvées autour des étoiles sous-métalliques. La relation masse-rayon semi-empirique établie par [Zeng et al. \(2015\)](#) montre que  $1.5R_{\oplus}$  correspond à environ  $4.2M_{\oplus}$ . Dans notre échantillon, aucune planète plus petite que 4.2

$M_{\oplus}$  à moins de 15 jours se trouve autour d'étoiles plus métalliques que le Soleil, ce qui est par conséquent en accord avec [Dawson et al. \(2015\)](#).

Enfin, une dernière remarque peut être faite. Nous connaissons au moins 18 planètes plus massives que  $40 M_{\oplus}$  avec  $[Fe/H] < -0.4$  (source : exoplanets.org), alors qu'aucun Neptune ne se trouve dans ce domaine de métallicité (cf Section 4.2.3). De plus, les périodes orbitales de ces planètes sont très variées, de 2.96 jours (WASP-98 b) à 956 jours (HD 181720 b). Il y a donc un tournant dans cette distribution qui coïncide avec le désert de planètes séparant les Neptunes des Jupiters, entre  $40$  et  $60 M_{\oplus}$ . Cela implique que le mécanisme de formation des planètes géantes est significativement différent de celui des planètes de faible masse, et renforce le rôle de la métallicité dans la formation planétaire.

Les propriétés statistiques des planètes de faible masse sont cruciales pour comprendre la formation des planètes. De nouvelles propriétés comme cette zone d'exclusion doivent maintenant être expliquée dans le cadre de modèles de formation planétaire. Il est non seulement important d'augmenter significativement le nombre de planètes dans ce domaine des petites masses, mais surtout de mesurer leurs paramètres avec précision. Ceci permettrait d'affiner et rendre plus robuste les résultats montrés ici. Ces derniers peuvent également expliquer certains résultats obtenus par des relevés en vitesses radiales et devraient être pris en compte lors de l'élaboration de nouveaux programmes d'observations. Plus précisément, les programmes dédiés aux étoiles sous-métalliques ([Santos et al., 2014](#); [Faria et al., 2016b](#)) pourraient confirmer grâce à des observations à longue base de temps si des Neptunes existent ou non autour de ces étoiles. De futurs programmes dédiés à la recherche de transits autour d'étoiles brillantes (TESS, CHEOPS, NGTS), de concert avec les instruments VR au sol, permettront l'étude de milliers de planètes de faible masse. Cet échantillon bien plus large, de même que des paramètres additionnels tels que l'âge stellaire, la multiplicité, la masse véritable, le rayon ou la densité permettront de porter un regard nouveau sur cette zone d'exclusion, l'impact de l'irradiation, les différences entre les Neptunes et les Super-Terres ainsi que les processus de formation.

## Chapitre 5

# Le suivi photométrique avec CHEOPS

## 5.1 La mission CHEOPS

### 5.1.1 Contexte et présentation

Au cours de la dernière décennie, des progrès techniques fulgurants ont provoqué une mutation de la discipline des exoplanètes. L'ère des découvertes cède peu à peu la place à celle de la caractérisation en profondeur des systèmes planétaires, incluant leur architecture dynamique, la densité moyenne des exoplanètes ainsi que leur structure et composition atmosphérique. Cependant, que ce soit au niveau de la détection ou de la caractérisation des systèmes planétaires, beaucoup de progrès restent à faire.

La détection des exoplanètes souffre encore des biais intrinsèques et des limitations des principaux instruments. Cela s'est traduit en un catalogue inhomogène peu propice aux études d'ensemble (cf Section 4.2.1). De même, le nombre relativement faible de petites planètes (surtout caractérisées en masse) limite rapidement la possibilité d'étudier des sous-échantillons de ces populations (voir Section 3.2.2.1). Il est donc nécessaire d'élargir et d'harmoniser les catalogues d'exoplanètes. Enfin la plupart des exoplanètes en transit sont trop éloignées et pas assez lumineuses pour permettre un travail efficace.

En conséquence, très peu de planètes de petite taille ont été caractérisées à la fois en masse et en rayon de manière fiable (cf Figure MR à mettre dans le Chapitre 4). À cause de ce manque de contraintes observationnelles les propriétés de ces objets de même que leurs processus de formation sont encore mal compris. L'interprétation de l'immense diversité que l'on y trouve est difficile, avec des planètes sans analogue dans notre Système Solaire : des Neptunes à très faible densité aux Super-Terres océaniques en passant par les planètes très fortement irradiées par leur étoile, à quelques jours de période.

Le but premier des efforts en cours de recherche d'exoplanètes est donc de trouver celles qui transitent autour d'étoiles brillantes. En effet, seuls ces objets peuvent être suivis efficacement en vitesses radiales pour en déterminer la masse. De plus, la géométrie particulière de ces systèmes offre des opportunités étendues de caractérisation, avec la détermination de la densité moyenne, l'étude des propriétés atmosphériques par spectroscopie de transmission, la mesure de l'émission thermique et de l'albédo avec les occultations, l'ajout de contraintes supplémentaires sur l'architecture des systèmes par la mesure des variations de l'époque de transit (TTVs), etc. Ainsi, les trois prochaines missions spatiales de détection photométrique d'exoplanètes sont-elles dédiées aux étoiles brillantes : TESS (Ricker et al., 2014), CHEOPS (Broeg et al., 2013; Fortier et al., 2014) et PLATO (Rauer et al., 2014).

Le satellite CHEOPS (CHaracterizing ExOplanet Satellite) est le premier télescope spatial dé-

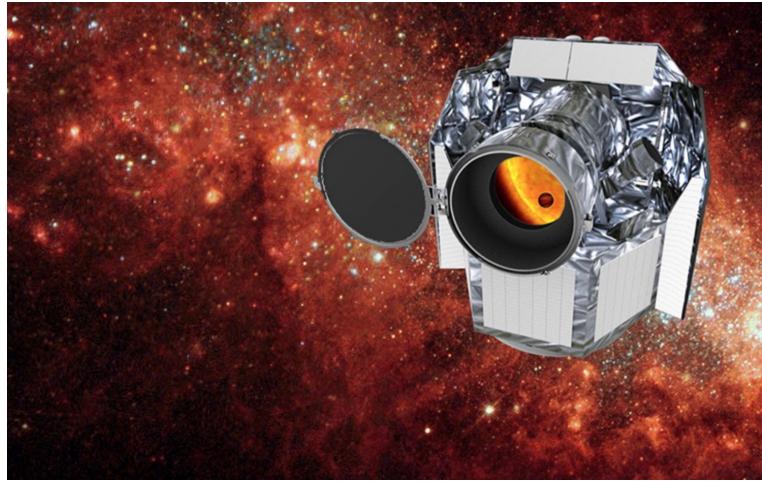


FIGURE 5.1 – Le satellite CHEOPS (vue d'artiste, crédits ESA)

dié à la recherche de transit de planètes connues autour d'étoiles brillantes. Grâce à une précision photométrique extrêmement élevée, ce télescope permettra d'obtenir des mesures précises de rayon pour des petites exoplanètes déjà caractérisées en masse grâce aux vitesses radiales (voir la sous-section suivante). Cette démarche novatrice est complémentaire aux relevés photométriques classiques (CoRoT, Kepler/K2 et prochainement TESS, puis PLATO).

Il s'agit de la première mission de classe S (Small) de l'ESA, dont l'ambition est de fournir des résultats scientifiques de premier rang à coût réduit pour une mission spatiale, soit environ 100 millions d'euros au total. Cette mission (PI : Willy Benz, Université de Berne) est le fruit d'une collaboration entre de nombreux états membres de l'ESA (Autriche, Belgique, France, Allemagne, Hongrie, Italie, Portugal, Suède, et Royaume Uni) sous la direction de la Suisse. Elle a été sélectionnée le 19 Octobre 2012, pour un lancement prévu en 2018. La durée nominale de la mission est de 3 ans et demie et pourra être étendue à 5 ans.

### 5.1.2 Objectifs scientifiques

Les observations qui seront réalisées par CHEOPS ont été réparties dans plusieurs catégories scientifiques, correspondant à des objectifs et/ou des thématiques différents. Ces catégories, présentées dans les paragraphes suivants, ne regroupent à l'heure actuelle que des programmes d'observations proposés lors du *White Call* du GTO. Ils sont donc non définitifs, parfois redondants, et souvent à la lisière entre plusieurs catégories. Ils permettent cependant d'obtenir un bon aperçu des objectifs scientifiques de CHEOPS.

#### **TransitFind**

Il s'agit de la recherche de transits de planètes connues de faible masse autour d'étoiles brillantes. Ces nouveaux transits pourront donc peupler le diagramme masse-rayon, dans le domaine des planètes de faible masse. Cela permettra d'explorer plus en détails la diversité exoplanétaire par la découverte (ou non) et l'étude de types d'objets rares et/ou nouveaux : mondes océans, planètes à très faible densité, Super-Neptunes (ou Sous-Saturnes), Méga-Terres, etc... Plusieurs programmes d'observations ont été proposés avec cet objectif, dont le programme RVPLANETS que j'ai préparé et qui est détaillé dans la Section [5.2](#).

Des programmes d'observations additionnels correspondant à d'autres cas scientifiques ont également été proposés dans cette catégorie. On peut mentionner la recherche de planètes géantes autour d'étoiles géantes (programme GIANTS), la détection de planètes circumbinaires détectées en VR (programme BEBOP), ou encore la détection de Jupiters chauds et naines brunes détectées en astrométrie par GAIA (programme WARM).

### **MR.Improve**

Cette catégorie regroupe les observations ayant pour but de raffiner les mesures de rayon de planètes déjà connues en transit. Le premier objectif est l'amélioration des relations masse-rayon pour les planètes de faible masse, ce qui est encore une fois en lien avec la diversité des exoplanètes. Les densités ainsi mesurées avec une bonne précision (inférieure à 25%) permettront de mieux contraindre les modèles d'intérieurs planétaires. Ces modèles d'intérieurs serviront également à comprendre la relation entre le rayon obtenu par le transit et le vrai rayon de la planète. En effet, le premier pourrait dans certains cas être artificiellement élevé à cause de la présence de nuages à très haute altitude. Enfin, la dernière thématique de cette catégorie scientifique concerne l'évolution des planètes. La plupart des objets observés avec CHEOPS seront vieux, et auront potentiellement été soumis à des processus d'évaporation. Ces derniers dépendent fortement de la distance étoile-planète, et il est donc possible de les contraindre en observant des planètes de demi-grand axes variés.

Ces trois visées scientifiques, l'amélioration des relations-masse rayon et donc des modèles d'intérieurs, la détermination du rayon véritable et l'évaporation, sont toutes nécessaires afin de mieux contraindre les modèles de formation de ces planètes. J'ai également participé à l'élaboration d'un programme d'observation dans cette catégorie, MiniNept, développé à la Section 5.3.

### **Atmos.Characterize**

Atmos.Characterize se concentre sur l'étude des atmosphères planétaires par CHEOPS. En photométrie, cela passe par la mesure des transits secondaires et des courbes de phase, qui permettent d'accéder à des informations comme l'albédo, la température de surface et la différence de température jour/nuit et donc l'efficacité de la redistribution de la chaleur à la surface de la planète. Les questions scientifiques correspondantes sont variées :

- Comment varient les albédos dans la population des Jupiters chauds et des Neptunes ? Des corrélations existent-elles avec les propriétés de l'étoile ou la planète ?
- Existe-t-il pour les Jupiters chauds une transition similaire à la transition L-T des naines brunes<sup>1</sup> ?
- Quelles sont les propriétés des nuages des exoplanètes en transit ?
- Quelle est l'origine de la variabilité de la courbe de phase de 55 Cnc e (voir Section 5.3.1) ?
- Quelle est la proportion de planètes à très courtes périodes dont l'atmosphère est entrain de se désintégrer ?

On notera que de nombreuses thématiques dans cette catégorie s'éloignent des petites planètes. En effet, malgré la grande précision de CHEOPS (voir Section suivante), la mesure des transits secondaires et des courbes de phase pour ces objets est très difficile.

### **Explore**

Cette catégorie propose elle aussi d'explorer la diversité des systèmes planétaires, mais de

---

1. Les naines brunes les plus jeunes, de type L, peuvent brûler pendant un temps de l'hélium ce qui fait que leur température est relativement élevée, proche des naines M. À l'inverse, les naines brunes plus vieilles de type T sont beaucoup plus froides.

manière beaucoup plus large que dans TransitFind et MR.Improve. Cette exploration repose sur cinq axes :

- L'étude de l'architecture de systèmes inhabituels, en particulier ceux composés d'un Jupiter chaud et en plus d'une planète de faible masse à plus longue période. Ces systèmes étaient considérés comme impossibles jusqu'à leur découverte, car le Jupiter aurait dû détruire ou éjecter toutes les autres planètes lors de sa migration dans l'intérieur du système.
- La détection de planètes autour d'étoiles de type précoce (ce qui est similaire au programme GIANTS proposé dans la catégorie TransitFind).
- La détection de systèmes multiples *non connus en VR* autour d'étoiles brillantes. Les systèmes observés seront ceux connus pour posséder au moins une petite planète en transit ou un Jupiter détecté en VR.
- La caractérisation de systèmes multiples par TTVs dans le but de contraindre différents scénarios de migration planétaire.
- La détection d'exolunes, de Troyens, d'anneaux et l'étude d'amas de poussières dans les disques de débris visible par la tranche d'étoiles jeunes.

#### **Feature.Characterize**

Cette catégorie a pour objectif l'étude précise des courbes de transit afin de contraindre les nombres de Love<sup>2</sup> et donc les effets de marée dans un système planétaire. Elle a aussi pour vocation d'effectuer une mesure de la symétrie de ces planètes et de détecter des objets encore inconnus en transits tels que des anneaux ou des exolunes (ce qui est en cela similaire à la catégorie Explore).

#### **Others**

Il s'agit de la catégorie regroupant tous les autres programmes d'observation ne rentrant dans aucune autre. Il peut s'agir de l'étude d'astéroïdes, d'étude de la variabilité stellaire ou encore de mesures photométriques simultanées avec des observations en vitesses radiales afin de mieux contraindre les effets de l'activité stellaire (cf Section 2.5).

#### **Conclusion**

Comme on l'a vu, les thèmes scientifiques abordés par CHEOPS sont très variés. Le coeur de cette mission repose sur les planètes de faible masse autour d'étoiles brillantes, en particulier par la recherche de transits de planètes VR et l'amélioration de la détermination des rayons planétaires. Les observations de CHEOPS permettront de plus de repérer les planètes les plus intéressantes ("golden targets") pour un suivi plus approfondi avec d'autres instruments. Ces objets, bien contraints en masse et rayon et donc en densité, deviendront des cibles privilégiées pour JWST ou l'E-ELT, par exemple pour de la spectroscopie de transmission à haute résolution. Cette phase de caractérisation approfondie permettra de poser des contraintes fortes sur les structures des intérieurs et des atmosphères, sur la formation et l'évolution de ces planètes.

Enfin, il convient de noter que 15% du temps de CHEOPS sera ouvert à la communauté.

### **5.1.3 Spécifications techniques**

Le satellite CHEOPS sera un télescope de 30 cm de diamètre conçu dès l'origine pour la photométrie à ultra-haute précision. Il permettra d'observer une seule cible à la fois mais grâce

---

2. Les nombres de Love sont des paramètres sans dimension servant à caractériser la rigidité d'un corps planétaire et sa susceptibilité à la déformation sous l'influence d'effets de marée.

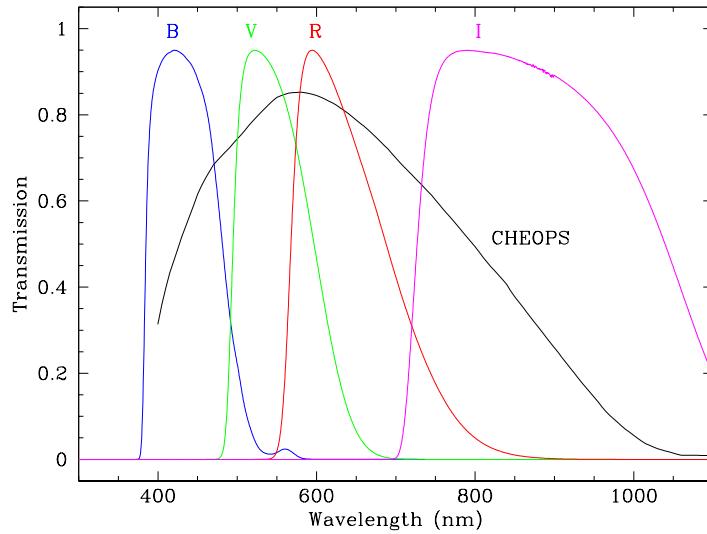


FIGURE 5.2 – Bande passante de CHEOPS (noir), ainsi que les bandes B, V, R et I.

à une grande flexibilité de pointage, la plus grande partie du ciel lui sera accessible. Cette section résume les principales spécifications techniques du satellite, en particulier les points critiques à mon travail de thèse.

### Précision photométrique

L'objectif est de pouvoir détecter des planètes allant jusqu'à un rayon terrestre autour d'étoiles de type G avec une magnitude comprise entre 6 et 9, ce qui nécessite une précision photométrique de 20 ppm sur 6 heures de temps d'intégration. La caractérisation fine en transit de Neptunes nécessite quant à elle une précision de 85 ppm sur 3 heures d'intégration. Pour obtenir cette précision, la PSF sera dé-focalisée afin de réduire la dépendance pixel à pixel. Le résultat est une PSF quasi-sphérique d'environ 30 arcsec de diamètre.

### Domaine de magnitude

La bande passante de CHEOPS s'échelonne entre 400 et 1100 nm (Figure 5.2), ce qui rend le satellite plus efficace pour l'étude des cibles G et K plutôt que M. L'utilisation de la magnitude dans la bande V est donc appropriée afin de caractériser les cibles potentielles. J'utilise cependant la bande R dans la Section 5.4.2, qui est encore mieux centrée sur la bande passante de CHEOPS.

CHEOPS observera des étoiles de magnitudes comprises entre 6 et 12 dans la bande V avec la précision mentionnée dans le paragraphe précédent. Le temps de pose s'échelonnera de 1 à 60 secondes en conséquence. L'observation d'étoiles plus brillantes que V=6 sera également possible, au prix une précision photométrique dégradée.

### Visibilité des cibles

CHEOPS sera lancé sur une orbite héliosynchrone à une altitude comprise entre 650 et 800 km (altitude nominale). Le temps local de la node ascendante sera de 06 :00, mais une variation à 18 :00 est aussi possible mais moins favorable à la couverture de l'hémisphère sud où se

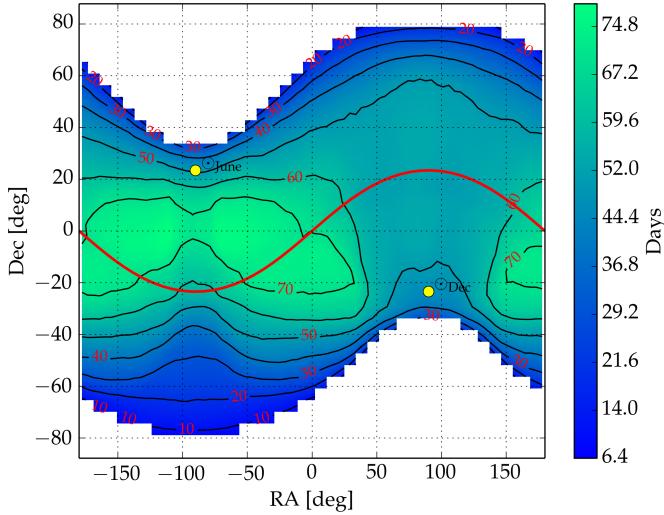


FIGURE 5.3 – Champ de vue de CHEOPS pour une orbite à 800 km d’altitude et node ascendant à 6 am. La courbe rouge est l’écliptique. L’échelle de couleur et les lignes de niveaux associées correspondent au nombre de jours observable sur un an avec moins de 50% d’interruption d’orbite.

concentrent la majorité des planètes détectées en VR. La période orbitale du satellite sera de 100 minutes. Ce type d’orbite apporte plusieurs contraintes à la visibilité des cibles (Figure 5.3).

Premièrement la totalité du ciel ne sera pas observable. La contrainte la plus forte concerne l’angle d’exclusion solaire, qui empêche d’observer les zones autour des pôles (en blanc sur la Figure 5.3). Cet angle de 120 degrés permet d’assurer que les radiateurs de CHEOPS ne soient pas chauffés par le Soleil. Il existe aussi des angles d’exclusions terrestres et lunaires à prendre en compte afin d’éviter toute contamination lumineuse. Ces contraintes sont représentées sur la Figure 5.4. Enfin, CHEOPS entrera régulièrement dans la zone de l’Anomalie magnétique de l’Atlantique Sud (SAA). Dans cette zone, la partie interne de la ceinture de Van Allen est très proche de la surface terrestre, ce qui entraîne une forte irradiation entraînant une interruption des mesures. La fraction de l’orbite affectée par les interruptions de mesures est variable suivant les cibles et la période de l’année.

La Figure 5.3 représente le champ de vue de CHEOPS, pour une orbite nominale à 800 km d’altitude. 50% du ciel sera accessible au moins 50 jours cumulés par an avec un taux d’interruptions inférieur à 50%.

#### 5.1.4 Travail de thèse

Mon travail de thèse, décrit en détail dans les sections suivantes, s’est lui focalisé sur la construction du catalogue des cibles CHEOPS, qu’il s’agisse de cibles venant de relevés en vitesses radiales (Section 5.2) ou déjà connues en transit (Section 5.3). Dans ce contexte, j’ai été amené à collaborer avec l’Équipe Scientifique (*Science Team*) en tant que membre de l’Équipe Scientifique étendue (*Extended Science Team*), dans le groupe de travail A1 "Sélection des cibles". Suite à la refonte des groupes de travail et au *White Call* du GTO, j’ai participé aux propositions des programmes "RVPLANETS" et "MiniNept".

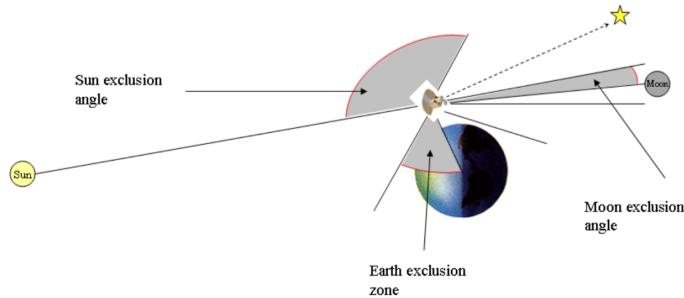


FIGURE 5.4 – Contraintes sur le pointage des cibles de CHEOPS à cause du Soleil, de la Lune et de la Terre

J'ai également cherché à maximiser les synergies entre CHEOPS et SOPHIE. Cela signifie d'une part optimiser le SP1+ afin de fournir un maximum de cibles SOPHIE observables par CHEOPS (voir Section 3.1.3.2). D'autre part, l'intérêt, la possibilité et l'analyse d'observations préparatoires d'autres cibles CHEOPS par SOPHIE est discuté à la Section 5.2.5.1.

Enfin, j'ai conduit une analyse des étoiles de fond dans les champs de vue de CHEOPS afin de poser les bases d'études sur la contamination et de pouvoir prendre en compte cet effet dans les données CHEOPS simulées avec CHEOPSim (cf Section 5.4).

## 5.2 La recherche en transit de planètes caractérisées en vitesses radiales

### 5.2.1 Justification scientifique

Comme expliqué dans la Section 5.1.1, le but premier des efforts de recherche d'exoplanètes est de trouver celles qui transitent autour des étoiles proches et brillantes. CHEOPS a un rôle central à jouer dans cette aventure. Avec sa flexibilité de pointage, sa large couverture du ciel et une précision photométrique extrême pour les étoiles brillantes, ce satellite a été conçu dès le départ pour effectuer cette recherche. Le programme "RVPLANETS", proposé lors du *White Call* du GTO de l'Équipe Scientifique en septembre 2015, propose d'utiliser pleinement ces capacités en effectuant une recherche systématique de transit des planètes de faible masse détectées en vitesses radiales.

Depuis une décennie, les relevés VR ont découvert plus d'une centaine d'exoplanètes avec une masse minimale inférieure à  $45 M_{\oplus}$ . L'avantage majeur de ces objets est qu'ils orbitent tous des étoiles brillantes à cause des contraintes instrumentales inhérentes à cette technique. En effet, on rappellera que d'après l'équation 2.1, une augmentation de  $\Delta V = 1$  en magnitude entraîne un accroissement du bruit de photon associé  $\delta V_{\text{RMS}}$  de 58%, toutes choses égales par ailleurs (cf Section

Le suivi spectroscopique de planètes VR connues par les télescopes Spitzer et MOST ont fourni plusieurs Neptunes et Super-Terres parmi les plus célèbres dans la littérature avec HD 219134 b, 55 Cnc e, GJ 3470 b, GJ 1214 b et HD 97658 b. Leurs études avec différentes techniques (VR, photométrie, spectroscopie de transmission) ont apporté des éléments cruciaux à la compréhension des atmosphères planétaires, de leurs intérieurs et sur la formation des planètes de faible masse. La détection d'objets similaires par CHEOPS est essentielle pour couvrir efficacement un grand espace des paramètres avec en autres : la masse, la période, le rayon,

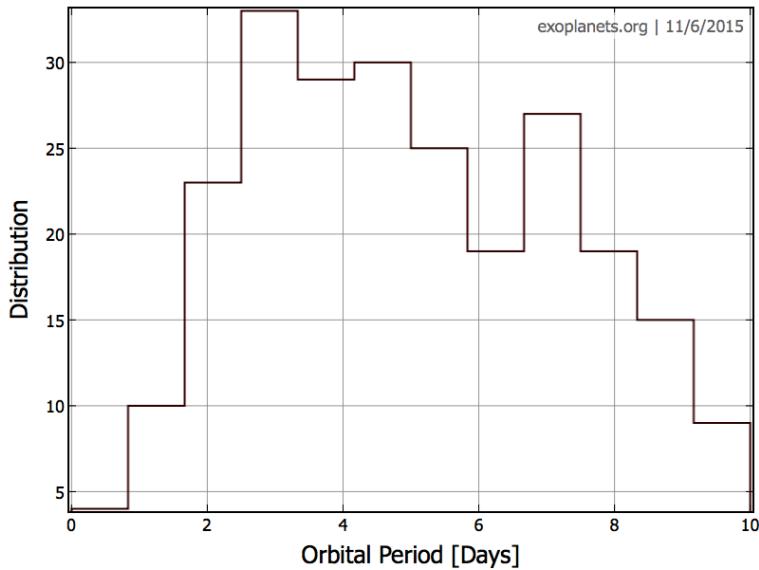


FIGURE 5.5 – Distribution en période des planètes de moins de 2 rayons terrestres (source : exoplanets.org)

l'irradiation, la multiplicité, la métallicité stellaire, etc. Cela permettra de sonder et mieux comprendre la diversité de cette population.

Au delà de cet objectif, CHEOPS peut être utilisé pour rechercher des compagnons supplémentaires en transit à courte période. En effet, il est probable que de nombreuses planètes de masse inférieure ou égale à  $5 M_{\oplus}$  n'aient pas été détectées lors des relevés en vitesse radiale, sauf pour les systèmes les plus observés. Ces même planètes pourraient cependant être détectées avec CHEOPS si leur rayon dépasse 1 à  $1.5 R_{\oplus}$ . La prochaine génération de spectrographes comme Espresso sera par la suite capable de mesurer efficacement leurs masses jusqu'à  $1 M_{\oplus}$ . Cette possibilité est d'autant plus intéressante que ces petites planètes sont connues pour être fréquemment présentes dans des systèmes compacts. La probabilité d'avoir une planète additionnelle à courte période est donc relativement élevée. Ces objets ont par ailleurs une probabilité de transit élevée (typiquement supérieure à 10%) et pourraient être détectées même si les autres planètes du système ne transitent pas.

La fenêtre de transit à 3 sigma des planètes est généralement de plusieurs jours. Un tel objectif pourrait être atteint en observant chaque système pendant un minimum de 4 jours. En effet, le pic en période de la distribution des planètes connues ayant un rayon inférieur à  $2 R_{\oplus}$  est compris entre 3 et 5 jours, comme on peut le voir sur la Figure 5.5.

## 5.2.2 Le catalogue

### 5.2.2.1 Construction

L'objectif principal de mon travail sur ce programme a été la mise en place, l'étude et la maintenance du catalogue. En pratique, ce catalogue a été construit sur la base des trois principaux catalogues d'exoplanètes : the NASA Exoplanet Archive<sup>3</sup>, exoplanets.org et exoplanet.eu. J'ai aussi entrepris un travail de fond bibliographique afin de vérifier les paramètres des catalogues

3. <http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/index.html>

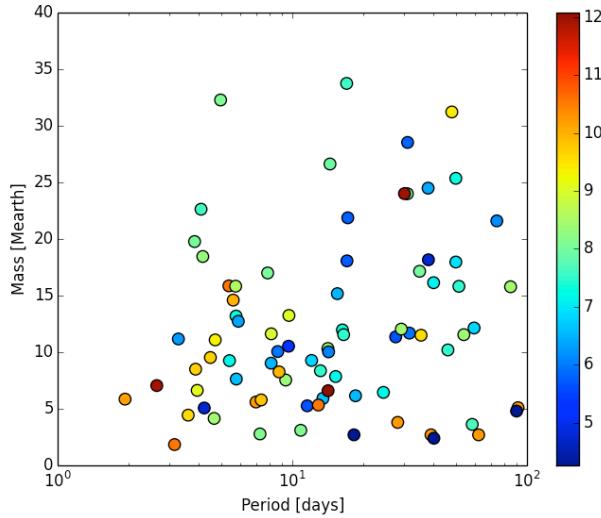


FIGURE 5.6 – Diagramme masse-période des cibles vitesses radiales de CHEOPS. L'échelle de couleur correspond à la magnitude de l'étoile hôte.

dans les publications de référence et les corriger le cas échéant. J'ai également maintenu à jour le catalogue en surveillant les nouvelles publications pour rajouter les nouvelles détections et ce depuis plus d'un an.

Les cibles, présentées dans la Figure 5.6, répondent aux critères suivants :

- Planètes caractérisées en masse par vitesses radiales, mais sans transit connu
- $M_{\text{ini}} < 45 M_{\oplus}$  (soit 0.5 masses de Saturne).
- $P < 100$  jours. En effet, l'incertitude sur le temps de transit est généralement très élevée pour les planètes à longue période et leur probabilité de transit très faible, ce qui les rend impropre pour une recherche ciblée comme la pratique CHEOPS.
- Magnitude de l'étoile hôte inférieure à  $V = 13$ .
- Dans le champ de visibilité de CHEOPS. La visibilité des cibles a été évaluée à l'aide de l'outil "CHEOPS S/N Predictor" développé pour le consortium par Monika Lendl.

Actuellement, le nombre de planètes ainsi retenues s'élève à 80, dans 56 systèmes différents. Cette liste est présentée dans les Tables 5.1 et 5.2. On notera qu'une planète remplissant tous les critères de sélection n'a tout de même pas été retenue,  $\alpha$  Cen B b, car la magnitude de son étoile hôte est trop faible ( $V=1.33$ ). Son existence est également contestée (Rajpaul et al., 2016), mais ce critère n'a de manière générale pas été pris en compte pour l'élaboration du catalogue.

### 5.2.2.2 Évolution

La liste des cibles évolue naturellement au fil des détections. Le nombre de planètes final est difficile à anticiper. La Figure 5.7 montre le nombre de détections en vitesse radiale par année. En supposant un nombre de détections par an identique au niveau de 2015 entre 2016 et 2018, on obtient un nombre de 60 planètes supplémentaires d'ici le lancement de CHEOPS. Il est par ailleurs possible que ce nombre soit sous-estimé et que l'arrivée à maturité de programmes d'observations permette d'accélérer le rythme des détections. Le programme SP1+ de SOPHIE

TABLE 5.1 – Cibles du programme de recherche de transits.  $P_t$  est la probabilité de transit, le SNR attendu est calculé avec le S/N predictor (voir texte),  $I_{P1}$  et  $I_{P2}$  sont les indices de priorités définis dans la Section 5.2.4.

Nom	$M_{\text{ini}} [\text{M}_\oplus]$	P [jours]	$P_t [\%]$	SNR attendu	$I_{P1}$	$I_{P2}$
HD 134606 b	12.08	9.27	3.94	26.14	0.24	0.39
HD 134606 c	59.52	12.14	1.42	42.90	0.09	0.45
HD 189567 b	14.28	10.03	4.09	24.02	0.12	0.38
HD 181433 b	9.37	7.54	4.41	24.34	0.13	0.42
HD 4308 b	15.56	15.17	3.50	61.03	0.11	0.37
HD 134060 b	3.27	11.17	11.90	21.33	0.36	0.49
HD 10180 d	16.36	11.97	4.08	24.66	0.50	0.50
HD 10180 c	5.76	13.19	8.19	27.87	1.00	0.62
HD 10180 e	49.75	25.36	1.98	83.87	0.24	0.44
HD 215497 b	3.93	6.63	7.88	18.00	0.24	0.31
HD 13808 b	14.18	10.33	3.37	42.16	0.21	0.50
HD 13808 c	53.83	11.55	1.39	53.57	0.08	0.37
mu Ara c	9.64	10.53	5.33	25.76	0.16	0.53
GJ 676A d	3.60	4.44	7.85	12.67	0.48	0.11
GJ 676A e	35.37	11.50	1.75	64.59	0.11	0.41
HD 103197 b	47.84	31.22	1.59	158.45	0.05	0.45
HD 136352 b	11.58	5.26	4.66	9.43	0.43	0.10
HD 136352 c	27.58	11.35	2.64	30.85	0.24	0.47
GJ 674 b	4.69	11.09	6.48	65.62	0.20	1.00
HD 85512 b	58.43	3.62	1.22	14.09	0.04	0.14
HD 20794 c	40.11	2.40	1.84	5.25	0.17	0.07
HD 20794 b	18.32	2.70	3.11	6.06	0.28	0.09
HD 20794 d	90.31	4.80	1.08	12.86	0.10	0.13
HD 93385 b	13.19	8.36	4.30	19.15	0.26	0.34
HD 93385 c	46.02	10.20	1.88	27.32	0.11	0.32
HD 125595 b	9.67	13.25	4.15	76.80	0.13	0.51
GJ 667C f	39.03	2.70	1.53	9.13	0.23	0.05
GJ 667C e	62.24	2.70	1.12	9.60	0.17	0.04
GJ 667C c	28.13	3.80	1.91	11.99	0.29	0.06
GJ 667C d	91.61	5.10	0.87	20.08	0.13	0.07
GJ 667C b	7.00	5.60	4.86	18.68	0.74	0.10
HD 16417 b	17.24	21.87	4.01	91.21	0.12	0.83
GJ 433 b	7.37	5.78	4.70	47.63	0.14	0.28
GJ 3341 b	14.21	6.60	3.04	10.82	0.09	0.22
GJ 3634 b	2.65	7.05	9.36	65.20	0.29	0.43
HD 96700 b	8.13	9.03	6.47	22.57	0.39	0.46
HD 90156 b	49.77	17.97	1.63	117.88	0.05	0.33
HD 20781 b	29.15	12.04	2.33	55.81	0.14	0.52
HD 20781 c	85.13	15.78	1.15	94.34	0.07	0.34
HD 45184 b	5.89	12.73	7.41	44.70	0.23	0.38

TABLE 5.2 – Cibles du programme de recherche de transits (suite).  $P_t$  est la probabilité de transit, le SNR attendu est calculé avec le S/N predictor (voir texte),  $I_{P1}$  et  $I_{P2}$  sont les indices de priorités définis dans la Section 5.2.4.

Nom	Msini [ $M_\oplus$ ]	P [jours]	$P_t$ [%]	SNR attendu	$I_{P1}$	$I_{P2}$
HD 154088 b	18.60	6.15	6.23	60.44	0.19	0.38
HD 47186 b	4.08	22.63	8.67	148.98	0.26	0.64
GJ 785 b	74.39	21.60	1.10	202.64	0.03	0.31
HD 77338 b	5.74	15.83	6.43	98.86	0.20	0.10
GJ 3293 b	30.06	24.01	1.96	91.16	0.12	0.38
HD 31527 b	16.55	11.55	4.05	33.54	0.25	0.56
HD 31527 c	51.28	15.82	1.92	60.11	0.12	0.33
HD 204313 c	34.87	17.15	2.06	101.38	0.06	0.27
61 Vir b	4.21	5.07	8.33	12.32	0.76	0.14
61 Vir c	38.02	18.16	1.98	107.09	0.18	0.42
HD 125612 c	4.15	18.45	9.49	77.88	0.29	0.16
Gliese 876 d	1.94	5.85	9.38	27.59	0.57	0.26
HD 69830 b	8.67	10.06	5.20	36.30	0.48	0.66
HD 69830 c	31.56	11.69	2.21	49.56	0.20	0.63
HD 109271 b	7.85	17.00	5.55	92.42	0.34	0.42
HD 109271 c	30.93	24.00	2.26	176.02	0.14	0.34
HD 11964 c	37.91	24.49	2.01	189.84	0.06	0.21
BD-082823 b	5.60	14.60	6.33	71.21	0.19	0.70
HD 1461 c	13.51	5.92	4.21	13.48	0.26	0.13
HD 1461 b	5.77	7.63	7.44	19.04	0.45	0.21
GJ 581 e	3.15	1.84	6.65	6.78	0.61	0.19
GJ 581 c	12.92	5.33	2.64	27.37	0.24	0.25
GJ 581 b	5.37	15.86	4.97	138.66	0.46	0.56
HD 215152 b	7.28	2.78	5.14	9.22	0.31	0.09
HD 215152 c	10.87	3.10	3.94	11.04	0.24	0.11
BD-061339 b	3.87	8.50	7.28	31.30	0.22	0.31
HD 179079 b	14.48	26.63	3.74	166.74	0.11	0.27
HD 99492 b	17.04	33.75	3.09	245.32	0.09	0.27
HD 219828 b	3.83	19.77	10.90	60.60	0.33	0.30
GJ 176 b	8.78	8.26	4.22	36.08	0.13	0.37
HD 3651 c	31.00	28.53	2.12	194.57	0.06	0.09
GJ 649 c	4.48	9.53	6.64	49.69	0.20	0.21
HD 156668 b	4.65	4.15	7.01	11.00	0.21	0.11
HD 164595 b	40.00	16.14	2.08	58.63	0.06	0.16
HD 190360 c	17.10	20.28	3.37	99.12	0.10	0.18
HIP 57274 b	8.14	11.62	4.64	59.66	0.14	0.46
HD 49674 b	4.95	32.28	9.24	73.65	0.28	0.31
HD 7924 d	24.45	6.48	2.38	19.44	0.22	0.30
HD 7924 c	15.30	7.89	3.26	24.90	0.30	0.41
HD 7924 b	5.40	8.70	6.55	30.11	0.60	0.56

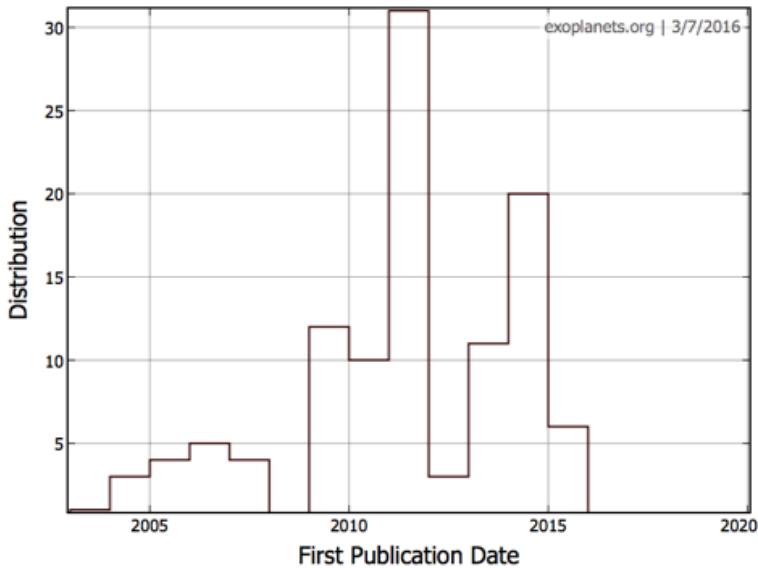


FIGURE 5.7 – Planètes de faible masse ( $M_{\text{sin} i} < 40 M_{\oplus}$ ) découvertes par an en vitesse radiale (source : exoplanets.org).

pourrait fournir à lui seul une vingtaine de nouvelles cibles d'ici 2020 (cf Section 3.4). Il n'est donc pas inconcevable que ce catalogue double d'ici le début de la mission.

Le catalogue pourra être amené à évoluer dans l'autre sens également si des transits sont découverts ou au contraire exclus par d'autres observations photométriques. Enfin, une certaine flexibilité au cours de la mission sera nécessaire afin de pouvoir rajouter non seulement les planètes détectées après 2018 mais aussi pour inclure les longues périodes ( $> 100$  jours) exclues du catalogue actuel, en cas de découverte de transits dans le système.

### 5.2.2.3 Temps d'observation nécessaire

Pour la majorité des cibles, l'incertitude sur l'époque de transit est bien plus importante que la fenêtre de transit. Pour cette raison, c'est cette incertitude qui détermine principalement le temps passé à observer chaque cible. Malheureusement, cette donnée est rarement fournie lors des analyses orbitales et donc souvent introuvable dans la littérature.

Dans un premier temps, on peut cependant estimer au premier ordre cette incertitude à partir de recherche de transit déjà effectuées par Spitzer dans les articles de Kammer et al. (2014) et Motalebi et al. (2015). Sur les 8 cas de référence décrits dans ces articles, la fenêtre à  $2\sigma$  autour du temps de transit prédit s'établit en moyenne à environ 10% de la période. C'est cette relation que j'ai utilisé pour estimer grossièrement le temps d'observation nécessaire à ce programme. La problématique des éphémérides et de leurs incertitudes est développée plus en détails dans la Section 5.2.5.

En utilisant les relations masse-rayon de Weiss & Marcy (2014), le S/N Predictor montre que CHEOPS sera capable de détecter l'immense majorité des cas en une seule visite, avec un signal à bruit supérieur à 7. La distribution du signal à bruit attendu est donné dans la Figure 5.8, panneau de gauche. Il n'est donc pas nécessaire de planifier plus d'une visite par cible. Deux scénarios peuvent alors être envisagés :

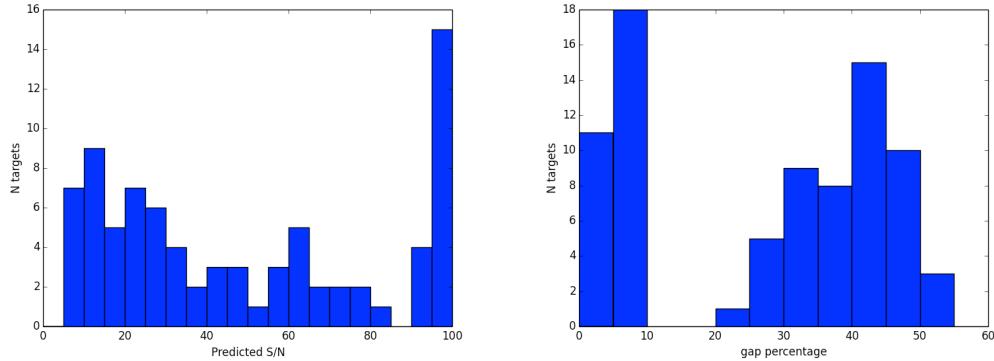


FIGURE 5.8 – *Gauche* : Distribution du signal à bruit attendu sur une visite de CHEOPS. *Droite* : Distribution du pourcentage d’interruption des observation moyen sur l’échantillon. Ces deux données ont été calculées avec le S/N predictor.

- La recherche simple de transit pour les cibles, afin de répondre à l’objectif premier de CHEOPS. Dans ce cas, 2584 orbites seraient nécessaires soit environ 180 jours.
- L’utilisation d’une fenêtre d’observation minimale de 4 jours par système et de 10% de la période orbitale des planètes au delà, afin de détecter des compagnons additionnels à courte période (comme décrit à la fin de la Section 5.2.1). Dans ce cas, la durée totale s’étendrait alors sur 350 jours environ, sur 5069 orbites. Cela représente presqu’un tiers de la mission par rapport à sa durée nominale. Il s’agit donc d’un investissement important, d’autant plus que ce catalogue est amené à prendre encore plus d’ampleur.

Dans tous les cas, l’investissement temporel au regard de la durée de vie de la mission est important. Cet investissement est cependant motivé par le fait qu’il s’agit là de la raison d’être et de l’objectif principal de CHEOPS.

#### 5.2.2.4 Impact des interruptions

Des interruptions d’observation régulières sont à prévoir, notamment à cause du passage du satellite au dessus de l’Anomalie de l’Atlantique Sud ou de l’occultation par la Terre. Ces interruptions peuvent avoir deux effets. Premièrement, avec moins de temps d’intégration, le signal à bruit d’un transit diminue. Si ce SNR est trop bas, le transit n’est plus détecté. Ensuite, si les interruptions arrivent au moment de l’entrée ou la sortie du transit, ce dernier n’est alors plus bien contraint.

La fraction de visibilité moyenne de la cible peut être calculée à l’aide du S/N predictor. La Figure 5.8, panneau de droite, montre qu’il existe deux populations, une première avec un pourcentage d’interruption faible ( $< 10\%$ ) et une autre avec un pourcentage d’interruption moyen compris entre 20 et 55%. Ce pourcentage d’interruption est pris en compte pour le calcul du SNR attendu, qui reste suffisamment élevé pour garantir une détection dans l’immense majorité des cas. Le pourcentage d’interruption maximal requis pour pouvoir observer a donc été fixé à 50%. Ce paramètre était demandé pour la phase 2 du *White Call* et peut influencer sur la planification des observations. Un pourcentage trop faible rendra l’observation plus difficile à planifier. Quant à l’impact sur la caractérisation du transit, en cas de détection, de nouvelles observations pourront être entreprises afin d’observer correctement l’entrée et la sortie de transit.

Les interruptions auront donc un impact minimal sur la qualité des observations et la réussite du programme.

### 5.2.3 Impact scientifique

Pour évaluer l'impact de cette recherche, il est tout d'abord nécessaire d'estimer le nombre de transits qui seront ainsi détectés. En utilisant les planètes internes de chaque système, qui possèdent la probabilité de transit la plus élevée, la probabilité de transit cumulée est d'environ 300%. Suivant la multiplicité des systèmes considérés, on peut donc s'attendre à un nombre de détections compris entre 3 et 9. Par comparaison avec le nombre de planètes dans le diagramme masse-rayon de la Figure 4.6, cela représente une augmentation comprise entre 8 et 24%. En l'état actuel, CHEOPS seul ne pourra donc pas remplir efficacement l'espace des paramètres considéré.

Par contre, il est important de prendre en compte la magnitude des étoiles hôtes du diagramme masse-rayon de la Figure 4.6. Les étoiles les plus brillantes, comme celles que CHEOPS observera, seront mieux caractérisées. Ainsi, le nombre de petites planètes dont la masse et le rayon sont connus avec une précision meilleure que 20% et dont la magnitude de l'étoile hôte est inférieure à  $V=9$  n'est que de 3. Il s'agit de 55 Cnc e, HD 219134 b et HD 97658 b. Donc dans le domaine des planètes bien caractérisées autour d'étoiles brillantes, CHEOPS aura un impact très important car il permettra de doubler le nombre de planètes connues.

Deux remarques additionnelles peuvent être faites. Premièrement, si le catalogue de CHEOPS double avant son lancement, il est probable que l'on puisse attendre entre 6 et 18 nouvelles détections, ce qui aurait un impact d'autant plus important. Ensuite, ces cibles CHEOPS auront une excellente précision sur leurs paramètres, bien meilleure que le critère de 20% retenu pour l'élaboration de la Figure 4.6. Elles apporteront ainsi des contraintes plus importantes que la majorité des planètes dont la densité a déjà pu être mesurée. La Figure 5.9 montre la distribution de l'incertitude relative sur la densité pour les petites planètes ( $M_{\text{ini}} < 45M_{\oplus}$ ). On peut voir que seules 4 planètes ont une précision meilleure que 20%, et 16 planètes ont une précision meilleure que 30%. L'objectif de CHEOPS étant de contraindre la densité à 30%, on peut alors s'attendre à voir la population des planètes bien contraintes en densité doubler.

Pour résumer, CHEOPS ne sera probablement pas capable de couvrir efficacement l'espace des paramètres des planètes de type Super-Terres et Neptunes. Par contre, la mission permettra de doubler le nombre de planètes pour lesquelles de fortes contraintes ont été établies sur la densité. Ces planètes sont les plus recherchées par la communauté dans la mesure où elles recèlent le plus de renseignements sur leurs intérieurs et leurs conditions de formation. Pour ces mêmes raisons, ces objets seront des cibles privilégiées (golden targets) pour une plus ample caractérisation par d'autres techniques et instruments.

#### De l'importance des vitesses radiales pour la réussite de CHEOPS

Comme nous l'avons vu au paragraphe précédent, CHEOPS devra privilégier la qualité à la quantité. Or, il est important de rappeler que pour maximiser son impact scientifique, une très bonne caractérisation en vitesses radiales est nécessaire. En effet, l'intérêt central de la mission repose sur des mesures précises de densité. L'erreur sur ce paramètre ( $d\rho/\rho$ , voir formule suivante) est directement dépendante de l'erreur sur la masse, qui n'est pas fourni par CHEOPS mais bien par les observations spectroscopiques au sol.

$$\frac{d\rho}{\rho} = \frac{dm}{m} + 3\frac{dr}{r} \quad (5.1)$$

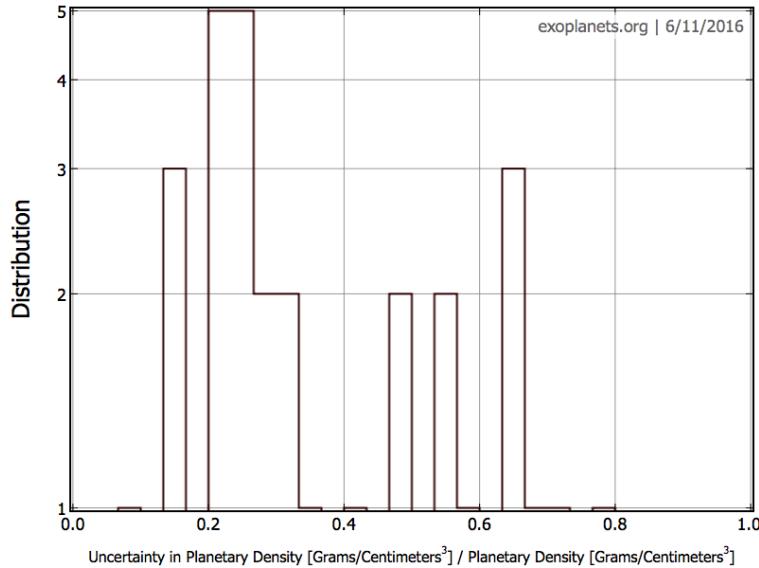


FIGURE 5.9 – Distribution de l'incertitude relative sur la densité des petites planètes ( $M_{\text{sini}} < 45 M_{\oplus}$ ).  
Source : exoplanets.org

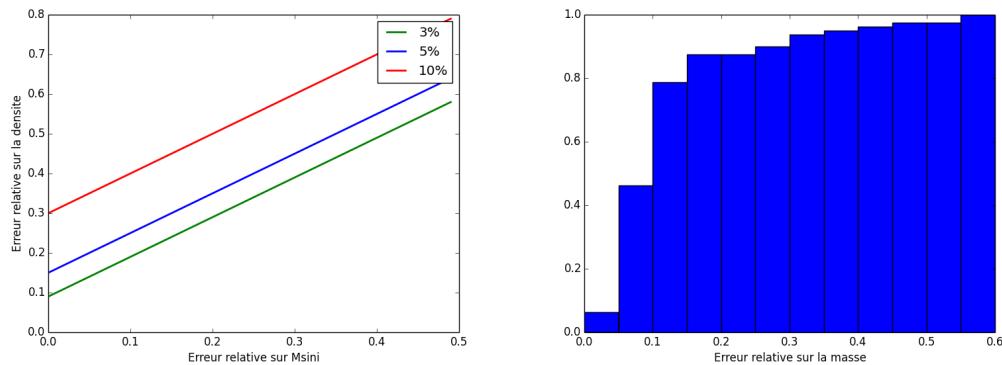


FIGURE 5.10 – *Gauche* : Erreur sur la densité en fonction de l'erreur sur la masse pour 3 niveaux de précision sur le rayon 3, 5 et 10% respectivement en vert, bleu et rouge. *Droite* : Distribution cumulée et normée de l'erreur relative sur la masse des cibles CHEOPS sélectionnées.

À titre d'illustration, la Figure 5.10, panneau de gauche, montre l'erreur obtenue sur la densité en fonction de l'erreur sur la masse, pour différentes précisions de CHEOPS. Ainsi, pour une précision de 5% sur le rayon il est nécessaire d'avoir une précision de 10% sur la masse pour rester à un niveau de 25% sur la densité. Or, sur les données publiées (cf Figure 5.10, panneau de droite), on peut voir que moins de la moitié des cibles répondent à cette exigence. 15% des cibles ont même une erreur supérieure à 20%.

Il sera donc probablement impératif d'effectuer des observations complémentaires sur les cibles CHEOPS pour lesquelles un transit aura été détecté. Il faut cependant ajouter qu'il s'agit

de données publiées, et que certaines de ces cibles sont toujours suivies.

Les observations en vitesses radiales jouent également un rôle clé dans l'optimisation des observations de CHEOPS. Ce point est développé en détail dans la section [5.2.5](#).

#### Pertinence de la recherche de compagnons à courte période

Un autre point qu'il est important d'étudier est le retour que l'on peut espérer de la stratégie consistant à observer chaque système pendant une durée minimale de 4 jours afin de détecter des compagnons additionnels. Pour ce faire, j'ai étudié l'échantillon des planètes Kepler en essayant de se mettre dans les conditions les plus proches possible de CHEOPS.

J'ai donc sélectionné l'ensemble des systèmes Kepler (découverts jusqu'en mars 2016) ayant au moins une planète de moins de  $4R_{\oplus}$  et de période inférieure à 100 jours. La coupure en rayon correspond traditionnellement à la limite entre les Neptunes et les planètes géantes. On obtient 371 systèmes planétaires. Le nombre de systèmes multiplanétaires avec une planète à moins de 4 jours de période s'élève à 88, soit une proportion d'environ 24%. Cela confirme bien que ce genre de configuration est courante. En se basant sur les propriétés de cet échantillon, la probabilité moyenne de transit de ce type de planète est de 12%.

Cependant, il faut poser une contrainte supplémentaire sur ces planètes à moins de 4 jours : elles n'ont pas été détectées en vitesses radiales. Cela implique, au minimum, que le signal en vitesse radiale correspondant a une semi-amplitude plus faible que celui des autres planètes du systèmes. En effet, si la planète à 4 jours est trop massive, elle aurait été préférentiellement détectée par les relevés VR par rapport aux autres planètes. Afin de prendre en compte cette contrainte, j'ai donc estimé les masses des planètes grâce aux relations masse-rayon de [Weiss & Marcy \(2014\)](#), puis les semi-amplitudes correspondantes. Le nombre de systèmes ayant une planète à moins de 4 jours avec une semi-amplitude VR estimée plus faible que les autres planètes du système tombe alors à 33, soit 9% de l'échantillon.

On peut donc s'attendre à ce que dans 9% des systèmes CHEOPS se trouve une planète supplémentaire à moins de 4 jours non détectée en vitesses radiales. Sur les 56 systèmes, cela correspond à 5 planètes supplémentaires. En considérant une probabilité de transit de 12% pour ces planètes, la probabilité de transit cumulée est de 60%. On peut aussi considérer la probabilité que parmi les systèmes qui seront détectés en transit par CHEOPS se trouve une planète supplémentaire à moins de 4 jours. Si 3 systèmes sont détectés par CHEOPS, il y a 27% de chances de trouver un planète supplémentaire à courte période. En additionnant ces deux probabilités, on peut donc estimer à 77% la probabilité de trouver une planète supplémentaire avec cette stratégie.

On peut donc s'attendre à trouver environ une planète additionnelle en observant systématiquement chaque système pendant 4 jours au minimum. Ce retour est faible compte tenu du temps additionnel que requiert cette stratégie : environ 6 mois. Et même si cette estimation était revue par la suite à la hausse, par exemple d'un facteur 2, cela ne pourrait probablement toujours pas justifier ce temps supplémentaire. Une telle stratégie d'observation ne semble donc pas judicieuse.

#### 5.2.4 Indices de priorité

La recherche de transit autour de planètes découvertes en vitesses radiales va demander une fraction importante du temps de CHEOPS. Suivant l'évolution du catalogue, cela peut prendre jusqu'à un tiers du total de la mission. Mais d'autres programmes de CHEOPS pourront également avoir besoin d'un temps d'observation important (caractérisation de cibles en transit, des planètes TESS et NGTS, TTVs, courbe de phases de Jupiter chauds, etc). Si à chacun de ces programmes sera attribué une priorité différente et alloué un temps donné d'observation, il est

important, à l'intérieur du programme RVPLANETS, de prioriser la liste des cibles. Ce sera utile notamment en cas de conflit lors de la planification des observations.

J'ai ainsi travaillé à l'élaboration d'une fonction de mérite donnant l'indice de priorité  $I_P$  des cibles en fonction de plusieurs paramètres. Il existe plusieurs approches afin de déterminer la "valeur" d'une planète ou du moins un indice de priorité, qui sont développées dans les paragraphes suivants.

#### 5.2.4.1 Maximisation des détections

La première idée et la plus simple consiste à maximiser les chances et le nombre de détections. Dans cette approche, les paramètres clés sont la probabilité de transit  $P_t$ , afin de sélectionner les planètes ayant le plus de chances de transiter, ainsi que la multiplicité du système  $N$  afin de privilier les systèmes multiplanétaires pour lesquels si une planète transite, la probabilité de caractériser l'ensemble des planètes en transit est plus importante.

On peut alors établir une formule de type :

$$I_{P1} = a_1 P_t N \quad (5.2)$$

Dans l'état actuel du catalogue, la probabilité de transit la plus importante est d'environ 12%, et la mutliplicité varie de 1 à 5, la moyenne étant à 2.  $a_1$  est un coefficient de normalisation construit à partir de la plus haute valeur des cibles du catalogue. De cette manière  $I_{P1}$  est compris entre 1 (plus haute priorité) et 0 (plus basse priorité). La meilleure priorité pour l'indice  $I_{P1}$  est attribuée à HD 10180 c. Il s'agit d'une planète sur une orbite de 13 jours de période orbitale et une probabilité de transit importante (8.2%), dans un système multiple à 6 planètes ([Lovis et al., 2011b](#)).

#### 5.2.4.2 Priorisation des cibles de haut intérêt scientifique

La seconde approche vise à favoriser les cibles à haut retour scientifique potentiel. Dans ce cas il est judicieux de privilégier les cibles dont le signal à bruit attendu sera le plus élevé, dont le rayon sera évalué avec une plus haute précision. Une approximation utile consiste à poser  $\Delta R/R = 0.5\text{SNR}$ , où SNR est le signal à bruit attendu, obtenu avec le S/N predictor. On peut de la même manière donner plus de poids aux planètes les mieux contraintes en masse dans le but d'obtenir la densité la plus précise possible. Ainsi, la plus haute priorité revient aux valeurs de  $\Delta M_{\text{ini}}/M_{\text{ini}} + 3/2\text{SNR}$  les plus faibles, soit aux valeurs inverses les plus grandes.

On peut également mettre une priorité qui dépend de la position dans le diagramme masse-rayon, afin de couvrir l'espace des paramètres de la manière la plus homogène possible, ou de mettre l'accent dans les domaines de masse les moins bien explorés actuellement par les relevés photométriques. La Figure 5.11 montre l'histogramme des masses des 25 planètes en transit de l'échantillon présenté dans le Chapitre 4. On remarque trois zones mal couvertes : moins de 2  $M_{\oplus}$  (1 planète), entre 10 et 14  $M_{\oplus}$  (2 planètes) et à plus de 20  $M_{\oplus}$  (5 planètes). La première et la dernière de ces zones correspondent respectivement aux limites de détection des instruments et au désert planétaire séparant les Neptunes des planètes géantes. Si explorer le domaine des très petites masses est intéressant, le nombre de planètes du catalogue à moins de 2 $M_{\oplus}$  est très restreint, avec une seule planète (Gl 581 e). Cependant, avec la course aux analogues terrestres à laquelle on assiste actuellement, il n'est pas impossible que cela change dans les prochaines années. De plus, ces planètes sont trouvées à courte période (3.15 jours pour Gl 581 e) à cause des biais de détection, ce qui implique une probabilité de transit élevée.

La zone entre 10 et 14 $M_{\oplus}$  pourrait également être très intéressante à explorer, d'autant plus qu'il s'agit d'une partie du diagramme masse-rayon présentant une grande diversité de types

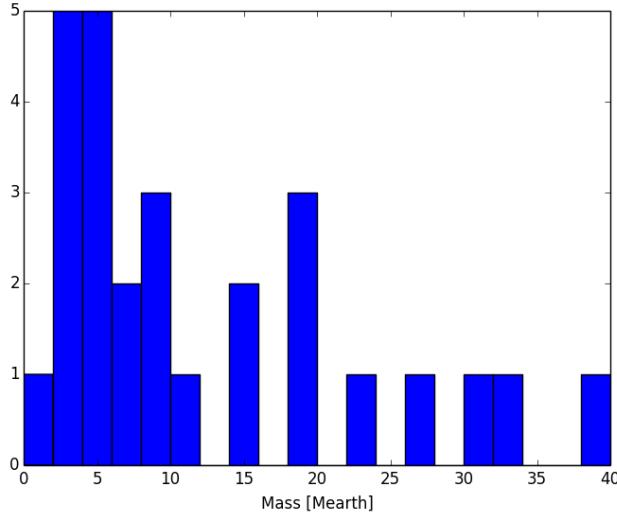


FIGURE 5.11 – Disitribution en masses des petites planètes en transit. Les planètes présentées sont les objets en transit de l'échantillon du Chapitre 4, en y incluant les planètes dont la métallicité stellaire est mal connue. Il y a donc une contrainte sur la masse de 20%. Il y a un total de 27 objets.

planétaires. On pourrait même poser une priorité plus importante sur une zone plus étendue allant de 6 à 16  $M_{\oplus}$  afin de couvrir plus globalement la transition Super-Terre/Neptune. Cette zone serait susceptible d'apporter des contraintes fortes aux modèles de formation et d'évolution planétaires. La limite à  $6M_{\oplus}$  correspond également à la fin du mode de la distribution de la Figure 5.11.

Dans ces deux zones, un indice de priorité deux fois plus important pourrait être utilisé, toutes choses égales par ailleurs. L'indice de priorité  $I_{P2}$  pourrait alors s'écrire :

$$I_{P2} = a_2 \frac{2\text{SNR} * \text{Msini}}{2\text{SNR}\Delta\text{Msini} + 3\text{Msini}} \quad (5.3)$$

$$I_{P2} = a_2 \frac{2\text{SNR} * \text{Msini}}{2\text{SNR}\Delta\text{Msini} + 3\text{Msini}} * 2; (\text{Msini} < 2M_{\oplus}; 6 < \text{Msini} < 16M_{\oplus}) \quad (5.4)$$

$a_2$  est ici aussi un coefficient de normalisation. Cette formule pourra être également modifiée sur d'autres considérations, comme la recherche de candidats pour une caractérisation spectroscopique des atmosphères, ou sur la base d'autre paramètres critiques pour les modèles de formation et d'évolution comme la période, métallicité de l'étoile hôte, le type spectral, etc. Dans la version proposée ici, GJ 674 b (Bonfils et al., 2007) obtient la priorité la plus forte. Il s'agit d'un petit Neptune de 11.09 masses terrestres dans un système sans autre planète connue. Sa masse est contrainte à moins de 4% d'incertitude, et avec un SNR attendu en une seule visite à plus de 65, on peut s'attendre à contraindre la densité à mieux que 15%.

#### 5.2.4.3 TESS : synergie ou compétition ?

Un autre aspect qu'il est très important de considérer pour CHEOPS est sa stratégie face au satellite TESS (Ricker et al., 2014). TESS, satellite de la NASA, permettra de trouver des milliers

de petites planètes en transit autour d'étoiles brillantes. Son lancement est pour le moment prévu en Décembre 2017, soit avant CHEOPS, et les deux satellites seront en opération en même temps. TESS observera à peu près l'ensemble du ciel, mais se concentrera principalement sur les pôles. Sa précision photométrique sera nettement inférieure à celle de CHEOPS. Toutefois, il devrait être capable de détecter la majorité des petites planètes en orbite courte ( $< 27$  jours) proche de l'écliptique.

Se pose alors la question du degré de coopération ou de compétition avec ce satellite américain. Si de manière générale, TESS et CHEOPS sont assez complémentaires dans le mesure où le premier pourra effectuer une première détection et le second une caractérisation précise du rayon, la question reste cruciale dans le cadre de ce programme voué à la détection de transit. En effet, la plupart des planètes en transit dans notre échantillon en vitesses radiales seront vraisemblablement détectées par TESS. Les objectifs de TESS et CHEOPS rentrent ici directement en collision.

Renoncer à toute forme de compétition avec TESS reviendrait à ne faire plus que de la validation de planètes et de l'amélioration de détermination du rayon, ce qui signifie renoncer à l'objectif premier de CHEOPS. Il est donc nécessaire, tout en collaborant avec TESS, d'entretenir un degré de compétition intelligente. Un dernier indice de priorité  $I_{P3}$  devra alors être mis en place. Plusieurs pistes pourront être suivies :

- Privilégier les planètes de faible masse que TESS ne pourra probablement pas détecter en transit.
- Rechercher prioritairement les planètes au delà de la couverture en période de TESS. TESS observera chaque champ pendant 27 jours, bien que les champs proche des pôles écliptiques se recoupent. Ainsi, les planètes de périodes orbitales supérieures à 27 jours ne seront probablement pas détectées par TESS mais accessibles avec CHEOPS. On notera cependant que la probabilité de transit à plusieurs dizaines de jours est très faible, de l'ordre du pourcent. Un deuxième palier peut également être fixé à 13.5 jours. Potentiellement un unique transit sera détecté par TESS pour les périodes entre 13.5 et 27 jours, ce qui réduit la robustesse d'une détection.
- Privilégier plus généralement la recherche de transit dans les régions les moins bien couvertes par TESS. La couverture du ciel de CHEOPS est plus grande proche de l'écliptique tandis que celle de TESS est plus importante aux pôles écliptiques.
- Commencer par observer les cibles situées dans les régions du ciel encore non observées avec TESS. TESS observera le ciel par tranches de longitude en tournant de manière à couvrir l'ensemble du ciel. La flexibilité de pointage de CHEOPS pourra tirer parti de cette rigidité pour observer avant TESS certaines zones du ciel.

#### 5.2.4.4 Fonction de mérite finale

Les indices  $I_{P1}$  et  $I_{P2}$  proposés sont reportés dans le catalogue des cibles dans les Tables 5.1 et 5.2. La Figure 5.12 montre les distributions de ces indices sur l'échantillon ainsi que l'un en fonction de l'autre. Deux éléments ressortent. Premièrement, il n'y a aucune corrélation entre ces indices. Cela n'est pas étonnant car il n'y a pas de corrélation entre les enjeux scientifiques de CHEOPS et les biais observationnels. On note par ailleurs qu'il n'existe aucune cibles obtenant un score vraiment élevé sur ces deux fonctions, mis à part peut-être GJ 674 b. Ensuite, dans les deux cas, la majeure partie des objets se voit attribuer une priorité moyenne à faible. Seuls quelques objets se détachent à haute priorité. Cependant, en fonction de la construction de la troisième fonction de mérite  $I_{P3}$  en suivant comment la fonction de mérite finale est établie, cela peut être amené à changer.

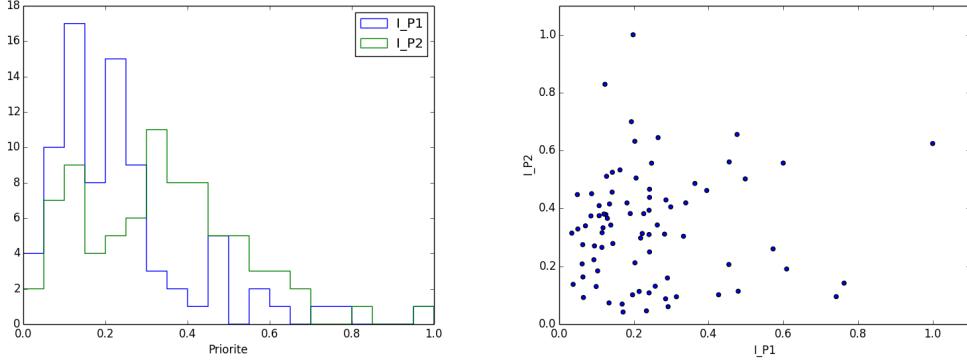


FIGURE 5.12 – *Gauche* : Distribution des deux fonctions de mérite  $I_{P1}$  (bleu) et  $I_{P2}$  (vert) sur le catalogue (voir texte). *Droite* :  $I_{P2}$  en fonction de  $I_{P1}$  pour les cibles du catalogue.

L’Équipe Scientifique de CHEOPS devra donc pondérer ces différents impératifs entre eux : le nombre de détection ( $I_{P1}$ ), le potentiel scientifique des détection ( $I_{P2}$ ) et la compétition avec TESS ( $I_{P3}$ ). La fonction de mérite finale  $I_P$  pourra alors être construite, soit en privilégiant complètement un indice par rapport aux autres, soit en établissant une moyenne pondérée.

### 5.2.5 Ephémérides des cibles

De par la nature de CHEOPS, qui ne pointe qu’une cible à la fois sur une période de temps restreinte, une bonne connaissance de l’époque du transit a priori est essentielle afin d’optimiser la stratégie d’observation de la mission. Malheureusement ce paramètre n’est que rarement fourni dans les publications des données de vitesses radiales. S’il est possible de remonter à cette époque de transit, obtenir l’erreur associée est bien plus ardue. À cause des corrélations entre les paramètres orbitaux, il n’est pas possible de l’estimer à partir des incertitudes qui leurs sont associées. Seul un retour aux données et une analyse bayésienne permettra d’obtenir de manière robuste l’époque de transit et l’erreur associée.

#### 5.2.5.1 Observations préliminaires avec SOPHIE

Les fenêtres de transit des planètes découvertes en vitesses radiales sont souvent mal contraintes à cause de paramètres orbitaux pas assez précis et de mesures trop anciennes. L’époque du transit  $T_0$  se calcule à partir de nombreux paramètres orbitaux (excentricité  $e$ ,  $\omega$ , époque du périastre  $T_p$  et période). Si l’un d’eux est mal contraint cela se répercutera inévitablement sur la précision de  $T_0$ . D’autre part, l’incertitude sur la période induit une dégradation avec le temps de la précision de l’époque du transit, qui pourra ainsi atteindre plusieurs jours d’ici le lancement du satellite, prévu pour 2018 (cf Fig 5.13).

Afin de répondre à ce problème, j’ai monté un programme d’observation avec SOPHIE afin de suivre certaines cibles CHEOPS dans l’hémisphère nord. L’objectif principal de ce programme est donc de procéder à des observations supplémentaires de ces cibles en amont de la mission pour mettre à jour les éphémérides afin de réduire l’incertitude sur l’époque du transit à moins d’une journée en 2018. Ces nouvelles mesures serviront également à optimiser le retour scientifique de la mission de manières différentes. Premièrement elles permettront de suivre l’évolution de l’activité des étoiles hôtes pour estimer la période d’observation la plus favorable au cours

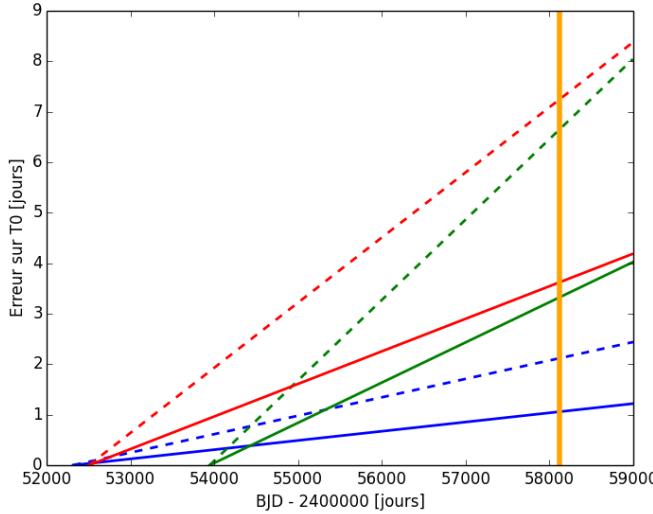


FIGURE 5.13 – Dégénérescence de l’erreur sur  $T_0$  due à l’incertitude sur la période en fonction du temps pour HD 49674 b (bleu), GL 176 b (vert) et HD 3651 c (rouge), en prenant en compte une erreur de  $1\sigma$  sur la période (ligne pleine) ou de  $2\sigma$  (tirets). Cette dégénérescence démarre dès l’époque des dernières observations et est indépendante de l’erreur initiale sur l’époque du transit.

des trois ans de la mission. D’autre part nous pourrons déterminer avec une meilleure précision l’excentricité et la masse de ces planètes donc leur densité en cas de détection de transit par CHEOPS. Enfin, ces observations nous permettront de rechercher d’éventuels compagnons additionnels dans le système ou au moins d’exclure leur présence dans un certain domaine de masse et de période. Ce dernier point est particulièrement pertinent dans la mesure où la plupart des planètes de ce type se trouvent dans des systèmes multiples.

### Les cibles

Environ 25 cibles potentielles de CHEOPS se trouvent dans l’hémisphère nord. La nouvelle précision de 2 m/s de SOPHIE nous permet à présent de suivre un nombre significatif de ces planètes de faible masse avec une précision similaire ou supérieure à HIRES (cf Section 2.4.3). J’ai sélectionné un total de dix cibles CHEOPS qui ne sont plus suivies régulièrement par HARPS ou HIRES. Sur ces dix cibles, seulement trois ont été observées au cours du semestre 2015B : Gl 176 b (Forveille et al., 2009), HD 49674 b (Butler et al., 2006) et HD 3651 c (?). Cette dernière est particulière dans la mesure où elle a été découverte à la suite d’une ré-analyse de données HIRES. En plus des objectifs précédemment mentionnés, une confirmation indépendante est indispensable, ce qui nécessite un nombre plus élevé de mesures (évalué à une cinquantaine). Les sept autres cibles sont encore en cours d’observation au moment de la rédaction de ce manuscrit. La Table 5.3 rassemble les cibles observées grâce à ce programme.

Ce programme dont je suis le PI a obtenu 5 nuits pour le semestre 2015B et 10 nuits pour le semestre 2016A. Les autres collaborateurs sont : François Bouchy, Magali Deleuil, Christophe Lovis et Olivier Demangeon. Comme tous les observateurs du programme font aussi partie du consortium RPE, des runs d’observation mixtes ont été mis en place afin de permettre d’étaler les observations. Une extension sera envisagée en fonction des contraintes obtenues avec l’ensemble

TABLE 5.3 – Cibles CHEOPS sujettes à des observations préliminaires par SOPHIE.

Cible	Période [jours]	Masse [ $M_{\oplus}$ ]	V	Type stellaire
HD 3651 c	31	28.5	5.8	K0V
HD 49674 b	4.9	36.5	8.1	G0D
Gl 176 b	8.8	8.4	9.97	M2.5V
BD-082823 b	5.6	14.265	9.86	K3V
HD 179079 b	14.5	25.4	7.95	G5IV
HD 99492 b	17	34.6	7.38	K2V
Gl 649 c	4.5	9.5	9.7	M1.5
HIP 57274 b	8.1	11	8.96	K5V
HD 190360 c	17.1	20.3	5.71	G7IV-V
HD 164595 b	40	16.1	7.1	G2V

des observations.

### Bilan des observations du semestre 2015B

Des conditions d'observations similaires au SP1 ont été retenues (réglages de l'instrument, temps de pose, conditions d'observations, réduction et sélection des données...) afin d'obtenir la meilleure précision possible avec SOPHIE. Gl 176 étant une naine M, un mode d'observation proche du SP3 a été retenu, avec un temps de pose plus long (1800 s) et l'observation du ciel sur la voie B au lieu du Thorium simultané. De même, la totalité des données obtenues a été conservée.

25 mesures ont été obtenues pour Gl 176, 15 mesures pour HD 3651 et 21 pour HD 46974. Le temps de pose total correspond à 20.25 heures, soit un peu plus de 80% du temps accordé. Cette différence peut s'expliquer par la météo ainsi que par la difficulté à planifier les observations de 3 cibles seulement sur un nombre de runs d'observation réduits. Ce faible nombre ne permet pas beaucoup de flexibilité. La majeure partie de cette différence est concentrée sur HD 3651 qui n'obtient par la moitié des mesures espérées.

#### 5.2.5.2 Calcul des éphémérides

Avec les observations ainsi obtenues, j'ai pu calculer une époque de transit de référence en début 2018 et son incertitude. J'ai procédé à deux analyses successives :

- Avec les données issues de la littérature
- Avec les données de la littérature associées aux observations SOPHIE

Pour cela j'ai utilisé le nouvel algorithme MCMC intégré à la plateforme DACE<sup>4</sup> (Data and Analyse Center for Exoplanets), développée à l'Observatoire de Genève. DACE est une base de données regroupant un grand nombre d'observations d'exoplanètes (en photométrie et en vitesses radiales) couplée à plusieurs outils d'analyse. Ce choix a été fait dans un soucis d'uniformité des outils de calcul d'éphémérides au sein du consortium CHEOPS. Afin d'obtenir l'époque de transit en 2018, la date de l'époque de référence a été réglée au 1er janvier 2018 (BJD = 58119). Des chaînes de 2 000 000 itérations ont été utilisées, sans priors contraignants mais en partant d'une position proche de la solution attendue.

La Table 5.4 regroupe le nombre d'observations pour chaque cible, l'époque de transit en 2018 et l'erreur associée pour les deux cas considérés. Dans tous les cas, l'erreur sur la période

4. <https://dace.unige.ch>

TABLE 5.4 – Éphémérides des planètes observées par SOPHIE. Les erreurs sur la périodes de 0.0000 sont en réalité inférieures à 0.0001. Ceci est dû au format de sortie des paramètres de DACE qui ne stocke pas les nombres plus petits.

Planète	Nombre d'observations	Dernière obs [BJD]	$T_0$ [BJD]	$P$ [jour]
HD 46974 c	63 (HIRES)	53753.85	$58119.14 \pm 3.1$	$4.9493 \pm 0.0002$
	+ 21 (SOPHIE)	57468.41	$58123.18 \pm 0.05$	$4.9474 \pm 0.00000$
HD 3651 b (k1)	68 (HIRES)	52608.73	$58090.41 \pm 1.85$	$62.2706 \pm 0.018$
	+ 15 (SOPHIE)	57417.30	$58089.13 \pm 0.7$	$62.2548 \pm 0.0072$
Gl 176 b	98 (HIRES et HARPS)	54545.77	$58122.54 \pm 0.34$	$8.7758 \pm 0.0006$
	+ 25 (SOPHIE)	57468.35	$58122.32 \pm 0.24$	$8.7754 \pm 0.0004$

TABLE 5.5 – Analyse des données combinées HIRES + SOPHIE pour HD 49674 b

Paramètres	HD 49674 b
$P$ [jours]	$4.9474 \pm (< 0.0001)$
$T_p$ [BJD]	$58121.86 \pm 0.24$
$e$	$0.09 \pm 0.03$
$\omega$ [deg]	$-15.16 \pm 17.9$
$K$ [m s <sup>-1</sup> ]	$13.94 \pm 0.36$
Msini [M <sub>⊕</sub> ]	$36.99 \pm 1.55$
$\sigma$ (O - C) HIRES [m s <sup>-1</sup> ]	5.84
$\sigma$ (O - C) SOPHIE [m s <sup>-1</sup> ]	3.71

et sur l'époque de transit a été grandement améliorée. L'erreur à  $1\sigma$  sur  $T_0$  est inférieure au jour, l'objectif principal du programme a donc bien été atteint. Les cas individuels sont détaillés dans les paragraphes suivants.

### HD 49674 b

HD 49674 b est un Neptune massif en orbite courte (4.94 jours) autour d'une étoile G0. La Table 5.5 regroupe les paramètres physiques et orbitaux de HD 49674 b et la Figure 5.14 montre les vitesses radiales repliées en phases pour cette planète. On peut voir que les données SOPHIE ont des résidus encore une fois plus faible que les mesures HIRES. D'autre part, les résultats de cette analyse jointe est cohérente avec les données publiées par [Butler et al. \(2006\)](#), avec une précision accrue sur l'ensemble des paramètres. La masse obtenue est légèrement supérieure à  $36.99 \pm 1.55$  M<sub>⊕</sub> contre  $32.3 \pm 2.6$  M<sub>⊕</sub> pour [Butler et al. \(2006\)](#).

La Figure 5.15 montre la distribution postérieure de l'époque de transit  $T_0$  avec et sans les données SOPHIE. Sans les données SOPHIE, ce paramètre n'est pas bien contraint avec un tel écart temporel et le modèle saute régulièrement d'une solution orbitale à l'autre à  $T_0 \pm P$ . Il s'agit d'un problème du MCMC de DACE, en cours de résolution. Cela n'est pas le cas avec les données SOPHIE, qui permettent d'obtenir le temps de transit avec une très bonne précision. Comme on peut le voir à la Figure 5.14, cela peut s'expliquer par une très bonne couverture de la phase de cette planète avec SOPHIE. Il s'agit d'un exemple typique de l'intérêt de ces observations préparatoires.

### HD 3651 b et c

HD 3651 est un système à deux planètes, avec un Saturne à 62 jours ([Wittenmyer et al.](#),

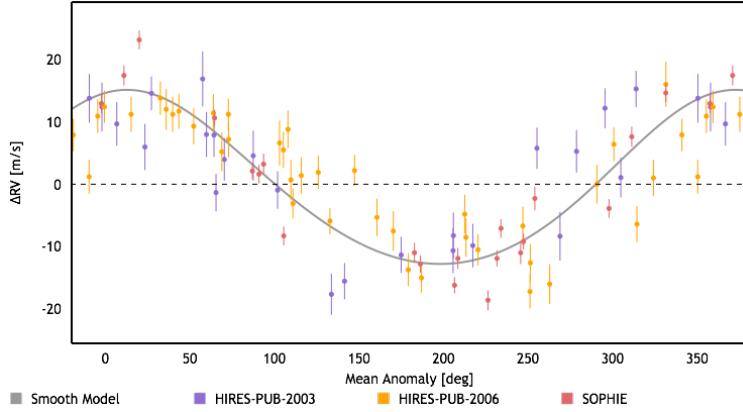
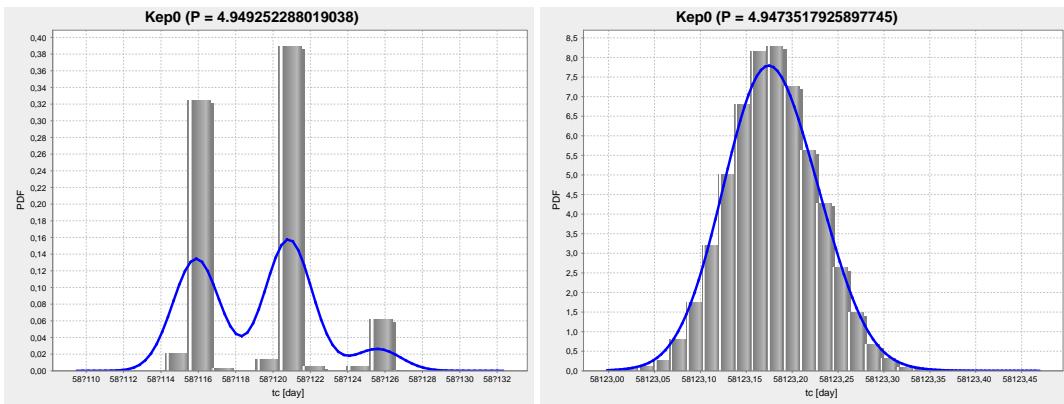


FIGURE 5.14 – Données en vitesses radiales repliées en phase de HD 49674 b.

FIGURE 5.15 – Distribution postérieure de  $T_0$  en 2018 pour HD 49674 sans les données SOPHIE (gauche) et avec (droite).

2009) et un Neptune à 30 jours (Wittenmyer et al., 2013), qui fait partie des cibles de CHEOPS. L'existence de la seconde planète a été affirmée après réanalyse des données HIRES. Si le nombre de mesures sur HD 3651 est restreint, on peut quand même regarder si elles permettent de la confirmer ou de l'infirmier. En utilisant les 68 mesures HIRES et les 15 mesures SOPHIE, on peut comparer deux modèles à 1 et 2 Képlériennes. La Table 5.6 regroupe les paramètres orbitaux et physiques correspondants et les orbites sont tracées dans la Figure 5.16.

On remarque que si HD 3651 b est bien contrainte, ce n'est pas le cas de HD 3651 c. C'est particulièrement visible sur le  $T_p$  et le  $\omega$ . Les observations SOPHIE couvrent d'ailleurs mal la phase du signal à 30 jours. Pour cette raison, l'éphéméride est très peu contrainte en 2018 et n'a pas été incluse dans la Table 5.4. Le modèle à deux Képlériennes a des résidus plus réduits, comme attendu. De plus, le Bayesian Information Criteria (BIC, voir la formule 2.7) de ce modèle est légèrement plus basse à 542.72 contre 563.81 pour le modèle à une seule Képlérienne. Cela signifie qu'avec les données en notre possession, le modèle à deux planètes est effectivement meilleur. Cependant, au vu des paramètres orbitaux, on peut douter de la stabilité du système dans cette configuration avec une planète massive très excentrique proche

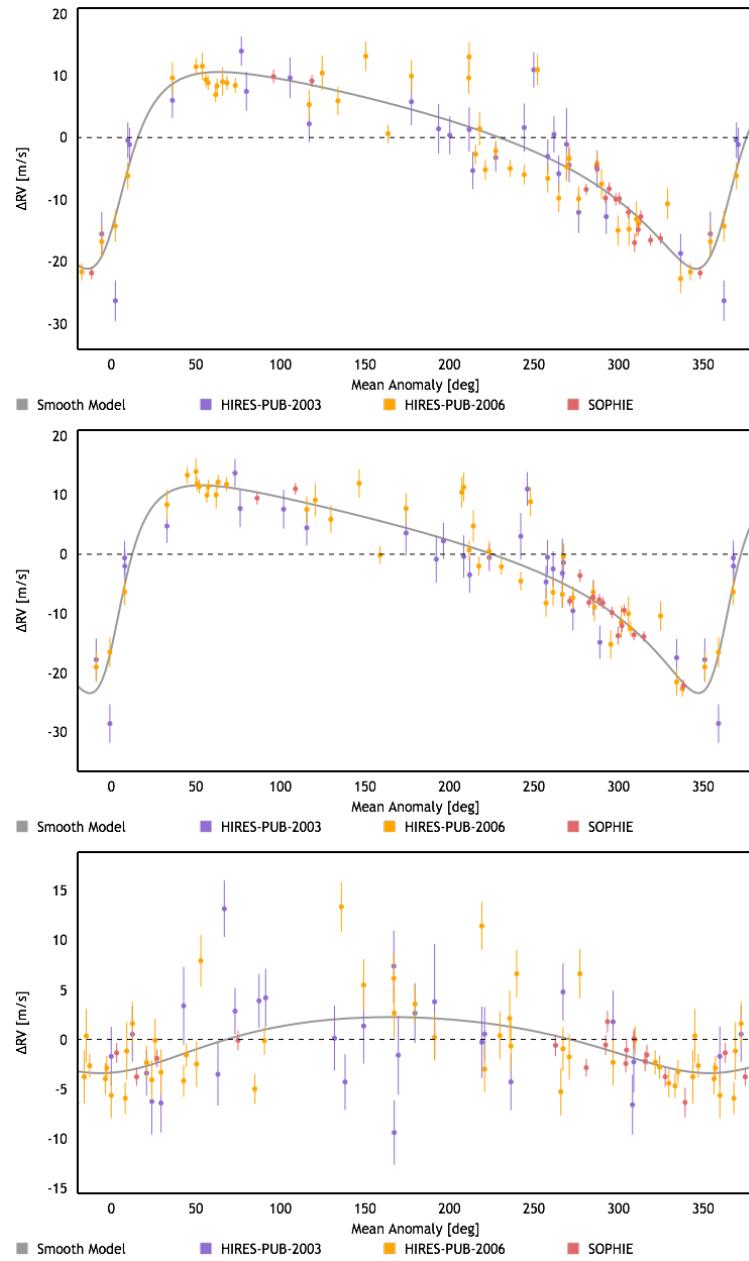


FIGURE 5.16 – Données en vitesses radiales repliées en phase de HD 3651 avec de haut en bas : l'orbite de HD 3651 b dans un modèle à 1 Képlérienne, l'orbite de HD 3651 b dans un modèle à 2 Képlériennes, l'orbite de HD 3651 c dans un modèle à 2 Képlériennes.

TABLE 5.6 – Analyse des données combinées HIRES + SOPHIE pour le système HD 3651

Paramètres	HD 3651 b	HD 3651 c
<b>1 Képlérienne</b>		
P [jours]	$62.2548 \pm 0.0072$	
$T_p$ [BJD]	$55551.7 \pm 0.44$	
$e$	$0.55 \pm 0.03$	
$\omega$ [deg]	$-127.4 \pm 2.6$	
K [ $m s^{-1}$ ]	$15.88 \pm 0.45$	
M <sub>sini</sub> [ $M_{\oplus}$ ]	$75.3 \pm 3.3$	
$\sigma$ (O - C) HIRES [ $m s^{-1}$ ]	3.98	
$\sigma$ (O - C) SOPHIE [ $m s^{-1}$ ]	1.47	
BIC	563.81	
<b>2 Képlériennes</b>		
P [days]	$62.279 \pm 0.016$	$30.45 \pm 0.01$
$T_p$ [BJD]	$55553.8 \pm 1.04$	$55517.6 \pm 8.8$
$e$	$0.59 \pm 0.03$	$0.11 \pm 0.09$
$\omega$ [deg]	$-122.94 \pm 2.7$	$10.32 \pm 200$
K [ $m s^{-1}$ ]	$17.36 \pm 0.74$	$2.98 \pm 0.49$
M <sub>sini</sub> [ $M_{\oplus}$ ]	$79.75 \pm 3.94$	$13.17 \pm 2.28$
$\sigma$ (O - C) HIRES [ $m s^{-1}$ ]	3.26	
$\sigma$ (O - C) SOPHIE [ $m s^{-1}$ ]	1.43	
BIC	542.72	

de la résonnance 2 : 1 avec une petite planète dans une orbite quasi-circulaire. C'est d'ailleurs la différence principale avec les résultats de [Wittenmyer et al. \(2013\)](#), pour qui les deux planètes étaient dans des orbites circulaires. Les données SOPHIE semblent donc tirer l'excentricité de HD 3651 b vers les hautes excentricités.

On peut se demander si ce signal n'est pas dû à de l'activité stellaire. La période de rotation calculée par les formules de [Mamajek & Hillenbrand \(2008\)](#) est de 37 jours, ce qui n'est pas très éloigné sans correspondre parfaitement. Au cours des observations SOPHIE, le niveau d'activité de l'étoile est resté à un niveau bas à  $\log R'_{HK} = -4.86$ , et aucune périodicité à 30 jours n'est détectable dans les indices d'activité. Mais le niveau d'activité de l'étoile a pu varier et ce signal est principalement causé par les données HIRES plus anciennes. Ce point n'est cependant pas évoqué dans [Wittenmyer et al. \(2009\)](#) et [Wittenmyer et al. \(2013\)](#).

Il est donc difficile de confirmer ou d'infirmer la présence de HD 3651 c grâce aux données SOPHIE, même si de sérieux doutes existent. Parallèlement aux observations SOPHIE, de très nombreuses mesures ont été obtenues avec HARPS-N. Une analyse complète de ce système pourra alors être effectuée, avec également des éphémérides encore améliorées.

### Gl 176 b

Gl 176 b ([Forveille et al., 2009](#)) est une Super-Terre en orbite autour d'une naine M. À cause de sa magnitude élevée,  $V=9.9$ , le temps de pose a été rallongé à 1800 secondes, parfois même 2700 secondes suivant la météo, et la fibre B a été utilisée pour soustraire le fond de ciel au lieu du Thorium simultané. Ce sont les conditions d'observations du SP3 (cf Section 3.1.1). Les mesures obtenues ont un SNR beaucoup plus faible que pour les autres cibles, autour de 50. Le bruit de photon est ainsi plus élevé entre  $2.5$  et  $3.5 m s^{-1}$ . Un autre problème vient du fait que la correction des constantes n'a pas été conçue pour ce type d'observations ou de type stellaire.

TABLE 5.7 – Analyse des données combinées HARPS + HIRES + SOPHIE pour Gl 176 b

Paramètres	Gl 176 b
P [jours]	$8.7754 \pm 0.0004$
$T_p$ [BJD]	$55499.2 \pm 0.53$
$e$	$0.10 \pm 0.04$
$\omega$ [deg]	$115.5 \pm 46.9$
K [ $\text{m s}^{-1}$ ]	$4.76 \pm 0.17$
Msini [ $M_\oplus$ ]	$9.48 \pm 0.73$
$\sigma$ (O - C) HIRES [ $\text{m s}^{-1}$ ]	6.07
$\sigma$ (O - C) HARPS [ $\text{m s}^{-1}$ ]	4.27
$\sigma$ (O - C) SOPHIE [ $\text{m s}^{-1}$ ]	5.91

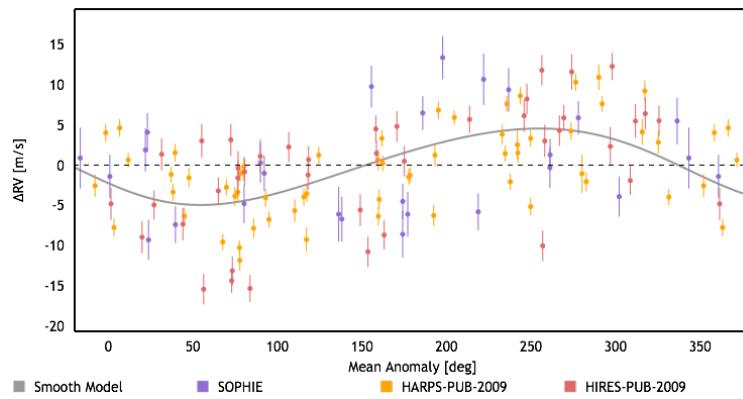


FIGURE 5.17 – Données en vitesses radiales repliées en phase de Gl 176 b.

L’expérience du SP3 montre que les naines M sont elles aussi sujettes à la dérive du point zéro de manière importante, mais avec certaines différences par rapport aux variations présentées à la Figure 2.13. Une erreur supplémentaire est ainsi introduite par cette correction.

Les paramètres de Gl 176 b issus de l’analyse des données HARPS, HIRES et SOPHIE sont regroupés dans la Table 5.7 et l’orbite est affichée sur la Figure 5.17. Comme attendu, les résidus ont une dispersion importante,  $5.91 \text{ m s}^{-1}$  pour SOPHIE. Les observations HARPS ont des résidus de dispersion plus faible ( $4.27 \text{ m s}^{-1}$ ) tandis que celle d’HIRES est légèrement plus élevée ( $6.07 \text{ m s}^{-1}$ ). Encore une fois, les paramètres orbitaux sont similaires aux valeurs publiées par Forveille et al. (2009). La précision est également améliorée et l’incertitude relative sur la masse passe ainsi de 13% à 8%.

## 5.3 Caractérisation de petites planètes déjà détectées en transit

### 5.3.1 Justification scientifique

La grande force de CHEOPS réside dans l’alliance entre sa large couverture du ciel et sa très haute précision photométrique. Cet atout inédit peut servir à améliorer les mesures de rayon de petites planètes déjà connues en transit autour d’étoiles brillantes. C’est l’objet du programme

TABLE 5.8 – Liste des cibles du programme MiniNept

Cible	Rayon [R <sub>⊕</sub> ]	Masse [M <sub>⊕</sub> ]	Profondeur du transit [ppm]	Références
55 Cnc e	2.08	8.32	410	<a href="#">Endl et al. (2012)</a> ; <a href="#">Gillon et al. (2012)</a>
HD 97658 b	2.34	7.87	935	<a href="#">Dragomir et al. (2013)</a>
GJ 3470 b	4.2	14	6000	<a href="#">Demory et al. (2013)</a>
HAT-P-26 b	6.33	18.6	4500	<a href="#">Hartman et al. (2011)</a>
HD 219134 b	1.606	4.46	385	<a href="#">Motalebi et al. (2015)</a>
HIP 116454 b	2.59	11.9	1000	<a href="#">Vanderburg et al. (2015)</a>

"MiniNept" lui aussi proposé lors du *White Call* de l'Équipe Scientifique en septembre 2015, dans la catégorie "MR.Improve" et que j'ai préparé.

L'objectif de ce programme consiste donc à mesurer à très haute précision le rayon de Néptunes et de Super-Terres déjà connus en transit qui se trouvent hors d'atteinte des autres relevés photométriques à très haute précision comme Kepler. Cela permettra également de raffiner leurs mesures de densité moyenne et apporter des contraintes plus fortes sur leurs intérieurs et leurs mécanismes de formation. Ce programme profitera également des résultats de la mission GAIA qui mesurera les rayons stellaires avec une précision accrue. Cela permettra de réduire les incertitudes sur les mesures des rayons planétaires à ~3%.

Un objectif supplémentaire porte sur 55 Cnc e. Il s'agit de la seule planète du programme avec une occultation détectée. Sa profondeur dépasse les 10 ppm et pourrait être détectée avec CHEOPS en plusieurs visites. Les transits secondaires sont utilisés pour mesurer l'albédo et la température de surface de la planète. Cela donne un première caractérisation des propriétés de l'atmosphère en posant des contraintes sur la redistribution de chaleur à la surface de la planète. 55 Cnc e a été suivi de manière indépendant par Spitzer et MOST. Le premier a pu détecter l'occultation, mais sa profondeur a semble-t-il varié significativement entre 2011 et 2013, d'un facteur 3.7 ([Demory et al., 2016](#)). Le second n'a pas détecté d'occultation mais une petite courbe de phase, qui a elle aussi varié entre 2011 et 2012 [Dragomir et al. \(2014\)](#). Des observations indépendantes de CHEOPS seront alors d'une grande utilité afin de mesurer précisément l'occultation et le cas échéant détecter ses variations.

### 5.3.2 Cibles du programme MiniNept

J'ai sélectionné les cibles parmi les planètes de faible masse ( $M_{\text{Sini}} < 45 M_{\oplus}$ ) en orbite autour d'étoiles brillantes ( $V < 12$ ) et dans le champ de visibilité de CHEOPS. Les planètes CoRoT et Kepler ont été retirées d'office car CHEOPS ne sera probablement pas capable d'améliorer les mesures obtenues par ces télescopes de haute précision, qui ont pu additionner de très nombreuses observations de transit. De même, seules ont été retenues les planètes dont l'incertitude sur le rayon est supérieure à 5%. Six cibles ont finalement été retenues : 55 Cnc e, HD 97658 b, GJ 3470 b, HAT-P-26 b, HD 219134 b et HIP 116454 b (cf Table 5.8). Cette dernière cible a été détectée en transit par K2, mais lors d'un seul passage.

Afin d'obtenir une précision de quelques pourcents sur le rayon, au moins 3 transits seront nécessaires. Cela permettra également de compenser les interruptions d'observations qui pourraient se produire durant l'entrée ou la sortie du transit. Afin de détecter l'occultation de 55 Cnc e, cette planète sera suivie sur dix orbites consécutives. Cela est possible grâce à la très courte période de cette planète (0.73 jours). En cas de détection, de nouvelles observations pourront être effectuées afin de suivre une éventuelle évolution de la profondeur du transit secondaire au

TABLE 5.9 – Contraintes attendues sur la densité avec CHEOPS.

Cible	$\Delta R/R [\%]$	$\Delta M/M [\%]$	$\Delta \rho/\rho [\%]$	$\Delta \rho/\rho [\%]$ avec CHEOPS (3% sur le rayon)
55 Cnc e	5	5	20	14
HD 97658 b	7	9	31	18
GJ 3470 b	14	12	55	21
HAT-P-26 b	9	12	40	21
HD 219134 b	5	8	24	17
HIP 116454 b	7	12	33	21

cours de la mission. Cela nécessite donc d'observer 55 Cnc e en début de mission, au moins au cours de la première année.

La Table 5.9 contient les erreurs relatives sur la masse, le rayon et la densité des cibles. La dernière colonne reporte l'erreur sur la densité qui serait obtenue grâce à CHEOPS si le satellite mesure le rayon avec une incertitude de 3%. Dans ce cas, la densité peut être contrainte à un niveau de 15-20% environ. Cela représente un gain significatif par rapport à la précision actuelle, qui peut être doublée selon les cas de figure. Cette amélioration montre tout le potentiel de CHEOPS pour la caractérisation des petites exoplanètes. On peut également remarquer que plusieurs planètes ont une incertitude sur la masse supérieure à 10% (GJ 3470 b, HAT-P-26 b et HIP 116454 b), qui pourrait être également améliorée par des mesures supplémentaires en vitesses radiales.

### Évolution du catalogue

Le catalogue actuel est très réduit. Cependant, il est voué à évoluer. Au cours de la mission, ce catalogue sera alimenté par les détections du programme RVPLANETS. Ces observations supplémentaires permettront d'obtenir une précision accrue et une caractérisation complète du transit. Il est également possible que de nouvelles découvertes de transits avant le lancement de CHEOPS nécessitent une caractérisation approfondie. Les principaux pourvoyeurs de transits sont cependant déjà inclus dans d'autres programmes ayant le même objectif, en utilisant des données simulées. Ces principales sources sont :

- NGTS (Next Generation Transit Survey, [Chazelas et al. 2012](#); [Wheatley 2013](#)), qui vise à détecter plusieurs dizaines de Neptunes et Super-Terres en transit autour d'étoiles brillante ( $V < 13$ ).
- TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite), qui devrait découvrir plusieurs centaines de planètes en transit autour d'étoiles brillantes observables par CHEOPS, mais dont la stabilité photométrique est nettement inférieure à celle de CHEOPS.
- K2, dans le cas de planètes dont le transit n'a été observé qu'une à deux fois seulement.

Dans sa version actuelle, ce programme nécessite 12 jours d'observation soit 174 orbites de CHEOPS.

## 5.4 Contamination des champs de vue de CHEOPS

Une des limitations à la précision de CHEOPS sera la contamination due aux autres étoiles du champ. Elle peut se faire de deux manières différentes :

- De manière directe, par superposition des PSF. Cette contamination peut être d'autant plus gênante que les PSF de CHEOPS sont étendues (environ 30 secondes d'arc de diamètre).

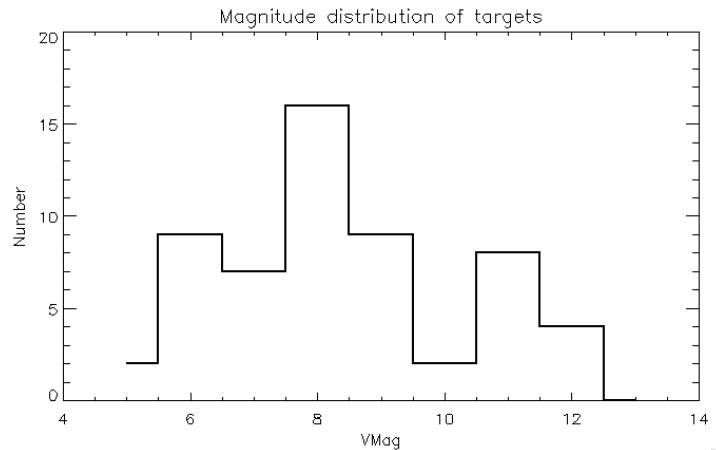


FIGURE 5.18 – Distribution en magnitude de l'échantillon

- Par l'effet de smearing, causé par le mécanisme de lecture du CCD, qui entraîne une contamination sur les colonnes du détecteur.

La contamination peut avoir des effets néfastes, en diluant la profondeur du transit, qui fausse la mesure du rayon, et en augmentant le bruit de photon, ce qui dégrade la précision de la mesure. La contamination due aux objets variables (comme les étoiles binaires) peut également introduire des faux positifs.

Une connaissance de l'environnement immédiat des cibles CHEOPS est donc importante afin de pouvoir évaluer par la suite l'impact de la contamination et les meilleures méthodes de correction. Si cet impact est significatif, alors le niveau de contamination pourra également être pris en compte dans le choix des cibles. J'ai donc dans un premier temps conduit une étude statistique des sources de contamination dans un échantillon de cibles potentielles de CHEOPS, puis ensuite établi des champs de vue typique qui sont maintenant utilisés par le simulateur d'images de CHEOPS, CHEOPSim.

### Le champ de vue de CHEOPS

Le champ de vue de CHEOPS est un carré de 17 minutes d'arc de côté centré sur la cible. Cependant, par soucis d'économie de bande passante, l'intégralité du champ n'est pas transmise au sol à chaque pose. Seule la région centrale de 200\*200 arcsec l'est.

#### 5.4.1 Approche statistique

##### 5.4.1.1 Sélection des cibles

Les cibles CHEOPS potentielles pour cette étude ont été sélectionnées sur des critères simples. J'ai sélectionné toutes les planètes de masse inférieure à  $30M_{\oplus}$  dans le catalogue exoplanet.eu (en novembre 2013), dont les magnitudes sont comprises entre 6 et 13 (Figure 5.18). Cet échantillon contient des exoplanètes détectées indifféremment en vitesses radiales et en transit, pour un total de 59 cibles soit 31 Neptunes entre 10 et  $30 M_{\oplus}$  et 28 Super-Terres de masse inférieure à  $10M_{\oplus}$ .

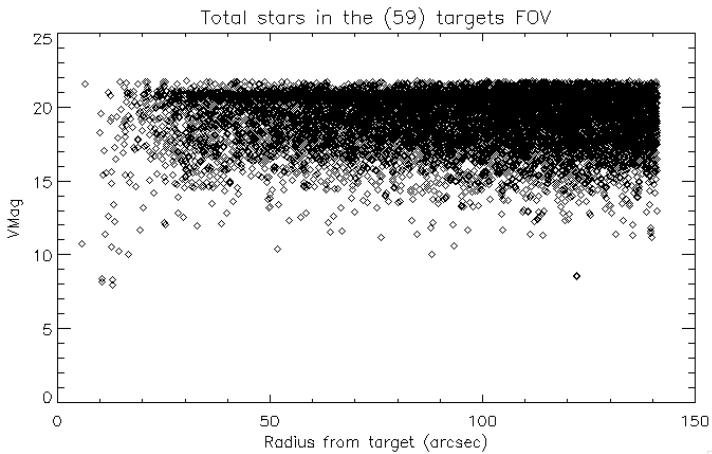


FIGURE 5.19 – Ensemble des 10304 étoiles des 59 champs considérés. Les cibles elles mêmes ne sont pas incluses

#### 5.4.1.2 Échantillon et corrections

Les étoiles du champ de vue (FOV, Field of View) de CHEOPS ont été identifiées grâce au Guide Star Catalog (v.2.3.2) présent dans VizieR<sup>5</sup>. Le FOV considéré est ici uniquement l'imagette centrale de 200 par 200 arcsec de côté, qui sera téléchargée. Cependant, pour prendre en compte la rotation du champ, un cercle de 140 arcsec de rayon a été préféré, centré sur la cible.

Les résultats ont été croisés avec le catalogue Tycho-2 pour les étoiles du champ les plus brillantes. De même, les images infrarouges ou optiques du relevé DSS ont elles aussi été consultées. Après ces étapes de vérification, il apparaît que le GSC est compatible avec Tycho et DSS pour les étoiles brillantes, tout en ayant une magnitude limite de  $V \sim 22$ .

Avant de démarrer l'analyse, il est cependant nécessaire de considérer les points suivants :

1. Il y a un nombre significatif d'étoiles listées deux fois ou plus (jusqu'à six) dans le GSC, surtout pour les étoiles brillantes et en particulier la cible elle-même. Cela peut avoir un impact très important sur les propriétés des champs car ces étoiles brillantes sont également les moins nombreuses. J'ai donc créé un algorithme pour éliminer automatiquement ces doublons et vérifié visuellement les résultats. Il est cependant possible que quelques doublons m'aient échappé, mais leur nombre devrait être très réduit et leur impact faible. Cela implique que le nombre et la fréquence des étoiles est sans doute une limite supérieure.
2. Les étoiles répertoriées dans le GSC ne possèdent pas toutes des magnitudes dans les mêmes bandes. La couleur de chaque étoile individuelle étant inconnue, je me suis basé sur les couleurs moyennes de l'échantillon pour reconstruire les magnitudes manquantes comme expliqué dans le paragraphe suivant.
3. La PSF de la cible est large et peut masquer un certain nombre d'étoiles moins brillantes, qui sont d'autant plus importantes qu'elles contamineraient directement la PSF de CHEOPS. Cet effet est évalué et partiellement corrigé (voir le paragraphe "Correction du biais de la PSF").

5. <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

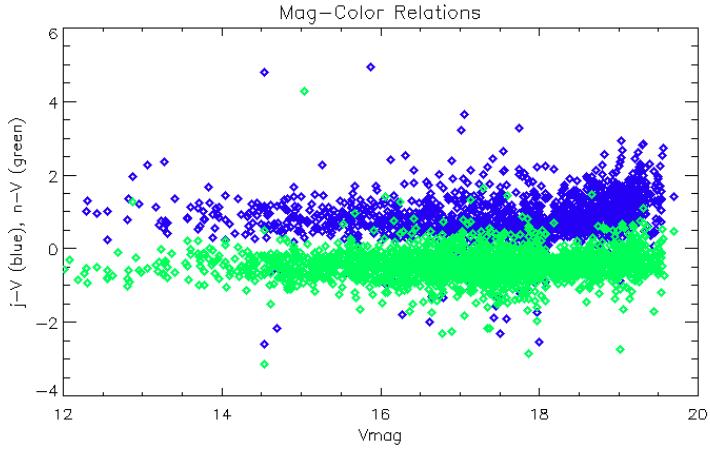


FIGURE 5.20 – Relations couleur-magnitude : j-V (losanges bleus) et n-V (losanges verts)

Après ces corrections, l'échantillon totalise 10304 étoiles dans un rayon de 140 secondes d'arc, réparties dans les champs des 59 cibles potentielles de CHEOPS (cf Figure 5.19).

#### Reconstruction de la magnitude

Il est nécessaire d'obtenir une information homogène au moins dans une même bande de magnitude (V). Il est donc nécessaire d'extrapoler les magnitudes V pour les étoiles n'ayant pas cette information. Pour ce faire, j'ai estimé les couleurs médianes de l'échantillon ( $(F - V)$ ,  $(B - V)$ ,  $(j - V)$ ,  $(n - V)$ ). En fonction de la magnitude X disponible pour une étoile la magnitude V peut alors être reconstruite :

$$V_{star} \approx X_{star} - (\overline{X - V}) \quad (5.5)$$

Comme le montre la Figure 5.20, cette extrapolation n'est pas très bonne car la dispersion des couleurs de l'échantillon est élevée ( $\sigma > 0.4$ ). Cependant, comme il s'agit d'une approche statistique et que des bins de 1.0 en magnitude seront utilisés, l'impact devrait être faible.

On note qu'une relation de "couleur médiane" établie à partir de 3 bandes au lieu de 2 n'améliore pas le résultat et conduit à une dispersion encore plus élevée.

#### Correction du biais de la PSF

La chute du nombre d'étoiles à faible distance est causée par deux phénomènes :

- la décroissance de l'aire de la zone considérée (effet mathématique)
- le masquage par la PSF de la cible (effet observationnel).

Afin de différencier ces deux phénomènes pour estimer et corriger le biais de la PSF, la densité stellaire a été considérée (cf Figure 5.21). La densité stellaire est normalement constante si les propriétés du champ restent identiques. La baisse observée dans la Figure 5.21 est elle due au biais induit par la PSF. Comme attendu, cet effet est plus prononcé pour les étoiles moins lumineuses, tandis que les étoiles entre  $14 < V < 16$  ne semblent pas affectées.

On note que pour les étoiles de magnitude inférieure à  $V = 14$ , les histogrammes de densité semblent n'avoir aucun sens. C'est important car cela montre que le nombre de ces étoiles est trop faible pour obtenir une information robuste en distance. Malgré cela, leur nombre sur l'ensemble du FOV reste suffisamment élevé pour obtenir une première information statistique.

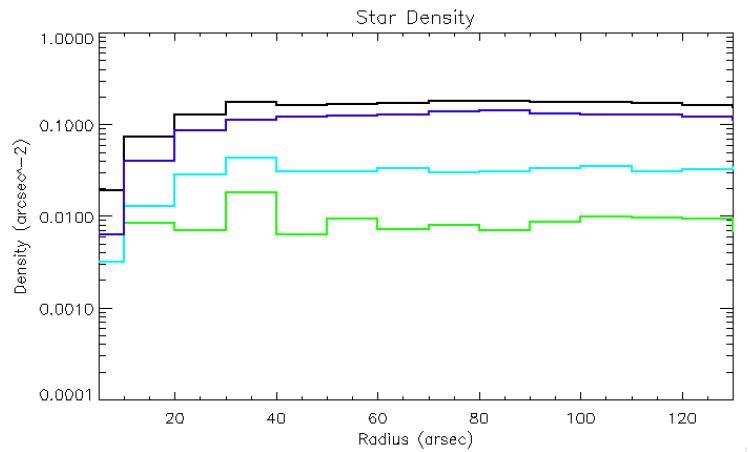


FIGURE 5.21 – Densité stellaire en fonction de la distance dans le champ de vue moyen, avec des bins de 10 arcsec en rayon. Les différents histogrammes correspondent aux magnitudes des étoiles :  $14 < V < 16$  (vert),  $16 < V < 18$  (cyan),  $18 < V$  (bleu), total (noir).

Il apparaît donc que seules les étoiles de magnitude inférieure à 16 ont besoin d'être corrigées. J'ai donc estimé les densités moyennes pour les différentes magnitudes à des distances supérieures à 40 arcsec pour évaluer le nombre d'étoiles manquantes masquées par la PSF. Ce nombre peut être ensuite pris en compte pour le reste de l'analyse, bien que cela n'affecte pas les résultats et les conclusions de cette étude.

#### 5.4.1.3 Analyse statistique

Le nombre moyen d'étoiles dans le FOV est de 175, mais avec une dispersion importante ( $\sigma_{stars} = 121$ ) et des cas extrêmes allant de 38 à 741. La distribution en magnitude de ces étoiles est tracée sur la Figure 5.22, panneau de gauche. Cette Figure montre deux éléments intéressants :

- Comme attendu, le nombre d'étoiles cumulées à une magnitude est environ moitié moindre que pour la magnitude suivante.
- Il n'y a que très peu d'étoiles brillantes dans le FOV autre que la cible elle-même. Il n'y a qu'un seul objet plus brillant que  $V=12$  (avec  $V=7.98$ )

Le facteur de contamination pour une étoile sera d'autant plus grand que sa magnitude sera élevée. Il est par conséquent important de prendre en compte la magnitude de la cible. Sur la Figure 5.22, panneau de droite, est tracée la différence de magnitude  $\Delta V = V_{star} - V_{target}$  entre les étoiles et la cible dans le FOV moyen. Cette Figure confirme que l'on peut s'attendre à un faible nombre de contaminants potentiels de magnitude identique ou inférieure à la cible. Cette probabilité s'élève à 11% sur l'ensemble du champ.

Il est également important d'étudier la distribution en distance des étoiles dans le FOV typique afin d'évaluer la probabilité de contamination directe (cf Figure 5.23). La PSF de CHEOPS a une largeur de 30 secondes d'arc. On peut voir que si des étoiles peu lumineuses contaminent la PSF, les étoiles brillantes auront une faible probabilité d'être dans ce cas de figure, d'environ 10% pour  $V < 12$ . Cette estimation n'est cependant que peu robuste à cause du faible nombre d'étoiles brillantes, comme vu précédemment.

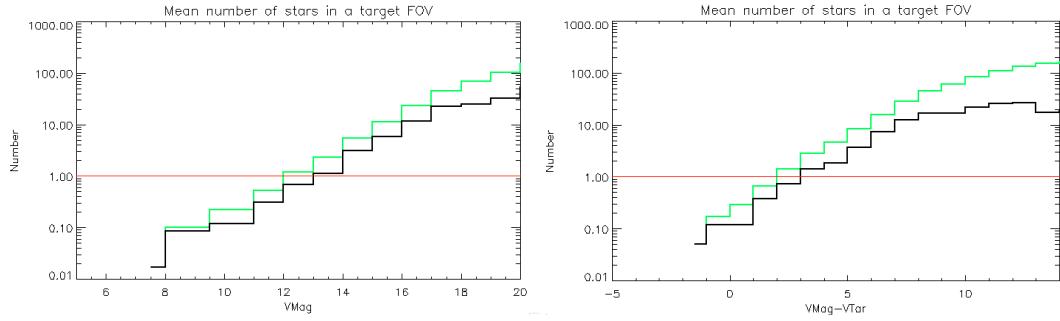


FIGURE 5.22 – Distribution moyenne des étoiles dans les FOVs, en magnitude (*gauche*) et en écart de magnitude avec la cible (*droite*) avec des bins de 1.0 en magnitude. La distribution de l'histogramme noir au delà de 1.0 (ligne rouge) peut être interprétée comme le nombre moyen d'étoiles dans un FOV typique, tandis qu'au dessous il s'agit de la probabilité de présence d'une étoile de magnitude donnée dans le FOV typique. L'histogramme vert représente la distribution cumulée.

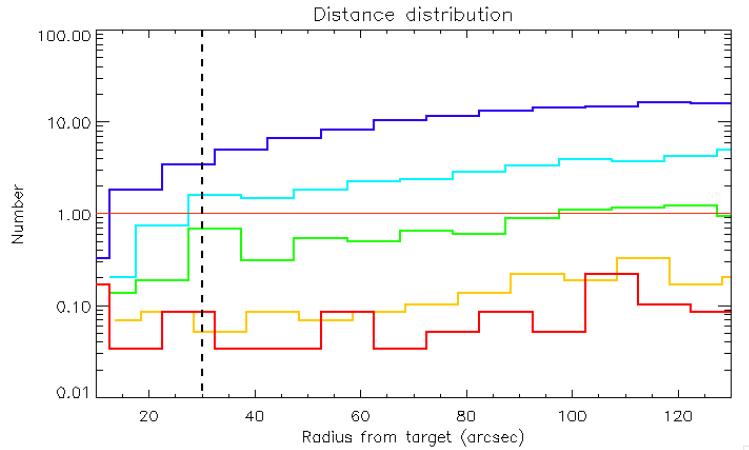


FIGURE 5.23 – Distribution en distance des étoiles dans le FOV moyen, avec des bins de 5.0 arcsec en rayon. Les différents histogrammes correspondent aux magnitudes des étoiles :  $V < 12$  (rouge),  $12 < V < 14$  (jaune),  $14 < V < 16$  (vert),  $16 < V < 18$  (cyan),  $18 < V$  (bleu). La ligne verticale en tirets représente la limite en dessous de laquelle la contamination directe se produit (30 arcsec).

### Dans et hors du plan galactique

Les cibles sont situées dans des parties très différentes de la Galaxie, certaines dans des régions avec un faible nombre d'étoiles et d'autre dans le plan galactique. Il est par conséquent intéressant d'étudier séparément ces deux populations afin d'identifier leurs différences. En traçant le nombre d'étoiles dans le champ en fonction de la latitude galactique  $b$  (cf Figure 5.24) on peut isoler trois populations différentes :

1. Proche du plan galactique ( $b \in [-20, 20]$ ), le nombre moyen d'étoiles diminue progressivement à mesure que  $b$  augmente, passant de  $\sim 400$  à  $\sim 100$  (moyenne à 200 sur 25 cibles).
2. En dehors du plan galactique ( $|b| > 20$ ), le nombre d'étoiles reste bas et constant (105 en moyenne sur 29 cibles)

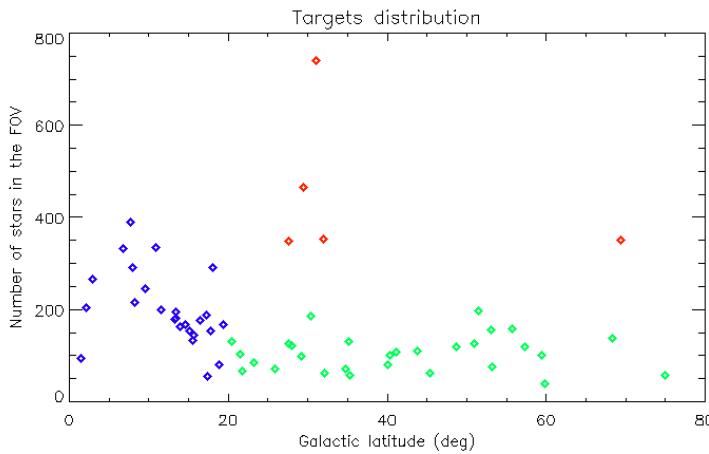


FIGURE 5.24 – Distribution des champs par rapport au plan galactique. Les losanges bleus sont considérés comme proche du plan galactique (population 1), les verts en dehors (population 2) et les rouge à de probables amas stellaires (population 3).

3. Quelques cibles (5) en dehors du plan galactique possèdent un nombre extrêmement élevé d'étoiles, de 451 à 765). Ces nombres peuvent s'expliquer par la présence d'amas stellaires.

Les différences entre ces populations sont significatives, comme on peut le voir dans la Figure 5.25 :

- proche du plan galactique, le nombre d'étoiles est supérieur d'un facteur 2 à 10 pour  $V < 18$  (l'inversion entre les courbes bleues et vertes à  $V < 11$  n'est probablement pas significative).
- Pour  $18 < V < 21$ , le nombre d'étoiles à l'intérieur du plan galactique est constant tandis qu'il continue à croître en dehors, ce qui mène à un nombre important d'étoiles de magnitudes  $V > 20$  en dehors du plan. Ce phénomène peut s'expliquer par un effet de surpopulation et de saturation dans le catalogue, qui serait alors moins complet proche du plan galactique.
- Les nombres très élevés d'étoiles dans la troisième population (courbe rouge) est due à des étoiles de magnitude élevée, tandis que pour les magnitudes faibles la distribution est similaire à la population 2.

Encore une fois on peut se pencher sur la distribution en  $\Delta V$  au lieu de la magnitude  $V$  pour prendre en compte la luminosité de la cible. Cette approche confirme les observations précédentes avec les mêmes particularités encore plus prononcées.

#### 5.4.1.4 Conclusion

Avec cette analyse, on peut voir que la contamination d'étoiles brillantes dans un champ de vue typique de CHEOPS devrait être faible. Il n'y a en effet qu'une probabilité d'environ 11% d'observer une étoile au moins aussi brillante que la cible à moins de 140 arcsec. Cependant, le faible nombre d'étoiles brillantes ne permet pas d'évaluer leur distribution en distance et la probabilité d'une contamination directe de la PSF. Si les différentes population d'étoiles dans et hors du plan galactique présentent des singularités, ces différences sont encore une fois non significative pour les étoiles brillantes. La densité stellaire est nettement plus importante pour les étoiles peu lumineuses, allant de 10 étoiles/FOV pour  $V \sim 15$  jusqu'à 140 étoiles/FOV pour

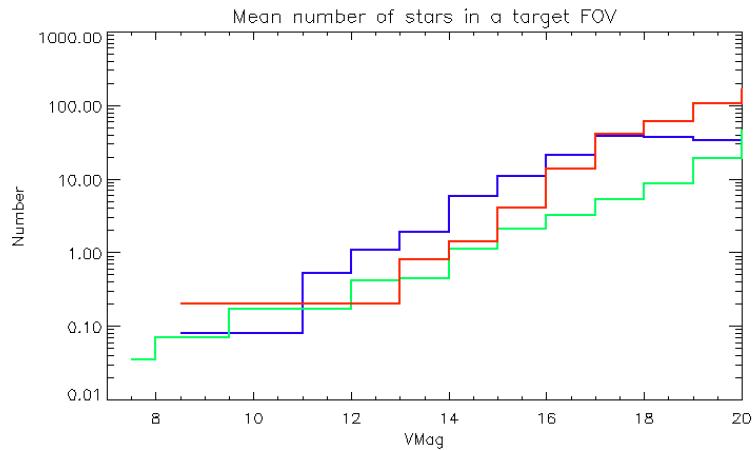


FIGURE 5.25 – Distribution en magnitude pour les 3 populations : proche du plan galactique (bleu), hors du plan galactique (vert) et probable amas stellaires (rouge).

$V > 18$ , qui ne représentent cependant que 10% du flux total de fond. Il sera par contre capital de corriger la profondeur du transit des facteurs de contaminations induits.

La contamination attendue sera donc en moyenne faible et ne nécessitera pas d'observation en amont des cibles pour évaluer la magnitude et la position des objets. L'utilisation de techniques de correction avec éventuellement les catalogues existants sera suffisant.

#### 5.4.2 Champs de vue de référence

Sur cette base, j'ai ensuite pu sélectionner certaines cibles correspondant à des niveaux de contamination de référence.

##### Catalogue

Ces listes ont cette fois-ci été établies sur la base du catalogue USNO-B1. Ce catalogue fournit les magnitudes dans les bandes R, B et I et est complet jusqu'à la 21ème magnitude (bande V), bien que toutes les bandes ne sont pas systématiquement disponibles simultanément. Le catalogue USNO-B1 a été préféré au GSC car il est plus complet dans le recensement des champs extrêmement surpeuplés et de manière générale il est plus profond. D'autre part, il ne possède pas de doublons d'étoiles brillantes comme le GSC. Il a également été préféré à 2mass à cause de sa plus grande limite en magnitude.

##### Champs de vue de CHEOPS

Les champs considérés sont des cercles de 730 arcsec de rayon, légèrement plus grands que le FOV de CHEOPS. Cela permet de prendre en compte la rotation du champ et les éventuelles erreurs de pointage. Ils sont également centrés à 15 arcmin de la cible, afin d'éviter de rater les étoiles centrales masquées par la PSF de la cible (cf Figure 5.26). À cette distance, les propriétés du champ restent cependant identiques.

##### Valeurs manquantes

Les bandes B, R et I ne sont pas systématiquement renseignées pour toutes les étoiles. Il y a

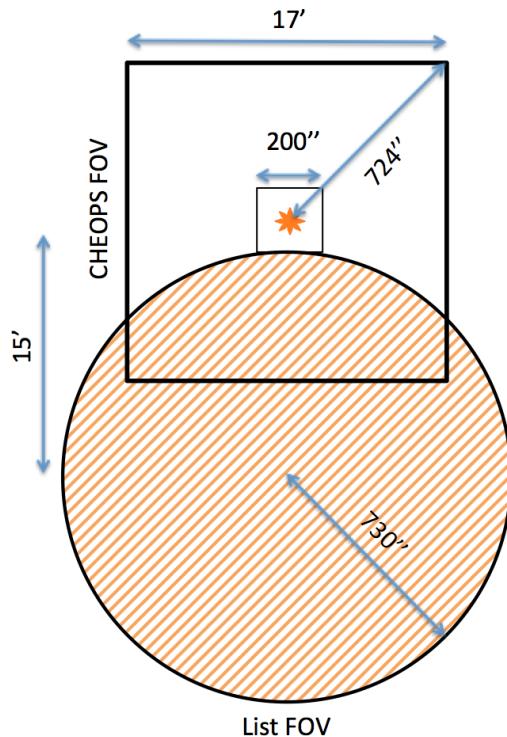


FIGURE 5.26 – Construction des champs de vue de référence. Les carrés concentriques sont le champs de vue de CHEOPS (carré extérieur), et l’imagette (carré intérieur) avec au centre la cible (étoile orange). Le cercle en orange hachuré correspond à la zone prise en compte pour la construction des listes de référence.

entre 25 et 30% de valeurs manquantes dans la bande I, ~10% dans la bande B et ~5% dans la bande R. Cela est heureux car cette bande R est la plus pertinente pour CHEOPS (voir Figure 5.2). Cette fois ci, les valeurs manquantes ne sont pas extrapolées pour éviter d’introduire des biais dans ces champs de référence. Mais la faible proportion de valeurs manquante ne devrait pas avoir d’impact trop important. De plus, chaque étoile possède soit une information dans la bande R, soit une dans la bande B. Enfin, ces trous ne sont pas dépendants de la magnitude.

D’autre part, de nombreuses valeurs aberrantes peuvent être repérées dans le cas de contamination extrême, avec des valeurs anormalement élevées jusqu’à la magnitude 80. Une coupure a donc été faite à la magnitude 22. La liste est alors moins complète dans la bande R avec 15% de valeurs manquantes.

### Champs de référence

La table 5.10 regroupe les champs de références considérés. Le nombre d’étoile dans chaque champ varie de 979 (contamination faible) à 29169 (contamination extrême). Comme on peut le voir dans la Figure 5.27, les étoiles de magnitude inférieure à 16-17 représentent 90% du flux.

Ces listes d’étoiles ont été diffusées dans le consortium CHEOPS et sont maintenant intégrées au simulateur de données CHEOPS, CHEOPSim, pour pouvoir sélectionner un niveau de

Étoile	Vmag	Long. galactique	Lat. galactique	Nstar	Contamination
HAT-P-26	11.76	346.5135	+59.8731	979	Basse
BD-082823	9.86	248.4966	+34.7560	1673	Moyenne
HD40307	7.1	186.4361	-00.4781	1785	Moyenne
HAT-P-23	11.94	058.9363	-11.8342	6040	Élevée
HD154088	6.58	355.2373	+07.6735	29169	Extrême

TABLE 5.10 – Cibles utilisées pour les champs de références et niveaux de contamination associés. Nstar est le nombre d'étoiles dans le champ.

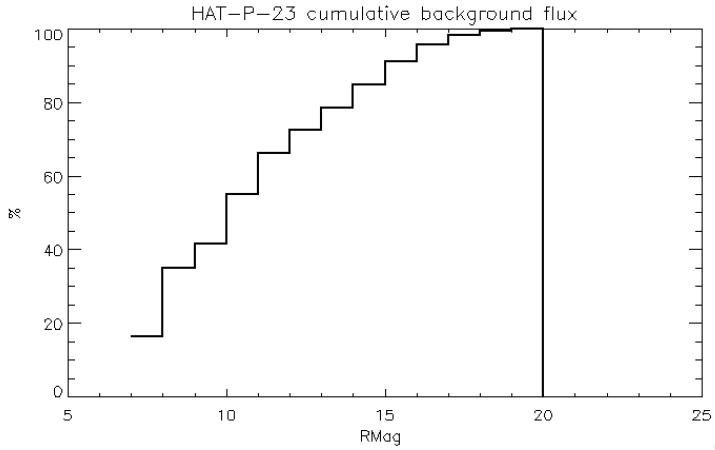


FIGURE 5.27 – Flux cumulatif normé des étoiles de fond en fonction de la magnitude pour HAT-P-23 (cas de référence de contamination élevée).

contamination dans une simulation. Cette étape est nécessaire afin de pouvoir produire des jeux de données synthétiques permettant d'évaluer précisément l'impact de la contamination et les techniques de correction. Cela est devenu récemment possible grâce à l'avancée du pipeline et à la mise à jour du modèle radiométrique de CHEOPS.

### Impact de la contamination statique : étude d'un cas très conservateur

Sans utiliser CHEOPSim, il est déjà possible d'évaluer l'impact de la contamination statique. On peut considérer un scénario extrêmement conservateur : un smearing important et non corrigé à un niveau de 1% et une contamination directe sans prendre en compte la forme précise de la PSF (c'est à dire en considérant des disques homogènes de 30 secondes d'arc de diamètre). En utilisant les champs de références décrits plus haut, j'ai calculé l'augmentation du bruit de photon et le facteur de dilution de la profondeur du transit pour deux cibles de magnitudes R=9 et R=12<sup>6</sup>. Les valeurs obtenues sont compilées dans la Table 5.11.

Dans l'ensemble des cas de figure, le smearing représente environ 33% du flux total de contamination. Il faut préciser qu'il s'agit d'un cas extrême, car le smearing de période 100 minutes pourra être filtré de manière efficace. Toujours est-il que dans ces conditions, l'impact, tant au niveau de l'augmentation du bruit de photons que du facteur de dilution, est quasi-négligeable pour une cible de magnitude R=9. Seule une étoile de magnitude élevée (R=12) avec un ni-

6. J'ai utilisé la bande R en car c'est la plus représentative de la bande passante de CHEOPS

Contamination	Faible	Moyenne	Élevée	Extrême
R=9	< 0.1% — ~1.0	0.1% — ~1.0	0.4% — 0.99	2% — 0.96
R=12	0.3% — 0.99	0.3% — 0.99	5.9% — 0.89	28% — 0.61

TABLE 5.11 – Augmentation du bruit de photon (premier chiffre) et facteur de dilution (second chiffre, sans unité) dus à la contamination statique. Le cas présenté est extrêmement conservateur (voir texte).

veau de contamination élevé à extrême pourrait être affectée. Dans ce genre de situation, des simulations réalistes avec CHEOPSim seront nécessaires.

La contamination statique n'aura donc qu'un impact négligeable dans la grande majorité des cas. Il sera cependant indispensable de quantifier précisément cet impact avec CHEOPSim. La question de la contamination dynamique, via des binaires à éclipses, reste cependant ouverte et devra elle-aussi être traitée avec CHEOPSim.



# Perspectives et conclusions

En démarrant cette thèse, j'imaginais assez naïvement que mon travail serait en quelque sorte définitif, avec une conclusion centrée sur des résultats passés et achevés. J'ai compris au fil de la rédaction que cette conclusion sera en réalité très intimement liée aux perspectives à venir. C'est même l'ensemble de mon travail qui est tourné vers le futur, avec bien sûr la préparation de la mission CHEOPS, mais pas exclusivement. Sur les trois axes principaux de ma thèse, la haute précision avec SOPHIE, CHEOPS et les propriétés statistiques des exo-Neptunes, les implications de mes résultats sont pour moi souvent aussi importants que ces résultats en tant que tels. Ils permettent en effet de mettre en évidence à la fois les difficultés et les limitations actuelles de l'étude des planètes de faible masse, mais aussi le potentiel de la prochaine génération d'instruments et des années à venir.

## **La haute précision avec SOPHIE — Chapitres 2 et 3**

La vélocimétrie Doppler, bien que complètement dépassée en nombre de détections par la photométrie de transit, reste un outil essentiel pour la détection et la caractérisation des planètes extrasolaires. La volonté actuelle de se recentrer sur la recherche de planètes en transit autour d'étoiles brillantes en témoigne. La détection de planètes de faible masse reste cependant très délicate et nécessite deux éléments essentiels. Le premier est une grande quantité d'observations, souvent plus de 100 mesures, ou plusieurs dizaines d'heures de temps de pose cumulé pour une seule étoile. Un tel effort observationnel ne peut être possible que grâce à des télescopes dédiés. Le second est un spectrographe très stable. Sur ce dernier point, mon travail concernant la compréhension, l'interprétation et la correction des variations thermiques et des systématiques instrumentales de SOPHIE a permis au spectrographe d'atteindre une précision de  $2 \text{ m s}^{-1}$  sur toutes les échelles de temps. Ce niveau de stabilité, couplé à des outils que j'ai développés pour le contrôle de la qualité des données à un diagnostic d'activité stellaire, nous permet à présent d'exploiter les données à haute précisions obtenues depuis 2011 dans le cadre du programme de Recherche de Super-Terres et de Neptunes dans l'hémisphère nord avec SOPHIE.

J'ai donc participé à l'élaboration des stratégies observationnelles, aux observations et à l'analyse des données de ce programme. Environ 3200 mesures ont été obtenues en 5 ans d'observations, sur 121 des 190 cibles du catalogue. Sur les 43 étoiles à plus de 30 mesures, j'ai identifié 14 signaux potentiellement d'origine planétaire dans 10 systèmes différents. La moitié de ces signaux correspondent à des Super-Terres. En plus de ces candidats, mon travail a mené à la détection du premier exo-Neptune par SOPHIE en orbite de 40 jours autour de l'analogie solaire HD 164595 [Courcol et al. \(2015\)](#). Il s'agit du signal planétaire le plus faible jamais découvert avec ce spectrographe. Une dizaine de candidats supplémentaires sont toujours suivis et devraient donner lieu à des détections supplémentaires au cours des prochains semestres.

Grâce à un nouvel algorithme robuste et très rapide que j'ai développé, j'ai calculé les limites de détections de l'ensemble des cibles et établi la complétude de l'échantillon. Après 5 ans d'ob-

servations et plus de 3000 mesures, le domaine des Neptunes à courte et moyennes périodes<sup>7</sup> n'a été sondé que pour 10% de l'échantillon. Afin de maximiser les détections, un changement de stratégie est nécessaire afin d'arriver à un bilan définitif du programme à l'horizon 2020. On passera ainsi d'un régime exploratoire où un maximum d'étoiles ont été observées à une observation très régulière des cibles non actives dans le but d'atteindre au moins 50 mesures par étoile et plus de 100 mesures sur les meilleurs candidats. On peut donc s'attendre à la détection d'une quinzaine de nouvelles Super-Terres et Neptunes d'ici 2020 dans l'échantillon.

À l'horizon 2020, après la mise en service de la prochaine génération de spectrographes et le lancement de missions spatiales telles que TESS ou CHEOPS, il sera probablement judicieux de repenser le programme à haute précision de SOPHIE. Deux possibilités intéressantes sont envisageables : l'exploration à haute précision des longues périodes orbitales et l'étude des naines K.

Dans tous les cas, les programmes à haute précision en vitesses radiales avec SOPHIE vont bénéficier de multiples améliorations de l'instrument, en cours ou à venir. Au niveau matériel, la nouvelle régulation thermique a permis de réduire drastiquement la dérive nocturne de l'instrument, tandis que l'installation d'un étalon Fabry-Pérot améliorera la calibration. En plus de cela, du point de vue logiciel, la nouvelle DRS et la correction des systématiques instrumentales par les processus gaussiens permettront d'atteindre une précision proche du bruit de photon, à 1.5 m/s voire 1 m/s pour les cibles les plus brillantes.

### **Les propriétés statistiques des exoplanètes de faible masse — Chapitre 4**

Le nombre de petites planètes découvertes a explosé entre 2013 et 2016. Cela rend possible les études statistiques de leurs propriétés, qui sont d'autant plus indispensable qu'individuellement ces objets sont très difficiles à caractériser et à catégoriser, alors même qu'ils témoignent d'une diversité extraordinaire. Malgré plus de 2200 petites exoplanètes connues, seule une quarantaine ont une masse et un rayon mesuré avec une précision meilleure que 20%. De plus, les définitions actuelles des différentes populations de la transition gazeuse/tellurique (Super-Terres, Neptunes, Mini-Neptunes, Méga-Terres, mondes océans...) ne sont ni précises, ni standard, quand bien même ces différentes natures ont des conséquences directes sur l'habitabilité de ces planètes. Dégager des propriétés et des différences statistiques d'ensemble peut donc être un moyen de résoudre ce problème et de mieux comprendre les processus de formation et d'évolution des planètes de faible masse.

J'ai ainsi mené une étude du plan masse minimale / métallicité des étoiles hôtes des planètes de masse inférieure à  $40 M_{\oplus}$  ([Courcol et al., 2016](#)). Dans un échantillon de 157 objets, j'ai ainsi mis en évidence l'existence d'une maximale qui augmente avec la métallicité, créant un désert de planètes de masses élevées autour d'étoiles sous-métalliques. Cette masse maximale, faiblement correlée avec la période orbitale, est compatible avec la théorie de core-accretion, et implique que ces objets sont formés *in situ*. Une autre possibilité serait que les exo-Neptunes existent bel et bien autour des étoiles sous-métalliques, mais à plus longue période que ce qui est actuellement sondé par les relevés en vitesses radiales. Un mécanisme de migration planétaire plus efficace à haute métallicité pourrait expliquer que l'on retrouve ces planètes à plus courte période autour des étoiles plus métalliques ([Adibekyan et al., 2013](#)). Une conséquence importante de ce résultat est qu'au moins à l'ordre zéro, la fréquence des exo-Neptunes est corrélée avec la métallicité. Ce phénomène était déjà connu pour les planètes géantes et confirme plusieurs récentes études menées sur l'échantillon des planètes Kepler ([Buchhave et al., 2014](#); [Dawson et al., 2015](#); [Wang & Fischer, 2015](#)). Il n'est par contre pas possible de déceler un telle corrélation dans notre échantillon de Super-Terres.

---

7. jusqu'à 50 jours environ

Il faut cependant préciser que ces propriétés sont encore difficile à déceler compte tenu du nombre encore faible de petites planètes pour lesquelles la masse a été mesurée avec précision. Il est donc impératif de poursuivre les efforts de recherche de planètes de faible masse en vitesses radiales. La prochaine génération de spectrographes (NIRPS, Expresso, SPIRou...), qui viendra s'ajouter aux instruments à haute précision actuels, permettra de décupler les capacités de détection existantes et sonder des périodes encore plus longues et des masses encore plus faibles.

#### **La préparation de la mission CHEOPS — Chapitre 5**

La mission CHEOPS, dont le lancement est prévu en 2018, permettra d'effectuer un suivi photométrique de planètes détectées en vitesses radiales afin de détecter de nouveau transits et de contraindre les rayons de ces planètes avec une précision de quelque pourcents. Dans le cadre de ma thèse, j'ai ainsi compilé une liste d'exoplanètes à observer avec CHEOPS. J'ai également proposé plusieurs fonctions de mérite permettant de prioriser les cibles les plus prometteuses et évalué la durée et l'impact scientifique de ces observations. En l'état, le catalogue de CHEOPS contient 80 planètes, ce qui nécessitera environ 6 mois d'observations, pour un nombre d'objets attendus attendus en transit compris entre 3 et 9. Cela représente une augmentation de 20 à 60 % par rapport au nombre de planètes détectées en vitesses radiales déjà connues en transit. Dans les domaines de magnitudes similaires ( $V < 9$ ), CHEOPS permettra de doubler le nombre de planètes connues. Ce nombre de nouvelles détections de transit, bien que non-négligeable, reste insuffisant pour explorer efficacement l'espace des paramètres des planètes de faible masse. Cependant la taille du catalogue est appelée à augmenter d'ici le lancement et au cours de la mission. De plus, ces détections fourniront des cibles prioritaires pour une caractérisation atmosphérique plus poussée par JWST.

CHEOPS est un satellite conçu dès l'origine pour fonctionner en synergie avec les relevés en vitesses radiales. Au cours de cette thèse j'ai travaillé sur cette problématique vis à vis de SOPHIE, d'une part en optimisant la stratégie d'observation du programme haute précision pour fournir le maximum de cibles à CHEOPS, et d'autre part en conduisant un programme d'observations préliminaires de dix autres cibles CHEOPS dans l'hémisphère nord. Son objectif principal consiste à contraindre les éphémérides des cibles de manière à minimiser le temps d'observation de chaque cible. Ces nouvelles observations permettront également de raffiner la mesure de la masse de ces planètes. À l'heure de la rédaction de ce manuscrit, les observations sont toujours en cours, mais les résultats préliminaires montrent qu'il est possible de réduire l'incertitude de l'époque du transit à moins d'un jour. De manière plus générale, ce travail devra sans doute être entrepris pour une grande partie des cibles du catalogue. Ceci d'autant plus vrai que pour la moitié des cibles, l'incertitude sur la masse est supérieure à 10% ce qui ne permettra pas de contraindre leur densité à mieux que 25%.

Enfin, j'ai également proposé une sélection de Super-Terres et Neptunes déjà connues en transit pour lesquelles CHEOPS pourrait aider à raffiner les mesures de rayon. Sur ces six cibles, CHEOPS permettra de contraindre leur densité à un niveau 15-20%, ce qui est jusqu'à deux fois supérieur à la précision actuelle.

En guise de conclusion finale, je tiens à rappeler que le milieu des exoplanètes est en constante mutation. En 1995, la première exoplanète fut détectée par [Mayor & Queloz \(1995\)](#), puis en 2003 la première exoplanète de faible masse ([Butler et al., 2003](#)). En 2016, les deux

tiers des planètes connues s'échelonnent entre les exo-Neptunes, les Super-Terres et même les analogues terrestres. La prochaine étape de cette évolution, qui arrivera à l'horizon 2020 avec TESS, CHEOPS, JWST et la prochaine génération de spectrographes, consistera à caractériser simultanément et à haute précision un grand nombre de planètes à la fois en masse et rayon. Mon travail s'inscrit dans la préparation de cette nouvelle ère dans l'étude de ces petites planètes. Cette ère verra s'ouvrir des perspectives passionnantes pour la compréhension fine de ces populations et des processus de formation associés.

# Bibliographie

- Adibekyan, V. Z., Figueira, P., Santos, N. C., et al. 2013, , 560, A51
- Aigrain, S., Parviainen, H., & Pope, B. 2016, ArXiv e-prints [[arXiv]1603.09167]
- Aigrain, S., Pont, F., & Zucker, S. 2012, , 419, 3147
- Albrecht, S., Winn, J. N., Johnson, J. A., et al. 2012, , 757, 18
- Albrecht, S., Winn, J. N., Marcy, G. W., et al. 2013, , 771, 11
- Alibert, Y., Mordasini, C., Benz, W., & Winisdoerffer, C. 2005, , 434, 343
- Alonso, R., Moutou, C., Endl, M., et al. 2014, , 567, A112
- Anglada-Escudé, G., Arriagada, P., Tuomi, M., et al. 2014, , 443, L89
- Anglada-Escudé, G. & Tuomi, M. 2012, , 548, A58
- Anglada-Escudé, G., Tuomi, M., Gerlach, E., et al. 2013, , 556, A126
- Armstrong, D. J., Santerne, A., Veras, D., et al. 2015, , 582, A33
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, , 47, 481
- Astudillo-Defru, N., Bonfils, X., Delfosse, X., et al. 2015, , 575, A119
- Baglin, A. 2003, Advances in Space Research, 31, 345
- Bakos, G. Á., Penev, K., Bayliss, D., et al. 2015, ArXiv e-prints [[arXiv]1507.01024]
- Bakos, G. Á., Torres, G., Pál, A., et al. 2010, , 710, 1724
- Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, , 119, 373
- Barclay, T., Rowe, J. F., Lissauer, J. J., et al. 2013, , 494, 452
- Barros, S. C. C., Almenara, J. M., Demangeon, O., et al. 2015, , 454, 4267
- Beichman, C., Benneke, B., Knutson, H., et al. 2014, , 126, 1134
- Beichman, C. A., Bryden, G., Gautier, T. N., et al. 2005, , 626, 1061
- Beuermann, K., Hessman, F. V., Dreizler, S., et al. 2010, , 521, L60
- Boisse, I., Bouchy, F., Chazelas, B., et al. 2011a, in European Physical Journal Web of Conferences, Vol. 16, European Physical Journal Web of Conferences, 02003

- Boisse, I., Bouchy, F., Hébrard, G., et al. 2011b, , 528, A4
- Boisse, I., Eggenberger, A., Santos, N. C., et al. 2010, , 523, A88
- Boisse, I., Moutou, C., Vidal-Madjar, A., et al. 2009, , 495, 959
- Bond, J. C., Tinney, C. G., Butler, R. P., et al. 2006, , 370, 163
- Bonfils, X., Delfosse, X., Udry, S., et al. 2013, , 549, A109
- Bonfils, X., Gillon, M., Forveille, T., et al. 2011, , 528, A111
- Bonfils, X., Mayor, M., Delfosse, X., et al. 2007, , 474, 293
- Borucki, W. J. & Koch, D. G. 2011, in IAU Symposium, Vol. 276, IAU Symposium, ed. A. Sozzetti, M. G. Lattanzi, & A. P. Boss, 34–43
- Borucki, W. J., Koch, D. G., Brown, T. M., et al. 2010, , 713, L126
- Bouchy, F., Bazot, M., Santos, N. C., Vauclair, S., & Sosnowska, D. 2005, , 440, 609
- Bouchy, F., Díaz, R. F., Hébrard, G., et al. 2013, , 549, A49
- Bouchy, F., Hébrard, G., Udry, S., et al. 2009, , 505, 853
- Bouchy, F., Pepe, F., & Queloz, D. 2001, , 374, 733
- Bouchy, F., Ségransan, D., Díaz, R. F., et al. 2016, , 585, A46
- Bourrier, V., Lecavelier des Etangs, A., Hébrard, G., et al. 2015, , 579, A55
- Broeg, C., Fortier, A., Ehrenreich, D., et al. 2013, in European Physical Journal Web of Conferences, Vol. 47, European Physical Journal Web of Conferences, 3005
- Bruntt, H., Bedding, T. R., Quirion, P.-O., et al. 2010, , 405, 1907
- Bryden, G., Beichman, C. A., Carpenter, J. M., et al. 2009, , 705, 1226
- Buchhave, L. A., Bizzarro, M., Latham, D. W., et al. 2014, , 509, 593
- Burt, J., Vogt, S. S., Butler, R. P., et al. 2014, , 789, 114
- Butler, R. P., Marcy, G. W., Vogt, S. S., et al. 2003, , 582, 455
- Butler, R. P., Vogt, S. S., Marcy, G. W., et al. 2004, , 617, 580
- Butler, R. P., Wright, J. T., Marcy, G. W., et al. 2006, , 646, 505
- Carter, J. A., Agol, E., Chaplin, W. J., et al. 2012, Science, 337, 556
- Carter, J. A., Winn, J. N., Holman, M. J., et al. 2011, , 730, 82
- Catala, C., Arentoft, T., Fridlund, M., et al. 2010, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 430, Pathways Towards Habitable Planets, ed. V. Coudé du Foresto, D. M. Gelino, & I. Ribas, 260
- Cenarro, A. J., Peletier, R. F., Sánchez-Blázquez, P., et al. 2007, , 374, 664

- Charbonneau, D., Berta, Z. K., Irwin, J., et al. 2009, , 462, 891
- Chazelas, B., Pollacco, D., Queloz, D., et al. 2012, in , Vol. 8444, Ground-based and Airborne Telescopes IV, 84440E
- Christian, D. J., Pollacco, D. L., Skillen, I., et al. 2006, , 372, 1117
- Cochran, W. D., Fabrycky, D. C., Torres, G., et al. 2011, , 197, 7
- Cosentino, R., Lovis, C., Pepe, F., et al. 2012, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 8446, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 1
- Courcol, B., Bouchy, F., & Deleuil, M. 2016, [[arXiv]1604.08560]
- Courcol, B., Bouchy, F., Pepe, F., et al. 2015, , 581, A38
- Crossfield, I. J. M., Barman, T., Hansen, B. M. S., & Howard, A. W. 2013, , 559, A33
- Cumming, A. 2004, , 354, 1165
- Cumming, A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2008, , 120, 531
- Cumming, A. & Dragomir, D. 2010, , 401, 1029
- Dawson, R. I., Chiang, E., & Lee, E. J. 2015, , 453, 1471
- Dawson, R. I. & Fabrycky, D. C. 2010, , 722, 937
- de Mooij, E. J. W., Brogi, M., de Kok, R. J., et al. 2012, , 538, A46
- Delfosse, X., Bonfils, X., Forveille, T., et al. 2013, , 553, A8
- Demory, B.-O., Gillon, M., de Wit, J., et al. 2016, , 532, 207
- Demory, B.-O., Torres, G., Neves, V., et al. 2013, , 768, 154
- Désert, J.-M., Bean, J., Miller-Ricci Kempton, E., et al. 2011, , 731, L40
- Desort, M., Lagrange, A.-M., Galland, F., Udry, S., & Mayor, M. 2007, , 473, 983
- Díaz, R. F., Almenara, J. M., Santerne, A., et al. 2014, , 441, 983
- Díaz, R. F., Rey, J., Demangeon, O., et al. 2016a, ArXiv e-prints [[arXiv]1604.07610]
- Díaz, R. F., Ségransan, D., Udry, S., et al. 2016b, , 585, A134
- Diego, F., Charalambous, A., Fish, A. C., & Walker, D. D. 1990, in , Vol. 1235, Instrumentation in Astronomy VII, ed. D. L. Crawford, 562–576
- Dragomir, D., Matthews, J. M., Eastman, J. D., et al. 2013, , 772, L2
- Dragomir, D., Matthews, J. M., Winn, J. N., & Rowe, J. F. 2014, in IAU Symposium, Vol. 293, Formation, Detection, and Characterization of Extrasolar Habitable Planets, ed. N. Haghighipour, 52–57
- Dravins, D. 1982, , 20, 61

- Dressing, C. D., Charbonneau, D., Dumusque, X., et al. 2015, , 800, 135
- Dumusque, X., Bonomo, A. S., Haywood, R. D., et al. 2014, , 789, 154
- Dumusque, X., Pepe, F., Lovis, C., et al. 2012, , 491, 207
- Duric, N. 2004, Advanced astrophysics
- Endl, M., Kürster, M., Els, S., et al. 2002, , 392, 671
- Endl, M., Robertson, P., Cochran, W. D., et al. 2012, , 759, 19
- Espinoza, N., Brahm, R., Jordán, A., et al. 2016, ArXiv e-prints [[arXiv]1601.07608]
- Fabrycky, D. C., Ford, E. B., Steffen, J. H., et al. 2012, , 750, 114
- Faria, J. P., Haywood, R. D., Brewer, B. J., et al. 2016a, , 588, A31
- Faria, J. P., Santos, N. C., Figueira, P., et al. 2016b, , 589, A25
- Ferraz-Mello, S., Tadeu Dos Santos, M., Beaugé, C., Michtchenko, T. A., & Rodríguez, A. 2011, , 531, A161
- Fischer, D. A., Butler, R. P., Marcy, G. W., Vogt, S. S., & Henry, G. W. 2003, The Astrophysical Journal, 590, 1081
- Fischer, D. A., Gaidos, E., Howard, A. W., et al. 2012, , 745, 21
- Fischer, D. A. & Valenti, J. 2005, , 622, 1102
- Fischer, D. A., Vogt, S. S., Marcy, G. W., et al. 2007, , 669, 1336
- Fortier, A., Beck, T., Benz, W., et al. 2014, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 9143, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 2
- Forveille, T., Bonfils, X., Delfosse, X., et al. 2011, ArXiv e-prints [[arXiv]1109.2505]
- Forveille, T., Bonfils, X., Delfosse, X., et al. 2009, , 493, 645
- Fraine, J. D., Deming, D., Gillon, M., et al. 2013, , 765, 127
- Fressin, F., Torres, G., Charbonneau, D., et al. 2013, , 766, 81
- Fulton, B. J., Weiss, L. M., Sinukoff, E., et al. 2015, , 805, 175
- Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2005, , 443, 337
- Gautier, III, T. N., Charbonneau, D., Rowe, J. F., et al. 2012, , 749, 15
- Gettel, S., Charbonneau, D., Dressing, C. D., et al. 2015, ArXiv e-prints [[arXiv]1511.09097]
- Ghezzi, L., Cunha, K., Smith, V. V., et al. 2010, , 720, 1290
- Gibson, N. P., Aigrain, S., Roberts, S., et al. 2012, , 419, 2683
- Gillon, M., Demory, B.-O., Benneke, B., et al. 2012, , 539, A28

- Gillon, M., Pont, F., Demory, B.-O., et al. 2007, , 472, L13
- Gonzalez, G. 1997, , 285, 403
- Grasset, O., Schneider, J., & Sotin, C. 2009, , 693, 722
- Hadden, S. & Lithwick, Y. 2014, , 787, 80
- Hartman, J. D., Bakos, G. Á., Kipping, D. M., et al. 2011, , 728, 138
- Hatzes, A. P., Dvorak, R., Wuchterl, G., et al. 2010, , 520, A93
- Hatzes, A. P., Fridlund, M., Nachmani, G., et al. 2011, , 743, 75
- Haywood, R. D., Collier Cameron, A., Queloz, D., et al. 2014, , 443, 2517
- Hébrard, G., Arnold, L., Forveille, T., et al. 2016, , 588, A145
- Hébrard, G., Ehrenreich, D., Bouchy, F., et al. 2011, , 527, L11
- Hébrard, G., Udry, S., Lo Curto, G., et al. 2010, , 512, A46
- Hilditch. 2001, *The Observatory*, 121, 389
- Hirano, T., Narita, N., Sato, B., et al. 2012, , 759, L36
- Howard, A. W., Johnson, J. A., Marcy, G. W., et al. 2009, , 696, 75
- Howard, A. W., Johnson, J. A., Marcy, G. W., et al. 2011a, , 726, 73
- Howard, A. W., Johnson, J. A., Marcy, G. W., et al. 2011b, , 726, 73
- Howard, A. W., Johnson, J. A., Marcy, G. W., et al. 2011c, , 730, 10
- Howard, A. W., Marcy, G. W., Bryson, S. T., et al. 2012, , 201, 15
- Howard, A. W., Marcy, G. W., Fischer, D. A., et al. 2014, , 794, 51
- Howard, A. W., Marcy, G. W., Johnson, J. A., et al. 2010, *Science*, 330, 653
- Huber, D., Carter, J. A., Barbieri, M., et al. 2013, *Science*, 342, 331
- Hubickyj, O., Bodenheimer, P., & Lissauer, J. J. 2005, , 179, 415
- Isaacson, H. & Fischer, D. 2010, , 725, 875
- Jenkins, J. S., Jones, H. R. A., Tuomi, M., et al. 2013, , 766, 67
- Johnson, J. A. & Apps, K. 2009, , 699, 933
- Johnson, J. A., Howard, A. W., Marcy, G. W., et al. 2010, , 122, 149
- Jontof-Hutter, D., Lissauer, J. J., Rowe, J. F., & Fabrycky, D. C. 2014, , 785, 15
- Kammer, J. A., Knutson, H. A., Howard, A. W., et al. 2014, , 781, 103
- Kipping, D. M. 2013, , 434, L51
- Kóspál, Á., Ardila, D. R., Moór, A., & Ábrahám, P. 2009, , 700, L73

- Krivov, A. V. 2010, Research in Astronomy and Astrophysics, 10, 383
- Laws, C., Gonzalez, G., Walker, K. M., et al. 2003, , 125, 2664
- Léger, A., Rouan, D., Schneider, J., et al. 2009a, , 506, 287
- Léger, A., Rouan, D., Schneider, J., et al. 2009b, , 506, 287
- Lestrade, J.-F., Matthews, B. C., Sibthorpe, B., et al. 2012, , 548, A86
- Lissauer, J. J., Fabrycky, D. C., Ford, E. B., et al. 2011, , 470, 53
- Lissauer, J. J., Jontof-Hutter, D., Rowe, J. F., et al. 2013, , 770, 131
- Lo Curto, G., Mayor, M., Benz, W., et al. 2013, , 551, A59
- Lo Curto, G., Mayor, M., Benz, W., et al. 2010, , 512, A48
- Lo Curto, G., Pepe, F., Avila, G., et al. 2015, The Messenger, 162, 9
- Lopez, E. D. & Fortney, J. J. 2014, , 792, 1
- Lopez, E. D., Fortney, J. J., & Miller, N. 2012a, , 761, 59
- Lopez, E. D., Fortney, J. J., & Miller, N. 2012b, , 761, 59
- Lovis, C., Dumusque, X., Santos, N. C., et al. 2011a, ArXiv e-prints [[arXiv]1107.5325]
- Lovis, C., Mayor, M., Pepe, F., et al. 2006, , 441, 305
- Lovis, C., Ségransan, D., Mayor, M., et al. 2011b, , 528, A112
- Mamajek, E. E. & Hillenbrand, L. A. 2008, , 687, 1264
- Maness, H. L., Marcy, G. W., Ford, E. B., et al. 2007, , 119, 90
- Marcy, G. W., Isaacson, H., Howard, A. W., et al. 2014, , 210, 20
- Masuda, K. 2014, , 783, 53
- Masuda, K., Hirano, T., Taruya, A., Nagasawa, M., & Suto, Y. 2013, , 778, 185
- Mayor, M., Marmier, M., Lovis, C., et al. 2011, ArXiv e-prints [[arXiv]1109.2497]
- Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, The Messenger, 114, 20
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, , 378, 355
- Mayor, M. & Queloz, D. 2012, , 56, 19
- Mayor, M., Udry, S., Lovis, C., et al. 2009, , 493, 639
- McLaughlin, D. B. 1924, , 60
- Melo, C., Santos, N. C., Gieren, W., et al. 2007, , 467, 721
- Meunier, N., Desort, M., & Lagrange, A.-M. 2010, , 512, A39
- Meunier, N., Lagrange, A.-M., & De Bondt, K. 2012, , 545, A87

- Mordasini, C., Alibert, Y., & Benz, W. 2009, , 501, 1139
- Mordasini, C., Alibert, Y., Georgy, C., et al. 2012, , 547, A112
- Mordasini, C., Mayor, M., Udry, S., et al. 2011, , 526, A111
- Mortier, A., Faria, J. P., Santos, N. C., et al. 2016, , 585, A135
- Mortier, A., Santos, N. C., Sousa, S. G., et al. 2013, , 557, A70
- Morton, T. D., Bryson, S. T., Coughlin, J. L., et al. 2016, , 822, 86
- Motalebi, F., Udry, S., Gillon, M., et al. 2015, , 584, A72
- Moutou, C., Boisse, I., Hébrard, G., et al. 2015, in SF2A-2015 : Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics, ed. F. Martins, S. Boissier, V. Buat, L. Cambrésy, & P. Petit, 205–212
- Mustill, A. J. & Wyatt, M. C. 2009, , 399, 1403
- Naef, D., Mayor, M., Korzennik, S. G., et al. 2003, , 410, 1051
- Nelson, A. F. & Angel, J. R. P. 1998, , 500, 940
- Nesvorný, D., Kipping, D., Terrell, D., et al. 2013, , 777, 3
- Neves, V., Bonfils, X., Santos, N. C., et al. 2012, , 538, A25
- Noyes, R. W., Weiss, N. O., & Vaughan, A. H. 1984, , 287, 769
- O'Toole, S., Tinney, C. G., Butler, R. P., et al. 2009a, , 697, 1263
- O'Toole, S. J., Jones, H. R. A., Tinney, C. G., et al. 2009b, , 701, 1732
- Pagano, I., Rauer, H., Aerts, C., et al. 2014, European Planetary Science Congress 2014, EPSC Abstracts, Vol. 9, id. EPSC2014-789, 9, EPSC2014
- Pepe, F., Cameron, A. C., Latham, D. W., et al. 2013, , 503, 377
- Pepe, F., Correia, A. C. M., Mayor, M., et al. 2007, , 462, 769
- Pepe, F., Lovis, C., Ségransan, D., et al. 2011, , 534, A58
- Pepe, F., Mayor, M., Galland, F., et al. 2002, , 388, 632
- Perruchot, S., Bouchy, F., Chazelas, B., et al. 2011, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 8151, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 15
- Perruchot, S., Kohler, D., Bouchy, F., et al. 2008, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7014, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 0
- Perryman, M. 2011, The Exoplanet Handbook
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, , 124, 62
- Pont, F., Aigrain, S., & Zucker, S. 2011, , 411, 1953

- Porto de Mello, G. F., da Silva, R., da Silva, L., & de Nader, R. V. 2014a, , 563, A52
- Porto de Mello, G. F., da Silva, R., da Silva, L., & de Nader, R. V. 2014b, , 563, A52
- Queloz, D., Bouchy, F., Moutou, C., et al. 2009, , 506, 303
- Queloz, D., Henry, G. W., Sivan, J. P., et al. 2001, , 379, 279
- Rajpaul, V., Aigrain, S., Osborne, M. A., Reece, S., & Roberts, S. 2015, , 452, 2269
- Rajpaul, V., Aigrain, S., & Roberts, S. 2016, , 456, L6
- Rasmussen, C. E. & Williams, C. K. I. 2006, Gaussian Processes for Machine Learning (MIT Press)
- Rauer, H., Catala, C., Aerts, C., et al. 2014, Experimental Astronomy, 38, 249
- Raymond, S. N., Armitage, P. J., Moro-Martín, A., et al. 2011, , 530, A62
- Raymond, S. N., Armitage, P. J., Moro-Martín, A., et al. 2012, , 541, A11
- Ricker, G. R., Winn, J. N., Vanderspek, R., et al. 2014, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 9143, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 20
- Rivera, E. J., Butler, R. P., Vogt, S. S., et al. 2010a, , 708, 1492
- Rivera, E. J., Laughlin, G., Butler, R. P., et al. 2010b, , 719, 890
- Roberts, D. H., Lehar, J., & Dreher, J. W. 1987, , 93, 968
- Robertson, P., Mahadevan, S., Endl, M., & Roy, A. 2014, Science, 345, 440
- Rogers, L. A., Bodenheimer, P., Lissauer, J. J., & Seager, S. 2011, , 738, 59
- Rossiter, R. A. 1924, , 60
- Rowe, J. F., Bryson, S. T., Marcy, G. W., et al. 2014, , 784, 45
- Sanchis-Ojeda, R., Fabrycky, D. C., Winn, J. N., et al. 2012, , 487, 449
- Sanchis-Ojeda, R., Rappaport, S., Winn, J. N., et al. 2013, , 774, 54
- Santerne, A., Moutou, C., Tsantaki, M., et al. 2016, , 587, A64
- Santos, N. C., Bouchy, F., Mayor, M., et al. 2004, , 426, L19
- Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2001, , 373, 1019
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., et al. 2005, , 437, 1127
- Santos, N. C., Mortier, A., Faria, J. P., et al. 2014, , 566, A35
- Santos, N. C., Sousa, S. G., Mortier, A., et al. 2013, , 556, A150
- Schlaufman, K. C. & Laughlin, G. 2010, , 519, A105
- Schwarz, G. 1978, The Annals of Statistics, 6, 461
- Seager, S., Kuchner, M., Hier-Majumder, C. A., & Militzer, B. 2007, , 669, 1279

- Seager, S. & Mallén-Ornelas, G. 2003, , 585, 1038
- Ségransan, D., Mayor, M., Udry, S., et al. 2011, , 535, A54
- Soubiran, C., Le Campion, J.-F., Cayrel de Strobel, G., & Caillo, A. 2010, , 515, A111
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelián, G., Mayor, M., & Udry, S. 2011, , 533, A141
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Mayor, M., et al. 2008, , 487, 373
- Spake, J. J., Brown, D. J. A., Doyle, A. P., et al. 2016, , 128, 024401
- Steffen, J. H., Fabrycky, D. C., Agol, E., et al. 2013, , 428, 1077
- Stevenson, K. B., Désert, J.-M., Line, M. R., et al. 2014, *Science*, 346, 838
- Sullivan, P. W., Winn, J. N., Berta-Thompson, Z. K., et al. 2015, , 809, 77
- Tinney, C. G., Butler, R. P., Jones, H. R. A., et al. 2011, , 727, 103
- Toner, C. G. & Gray, D. F. 1988, , 334, 1008
- Torres, G., Fischer, D. A., Sozzetti, A., et al. 2012, , 757, 161
- Tuomi, M. 2011, , 528, L5
- Tuomi, M. 2014, , 440, L1
- Tuomi, M., Anglada-Escudé, G., Gerlach, E., et al. 2013, , 549, A48
- Valenti, J. A., Fischer, D., Marcy, G. W., et al. 2009, , 702, 989
- Valenti, J. A. & Fischer, D. A. 2005a, , 159, 141
- Valenti, J. A. & Fischer, D. A. 2005b, , 159, 141
- Van Grootel, V., Gillon, M., Valencia, D., et al. 2014, , 786, 2
- Vanderburg, A., Montet, B. T., Johnson, J. A., et al. 2015, , 800, 59
- Veras, D. & Armitage, P. J. 2005, , 620, L111
- Vogt, S. S., Allen, S. L., Bigelow, B. C., et al. 1994, in , Vol. 2198, *Instrumentation in Astronomy VIII*, ed. D. L. Crawford & E. R. Craine, 362
- Vogt, S. S., Burt, J., Meschiari, S., et al. 2015, , 814, 12
- Vogt, S. S., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2005, , 632, 638
- Vogt, S. S., Radovan, M., Kibrick, R., et al. 2014, , 126, 359
- Vogt, S. S., Wittenmyer, R. A., Butler, R. P., et al. 2010, , 708, 1366
- von Braun, K., Boyajian, T. S., Kane, S. R., et al. 2011, , 729, L26
- Wang, J. & Fischer, D. A. 2015, , 149, 14
- Weiss, L. M. & Marcy, G. W. 2014, , 783, L6

- Wheatley, P. 2013, European Planetary Science Congress 2013, held 8-13 September in London, UK. Online at : <A href="http://meetings.copernicus.org/epsc2013"> http://meetings.copernicus.org/epsc2013</A>, id.EPSC2013-234, 8, EPSC2013
- Wilks, S. S. 1938, Ann. Math. Statist., 9, 60
- Wilson, O. C. 1968, , 153, 221
- Wilson, P. A., Hébrard, G., Santos, N. C., et al. 2016, , 588, A144
- Winn, J. N. 2010, ArXiv e-prints [[arXiv]1001.2010]
- Winn, J. N., Johnson, J. A., Howard, A. W., et al. 2010, , 723, L223
- Wittenmyer, R. A., Endl, M., Cochran, W. D., Levison, H. F., & Henry, G. W. 2009, , 182, 97
- Wittenmyer, R. A., Tuomi, M., Butler, R. P., et al. 2014, , 791, 114
- Wittenmyer, R. A., Wang, S., Horner, J., et al. 2013, , 208, 2
- Wolfgang, A., Rogers, L. A., & Ford, E. B. 2015, ArXiv e-prints [[arXiv]1504.07557]
- Wright, J. T., Marcy, G. W., Butler, R. P., & Vogt, S. S. 2004, , 152, 261
- Wright, J. T., Upadhyay, S., Marcy, G. W., et al. 2009, , 693, 1084
- Wyatt, M. C. 2008, , 46, 339
- Wyatt, M. C., Kennedy, G., Sibthorpe, B., et al. 2012, , 424, 1206
- Xie, J.-W. 2014, , 210, 25
- Zechmeister, M. & Kürster, M. 2009, , 496, 577
- Zeng, L., Sasselov, D., & Jacobsen, S. 2015, ArXiv e-prints [[arXiv]1512.08827]

# Table des figures

1.1	Principe de la vélocimétrie Doppler . . . . .	14
1.2	Orientation d'une orbite képlérienne . . . . .	15
1.3	Le disque monde . . . . .	16
1.4	La photométrie de transit . . . . .	17
1.5	Distribution en masse minimale des exoplanètes en 2013 . . . . .	19
1.6	Distribution en rayon des exoplanètes en 2013 . . . . .	20
1.7	Année de publication des petites exoplanètes . . . . .	21
1.8	Multiplicité en fonction de la période en 2013 . . . . .	22
1.9	Effet Rossiter-McLaughlin . . . . .	24
1.10	Magnitude des étoiles hôtes des planètes en 2013 . . . . .	25
1.11	Diagramme masse rayon des planètes de faible masse (2013) . . . . .	26
2.1	Le T193 et SOPHIE . . . . .	32
2.2	Lignes d'iso-amplitudes d'un signal en vitesses radiales en fonction de la masse planétaire et de la période orbitale . . . . .	33
2.3	Bruit de photon moyen en fonction de la magnitude V . . . . .	34
2.4	Le local SOPHIE . . . . .	36
2.5	Impact de l'isolation thermique sur les températures . . . . .	37
2.6	Température de l'enveloppe isolée . . . . .	37
2.7	Température des pieds de SOPHIE . . . . .	38
2.8	Impact de l'isolation thermique sur les températures journalières . . . . .	38
2.9	Température journalière des pieds de SOPHIE . . . . .	39
2.10	Dérive du spectrographe au cours de la nuit . . . . .	39
2.11	Histogrammes des RMS de l'échantillon, avant et après correction . . . . .	42
2.12	Recherche des paramètres optimaux de l'algorithme de création du constant master . . . . .	43
2.13	Correction de la dérive du point zéro en fonction du temps . . . . .	44
2.14	Périodogramme de Lomb-Scargle du constant master . . . . .	46
2.15	Écarts des constantes au constant master en fonction de plusieurs paramètres . . . . .	47
2.16	Dérive du point zéro pour les étoiles M . . . . .	48
2.17	Log(R'hk) de HD 185144 . . . . .	48
2.18	Constant master avec et sans HD 185144 . . . . .	49
2.19	Résidus de HD185144 . . . . .	50
2.20	HD 185144 avec la correction par Processus Gaussiens . . . . .	50
2.21	Vitesses radiales de HD 190360 . . . . .	53
2.22	Vitesses radiales de HD 190360 repliées en phase . . . . .	53
2.23	Les différents Kernels testés pour les GPs . . . . .	58
2.24	Kernel exponentielle généralisée . . . . .	59

2.25	Injection/Retrait de signaux Képlériens pour les Processus Gaussiens . . . . .	61
2.26	Effet de l'activité stellaire sur les ligues H et K du Ca II . . . . .	64
2.27	Effet de l'activité stellaire sur le bissecteur . . . . .	64
2.28	Correction de la dérive du bissecteur en fonction du temps . . . . .	65
2.29	Correction de la dérive de la FWHM en fonction du temps . . . . .	66
2.30	Biais dans la FWHM . . . . .	67
2.31	HD 101242 : Correction de la corrélation bissecteur-vitesse . . . . .	68
2.32	Distribution des semi-amplitudes des planètes de faible masse . . . . .	70
3.1	Échantillon du SP1+ . . . . .	73
3.2	Position des cibles du SP1+ sur la couverture du ciel de CHEOPS . . . . .	76
3.3	Observations du SP1+ . . . . .	77
3.4	Périodogramme GLS de HD 164595 . . . . .	81
3.5	Périodogramme GLS de l'ensemble des 75 observations VR de HD 164595 (courbe noire pleine), d'un signal sinusoïdal à 40 jours (courbe bleue en tirets) et d'un signal sinusoïdal à 45 jours (courbe rouge en pointillés et tirets) échantillonnés aux même dates d'observation. La sinusoïde à 40 jour présente clairement à la meilleure correspondance aux données. . . . .	82
3.6	Périodogramme GLS du bissecteur de HD 164595 . . . . .	83
3.7	Solution orbitale de HD 164595 b . . . . .	84
3.8	Diagramme masse-période de planètes connues . . . . .	85
3.9	Vitesses radiales et périodogramme de HD 158259 . . . . .	86
3.10	Solution orbitale préliminaire de HD 158259 . . . . .	86
3.11	Vitesses radiales et périodogramme de HD 196850 . . . . .	87
3.12	Vitesses radiales de HD 196850 repliées en phase . . . . .	87
3.13	Vitesses radiales et périodogramme de HD 25918 . . . . .	88
3.14	Vitesses radiales et périodogramme de HD 88986 . . . . .	89
3.15	Vitesses radiales et périodogramme de HD 193664 . . . . .	89
3.16	Limite de détection de HD30708 méthode du RMS . . . . .	91
3.17	Méthode de corrélation des périodogrammes . . . . .	92
3.18	Limite de détection de HD30708 méthode de la corrélation des périodogrammes . . . . .	93
3.19	Impact du seuil de corrélation sur la limite de détection . . . . .	94
3.20	Méthode du bootstrap des périodogrammes . . . . .	95
3.21	Impact du bruit rouge résiduel . . . . .	96
3.22	Limites de détection de HD 6715 après permutations . . . . .	97
3.23	Méthode du likelihood ratio test . . . . .	99
3.24	Limites de détection de HD 164595 et de ses résidus après ajustement . . . . .	99
3.25	Périodogrammes de Lomb-Scargle de HD30708 avant et après injection d'un signal . . . . .	100
3.26	Ratio des limites de détection en fonction de l'excentricité . . . . .	101
3.27	SNR de la limite de détection vs. nombre de points . . . . .	102
3.28	Limites de détection moyennes de données simulées . . . . .	103
3.29	Complétude du SP1+ . . . . .	105
3.30	Disque de débris et architecture de 61 Vir . . . . .	110
3.31	Distribution du nombre de mesures dans le programme Di Folco . . . . .	110
3.32	Vitesses radiales de HD 48682 . . . . .	111
3.33	Complétude du programme Di Folco . . . . .	112
4.1	Distribution cumulative de l'année de découverte des planètes extrasolaires . . . . .	116
4.2	Distributions en masse, rayon et période des petites planètes . . . . .	117
4.3	Distributions cumulées des erreurs relatives sur la masse et le rayon . . . . .	117

4.4	Erreur sur le rayon en fonction de la magnitude . . . . .	118
4.5	Diagramme masse-rayon des planètes de faible masse . . . . .	119
4.6	Diagramme masse-rayon des planètes de faible masse bien caractérisées . . . . .	120
4.7	Relations Masse-Rayon . . . . .	122
4.8	Diagramme masse/métallicité des exoplanètes de faible masse . . . . .	125
4.9	Étude des biais de l'échantillon (masse stellaire et période) . . . . .	126
4.10	Distribution en masse de l'échantillon pour différents bins de métallicité . . . . .	126
4.11	Corrélation entre la limite du diagramme masse-métallicité et la période orbitale . . . . .	128
4.12	Diagramme masse-métallicité de petites planètes avec la limite proposée par Jenkins et al. 2013 . . . . .	129
4.13	Distribution des Neptunes et Super-Terres en fonction de la métallicité . . . . .	130
5.1	Le satellite CHEOPS . . . . .	134
5.2	Bande passante de CHEOPS . . . . .	137
5.3	Champ de vue de CHEOPS . . . . .	138
5.4	Contraintes sur le pointage des cibles . . . . .	139
5.5	Distribution en période des planètes de moins de 2 rayons terrestres . . . . .	140
5.6	Cibles VR de CHEOPS . . . . .	141
5.7	Planètes de faible masse découvertes par an en vitesse radiale . . . . .	144
5.8	Signal à bruit attendu et visibilité des cibles . . . . .	145
5.9	Distribution de l'incertitude relative sur la densité . . . . .	147
5.10	Impact de l'erreur sur la masse . . . . .	147
5.11	Distribution en masses des petites planètes en transit . . . . .	150
5.12	Indices de priorité des cibles . . . . .	152
5.13	Dégénérescence de l'erreur sur $T_0$ due à l'incertitude sur la période . . . . .	153
5.14	Vitesses radiales de HD 49674 repliées en phase . . . . .	156
5.15	Distribution postérieure de $T_0$ en 2018 pour HD 49674 . . . . .	156
5.16	Vitesses radiales de HD 3651 repliées en phase . . . . .	157
5.17	Vitesses radiales de Gl 176 repliées en phase . . . . .	159
5.18	Distribution en magnitude de l'échantillon . . . . .	162
5.19	Ensemble des étoiles des champs . . . . .	163
5.20	Relations couleur-magnitude . . . . .	164
5.21	Densité stellaire en fonction de la distance . . . . .	165
5.22	Distribution en magnitude des étoiles des champs . . . . .	166
5.23	Distribution en distance des étoiles dans le champ . . . . .	166
5.24	Distribution des champs par rapport au plan galactique . . . . .	167
5.25	Distribution en magnitude des 3 populations . . . . .	168
5.26	Construction des champs de vue de référence . . . . .	169
5.27	Flux cumulatif normé des étoiles de fond . . . . .	170
C.1	Sondes de température 1 à 6 . . . . .	214
C.2	Sondes de température 7 à 12 . . . . .	215
C.3	Sondes de température 13 à 18 . . . . .	216
C.4	Sondes de température 19 et 20 . . . . .	217

# Liste des tableaux

2.1	Dispersion des constantes fiables . . . . .	42
2.2	Événements ponctuels indentifiés ayant impacté le point zéro de SOPHIE . . . . .	45
2.3	Comparaison des solutions orbitales pour HD 190360 c avec les données SOPHIE corrigées et non-corrigées. . . . .	52
2.4	Mise à jour des paramètres physiques et orbitaux de HD190360 b and c . . . . .	52
2.5	Test des différents Kernels . . . . .	57
2.6	Test des Processus Gaussiens . . . . .	60
3.1	Candidats du SP1+ . . . . .	78
3.2	Paramètres stellaires de HD 164595 . . . . .	80
3.3	Paramètres orbitaux et physiques de HD 164595 b . . . . .	84
3.4	Limites de détections moyennes et dispersion correspondante en fonction du nombre de mesures et de leur densité. . . . .	103
3.5	Périodes de rotations identifiées dans le SP1+ . . . . .	104
3.6	Taux d'occurrence des planètes de type Neptune issues de différents relevés en vitesse radiale	106
3.7	Orbites de compagnons connus retirés dans l'échantillon Di Folco . . . . .	112
5.1	Cibles du programme de recherche de transits. $P_t$ est la probabilité de transit, le SNR attendu est calculé avec le S/N predictor (voir texte), $I_{P1}$ et $I_{P2}$ sont les indices de priorités définis dans la Section 5.2.4. . . . .	142
5.2	Cibles du programme de recherche de transits (suite). $P_t$ est la probabilité de transit, le SNR attendu est calculé avec le S/N predictor (voir texte), $I_{P1}$ et $I_{P2}$ sont les indices de priorités définis dans la Section 5.2.4. . . . .	143
5.3	Cibles CHEOPS sujettes à des observations préliminaires par SOPHIE. . . . .	154
5.4	Éphémérides des planètes observées par SOPHIE. Les erreurs sur la périodes de 0.0000 sont en réalité inférieures à 0.0001. Ceci est dû au format de sortie des paramètres de DACE qui ne stocke pas les nombres plus petits. . . . .	155
5.5	Analyse des données combinées HIRES + SOPHIE pour HD 49674 b . . . . .	155
5.6	Analyse des données combinées HIRES + SOPHIE pour le système HD 3651 . . . . .	158
5.7	Analyse des données combinées HARPS + HIRES + SOPHIE pour Gl 176 b . . . . .	159
5.8	Liste des cibles du programme MiniNept . . . . .	160
5.9	Contraintes attendues sur la densité avec CHEOPS . . . . .	161
5.10	Cibles utilisées pour les champs de références et niveaux de contamination associés . . . . .	170
5.11	Augmentation du bruit de photon et facteur de dilution dus à la contamination statique. . . . .	171
C.1	Disposition des sondes de température . . . . .	217
D.1	Annex : Parameters of the sample . . . . .	220

## **Annexe A**

### **Publication : Courcol et al. 2015**

# The *SOPHIE* search for northern extrasolar planets<sup>★</sup>

## VII. A warm Neptune orbiting HD164595

Courcol, B.<sup>1</sup> Bouchy, F.<sup>1</sup>, Pepe, F.<sup>2</sup>, Santerne, A.<sup>3</sup>, Delfosse, X.<sup>4,10</sup>, Arnold, L.<sup>6</sup>, Astudillo-Defru, N.<sup>4,10</sup>, Boisse, I.<sup>1</sup>, Bonfils, X.<sup>4,10</sup>, Borgniet, S.<sup>4</sup>, Bourrier, V.<sup>2</sup>, Cabrera, N.<sup>4,10</sup>, Deleuil, M.<sup>1</sup>, Demangeon, O.<sup>1</sup>, Díaz, R.F.<sup>1,2</sup>, Ehrenreich, D.<sup>2</sup>, Forveille, T.<sup>4,10</sup>, Hébrard, G.<sup>5,6</sup>, Lagrange, A.M.<sup>4</sup>, Montagnier, G.<sup>5,6</sup>, Moutou, C.<sup>1,8</sup>, Rey, J.<sup>2</sup>, Santos, N.C.<sup>3,7</sup>, Ségransan, D.<sup>2</sup>, Udry, S.<sup>2</sup>, and Wilson, Paul A.<sup>5,9</sup>

<sup>1</sup> Aix Marseille University, CNRS, Laboratoire d’Astrophysique de Marseille UMR 7326, 13388 Marseille cedex 13, France  
bastien.courcol@lam.fr

<sup>2</sup> Département d’Astronomie de l’Université de Genève, 51. ch. des Maillettes - Sauverny, CH-1290 Versoix, Switzerland

<sup>3</sup> Instituto de Astrofísica e Ciências do Espaço, Universidade do Porto, CAUP, Rua das Estrelas, 4150-762 Porto, Portugal

<sup>4</sup> Univ. Grenoble Alpes, IPAG, F-38000 Grenoble, France

<sup>5</sup> Institut d’Astrophysique de Paris, UMR7095 CNRS, Université Pierre & Marie Curie, 98bis boulevard Arago, 75014 Paris, France

<sup>6</sup> Aix Marseille Université, CNRS, OHP, Institut Pythéas UMS 3470, 04870 Saint-Michel-l’Observatoire, France

<sup>7</sup> Departamento de Física e Astronomia, Faculdade de Ciências, Universidade do Porto, 4169-007 Porto, Portugal

<sup>8</sup> CFHT, 65-1238 Mamalahoa Hwy, 96743 Kamuela HI, USA

<sup>9</sup> Sorbonne Universités, UPMC Univ Paris 06, UMR 7095, Institut d’Astrophysique de Paris, F-75014, Paris, France

<sup>10</sup> CNRS, IPAG, F-38000 Grenoble, France

Received 16/04/2015; accepted 12/06/2015

### ABSTRACT

High-precision radial velocity surveys explore the population of low-mass exoplanets orbiting bright stars. This allows accurately deriving their orbital parameters such as their occurrence rate and the statistical distribution of their properties. Based on this, models of planetary formation and evolution can be constrained. The *SOPHIE* spectrograph has been continuously improved in past years, and thanks to an appropriate correction of systematic instrumental drift, it is now reaching  $2 \text{ m s}^{-1}$  precision in radial velocity measurements on all timescales. As part of a dedicated radial velocity survey devoted to search for low-mass planets around a sample of 190 bright solar-type stars in the northern hemisphere, we report the detection of a warm Neptune with a minimum mass of  $16.1 \pm 2.7 \text{ M}_\oplus$  orbiting the solar analog HD164595 in  $40 \pm 0.24$  days. We also revised the parameters of the multiplanetary system around HD190360. We discuss this new detection in the context of the upcoming space mission CHEOPS, which is devoted to a transit search of bright stars harboring known exoplanets.

**Key words.** Planetary systems – Techniques: radial velocities – Stars: individual: HD164595, HD190360, HD185144

## 1. Introduction

Over the past 20 years, the radial velocity (RV) technique has benefited from continuous developments. Several major milestones in detection and characterization of extrasolar planets have been made possible with this technique, either in the context of large surveys or in follow-ups of transiting candidates. These developments allowed a few stabilized spectrographs like HARPS (Mayor et al. 2003) to gradually scan the area of Neptune-like objects and super-Earths and detect exoplanets with minimum masses as low as  $1 \text{ M}_\oplus$  (Dumusque et al. 2012).

Recent exoplanet RV surveys show that over 40% of non-active solar-type stars probably harbor low-mass exoplanets (Mayor et al. 2011; Howard et al. 2010) with a mass distribution that seems to increase sharply toward low masses. In addition, most of the low-mass exoplanets belong to multiple compact systems (e.g., Lovis et al. 2011b). These results overall

agree with the observed properties of the transiting exoplanets detected by the Kepler Mission (Borucki & Koch 2011; Howard et al. 2012; Marcy et al. 2014). Detection and characterization of new low-mass exoplanets orbiting bright stars is motivated by the need to obtain accurate measurements of the projected mass and the eccentricity and to identify all the components of multiple systems to constrain models of exoplanet evolution. Such exoplanets orbiting bright stars will also be key targets for a deeper and more extended characterization with CHEOPS (Broeg et al. 2013; Fortier et al. 2014), for instance, which searches for the transit, and JWST (Beichman et al. 2014), which searches for atmospheric signatures.

The *SOPHIE* spectrograph (Perruchot et al. 2008) on the 1.93 m telescope of the Observatoire de Haute Provence was improved in June 2011 with the implementation of octagonal-section fibers (Perruchot et al. 2011). This optimization led to an improvement in RV precision to nearly  $2 \text{ m s}^{-1}$  (Bouchy et al. 2013) on timescales of a few tens of days. This precision level is critical for detecting low-mass exoplanets around solar-type stars. In the context of the subprogram “*High precision search for Neptunes and super-Earths*” of the *SOPHIE* ex-

\* Based on observations made with *SOPHIE* spectrograph on the 1.93-m telescope at Observatoire de Haute-Provence (CNRS / OSU Pythéas), France (program 07A.PNP.CONS).

trasolar planets research consortium (Bouchy et al. 2009), we redefined a sample of 190 bright stars on the following criteria : 1) in the northern hemisphere, 2) with spectral type G and K and  $0.6 \leq B - V \leq 1.4$ , 3) on a volume limited to 35 pc, 4) non-active ( $v\sin i \leq 4.5 \text{ km s}^{-1}$ ,  $\log R'_{HK} \leq -4.8$ ), 5) not part of a binary system and not harboring giant planets at short orbital period, and 6) not part of RV surveys carried out with HARPS-N GTO (Cosentino et al. 2012) at the TNG. This subprogram is intensively conducted since June of 2011.

We here report on the detection of a Neptune-like exoplanet candidate orbiting the solar analog HD164595. Section 2 describes the SOPHIE observations and the data reduction. In Sect. 3 we describe the correction of the systematic instrumental drift necessary to reach the  $2 \text{ m s}^{-1}$  precision level. This correction is then validated in Sect. 4 using the known planetary system HD190360, for which we provide an updated orbital solution. Section 5 details our data analysis of HD164595 and summarizes the orbital and physical properties of the planet. We finally present our conclusions in Sect. 6.

## 2. Observations and data reduction

Spectroscopic observations were conducted with the *SOPHIE* spectrograph (Perruchot et al. 2008, 2011). *SOPHIE* is a fiber-fed environmentally stabilized echelle spectrograph covering the visible range from 387 to 694 nm. We used the high-resolution (HR) mode ( $\lambda/\Delta\lambda = 75,000$ ) with thorium-argon simultaneous wavelength calibration on fiber B.

In total we gathered 75 measurements of HD164595 with *SOPHIE* over 2.2 years. The exposure time was set to between 800 and 1200 seconds to reach a signal-to-noise ratio (S/N) of 140 at typical photon-noise RV uncertainties below  $1.0 \text{ m s}^{-1}$  while simultaneously averaging p-mode stellar oscillations. Taking into account the wavelength calibration uncertainty (close to  $1.0 \text{ m s}^{-1}$ ), the average RV uncertainty is  $1.43 \text{ m s}^{-1}$ . Nine spectra were identified as low quality. One measurement has a S/N that is half of the average, indicating a strong atmospheric absorption. Three measurements are affected by moon light contamination, which cannot be corrected with the simultaneous thorium mode. Five measurements present a flux anomaly of the thorium lamp, which prevented us from computing the simultaneous drift. They were discarded for the data analysis in Sect. 4.4.

The spectra were reduced and extracted using the *SOPHIE* pipeline (Bouchy et al. 2009), and the resulting wavelength-calibrated 2D spectra were correlated using a numerical binary mask corresponding to spectral type G2 to obtain the radial velocity measurement (Baranne et al. 1996; Pepe et al. 2002). The full width at half maximum (FWHM), contrast, and bisector span of the cross-correlation function (CCF) are also provided by the pipeline.

The complete radial velocity dataset, after the zero-point drift correction described in the next section, is reported in the Appendix and plotted in Fig. 8.

## 3. Correction of the systematic instrumental drift

Despite a clear improvement in RV precision provided by the implementation of octagonal fibers on timescales of a few tens of days (Bouchy et al. 2013; Perruchot et al. 2011), we identified long-term variations of the zero point of the instrument that added up to about  $\pm 10 \text{ m s}^{-1}$  over the last 3.5 years (cf. Fig. 1, upper panel). The first ramp seems to be correlated with

the thorium-argon lamp aging. One jump of about  $-7 \text{ m/s}$  is related to the implementation of additional octagonal fibers after the double scrambling in December 2012 (BJD=55950). A second jump of  $-7 \text{ m/s}$  at BJD=56775 appears after the coating of the secondary mirror of the 1.93 m telescope, which introduced a significant change in the flux balance across the spectral range. Other events, with a timescale of a few weeks, are clearly correlated with strong changes of the outside temperature, which are propagated to the tripod of the spectrograph at a level of a few tenths of degrees through the telescope pillar. A thermal control loop of the spectrograph tripod is under development to avoid such thermal conduction coming from the telescope pillar.

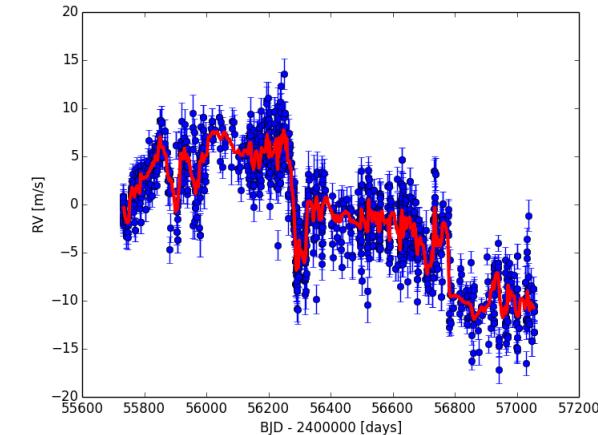
To track this long-term zero-point drift of the instrument, we systematically monitored a set of RV constant stars each night, namely HD185144 (Howard et al. 2010), HD9407, HD221354, and HD89269A (Howard et al. 2011), which were monitored with HIRES on the 10.2m Keck telescope with an RV dispersion of  $2.0, 1.7, 1.9$ , and  $2.0 \text{ m s}^{-1}$ , respectively, over several years. In addition to this set of four RV constant stars, we also used 51 targets from our sample that have at least ten measurements. We recursively built an RV constant master using these two sets of stars. A first master was created using a running median on the four reliable constant stars. This master was then subtracted from the second group, and all the stars with a corrected RMS lower than a threshold of  $3 \text{ m s}^{-1}$  were included in the first subset. The offset for each star was adjusted as well to minimize the dispersion of the residuals. A double weight was given to the four reliable constant stars. This process was repeated until convergence, that is, when no additional star was added to the first subset.

The running median was implemented with the criterium to average 15 measurements. This was preferred instead of taking a fixed time window to give the same weight to all correction points. Consequently, a period with a higher density of observations will increase the temporal resolution of the correction. On the other hand, a period with sparse measurements will lead to a lower temporal resolution instead of a poorer constraint on the correction point. In practice, with this criteria of 15 measurements averaged, the typical timescale of the correction is nine days.

The most satisfying correction uses a threshold of  $3 \text{ m s}^{-1}$  and converges after four iterations with a total of 23 constant stars in the final set. The radial velocities of these 23 constant stars as well as the derived RV constant master<sup>1</sup> are displayed in the top panel of Fig. 1. RV variations are clearly visible on different timescales, from a few days to a global trend over the last 3.5 years. This approach allowed us to gather enough data to correctly cover the time series and to average all physical effects such as stellar activity or signals of small planets, leaving only the instrumental systematics.

To illustrate the gain provided by our correction of the systematic instrumental drift, the RV of the constant star HD185144 is displayed in the bottom panel of Fig. 1. For this target, the RV dispersion decreases from  $5.4$  to  $1.6 \text{ m s}^{-1}$  when the RV constant master is subtracted. Figure 2 shows the RMS distribution of the 55 stars (including the four reliable constant stars) before and after correction of the RV constant master and illustrates the fact that the *SOPHIE* RV precision is close to  $2 \text{ m s}^{-1}$ .

<sup>1</sup> The RV constant master is available upon request.



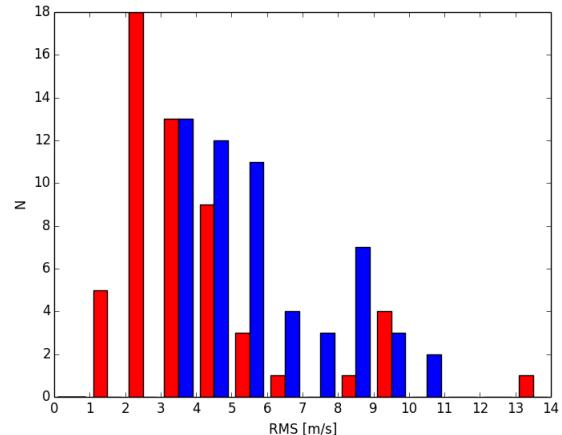
**Fig. 1.** *Upper panel* : Zero-point drift correction (red line) as a function of time and the adjusted RV data set used to create it (blue dots). *Bottom panel* : RV time series of HD185144 after the zero-point drift correction. This correction decreases the RMS from  $5.37 \text{ m s}^{-1}$  to  $1.61 \text{ m s}^{-1}$ .

## 4. Effect on the planetary system HD190360

### 4.1. Validation of the correction

To validate the correction of the RV constant master, we analyzed the known planetary system HD190360 that was observed with *SOPHIE* in the context of the science validation of the octogonal fibers (Bouchy et al. 2013). The planetary system HD190360 is composed of a long-period Jupiter (Naef et al. 2003) and a warm Neptune (Vogt et al. 2005). A total of 41 measurements of HD190360 were gathered with *SOPHIE* using the same setting as for HD164595. The radial velocity table is reported in the Appendix. The RV dispersion is  $9.5 \text{ m s}^{-1}$  and  $9.3 \text{ m s}^{-1}$  before and after correction of the RV constant master, respectively. The span of our observations was 2.4 years, which is about one-eighth of the period of HD190360b. This does not allow efficiently constraining the orbital parameters of this planet. We therefore focus our analysis on the warm Neptune HD190360c.

HD190360 is a quiet star with a  $\log R'_{\text{HK}}$  derived from *SOPHIE* spectra of -5.13. No periodic signals in either the bisector, the CCF-FWHM, or the activity index are present at the two periods found in RVs, which excludes stellar activity as the origin of the Keplerian signals.



**Fig. 2.** Initial (blue) and final (red) distribution of the RMS in the 55-star sample.

To study the impact of our zero point drift correction, we analyzed both the HD190360 corrected and uncorrected data set with the same methodology. We used the planet analysis and small transit investigation software (PASTIS) (Díaz et al. 2014), which is a Bayesian analysis software, for fitting a two-planet model. HD190360b orbit was not fixed but subjected to strong priors for the Bayesian analysis. Normal distributions were used, centered on the published parameters with widths equal to the published errors in Wright et al. (2009). On the other hand, the other planet parameters were let free, with a Jeffrey distribution for the period, a beta distribution for the eccentricity as defined in Kipping (2013), and uniform distributions for the other parameters. We ran 20 MCMC chains with 300 000 steps each. Only the stationary parts of each chain were kept. The distributions of parameter values of all the remaining uncorrelated chain links then correspond to the target joint posterior-probability distributions for the model parameters.

Table 1 reports our orbital parameters and their uncertainties for both cases. The results are very similar for the two data sets and agree well (within  $1\sigma$ ) with Wright et al. (2009). However, the errors in the uncorrected data are systematically higher (by up to 50%). The dispersion of the residuals is better in the corrected set with  $2.1 \text{ m s}^{-1}$ , which is consistent with the precision obtained on the constant stars, instead of  $3.5 \text{ m s}^{-1}$  with the uncorrected data. Moreover, the additional jitter necessary to set the reduced  $\chi^2$  to 1 is  $1.9 \text{ m s}^{-1}$ , instead of  $2.9 \text{ m s}^{-1}$  for the uncorrected data set. This test demonstrates the relevance of the zero-point drift correction, which significantly improves the quality of the RV data.

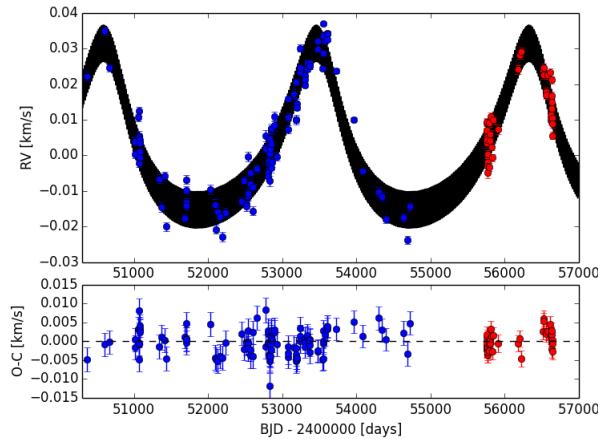
### 4.2. Analysis of the joint HIRES and *SOPHIE* data

Finally, we combined our data set with the Keck observations used by Wright et al. (2009) to update orbital parameters for the HD190360 system. 100 MCMC chains of 300 000 steps were run with PASTIS to conduct a global search without a priori for a two-planet fit. The RV time series with our orbital solution is plotted in Fig. 3, and the phase-folded radial velocities for both HD190360 b and c are plotted in Fig. 4. The orbital and physical parameters of the two planets are reported in Table 2.

The updated orbital parameters all agree well (within  $1\sigma$ ) or marginally well (within  $2\sigma$ ) with the values previously pub-

**Table 1.** Comparison of the orbital solutions for HD190360c with corrected and uncorrected SOPHIE observations.

Parameter	HD190360c (uncorrected data)	HD190360c (corrected data)
P [days]	$17.117 \pm 0.015$	$17.127 \pm 0.011$
$T_0$ [BJD]	$56149 \pm 4$	$56134 \pm 4$
$e$	$0.088 \pm 0.1$	$0.062^{+0.086}_{-0.047}$
$\omega$ [deg]	$237.1 \pm 94$	$248.5^{+80}_{-210}$
K [ $\text{m s}^{-1}$ ]	$5.72 \pm 0.79$	$5.64 \pm 0.55$
$N_{\text{meas}}$	41	41
$\sigma(O - C)$ [ $\text{m s}^{-1}$ ]	2.9	2.1
Jitter ( $O - C$ ) [ $\text{m s}^{-1}$ ]	3.5	1.9

**Fig. 3.** Radial velocities of HD190360 for HIRES (blue dots) and SOPHIE (red dots) with the best-fit orbital solution (solid line). Error bars include the photon noise and jitter.

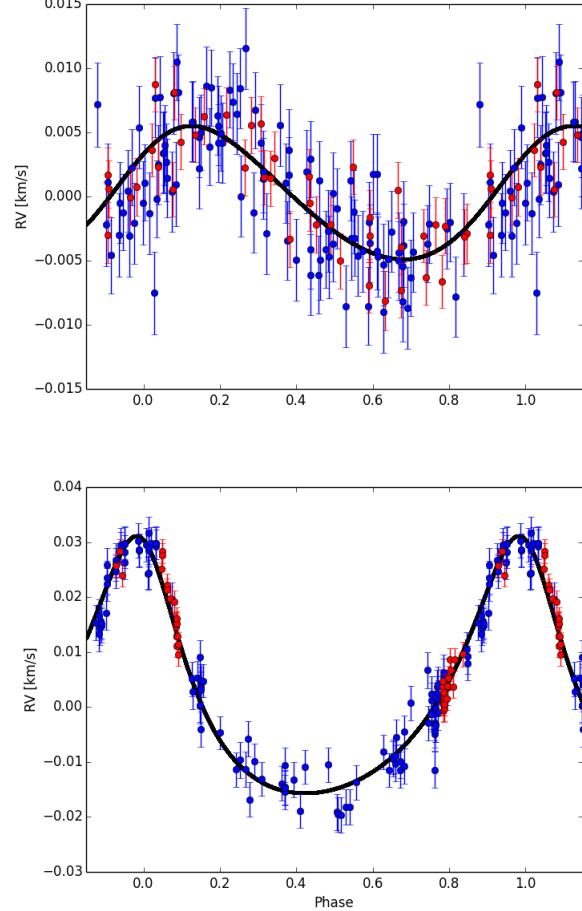
lished in Wright et al. (2009). The precision on all parameters is significantly improved except for the semi-amplitude and  $\omega$ . Assuming a stellar mass of  $0.96 \pm 0.1 M_\odot$  as in Vogt et al. (2005), the minimum mass of HD190360 b and c is  $1.50 \pm 0.15 M_{\text{Jup}}$  and  $20.28 \pm 3.16 M_\oplus$ , respectively.

The additional jitter (instrumental and stellar noise) necessary to set the reduced  $\chi^2$  to 1 is  $2.9 \text{ m s}^{-1}$  for HIRES and  $1.8 \text{ m s}^{-1}$  for SOPHIE. Additionally, the dispersion of the residuals is significantly higher for the HIRES data ( $3.3 \text{ m s}^{-1}$ ) than for SOPHIE ( $2.4 \text{ m s}^{-1}$ ). To take into account the much longer time span of the Keck observations (11.9 years), we computed the median dispersion of the residuals for all the 2.4 year windows in the HIRES data. Its value is  $3.1 \text{ m s}^{-1}$ , still significantly higher than for SOPHIE. This could be the result of either a higher instrumental noise or/and a higher stellar jitter at the time of the Keck observations. The latter case seems unlikely since the  $\log R'_{\text{HK}}$  reported in Vogt et al. (2005) is close to our value at -5.09.

## 5. HD164595 data analysis

### 5.1. Stellar properties

HD164595 is a G2V star with a magnitude  $V=7.08$ . Its Hipparcos parallax ( $\pi = 34.57 \pm 0.5 \text{ mas}$ ) implies a distance of  $28.93 \pm 0.4 \text{ pc}$ . This star is considered to be one of the closest known solar analogs. Its parameters were derived by Porto

**Fig. 4.** Phase-folded radial velocities of HD190360c (upper panel) and HD190360b (bottom panel) for HIRES (blue dots) and SOPHIE (red dots) with the best-fit orbital solution (solid line). Error bars include the photon noise and jitter.**Table 2.** Updated orbital and physical parameters of HD190360 b and c

Parameter	HD190360b	HD190360c
P [days]	$2867.9 \pm 7.7$	$17.1186 \pm 0.0016$
$T_0$ [BJD]	$59271 \pm 19$	$55570.3^{+1.5}_{-2.9}$
$e$	$0.343 \pm 0.017$	$0.107 \pm 0.07$
$\omega$ [deg]	$14.7 \pm 32$	$305.8^{+39}_{-280}$
K [ $\text{m s}^{-1}$ ]	$23.39 \pm 0.46$	$5.20 \pm 0.37$
msini [ $M_\oplus$ ]	$475.16 \pm 49.0$	$20.28 \pm 3.16$
$N_{\text{meas}}$ (SOPHIE)		41
$N_{\text{meas}}$ (HIRES)		107
Jitter (SOPHIE) [ $\text{m s}^{-1}$ ]		1.8
Jitter (HIRES) [ $\text{m s}^{-1}$ ]		2.9
$\sigma(O - C)$ (SOPHIE) [ $\text{m s}^{-1}$ ]		2.4
$\sigma(O - C)$ (HIRES) [ $\text{m s}^{-1}$ ]		3.3

de Mello et al. (2014) in the context of their photometric and spectroscopic survey of solar twin stars within 50 parsecs of the Sun. From the SOPHIE CCFs and using the calibration given by Boisse et al. (2010), we derived a  $v \sin i$  of  $2.1 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$ . HD164595 is known to be a quiet star. Wright et al. (2004) reported a  $\log R'_{\text{HK}}$  of -5.0 from observations made between 1998

**Table 3.** Observed and inferred stellar parameters for HD164595.

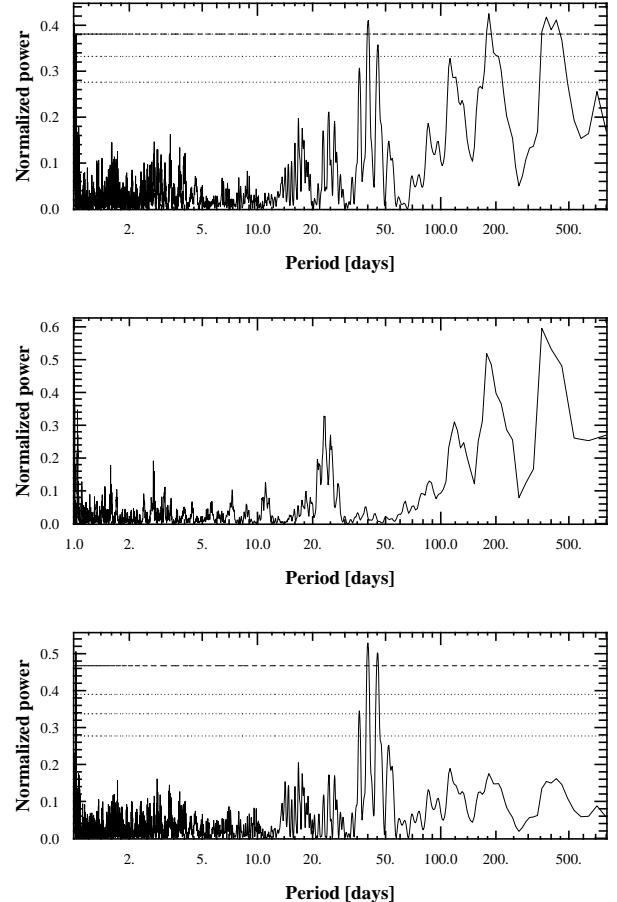
Parameter	HD164595	Reference
Spectral Type	G2V	Hipparcos
$\pi$ [mas]	$34.57 \pm 0.5$	Hipparcos
Distance [pc]	$28.93 \pm 0.4$	Hipparcos
V	7.1	Hipparcos
B-V	0.635	Porto de Mello et al. (2014)
$M_*$ [ $M_\odot$ ]	$0.99 \pm 0.03$	Porto de Mello et al. (2014)
$T_{\text{eff}}$ [K]	$5790 \pm 40$	Porto de Mello et al. (2014)
$\log g$	$4.44 \pm 0.05$	Porto de Mello et al. (2014)
[Fe/H]	$-0.04 \pm 0.08$	Porto de Mello et al. (2014)
$v \sin i$ [km s $^{-1}$ ]	$2.1 \pm 1$	this paper
$\langle \log(R'_{\text{HK}}) \rangle$	$-4.86 \pm 0.05$	this paper

and 2003. More recently, Isaacson & Fischer (2010) reported a slight trend of  $\log R'_{\text{HK}}$  from -4.97 to -4.86 between 2005 and 2009. Following the method established by Boisse et al. (2010), we derived from our *SOPHIE* spectra an average value of  $-4.86 \pm 0.05$  for  $\log R'_{\text{HK}}$ . Furthermore, computing the median value for each season, we find that the  $\log R'_{\text{HK}}$  slightly increased from -4.91 in 2012 to -4.88 in 2013 and finally -4.81 in 2014. We also note that the bisector span shows an increasing dispersion over three seasons from  $1.7 \text{ m s}^{-1}$  in 2012 to  $2.0 \text{ m s}^{-1}$  in 2013 and finally  $3.3 \text{ m s}^{-1}$  in 2014. During the last season, the bisector span is marginally correlated with the RV. All these factors seem to indicate that the stellar activity of HD164595 evolves along a magnetic cycle toward increased activity. Table 3 summarizes the stellar parameters of HD164595.

### 5.2. Distinguishing systematic signals and aliases

The Generalized Lomb-Scargle periodogram of the uncorrected radial velocities of HD164595 is displayed in the upper panel of Fig. 5. A number of significant features appear, the most interesting being a triplet of peaks at  $40 \pm 5$  days. The highest one lies below the  $10^{-3}$  false-alarm probability (FAP) level. The FAP was calculated with Yorbit (Ségransan et al. 2011) by scrambling the RV data many times and counting the number of randomly generated peaks in the corresponding periodograms with an amplitude higher than the peak of the original set. Here, the 40-day signal of the original data was systematically higher than the peaks of 10000 scrambled sets. Longer period signals are also found around 120, 180, and 400 days. They are similar to the aliases of the one-year observational period of the spectral window. The middle panel of Fig. 5 shows the periodogram of the RV constant master sampled at the same observing dates as HD164595. We note that except for the 40-day triplet, other features are the same in the two periodograms. After correction of the systematic drift, that is, after subtracting the constant master RVs from the RVs of HD164595, the only significant feature in the periodogram (Fig. 5, bottom panel) is the 40-day triplet with a FAP lower than  $10^{-5}$ . This signal is then clearly not introduced by our correction, while other peaks were successfully reduced or removed.

The multiplicity of the 40-day feature is due to the convolution with the one-year observational period of the spectral window. The automatic de-aliasing algorithm CLEAN (Roberts et al. 1987) implemented in Yorbit is another way to confirm the unicity of the physical signal in the feature by cleaning up the periodogram. While giving an important diagnostic, this method cannot be used to determinate which frequency is the physical one. This problem is particularly essential for the 40-day and



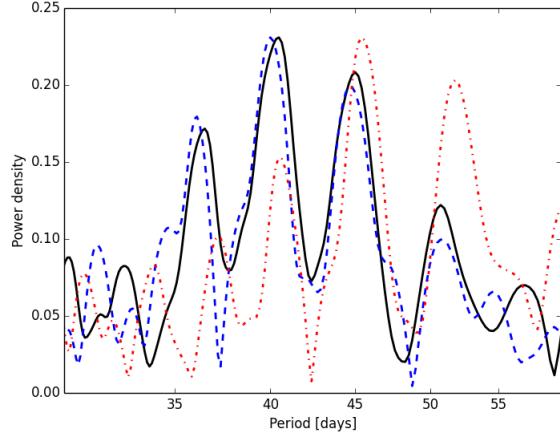
**Fig. 5.** *Upper panel* : Generalized Lomb-Scargle (GLS) periodogram of HD164595 RV before the constant master correction, with  $10^{-3}$  FAP level (dashed line). *Middle panel* : GLS periodogram of the zero-point drift correction applied to HD164595 dates of observation. *Bottom panel* : GLS periodogram of the corrected HD164595 RV data, with  $10^{-5}$  FAP level (dashed line).

45-day solutions, which are equally satisfying (with similar amplitudes in the GLS periodogram and a similar  $\chi^2$  and residual dispersion for their respective fits).

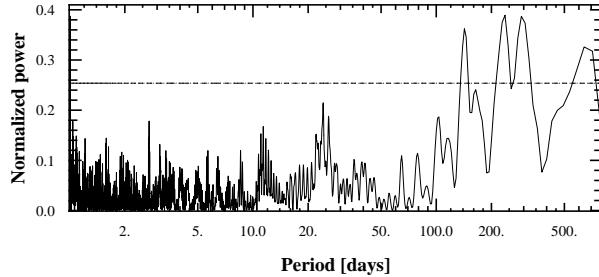
Dawson & Fabrycky (2010) proposed a method for solving this problem. The concept is to simulate a sinusoidal signal at the period and amplitude of each observational alias and to sample it at the date of observations. By comparing their periodograms, the one that significantly better matches the data periodogram corresponds to the true physical frequency. If the test is inconclusive, it means that the noise prevents identification, and new observations are required. This was the case when we apply this method using only our 66 high-quality observations. We then used our complete data set of 75 measurements (see Fig. 6) and determined that the physical frequency is the 40-day peak.

### 5.3. Distinguishing stellar activity

We studied the possibility that the 40-day signal might be due to star-induced activity and correspond to the rotational period. While we noted a slight increase in activity level with time, HD164595 remained a relatively quiet star even in the last observing season with a  $\log R'_{\text{HK}}$  below -4.80. Figure 7 shows the

**Table 4.** Orbital and physical parameters of HD164595b

**Fig. 6.** GLS periodogram of the complete HD164595 RV data (with all the 75 measurements) (solid black curve), the 40-day sinusoid (dashed blue curve) and the 45-day sinusoid (dotted and dashed red curve). The 40-day sinusoid clearly is the best match to the RV data.



**Fig. 7.** HD164595 bisector Generalized Lomb-Scargle periodogram with 0.1 FAP level (dashed line). Long-period signals above this level are caused by a trend in the last season that is marginally correlated with the radial velocities.

periodogram of the bisector span, which can be used to reflect stellar activity. No signal is present at 40 days or at its first harmonics. This also remains true with the FWHM and the  $\log R'_{\text{HK}}$ . There is no correlation between RV and these activity indicators either, except for the already mentioned marginal correlation between RV and the bisector, but only in the last season. Moreover, the rotational period of HD164595 estimated from the  $\log R'_{\text{HK}}$  using the calibration published by Mamajek & Hillenbrand (2008) is  $20 \pm 5$  days, which is quite distinct from the observed 40-day signal. We note that no 20-day signal appears in the RV periodogram, which means that the 40-day signal cannot be an observational alias. The HIPPARCOS photometry does not show any significant variations at a level of 13 mmag (with 147 points), and with no hint of periodic signal in the periodogram. We also checked that the 40-day signal maintains the same phase and amplitude over the last two seasons when fitted independently (the first season does not have enough data points to conclude). We are therefore confident that the 40-day signal is not induced by activity and is planetary in origin.

#### 5.4. Radial-velocity analysis and orbital solution

For the rest of the analysis and the fit of a Keplerian signal we only kept the high-quality data set (66 RV measurements) after

Parameter	HD164595b
P [days]	$40.00 \pm 0.24$
$T_0$ [BJD]	$56280 \pm 12$
$e$	$0.088^{+0.12}_{-0.066}$
$\omega$ [deg]	$145^{+160}_{-110}$
K [ $\text{m s}^{-1}$ ]	$3.05 \pm 0.41$
$m_{\text{simi}}$ [ $M_{\oplus}$ ]	$16.14 \pm 2.72$
$a$ [AU]	0.23
drift [m/s/yr]	$-2.34 \pm 0.44$
$N_{\text{meas}}$	66
Data span [days]	809
$\sigma$ (O - C) [ $\text{m s}^{-1}$ ]	2.3
Jitter [ $\text{m s}^{-1}$ ]	1.8

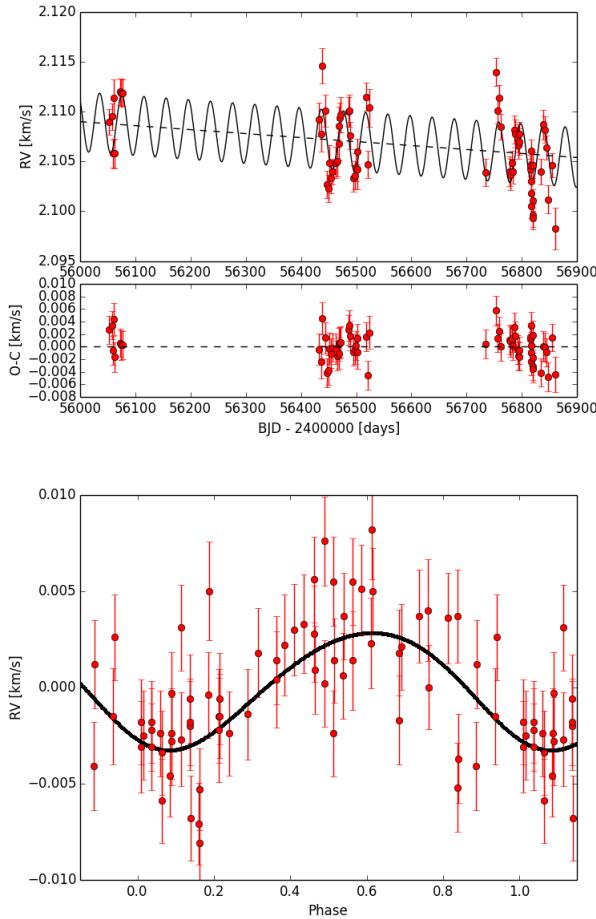
removing the nine low-quality measurements (low S/N, moon light contamination, abnormal simultaneous thorium-argon flux, see Sect. 2). The RMS of the RV time series shown in Fig. 8 (upper panel) is  $3.73 \text{ m s}^{-1}$ . A slight long-term trend is visible. We used PASTIS to fit a Keplerian and a linear drift to our data without a priori. We ran 20 MCMC chains with 300 000 steps each, and discarded the solutions that did not converge to the 40-day period (some converged to the observational aliases, in particular the 45-day period).

Table 4 reports the orbital parameters and their uncertainties for a Keplerian model with a linear trend, and the best fit is plotted in Fig. 8. The fitted model of the planet has a 40–day period and a semi-amplitude of  $3.05 \pm 0.41 \text{ m s}^{-1}$  with an insignificant eccentricity. Assuming a mass of  $0.99 \pm 0.03 M_{\oplus}$  for the star (Porto de Mello et al. 2014), the minimum mass of the planet is  $16.1 \pm 2.7 M_{\oplus}$ . With a jitter of  $1.8 \text{ m s}^{-1}$ , the reduced  $\chi^2$  is equal to 1. The residuals after the fit present a dispersion of  $2.3 \text{ m s}^{-1}$ , and no significant feature appears in the corresponding periodogram. An interesting trend can be observed in the last season. It might correspond to either the activity-related drift that is correlated with the bisector span, or to a shift in the global trend and a subsequent incomplete correction. Trying to correct this trend on the data does not significantly change our reported solution.

Another analysis using the genetic algorithm built into Yorbit (Ségransan et al. 2011) yielded nearly identical parameter values and errors ( $P = 39.99 \pm 0.19$  days,  $K=2.96 \pm 0.40 \text{ m s}^{-1}$  and  $e=0.078 \pm 0.14$ ). We note that the analysis of the uncorrected data does not change our results, but only increases the error bars of our orbital solution, the scatter of the residuals (from  $2.2$  to  $2.9 \text{ m s}^{-1}$ ), and the corresponding jitter (from  $1.8$  to  $2.7 \text{ m s}^{-1}$ ).

## 6. Discussion and conclusion

We have reported the discovery of HD164595b with the *SOPHIE* spectrograph. This source is a warm Neptune-like exoplanet with a minimum mass of  $16.1 \pm 2.7 M_{\oplus}$  orbiting a bright solar-analog star with a period of  $40.00 \pm 0.24$  days with no significant eccentricity. An additional long-term RV drift is seen on our data. At this stage, we cannot conclude on its origin. It might be due to a long-period additional companion in the system, but it might likewise be the signature of a stellar magnetic cycle since we observe a slight increase of the activity index over our observing span of 2.2 years. According to Lovis et al. (2011a), a change of 0.1 dex in the  $\log R'_{\text{HK}}$  may introduce a change of up to  $10 \text{ m s}^{-1}$  in radial velocity. At this stage, we cannot completely exclude



**Fig. 8.** *Upper panel*: Radial velocities of HD164595 with the best-fit orbital solution (solid line). Error bars include the photon and instrumental noise and the stellar jitter. *Bottom panel* : Phase-folded radial velocities of HD164595 with the best-fit orbital solution (solid line). Error bars include the photon and instrumental noise and the stellar jitter.

an under-correction of the zero-point drift either. Additional *SOPHIE* measurements will help to conclude on the long-term drift.

To validate and illustrate the capacity of *SOPHIE* to reach the  $2 \text{ m s}^{-1}$  precision thanks to an appropriate correction of systematic instrumental effect, we refined the orbital parameters of the known planetary system HD190360 based on *SOPHIE* and HIRES radial velocity measurements. With this precision on all timescales, *SOPHIE* can detect exoplanets with an RV semi-amplitude as low as  $3 \text{ m s}^{-1}$ . Nevertheless, pushing the RV precision down to  $1 \text{ m s}^{-1}$  will be crucial to efficiently cover the parameter space of low-mass exoplanets. Additional improvements are ongoing on *SOPHIE*, such as the thermal control of the spectrograph tripod and the implementation of a Fabry-Perot etalon within the calibration unit to improve the determination of the simultaneous drift.

About 70 exoplanets with  $m \sin i$  smaller than  $40 M_{\oplus}$  and an uncertainty on  $m \sin i$  smaller than 30% are known. They are displayed in the mass - orbital period diagram in Fig. 9. In that sample, no transiting low-mass planets with period greater than ten days are known except for Kepler-20c (Gautier et al. 2012), which has a period of 10.9 days. Two-thirds of the 18 exoplanets with orbital periods longer than ten days are part of a multi-

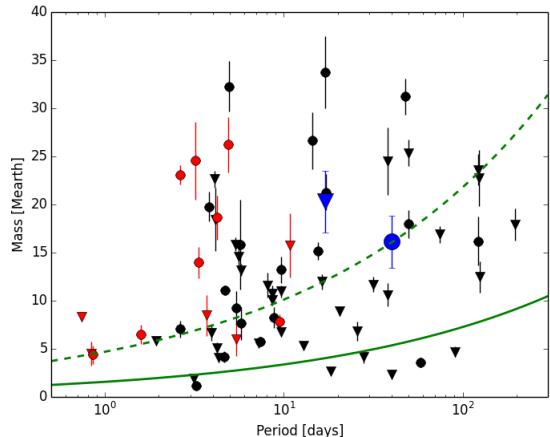
ple planetary system. Only three transiting planets with masses in the range  $10-20 M_{\oplus}$  are known (Kepler-20c, GJ3470b, and HAT-P-26b). Their radii range from  $3.1$  to  $6.3 R_{\oplus}$ , illustrating the diversity in density of this type of objects. This also underlines the current lack of constraints on these objects. The transition between super-Earths and Neptune-like planets and its dependence on the orbital period is poorly understood. The actual number of planets with precise density measurements is indeed far too low to cover the parameter space and constrain interior, formation, or evolution models for the low-mass planet population. The future transit search missions around bright stars TESS (Ricker et al. 2014) and CHEOPS (Broeg et al. 2013; Fortier et al. 2014) will address this issue from two complementary perspectives. While TESS will substantially increase the number of transiting exoplanets suitable for high-precision RV measurement, CHEOPS will measure precise radii of known exoplanets that have been discovered with radial velocities to derive precise densities. However, the low overall transit probability of the non-transiting planets of this sample ( $\sim 300\%$ ) implies that CHEOPS will need a significant number of targets at various periods, requiring continuous efforts on low-mass RV surveys.

In this context, HD164595b is an interesting and potential target for the follow-up transit mission CHEOPS, although its transit probability is only 2%. HD164595 matches all CHEOPS requirements in terms of coordinates, magnitude, and spectral type. The uncertainty of the transit window extrapolated to 2018 is about six days at this stage, but long-term monitoring of this target with *SOPHIE* is planned to reduce this uncertainty. Following the mass-radius relation given by Marcy et al. (2014) and assuming that  $\sin i = 1$ , the expected size of HD164595b is around  $4.7 R_{\oplus}$ . Hence the expected transit probably has a depth close to 1.9 mmag with a duration of 6.1 hours. We note, however, that the three transiting planets with similar masses as HD164595b that were previously mentioned have a radius between  $3.1$  and  $6.3 R_{\oplus}$ . In case of transit, CHEOPS will be fully appropriate to derive the radius with a precision better than 10%. Finally, CHEOPS could also be used to detect transits of additional short-period low-mass companions that are unseen in radial velocities in the HD164595 system.

**Acknowledgements.** We gratefully acknowledge the Programme National de Planétologie (telescope time attribution and financial support) of CNRS/INSU, the Swiss National Science Foundation, and the Agence Nationale de la Recherche (grant ANR-08-JCJC-0102-01) for their support. We warmly thank the OHP staff for their great care in optimizing the observations. N.C.S. acknowledges support by Fundação para a Ciência e a Tecnologia (FCT) through Investigador FCT contract of reference IF/00169/2012 and POPH/FSE (EC) by FEDER funding through the program “Programa Operacional de Factores de Competitividade - COMPETE”. We further acknowledge FCT through FEDER funds in program COMPETE, as well as through national funds, in the form of the grants with reference RECI/FISAST/0176/2012 (FCOMP-01-0124-FEDER-027493), RECI/FIS-AST/0163/2012 (FCOMP-01-0124-FEDER-027492), and UID/FIS/04434/2013. A.S. is supported by the European Union under a Marie Curie Intra-European Fellowship for Career Development with reference FP7-PEOPLE-2013-IEF, number 627202. P.A.W acknowledges the support of the French Agence Nationale de la Recherche (ANR), under program ANR-12-BS05-0012 “Exo-Atmos”.

## References

- Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, A&AS, 119, 373
- Beichman, C., Benneke, B., Knutson, H., et al. 2014, PASP, 126, 1134
- Boisse, L., Eggenberger, A., Santos, N. C., et al. 2010, A&A, 523, A88
- Borucki, W. J. & Koch, D. G. 2011, in IAU Symposium, Vol. 276, IAU Symposium, ed. A. Sozzetti, M. G. Lattanzi, & A. P. Boss, 34–43
- Bouchy, F., Díaz, R. F., Hébrard, G., et al. 2013, A&A, 549, A49
- Bouchy, F., Hébrard, G., Udry, S., et al. 2009, A&A, 505, 853



**Fig. 9.** Mass - orbital period of known planets with  $m \sin i < 40 M_{\oplus}$ ,  $\Delta m \sin i / m \sin i < 0.3$ . Another three planets with  $P > 300$  days are not represented because of visibility problems. Transiting planets are shown in red, while the others are black. Triangles correspond to planets in multiplanetary systems. HD164595b and HD190360c are the blue circle and triangle. The green curves refer to the  $3 \text{ m s}^{-1}$ (dashed) and  $1 \text{ m s}^{-1}$ (solid) iso RV semi-amplitudes for a solar-type star. This diagram is based on data from the exoplanet.org database.

- Broege, C., Fortier, A., Ehrenreich, D., et al. 2013, in European Physical Journal Web of Conferences, Vol. 47, European Physical Journal Web of Conferences, 3005
- Cosentino, R., Lovis, C., Pepe, F., et al. 2012, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 8446, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 1
- Dawson, R. I. & Fabrycky, D. C. 2010, ApJ, 722, 937
- Díaz, R. F., Almenara, J. M., Santerne, A., et al. 2014, MNRAS, 441, 983
- Dumusque, X., Pepe, F., Lovis, C., et al. 2012, Nature, 491, 207
- Fortier, A., Beck, T., Benz, W., et al. 2014, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 9143, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 2
- Gautier, III, T. N., Charbonneau, D., Rowe, J. F., et al. 2012, ApJ, 749, 15
- Howard, A. W., Johnson, J. A., Marcy, G. W., et al. 2011, ApJ, 726, 73
- Howard, A. W., Marcy, G. W., Bryson, S. T., et al. 2012, ApJS, 201, 15
- Howard, A. W., Marcy, G. W., Johnson, J. A., et al. 2010, Science, 330, 653
- Isaacson, H. & Fischer, D. 2010, ApJ, 725, 875
- Kipping, D. M. 2013, MNRAS, 434, L51
- Lovis, C., Dumusque, X., Santos, N. C., et al. 2011a, ArXiv e-prints [[arXiv:1107.5325]]
- Lovis, C., Ségransan, D., Mayor, M., et al. 2011b, A&A, 528, A112
- Mamajek, E. E. & Hillenbrand, L. A. 2008, ApJ, 687, 1264
- Marcy, G. W., Isaacson, H., Howard, A. W., et al. 2014, ApJS, 210, 20
- Mayor, M., Marmier, M., Lovis, C., et al. 2011, ArXiv e-prints [[arXiv:1109.2497]]
- Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, The Messenger, 114, 20
- Mayor, M. & Queloz, D. 2012, New A Rev., 56, 19
- Mordasini, C., Alibert, Y., & Benz, W. 2009, A&A, 501, 1139
- Mordasini, C., Mayor, M., Udry, S., et al. 2011, A&A, 526, A111
- Naef, D., Mayor, M., Korzennik, S. G., et al. 2003, A&A, 410, 1051
- Pepe, F., Mayor, M., Galland, F., et al. 2002, A&A, 388, 632
- Perruchot, S., Bouchy, F., Chazelas, B., et al. 2011, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 8151, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 15
- Perruchot, S., Kohler, D., Bouchy, F., et al. 2008, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7014, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 0
- Porto de Mello, G. F., da Silva, R., da Silva, L., & de Nader, R. V. 2014, A&A, 563, A52
- Ricker, G. R., Winn, J. N., Vanderspek, R., et al. 2014, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 9143, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 20
- Roberts, D. H., Lehar, J., & Dreher, J. W. 1987, AJ, 93, 968
- Ségransan, D., Mayor, M., Udry, S., et al. 2011, A&A, 535, A54
- Vogt, S. S., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2005, ApJ, 632, 638
- Wright, J. T., Marcy, G. W., Butler, R. P., & Vogt, S. S. 2004, ApJS, 152, 261
- Wright, J. T., Upadhyay, S., Marcy, G. W., et al. 2009, ApJ, 693, 1084

**Table 5.** Radial-velocity measurements, error bars and bisector for HD164595. The dates with an asterix correspond to low quality data discarded for the analysis.

BJD	RV [ km s <sup>-1</sup> ]	Uncertainty [ km s <sup>-1</sup> ]	Biss [ km s <sup>-1</sup> ]
56051.596	2.1088	0.0013	-0.0248
56058.576	2.1094	0.0013	-0.0240
56059.487	2.1056	0.0014	-0.0282
56061.524	2.1112	0.0018	-0.0260
56062.557	2.1057	0.0015	-0.0285
56072.524	2.1118	0.0013	-0.0262
56074.524	2.1118	0.0014	-0.0283
56076.503	2.1117	0.0013	-0.0295
56432.514	2.1091	0.0017	-0.0270
56434.581*	2.1123	0.0014	-0.0270
56436.544	2.1077	0.0018	-0.0240
56438.527	2.1145	0.0018	-0.0238
56443.518	2.1100	0.0016	-0.0288
56447.595	2.1026	0.0014	-0.0253
56449.414	2.1022	0.0014	-0.0265
56451.437	2.1048	0.0017	-0.0273
56454.408	2.1032	0.0015	-0.0262
56456.381	2.1039	0.0013	-0.0290
56462.520	2.1048	0.0016	-0.0262
56465.499	2.1049	0.0015	-0.0277
56468.582	2.1067	0.0017	-0.0280
56469.377	2.1085	0.0019	-0.0290
56470.421	2.1093	0.0015	-0.0247
56471.402	2.1095	0.0018	-0.0238
56486.475	2.1099	0.0015	-0.0290
56487.540	2.1099	0.0016	-0.0278
56489.510	2.1075	0.0014	-0.0258
56495.437	2.1032	0.0013	-0.0280
56497.549	2.1034	0.0014	-0.0303
56499.486	2.1042	0.0014	-0.0267
56501.441	2.1059	0.0013	-0.0262
56502.480	2.1041	0.0020	-0.0327
56517.400	2.1114	0.0014	-0.0252
56520.402*	2.1097	0.0013	-0.0283
56521.390	2.1045	0.0014	-0.0270
56524.431	2.1102	0.0019	-0.0288
56730.676*	2.1143	0.0013	-0.0347
56733.663*	2.1124	0.0017	-0.0248
56734.647	2.1037	0.0014	-0.0280
56753.586	2.1137	0.0014	-0.0258
56755.611	2.1098	0.0013	-0.0222
56756.578*	2.1169	0.0023	-0.0287
56758.605	2.1112	0.0013	-0.0273
56761.624	2.1082	0.0013	-0.0240
56777.522	2.1037	0.0015	-0.0283
56778.570	2.1034	0.0016	-0.0200
56782.561	2.1047	0.0012	-0.0298
56783.568	2.1039	0.0012	-0.0313
56786.585	2.1081	0.0014	-0.0287
56788.581	2.1076	0.0014	-0.0267
56792.607	2.1072	0.0014	-0.0288
56793.555	2.1065	0.0013	-0.0295
56794.603	2.1078	0.0012	-0.0313
56795.529	2.1070	0.0013	-0.0342
56815.447	2.1043	0.0011	-0.0312
56815.483	2.1046	0.0011	-0.0323
56816.560	2.1007	0.0012	-0.0323
56816.592	2.1031	0.0012	-0.0327
56817.421	2.1020	0.0011	-0.0323
56817.593	2.1062	0.0011	-0.0282

56819.464	2.1047	0.0013	-0.0322
56819.564	2.0997	0.0012	-0.0332
56820.440	2.0995	0.0011	-0.0310
56820.514	2.1013	0.0011	-0.0335
56834.466	2.1039	0.0013	-0.0295
56838.411	2.1085	0.0015	-0.0278
56841.415	2.1080	0.0013	-0.0322
56844.519	2.1062	0.0012	-0.0313
56847.487	2.1010	0.0014	-0.0320
56850.546*	2.0970	0.0016	-0.0363
56854.401	2.1044	0.0012	-0.0315
56860.493	2.0982	0.0021	-0.0422
56900.431*	2.0949	0.0012	-0.0310
56901.312*	2.1002	0.0013	-0.0317
56902.312*	2.0951	0.0015	-0.0360

**Table 6.** Radial-velocity measurements and error bars for HD190360 (after correction).

BJD	RV [ km s <sup>-1</sup> ]	Uncertainty [ km s <sup>-1</sup> ]
55756.500	-45.2113	0.0013
55757.487	-45.2097	0.0012
55758.507	-45.2077	0.0011
55759.532	-45.2057	0.0012
55760.522	-45.2055	0.0011
55761.349	-45.2096	0.0012
55762.493	-45.2104	0.0011
55763.380	-45.2151	0.0012
55765.622	-45.2167	0.0011
55767.627	-45.2197	0.0014
55769.479	-45.2178	0.0011
55772.359	-45.2144	0.0011
55785.487	-45.2181	0.0011
55793.383	-45.2056	0.0011
55796.467	-45.2088	0.0011
55798.493	-45.2107	0.0012
55813.428	-45.2038	0.0011
55818.330	-45.2123	0.0010
55835.417	-45.2154	0.0010
55848.299	-45.2048	0.0010
55908.236	-45.2075	0.0014
56175.409	-45.1906	0.0012
56200.333	-45.1865	0.0012
56220.319	-45.1856	0.0011
56517.451	-45.1907	0.0011
56519.428	-45.1901	0.0011
56521.443	-45.1921	0.0012
56554.416	-45.1969	0.0011
56557.378	-45.1977	0.0011
56583.355	-45.1921	0.0012
56613.268	-45.1914	0.0011
56624.292	-45.2050	0.0011
56625.297	-45.2042	0.0010
56626.280	-45.2035	0.0011
56628.290	-45.1997	0.0011
56629.263	-45.2015	0.0011
56630.238	-45.1979	0.0010
56631.246	-45.1935	0.0010
56638.266	-45.2044	0.0011
56643.254	-45.2092	0.0010
56644.242	-45.2058	0.0011

## **Annexe B**

### **Publication : Courcol et al. 2016**



# An upper boundary in the mass-metallicity plane of exo-Neptunes

Bastien Courcol,<sup>★</sup> François Bouchy and Magali Deleuil

Aix Marseille University, CNRS, Laboratoire d'Astrophysique de Marseille UMR 7326, F-13388 Marseille cedex 13, France

Accepted 2016 April 28. Received 2016 April 28; in original form 2016 February 11

## ABSTRACT

With the progress of detection techniques, the number of low-mass and small-size exoplanets is increasing rapidly. However their characteristics and formation mechanisms are not yet fully understood. The metallicity of the host star is a critical parameter in such processes and can impact the occurrence rate or physical properties of these planets. While a frequency–metallicity correlation has been found for giant planets, this is still an ongoing debate for their smaller counterparts. Using the published parameters of a sample of 157 exoplanets lighter than  $40 M_{\oplus}$ , we explore the mass-metallicity space of Neptunes and super-Earths. We show the existence of a maximal mass that increases with metallicity, that also depends on the period of these planets. This seems to favour *in situ* formation or alternatively a metallicity-driven migration mechanism. It also suggests that the frequency of Neptunes (between 10 and  $40 M_{\oplus}$ ) is, like giant planets, correlated with the host star metallicity, whereas no correlation is found for super-Earths ( $< 10 M_{\oplus}$ ).

**Key words:** methods: statistical – planetary systems.

## 1 INTRODUCTION

Thanks to continuous improvements of detection techniques, the list of known exoplanets has exponentially increased these 20 past years. More specifically a new population of low-mass or small-size exoplanets has emerged both from the high-precision radial velocity surveys (Howard et al. 2009; Mayor et al. 2009) and high-precision photometric surveys (Baglin 2003; Borucki & Koch 2011). Arbitrarily this population usually distinguishes Neptune like objects, with a mass from 10 to  $40 M_{\oplus}$  and a radius from 2 to  $6 R_{\oplus}$ , and super-Earths, with a mass from 2 to  $10 M_{\oplus}$  and a radius smaller than  $2 R_{\oplus}$ . To investigate the properties of the different planet populations in the low-mass regime, and explore possible correlation between their physical properties, it is however required to get a large sample of planets with parameters accurately determined.

Among the properties of exoplanet host stars, the metallicity was early identified as a key element for giant gaseous planets. It has been well established that the occurrence rate of giant planets increases with metallicity, e.g. Gonzalez (1997); Laws et al. (2003); Santos et al. (2005); Sousa et al. (2008). Nevertheless, for low-mass exoplanets such a correlation was not observed (e.g. Sousa et al. (2008); Ghezzi et al. (2010); Mayor et al. (2011); Sousa et al. (2011)). Jenkins et al. (2013) claim the existence of a minimal mass for super-Earth objects that increases with host star metallicity. More recently Wang & Fischer (2015), based on Kepler results, pointed out a universal correlation between the occurrence rate and the host star metallicity, which is weaker for terrestrial planets.

We took advantage of the increasing number of low-mass exoplanets published so far to explore and better quantify the possible correlation between their mass and the metallicity of their host star. Section 2 presents the sample of low-mass planets we used. In Section 3, we study the mass-metallicity diagram and show the existence of an upper boundary in the mass-metallicity plane as well as investigate its correlation with the period. Section 4 details the impact of this mass-metallicity trend on the frequency of low-mass planets. We discuss our findings in Section 5 and finally present our conclusions in the Section 6.

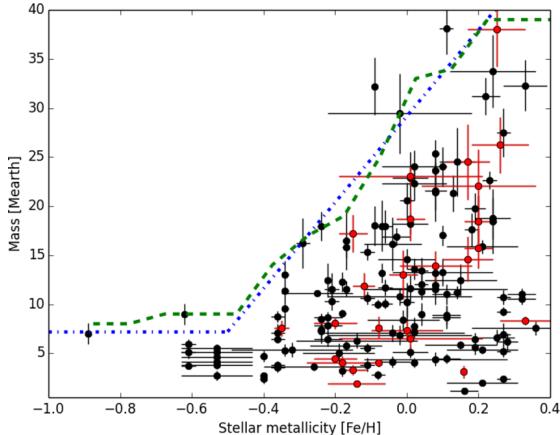
## 2 THE SAMPLE

The sample contains all the known low-mass exoplanets ( $M_{\text{sin}(i)} < 40 M_{\oplus}$ ) with a precision on the measured mass better than 20 per cent and a precision on the metallicity index [Fe/H] better than 0.2 dex. It was built on the basis of the main websites exoplanets catalogues: the NASA Exoplanet Archive,<sup>1</sup> exoplanets.org and exoplanet.eu. The metallicities, planetary masses and other parameters were carefully cross-checked between catalogues. We also included 44 planets from Mayor et al. (2011) as they are already present in the exoplanet.eu data base, updated by the recent resubmitted version (private communication). This new set of low-mass planets increases the size of the sample by 27 per cent but do not change nor impact our results.

The final list with references is displayed in Annex tables. It contains 157 planets with masses and metallicities ranging from

\* E-mail: [bastien.courcol@lam.fr](mailto:bastien.courcol@lam.fr)

<sup>1</sup> <http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/index.html>



**Figure 1.** Planetary mass/host star metallicity diagram for all known planets lighter than  $40 M_{\oplus}$ , with  $\Delta M/M < 0.2$  and  $\Delta [\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$  dex. Red dots are transiting planets. Some errors bars do not appear either because errors were not provided or because it is below the size of the dot. The dashed green line is the computed boundary, and the dashed blue line its approximation described in equation (1) (see text).

1.13  $M_{\oplus}$  to 38.1  $M_{\oplus}$  and from  $-0.89$  to  $0.39$  dex, respectively. The stellar type of the host stars range from M to F. We note that 88 per cent of the planets have periods less than 100 d. 25 planets were detected in transit, including some planets with masses determined by transit timing variations (TTVs), emphasizing the small overlap between radial velocity and transit surveys.

Due to the multiplicity of the sources, there is no uniform metallicity determination method. Moreover, in some cases, the results of the different methods wildly disagree, with differences that can reach  $\sim 0.3$  dex (Johnson & Apps 2009; Neves et al. 2012). To mitigate that effect, that could induce biases, we used the metallicity values from SWEET-Cat (Santos et al. 2013) whenever possible. This catalogue aims at determining atmospheric parameters of exoplanet host stars in the most uniform way possible using the same methodology as well as compile values in the literature in a way that optimizes the uniformity, making them more suitable for statistical studies of stars with planets. In the present case 134 of our 157 planets, in 80 of the 97 systems, are present in the catalogue. We note that the remaining planets are quite uniformly distributed in the parameters space and should not introduce any significant bias.

### 3 THE MASS-METALLICITY DIAGRAM

#### 3.1 On the existence of an exclusion zone

The planetary minimal mass/host star metallicity diagram is presented in Fig. 1. While a connection between mass and metallicity is obvious, to describe it as a correlation would be misleading as the mass does not necessarily increase with the host star metallicity. A more adequate description would be that there is a maximum mass that increases with metallicity i.e. an upper boundary, or that there is an exclusion zone in the upper left part of the Fig. 1, that is high masses and low metallicity.

This type of dependence between two parameters is unusual and might be interpreted at first glance by a bias in the sample, as the dispersion of the mass increases with metallicity. First, biases related to the stellar type should be reviewed. Low-mass planets are more easily detected around M dwarves because of their lower masses. Additionally, the precise determination of the metallicity of these stars is more difficult. However, when removing all the

M dwarves from the data, the shape of the exclusion zone remains the same. More generally, as explained in Section 2, the use of SWEET-Cat should prevent any bias caused by different metallicity determination methods.

Furthermore, such a bias cannot be observational in nature, as it is the low-mass planets that are the hardest to detect that are found at low metallicity. Small planets orbiting low-metallicity host stars are the most difficult to detect, because of the much lower number of spectral features that can be exploited to obtain a precise radial velocity measurement. Furthermore, if more massive planets would have existed in these systems, they should have been detected.

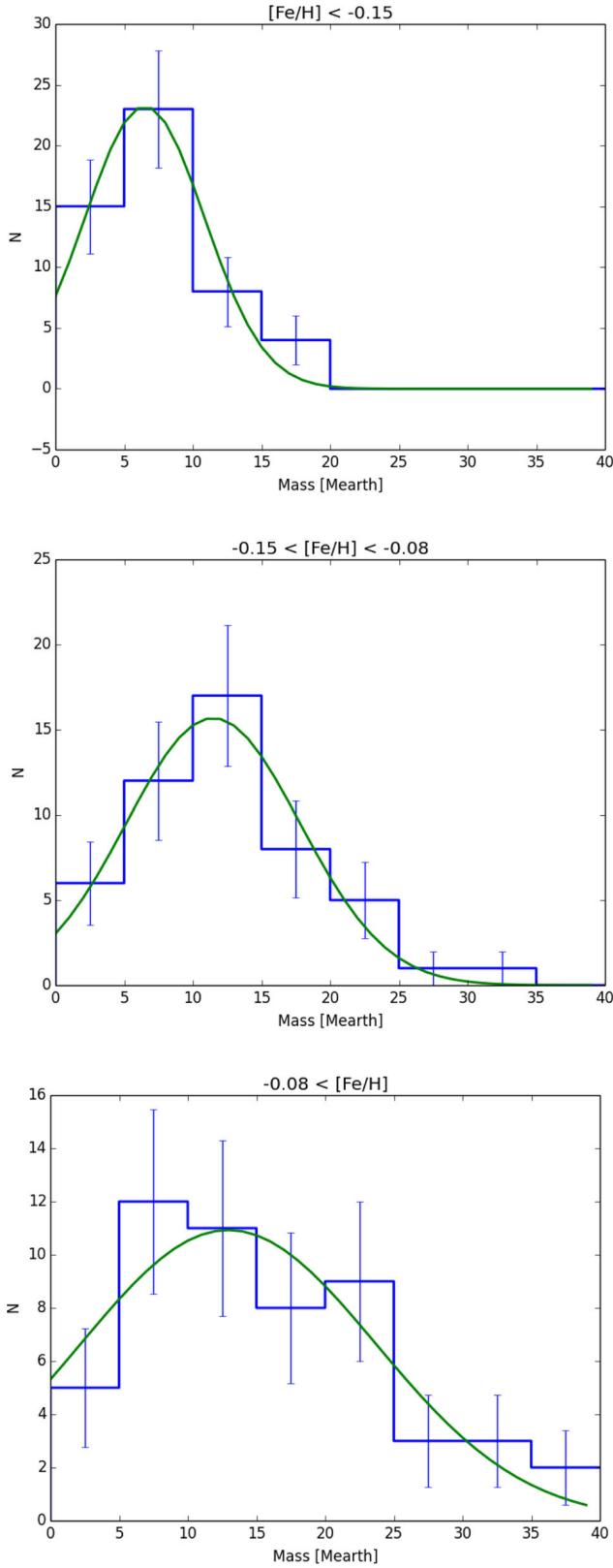
This exclusion region cannot be explained either by a bias in the angle  $i$  between the plane of the system and the line of sight, which is unknown for most planets in this sample. The distribution of  $i$  is a purely geometrical effect that is not linked to the stellar metallicity. We also note that the number of transiting planets for which the true mass is known is small in this mass domain. However, from a statistical point of view, the use of the minimal mass instead of the true mass should not significantly change the shape of this distribution, but only raise it by  $\sim 15$  per cent. For this reason, and for the sake of simplicity, the general term ‘mass’ will be used hereafter instead of ‘minimal mass’ (or ‘true mass’), except where a distinction is needed.

The only possible type of bias would then come from differences in the completeness in period of surveys focusing on either end of the metallicity range. If the periods probed around low metallicity stars are significantly shorter than high metallicity stars, it could explain the trend in Fig. 1 if Neptune-like planets are preferentially located at longer periods. However that cannot be the case, because the periods of the planets are not correlated with the metallicity. We discuss further this point in Section 3.3. Additionally, we could set up a strict period criterium to ensure a homogeneous completeness of the sample. If we discard all the planets at periods greater than 10 d (95), the general shape of the mass/metallicity diagram in Fig. 1 does not change.

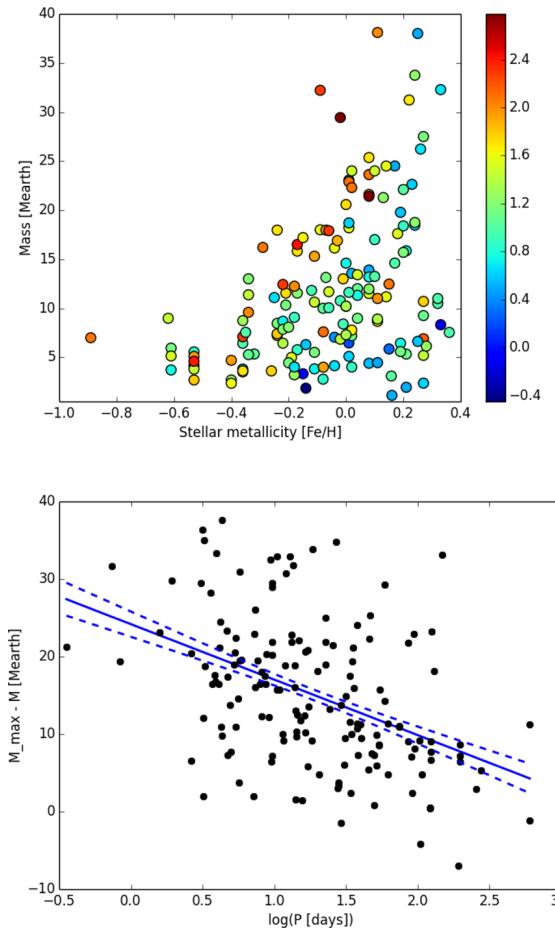
We finally explored the underlying population distribution in different  $[\text{Fe}/\text{H}]$  bins. To that purpose we divided our sample in three sub-samples of increasing metallicity with approximately the same number of planets. Assuming a Poissonian noise, we checked that each sub-sample can be phenomenologically described by a single Gaussian function within the error bars (cf Fig. 2). This is an additional evidence that biases are not correlated with  $[\text{Fe}/\text{H}]$  and therefore could not explain the exclusion zone. We also note that, as expected, the mean and the dispersion of the Gaussians increase with the metallicity.

#### 3.2 Determination of the upper boundary

It is possible to define a mass-metallicity boundary separating the planets from the exclusion zone. To determine its shape we computed the cumulative distribution of planetary masses over a succession of metallicity bins. To account for the error bars and the possibility of outliers, each mass is weighted by the inverse of its precision. The ‘maximum mass’ of the bin is set as the 97 per cent limit of this cumulative weighted distribution. The extremum bins (at  $-0.9$  and  $0.4$  dex) are set to the closest bin value to overcome boundary effects. The green dashed line on Fig. 1 is the limit derived with this method with bins centred every 0.1 dex and 0.25 dex wide (therefore overlapping, to smooth the limit). Modifying the bin size and spacing can slightly change the shape of the boundary, without any significant impact.



**Figure 2.** Mass distributions for metallicity bins of  $\sim 50$  planets (blue histograms) and the corresponding Gaussian fits (green curves). The metallicity range of the bins and the parameters of the Gaussian fits (mean  $\bar{M}$  and dispersion  $\sigma_M$ ) are, from top to bottom:  $-0.89$  to  $-0.15$  dex,  $\bar{M} = 6.4 M_{\oplus}$ ,  $\sigma_M = 4.2 M_{\oplus}$ ;  $-0.15$  to  $0.04$  dex,  $\bar{M} = 11.6 M_{\oplus}$ ,  $\sigma_M = 6.2 M_{\oplus}$ ;  $-0.04$  to  $0.39$  dex,  $\bar{M} = 13.7 M_{\oplus}$ ,  $\sigma_M = 11.2 M_{\oplus}$ . The errors bars correspond to a Poisson noise.



**Figure 3.** Upper panel: distribution of the sample in the mass/metallicity plane with  $\log P$  as the colour scale. Bottom panel:  $\log P$  versus  $M_{\max} - M_{\text{planet}}$ ,  $M_{\max}$  computed from equation 1. The solid blue line is the linear regression of the data and the dashed blue lines are the  $1\sigma$  confidence interval.

The main characteristic of the boundary is a monotonous increase of the maximal mass with  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . For metallicities above  $-0.5$ , the trend seems linear. We therefore performed a linear regression on the boundary to get a simple relation approximating  $M_{\max}$  (in  $M_{\oplus}$ ) as a function of  $[\text{Fe}/\text{H}]$  in equation (1).

$$[\text{Fe}/\text{H}] > -0.5 : M_{\max} = 43.3 \times [\text{Fe}/\text{H}] + 29.2 M_{\oplus} \quad (1)$$

For metallicities below  $-0.5$ , the boundary is rather flat. However the reality of this plateau is questionable as it relies only on one peculiar planet, Kapteyn's c (Anglada-Escudé et al. 2014). Its host is an old sub-M dwarf of the halo, the only one of the sample, which has a singular metallicity of  $-0.89$  dex with no associated error. Moreover the orbital period of Kapteyn's c is among the longest of the sample: 121.5 d. It is possible that the planetary properties of such systems are different and that the flat trend is not representative of the global population.

### 3.3 Correlation with the period

The unusual nature of this connection between the planetary mass and the stellar metallicity could be explained by the existence of correlations with other parameters. We therefore investigate a possible correlation with the orbital period. The Fig. 3, top panel, represents the mass-metallicity plane, with the logarithm of the period as the

colour scale. We notice that the planets closer to the limit tend to have longer period compared to those farther away. Moreover, the few planets that are slightly above the defined boundary all have periods greater than 100 d. This is also the case of Kapteyn's c, which is responsible of the questionable plateau for extremely low metallicities. This can be best seen in the bottom panel, which represents  $\log P$  versus  $M_{\max} - M_{\text{planet}}$ , i.e. the vertical distance to the boundary as defined by the equation (1) (although we did not allow  $M_{\max}$  to increase further than  $40 M_{\oplus}$  as it is the limit of our sample). When performing a linear regression in the data (the blue dotted line in the bottom panel), we obtain the following relation:

$$M_{\max} - M_{\text{planet}} = -7.15 \pm 1.17 \times \log P + 24.17 \pm 1.6 M_{\oplus} \quad (2)$$

For this regression we used an identical weight for all the planets. Indeed, in this sample, the uncertainties on the mass are not homogeneously computed. Moreover, other sources of uncertainties should be taken into account in the error on the distance to the boundary (e.g. the uncertainty introduced by the  $\sin(i)$ , the error on the position of the limit) that are beyond the scope of this paper. There is consequently no solid argument to give more weight to some planets.

The parameters of the linear regression are significantly constrained ( $3.08\sigma$  for the slope), although the dispersion of the residuals is quite high. Similarly, the Pearson correlation coefficient of this data set is of  $-0.44$ , but the probability of the no-correlation hypothesis ( $P$ -value) is of  $8e-9$ . This means that while the correlation between  $\log(P)$  and  $M_{\max} - M_{\text{planet}}$  is weak, it is very significative.

This result indicates the upper limit decreases for short period planets. More interestingly, this also suggests that Neptune-like planets could still exist around metal-poor stars, but at longer periods.

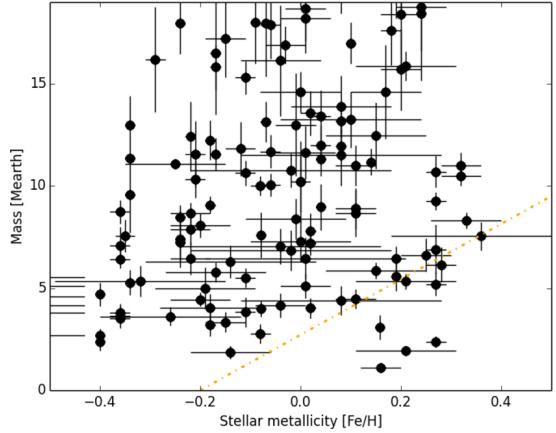
### 3.4 On the existence of a lower boundary

Jenkins et al. (2013) also discussed of the possible correlations between mass and metallicity for low-mass planets. Their study, based on the exoplanets.org data base as of 2012, focused on a smaller range of masses ( $0$ – $19 M_{\oplus}$ ) and metallicity ( $-0.5$  dex to  $0.5$  dex). Instead of a correlation, they proposed the existence of a lower boundary, increasing linearly from  $0 M_{\oplus}$  at  $-0.2$  dex to  $9.5 M_{\oplus}$  at  $0.5$  dex.

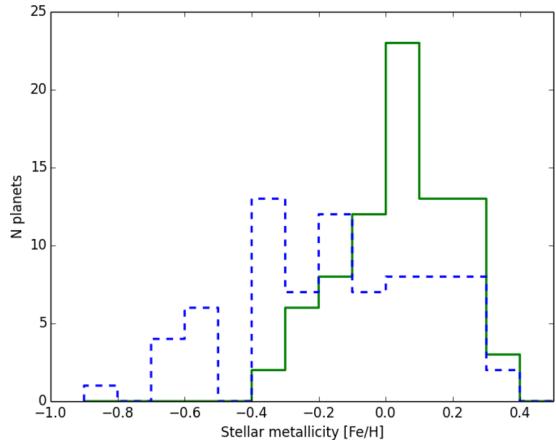
With a sample tripled in size, 121 planets in our study instead of 36 in Jenkins et al. (2013) in the same mass-metallicity range, it is possible to test this boundary with a better reliability. Our sample is represented in Fig. 4 in their mass-metallicity range. Eight planets are found below this boundary (the orange dashed line), three of them (alpha Cen B b, HD 134606 b, GJ 876 d) at more than  $1\sigma$  if we consider conservative errors in [Fe/H] of at least  $0.1$  dex. This boundary therefore does not hold up when faced to new detections.

## 4 IMPACT ON THE FREQUENCY OF SMALL PLANETS

The limit between Neptune and super-Earths is difficult to place. Currently, no clear mass criterium exists to discriminate these two populations, either observationally or physically motivated. This can be explained by three reasons. First, degeneracies in planet interiors models make the categorization uncertain for a range of scenarios. Secondly, the existence of transitional planets (mini-Neptunes, mega-Earths or low density super-Earths) can further scramble the limit to an extent that is currently unknown. And finally, there is a lack of observational constraints with only 25 small planets with a



**Figure 4.** Mass-metallicity distribution of known small planets. The orange dashed line is the lower boundary proposed by Jenkins et al. (2013).



**Figure 5.** Number of the Neptune-mass planets (between  $10$  and  $40 M_{\oplus}$ ) (green solid line) and super-Earth planets ( $<10 M_{\oplus}$ ) (blue dotted line). Interestingly, the number of planets in each category is similar (80 Neptunes and 75 super-Earth).

relatively well measured density. Consequently we can only choose an arbitrary mass to define ‘Neptune-mass’ and ‘Super-Earth’ planets, in this case the widely used  $10 M_{\oplus}$ . However, we can already perceive different statistical behaviours with the current sample.

Fig. 5, shows the number of ‘Neptune-mass’ planets (between  $10$  and  $40 M_{\oplus}$ ) as a function of the metallicity (green solid curve). The shape of this distribution cannot be used as an occurrence rate, as the planets come from many sources with different selection biases, methods and detection performances. None the less, it gives an important clue. One can see that the distribution drops to 0 at  $-0.4$  dex for the whole sample (green curve), which is coherent with the shape of the exclusion zone. This implies that at the first order, the frequency of Neptunes is correlated to metallicity, with no Neptunes around very sub-metallic stars. Beyond that observation, it would not be surprising that the frequency of Neptunes do follow the observed distribution at low metallicities and steadily decrease to reach 0. Super-Earths (smaller than  $10 M_{\oplus}$ , blue dotted curve in Fig. 5) on the other hand, are present at all metallicities. We note that this is still true for all limit masses used to define Neptunes and super-Earths between  $8$  and  $15 M_{\oplus}$ .

This result differ from previous studies (Ghezzi et al. 2010; Mayor et al. 2011; Sousa et al. 2011). In the study of 582 FGK stars of a HARPS volume limited subsample of Sousa et al. (2011), the

metallicity of Neptunian hosts is rather flat compared to that of the stars hosting jovians, although they could not achieve statistically meaningful results due to small numbers. Mayor et al. (2011) present a flat, metal poor ( $<0.2$  dex besides one exception) distribution for planets less massive than  $30 M_{\oplus}$ . Finally Ghezzi et al. (2010) also found a flat relative frequency for Neptune-mass hosts in regard to the metallicity, even when adding planets from the literature to their results. Complementary to these observational results, Mordasini et al. (2012) reported no correlation between the protoplanetary disc metallicity and the frequency of Neptunes using formation models.

Two factors may explain this discrepancy. First, the number of planets used in our study is much larger and therefore more statistically reliable. Secondly, the previous studies on this matter seldom make the distinction between Neptunes and super-Earths, and sometimes define ‘Neptunes’ as any planet with a mass lower than a given value ( $25 M_{\oplus}$  in Ghezzi et al. 2010,  $30 M_{\oplus}$  in Mayor et al. 2011,  $0.1 M_{Jup}$  in Sousa et al. 2011). This is important considering that the distribution of Super-Earths (smaller than  $10 M_{\oplus}$ ) is different to that of the Neptunes (between  $10$  and  $40 M_{\oplus}$ ), and dilute the significance of any trend visible for Neptunes only.

Our results are also in good agreement with the more recent paper from Wang & Fischer (2015). These authors analysed the Kepler results and pointed a universal correlation between the occurrence rate and the host star metallicity. They show that this dependence is weaker for terrestrial planets than for gas-dwarf planets. This is consistent with the fact that we can extrapolate such a correlation for our Neptune sample but not for our super-Earth sample, while both are roughly equal in size. However we note that they use photometrically derived KIC metallicities, that have a poor precision.

## 5 DISCUSSION

While the observed correlation does not imply causation, it is interesting to consider the possibility that the metallicity would drive the maximal mass of these small planets. A mass-metallicity upper boundary fits well within the core-accretion theory (Pollack et al. 1996). Indeed, a metal poor star could see its planets forming smaller cores, that will thus accrete gas less efficiently. This translates as a maximum mass rather than a strict correlation probably because of other phenomena, such as the competition between multiple planets that decrease the quantity of matter available for a single one.

The correlation between this boundary and the period is also peculiar. A possible explanation would be that the highly irradiated parts of a protoplanetary disc are more depleted of volatile elements due to intense radiation pressure. The planets forming in these regions have a much lower amount of gas and rely more exclusively on the presence of heavier elements. Such a scenario implies that these planets are formed *in situ*, or at least that a significant fraction of their total mass is acquired during or after the migration. Another possible explanation is that planets do form at all metallicities, but that in metal-poor discs Neptune-like planets form farther out or do not migrate as quickly as in metal-rich discs. These planets would consequently lie outside the period ranges that are probed by current surveys. This is the mechanism proposed by Adibekyan et al. (2013), who showed that the periods of planets more massive than  $10 M_{\oplus}$  orbiting metal-poor stars are preferentially longer than those orbiting metal-rich stars. However, the role of other parameters like the mass of the protoplanetary disc, the number of planets and architecture of the system or the migration type should be taken into account.

Similar studies have been performed on the Kepler Objects of Interest sample when considering the radius instead of the mass. Buchhave et al. (2014) show that the mean host star metallicity is statistically higher for larger planets, with spectroscopically derived metallicities. They categorize them into three groups of increasing metallicities: the terrestrial planets  $R_p < 1.7 R_{\oplus}$ , gas dwarf planets  $1.7 R_{\oplus} < R_p < 3.9 R_{\oplus}$  and gas or ice giants  $3.9 R_{\oplus} < R_p$ . These results are consistent with the trend we observe for the masses.

Based on the same metallicity values, Dawson, Chiang & Lee (2015) go one step further and show that for period greater than  $15$  d, for which there is no significant photoevaporation, there is a lack of rocky planets ( $R_p < 1.5 R_{\oplus}$ ) around metal rich star, while all types of planets are found around metal poor stars. The semi-empirical mass-radius relation of small rocky exoplanets obtained by Zeng, Sasselov & Jacobsen (2015) shows that  $1.5 R_{\oplus}$  corresponds to  $4.2 M_{\oplus}$ . In our sample, no planets smaller than  $4.2 M_{\oplus}$  at less than  $15$  d are found around stars more metallic than the Sun, which is therefore in agreement with Dawson et al. (2015).

Finally, one additional remark can be made. We know at least 18 planets more massive than  $40 M_{\oplus}$  with  $[Fe/H] < -0.4$  (source: exoplanets.org), when no Neptunes are found in that metallicity range, cf Section 4. Moreover the orbital periods of these planets are very different, from  $2.96$  d (WASP-98 b) to  $956$  d (HD 181720 b). There is therefore a turnover in the distribution that coincides with the planet desert that separates Neptunian and Jovian planets, between  $40$  and  $60 M_{\oplus}$ . This implies that the formation mechanism of giant planets is significantly different to that of low-mass planets and reinforces the role of metallicity in planetary formation.

## 6 CONCLUSION

We compiled all the known low-mass planets ( $M_{\text{sin}(i)} < 40 M_{\oplus}$ ) as of 2015 December with a good precision on both minimal mass ( $<20$  per cent) and host star metallicity ( $<0.2$  dex). We studied the resulting 157 objects in the mass-metallicity diagram. The maximum mass at any given metallicity bin increases with metallicity in a seemingly linear manner (with a possible plateau below  $-0.5$  dex), with a desert for Neptune like planets with low host-star metallicity. Observational or selection biases could not reproduce this feature, which is therefore physical in nature, as they would have either no impact or favour the detection of more massive planets that would have been located in the observed desert.

We demonstrated that there is a dependence between this upper boundary and the planets period. The boundary shrinks at shorter periods and is more expanded at longer periods. This is in agreement with an *in situ* core-accretion formation mechanism where the irradiation depleted more efficiently the protoplanetary disc of its volatile content. Alternatively, it could mean that planets around metal-poor stars form at longer periods or migrate not as quickly, and would orbit outside the period range probed by current surveys. However, a number of parameters were not considered in this study, such as planet multiplicity, planetary migrations and system architecture.

This period dependent boundary has implications on the low-mass planet frequency. The distribution in metallicity of Neptunes hosts (between  $10$  and  $40 M_{\oplus}$ ) indicates that their frequency is likely to increase with metallicity, and that this effect is stronger for high irradiation planets. On the contrary, no such effect is visible for the Super-Earth population ( $<10 M_{\oplus}$ ). These results, that are corroborated by recent papers on the Kepler sample (Buchhave et al. 2014; Dawson et al. 2015; Wang & Fischer 2015), might change the claim that the occurrence rate of Neptunes is not correlated

**Table 1.** Annex: parameters of the sample.

Name	Mass [ $M_{\oplus}$ ]	[Fe/H]	Period [d]	References
Kepler-78 b	$1.86 \pm 0.30$	$-0.14 \pm 0.08$	0.35	Pepe et al. (2013), Sanchis-Ojeda et al. (2013)
55 Cnc e	$8.32 \pm 0.39$	$0.33 \pm 0.07$	0.74	Endl et al. (2012), Santos et al. (2013)
Kepler-10 b	$3.33 \pm 0.49$	$-0.15 \pm 0.04$	0.84	Dumusque et al. (2014), Santos et al. (2013)
GJ 1214 b	$6.47 \pm 1.00$	$0.01 \pm 0.20$	1.58	Carter et al. (2011), Santos et al. (2013)
GJ 876 d	$5.85 \pm 0.39$	$0.15 \pm 0.10$	1.94	Rivera et al. (2010), Santos et al. (2013)
GJ 436 b	$23.06 \pm 1.01$	$0.01 \pm 0.20$	2.64	Maness et al. (2007), Santos et al. (2013)
GJ 3634 b	$7.05 \pm 0.87$	$-0.04 \pm 0.20$	2.65	Bonfils et al. (2011), Santos et al. (2013)
GJ 581 e	$1.95 \pm 0.22$	$0.21 \pm 0.10$	3.15	Forveille et al. (2011), Santos et al. (2013)
HATS-7 b	$38.00 \pm 3.80$	$0.25 \pm 0.08$	3.18	Bakos et al. (2015)
Kepler-4 b	$24.50 \pm 3.80$	$0.17 \pm 0.06$	3.20	Borucki et al. (2010), Santos et al. (2013)
alpha Cen B b	$1.13 \pm 0.10$	$0.16 \pm 0.04$	3.24	Dumusque et al. (2012), Santos et al. (2013)
61 Vir b	$5.10 \pm 0.60$	$0.01 \pm 0.05$	4.20	Vogt et al. (2010), Santos et al. (2013)
61 Vir c	$18.20 \pm 1.10$	$0.01 \pm 0.05$	38.00	Vogt et al. (2010), Santos et al. (2013)
61 Vir d	$22.90 \pm 2.60$	$0.01 \pm 0.05$	123.00	Vogt et al. (2010), Santos et al. (2013)
BD -08 2823 b	$14.60 \pm 1.01$	$0.00 \pm 0.08$	5.60	Hébrard et al. (2010), Santos et al. (2013)
BD-061339 b	$6.30 \pm 0.80$	$-0.14 \pm 0.17$	3.87	Tuomi (2014), Santos et al. (2013)
CoRoT-7 c	$13.56 \pm 1.08$	$0.02 \pm 0.02$	3.70	Haywood et al. (2014), Santos et al. (2013)
GJ 15 A b	$5.34 \pm 0.76$	$-0.32 \pm 0.17$	11.44	Howard et al. (2014)
GJ 160.2 b	$10.20 \pm 2.00$	$0.00 \pm 0.15$	5.24	Tuomi (2014), Soubiran et al. (2010)
GJ 163 b	$10.77 \pm 0.85$	$-0.02 \pm 0.20$	8.63	Bonfils et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 163 c	$6.85 \pm 0.99$	$-0.02 \pm 0.20$	25.63	Bonfils et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 163 d	$29.43 \pm 4.05$	$-0.02 \pm 0.20$	603.95	Bonfils et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 176 b	$8.40 \pm 1.00$	$-0.01 \pm 0.10$	8.80	Forveille et al. (2009), Santos et al. (2013)
GJ 3293 b	$24.00 \pm 1.70$	$0.02 \pm 0.09$	30.60	Astudillo-Defru et al. (2015)
GJ 3293 d	$22.30 \pm 1.70$	$0.02 \pm 0.09$	124.00	Astudillo-Defru et al. (2015)
GJ 3470 b	$13.90 \pm 1.50$	$0.08 \pm 0.10$	3.30	Demory et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 433 b	$5.78 \pm 0.47$	$-0.17 \pm 0.10$	7.37	Delfosse et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 581 b	$15.86 \pm 0.72$	$0.21 \pm 0.10$	5.37	Forveille et al. (2011), Santos et al. (2013)
GJ 581 c	$5.33 \pm 0.38$	$0.21 \pm 0.10$	12.92	Forveille et al. (2011), Santos et al. (2013)
GJ 667 C b	$5.56 \pm 0.34$	$-0.53 \pm 0.10$	7.20	Robertson & Mahadevan (2014), Santos et al. (2013)
GJ 667 C c	$4.15 \pm 0.68$	$-0.53 \pm 0.10$	28.10	Robertson & Mahadevan (2014), Santos et al. (2013)
GJ 667C d	$5.10 \pm 0.60$	$-0.53 \pm 0.10$	91.61	Anglada-Escudé et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 667C e	$2.70 \pm 0.50$	$-0.53 \pm 0.10$	62.24	Anglada-Escudé et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 667C f	$3.80 \pm 0.40$	$-0.53 \pm 0.10$	28.14	Anglada-Escudé et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 667C g	$4.60 \pm 0.80$	$-0.53 \pm 0.10$	256.20	Anglada-Escudé et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 674 b	$11.09 \pm 0.24$	$-0.25 \pm 0.10$	4.70	Bonfils et al. (2007), Santos et al. (2013)
GJ 676A d	$4.40 \pm 0.70$	$0.08 \pm 0.20$	3.60	Anglada-Escudé & Tuomi (2012), Santos et al. (2013)
GJ 676A e	$11.50 \pm 1.50$	$0.08 \pm 0.20$	35.37	Anglada-Escudé & Tuomi (2012), Santos et al. (2013)
GJ 832 c	$5.00 \pm 1.00$	$-0.19 \pm 0.10$	35.70	Wittenmyer et al. (2014), Santos et al. (2013)
GJ 876 e	$12.47 \pm 1.62$	$0.15 \pm 0.10$	124.26	Rivera et al. (2010), Santos et al. (2013)
Gl 687 b	$18.00 \pm 2.00$	$-0.09 \pm 0.15$	38.10	Burt et al. (2014)
Gl 785 b	$21.60 \pm 2.00$	$0.08 \pm 0.03$	74.40	Howard et al. (2011b)
HAT-P-11 b	$26.22 \pm 2.86$	$0.26 \pm 0.08$	4.89	Bakos et al. (2010), Santos et al. (2013)
HAT-P-26 b	$18.70 \pm 2.20$	$0.01 \pm 0.04$	4.23	Hartman et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 10180 c	$13.19 \pm 0.62$	$0.08 \pm 0.01$	5.76	Lovis et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 10180 d	$11.97 \pm 0.77$	$0.08 \pm 0.01$	16.36	Lovis et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 10180 e	$25.36 \pm 1.37$	$0.08 \pm 0.01$	49.75	Lovis et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 10180 f	$23.62 \pm 1.66$	$0.08 \pm 0.01$	122.72	Lovis et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 10180 g	$21.41 \pm 2.97$	$0.08 \pm 0.01$	602.00	Lovis et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 102365 b	$16.20 \pm 2.58$	$-0.29 \pm 0.02$	122.10	Tinney et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 103197 b	$31.22 \pm 1.90$	$0.22 \pm 0.04$	47.84	Mordasini et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 109271 b	$17.00 \pm 1.00$	$0.10 \pm 0.01$	7.90	Lo Curto et al. (2013), Santos et al. (2013)
HD 109271 c	$24.00 \pm 2.00$	$0.10 \pm 0.01$	30.90	Lo Curto et al. (2013), Santos et al. (2013)
HD 11964 c	$24.49 \pm 3.51$	$0.14 \pm 0.05$	37.91	Wright et al. (2009), Santos et al. (2013)
HD 125595 b	$13.25 \pm 1.37$	$0.10 \pm 0.14$	9.67	Ségransan et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 125612 c	$18.45 \pm 3.28$	$0.24 \pm 0.01$	4.15	Lo Curto et al. (2010), Santos et al. (2013)
HD 134060 b	$11.17 \pm 0.66$	$0.14 \pm 0.01$	38.00	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 134606 b	$2.37 \pm 0.28$	$0.27 \pm 0.02$	4.30	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 134606 c	$9.26 \pm 0.42$	$0.27 \pm 0.02$	12.10	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 134606 d	$5.20 \pm 0.58$	$0.27 \pm 0.02$	26.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 134606 e	$10.70 \pm 0.76$	$0.27 \pm 0.02$	58.80	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 134606 f	$6.90 \pm 1.20$	$0.27 \pm 0.02$	147.50	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 136352 b	$5.28 \pm 0.62$	$-0.34 \pm 0.01$	11.56	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 136352 c	$11.38 \pm 0.10$	$-0.34 \pm 0.01$	27.60	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)

**Table 1** – *continued*

Name	Mass [M <sub>⊕</sub> ]	[Fe/H]	Period [d]	References
HD 136352 d	9.59 ± 1.86	-0.34 ± 0.01	106.70	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 13808 b	10.33 ± 0.92	-0.21 ± 0.02	14.20	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 13808 c	11.55 ± 1.62	-0.21 ± 0.02	53.80	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 1461 b	6.44 ± 0.61	0.19 ± 0.01	13.50	Díaz et al. (2016), Santos et al. (2013)
HD 1461 c	5.92 ± 0.76	0.19 ± 0.01	13.50	Díaz et al. (2016), Santos et al. (2013)
HD 154088 b	6.15 ± 0.86	0.28 ± 0.03	18.60	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 156668 b	4.15 ± 0.59	-0.04 ± 0.05	4.65	Howard et al. (2011a), Santos et al. (2013)
HD 157172 b	38.10 ± 2.60	0.11 ± 0.02	104.80	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 16417 b	21.28 ± 1.89	0.13 ± 0.01	17.24	O'Toole et al. (2009a), Santos et al. (2013)
HD 164595 b	16.14 ± 2.72	-0.04 ± 0.08	40.00	Courcol et al. (2015), Porto de Mello et al. (2014)
HD 179079 b	27.50 ± 2.50	0.27 ± 0.02	14.48	Valenti et al. (2009), Santos et al. (2013)
HD 181433 b	7.54 ± 0.68	0.36 ± 0.18	9.37	Bouchy et al. (2009), Santos et al. (2013)
HD 189567 b	8.46 ± 0.59	-0.24 ± 0.01	14.30	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 189567 c	7.23 ± 0.85	-0.24 ± 0.01	33.62	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 189567 d	7.40 ± 1.40	-0.24 ± 0.01	61.72	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 190360 c	18.74 ± 2.12	0.24 ± 0.05	17.11	Wright et al. (2009), Santos et al. (2013)
HD 192310 b	16.90 ± 0.90	-0.03 ± 0.04	74.72	Pepe et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20003 b	12.00 ± 0.97	0.04 ± 0.02	11.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20003 c	13.42 ± 1.28	0.04 ± 0.02	33.80	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 204313 c	17.6 ± 1.7	0.18 ± 0.02	34.90	Díaz et al. (2016), Santos et al. (2013)
HD 20781 b	3.83 ± 0.73	-0.11 ± 0.02	5.30	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20781 c	5.51 ± 0.47	-0.11 ± 0.02	13.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20781 d	10.63 ± 0.63	-0.11 ± 0.02	29.20	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20781 e	15.30 ± 0.81	-0.11 ± 0.02	85.40	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20794 b	2.70 ± 0.31	-0.40 ± 0.01	18.32	Pepe et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20794 c	2.36 ± 0.43	-0.40 ± 0.01	40.11	Pepe et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20794 d	4.70 ± 0.57	-0.40 ± 0.01	90.31	Pepe et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 215152 b	2.78 ± 0.47	-0.08 ± 0.02	7.28	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 215152 c	10.00 ± 0.48	-0.08 ± 0.02	10.87	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 215456 b	32.21 ± 2.92	-0.09 ± 0.01	193.00	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 215497 b	6.63 ± 0.79	0.25 ± 0.05	3.93	Lo Curto et al. (2010), Santos et al. (2013)
HD 21693 b	10.22 ± 1.46	0.00 ± 0.02	22.70	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 21693 c	20.57 ± 1.80	0.00 ± 0.02	53.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 219828 b	19.77 ± 1.56	0.19 ± 0.03	3.83	Melo et al. (2007), Santos et al. (2013)
HD 31527 b	11.55 ± 0.80	-0.17 ± 0.01	16.50	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 31527 c	15.82 ± 1.10	-0.17 ± 0.01	51.30	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 31527 d	16.50 ± 3.00	-0.17 ± 0.01	274.50	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 38858 b	12.43 ± 1.70	-0.22 ± 0.01	198.00	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 39194 b	3.72 ± 0.33	-0.61 ± 0.02	5.63	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 39194 c	5.94 ± 0.47	-0.61 ± 0.02	14.03	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 39194 d	5.14 ± 0.66	-0.61 ± 0.02	33.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 40307 b	3.81 ± 0.3	-0.36 ± 0.02	4.31	Díaz et al. (2016), Santos et al. (2013)
HD 40307 c	6.43 ± 0.44	-0.36 ± 0.02	9.62	Díaz et al. (2016), Santos et al. (2013)
HD 40307 d	8.74 ± 0.58	-0.36 ± 0.02	20.42	Díaz et al. (2016), Santos et al. (2013)
HD 40307 e	3.52 ± 0.13	-0.36 ± 0.02	34.62	Tuomi et al. (2013), Santos et al. (2013)
HD 40307 f	3.63 ± 0.6	-0.36 ± 0.02	51.56	Díaz et al. (2016), Santos et al. (2013)
HD 40307 g	7.10 ± 0.90	-0.36 ± 0.02	197.80	Tuomi et al. (2013), Santos et al. (2013)
HD 4308 b	13.00 ± 1.40	-0.34 ± 0.01	15.56	O'Toole et al. (2009b), Santos et al. (2013)
HD 45184 b	11.32 ± 0.83	0.04 ± 0.01	5.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 45184 c	8.98 ± 1.13	0.04 ± 0.01	13.13	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 47186 b	22.63 ± 0.88	0.23 ± 0.02	4.08	Bouchy et al. (2009), Santos et al. (2013)
HD 49674 b	32.28 ± 2.61	0.33 ± 0.06	4.95	Butler et al. (2006), Santos et al. (2013)
HD 51608 b	13.14 ± 0.98	-0.07 ± 0.01	14.10	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 51608 c	17.97 ± 2.61	-0.07 ± 0.01	95.42	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 69830 b	10.06 ± 0.55	-0.06 ± 0.02	8.67	Lovis et al. (2006), Santos et al. (2013)
HD 69830 c	11.69 ± 0.81	-0.06 ± 0.02	31.56	Lovis et al. (2006), Santos et al. (2013)
HD 69830 d	17.90 ± 1.66	-0.06 ± 0.02	197.00	Lovis et al. (2006), Santos et al. (2013)
HD 7924 b	8.68 ± 0.52	-0.22 ± 0.04	5.40	Fulton et al. (2015), Santos et al. (2013)
HD 7924 c	7.86 ± 0.72	-0.22 ± 0.04	15.30	Fulton et al. (2015), Santos et al. (2013)
HD 7924 d	6.44 ± 0.79	-0.22 ± 0.04	24.45	Fulton et al. (2015), Santos et al. (2013)
HD 85512 b	3.62 ± 0.44	-0.26 ± 0.14	58.43	Pepe et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 90156 b	17.97 ± 1.49	-0.24 ± 0.01	49.77	Mordasini et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 93385 b	4.02 ± 0.48	0.02 ± 0.01	7.34	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 93385 c	7.20 ± 0.58	0.02 ± 0.01	13.18	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)

**Table 1** – *continued*

Name	Mass [M <sub>⊕</sub> ]	[Fe/H]	Period [d]	References
HD 93385 d	7.78 ± 0.87	0.02 ± 0.01	45.84	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 96700 b	9.08 ± 0.41	-0.18 ± 0.01	8.13	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 96700 c	3.22 ± 0.56	-0.18 ± 0.01	19.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 96700 d	12.25 ± 0.98	-0.18 ± 0.01	103.22	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 97658 b	7.55 ± 0.80	-0.35 ± 0.02	9.49	Van Grootel et al. (2014), Santos et al. (2013)
HD 99492 b	33.75 ± 3.72	0.24 ± 0.12	17.04	Butler et al. (2006), Santos et al. (2013)
HIP 116454 b	11.82 ± 1.33	-0.12 ± 0.03	9.12	Vanderburg et al. (2015), Santos et al. (2013)
HIP 57274 b	11.62 ± 1.31	0.01 ± 0.06	8.14	Fischer et al. (2012), Santos et al. (2013)
Kepler-10 c	17.20 ± 1.90	-0.15 ± 0.04	45.30	Dumusque et al. (2014), Santos et al. (2013)
Kepler-11 d	7.30 ± 1.00	0.00 ± 0.10	22.70	Lissauer et al. (2013), Santos et al. (2013)
Kepler-18 c	18.40 ± 2.70	0.20 ± 0.04	7.64	Hadden & Lithwick (2014), Santos et al. (2013)
Kepler-18 d	15.70 ± 2.00	0.20 ± 0.04	14.86	Hadden & Lithwick (2014), Santos et al. (2013)
Kepler-307 b	3.10 ± 0.60	0.16 ± 0.15	10.42	Xie (2014), MAST catalogue
Kepler-36 b	4.45 ± 0.33	-0.20 ± 0.06	13.84	Carter et al. (2012), Santos et al. (2013)
Kepler-36 c	8.08 ± 0.60	-0.20 ± 0.06	16.24	Carter et al. (2012), Santos et al. (2013)
Kepler-48 c	14.61 ± 2.30	0.17 ± 0.07	9.67	Marcy et al. (2014)
Kepler-51 c	4.00 ± 0.40	-0.08 ± 0.15	85.30	Masuda (2014), MAST catalogue
Kepler-56 b	22.10 ± 3.70	0.20 ± 0.16	10.50	Huber et al. (2013)
Kepler-89 e	13.00 ± 2.50	-0.01 ± 0.04	54.30	Masuda et al. (2013), Hirano et al. (2012)
Kepler-93 b	4.02 ± 0.68	-0.18 ± 0.10	4.73	Dressing et al. (2015)
KOI-620.02	7.60 ± 1.10	-0.08 ± 0.15	130.20	Masuda (2014), MAST catalogue
mu Ara c	10.50 ± 0.50	0.32 ± 0.04	9.63	Pepe et al. (2007), Santos et al. (2013)
mu Ara d	10.99 ± 0.63	0.32 ± 0.04	9.64	Pepe et al. (2007), Santos et al. (2013)
Kapteyn's c	7.00 ± 1.10	-0.89 ± 0.15	121.54	Anglada-Escudé et al. (2014)
HD 219134 b	4.46 ± 0.47	0.11 ± 0.04	3.09	Motalebi et al. (2015)
HD 219134 d	8.67 ± 1.14	0.11 ± 0.04	46.78	Motalebi et al. (2015)
HD 219134 f	8.90 ± 1.00	0.11 ± 0.04	22.80	Vogt et al. (2015), Motalebi et al. (2015)
HD 219134 g	11.00 ± 1.00	0.11 ± 0.04	94.20	Vogt et al. (2015), Motalebi et al. (2015)
HD 175607 b	8.98 ± 1.1	-0.62 ± 0.01	29.01	Mortier et al. (2016)

to metallicity, as opposed to giant planets. The discrepancy with previous studies (Sousa et al. 2008; Ghezzi et al. 2010; Mayor et al. 2011; Sousa et al. 2011) can be explained by a larger sample and a distinction between Neptunes and super-Earths, that exhibit different behaviours.

The statistical properties of low-mass planets are crucial to understand planetary formation. New properties such as this exclusion zone should be now explained in the framework of planet formation models. It is of prime importance to significantly increase the sample of planets in this small mass domain with accurate parameters in order to refine and assess the robustness of the current result. Our result have important implication regarding the expected results of radial velocity surveys targeting metal-poor stars. More specifically, programs dedicated to the observation of metal-poor stars on long time-scales could confirm if Neptune-like planets do exist at longer periods. Upcoming programs dedicated to transit search around bright stars (TESS, CHEOPS, NGTS) alongside ground RV facilities will enable the study of thousands of low-mass planets. Not only a much larger sample but additional parameters such as stellar age, multiplicity, true mass, radius or density will provide new and crucial insights on this exclusion zone, the impact of irradiation, the differences between Neptunes and super-Earth populations and planetary formations processes.

## ACKNOWLEDGEMENTS

We sincerely thank Christian Marinoni for useful comments and conversations. We also gratefully acknowledge the Programme National de Planétologie (financial support) of CNRS/INSU.

## REFERENCES

- Adibekyan V. Z. et al., 2013, A&A, 560, A51
- Anglada-Escudé G., Tuomi M., 2012, A&A, 548, A58
- Anglada-Escudé G. et al., 2013, A&A, 556, A126
- Anglada-Escudé G. et al., 2014, MNRAS, 443, L89
- Astudillo-Defru N. et al., 2015, A&A, 575, A119
- Baglin A., 2003, Adv. Space Res., 31, 345
- Bakos J. Á. et al., 2010, ApJ, 710, 1724
- Bakos J. Á. et al., 2015, preprint ([arXiv:1507.01024](https://arxiv.org/abs/1507.01024))
- Bonfils X. et al., 2007, A&A, 474, 293
- Bonfils X. et al., 2011, A&A, 528, A111
- Bonfils X. et al., 2013, A&A, 556, A110
- Borucki W. J., Koch D. G., 2011, Proc. IAU Symp., 276, 34
- Borucki W. J. et al., 2010, ApJ, 713, L126
- Bouchy F. et al., 2009, A&A, 496, 527
- Buchhave L. A. et al., 2014, Nature, 509, 593
- Burt J., Vogt S. S., Butler R. P., Hanson R., Meschiari S., Rivera E. J., Henry G. W., Laughlin G., 2014, ApJ, 789, 114
- Butler R. P. et al., 2006, ApJ, 646, 505
- Carter J. A., Winn J. N., Holman M. J., Fabrycky D., Berta Z. K., Burke C. J., Nutzman P., 2011, ApJ, 730, 82
- Carter J. A. et al., 2012, Science, 337, 556
- Courcol B. et al., 2015, A&A, 581, A38
- Dawson R. I., Chiang E., Lee E. J., 2015, MNRAS, 453, 1471
- Delfosse X. et al., 2013, A&A, 553, A8
- Demory B.-O. et al., 2013, ApJ, 768, 154
- Díaz R. F. et al., 2016, A&A, 585, A134
- Dressing C. D. et al., 2015, ApJ, 800, 135
- Dumusque X. et al., 2012, Nature, 491, 207
- Dumusque X. et al., 2014, ApJ, 789, 154
- Endl M. et al., 2012, ApJ, 759, 19
- Fischer D. A. et al., 2012, ApJ, 745, 21

- Forveille T. et al., 2009, A&A, 493, 645  
 Forveille T. et al., 2011, preprint ([arXiv:1109.2505](https://arxiv.org/abs/1109.2505))  
 Fulton B. J. et al., 2015, ApJ, 805, 175  
 Ghezzi L., Cunha K., Smith V. V., de Araújo F. X., Schuler S. C., de la Reza R., 2010, ApJ, 720, 1290  
 Gonzalez G., 1997, MNRAS, 285, 403  
 Hadden S., Lithwick Y., 2014, ApJ, 787, 80  
 Hartman J. D. et al., 2011, ApJ, 728, 138  
 Haywood R. D. et al., 2014, MNRAS, 443, 2517  
 Hébrard G. et al., 2010, A&A, 512, A46  
 Hirano T. et al., 2012, ApJ, 759, L36  
 Howard A. W. et al., 2009, ApJ, 696, 75  
 Howard A. W. et al., 2011a, ApJ, 726, 73  
 Howard A. W. et al., 2011b, ApJ, 730, 10  
 Howard A. W. et al., 2014, ApJ, 794, 51  
 Huber D. et al., 2013, Science, 342, 331  
 Jenkins J. S. et al., 2013, ApJ, 766, 67  
 Johnson J. A., Apps K., 2009, ApJ, 699, 933  
 Laws C., Gonzalez G., Walker K. M., Tyagi S., Dodsworth J., Snider K., Suntzeff N. B., 2003, AJ, 125, 2664  
 Lissauer J. J. et al., 2013, ApJ, 770, 131  
 Lo Curto G. et al., 2010, A&A, 512, A48  
 Lo Curto G. et al., 2013, A&A, 551, A59  
 Lovis C. et al., 2006, Nature, 441, 305  
 Lovis C. et al., 2011, A&A, 528, A112  
 Maness H. L., Marcy G. W., Ford E. B., Hauschildt P. H., Shreve A. T., Basri G. B., Butler R. P., Vogt S. S., 2007, PASP, 119, 90  
 Marcy G. W. et al., 2014, ApJS, 210, 20  
 Masuda K., 2014, ApJ, 783, 53  
 Masuda K., Hirano T., Taruya A., Nagasawa M., Suto Y., 2013, ApJ, 778, 185  
 Mayor M. et al., 2009, A&A, 493, 639  
 Mayor M. et al., 2011, preprint ([arXiv:1109.2497](https://arxiv.org/abs/1109.2497))  
 Melo C. et al., 2007, A&A, 467, 721  
 Mordasini C. et al., 2011, A&A, 526, A111  
 Mordasini C., Alibert Y., Georgy C., Dittkrist K.-M., Klahr H., Henning T., 2012, A&A, 547, A112  
 Mortier A. et al., 2016, A&A, 585, A135  
 Motalebi F. et al., 2015, A&A, 584, A72  
 Neves V. et al., 2012, A&A, 538, A25  
 O'Toole S. et al., 2009a, ApJ, 697, 1263  
 O'Toole S. J., Jones H. R. A., Tinney C. G., Butler R. P., Marcy G. W., Carter B., Bailey J., Wittenmyer R. A., 2009b, ApJ, 701, 1732  
 Pepe F. et al., 2007, A&A, 462, 769  
 Pepe F. et al., 2011, A&A, 534, A58  
 Pepe F. et al., 2013, Nature, 503, 377  
 Pollack J. B., Hubickyj O., Bodenheimer P., Lissauer J. J., Podolak M., Greenzweig Y., 1996, Icarus, 124, 62  
 Porto de Mello G. F., da Silva R., da Silva L., de Nader R. V., 2014, A&A, 563, A52  
 Rivera E. J., Laughlin G., Butler R. P., Vogt S. S., Haghighipour N., Meschiari S., 2010, ApJ, 719, 890  
 Robertson P., Mahadevan S., 2014, ApJ, 793, L24  
 Sanchis-Ojeda R., Rappaport S., Winn J. N., Levine A., Kotson M. C., Latham D. W., Buchhave L. A., 2013, ApJ, 774, 54  
 Santos N. C., Israelian G., Mayor M., Bento J. P., Almeida P. C., Sousa S. G., Ecuvillon A., 2005, A&A, 437, 1127  
 Santos N. C. et al., 2013, A&A, 556, A150  
 Ségransan D. et al., 2011, A&A, 535, A54  
 Soubiran C., Le Campion J.-F., Cayrel de Strobel G., Caillo A., 2010, A&A, 515, A111  
 Sousa S. G. et al., 2008, A&A, 487, 373  
 Sousa S. G., Santos N. C., Israelian G., Mayor M., Udry S., 2011, A&A, 533, A141  
 Tinney C. G., Butler R. P., Jones H. R. A., Wittenmyer R. A., O'Toole S., Bailey J., Carter B. D., 2011, ApJ, 727, 103  
 Tuomi M., 2014, MNRAS, 440, L1  
 Tuomi M., Anglada-Escudé G., Gerlach E., Jones H. R. A., Reiners A., Rivera E. J., Vogt S. S., Butler R. P., 2013, A&A, 549, A48  
 Valenti J. A. et al., 2009, ApJ, 702, 989  
 Van Grootel V. et al., 2014, ApJ, 786, 2  
 Vanderburg A. et al., 2015, ApJ, 800, 59  
 Vogt S. S. et al., 2010, ApJ, 708, 1366  
 Vogt S. S. et al., 2015, ApJ, 814, 12  
 Wang J., Fischer D. A., 2015, AJ, 149, 14  
 Wittenmyer R. A. et al., 2014, ApJ, 791, 114  
 Wright J. T., Upadhyay S., Marcy G. W., Fischer D. A., Ford E. B., Johnson J. A., 2009, ApJ, 693, 1084  
 Xie J.-W., 2014, ApJS, 210, 25  
 Zeng L., Sasselov D., Jacobsen S., 2015, preprint ([arXiv:1512.08827](https://arxiv.org/abs/1512.08827))

This paper has been typeset from a TeX/LaTeX file prepared by the author.

## **Annexe C**

### **Sondes de température**

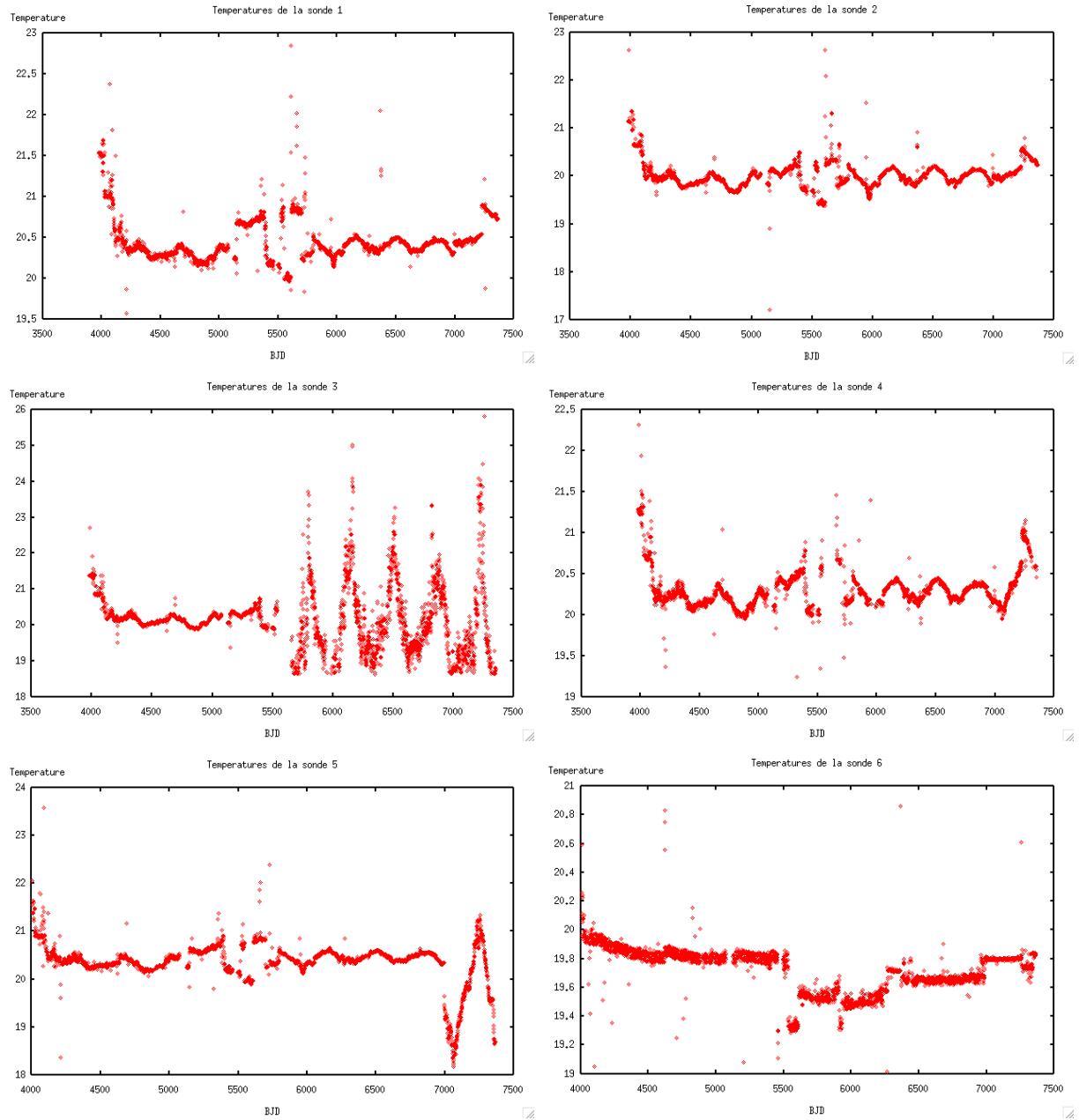


FIGURE C.1 – Températures des sondes 1 à 6 en degrés Celsius. La table décrit les emplacements correspondants. Du à un fonctionnement parfois erratique, certaines séries temporelles sont manquantes. Les sauts brutaux en température sont dus à des interventions à l'intérieur du local de SOPHIE.

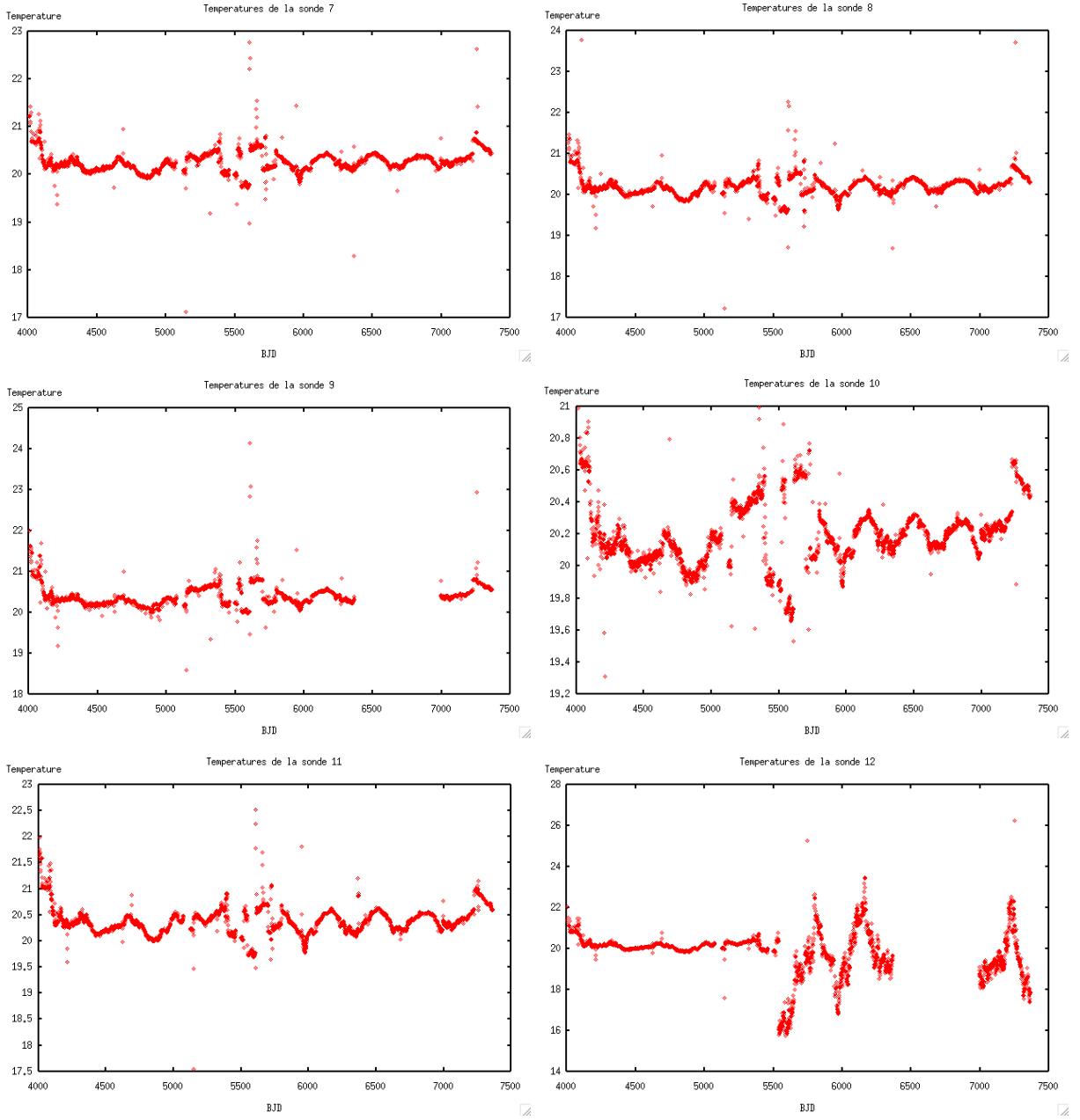


FIGURE C.2 – Températures des sondes 7 à 12 en degrés Celsius. La table décrit les emplacements correspondants. Du à un fonctionnement parfois erratique, certaines séries temporelles sont manquantes. Les sauts brutaux en température sont dus à des interventions à l'intérieur du local de SOPHIE.

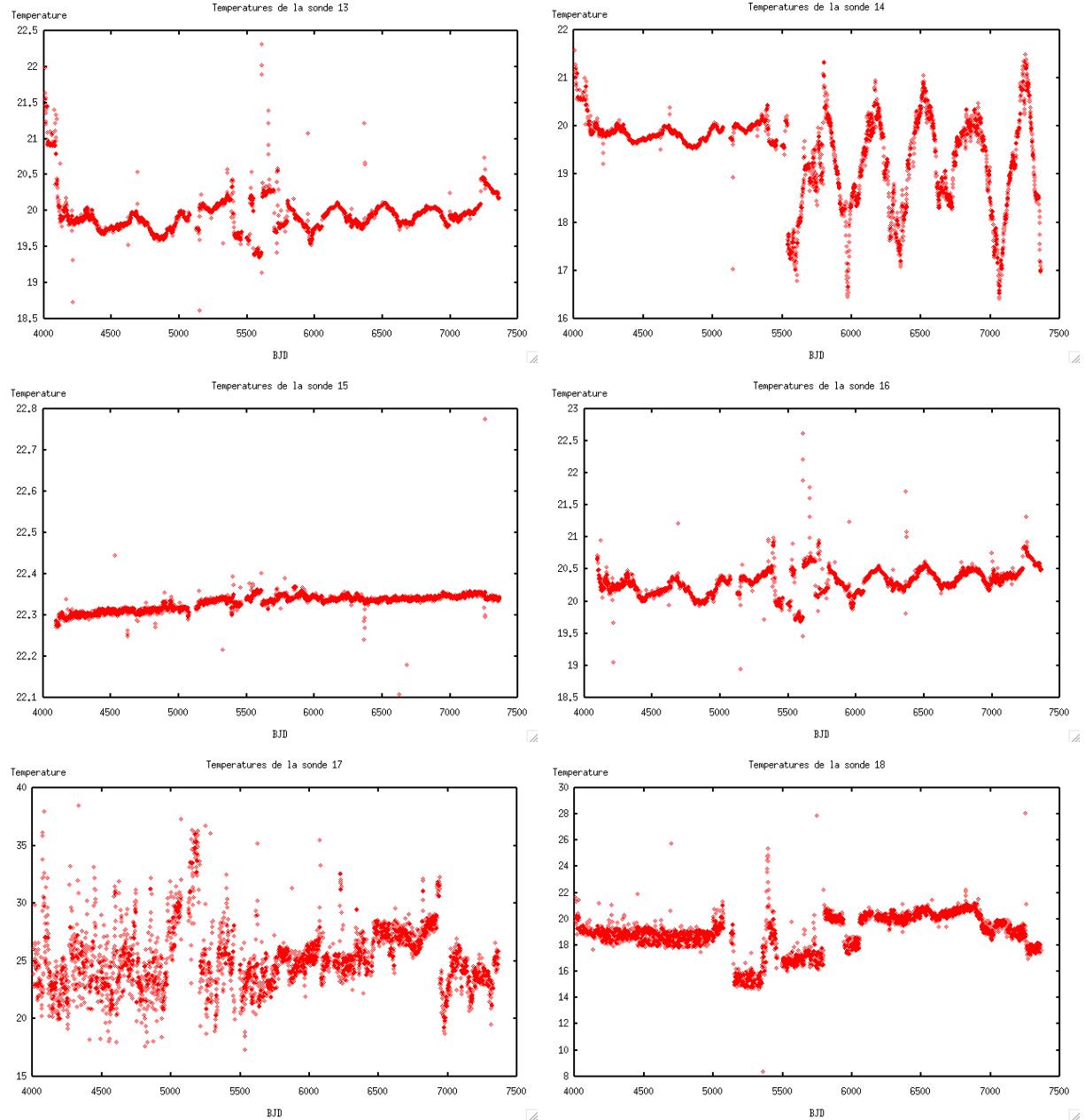


FIGURE C.3 – Températures des sondes 13 à 18 en degrés Celsius. La table décrit les emplacements correspondants. Du à un fonctionnement parfois erratique, certaines séries temporelles sont manquantes. Les sauts brutaux en température sont dus à des interventions à l'intérieur du local de SOPHIE.

TABLE C.1 – Disposition des sondes de température

Sonde	BJD<55500	55500<BJD<56693	56693<BJD
1	Conteneur réfrigéré	—	—
2	Réseau	—	—
3	Tube Coudé	—	—
4	Banc d'optique (côté ouest, sous le cryostat)	—	Support de l'instrument (milieu)
5	Plafond du conteneur réfrigéré	—	Support de l'instrument (bas)
6	Peau du cryostat	—	—
7	Ferrule	—	—
8	Obturateur	—	—
9	Mélangeur (scrambler)	—	—
10	Paroi sud du conteneur réfrigéré (interne, côté salle d'observation)	—	—
11	Banc d'optique (côté est)	—	—
12	Lame de Schmidt	Extérieur plafond	—
13	Enveloppe isolée	—	—
14	Prisme	Extérieur plancher	Base de l'instrument (air)
15	CCD	—	—
16	Paroi nord du conteneur réfrigéré (côté pilier du télescope)	—	—
17	Salle d'observation	—	—
18	Local électronique	—	—
19	Tampon nord de la cuve pressurisée	Tube N2	Base de l'instrument (contact)
20	Posemètre	—	Support de l'instrument (haut)

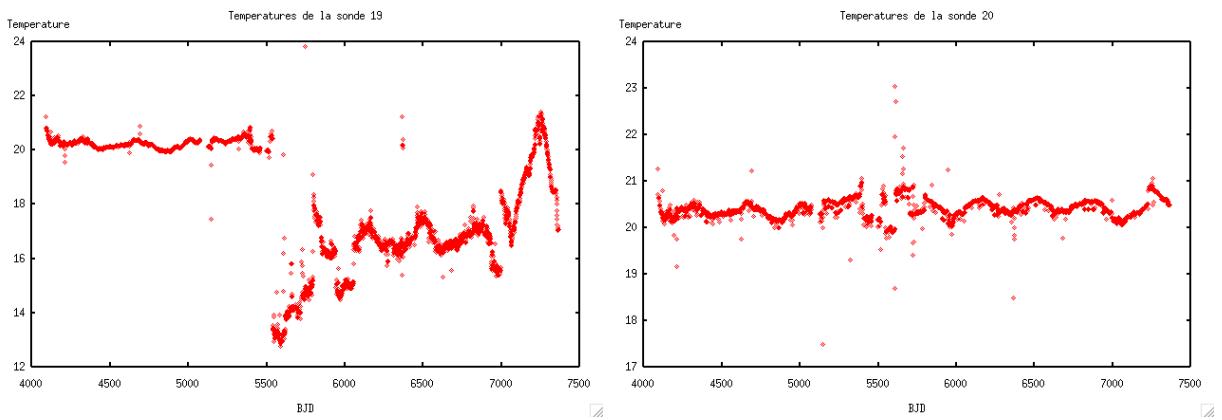


FIGURE C.4 – Températures des sondes 19 et 20 en degrés Celsius. La table décrit les emplacements correspondants. Du à un fonctionnement parfois erratique, certaines séries temporelles sont manquantes. Les sauts brutaux en température sont dus à des interventions à l'intérieur du local de SOPHIE.



## **Annexe D**

### **Échantillon utilisé pour l'étude statistique en masse/métallicité**

Voir la Section [4.2](#).

**ANNEXE D. ÉCHANTILLON UTILISÉ POUR L'ÉTUDE STATISTIQUE EN  
MASSE/MÉTALLICITÉ**

TABLE D.1 – Annex : Parameters of the sample

Name	Mass [ $M_{\oplus}$ ]	[Fe/H]	Period [days]	References
Kepler-78 b	$1.86 \pm 0.30$	$-0.14 \pm 0.08$	0.35	Pepe et al. (2013), Sanchis-Ojeda et al. (2013)
55 Cnc e	$8.32 \pm 0.39$	$0.33 \pm 0.07$	0.74	Endl et al. (2012), Santos et al. (2013)
Kepler-10 b	$3.33 \pm 0.49$	$-0.15 \pm 0.04$	0.84	Dumusque et al. (2014), Santos et al. (2013)
GJ 1214 b	$6.47 \pm 1.00$	$0.01 \pm 0.20$	1.58	Carter et al. (2011), Santos et al. (2013)
GJ 876 d	$5.85 \pm 0.39$	$0.15 \pm 0.10$	1.94	Rivera et al. (2010b), Santos et al. (2013)
GJ 436 b	$23.06 \pm 1.01$	$0.01 \pm 0.20$	2.64	Maness et al. (2007), Santos et al. (2013)
GJ 3634 b	$7.05 \pm 0.87$	$-0.04 \pm 0.20$	2.65	Bonfils et al. (2011), Santos et al. (2013)
GJ 581 e	$1.95 \pm 0.22$	$0.21 \pm 0.10$	3.15	Forveille et al. (2011), Santos et al. (2013)
HATS-7 b	$38.00 \pm 3.80$	$0.25 \pm 0.08$	3.18	Bakos et al. (2015)
Kepler-4 b	$24.50 \pm 3.80$	$0.17 \pm 0.06$	3.20	Borucki et al. (2010), Santos et al. (2013)
alpha Cen B b	$1.13 \pm 0.10$	$0.16 \pm 0.04$	3.24	Dumusque et al. (2012), Santos et al. (2013)
61 Vir b	$5.10 \pm 0.60$	$0.01 \pm 0.05$	4.20	Vogt et al. (2010), Santos et al. (2013)
61 Vir c	$18.20 \pm 1.10$	$0.01 \pm 0.05$	38.00	Vogt et al. (2010), Santos et al. (2013)
61 Vir d	$22.90 \pm 2.60$	$0.01 \pm 0.05$	123.00	Vogt et al. (2010), Santos et al. (2013)
BD -08 2823 b	$14.60 \pm 1.01$	$0.00 \pm 0.08$	5.60	Hébrard et al. (2010), Santos et al. (2013)
BD-061339 b	$6.30 \pm 0.80$	$-0.14 \pm 0.17$	3.87	Tuomi (2014), Santos et al. (2013)
CoRoT-7 c	$13.56 \pm 1.08$	$0.02 \pm 0.02$	3.70	Haywood et al. (2014), Santos et al. (2013)
GJ 15 A b	$5.34 \pm 0.76$	$-0.32 \pm 0.17$	11.44	Howard et al. (2014)
GJ 160.2 b	$10.20 \pm 2.00$	$0.00 \pm 0.15$	5.24	Tuomi (2014), Soubiran et al. (2010)
GJ 163 b	$10.77 \pm 0.85$	$-0.02 \pm 0.20$	8.63	Bonfils et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 163 c	$6.85 \pm 0.99$	$-0.02 \pm 0.20$	25.63	Bonfils et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 163 d	$29.43 \pm 4.05$	$-0.02 \pm 0.20$	603.95	Bonfils et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 176 b	$8.40 \pm 1.00$	$-0.01 \pm 0.10$	8.80	Forveille et al. (2009), Santos et al. (2013)
GJ 3293 b	$24.00 \pm 1.70$	$0.02 \pm 0.09$	30.60	Astudillo-Defru et al. (2015)
GJ 3293 d	$22.30 \pm 1.70$	$0.02 \pm 0.09$	124.00	Astudillo-Defru et al. (2015)
GJ 3470 b	$13.90 \pm 1.50$	$0.08 \pm 0.10$	3.30	Demory et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 433 b	$5.78 \pm 0.47$	$-0.17 \pm 0.10$	7.37	Delfosse et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 581 b	$15.86 \pm 0.72$	$0.21 \pm 0.10$	5.37	Forveille et al. (2011), Santos et al. (2013)
GJ 581 c	$5.33 \pm 0.38$	$0.21 \pm 0.10$	12.92	Forveille et al. (2011), Santos et al. (2013)
GJ 667 C b	$5.56 \pm 0.34$	$-0.53 \pm 0.10$	7.20	Robertson et al. (2014), Santos et al. (2013)
GJ 667 C c	$4.15 \pm 0.68$	$-0.53 \pm 0.10$	28.10	Robertson et al. (2014), Santos et al. (2013)
GJ 667C d	$5.10 \pm 0.60$	$-0.53 \pm 0.10$	91.61	Anglada-Escudé et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 667C e	$2.70 \pm 0.50$	$-0.53 \pm 0.10$	62.24	Anglada-Escudé et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 667C f	$3.80 \pm 0.40$	$-0.53 \pm 0.10$	28.14	Anglada-Escudé et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 667C g	$4.60 \pm 0.80$	$-0.53 \pm 0.10$	256.20	Anglada-Escudé et al. (2013), Santos et al. (2013)
GJ 674 b	$11.09 \pm 0.24$	$-0.25 \pm 0.10$	4.70	Bonfils et al. (2007), Santos et al. (2013)
GJ 676A d	$4.40 \pm 0.70$	$0.08 \pm 0.20$	3.60	Anglada-Escudé & Tuomi (2012), Santos et al. (2013)
GJ 676A e	$11.50 \pm 1.50$	$0.08 \pm 0.20$	35.37	Anglada-Escudé & Tuomi (2012), Santos et al. (2013)
GJ 832 c	$5.00 \pm 1.00$	$-0.19 \pm 0.10$	35.70	Wittenmyer et al. (2014), Santos et al. (2013)
GJ 876 e	$12.47 \pm 1.62$	$0.15 \pm 0.10$	124.26	Rivera et al. (2010b), Santos et al. (2013)
Gl 687 b	$18.00 \pm 2.00$	$-0.09 \pm 0.15$	38.10	Burt et al. (2014)
Gl 785 b	$21.60 \pm 2.00$	$0.08 \pm 0.03$	74.40	Howard et al. (2011c)
HAT-P-11 b	$26.22 \pm 2.86$	$0.26 \pm 0.08$	4.89	Bakos et al. (2010), Santos et al. (2013)
HAT-P-26 b	$18.70 \pm 2.20$	$0.01 \pm 0.04$	4.23	Hartman et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 10180 c	$13.19 \pm 0.62$	$0.08 \pm 0.01$	5.76	Lovis et al. (2011b), Santos et al. (2013)
HD 10180 d	$11.97 \pm 0.77$	$0.08 \pm 0.01$	16.36	Lovis et al. (2011b), Santos et al. (2013)
HD 10180 e	$25.36 \pm 1.37$	$0.08 \pm 0.01$	49.75	Lovis et al. (2011b), Santos et al. (2013)
HD 10180 f	$23.62 \pm 1.66$	$0.08 \pm 0.01$	122.72	Lovis et al. (2011b), Santos et al. (2013)
HD 10180 g	$21.41 \pm 2.97$	$0.08 \pm 0.01$	602.00	Lovis et al. (2011b), Santos et al. (2013)
HD 102365 b	$16.20 \pm 2.58$	$-0.29 \pm 0.02$	122.10	Tinney et al. (2011), Santos et al. (2013)

TABLE D.1 – Annex : Parameters of the sample

Name	Mass [M <sub>⊕</sub> ]	[Fe/H]	Period [days]	References
HD 103197 b	31.22 ± 1.90	0.22 ± 0.04	47.84	Mordasini et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 109271 b	17.00 ± 1.00	0.10 ± 0.01	7.90	Lo Curto et al. (2013), Santos et al. (2013)
HD 109271 c	24.00 ± 2.00	0.10 ± 0.01	30.90	Lo Curto et al. (2013), Santos et al. (2013)
HD 11964 c	24.49 ± 3.51	0.14 ± 0.05	37.91	Wright et al. (2009), Santos et al. (2013)
HD 125595 b	13.25 ± 1.37	0.10 ± 0.14	9.67	Ségransan et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 125612 c	18.45 ± 3.28	0.24 ± 0.01	4.15	Lo Curto et al. (2010), Santos et al. (2013)
HD 134060 b	11.17 ± 0.66	0.14 ± 0.01	38.00	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 134606 b	2.37 ± 0.28	0.27 ± 0.02	4.30	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 134606 c	9.26 ± 0.42	0.27 ± 0.02	12.10	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 134606 d	5.20 ± 0.58	0.27 ± 0.02	26.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 134606 e	10.70 ± 0.76	0.27 ± 0.02	58.80	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 134606 f	6.90 ± 1.20	0.27 ± 0.02	147.50	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 136352 b	5.28 ± 0.62	-0.34 ± 0.01	11.56	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 136352 c	11.38 ± 0.10	-0.34 ± 0.01	27.60	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 136352 d	9.59 ± 1.86	-0.34 ± 0.01	106.70	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 13808 b	10.33 ± 0.92	-0.21 ± 0.02	14.20	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 13808 c	11.55 ± 1.62	-0.21 ± 0.02	53.80	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 1461 b	6.44 ± 0.61	0.19 ± 0.01	13.50	Díaz et al. (2016b), Santos et al. (2013)
HD 1461 c	5.92 ± 0.76	0.19 ± 0.01	13.50	Díaz et al. (2016b), Santos et al. (2013)
HD 154088 b	6.15 ± 0.86	0.28 ± 0.03	18.60	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 156668 b	4.15 ± 0.59	-0.04 ± 0.05	4.65	Howard et al. (2011b), Santos et al. (2013)
HD 157172 b	38.10 ± 2.60	0.11 ± 0.02	104.80	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 16417 b	21.28 ± 1.89	0.13 ± 0.01	17.24	O'Toole et al. (2009a), Santos et al. (2013)
HD 164595 b	16.14 ± 2.72	-0.04 ± 0.08	40.00	Courcol et al. (2015), Porto de Mello et al. (2014b)
HD 179079 b	27.50 ± 2.50	0.27 ± 0.02	14.48	Valenti et al. (2009), Santos et al. (2013)
HD 181433 b	7.54 ± 0.68	0.36 ± 0.18	9.37	Bouchy et al. (2009), Santos et al. (2013)
HD 189567 b	8.46 ± 0.59	-0.24 ± 0.01	14.30	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 189567 c	7.23 ± 0.85	-0.24 ± 0.01	33.62	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 189567 d	7.40 ± 1.40	-0.24 ± 0.01	61.72	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 190360 c	18.74 ± 2.12	0.24 ± 0.05	17.11	Wright et al. (2009), Santos et al. (2013)
HD 192310 b	16.90 ± 0.90	-0.03 ± 0.04	74.72	Pepe et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20003 b	12.00 ± 0.97	0.04 ± 0.02	11.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20003 c	13.42 ± 1.28	0.04 ± 0.02	33.80	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 204313 c	17.6 ± 1.7	0.18 ± 0.02	34.90	Díaz et al. (2016b), Santos et al. (2013)
HD 20781 b	3.83 ± 0.73	-0.11 ± 0.02	5.30	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20781 c	5.51 ± 0.47	-0.11 ± 0.02	13.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20781 d	10.63 ± 0.63	-0.11 ± 0.02	29.20	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20781 e	15.30 ± 0.81	-0.11 ± 0.02	85.40	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20794 b	2.70 ± 0.31	-0.40 ± 0.01	18.32	Pepe et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20794 c	2.36 ± 0.43	-0.40 ± 0.01	40.11	Pepe et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 20794 d	4.70 ± 0.57	-0.40 ± 0.01	90.31	Pepe et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 215152 b	2.78 ± 0.47	-0.08 ± 0.02	7.28	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 215152 c	10.00 ± 0.48	-0.08 ± 0.02	10.87	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 215456 b	32.21 ± 2.92	-0.09 ± 0.01	193.00	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 215497 b	6.63 ± 0.79	0.25 ± 0.05	3.93	Lo Curto et al. (2010), Santos et al. (2013)
HD 21693 b	10.22 ± 1.46	0.00 ± 0.02	22.70	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 21693 c	20.57 ± 1.80	0.00 ± 0.02	53.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 219828 b	19.77 ± 1.56	0.19 ± 0.03	3.83	Melo et al. (2007), Santos et al. (2013)
HD 31527 b	11.55 ± 0.80	-0.17 ± 0.01	16.50	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 31527 c	15.82 ± 1.10	-0.17 ± 0.01	51.30	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)

ANNEXE D. ÉCHANTILLON UTILISÉ POUR L'ÉTUDE STATISTIQUE EN  
MASSE/MÉTALLICITÉ

TABLE D.1 – Annex : Parameters of the sample

Name	Mass [M <sub>⊕</sub> ]	[Fe/H]	Period [days]	References
HD 31527 d	16.50 ± 3.00	-0.17 ± 0.01	274.50	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 38858 b	12.43 ± 1.70	-0.22 ± 0.01	198.00	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 39194 b	3.72 ± 0.33	-0.61 ± 0.02	5.63	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 39194 c	5.94 ± 0.47	-0.61 ± 0.02	14.03	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 39194 d	5.14 ± 0.66	-0.61 ± 0.02	33.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 40307 b	3.81 ± 0.3	-0.36 ± 0.02	4.31	Díaz et al. (2016b), Santos et al. (2013)
HD 40307 c	6.43 ± 0.44	-0.36 ± 0.02	9.62	Díaz et al. (2016b), Santos et al. (2013)
HD 40307 d	8.74 ± 0.58	-0.36 ± 0.02	20.42	Díaz et al. (2016b), Santos et al. (2013)
HD 40307 e	3.52 ± 0.13	-0.36 ± 0.02	34.62	Tuomi et al. (2013), Santos et al. (2013)
HD 40307 f	3.63 ± 0.6	-0.36 ± 0.02	51.56	Díaz et al. (2016b), Santos et al. (2013)
HD 40307 g	7.10 ± 0.90	-0.36 ± 0.02	197.80	Tuomi et al. (2013), Santos et al. (2013)
HD 4308 b	13.00 ± 1.40	-0.34 ± 0.01	15.56	O'Toole et al. (2009b), Santos et al. (2013)
HD 45184 b	11.32 ± 0.83	0.04 ± 0.01	5.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 45184 c	8.98 ± 1.13	0.04 ± 0.01	13.13	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 47186 b	22.63 ± 0.88	0.23 ± 0.02	4.08	Bouchy et al. (2009), Santos et al. (2013)
HD 49674 b	32.28 ± 2.61	0.33 ± 0.06	4.95	Butler et al. (2006), Santos et al. (2013)
HD 51608 b	13.14 ± 0.98	-0.07 ± 0.01	14.10	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 51608 c	17.97 ± 2.61	-0.07 ± 0.01	95.42	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 69830 b	10.06 ± 0.55	-0.06 ± 0.02	8.67	Lovis et al. (2006), Santos et al. (2013)
HD 69830 c	11.69 ± 0.81	-0.06 ± 0.02	31.56	Lovis et al. (2006), Santos et al. (2013)
HD 69830 d	17.90 ± 1.66	-0.06 ± 0.02	197.00	Lovis et al. (2006), Santos et al. (2013)
HD 7924 b	8.68 ± 0.52	-0.22 ± 0.04	5.40	Fulton et al. (2015), Santos et al. (2013)
HD 7924 c	7.86 ± 0.72	-0.22 ± 0.04	15.30	Fulton et al. (2015), Santos et al. (2013)
HD 7924 d	6.44 ± 0.79	-0.22 ± 0.04	24.45	Fulton et al. (2015), Santos et al. (2013)
HD 85512 b	3.62 ± 0.44	-0.26 ± 0.14	58.43	Pepe et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 90156 b	17.97 ± 1.49	-0.24 ± 0.01	49.77	Mordasini et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 93385 b	4.02 ± 0.48	0.02 ± 0.01	7.34	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 93385 c	7.20 ± 0.58	0.02 ± 0.01	13.18	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 93385 d	7.78 ± 0.87	0.02 ± 0.01	45.84	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 96700 b	9.08 ± 0.41	-0.18 ± 0.01	8.13	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 96700 c	3.22 ± 0.56	-0.18 ± 0.01	19.90	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 96700 d	12.25 ± 0.98	-0.18 ± 0.01	103.22	Mayor et al. (2011), Santos et al. (2013)
HD 97658 b	7.55 ± 0.80	-0.35 ± 0.02	9.49	Van Grootel et al. (2014), Santos et al. (2013)
HD 99492 b	33.75 ± 3.72	0.24 ± 0.12	17.04	Butler et al. (2006), Santos et al. (2013)
HIP 116454 b	11.82 ± 1.33	-0.12 ± 0.03	9.12	Vanderburg et al. (2015), Santos et al. (2013)
HIP 57274 b	11.62 ± 1.31	0.01 ± 0.06	8.14	Fischer et al. (2012), Santos et al. (2013)
Kepler-10 c	17.20 ± 1.90	-0.15 ± 0.04	45.30	Dumusque et al. (2014), Santos et al. (2013)
Kepler-11 d	7.30 ± 1.00	0.00 ± 0.10	22.70	Lissauer et al. (2013), Santos et al. (2013)
Kepler-18 c	18.40 ± 2.70	0.20 ± 0.04	7.64	Hadden & Lithwick (2014), Santos et al. (2013)
Kepler-18 d	15.70 ± 2.00	0.20 ± 0.04	14.86	Hadden & Lithwick (2014), Santos et al. (2013)
Kepler-307 b	3.10 ± 0.60	0.16 ± 0.15	10.42	Xie (2014), MAST catalog
Kepler-36 b	4.45 ± 0.33	-0.20 ± 0.06	13.84	Carter et al. (2012), Santos et al. (2013)
Kepler-36 c	8.08 ± 0.60	-0.20 ± 0.06	16.24	Carter et al. (2012), Santos et al. (2013)
Kepler-48 c	14.61 ± 2.30	0.17 ± 0.07	9.67	Marcy et al. (2014)
Kepler-51 c	4.00 ± 0.40	-0.08 ± 0.15	85.30	Masuda (2014), MAST catalog
Kepler-56 b	22.10 ± 3.70	0.20 ± 0.16	10.50	Huber et al. (2013)
Kepler-89 e	13.00 ± 2.50	-0.01 ± 0.04	54.30	Masuda et al. (2013), Hirano et al. (2012)
Kepler-93 b	4.02 ± 0.68	-0.18 ± 0.10	4.73	Dressing et al. (2015)
KOI-620.02	7.60 ± 1.10	-0.08 ± 0.15	130.20	Masuda (2014), MAST catalog

TABLE D.1 – Annex : Parameters of the sample

Name	Mass [ $M_{\oplus}$ ]	[Fe/H]	Period [days]	References
mu Ara c	$10.50 \pm 0.50$	$0.32 \pm 0.04$	9.63	Pepe et al. (2007), Santos et al. (2013)
mu Ara d	$10.99 \pm 0.63$	$0.32 \pm 0.04$	9.64	Pepe et al. (2007), Santos et al. (2013)
Kapteyn's c	$7.00 \pm 1.10$	$-0.89 \pm 0.15$	121.54	Anglada-Escudé et al. (2014)
HD 219134 b	$4.46 \pm 0.47$	$0.11 \pm 0.04$	3.09	Motalebi et al. (2015)
HD 219134 d	$8.67 \pm 1.14$	$0.11 \pm 0.04$	46.78	Motalebi et al. (2015)
HD 219134 f	$8.90 \pm 1.00$	$0.11 \pm 0.04$	22.80	Vogt et al. (2015), Motalebi et al. (2015)
HD 219134 g	$11.00 \pm 1.00$	$0.11 \pm 0.04$	94.20	Vogt et al. (2015), Motalebi et al. (2015)
HD 175607 b	$8.98 \pm 1.1$	$-0.62 \pm 0.01$	29.01	Mortier et al. (2016)



## **Annexe E**

### **BD du SP1+**

# BD SOPHIE SP1+ : Recherche haute précision de Super-Terres et de Neptunes

July 18, 2016

Paramètres de sélection des mesures :

- SNR  $\geq 80$
- $0.2 \leq Flux_{th} \leq 0.6$
- drift  $\leq 15$  m/s
- $|fwhm - < fwhm >| \leq 1.5$  km/s

Dates clés :

- 55730 (17/06/2011) : début du SP1+, installation des fibres octogonales
- 55872 (6/11/2011): Changement de lampe
- 55950 (23/01/2012): Remplacement des fibres octogonales HR
- 56274 (12/12/2012): Installation de fibres octogonales après le double brouilleur
- 56690 (01/02/2014): Changement de lampe
- 56730 (13/03/2014): nouvelle unité de calibration
- 56792 (14/05/2014) : réaluminure du M2
- 56910-56920 (10 au 20/09/2014): vignettage dans le tube télescope

Les vitesses radiales présentées sont déjà corrigées (drift+constantes). Les erreurs moyennes sur le bissecteur et la fwhm sont fixées respectivement à 2 et 4 fois celle sur la vitesse. La valeur de Prot est obtenue à partir des formules de Noyes et al. 1984, ApJ, 279, 763 et Mamajek and Hillenbrand 2008, ApJ, 687, 1264.

Codes couleur :

- vert : Planète confirmée
- bleu : Candidat planétaire
- orange : Activité suspectée
- rouge : Activité confirmée

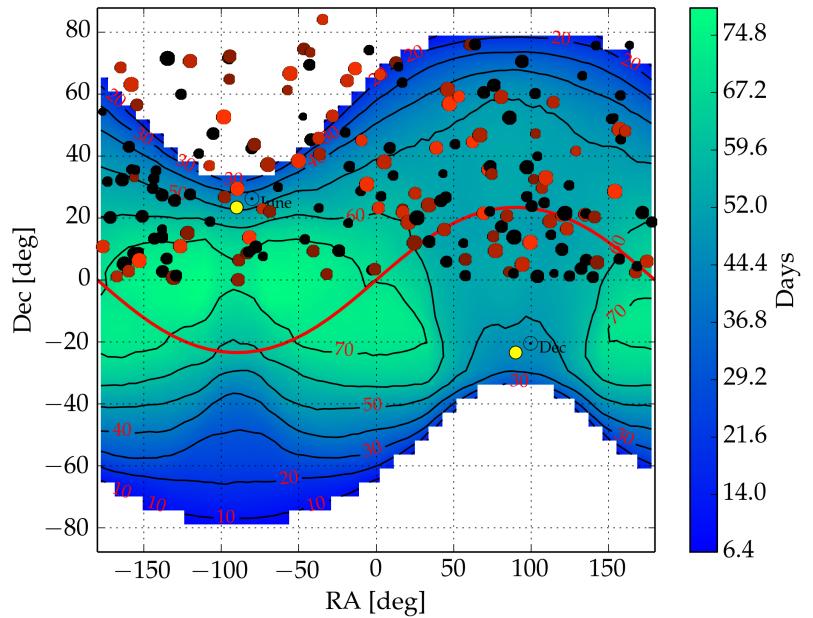
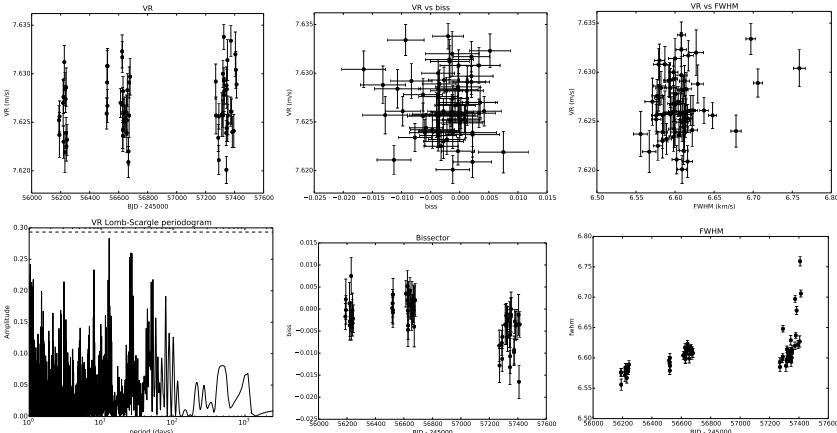


Figure 1: Cibles du SP1+ sur le champ de vue CHEOPS, orbite à 800km. Les cibles plus lumineuses sont représentées par des disques plus grands. Les cibles non démarrées sont en noir, et celles à plus de 50 mesures sont rouge vif.

Flag CHEOPS :

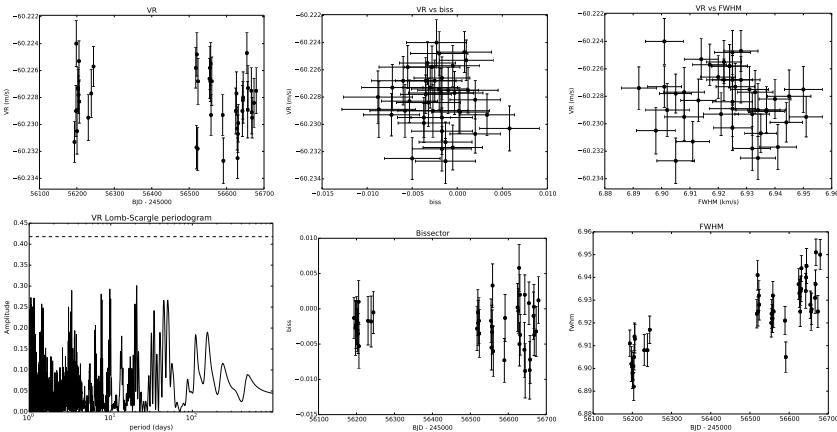
- **CHEOPS 70** : 70 jours annuels de visibilité CHEOPS minimum
- **CHEOPS 50** : 50 jours annuels de visibilité CHEOPS minimum
- **CHEOPS 30** : 30 jours annuels de visibilité CHEOPS minimum
- **CHEOPS 6** : 6 jours annuels de visibilité CHEOPS minimum
- **CHEOPS 0** : Cible en dehors du champ de vue de CHEOPS

**HD225261** En Cours SP1+  $\alpha=00:04:56.3$ ,  $\delta=+23:16:10.6$  V=7.82 G9V 68 mes sur 1224.7j  
 RMS=3.07 m/s err=1.69 m/s log(rhk)=4.85 [-5.08,-4.71] (43 mes) (lit : -4.95)  
 Vsini=1.7 km/s (lit : 1.7 km/s)  $P_{rot}=31$  j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : À reprendre (16/07/15) Possible 12, 26 et 50j, système multiple ? (23/02/16)

**HD404** STOP SP1+  $\alpha=00:08:57.2$ ,  $\delta=+66:27:23.9$  V=8.57 G5 42 mes sur 485.7j  
 RMS=2.12 m/s err=1.62 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : -4.90)  
 Vsini=2.2 km/s (lit : 1.8 km/s)  $P_{rot}=nan$  j **CHEOPS 6**

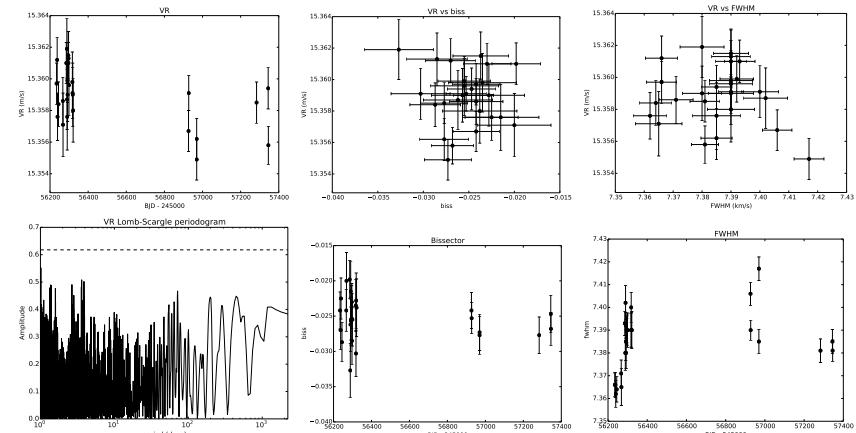


**Commentaires** : RHK -4.83 Masque K5. (24/11/14) Constante (16/07/15)

**HIP974** Non Démarrée SP1+  $\alpha=00:12:04.0$ ,  $\delta=+27:05:56.2$  V=8.73 K0  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

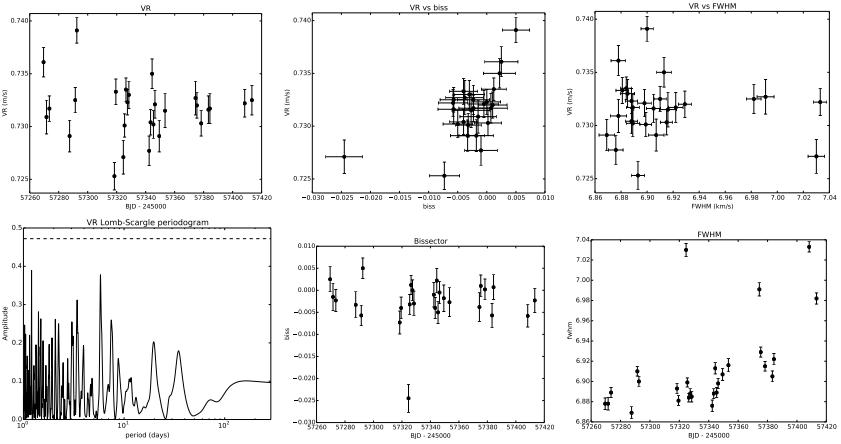
**Commentaires** : Information par défaut

**HD1562** STOP SP1+  $\alpha=00:20:00.4$ ,  $\delta=+38:13:38.6$  V=6.97 G0 27 mes sur 1111.0j  
 RMS=1.77 m/s err=1.56 m/s log(rhk)=-4.83 [-5.15,-4.68] (25 mes) (lit : -5.35)  
 Vsini=2.4 km/s (lit : 2.5 km/s)  $P_{rot}=20$  j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : Constante (à suivre en constante ?) (23/05/14)

**HD3141** STOP — SP1+  $\alpha=00:35:00.8$ ,  $\delta=+42:41:41.1$  V=8.02 K0IV 27 mes sur 143.8j  
 RMS=2.70 m/s err=1.33 m/s log(rhk)=4.83 [-4.92,-4.75] (17 mes) (lit : -4.49)  
 Vsini=2.3 km/s (lit : 2.2 km/s)  $P_{rot}=37$  j **CHEOPS 30**

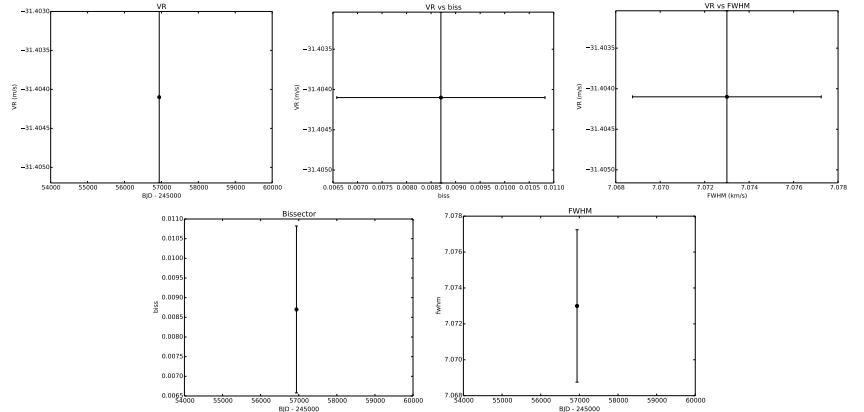


Commentaires : bissecteur vitesse ! Stable (23/02/16)

**HIP3418** Non Démarrée SP1+  $\alpha=00:43:32.8$ ,  $\delta=+33:50:40.4$  V=8.73 K8  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : Information par défaut

**HD4635** STOP SP1+  $\alpha=00:49:46.4$ ,  $\delta=+70:26:58.1$  V=7.75 K0 1 mes sur 0.0j  
 RMS=0.00 m/s err=1.06 m/s log(rhk)=4.46 [-4.46,-4.46] (1 mes) (lit : nan)  
 Vsini=2.5 km/s (lit : 1.8 km/s)  $P_{rot}=14$  j **CHEOPS 0**



Commentaires : RHK=-4.46 et ré-émission (24/11/14)

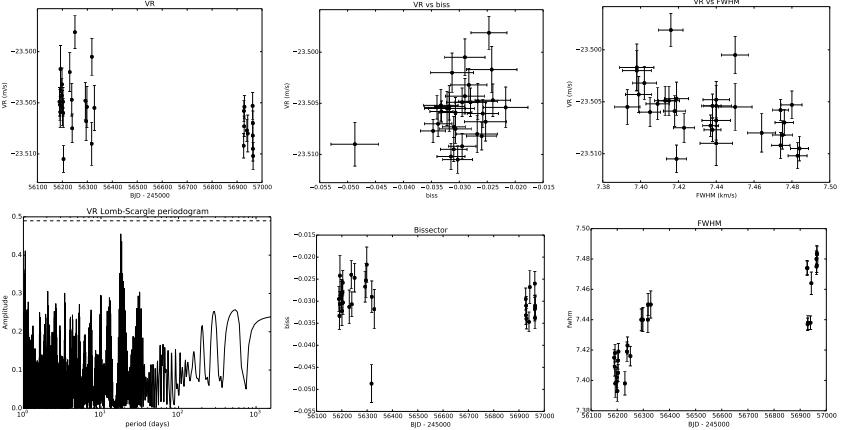
**HD5351** Non Démarrée SP1+  $\alpha=00:57:04.4$ ,  $\delta=+69:02:36.4$  V=9.12 K4V  
 lit : log(rhk)=4.82, Vsini=1.6 km/s **CHEOPS 6**

Commentaires : Information par défaut

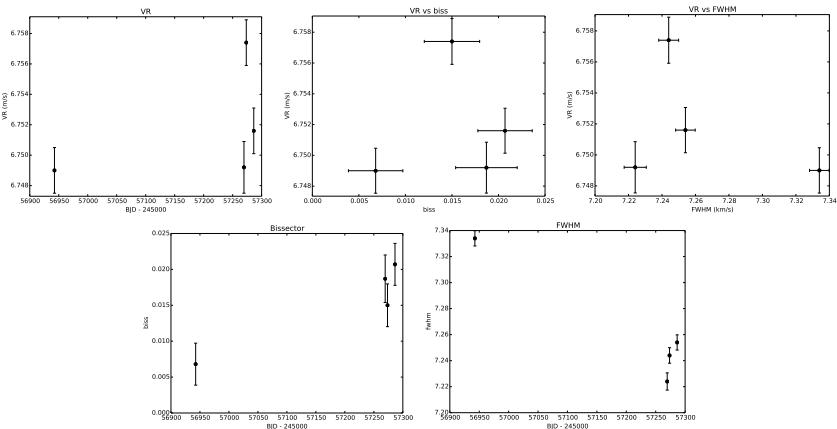
**HIP5247** Non Démarrée SP1+  $\alpha=01:07:08.2$ ,  $\delta=+63:56:28.7$  V=9.00 K7V  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 6**

Commentaires : Information par défaut

**HD6715** STOP SP1+  $\alpha=01:08:12.4$ ,  $\delta=+21:58:37.2$  V=7.61 G5 31 mes sur 775.8j  
 RMS=2.73 m/s err=1.55 m/s log(rhk)=4.80 [-4.94,-4.66] (23 mes) (lit : -4.89)  
 Vsini=2.9 km/s (lit : 0.8 km/s)  $P_{rot}=25$  j **CHEOPS 50**



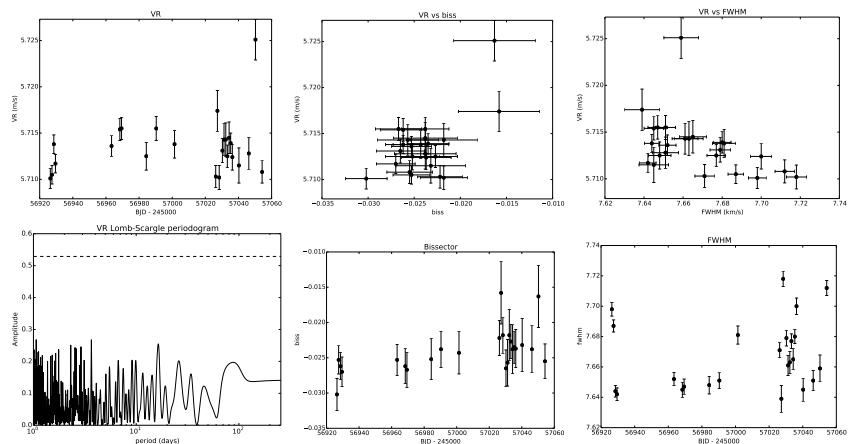
**HD6660** STOP SP2  $\alpha=01:07:37.8$ ,  $\delta=+22:57:17.9$  V=8.41 K4V 4 mes sur 343.9j  
 RMS=3.39 m/s err=1.52 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : nan)  
 Vsini=1.7 km/s (lit : 2.2 km/s)  $P_{rot}=nan$  j **CHEOPS 50**



Commentaires : rhk=-4.61 STOP (23/02/16)

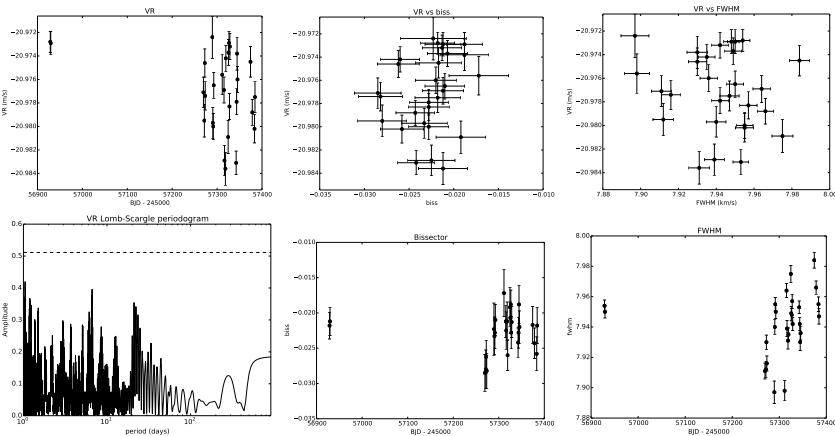
Commentaires : Signaux à 18, 10 et 5.5j (24/11/14) 2 points off, mais pas du à la lune... En les retirant, RMS à 2.58 (16/07/15)

**HD8262** STOP SP1+  $\alpha=01:22:17.8$ ,  $\delta=+18:40:57.7$  V=6.96 G3V 24 mes sur 127.9j  
 RMS=3.06 m/s err=1.41 m/s log(rhk)=4.79 [-4.91,-4.57] (23 mes) (lit : -4.91)  
 Vsini=2.8 km/s (lit : 3.7 km/s)  $P_{rot}=17$  j **CHEOPS 50**



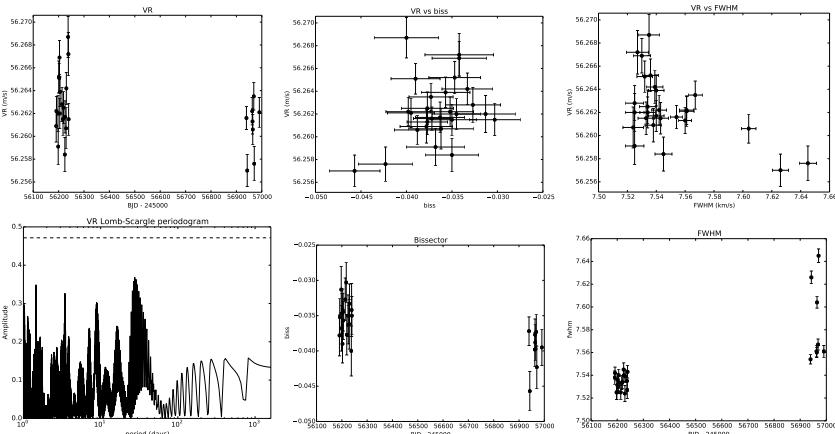
Commentaires : Rien dans le périodogramme (09/02/15) En enlevant le point à 3 sigma, on tombe à 2.9m/s de RMS (16/07/15)

**HD9986** STOP SP1+  $\alpha=01:37:40.8$ ,  $\delta=+12:04:42.1$  V=6.77 G5V 28 mes sur 455.8j  
 RMS=3.28 m/s err=1.22 m/s log(rhk)=4.77 [-5.17,-4.64] (25 mes) (lit : -4.89)  
 Vsini=3.3 km/s (lit : 1.3 km/s)  $P_{rot}=18$  j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : Valeurs aberrantes dans le rhk, qui est inférieur à -4.8, jitter bissecteur, aucun signal visible (23/02/16)

**HD10126** STOP SP1+  $\alpha=01:39:35.9$ ,  $\delta=+28:06:39.6$  V=7.74 G8V 27 mes sur 799.8j  
 RMS=2.70 m/s err=1.42 m/s log(rhk)=4.88 [-5.03,-4.74] (22 mes) (lit : -4.91)  
 Vsini=3.1 km/s (lit : 0.6 km/s)  $P_{rot}=31$  j **CHEOPS 50**

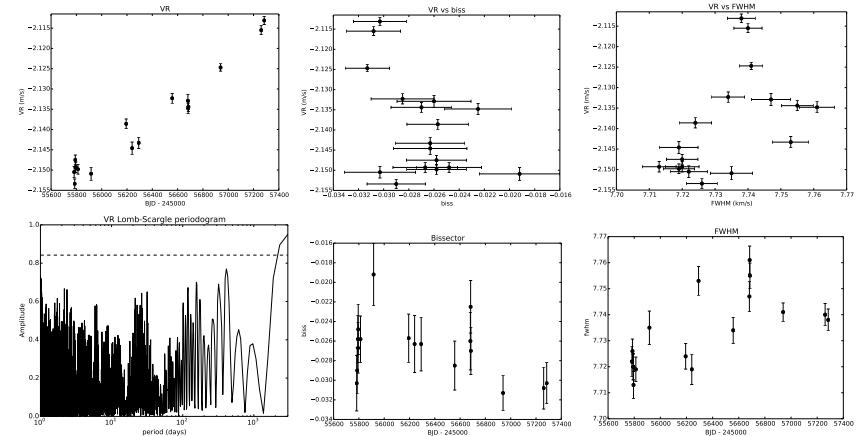


**Commentaires** : Quelques points off ? (24/11/14) Constante (16/07/15)

**HD10697** Non Démarrée SP1+  $\alpha=01:44:55.8$ ,  $\delta=+20:04:59.3$  V=6.27 G5IV  
 lit : log(rhk)=-5.02, Vsini=1.4 km/s **CHEOPS 50**

**Commentaires** : Compagnon à 6.35 MJup, 1072.3d de période (Vogt et al 2000) avec HIRES. Vérifier les données HIRES avant de démarrer (combien de mesures ? quelle précision ? quelle dispersion dans les résidus ?) (16/07/15)

**HD13825** STOP SP5  $\alpha=02:15:24.4$ ,  $\delta=+24:16:16.6$  V=6.80 G8IV 17 mes sur 1501.9j  
 RMS=12.08 m/s err=1.26 m/s log(rhk)=4.86 [-4.94,-4.69] (17 mes) (lit : -5.07)  
 Vsini=3.2 km/s (lit : 1.7 km/s)  $P_{rot}=26$  j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : Cible prioritaire SP5, vérifier les résidus régulièrement. RMS à 2.6m/s après retrait de la dérive (24/11/14)

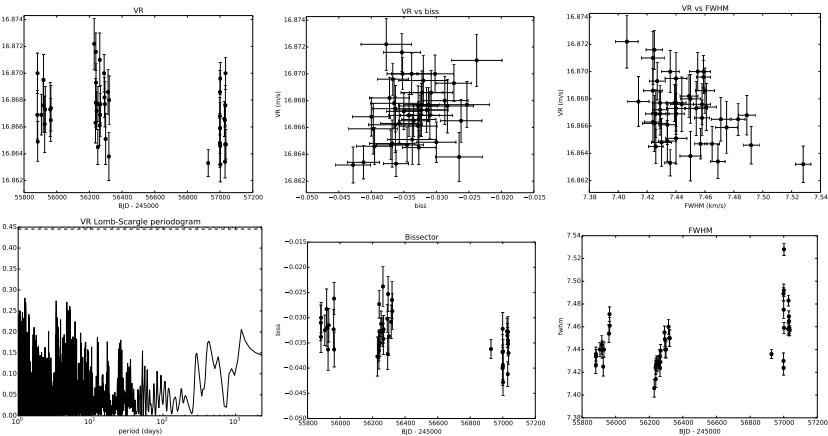
**HD13997** Non Démarrée SP1+  $\alpha=02:16:27.7$ ,  $\delta=+12:22:47.1$  V=7.99 G5  
lit : log(rhk)=-4.94, Vsini=0.6 km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : Information par défaut

**HD17190** Non Démarrée SP1+  $\alpha=02:46:15.2$ ,  $\delta=+25:38:59.6$  V=7.89 K1IV  
lit : log(rhk)=-4.84, Vsini=1.5 km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : Information par défaut

**HD15830** STOP SP1+  $\alpha=02:34:10.6$ ,  $\delta=+42:47:06.9$  V=7.59 G0 45 mes sur 1153.8j  
RMS=2.16 m/s err=1.55 m/s log(rhk)=4.83 [-5.10,-4.60] (30 mes) (lit : -5.02)  
Vsini=2.8 km/s (lit : 1.4 km/s)  $P_{rot}=23$  j **CHEOPS 50**

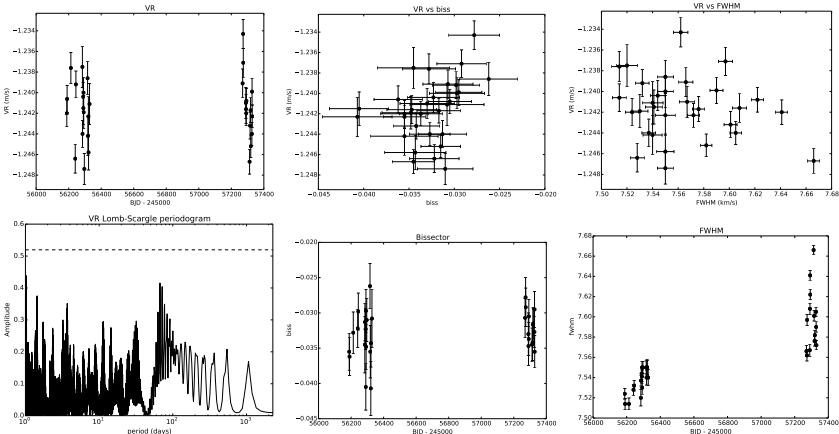


Commentaires : Rien proche des 0.1 de FAP (24/11/14)

**HIP13375** Non Démarrée SP2  $\alpha=02:52:07.1$ ,  $\delta=+34:23:21.6$  V=9.60 K6:  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : 6 mesures SP2 (BD+330529), pas de rhk, pas de ré-émission (25/11/14)

**HD18144** STOP SP1+  $\alpha=02:55:17.4$ ,  $\delta=+16:18:33.0$  V=7.41 G5 31 mes sur 1139.9j  
 RMS=2.96 m/s err=1.44 m/s log(rhk)=4.73 [-4.83,-4.52] (19 mes) (lit : -4.82)  
 Vsini=3.2 km/s (lit : 0.9 km/s)  $P_{rot}=25$  j **CHEOPS 6**



Commentaires : stable (23/02/16)

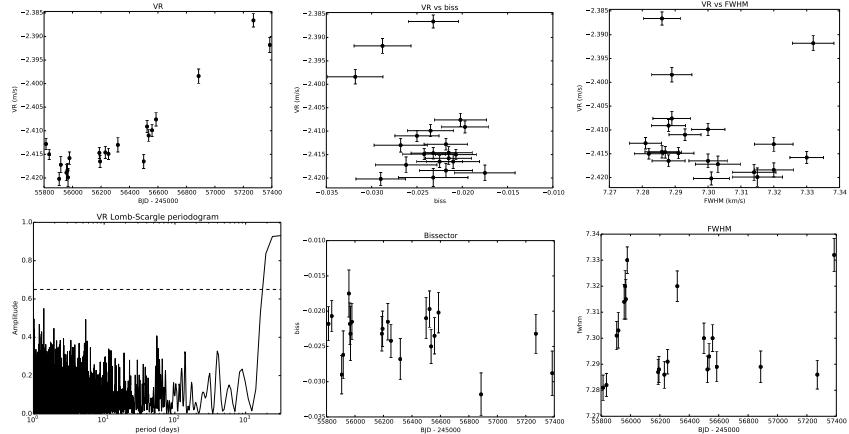
**HD18450** STOP SP2  $\alpha=02:58:52.4$ ,  $\delta=+26:46:26.6$  V=8.21 K2V  
 lit : log(rhk)=-5.03, Vsini=1.9 km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : SB1 140 Mjup @ 25j

**HD18702** Non Démarrée SP1+  $\alpha=03:00:36.0$ ,  $\delta=+05:59:09.8$  V=8.11 K0V  
 lit : log(rhk)=-5.00, Vsini=0.8 km/s **CHEOPS 50**

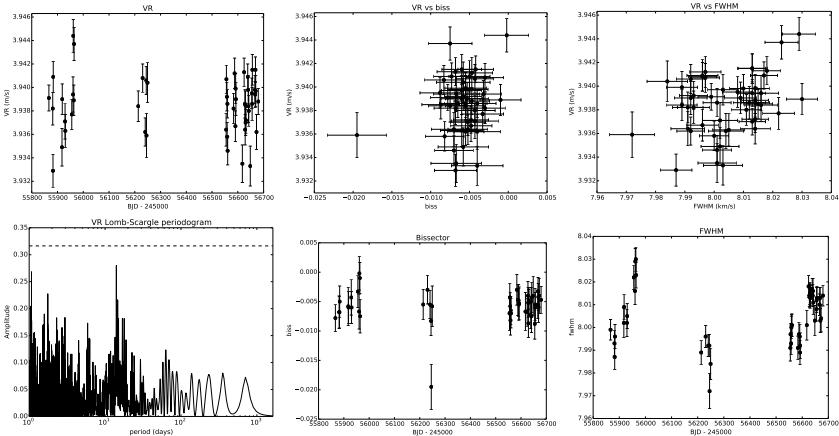
Commentaires : Information par défaut

**HD18757** STOP SP5  $\alpha=03:04:09.6$ ,  $\delta=+61:42:20.9$  V=6.64 G4V 21 mes sur 1571.9j  
 RMS=8.73 m/s err=1.40 m/s log(rhk)=-4.87 [-5.14,-4.68] (20 mes) (lit : -4.95)  
 Vsini=1.4 km/s (lit : 1.8 km/s)  $P_{rot}=20$  j **CHEOPS 30**



Commentaires : Naine brune excentrique; suivie SP5 (24/11/14) 2-2.5 m/s après soustraction d'une dérive (16/07/15)

**HD19256** STOP SP1+  $\alpha=03:08:25.7$ ,  $\delta=+57:00:46.5$  V=6.64 G0 51 mes sur 812.7j  
 RMS=2.41 m/s err=1.33 m/s log(rhk)=4.99 [-5.16,-4.78] (49 mes) (lit : -5.13)  
 Vsini=3.3 km/s (lit : 3.0 km/s)  $P_{rot}=25$  j **CHEOPS 30**

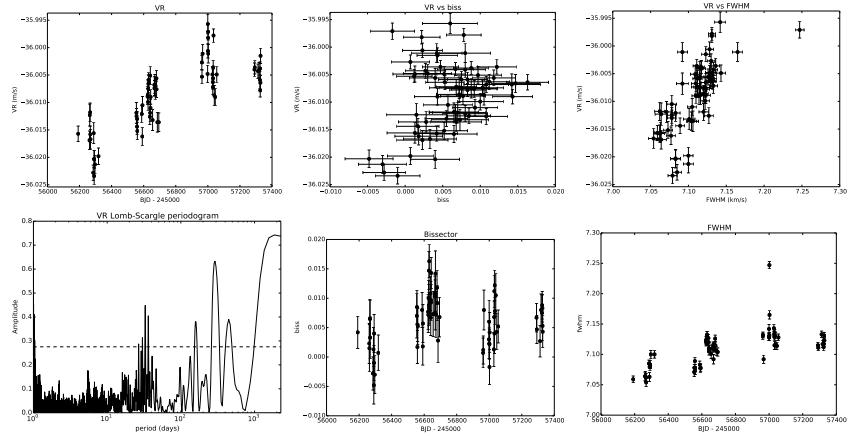


Commentaires : Constante (24/11/14)

**HIP15797** Non Démarrée SP2  $\alpha=03:23:33.4$ ,  $\delta=+43:57:26.2$  V=8.98 K2  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : 4 mesures SP2 (BD+430699) RHK -4.75, ré-émission négligeable (25/11/14)

**HD21742** En Cours SP1+  $\alpha=03:33:26.8$ ,  $\delta=+59:25:00.3$  V=8.08 K1IV 70 mes sur 1136.9j  
 RMS=6.14 m/s err=1.52 m/s log(rhk)=4.74 [-4.85,-4.65] (24 mes) (lit : -4.91)  
 Vsini=2.6 km/s (lit : 2.3 km/s)  $P_{rot}=31$  j **CHEOPS 30**



Commentaires : Longue période (1000+j), à poursuivre à basse fréquence pour contrainte, mouvement dans les résidus mais possibilité période de rotation (23/02/16)

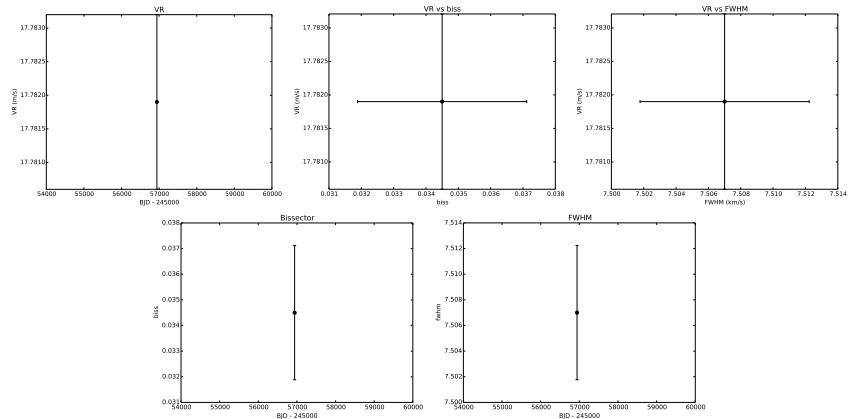
**HIP17496** Non Démarrée SP1+  $\alpha=03:44:51.1$ ,  $\delta=+11:55:12.0$  V=9.13 K8V:  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : Information par défaut

**HD24002** STOP SP2  $\alpha=03:49:35.6$ ,  $\delta=+01:20:53.6$  V=8.58 K1V  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=0.2 km/s **CHEOPS 50**

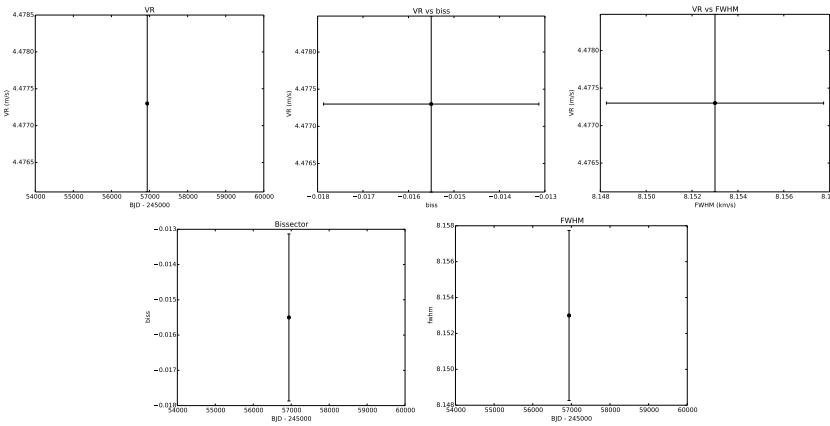
Commentaires : 4 mesures SP2 à bon SNR : RHK=-4.65 (24/11/12)

**HD24451** STOP SP1+  $\alpha=04:01:19.6$ ,  $\delta=+76:09:33.7$  V=8.20 K4V 1 mes sur 0.0j  
RMS=0.00 m/s err=1.31 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : nan)  
Vsini=2.1 km/s (lit : 2.4 km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 6**



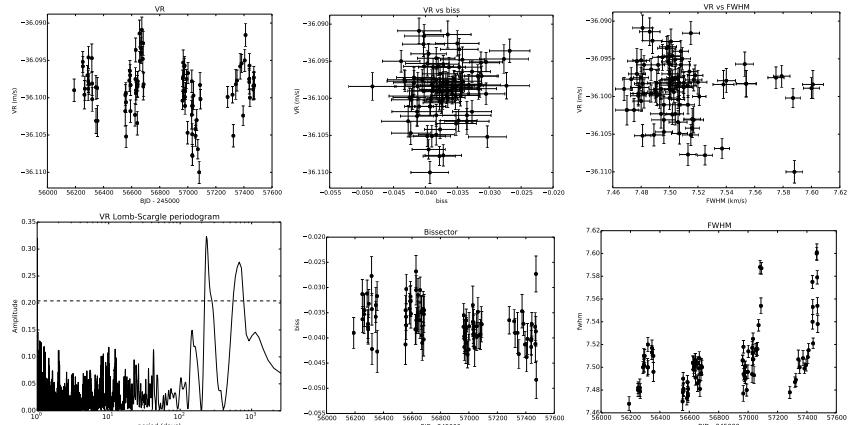
Commentaires : RHK=-4.50, ré-émission très importante (24/11/14)

**HD24053** STOP SP1+  $\alpha=03:50:08.8$ ,  $\delta=+06:37:14.4$  V=7.72 G0 1 mes sur 0.0j  
RMS=0.00 m/s err=1.18 m/s log(rhk)=4.44 [-4.44,-4.44] (1 mes) (lit : nan)  
Vsini=3.7 km/s (lit : 1.8 km/s)  $P_{rot}$ =8 j **CHEOPS 50**



Commentaires : Petite ré-émission (24/11/14)

**HD25918** Suivi Prioritaire SP1+  $\alpha=04:08:14.2$ ,  $\delta=+44:39:46.1$  V=7.70 G5 94 mes sur 1282.7j  
RMS=3.66 m/s err=1.49 m/s log(rhk)=4.82 [-5.09,-4.66] (64 mes) (lit : -4.98)  
Vsini=3.1 km/s (lit : 0.7 km/s)  $P_{rot}$ =28 j **CHEOPS 50**

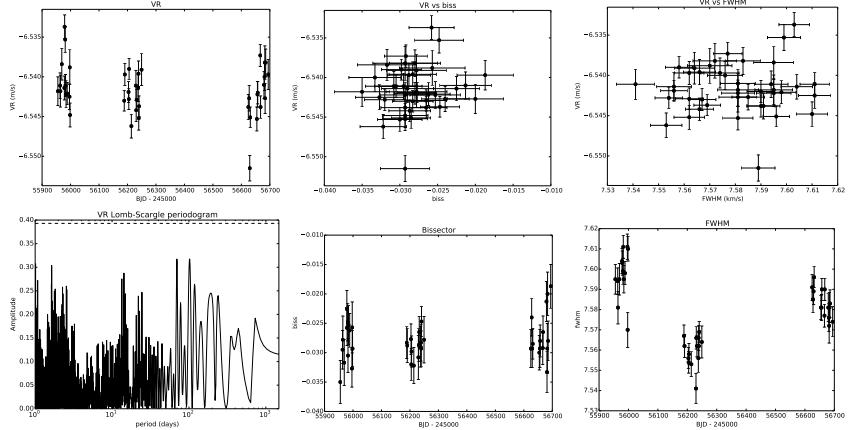


Commentaires : pics 220 et 680j (alias) au delà de 0.01 FAP. (09/02/15) 3.5 masses de Neptune à 675j.  
À suivre 1 pt par semaine le plus longtemps possible (16/07/15)

**HD26018** STOP SP2  $\alpha=04:15:13.7, \delta=+76:17:16.8$  V=8.19 G5  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=1.9 km/s **CHEOPS 6**

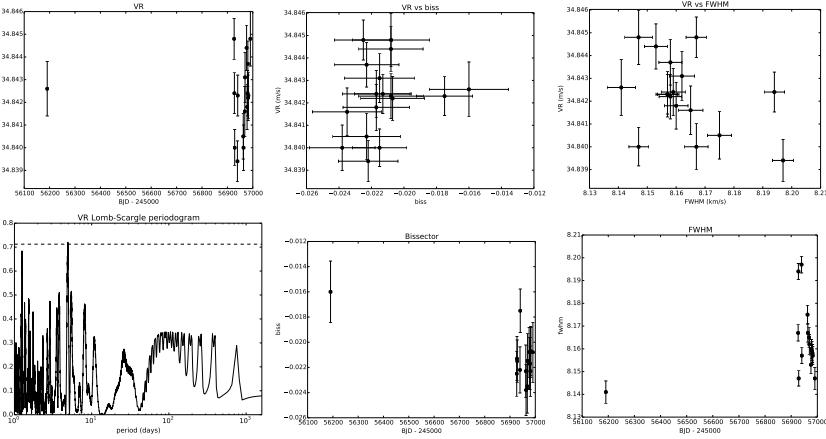
Commentaires : Active RHK=-4.46 et ré-émission (23/05/14)

**HD29150** STOP SP5new  $\alpha=04:36:13.9, \delta=+21:32:11.5$  V=7.58 G5 42 mes sur 738.9j  
RMS=3.04 m/s err=1.60 m/s log(rhk)=**28.60** [-5.15,999.0] (30 mes) (lit : -4.87)  
Vsini=3.0 km/s (lit : 1.7 km/s)  $P_{rot}=-1363$  j **CHEOPS 30**



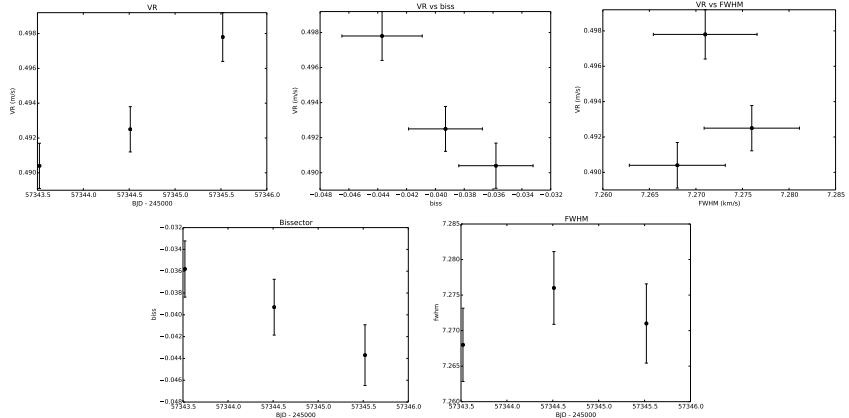
Commentaires : Rien de convainquant (23/05/14)

**HD28005** STOP SP1+  $\alpha=04:27:24.7, \delta=+46:51:11.3$  V=6.72 G0 17 mes sur 799.8j  
RMS=1.58 m/s err=1.00 m/s log(rhk)=**5.00** [-5.06,-4.95] (17 mes) (lit : -5.00)  
Vsini=3.8 km/s (lit : 2.8 km/s)  $P_{rot}=34$  j **CHEOPS 50**



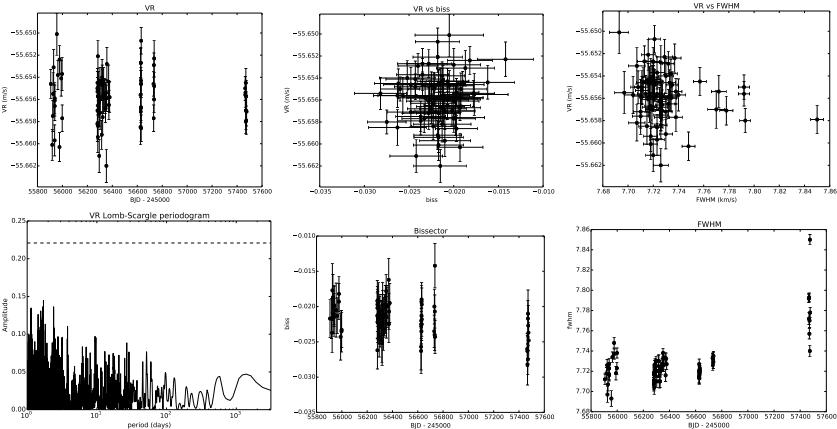
Commentaires : Constante (16/07/15)

**HD29021** Non Démarrée SP2  $\alpha=04:37:52.2, \delta=+60:40:34.3$  V=7.76 G5 3 mes sur 2.0j  
RMS=3.11 m/s err=1.32 m/s log(rhk)=**-4.86** [-5.04,-4.74] (3 mes) (lit : -5.13)  
Vsini=2.7 km/s (lit : 2.1 km/s)  $P_{rot}=28$  j **CHEOPS 30**



Commentaires : Longue période SP2 : 53 mesures, P 1300j, K 60 m/s (voir avec Guillaume), rhk=-4.86 (23/02/16)

**HD30708** STOP SP1+  $\alpha=04:51:29.4$ ,  $\delta=+35:48:54.5$  V=6.78 G5 82 mes sur 1569.9j  
 RMS=2.18 m/s err=1.37 m/s log(rhk)=**4.92** [-5.08,-4.73] (70 mes) (lit : -5.07)  
 Vsini=15.5 km/s (lit : 0.5 km/s)  $P_{rot}=31$  j **CHEOPS 50**



Commentaires : Constante. (24/11/14)

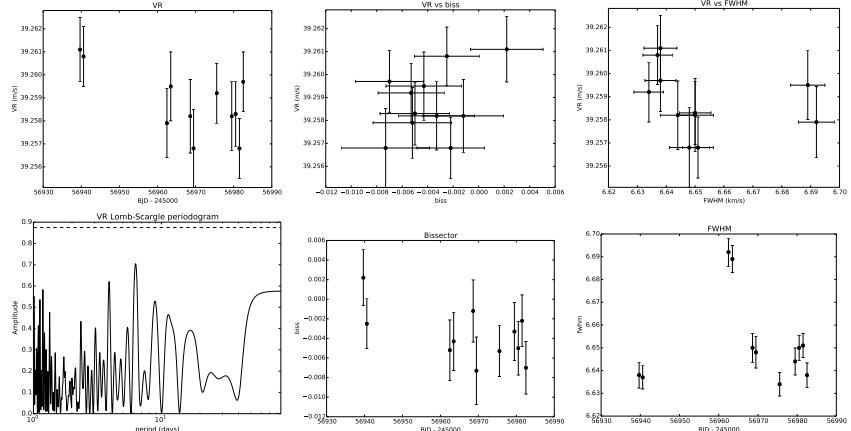
**HD30973** STOP SP2  $\alpha=04:53:04.7$ ,  $\delta=+22:14:06.6$  V=8.78 K5V  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=2.0 km/s **CHEOPS 6**

Commentaires : Active RHK=-4.55 (anciens listings) (23/05/14)

**HD31000** STOP SP2  $\alpha=04:53:56.2$ ,  $\delta=+36:45:26.7$  V=7.77 G5  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=4.0 km/s **CHEOPS 50**

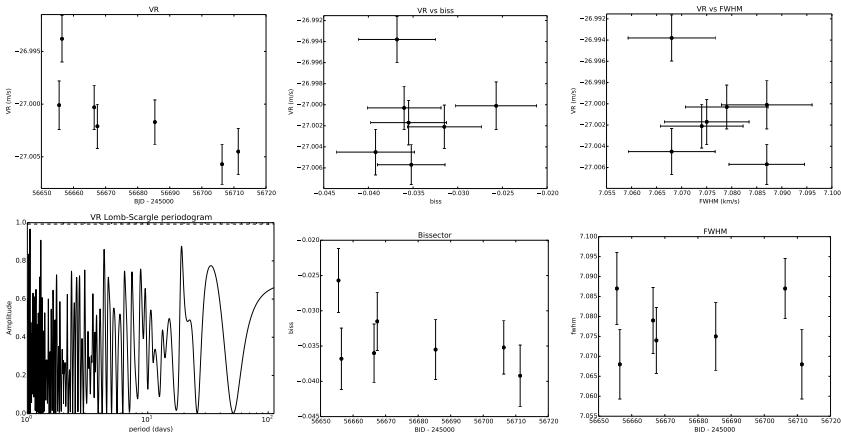
Commentaires : RHK=-4.40 (anciens listings) Vsini=5.4 km/s (23/05/14)

**HD31501** En Cours SP2  $\alpha=04:57:59.3$ ,  $\delta=+34:16:04.8$  V=8.15 G8V 11 mes sur 42.8j  
 RMS=1.37 m/s err=1.44 m/s log(rhk)=-4.80 [-4.94,-4.71] (11 mes) (lit : nan)  
 Vsini=1.8 km/s (lit : 1.3 km/s)  $P_{rot}=28$  j **CHEOPS 50**



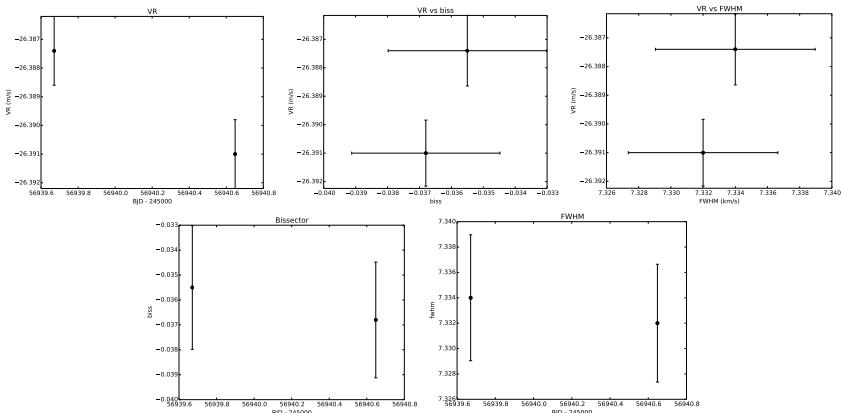
Commentaires : possible bissecteur, à reprendre. (23/05/14)

**HD32237** En Cours SP2  $\alpha=05:02:09.8$ ,  $\delta=+14:04:53.6$  V=8.19 G5 7 mes sur 55.8j  
 RMS=3.57 m/s err=2.11 m/s log(rhk)=999.0 [999.00,999.00] (1 mes) (lit : nan)  
 Vsini=2.4 km/s (lit : 1.3 km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 50**



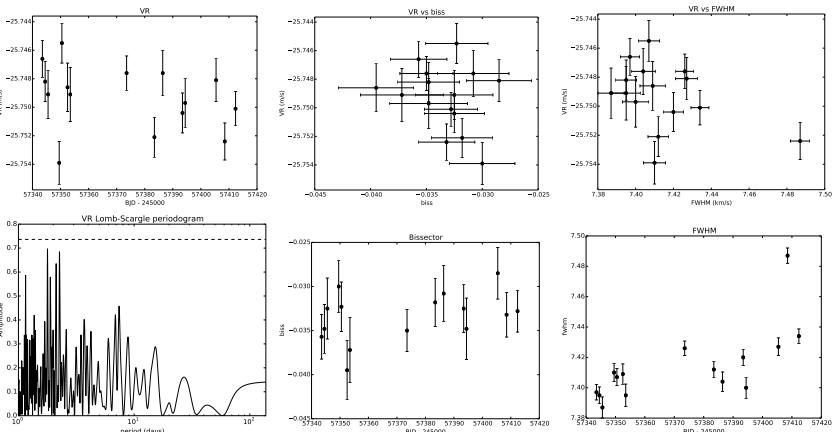
**Commentaires :** 3 mesures SP2, (RHK -5.00 avec SP2 anciens listings), mesures SP1 -4.7 peu fiables. À reprendre (24/11/14)

**HD31864** En Cours SP2  $\alpha=05:03:30.7$ ,  $\delta=+63:04:41.4$  V=7.63 G0 2 mes sur 1.0j  
 RMS=1.80 m/s err=1.20 m/s log(rhk)=4.70 [-4.70,-4.69] (2 mes) (lit : -4.91)  
 Vsini=2.5 km/s (lit : 2.6 km/s)  $P_{rot}$ =17 j **CHEOPS 30**



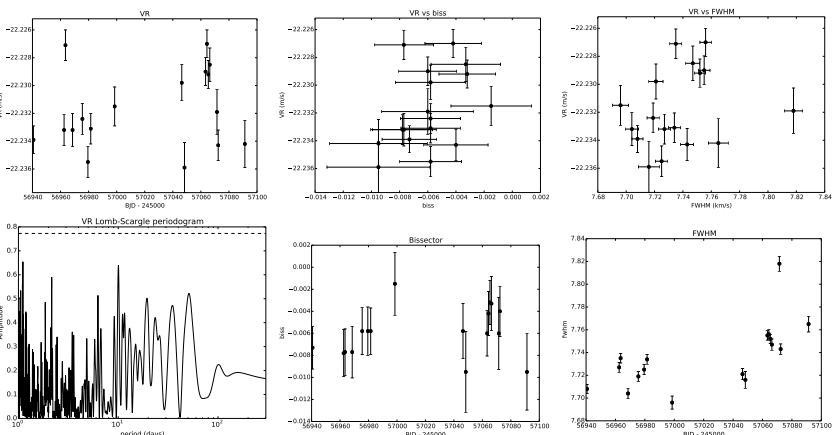
**Commentaires :** Peu active, pas de ré-émission (25/11/14)

**HD31865** En Cours SP2  $\alpha=05:03:33.3$ ,  $\delta=+63:05:09.3$  V=7.93 G0 15 mes sur 68.8j  
 RMS=2.18 m/s err=1.46 m/s log(rhk)=4.79 [-4.89,-4.68] (12 mes) (lit : -4.81)  
 Vsini=2.9 km/s (lit : 0.7 km/s)  $P_{rot}$ =25 j **CHEOPS 30**



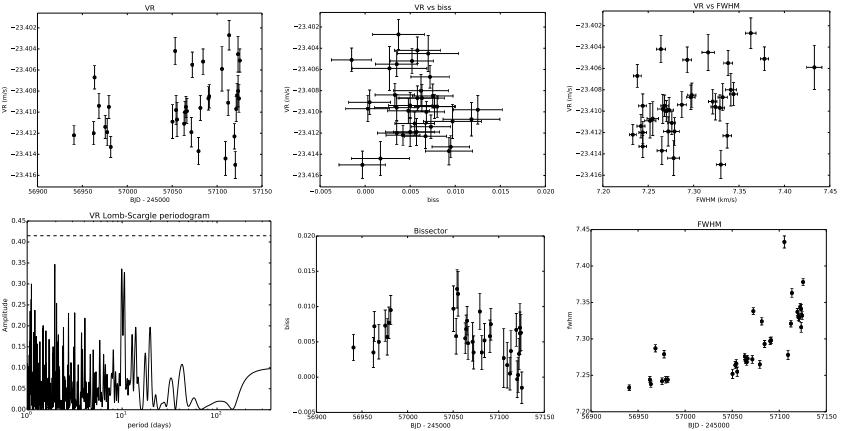
**Commentaires :** non active (23/02/16)

**HD33021** En Cours SP1+  $\alpha=05:07:38.3$ ,  $\delta=+09:28:18.4$  V=6.15 G1IV 17 mes sur 150.7j  
 RMS=2.74 m/s err=1.22 m/s log(rhk)=4.86 [-4.96,-4.59] (15 mes) (lit : -5.08)  
 Vsini=2.9 km/s (lit : 1.0 km/s)  $P_{rot}$ =19 j **CHEOPS 50**



**Commentaires :**

**HD34575** STOP SP1+  $\alpha=05:22:19.7$ ,  $\delta=+59:16:40.4$  V=7.09 G5 35 mes sur 184.7j  
 RMS=2.97 m/s err=1.26 m/s log(rhk)=4.87 [-5.05,-4.71] (31 mes) (lit : -5.06)  
 Vsini=2.8 km/s (lit : 0.9 km/s)  $P_{rot}=32$  j **CHEOPS 6**

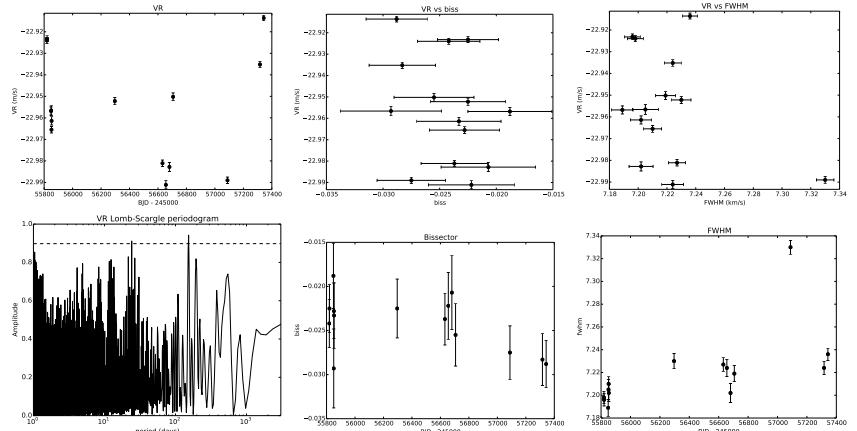


**Commentaires** : Rien de significatif (16/07/15)

**HD35171** Non Démarrée SP2  $\alpha=05:23:38.3$ ,  $\delta=+17:19:26.8$  V=7.93 K2  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=2.9 km/s **CHEOPS 50**

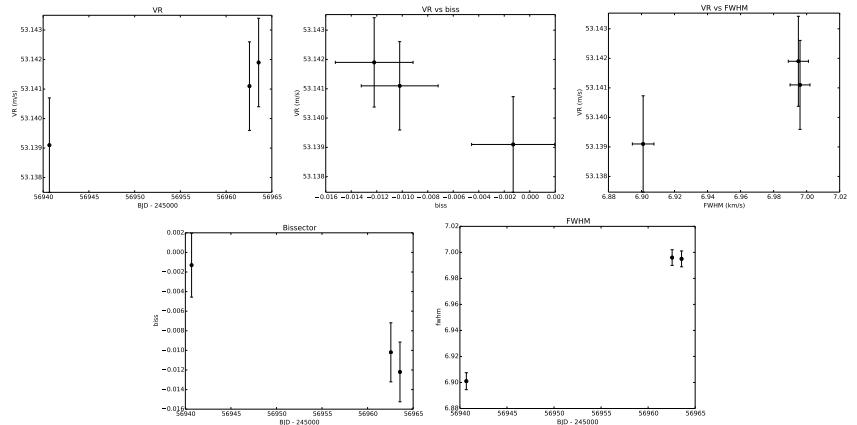
**Commentaires** : Active ! (23/05/14) 7 mesures SP2, RHK=-4.50 pas fiable (plus de flux dans le bleu)  
 Petit pic de ré-émission mais faire une mesure haut SNR (24/11/14)

**HD37124** STOP SP5  $\alpha=05:37:02.4$ ,  $\delta=+20:43:50.8$  V=7.68 G4IV-V 14 mes sur 1523.0j  
 RMS=24.15 m/s err=1.67 m/s log(rhk)=4.71 [-4.80,-4.64] (8 mes)  
 Vsini=2.3 km/s (lit : 2.1 km/s)  $P_{rot}=18$  j **CHEOPS 50**



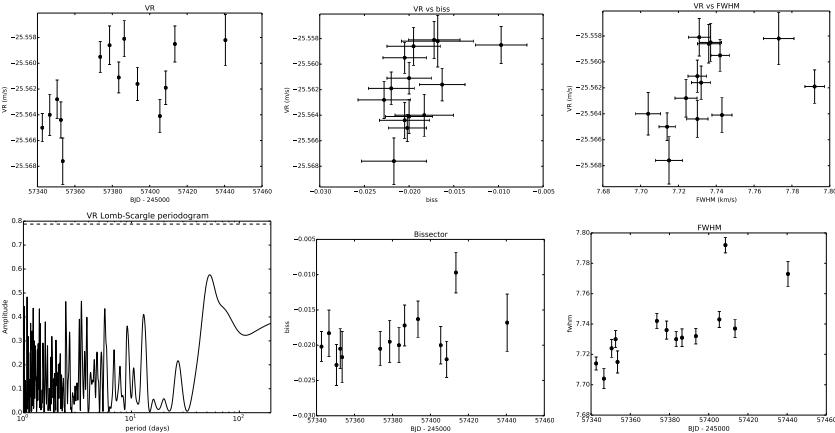
**Commentaires** : Système multiplanétaire !!! suivi en SP5 ! (23/05/14) 3 sub-Jupiters env 0.65 MJup à 154, 885 et 1862d, sans résidus apparents (Wright et al 2011) (24/11/14)

**HD38014** En Cours SP2  $\alpha=05:42:45.8$ ,  $\delta=+02:40:44.5$  V=8.55 K1V 3 mes sur 22.9j  
 RMS=1.18 m/s err=1.55 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : -5.04)  
 Vsini=2.3 km/s (lit : 2.1 km/s)  $P_{rot}=nan$  j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : Pas de ré-émission visible, RHK -5.00 (25/11/14)

**HD37693** En Cours SP2  $\alpha=05:43:26.8$ ,  $\delta=+52:29:19.6$  V=7.14 G0 14 mes sur 97.8j  
 RMS=2.87 m/s err=1.44 m/s log(rhk)=4.81 [-4.87,-4.71] (13 mes) (lit : nan)  
 Vsini=2.8 km/s (lit : 3.2 km/s)  $P_{rot}=17$  j **CHEOPS 50**

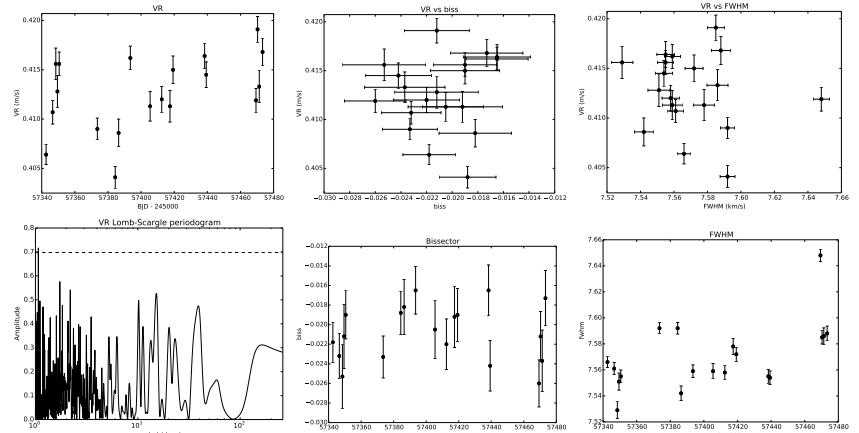


Commentaires : non active (23/02/16)

**HD39715** Non Démarrée SP1+  $\alpha=05:54:28.5$ ,  $\delta=+02:08:32.0$  V=8.84 K3V  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=3.0 km/s **CHEOPS 50**

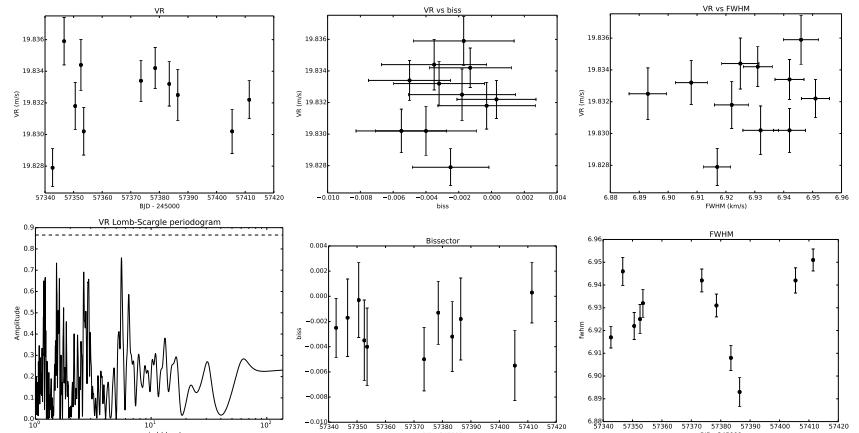
Commentaires : Information par défaut

**HD39881** En Cours SP2  $\alpha=05:56:03.4$ ,  $\delta=+13:55:29.6$  V=6.60 G5IV 19 mes sur 130.7j  
 RMS=3.72 m/s err=1.33 m/s log(rhk)=4.83 [-4.91,-4.73] (15 mes) (lit : -5.05)  
 Vsini=2.8 km/s (lit : 1.4 km/s)  $P_{rot}=21$  j **CHEOPS 50**



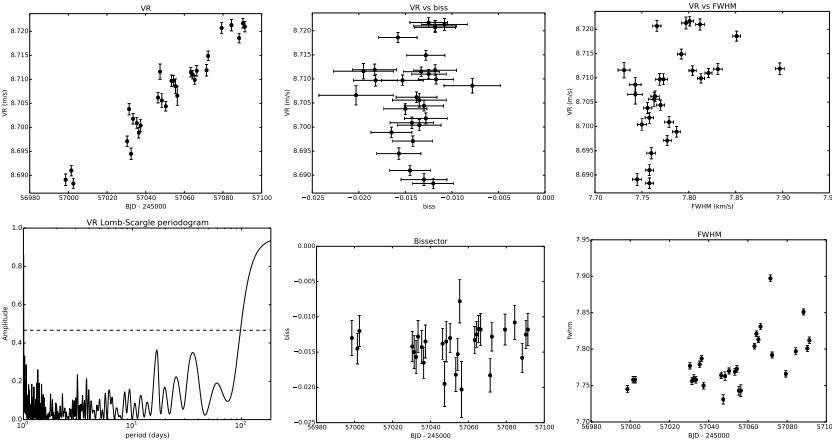
Commentaires : non active (23/02/16)

**HD42250** En Cours SP2  $\alpha=06:16:02.6$ ,  $\delta=+70:46:53.6$  V=7.43 G5 11 mes sur 68.8j  
 RMS=2.16 m/s err=1.40 m/s log(rhk)=4.87 [-5.03,-4.80] (9 mes) (lit : -5.04)  
 Vsini=2.3 km/s (lit : 1.3 km/s)  $P_{rot}=34$  j **CHEOPS 30**



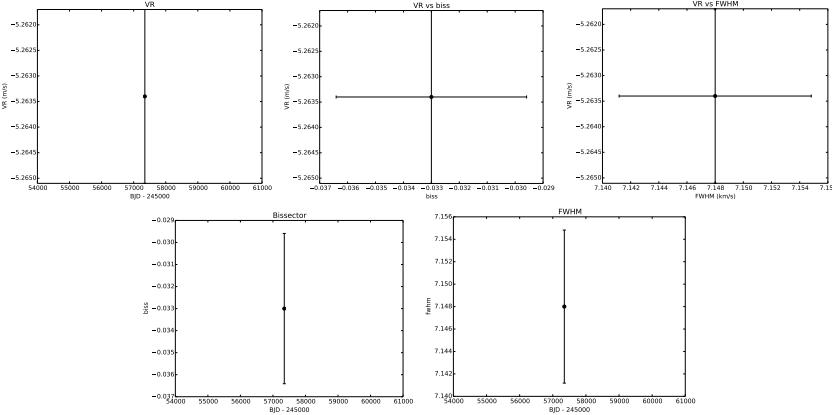
Commentaires : non active (23/02/16)

**HD43587** STOP SP1+  $\alpha=06:17:16.1$ ,  $\delta=+05:06:00.4$  V=5.70 G0.5Vb 29 mes sur 92.8j  
 RMS=9.29 m/s err=1.18 m/s log(rhk)=4.86 [-4.97,-4.68] (27 mes) (lit : -4.86)  
 Vsini=2.8 km/s (lit : 2.7 km/s)  $P_{rot}=18$  j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : Binaire très longue période non contrainte, Nidever 2002 (23/05/14) Cible Corot hyper stable (24/11/14) 2.3 m/s après fit de dérive linéaire (16/07/15)

**HD45391** En Cours SP1+  $\alpha=06:28:46.0$ ,  $\delta=+36:28:47.9$  V=7.15 G0 1 mes sur 0.0j  
 RMS=0.00 m/s err=1.70 m/s log(rhk)=4.71 [-4.71,-4.71] (1 mes) (lit : nan)  
 Vsini=1.7 km/s (lit : 1.8 km/s)  $P_{rot}=13$  j **CHEOPS 50**

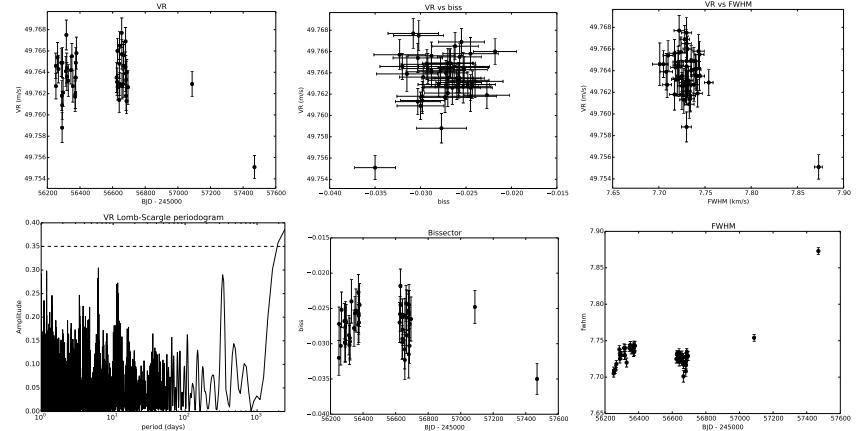


**Commentaires** : rhk -4.7 mais pas de pic de ré-émission (23/02/16)

**HD257886** Non Démarrée SP1+  $\alpha=06:29:05.5$ ,  $\delta=+27:00:31.9$  V=8.59 K2V  
 lit : log(rhk)=-5.06, Vsini=3.7 km/s **CHEOPS 50**

**Commentaires** : Information par défaut

**HD47127** STOP SP5new  $\alpha=06:37:33.8$ ,  $\delta=+12:10:50.0$  V=6.84 G5 48 mes sur 1217.8j  
 RMS=2.15 m/s err=1.35 m/s log(rhk)=17.85 [-5.17,999.00] (44 mes) (lit : -4.98)  
 Vsini=3.3 km/s (lit : 2.3 km/s)  $P_{rot}=-1057$  j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : Rien de convainquant (12/02/14) Hint de variation long terme SP5new (24/11/14)

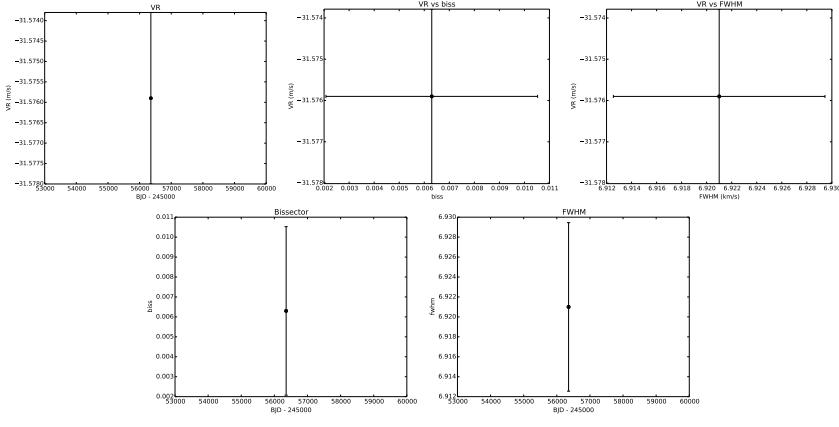
**HD47752** Non Démarrée SP1+  $\alpha=06:41:15.7$ ,  $\delta=+23:57:27.7$  V=8.08 K2  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=4.1 km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : Information par défaut

**HD48948** Non Démarrée SP1+  $\alpha=06:49:57.0$ ,  $\delta=+60:20:07.9$  V=8.59 M0p  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=4.4 km/s **CHEOPS 30**

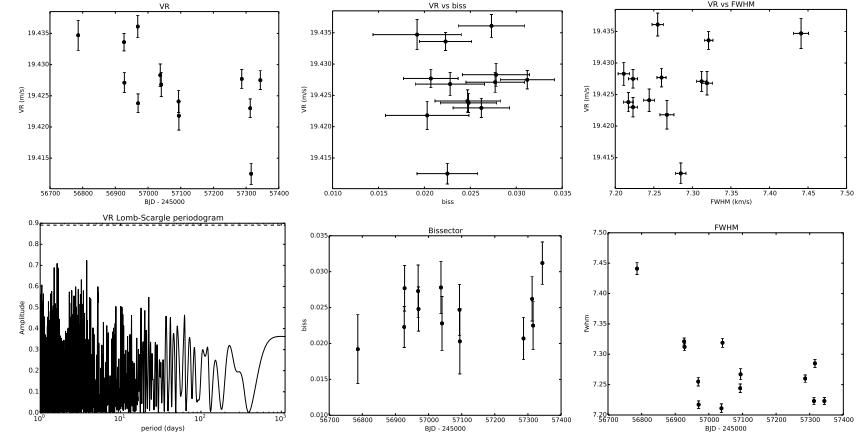
Commentaires : Information par défaut

**HD263175** En Cours SP2  $\alpha=06:46:05.0$ ,  $\delta=+32:33:20.4$  V=8.80 K3V 1 mes sur 0.0j  
RMS=0.00 m/s err=2.11 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] ( 0 mes) (lit : nan)  
Vsini=1.9 km/s (lit : 3.0 km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 50**



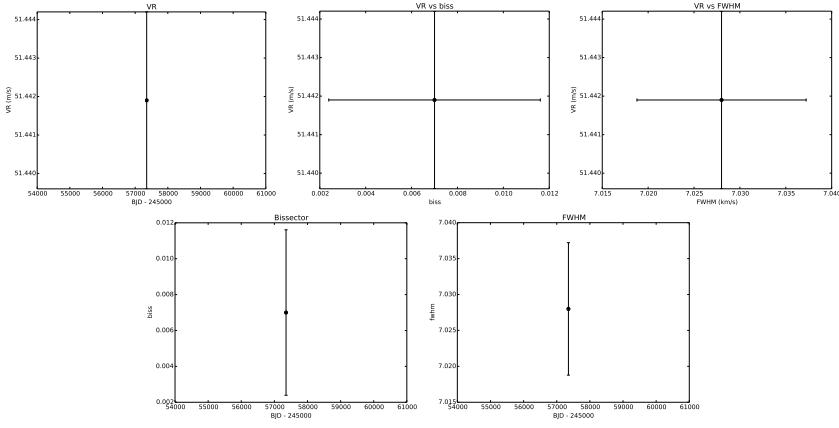
Commentaires : 3 mesures SP2, rhk -4.8 avec anciens listings, à reprendre (24/11/14)

**HD49601** STOP SP1+  $\alpha=06:51:32.3$ ,  $\delta=+47:22:04.1$  V=8.95 K2 13 mes sur 557.3j  
RMS=5.94 m/s err=1.74 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] ( 0 mes) (lit : nan)  
Vsini=0.6 km/s (lit : 1.7 km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 50**



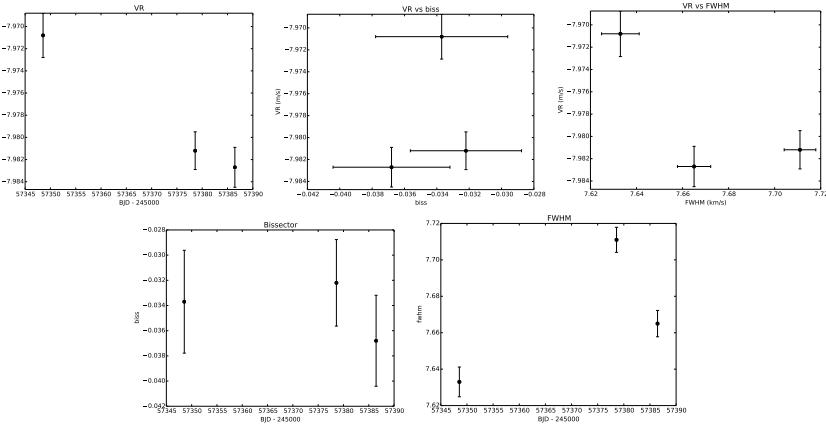
Commentaires : DiFolco (non démarrée) Ré-émission nette dans le calcium mais pas de mesure de rhk (24/11/14)

**HIP33373** Non Démarrée SP2  $\alpha=06:56:28.1$ ,  $\delta=+40:04:27.5$  V=9.08 K5V 1 mes sur 0.0j  
 RMS=0.00 m/s err=2.31 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : nan)  
 Vsini=1.0 km/s (lit : nan km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 50**



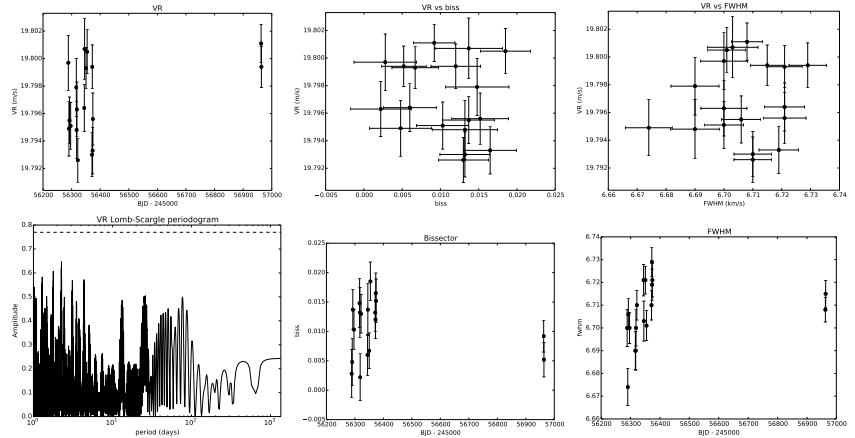
**Commentaires** : 3 mesures SP2 (BD+401758), pas de variation nette, pas de ré-émission RHK=-4.98  
 (25/11/14)

**HD51219** En Cours SP1+  $\alpha=06:56:34.1$ ,  $\delta=+01:09:43.5$  V=7.41 G8V 3 mes sur 37.9j  
 RMS=5.29 m/s err=1.86 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : -5.03)  
 Vsini=3.1 km/s (lit : 1.5 km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : rhk=-5.01 (23/02/16)

**HD53927** En Cours SP1+  $\alpha=07:08:04.2$ ,  $\delta=+29:50:04.1$  V=8.32 G5 18 mes sur 675.1j  
 RMS=2.73 m/s err=1.78 m/s log(rhk)=4.64 [-4.64,-4.64] (1 mes) (lit : nan)  
 Vsini=1.8 km/s (lit : 2.8 km/s)  $P_{rot}$ =26 j **CHEOPS 50**

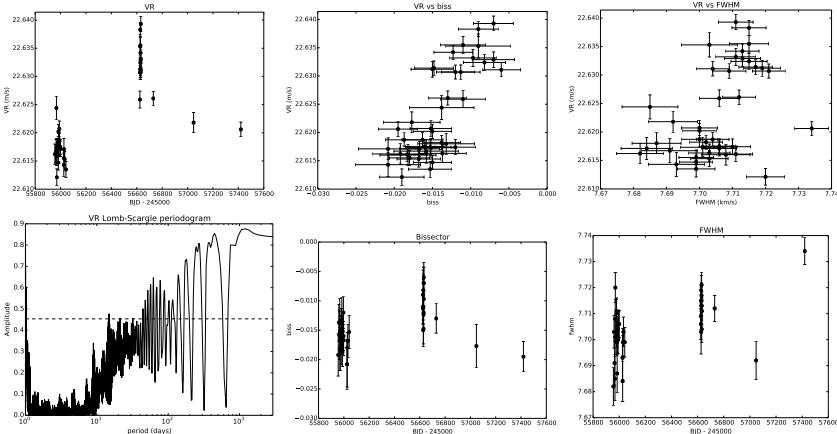


**Commentaires** : mesures SP2 RHK=-4.88 anciens listings, petite ré-émission, pousser jusqu'à 30 mesures pour vérifier le signal à 2j (24/11/14)

**HD55458** Non Démarrée SP2  $\alpha=07:13:53.1$ ,  $\delta=+25:00:40.9$  V=8.40 K1V  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=0.9 km/s **CHEOPS 50**

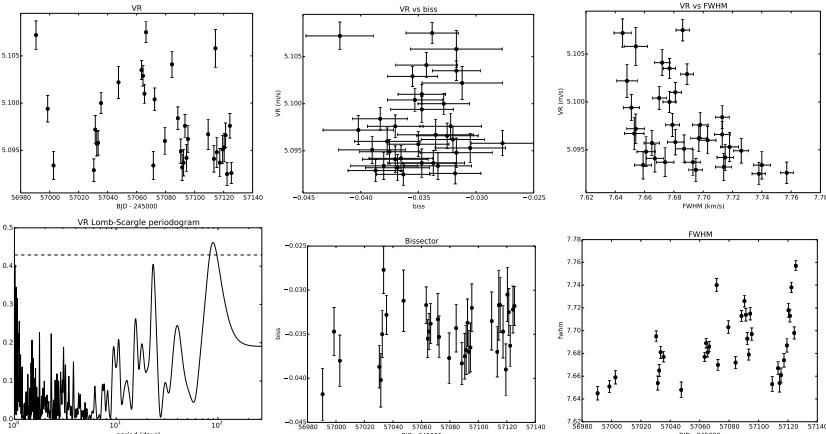
**Commentaires** : SP2 stable, RHK=-5.10 (24/11/14)

**HD56124** STOP SP5new  $\alpha=07:17:09.5$ ,  $\delta=+33:05:31.3$  V=6.93 G0 41 mes sur 1463.8j  
 RMS=7.90 m/s err=1.48 m/s log(rhk)=4.78 [-4.87,-4.62] (35 mes) (lit : -4.88)  
 Vsini=2.9 km/s (lit : 0.1 km/s)  $P_{rot}=17$  j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : Vient de différents catalogues (25/11/14) Suivi en SP5, rien dans les résidus (16/07/15)

**HD58781** STOP SP1+  $\alpha=07:27:50.7$ ,  $\delta=+19:02:41.2$  V=7.24 G5 35 mes sur 134.8j  
 RMS=4.26 m/s err=1.35 m/s log(rhk)=4.80 [-4.99,-4.63] (30 mes) (lit : -4.96)  
 Vsini=3.3 km/s (lit : 0.6 km/s)  $P_{rot}=27$  j **CHEOPS 50**

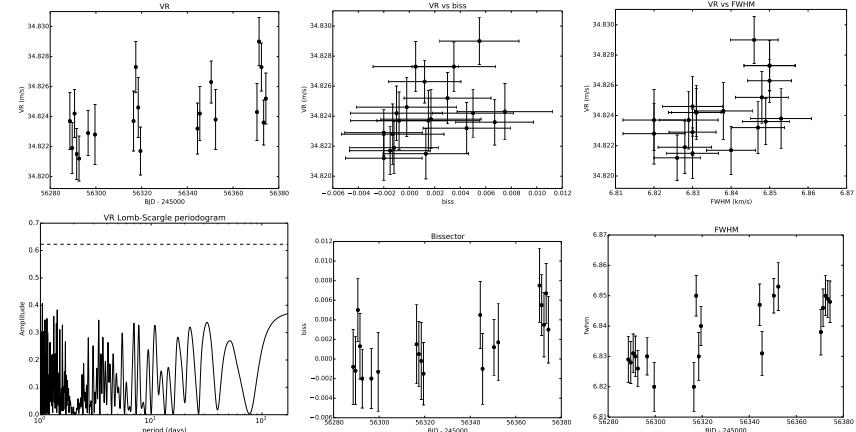


**Commentaires** : Activité limite, mais pas de pic (09/02/15) rhk=-4.8 (26/02/15) Rien de probant (16/07/15)

**HD59582** Non Démarrée SP1+  $\alpha=07:31:07.7$ ,  $\delta=+14:36:50.9$  V=8.94 K5  
 lit : log(rhk)=-4.83, Vsini=3.0 km/s **CHEOPS 50**

**Commentaires** : Information par défaut

**HD60272** STOP SP1+  $\alpha=07:36:58.1$ ,  $\delta=+57:32:58.7$  V=7.97 G9V 20 mes sur 85.7j  
 RMS=2.02 m/s err=1.72 m/s log(rhk)=-4.82 [-4.92,-4.76] (10 mes) (lit : nan)  
 Vsini=2.2 km/s (lit : 1.6 km/s)  $P_{rot}=32$  j **CHEOPS 30**

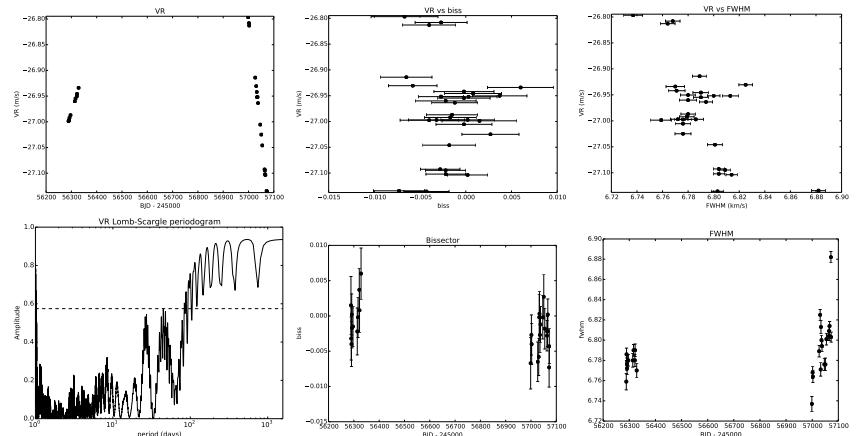


**Commentaires** : Constante (16/07/15)

**HIP37288** Non Démarrée SP1+  $\alpha=07:39:23.0$ ,  $\delta=+02:11:01.1$  V=9.66 M0  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

**Commentaires** : Pas dans le SP3, mais présent dans le SP2 sous le nom BD+021729, 2 mesures en 2012.  
Petit pic de ré-émission, mais pas nécessairement critique (25/11/14)

**HD65430** En Cours SP1+  $\alpha=07:59:33.9$ ,  $\delta=+20:50:37.9$  V=7.68 K0V 29 mes sur 783.8j  
RMS=86.81 m/s err=1.45 m/s log(rhk)=-4.87 [-5.02,-4.76] (20 mes) (lit : -5.06)  
Vsini=2.1 km/s (lit : 0.6 km/s)  $P_{rot}=38$  j **CHEOPS 6**



**Commentaires** : Binaire 68Mjup en 8.6 ans (Nidever 2002), possible 4.5j à poursuivre (25/11/14). Faire le fit avec l'orbite du compagnon et analyser les résidus (à faire) (09/02/15)

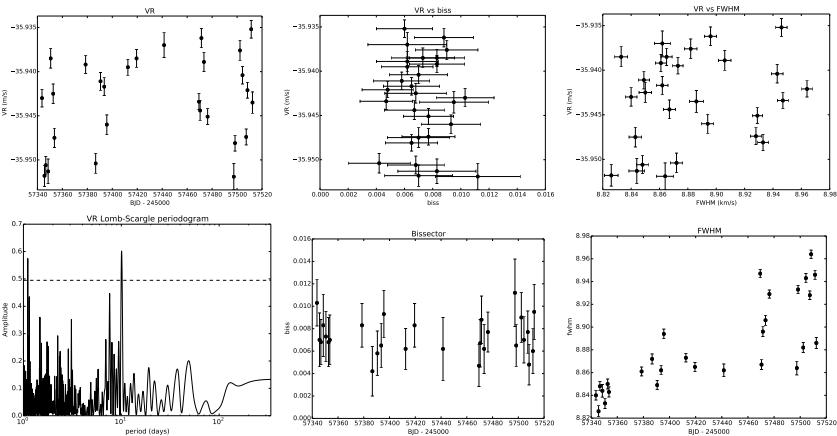
**HD65371** Non Démarrée SP2  $\alpha=07:58:50.3$ ,  $\delta=+10:07:47.1$  V=8.12 K0  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=0.0 km/s **CHEOPS 50**

**Commentaires** : 3 mesures SP2, RHK=-4.73 (25/11/14)

**HD65629** Non Démarrée SP2  $\alpha=07:59:53.3$ ,  $\delta=+09:53:55.3$  V=7.98 G5  
lit : log(rhk)=-4.85, Vsini=2.7 km/s **CHEOPS 50**

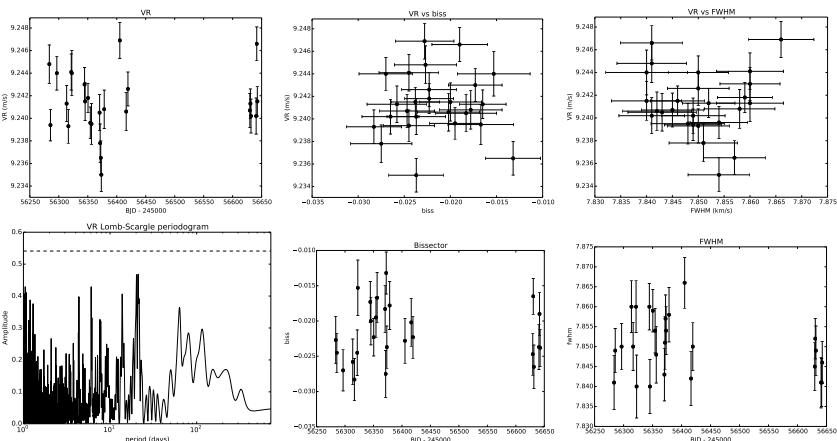
**Commentaires** : 2 mesures SP2 RHK -4.80 dans anciens listings (25/11/14) rhk -4.42 !? (23/02/16)

**HD67228** En Cours SP1+  $\alpha=08:07:45.8$ ,  $\delta=+21:34:54.5$  V=5.30 G2IV 28 mes sur 168.7j  
 RMS=4.95 m/s err=1.07 m/s log(rhk)=**5.01** [-5.13,-4.84] (28 mes) (lit : -5.03)  
 Vsini=4.4 km/s (lit : 2.9 km/s)  $P_{rot}=26$  j **CHEOPS 50**



Commentaires : Information par défaut

**HD68168** STOP SP1+  $\alpha=08:11:49.1$ ,  $\delta=+16:31:25.9$  V=7.34 G0 26 mes sur 358.9j  
 RMS=2.72 m/s err=1.55 m/s log(rhk)=-4.86 [-5.05,-4.73] (24 mes) (lit : -5.04)  
 Vsini=3.3 km/s (lit : 1.7 km/s)  $P_{rot}=24$  j **CHEOPS 50**



Commentaires : Pas de variation probante (16/07/15)

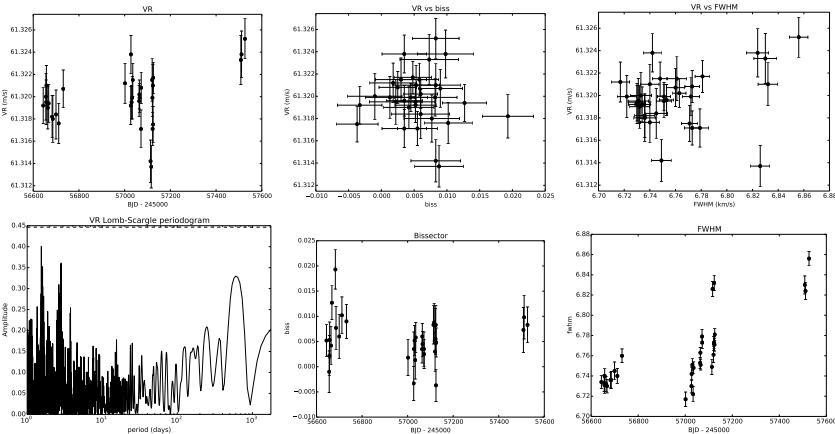
**HIP40671** Non Démarrée SP2  $\alpha=08:18:10.7$ ,  $\delta=+30:36:02.9$  V=8.82 K4V  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : 3 mesures SP2 pas fiables (BD+311781) (25/11/14)

**HIP40774** STOP SP2  $\alpha=08:19:19.0$ ,  $\delta=+01:20:19.9$  V=8.35 G5  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : 2 mesures SP2 BD+012063, RHK=-4.40 dans les anciens listings, pic de ré-émission (25/11/14)

**HD72614** STOP SP2  $\alpha=08:35:27.8$ ,  $\delta=+41:44:24.9$  V=8.74 K2V 33 mes sur 882.7j  
 RMS=2.41 m/s err=1.75 m/s log(rhk)=**246.11** [-4.89,999.00] ( 4 mes) (lit : -4.92)  
 Vsini=1.8 km/s (lit : 0.7 km/s)  $P_{rot}=-16507$  j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : Constante - STOP (30/04/15)

**HD75318** Non Démarrée SP2  $\alpha=08:49:21.2$ ,  $\delta=+03:41:02.3$  V=7.96 G5  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=2.0 km/s **CHEOPS 50**

**Commentaires** : SP2 Stable RHK=-5.00 (23/05/14) rhk -4.66 !? (23/02/16)

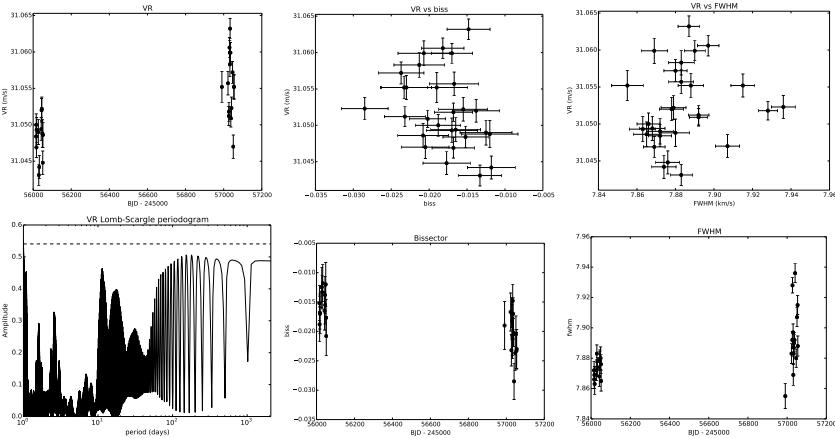
**HIP43534** Non Démarrée SP2  $\alpha=08:52:00.3$ ,  $\delta=+66:07:53.3$  V=9.26 K5  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 30**

**Commentaires** : SP2 sous le nom BD+660582, pas de variation significative, pas de rhk, ré-émission mais à vérifier avec une mesure à haut SNR (25/11/14)

**HIP44072** Non Démarrée SP2  $\alpha=08:58:38.1$ ,  $\delta=+20:32:48.2$  V=9.22 M0  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

**Commentaires** : 2 mesures SP2 (BD+211949), RHK=-4.71, mais peu fiable pour une M (25/11/14)

**HD76780** STOP SP5new  $\alpha=08:58:55.7$ ,  $\delta=+21:09:58.6$  V=7.63 G5 28 mes sur 1039.0j  
 RMS=5.15 m/s err=1.55 m/s log(rhk)=4.72 [-4.91,-4.57] (24 mes) (lit : -4.85)  
 Vsini=3.4 km/s (lit : 1.2 km/s)  $P_{rot}=20$  j **CHEOPS 50**

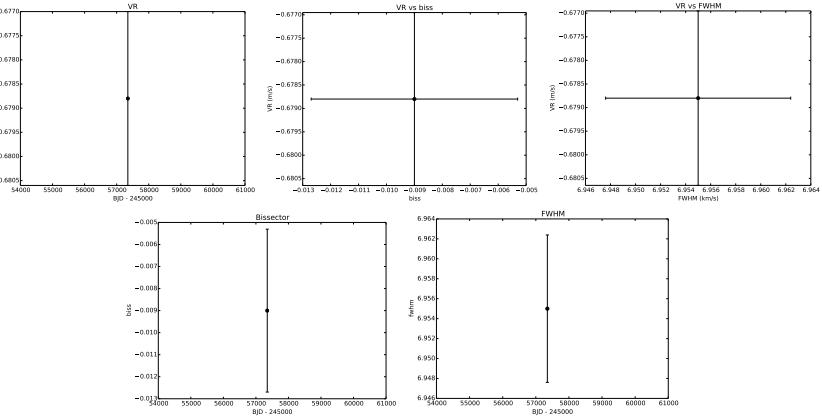


Commentaires : Active ! (09/02/15)

**HD77065** STOP SP2  $\alpha=09:00:47.4$ ,  $\delta=+21:27:13.3$  V=8.78 G5  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=2.1 km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : SB1, variations importantes, suivie en SP2, non active dans les anciens listings (25/11/14)

**HD77278** En Cours SP1+  $\alpha=09:01:47.5$ ,  $\delta=+06:29:51.8$  V=8.03 G5 1 mes sur 0.0j  
 RMS=0.00 m/s err=1.85 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] ( 0 mes) (lit : nan)  
 Vsini=2.4 km/s (lit : 2.0 km/s)  $P_{rot}=nan$  j **CHEOPS 50**

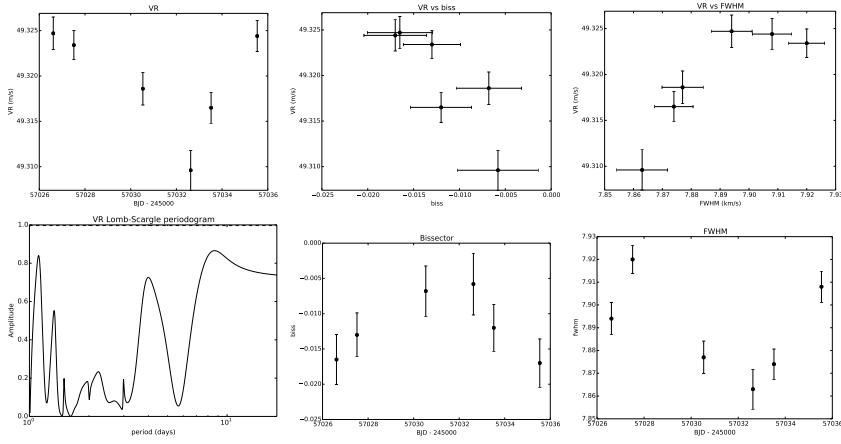


Commentaires : Information par défaut

**HD80367** Non Démarrée SP1+  $\alpha=09:19:28.3$ ,  $\delta=+00:53:49.4$  V=8.15 K0  
 lit : log(rhk)=-5.04, Vsini=2.1 km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : Information par défaut

**HD81040** STOP SP1+  $\alpha=09:23:47.0$ ,  $\delta=+20:21:52.0$  V=7.72 G0 6 mes sur 8.9j  
 RMS=5.39 m/s err=1.78 m/s log(rhk)=-4.61 [-4.77,-4.55] ( 5 mes) (lit : nan)  
 Vsini=3.4 km/s (lit : 2.0 km/s)  $P_{rot}=15$  j **CHEOPS 50**

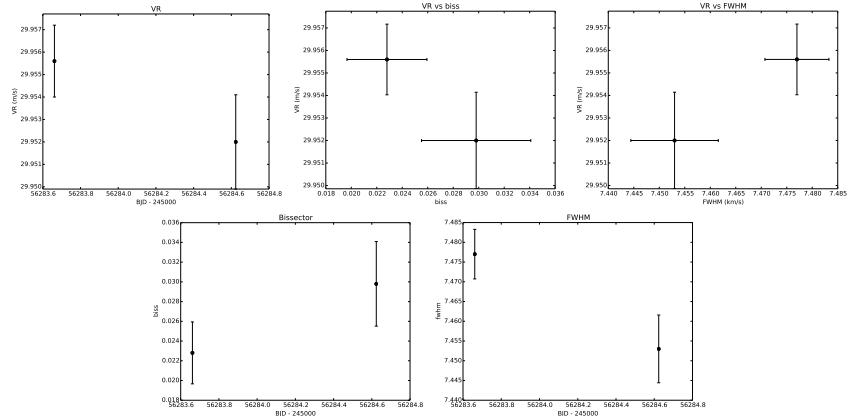


**Commentaires** : Compagnon 6.86Mjup à 1001d, Sozzetti et al. 2006 avec HIRES et ELODIE (25/11/14)  
 Active ! (09/02/15) rhk=-4.6 (26/02/14)

**HD80768** Non Démarrée SP1+  $\alpha=09:26:53.1$ ,  $\delta=+75:56:03.3$  V=9.02 K2  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=0.0 km/s **CHEOPS 6**

**Commentaires** : Information par défaut

**HD82106** STOP SP1+  $\alpha=09:29:54.8$ ,  $\delta=+05:39:18.4$  V=7.20 K3V 2 mes sur 1.0j  
 RMS=1.80 m/s err=1.86 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] ( 0 mes) (lit : nan)  
 Vsini=2.7 km/s (lit : 1.9 km/s)  $P_{rot}=nan$  j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : Active, pic de ré-émission important (25/11/14)

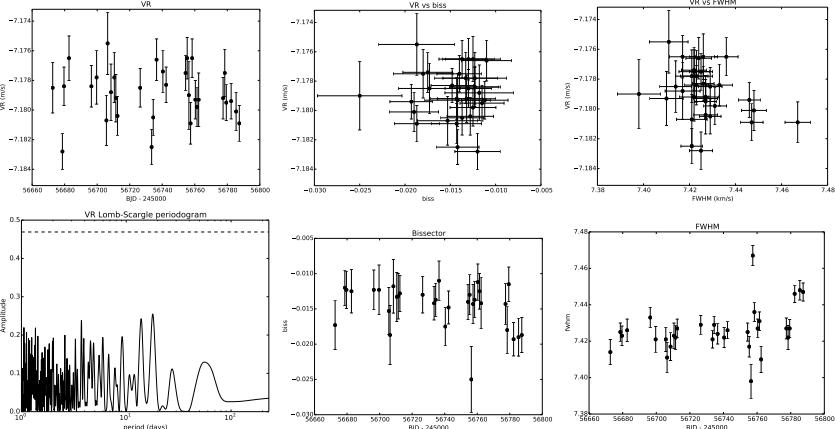
**HD87547** Non Démarrée SP1+  $\alpha=10:07:05.3$ ,  $\delta=+52:09:18.3$  V=8.82 K0  
 lit : log(rhk)=-4.80, Vsini=1.6 km/s **CHEOPS 30**

**Commentaires** : Information par défaut

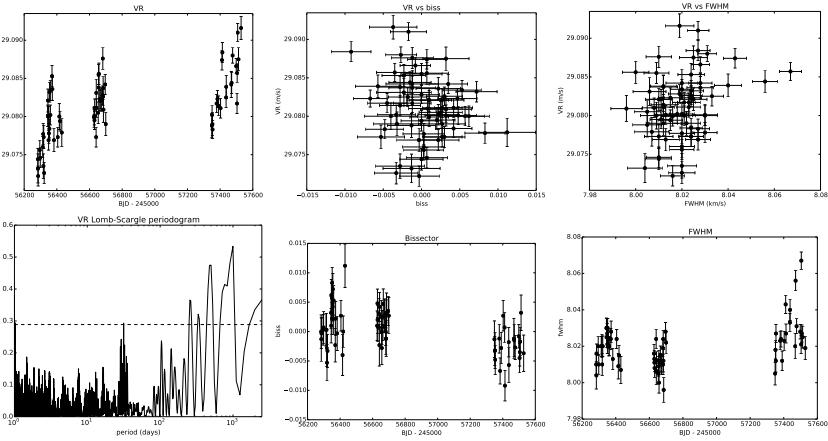
**HD233719** Non Démarrée SP2  $\alpha=10:13:57.3$ ,  $\delta=+52:30:24.2$  V=9.53 K5  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=2.5 km/s **CHEOPS 30**

Commentaires : SP2 stable, aucune mesure de rhk (23/05/14)

**HD90508** STOP SP1+  $\alpha=10:28:03.8$ ,  $\delta=+48:47:05.6$  V=6.42 G1V 32 mes sur 114.7j  
RMS=1.69 m/s err=1.47 m/s log(rhk)=4.82 [-4.96,-4.68] (30 mes) (lit : -4.94)  
Vsini=2.2 km/s (lit : 2.2 km/s)  $P_{rot}=17$  j **CHEOPS 30**



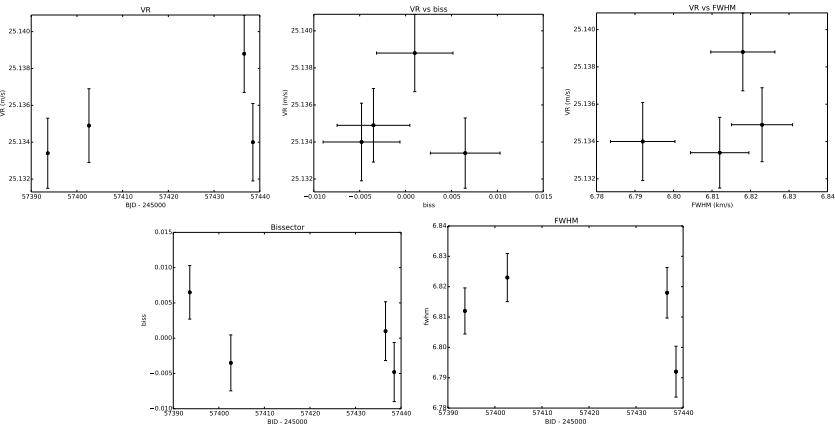
**HD88986** En Cours SP1+  $\alpha=10:16:28.0$ ,  $\delta=+28:40:56.9$  V=6.46 G0V 69 mes sur 1244.7j  
RMS=4.16 m/s err=1.37 m/s log(rhk)=4.96 [-5.14,-4.78] (65 mes) (lit : -5.03)  
Vsini=3.3 km/s (lit : 1.0 km/s)  $P_{rot}=24$  j **CHEOPS 50**



Commentaires : Longue période 141j (23/02/16)

Commentaires : Constante (25/11/14)

**HD90663** En Cours SP1+  $\alpha=10:28:10.4$ ,  $\delta=+06:44:06.4$  V=8.53 K0 4 mes sur 44.9j  
RMS=2.10 m/s err=2.01 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : -4.90)  
Vsini=1.9 km/s (lit : 2.1 km/s)  $P_{rot}=nan$  j **CHEOPS 50**

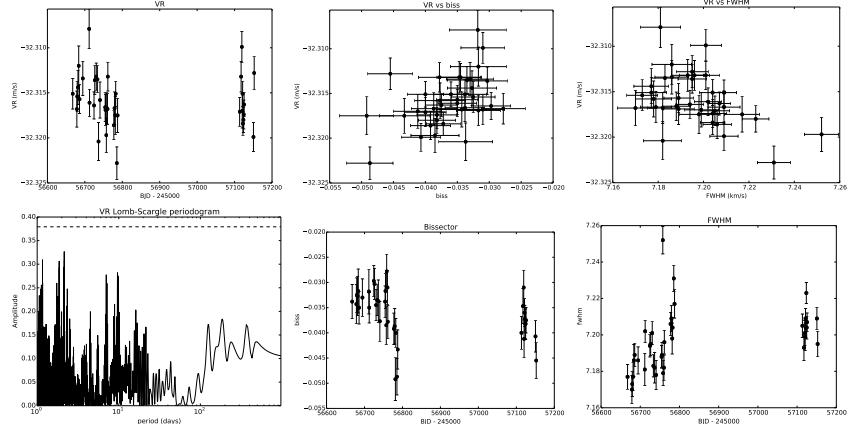


Commentaires : Rhk à vérifier (23/02/16)

**HD90875** Non Démarrée SP1+  $\alpha=10:30:46.9$ ,  $\delta=+59:45:03.9$  V=8.74 K5  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=3.4 km/s **CHEOPS 30**

Commentaires : Information par défaut

**HD92786** STOP SP2  $\alpha=10:43:33.8$ ,  $\delta=+48:12:50.8$  V=8.02 G5 38 mes sur 484.8j  
RMS=2.81 m/s err=1.71 m/s log(rhk)=**54.31** [-4.95,999.00] (17 mes) (lit : nan)  
Vsini=2.7 km/s (lit : 2.1 km/s)  $P_{rot}=-3003$  j **CHEOPS 30**



**HIP51525** Non Démarrée SP1+  $\alpha=10:31:24.2$ ,  $\delta=+45:31:33.7$  V=8.85 K7V  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 30**

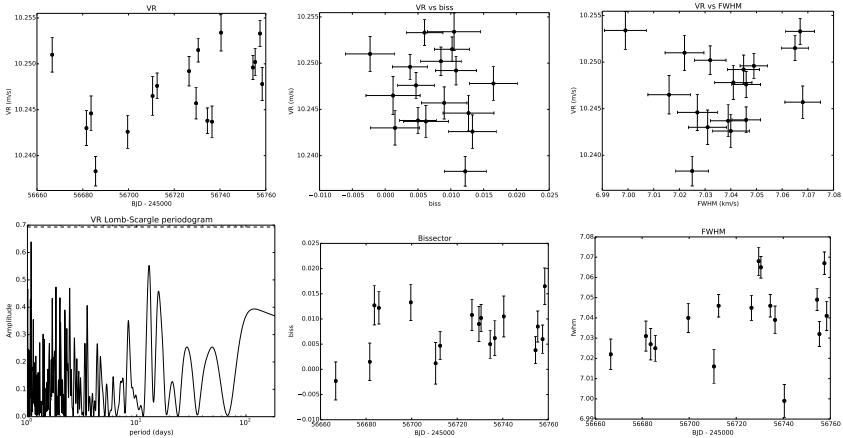
Commentaires : Information par défaut

Commentaires : faiblement active ? RHK=-4.85 (Isabelle). (09/04/14) Dérive lente ? (23/05/14) Pas de ré-émission (25/11/14) Rien de probant (16/07/15)

**HIP53327** Non Démarrée SP1+  $\alpha=10:54:26.5$ ,  $\delta=+76:03:56.7$  V=9.48 K8V:  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 0**

Commentaires : Information par défaut

**HD96937** STOP SP1+  $\alpha=11:09:40.2$ ,  $\delta=+02:27:22.5$  V=7.69 G5 17 mes sur 91.8j  
 RMS=4.05 m/s err=1.67 m/s **log(rhk)=4.68** [-4.73,-4.64] (5 mes) (lit : -4.93)  
 Vsini=2.5 km/s (lit : 1.4 km/s)  $P_{rot}=24$  j **CHEOPS 50**

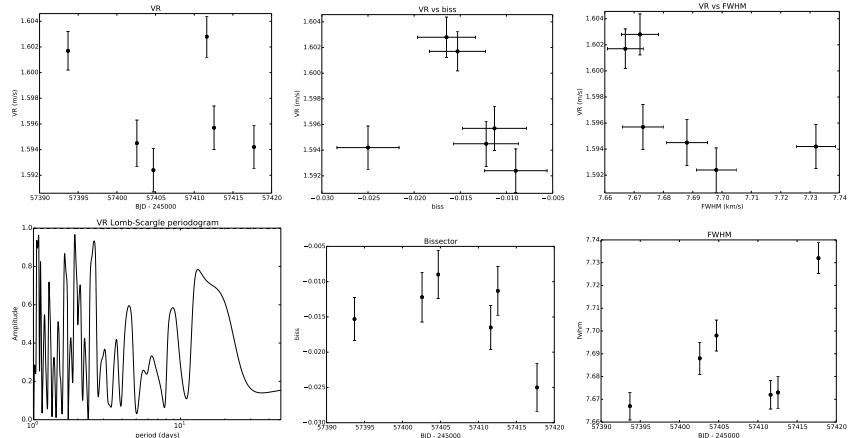


Commentaires : Active, hint à Prot/2 (16/07/15)

**HD97503** Non Démarrée SP2  $\alpha=11:13:13.2$ ,  $\delta=+04:28:56.4$  V=8.70 K5V  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=3.9 km/s **CHEOPS 6**

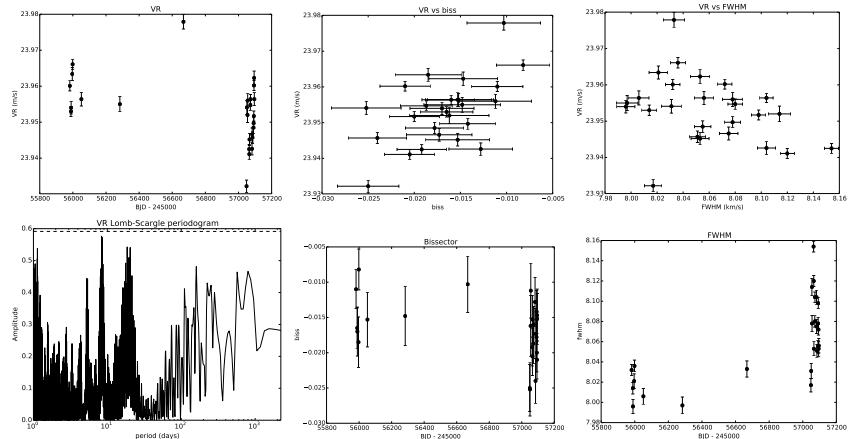
Commentaires : Léger pic de ré-émission (25/11/14)

**HD99505** STOP SP1+  $\alpha=11:27:03.2$ ,  $\delta=+21:51:08.1$  V=7.59 G5 6 mes sur 24.0j  
 RMS=3.93 m/s err=1.66 m/s **log(rhk)=4.59** [-4.70,-4.53] (5 mes) (lit : nan)  
 Vsini=2.8 km/s (lit : 3.5 km/s)  $P_{rot}=11$  j **CHEOPS 50**



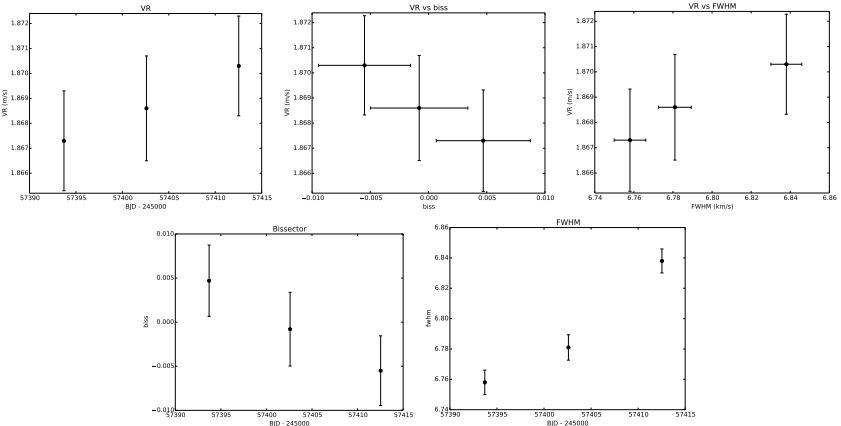
Commentaires : Active (23/02/16)

**HD101242** STOP SP5  $\alpha=11:39:01.0$ ,  $\delta=+06:03:28.4$  V=7.60 G5 26 mes sur 1114.0j  
 RMS=9.03 m/s err=1.66 m/s **log(rhk)=4.62** [-4.75,-4.50] (13 mes) (lit : -4.84)  
 Vsini=3.7 km/s (lit : 1.9 km/s)  $P_{rot}=17$  j **CHEOPS 50**



Commentaires : Plus de signaux courte période, active (30/04/15) On voit Prot, Prot/2 (17/07/15)

**HD103072** En Cours SP2  $\alpha=11:52:08.3, \delta=+18:45:18.6$  V=8.40 K2 3 mes sur 18.8j  
 RMS=1.23 m/s err=2.03 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : -4.87)  
 Vsini=2.1 km/s (lit : 1.6 km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 0**

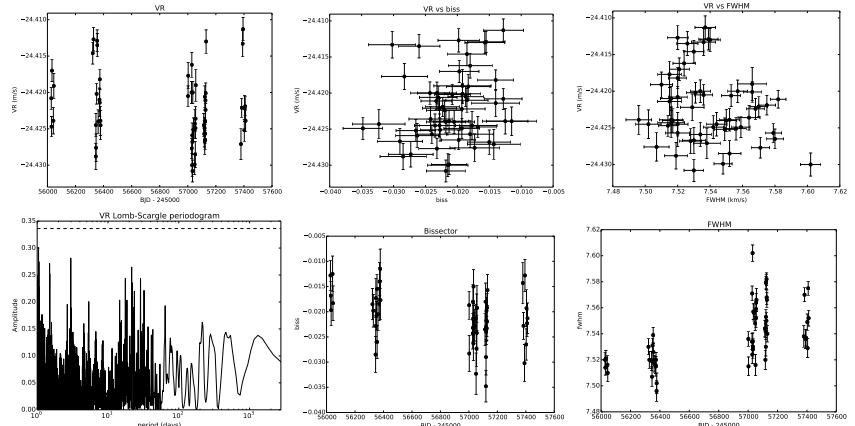


Commentaires : 5 mesures SP2 RHK -4.85 (25/11/14) RHK à re-vérifier au télescope (23/02/16)

**HD238090** Non Démarrée SP1+  $\alpha=12:12:20.8, \delta=+54:29:08.7$  V=9.71 M2  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=2.1 km/s **CHEOPS 30**

Commentaires : Information par défaut

**HD106210** En Cours SP1+  $\alpha=12:13:13.1, \delta=+10:49:17.9$  V=7.57 G3V 56 mes sur 1384.2j  
 RMS=4.77 m/s err=1.61 m/s log(rhk)=4.74 [-5.17,-4.55] (41 mes) (lit : -4.82)  
 Vsini=2.9 km/s (lit : 2.0 km/s)  $P_{rot}$ =19 j **CHEOPS 50**



Commentaires : Limite active pourtant pas de ré-émission. (09/02/15) Rien de visible (23/02/16)

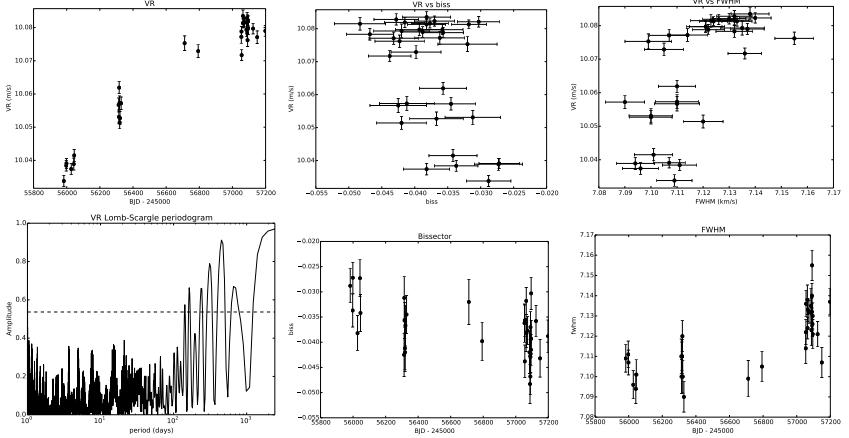
**HD108153** Non Démarrée SP2  $\alpha=12:25:18.5, \delta=+31:51:51.3$  V=8.73 K0V  
 lit : log(rhk)=-4.90, Vsini=1.7 km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : 3 mesures SP2 RHK -4.90 (25/11/14)

**HD108984** Non Démarrée SP2  $\alpha=12:31:18.2$ ,  $\delta=+20:13:04.1$  V=7.91 K0  
lit : log(rhk)=-4.92, Vsini=2.5 km/s **CHEOPS 30**

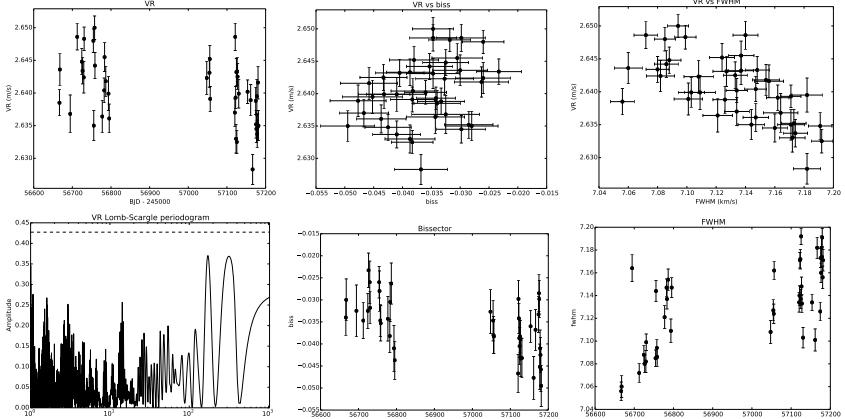
Commentaires : Naine brune longue période ( 6 ans) RHK -4.80, mais varie beaucoup. (25/11/14)

**HD112956** STOP SP5  $\alpha=12:58:49.2$ ,  $\delta=+68:47:06.8$  V=8.07 G0 34 mes sur 1215.8j  
RMS=16.55 m/s err=1.77 m/s log(rhk)=4.77 [-5.07,-4.60] (26 mes) (lit : -4.94)  
Vsini=2.3 km/s (lit : 3.1 km/s)  $P_{rot}=21$  j **CHEOPS 0**



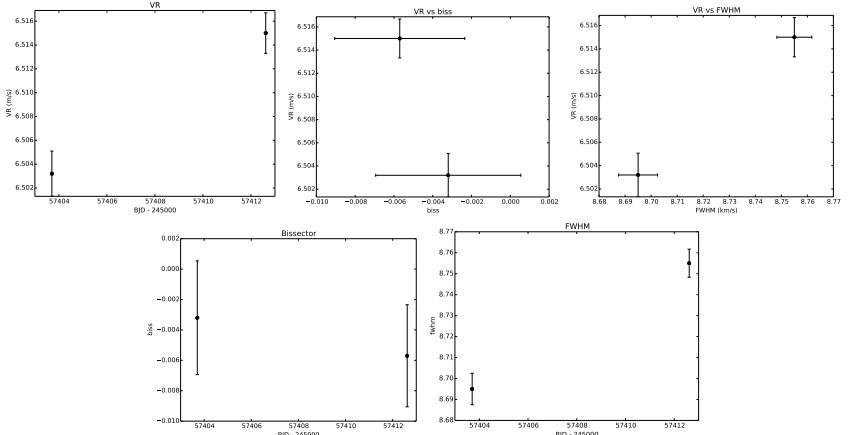
Commentaires : Continuée en SP5 (30/05/14)

**HD111515** STOP SP1+  $\alpha=12:49:44.8$ ,  $\delta=+01:11:16.9$  V=8.13 G8V 42 mes sur 514.7j  
RMS=4.93 m/s err=2.16 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] ( 0 mes) (lit : -4.98)  
Vsini=2.3 km/s (lit : 1.4 km/s)  $P_{rot}=nan$  j **CHEOPS 70**



Commentaires : RHK=-4.90 (par Isabelle) (09/04/14) On reste encore loin des 0.1 FAP sous orbite (23/06/14) Pas de ré-émission (25/11/14) en moyenne -4.8, à surveiller (26/02/14) Fe/h -0.37 (23/02/16)

**HD113319** STOP SP1+  $\alpha=13:02:33.4$ ,  $\delta=+32:25:59.7$  V=7.51 G8IV 2 mes sur 8.9j  
RMS=5.90 m/s err=1.77 m/s log(rhk)=4.36 [-4.36,-4.36] ( 2 mes) (lit : nan)  
Vsini=4.3 km/s (lit : 3.4 km/s)  $P_{rot}=4$  j **CHEOPS 50**



Commentaires : Active (23/02/16)

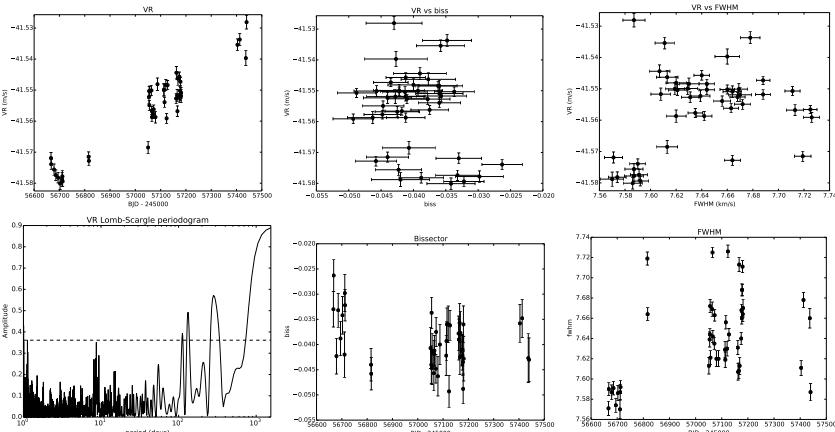
**HD114174** STOP SP1+  $\alpha=13:08:51.0$ ,  $\delta=+05:12:26.0$  V=6.78 G5IV  
lit : log(rhk)=-4.95, Vsini=2.6 km/s **CHEOPS 70**

Commentaires : binaire avec une naine blanche à 692 mas, suivi par HIRES (Crepp et al. 2013)  
(25/11/10)

**HD116056** Non Démarrée SP2  $\alpha=13:20:26.7$ ,  $\delta=+43:06:40.2$  V=8.12 K2III  
lit : log(rhk)=-5.14, Vsini=0.0 km/s **CHEOPS 6**

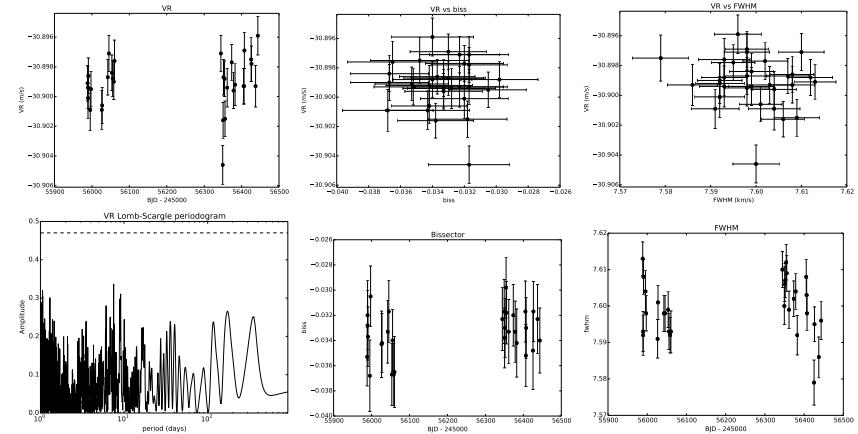
Commentaires : Suivie en SP2, RHK=5.00 (23/05/14)

**HD115755** En Cours SP1+  $\alpha=13:19:06.7$ ,  $\delta=+02:54:12.4$  V=7.69 G5 46 mes sur 772.9j  
RMS=12.88 m/s err=1.74 m/s log(rhk)=-4.65 [-4.79,-4.55] (11 mes) (lit : nan)  
Vsini=3.0 km/s (lit : 0.6 km/s) **P<sub>rot</sub>=16 j CHEOPS 70**



Commentaires : Possible longue période (25/11/14) Active ! (09/02/15) Poursuivre à basse fréquence pour comprendre la dérive (30/04/15) Après soustraction de la dérive, 3.5 m/s, rien dans les résidus (17/07/15)  
Fe/H = -0.02 (23/02/16)

**HD117043** STOP SP5new  $\alpha=13:25:59.8$ ,  $\delta=+63:15:40.5$  V=6.50 G6V 31 mes sur 454.9j  
RMS=1.66 m/s err=1.27 m/s log(rhk)=-4.96 [-5.05,-4.81] (31 mes) (lit : -5.02)  
Vsini=3.2 km/s (lit : 0.5 km/s) **P<sub>rot</sub>=35 j CHEOPS 0**

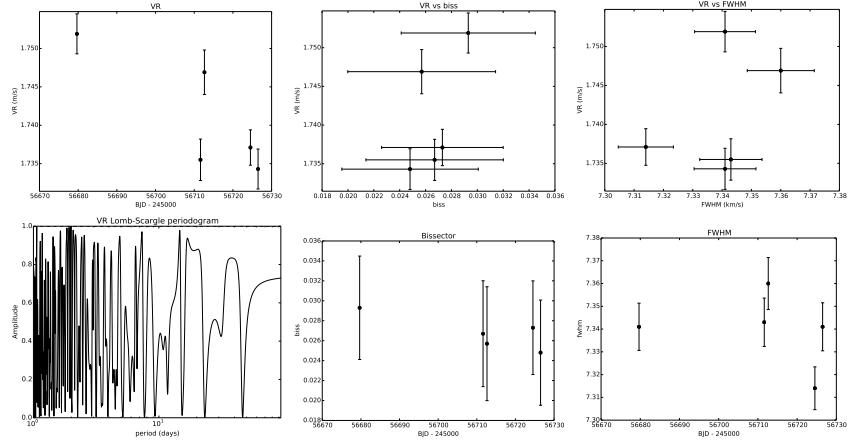


Commentaires : Rien de concluant (31/01/14) Très stable STOP (23/05/14)

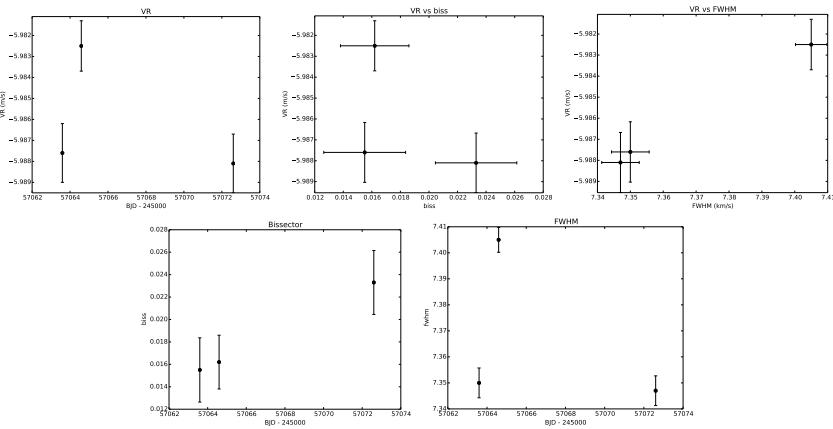
**HD117099** Non Démarrée SP2  $\alpha=13:27:27.1$ ,  $\delta=+35:43:34.2$  V=8.76 K0  
lit : log(rhk)=-4.91, Vsini=1.6 km/s **CHEOPS 30**

Commentaires : 3 mesures SP2 RHK -4.90 (25/11/14)

**HD118096** STOP SP1+  $\alpha=13:34:03.2$ ,  $\delta=+33:13:42.2$  V=9.19 K5IV 5 mes sur 46.8j  
RMS=6.98 m/s err=2.62 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] ( 0 mes) (lit : nan)  
Vsini=2.1 km/s (lit : 2.3 km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 6**



**HD117936** STOP SP1+  $\alpha=13:33:32.4$ ,  $\delta=+08:35:12.3$  V=7.98 K0 3 mes sur 9.0j  
RMS=2.53 m/s err=1.35 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] ( 0 mes) (lit : nan)  
Vsini=2.4 km/s (lit : 1.2 km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 70**



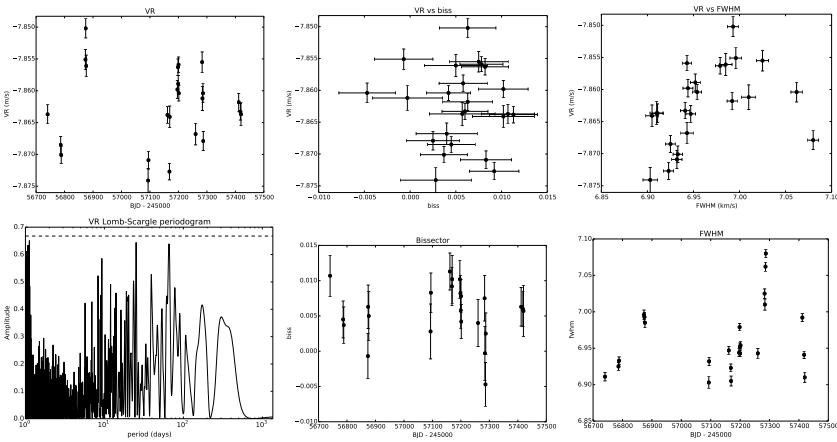
Commentaires : Active, pic ré-émission (-4.5 au télescope) (26/02/14)

Commentaires : 8 mesures SP2 stable à poursuivre, pic de ré-émission (pas de mesures rhk dispo) (25/11/14)

**HIP66459** Non Démarrée SP1+  $\alpha=13:37:28.7$ ,  $\delta=+35:43:03.9$  V=9.06 M9  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 30**

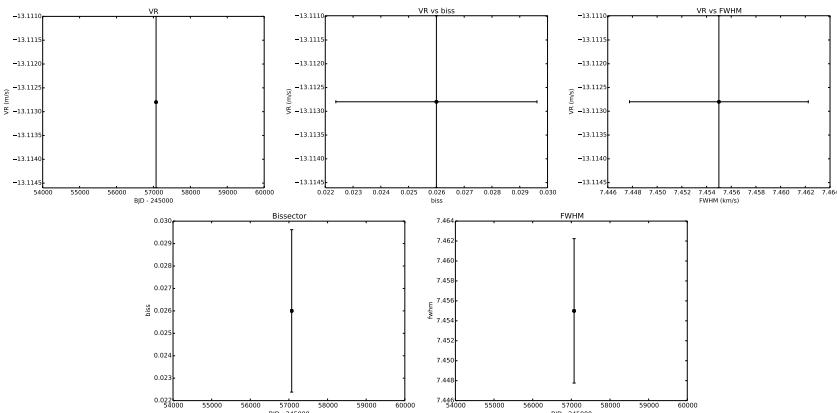
Commentaires : Vérifier SP3 (pas d'identifiant Gliese dans SIMBAD) (23/05/14) Absente du SP3 (25/11/14)

**HD119332** STOP SP1+  $\alpha=13:41:13.4$ ,  $\delta=+56:43:37.8$  V=7.77 K0IV-V 24 mes sur 679.1j  
 RMS=6.01 m/s err=1.48 m/s **log(rhk)=4.58** [-4.67,-4.53] (11 mes) (lit : -4.80)  
 Vsini=2.4 km/s (lit : 1.3 km/s)  $P_{rot}=20$  j **CHEOPS 0**



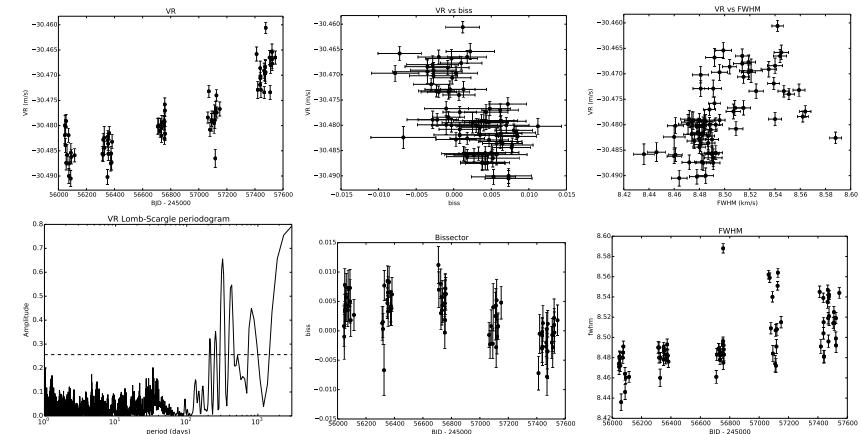
**Commentaires** : DiFolco (Non Démarrée) Active ? (23/05/14) Pas de ré-émission, visualiser ccf (25/11/14)  
 $Fe/H = 0.05$  (23/02/16)

**HD119802** STOP SP1+  $\alpha=13:45:14.7$ ,  $\delta=+08:50:09.5$  V=8.47 K2 1 mes sur 0.0j  
 RMS=0.00 m/s err=1.81 m/s **log(rhk)=nan** [nan,nan] (0 mes) (lit : nan)  
 Vsini=2.5 km/s (lit : 2.8 km/s)  $P_{rot}=nan$  j **CHEOPS 70**



**Commentaires** : Active, pic ré-émission (-4.5 au télescope) (26/02/14)

**HD120066** Suivi Prioritaire SP1+  $\alpha=13:46:57.1$ ,  $\delta=+06:21:01.3$  V=6.33 G0V 78 mes sur 1499.9j  
 RMS=6.87 m/s err=1.45 m/s **log(rhk)=4.93** [-5.19,-4.65] (69 mes) (lit : -4.98)  
 Vsini=3.9 km/s (lit : 3.0 km/s)  $P_{rot}=22$  j **CHEOPS 70**



**Commentaires** : À suivre à basse fréquence, résidus 2.3m/s après fit d'un signal entre 1250-1500j 1 saturne (17/07/15)

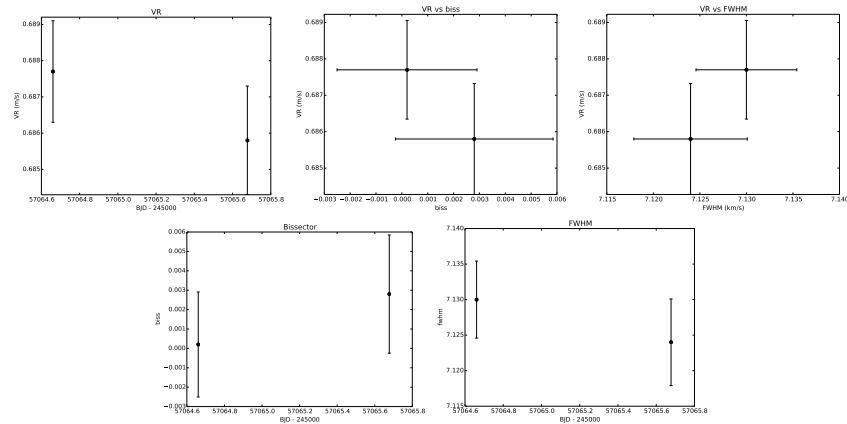
**HD121320** Non Démarrée SP2  $\alpha=13:54:28.2$ ,  $\delta=+20:38:30.4$  V=7.89 G0  
 lit : **log(rhk)=nan**, Vsini=1.5 km/s **CHEOPS 6**

**Commentaires** : 5 mesures SP2 RHK=-4.80 (25/11/14) Pace 2013 à -4.65 (26/02/14)  $FE/H = 0.19$  (23/02/16)

**HIP70218** Non Démarrée SP2  $\alpha=14:21:57.2$ ,  $\delta=+29:37:46.6$  V=8.56 K5V  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

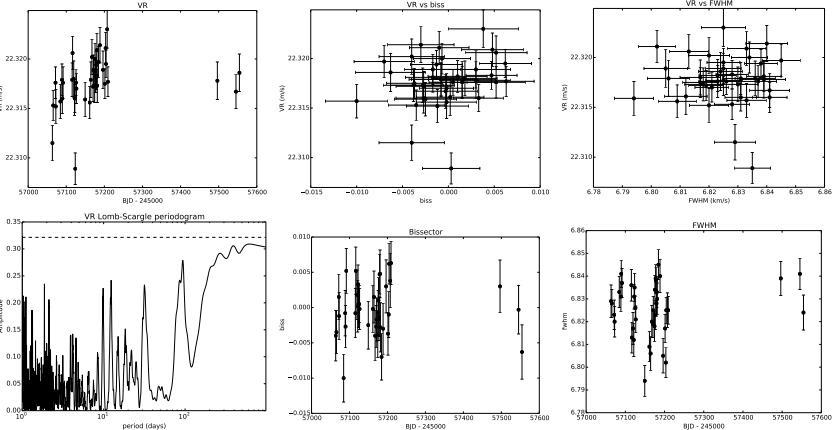
Commentaires : 7 mesures SP2 (BD+302512), pas de mesure d'activité, petite ré-émission (25/11/14)

**HD126583** STOP SP2  $\alpha=14:25:58.2$ ,  $\delta=+13:25:59.7$  V=8.06 G5 2 mes sur 1.0j  
RMS=0.95 m/s err=1.44 m/s log(rhk)=**-4.54** [-4.58,-4.49] ( 2 mes) (lit : -4.94)  
Vsini=2.6 km/s (lit : 2.6 km/s)  $P_{rot}=15$  j **CHEOPS 50**



Commentaires : 3 mesures RHK -4.60 mais pas fiable, pas de ré-émission (25/11/14) Très légère ré-émission, rhk -4.5,4.6, Pace 2013 à -4.8 (26/02/14) Fe/H = -0.02 (23/02/16)

**HD126532** En Cours SP2  $\alpha=14:25:17.3$ ,  $\delta=+32:47:28.0$  V=8.47 G0 41 mes sur 490.8j  
RMS=2.46 m/s err=1.64 m/s log(rhk)=4.79 [-4.94,-4.72] ( 7 mes) (lit : -4.91)  
Vsini=2.1 km/s (lit : 3.7 km/s)  $P_{rot}=34$  j **CHEOPS 30**



Commentaires : 2 mesures SP2 RHK -4.80 (25/11/14) À poursuivre (26/02/14) 2.7 m/s après fit d'une dérive, huit 12j à cause d'un point off, à suivre à basse fréquence (17/07/15)

**HD127506** Non Démarrée SP1+  $\alpha=14:30:44.9$ ,  $\delta=+35:27:13.5$  V=8.68 K3V  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=2.9 km/s **CHEOPS 30**

Commentaires : Pace 2013 à -4.65 (26/02/14)

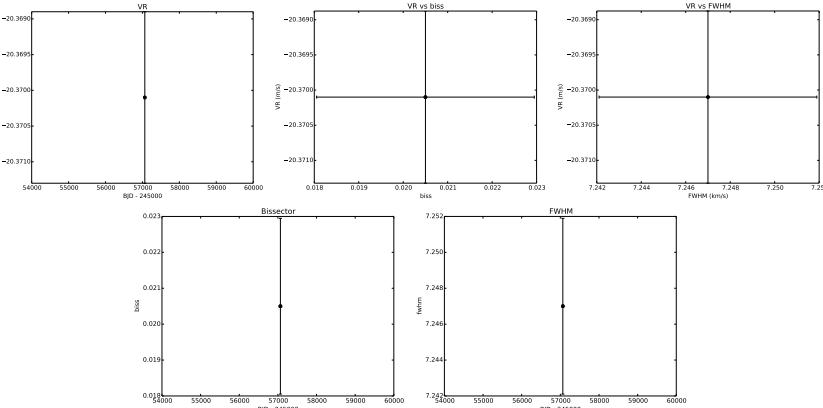
**HD130004** Non Démarrée SP2  $\alpha=14:45:24.1$ ,  $\delta=+13:50:46.7$  V=7.87 K0  
lit : log(rhk)=-4.82, Vsini=0.6 km/s **CHEOPS 50**

Commentaires : 3 mesures RHK -4.73

**HIP72237** Non Démarrée SP2  $\alpha=14:46:23.2$ ,  $\delta=+16:29:48.1$  V=9.23 K5V  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

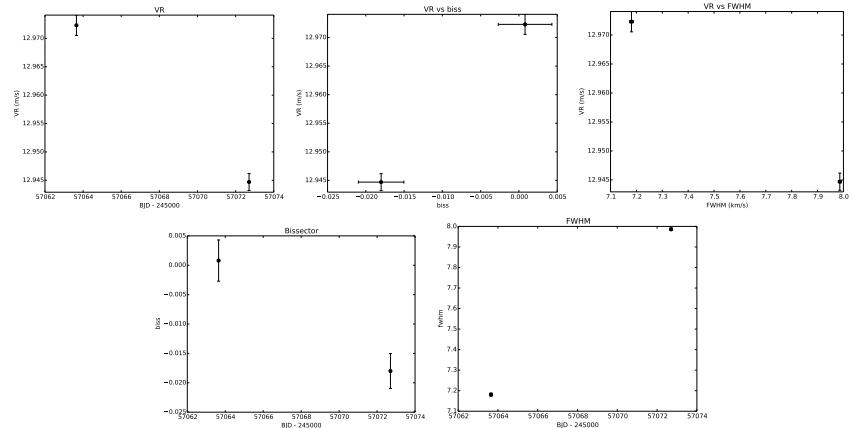
Commentaires : 6 mesures (BD+172785), aucun rhk, légère ré-émission (25/11/14)

**HD130215** STOP SP1+  $\alpha=14:46:03.0$ ,  $\delta=+27:30:44.4$  V=7.98 K2V 1 mes sur 0.0j  
RMS=0.00 m/s err=1.22 m/s **log(rhk)=4.44** [-4.44,-4.44] ( 1 mes) (lit : nan)  
Vsini=2.8 km/s (lit : 3.4 km/s)  $P_{rot}=12$  j **CHEOPS 50**



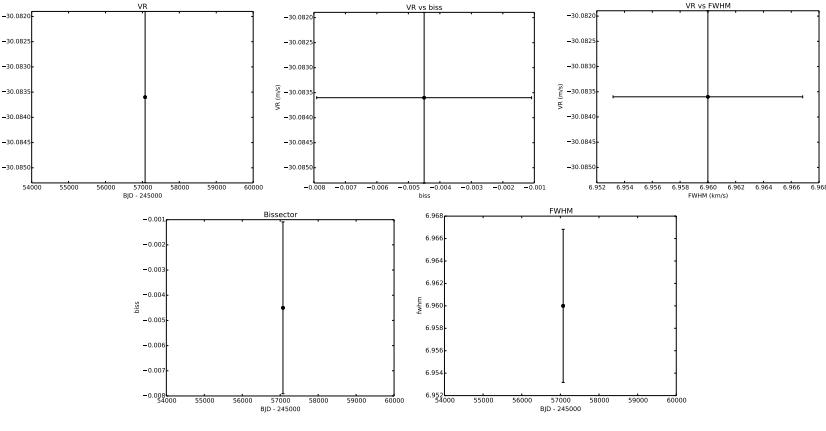
Commentaires : Pic de ré-émission -4.44 rhk (26/02/14)

**HD130307** STOP SP1+  $\alpha=14:47:16.1$ ,  $\delta=+02:42:11.6$  V=7.76 G8V 2 mes sur 9.1j  
RMS=13.80 m/s err=1.62 m/s **log(rhk)=nan** [nan,nan] ( 0 mes) (lit : nan)  
Vsini=3.1 km/s (lit : 2.5 km/s)  $P_{rot}=nan$  j **CHEOPS 70**



Commentaires : 1 mesure rhk à -4.4 (26/02/14)

**HD132307** En Cours SP1+  $\alpha=14:58:10.8$ ,  $\delta=+06:54:17.8$  V=8.15 G5 1 mes sur 0.0j  
 RMS=0.00 m/s err=1.71 m/s **log(rhk)=nan** [nan,nan] (0 mes) (lit : nan)  
 Vsini=2.4 km/s (lit : 1.9 km/s)  $P_{rot}=nan$  j **CHEOPS 70**

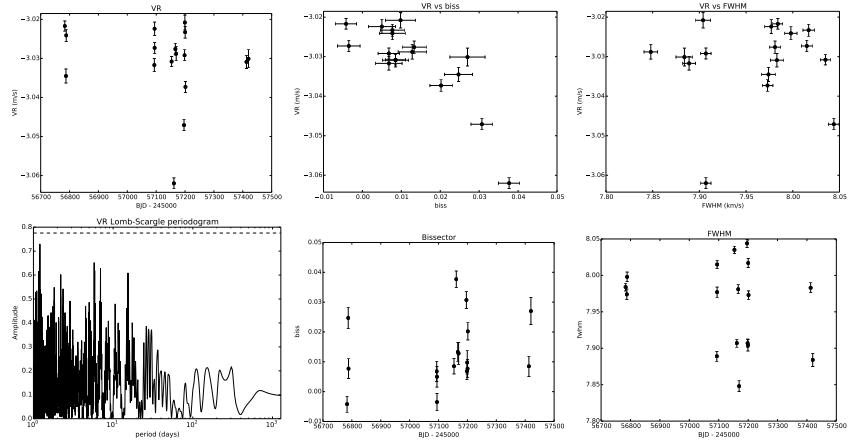


**Commentaires** : Activité à vérifier, Pace 2013 à -4.98 (26/02/14)

**HD133621** STOP SP2  $\alpha=15:00:26.9$ ,  $\delta=+71:45:55.6$  V=6.64 G0  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=3.7 km/s **CHEOPS 0**

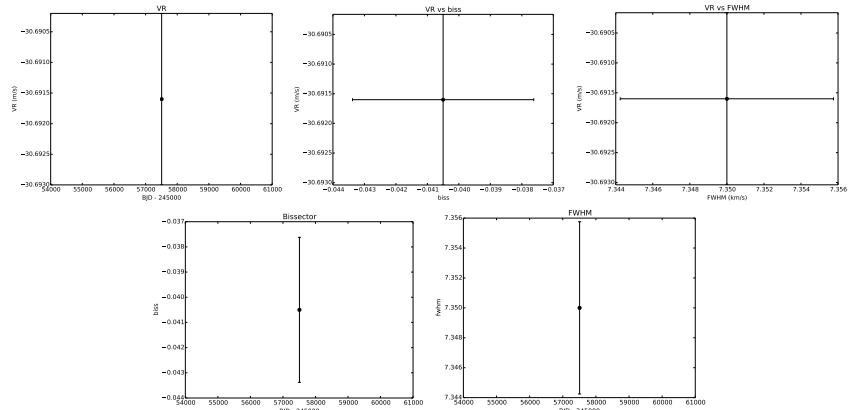
**Commentaires** : SB1, période à 500j 9 mesures SP2 (23/05/14)

**HD135599** STOP SP1+  $\alpha=15:15:59.1$ ,  $\delta=+00:47:46.9$  V=6.92 K0 17 mes sur 636.2j  
 RMS=9.93 m/s err=1.61 m/s **log(rhk)=4.38** [-4.38,-4.38] (1 mes) (lit : nan)  
 Vsini=3.7 km/s (lit : 1.6 km/s)  $P_{rot}=8$  j **CHEOPS 70**



**Commentaires** : DiFolco (Non démarrée) Possible active, petit pic de ré-émission, refaire quelques mesures (23/05/14) Active (17/07/15)

**HD136274** Non Démarrée SP2  $\alpha=15:18:59.0$ ,  $\delta=+25:41:30.1$  V=7.99 G8V 1 mes sur 0.0j  
 RMS=0.00 m/s err=1.44 m/s **log(rhk)=4.96** [-4.96,-4.96] (1 mes) (lit : -5.05)  
 Vsini=2.9 km/s (lit : 1.2 km/s)  $P_{rot}=35$  j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : 3 mesures non active (25/11/14)

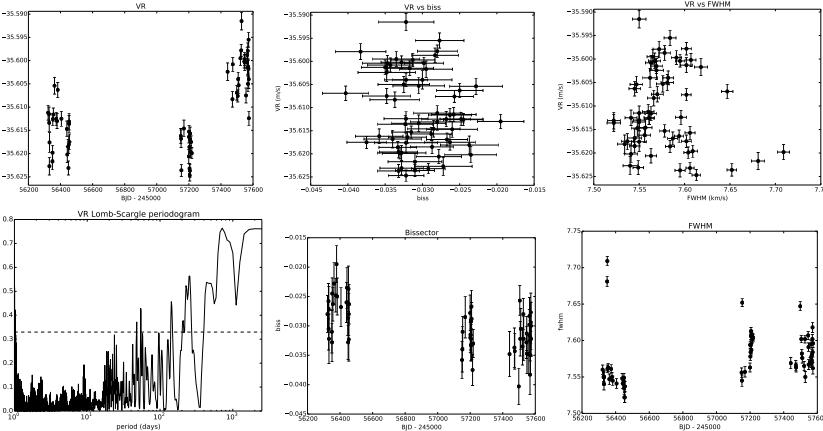
**HD136834** Non Démarrée SP1+  $\alpha=15:22:42.5, \delta=+01:25:07.0$  V=8.28 K3V  
lit : log(rhk)=-4.94, Vsini=1.9 km/s **CHEOPS 70**

Commentaires : Information par défaut

**HD139477** Non Démarrée SP1+  $\alpha=15:35:20.0, \delta=+60:05:13.1$  V=8.39 K5  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=2.1 km/s **CHEOPS 0**

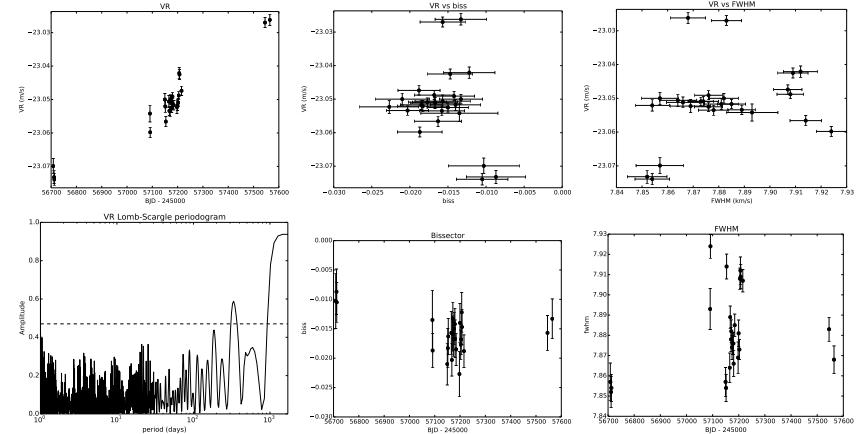
Commentaires : Information par défaut

**HD138573** En Cours SP5  $\alpha=15:32:43.6, \delta=+10:58:05.8$  V=7.22 G5IV-V 62 mes sur 1251.7j  
RMS=8.44 m/s err=1.57 m/s log(rhk)=4.76 [-5.06,-4.63] (38 mes) (lit : -4.99)  
Vsini=2.8 km/s (lit : 1.9 km/s)  $P_{rot}=19$  j **CHEOPS 70**



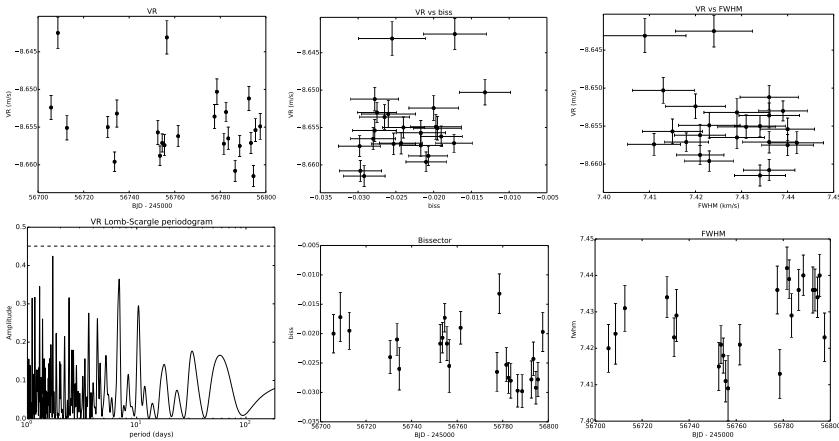
Commentaires : Suivi par le SP5. Les catalogues SP1 et SP5 diffèrent dans les coordonnées (25/11/14)  
Hint 100j, à poursuivre à basse fréquence (17/07/15) Fe/H = 0.08 (23/02/16)

**HD142093** STOP SP1+  $\alpha=15:52:00.5, \delta=+15:14:09.3$  V=7.31 G2V 26 mes sur 855.8j  
RMS=10.50 m/s err=1.62 m/s log(rhk)=4.74 [-4.93,-4.57] (24 mes) (lit : nan)  
Vsini=2.9 km/s (lit : 2.3 km/s)  $P_{rot}=14$  j **CHEOPS 50**



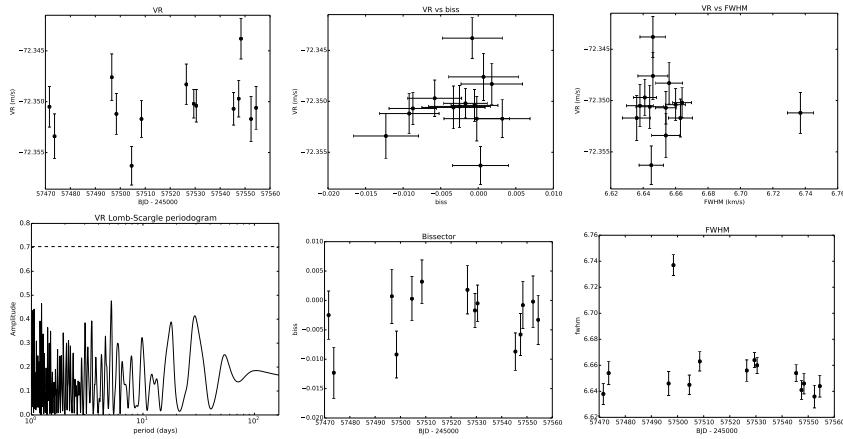
Commentaires : Pas de ré-émission (26/11/14)

**HD144061** STOP SP1+  $\alpha=15:58:21.0$ ,  $\delta=+70:53:40.0$  V=7.26 G5 24 mes sur 91.8j  
 RMS=4.52 m/s err=1.54 m/s log(rhk)=4.74 [-5.10,-4.61] (21 mes) (lit : nan)  
 Vsini=2.6 km/s (lit : 1.0 km/s)  $P_{rot}=18$  j **CHEOPS 0**



**Commentaires :** Variable ? Dérive lente + activité + autre signal entre 1 et 3 j (23/05/14) Binaire visuelle, corrélation seeing/VR. (27/06/14) Contaminant 1.8" TDS 15588+7110AB Signal à 7j corrélé avec le bissecteur, la fwhm et probablement le seeing (26/11/14)

**HD143291** En Cours SP1+  $\alpha=15:58:32.0$ ,  $\delta=+27:44:23.9$  V=8.02 K0V 14 mes sur 82.8j  
 RMS=2.73 m/s err=1.93 m/s log(rhk)=4.72 [-4.76,-4.68] (2 mes) (lit : -4.93)  
 Vsini=1.8 km/s (lit : 1.5 km/s)  $P_{rot}=25$  j **CHEOPS 30**

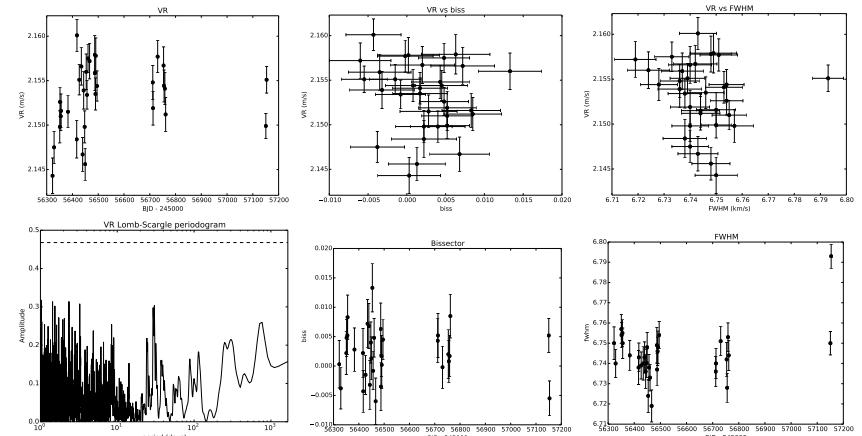


**Commentaires :** Information par défaut

**HIP80093** En Cours SP2  $\alpha=16:20:52.7$ ,  $\delta=+40:57:41.2$  V=8.99 M0  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 0**

**Commentaires :** 6 mesures (BD+412695)

**HD151877** STOP SP1+  $\alpha=16:48:35.5$ ,  $\delta=+37:00:48.1$  V=8.40 K7V 33 mes sur 830.7j  
 RMS=3.83 m/s err=1.83 m/s log(rhk)=-4.75 [-4.75,-4.75] (1 mes) (lit : -4.82)  
 Vsini=2.0 km/s (lit : 0.5 km/s)  $P_{rot}=30$  j **CHEOPS 0**

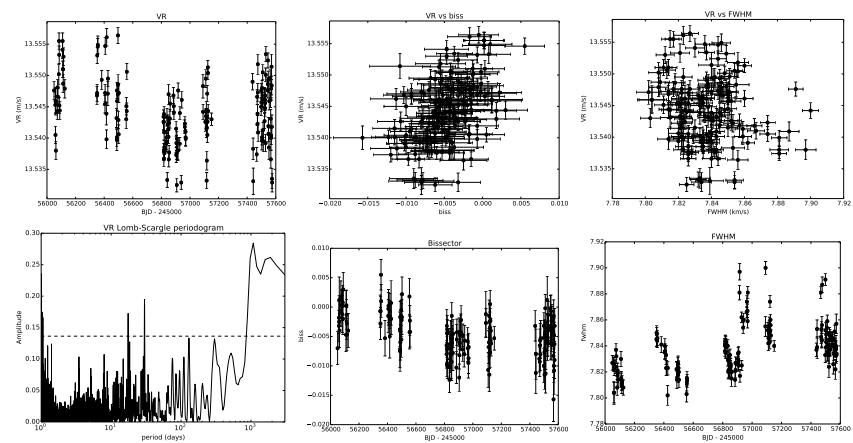


**Commentaires :** RHK=-4.90 (Isabelle) (09/04/14) Yorbi : signal à 30j encore loin de 0.1 FAP (15/05/14)  
 9j ? (23/05/14) Bissecteur pas très stable (29/09/14) Pas de réémission (26/11/14)

**HD151995** Non Démarrée SP1+  $\alpha=16:50:05.2$ ,  $\delta=+18:54:01.5$  V=8.85 K0  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=2.2 km/s **CHEOPS 6**

Commentaires : Information par défaut

**HD158259** Suivi Prioritaire SP1+  $\alpha=17:25:24.0$ ,  $\delta=+52:47:26.4$  V=6.46 G0 163 mes sur 1524.9j  
RMS=5.27 m/s err=1.35 m/s log(rhk)=-4.83 [-5.18,-4.54] (159 mes) (lit : -4.96)  
Vsini=2.9 km/s (lit : 4.0 km/s)  $P_{rot}=17$  j **CHEOPS 0**

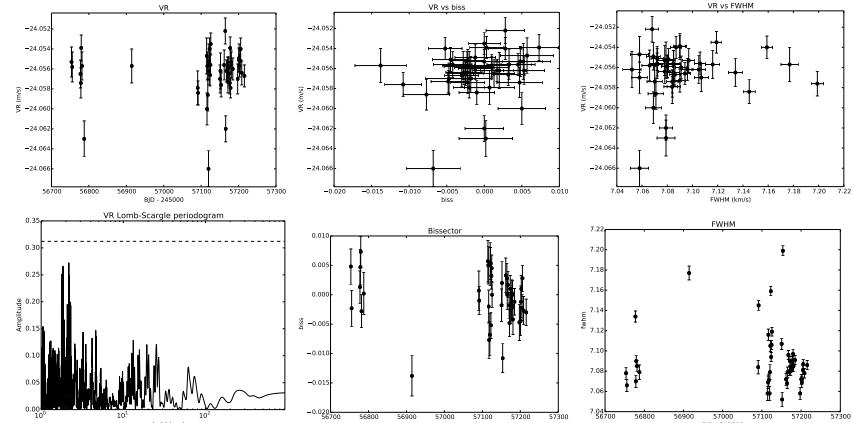


**HD153525** Non Démarrée SP1+  $\alpha=16:57:42.2$ ,  $\delta=+47:21:43.7$  V=7.93 K0  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=2.4 km/s **CHEOPS 0**

Commentaires : Information par défaut

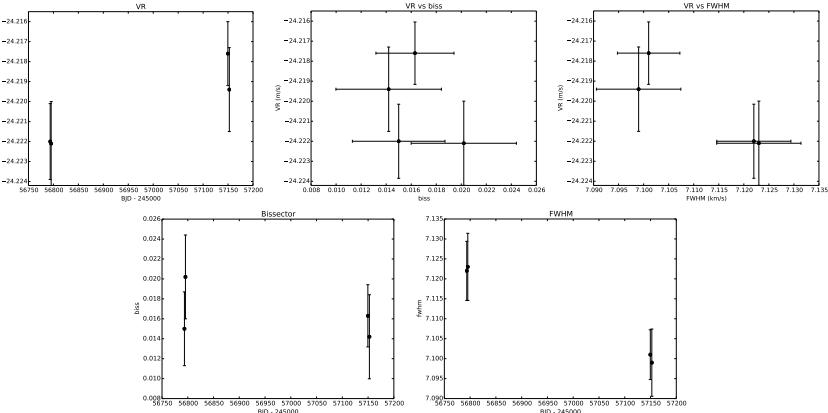
Commentaires : Signaux à 1200j, et 3.5j. À analyser avec PASTIS et publier ! (16/07/15) Fe/H = 0.03 (23/02/16)

**HD158332** STOP SP1+  $\alpha=17:27:34.5$ ,  $\delta=+26:47:41.8$  V=7.69 K1IV 46 mes sur 461.9j  
RMS=2.40 m/s err=1.34 m/s log(rhk)=-4.85 [-4.96,-4.71] (27 mes) (lit : nan)  
Vsini=2.6 km/s (lit : 1.8 km/s)  $P_{rot}=36$  j **CHEOPS 30**



Commentaires : Pas de ré-émission (26/11/14) Constante (17/07/15) Fe/H = 0.24 (23/02/16)

**HD160964** STOP SP2  $\alpha=17:36:13.3$ ,  $\delta=+71:52:42.0$  V=8.55 K5 4 mes sur 359.0j  
 RMS=1.89 m/s err=1.90 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : nan)  
 Vsini=1.5 km/s (lit : 2.2 km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 0**

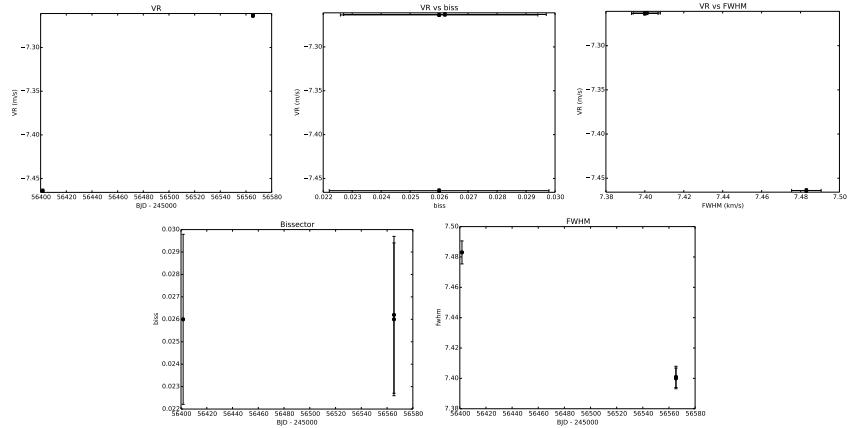


**Commentaires** : SP2 stable à reprendre (23/05/14) Petite ré-émission (26/11/14)

**HIP86340** Non Démarrée SP2  $\alpha=17:38:34.1$ ,  $\delta=+71:19:56.3$  V=9.10 M0  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 0**

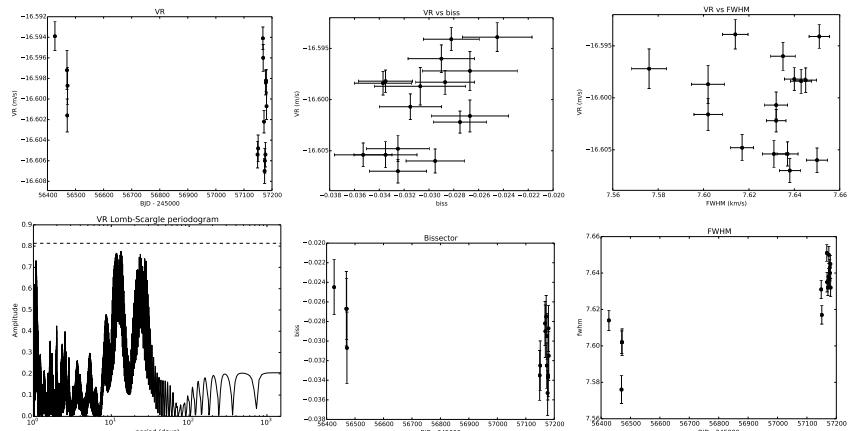
**Commentaires** : 2 mesures (BD+710851) Toute petite ré-émission, probablement négligeable (26/11/14)

**HD161284** STOP SP2  $\alpha=17:39:55.6$ ,  $\delta=+65:00:05.8$  V=8.39 K0 3 mes sur 163.7j  
 RMS=94.59 m/s err=1.78 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : nan)  
 Vsini=2.9 km/s (lit : 2.8 km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 0**



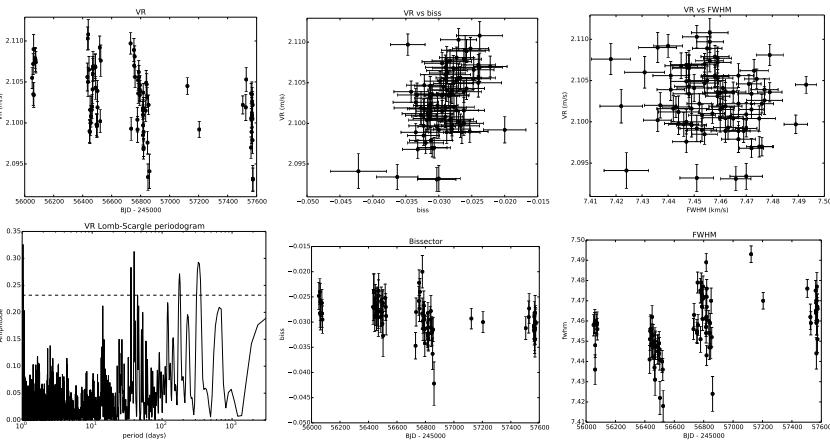
**Commentaires** : SP2 Active (rhk=-4.5) (23/05/14) Les deux dernières mesures sont d'un catalogue différent, ne pas les prendre en compte (suivie par Lagrange) Important pic de ré-émission (26/11/14)

**HD161897** STOP SP2  $\alpha=17:41:06.6$ ,  $\delta=+72:25:13.2$  V=7.60 K0 16 mes sur 753.9j  
 RMS=4.16 m/s err=1.31 m/s log(rhk)=-4.72 [-4.75,-4.69] (14 mes) (lit : -4.90)  
 Vsini=3.2 km/s (lit : 1.3 km/s)  $P_{rot}$ =22 j **CHEOPS 0**



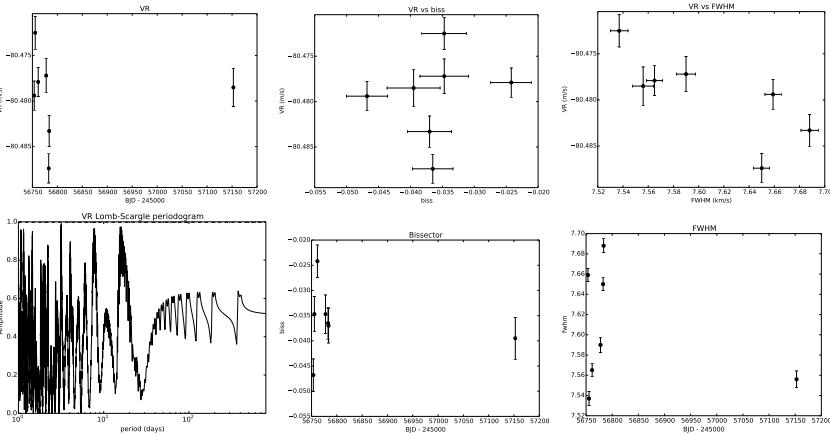
**Commentaires** : Pas de ré-émission (26/11/14) Signaux 24,12j (17/07/15)

**HD164595** Suivi Prioritaire SP1+  $\alpha=18:00:38.8$ ,  $\delta=+29:34:18.9$  V=7.07 G2V 88 mes sur 1522.9j  
 RMS=3.90 m/s err=1.42 m/s log(rhk)=-4.84 [-5.18,-4.66] (72 mes) (lit : -4.96)  
 Vsini=59.1 km/s (lit : 0.2 km/s)  $P_{rot}=19$  j **CHEOPS 30**



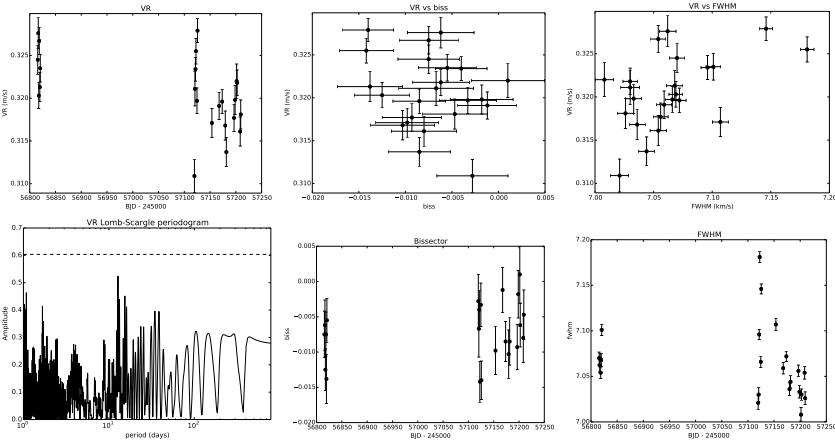
**Commentaires :** Publiée, toujours suivie dans le SP5, à combiner avec données HIRES Marcy (17/07/15)  
 $\text{Fe/H} = 0.07$  (23/02/16)

**HD164651** STOP SP2  $\alpha=18:02:17.8$ ,  $\delta=+00:06:15.0$  V=7.66 G5 7 mes sur 399.0j  
 RMS=4.39 m/s err=1.75 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : -4.97)  
 Vsini=3.2 km/s (lit : 1.5 km/s)  $P_{rot}=\text{nan}$  j **CHEOPS 70**



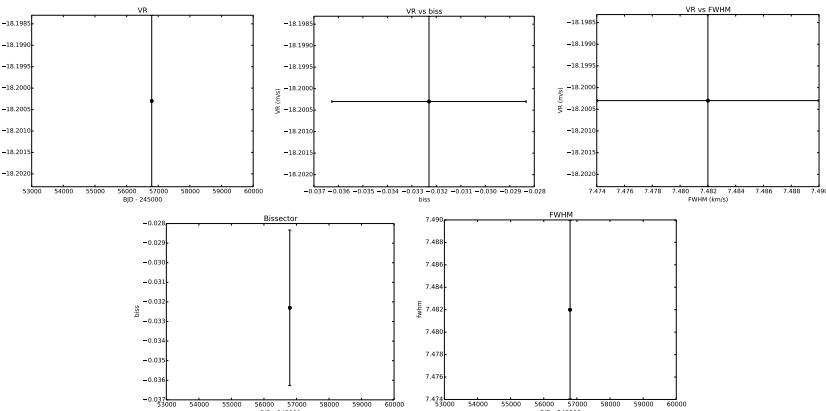
**Commentaires :** RHK=-4.70 (27/06/14) Pas de ré-émission, 3 mesures SP2 (26/11/14) Fe/H = - 0.02  
 (23/02/16)

**HD165173** STOP SP2  $\alpha=18:04:26.3$ ,  $\delta=+06:26:11.0$  V=7.96 G5 23 mes sur 393.9j  
 RMS=4.21 m/s err=1.64 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : -5.01)  
 Vsini=2.5 km/s (lit : 1.8 km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : 2 mesures SP2 à RHK -5.00, pas de ré-émission (26/11/14) Hors points aberrant, 3 m/s. Rien de convainquant (17/07/15) Fe/H = 0.06 (23/02/16)

**HD169822** STOP SP1+  $\alpha=18:26:10.0$ ,  $\delta=+08:46:39.2$  V=7.83 G7V 1 mes sur 0.0j  
 RMS=0.00 m/s err=1.98 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : nan)  
 Vsini=2.9 km/s (lit : 0.4 km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 50**

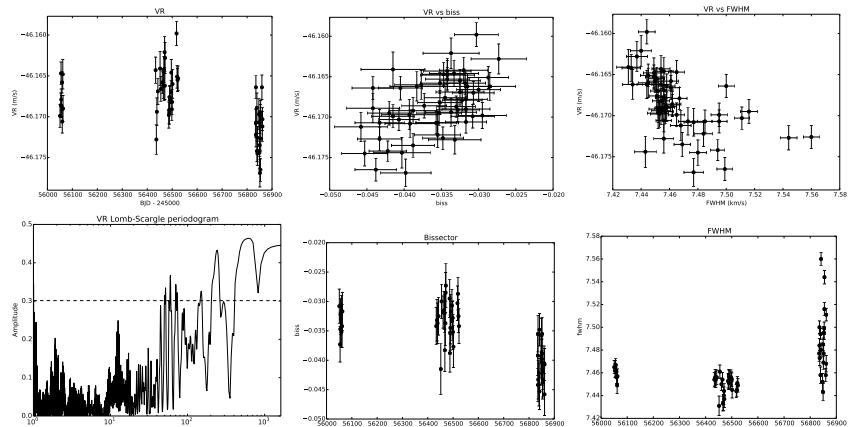


**Commentaires** : Binaire non contrainte avec Nidever 2002. (23/05/14) HIP90355, 0.39 Ms, dangereux à reprendre, possible blend (17/07/15)

**HD170510** Non Démarrée SP2  $\alpha=18:29:31.9$ ,  $\delta=+09:03:43.5$  V=8.65 K2  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=3.3 km/s **CHEOPS 50**

**Commentaires** : RHK=-4.70 (23/05/14) Très petit pic de ré-émission, 4 mesures SP2 (26/11/14)

**HD171067** STOP SP1+  $\alpha=18:32:10.4$ ,  $\delta=+13:44:11.6$  V=7.20 G8V 57 mes sur 811.0j  
 RMS=3.53 m/s err=1.55 m/s log(rhk)=-4.77 [-5.18,-4.55] (32 mes) (lit : -4.89)  
 Vsini=2.9 km/s (lit : 1.3 km/s)  $P_{rot}$ =22 j **CHEOPS 50**



**Commentaires** : Devient de plus en plus active, 24 et 12j activité (26/11/14) Fe/H = 0.02 (23/02/16)

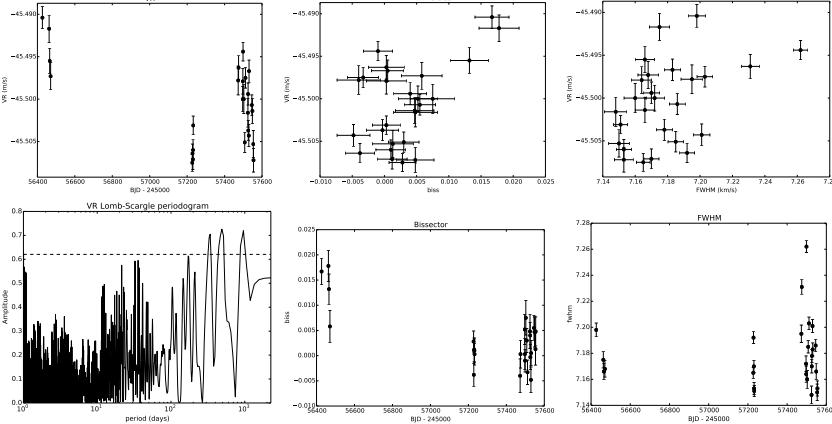
**HD172393** Non Démarrée SP2  $\alpha=18:38:01.9$ ,  $\delta=+42:39:54.7$  V=8.32 G5  
lit : log(rhk)=-4.82, Vsini=1.1 km/s **CHEOPS 0**

Commentaires : 3 mesures SP2 RHK=-4.73, pas de ré-émission (26/11/14)

**HD174080** STOP SP2  $\alpha=18:48:29.2$ ,  $\delta=+10:44:43.6$  V=7.97 K0  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=2.5 km/s **CHEOPS 50**

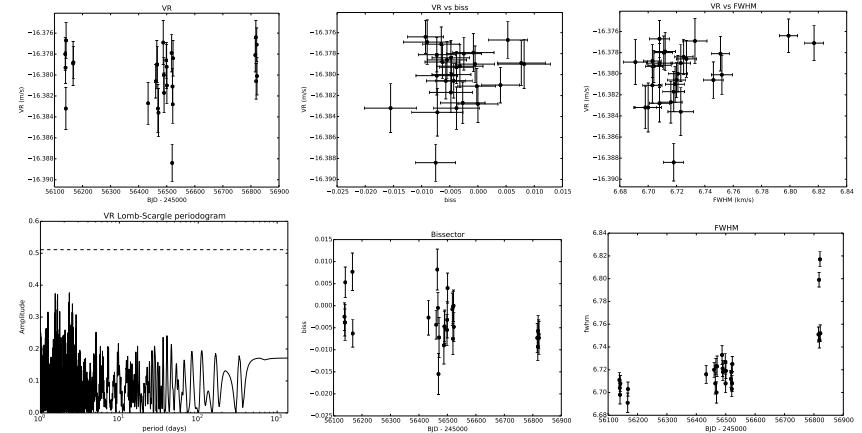
Commentaires : 9 mesures SP2, RHK=-4.47, ré-émission importante (26/11/14)

**HD173701** STOP SP1+  $\alpha=18:44:35.1$ ,  $\delta=+43:49:59.7$  V=7.54 K0 26 mes sur 1127.9j  
RMS=4.76 m/s err=1.36 m/s log(rhk)=4.80 [-5.02,-4.73] (16 mes) (lit : -4.94)  
Vsini=2.7 km/s (lit : 1.0 km/s)  $P_{rot}=34$  j **CHEOPS 0**



Commentaires : Petit pic de ré-émission, peut être négligeable (26/11/14) Fe/H = 0.22 (23/02/16)

**HD177745** STOP SP1+  $\alpha=19:05:07.5$ ,  $\delta=+23:04:40.0$  V=8.54 K0 28 mes sur 683.1j  
RMS=2.60 m/s err=1.83 m/s log(rhk)=4.84 [-4.84,-4.84] (1 mes) (lit : -4.91)  
Vsini=2.0 km/s (lit : 1.4 km/s)  $P_{rot}=34$  j **CHEOPS 30**

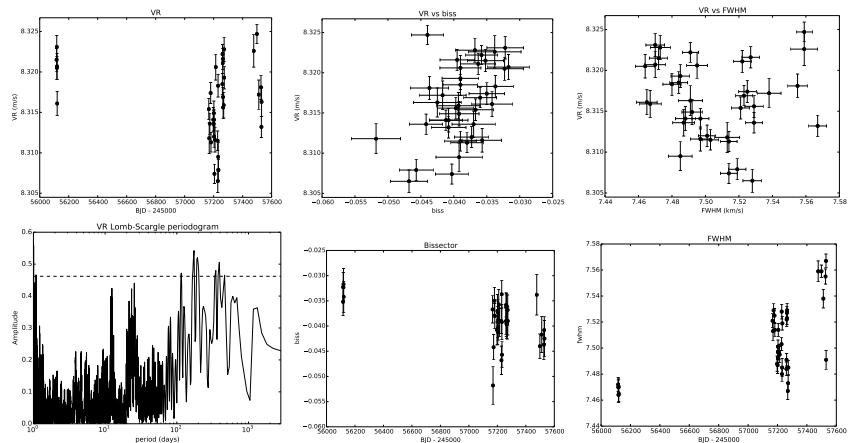


Commentaires : biss stable depuis bjd=56400. (27/06/14) Pas de ré-émission. Pas de variation. (26/11/14) Fe/H = -0.05 (23/02/16)

**HD178126** Non Démarrée SP2  $\alpha=19:07:02.0, \delta=+07:36:57.1$  V=9.23 K5V  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=2.0 km/s **CHEOPS 70**

Commentaires : Stable OK à reprendre (23/05/14) Apparemment non active (26/11/14)

**HD182619** Suivi Prioritaire SP2  $\alpha=19:24:41.8, \delta=+22:12:05.4$  V=7.81 G5 38 mes sur 1414.2j  
RMS=4.67 m/s err=1.44 m/s log(rhk)=-4.77 [-5.00,-4.60] (30 mes) (lit : -5.04)  
Vsin*i*=3.0 km/s (lit : 0.2 km/s)  $P_{rot}=25$  j **CHEOPS 50**

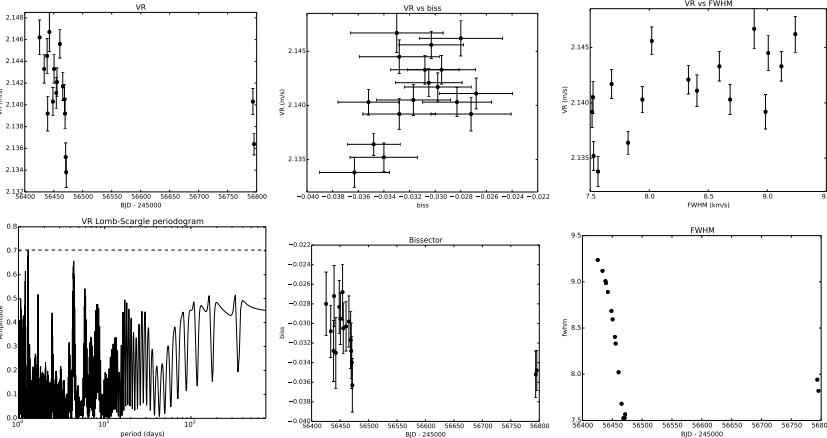


**HD181655** STOP SP1+  $\alpha=19:19:38.9, \delta=+37:19:49.9$  V=6.29 G8V 17 mes sur 370.0j  
RMS=3.59 m/s err=1.39 m/s log(rhk)=-4.87 [-4.94,-4.70] (17 mes) (lit : -4.94)  
Vsin*i*=3.8 km/s (lit : 3.5 km/s)  $P_{rot}=25$  j **CHEOPS 0**

Commentaires : À reprendre, possible Neptune (26/11/14) 20 j ? Possible activité ! regarder le Halpha, Fe/H=0.03 (23/02/16)

**HD332518** Non Démarrée SP2  $\alpha=19:45:35.6, \delta=+30:00:36.7$  V=9.15 K5V  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=2.3 km/s **CHEOPS 30**

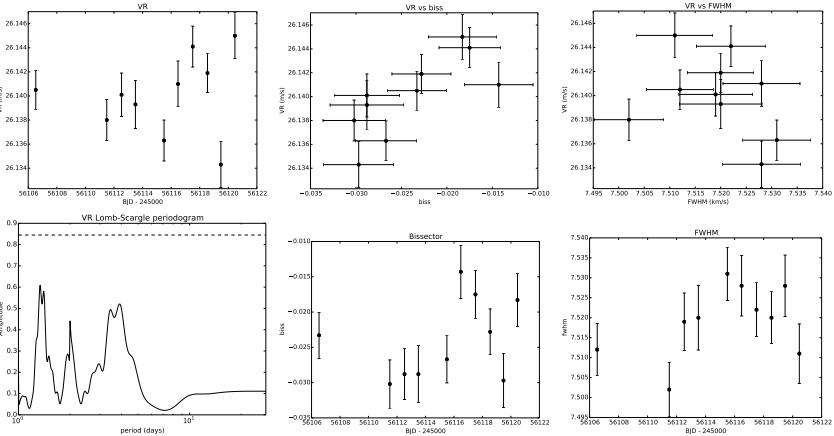
Commentaires : SP2 Stable, OK (23/05/14)



Commentaires : Blend ?! (23/05/14) Peut-être binaire, recorréler avec un autre masque (26/11/14) Très fortes variations de contrast et FWHM (17/07/15) Fe/H = 0.15 (23/02/16)

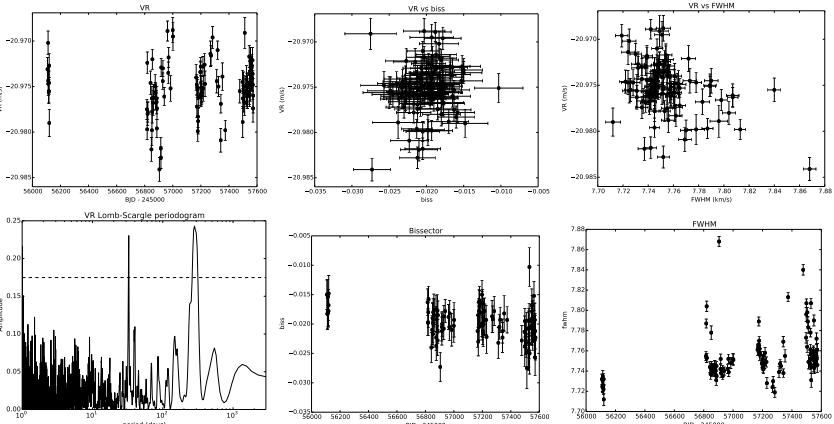
**HD192139** STOP SP2  $\alpha=20:09:59.4$ ,  $\delta=+61:28:27.0$  V=8.73 G5 10 mes sur 13.9j  
 RMS=3.12 m/s err=1.78 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : -4.82)  
 Vsini=3.1 km/s (lit : 0.0 km/s)  $P_{rot}$ =nan j **CHEOPS 0**

**Commentaires** : 3 mesures, mais coordonnées différentes (BD+522815) rhk=-4.65, petit pic de réémission (26/11/14)



**Commentaires** : 2 mesures SP2 RHK=-4.80, petite réémission, possible corrélation bissecteur/VR  
 (26/11/14) Fe/H = -0.22 (23/02/16)

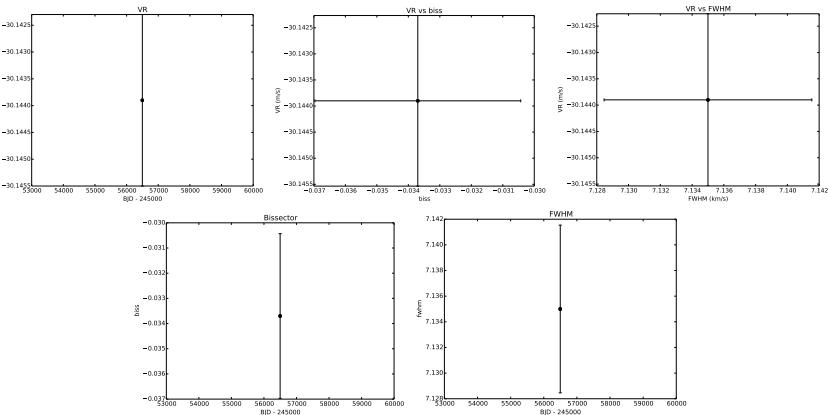
**HD196850** Suivi Prioritaire SP1+  $\alpha=20:38:40.1$ ,  $\delta=+38:38:06.3$  V=6.76 G0 111 mes sur 1465.0j  
 RMS=2.81 m/s err=1.28 m/s log(rhk)=-4.85 [-5.01,-4.52] (107 mes) (lit : -4.96)  
 Vsini=2.7 km/s (lit : 2.0 km/s)  $P_{rot}$ =17 j **CHEOPS 6**



**Commentaires** : À finir, analyser et publier (11/07/16)

**HIP102870** Non Démarrée SP2  $\alpha=20:50:33.0$ ,  $\delta=+52:53:58.5$  V=9.69 K5  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 0**

**HD199476** En Cours SP1+  $\alpha=20:51:44.9$ ,  $\delta=+74:46:49.1$  V=7.81 G8V 1 mes sur 0.0j  
 RMS=0.00 m/s err=1.64 m/s log(rhk)=**4.66** [-4.66,-4.66] ( 1 mes) (lit : -4.93)  
 Vsini=2.4 km/s (lit : 1.8 km/s)  $P_{rot}=17$  j **CHEOPS 0**

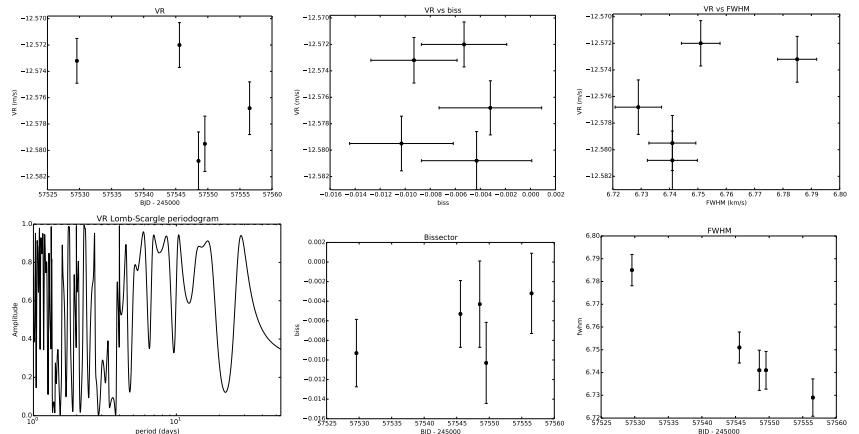


**Commentaires** : Pas de ré-émission, à poursuivre (26/11/14)

**HIP103256** Non Démarrée SP1+  $\alpha=20:55:06.8$ ,  $\delta=+13:10:36.3$  V=8.82 K3V  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

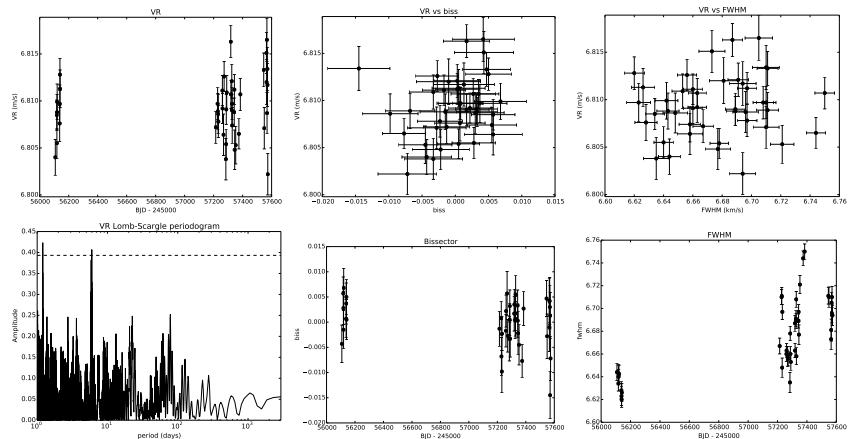
**Commentaires** : 4 mesures SP2 (BD+124499) pas de rhk, ré-émission marginale (26/11/14)

**HD201651** Non Démarrée SP2  $\alpha=21:06:56.3$ ,  $\delta=+69:40:28.5$  V=8.19 K0 5 mes sur 26.9j  
 RMS=3.43 m/s err=1.95 m/s log(rhk)=**nan** [nan,nan] ( 0 mes) (lit : -4.96)  
 Vsini=2.0 km/s (lit : nan km/s)  $P_{rot}=nan$  j **CHEOPS 0**



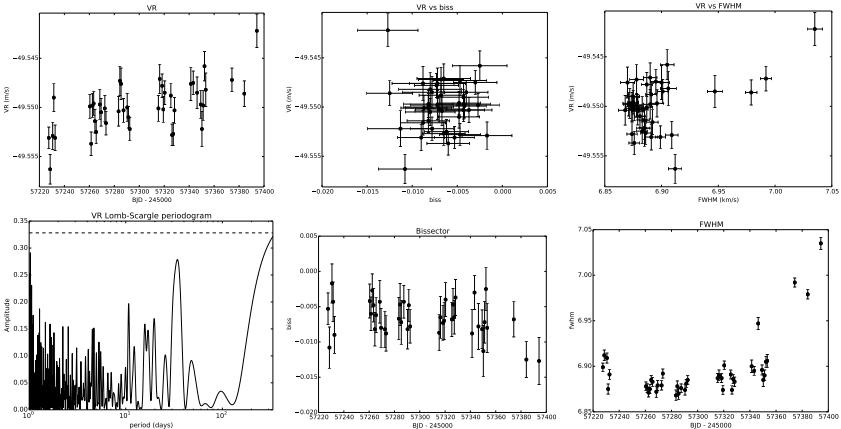
**Commentaires** : Non active RHK -5.00, 20 mesures à 10 m/s RMS en 2009, à démarrer (26/11/14)

**HD202123** En Cours SP2  $\alpha=21:08:40.6$ ,  $\delta=+73:41:48.5$  V=8.69 K1V 43 mes sur 1466.0j  
 RMS=3.20 m/s err=1.88 m/s log(rhk)=-4.74 [-4.74,-4.74] ( 1 mes) (lit : -5.07)  
 Vsini=1.9 km/s (lit : 0.6 km/s)  $P_{rot}=30$  j **CHEOPS 0**



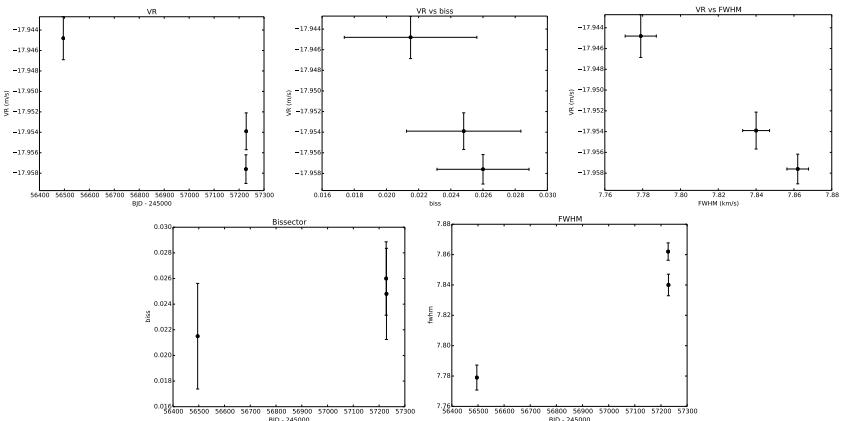
**Commentaires** : mesures SP2 RHK -5.00, pas de ré-émission (26/11/14) Fe/H = -0.18, 5.8j à 0.01 FAP  
 (puis 13 et 22j) (23/02/16)

**HD201924** En Cours SP2  $\alpha=21:11:10.8, \delta=+45:27:21.2$  V=7.83 G8IV 42 mes sur 166.7j  
 RMS=2.47 m/s err=1.35 m/s log(rhk)=4.85 [-5.04,-4.48] (35 mes) (lit : -4.96)  
 Vsini=2.3 km/s (lit : 2.1 km/s)  $P_{rot}=33$  j **CHEOPS 6**



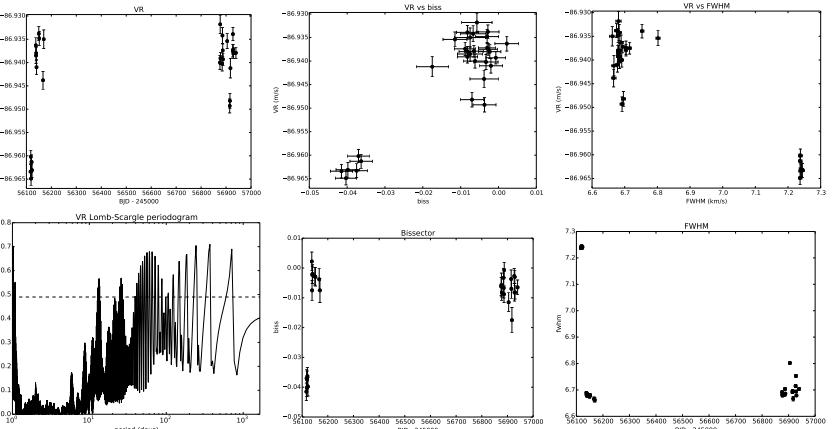
**Commentaires** : Suivi SP2 en cours. Possible planète très longue période (+2000j). (26/11/14) Dérive lente 30m/s sur 1400j (17/07/15) Fe/H = 0.08, 35j à 0.01 FAP (23/02/16)

**HD202575** STOP SP1+  $\alpha=21:16:32.4, \delta=+09:23:37.7$  V=7.88 K2 3 mes sur 733.0j  
 RMS=5.38 m/s err=1.76 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : nan)  
 Vsini=3.1 km/s (lit : 3.1 km/s)  $P_{rot}=\text{nan}$  j **CHEOPS 70**



**Commentaires** : RHK=-4.60 active (23/05/14) Mesure rhk peu fiable et petite ré-émission (26/11/14)  
 Active (23/02/16)

**HD204814** STOP SP1+  $\alpha=21:29:46.8, \delta=+45:53:40.1$  V=7.93 G8V 30 mes sur 822.9j  
 RMS=10.42 m/s err=1.52 m/s log(rhk)=4.79 [-4.89,-4.64] (23 mes) (lit : -4.96)  
 Vsini=2.1 km/s (lit : 1.8 km/s)  $P_{rot}=29$  j **CHEOPS 6**

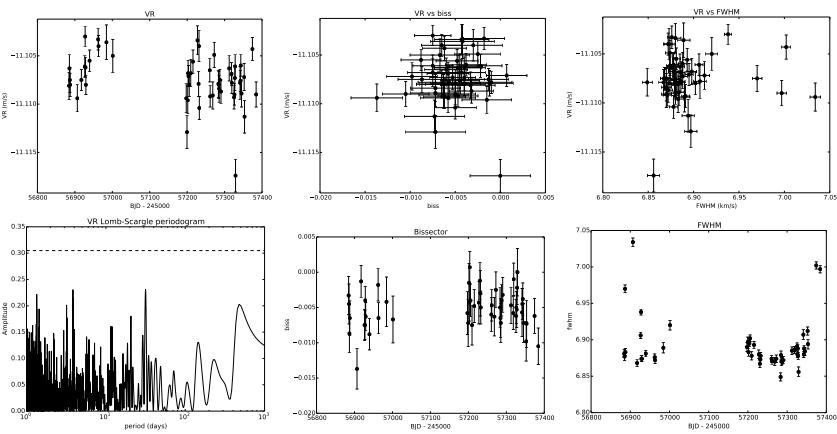


**Commentaires** : Premières mesures en G2, le reste en K5. À reprendre pour des mesures ciblées sur la solution à 32j (possiblement activité) (24/11/14) Signaux à 34,17,10j (17/07/15) Fe/H = -0.05 (23/02/16)

**HIP106231** Non Démarrée SP1+  $\alpha=21:31:01.7, \delta=+23:20:07.3$  V=9.23 K8  
 lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

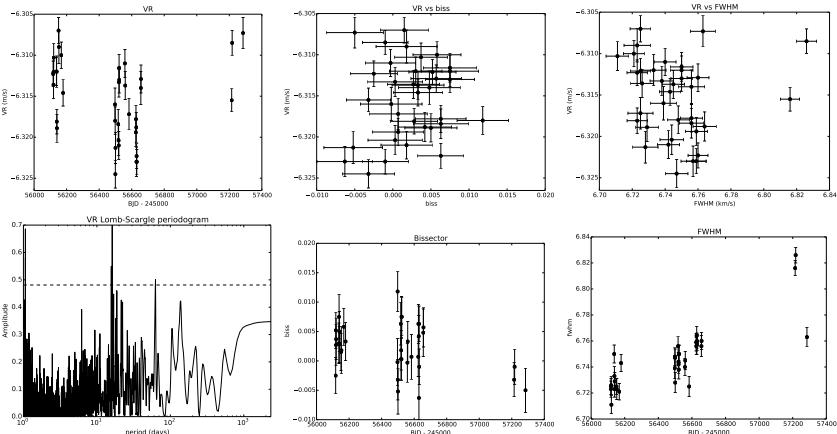
**Commentaires** : Information par défaut

**HD205286** Suivi Prioritaire SP1+  $\alpha=21:33:08.8, \delta=+40:49:27.5$  V=7.78 K2 52 mes sur 499.8j  
 RMS=2.48 m/s err=1.30 m/s log(rhk)=-4.89 [-5.19,-4.71] (39 mes) (lit : -4.80)  
 Vsini=2.3 km/s (lit : 1.2 km/s)  $P_{rot}=38$  j **CHEOPS 30**



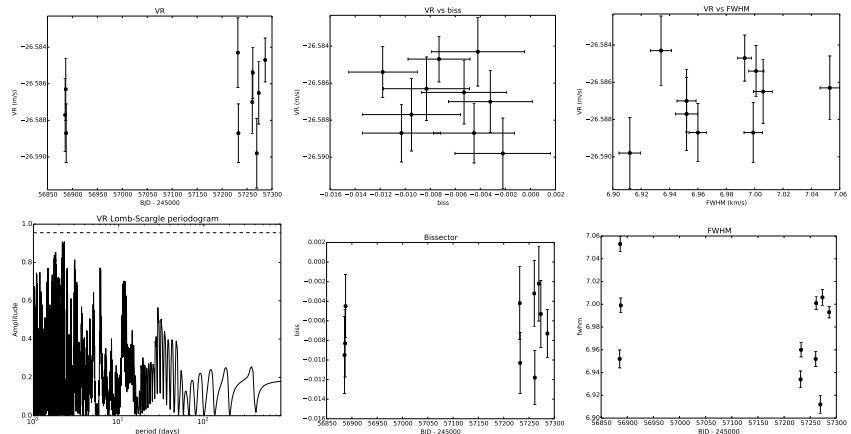
Commentaires : Forêt de pics à 31j à 0.01 FAP, à continuer Fe/H=0.13 (23/02/16)

**HD207897** STOP SP1+  $\alpha=21:40:44.7, \delta=+84:20:00.5$  V=8.37 K0 36 mes sur 1166.9j  
 RMS=4.69 m/s err=1.71 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : -4.86)  
 Vsini=2.0 km/s (lit : 2.0 km/s)  $P_{rot}=nan$  j **CHEOPS 0**



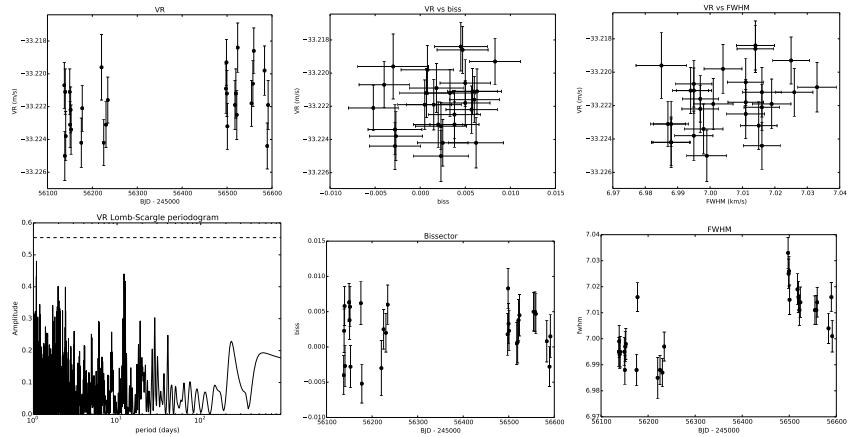
Commentaires : Pic à 15j au dessus de 0.01 de FAP sous Yorbit. (07/04/14) RHK=-4.70, Prot=28j.  
 Signal à 16.3j proche de Prot/2, avec pics dans fwhm et biss à 10j (Prot/3). Cf analyse détaillé. (27/06/14)  
 RHK=-4.70 ! (29/09/14) Refaire des mesures pour vérification (26/11/14)

**HD207874** STOP SP1+  $\alpha=21:52:06.5, \delta=+01:54:23.1$  V=8.19 K2 10 mes sur 400.9j  
 RMS=1.73 m/s err=1.66 m/s log(rhk)=nan [nan,nan] (0 mes) (lit : -4.94)  
 Vsini=2.3 km/s (lit : 0.5 km/s)  $P_{rot}=nan$  j **CHEOPS 70**



Commentaires : Pas de ré-émission (26/11/14) Fe/H=0.02, rhk=-4.61 STOP (23/02/16)

**HD210144** STOP SP1+  $\alpha=22:06:41.8, \delta=+53:07:50.3$  V=7.80 GSV 28 mes sur 453.7j  
 RMS=1.72 m/s err=1.45 m/s log(rhk)=-4.82 [-5.00,-4.73] (27 mes) (lit : -4.94)  
 Vsini=2.5 km/s (lit : 0.6 km/s)  $P_{rot}=32$  j **CHEOPS 0**

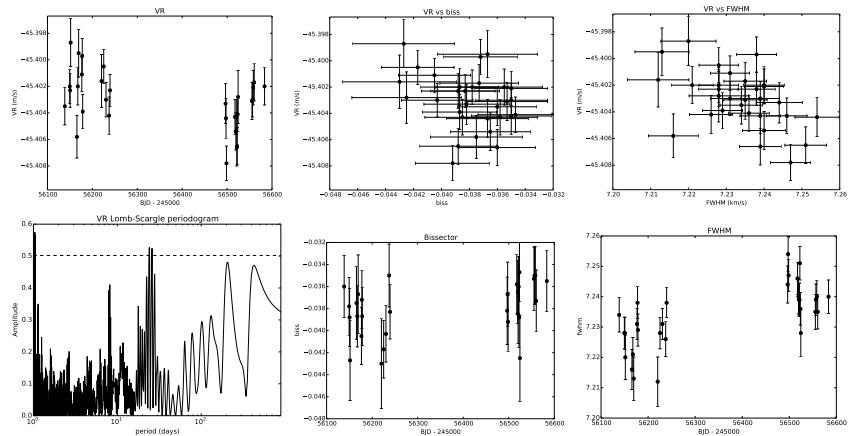


Commentaires : Constante (17/07/15) Fe/H = 0.16 (23/02/16)

**HD212291** Non Démarrée SP2  $\alpha=22:23:09.1$ ,  $\delta=+09:27:39.8$  V=7.91 G5  
lit : log(rhk)=-4.82, Vsini=2.4 km/s **CHEOPS 6**

Commentaires : 6 mesures SP2, active (29/09/14)

**HD215500** STOP SP1+  $\alpha=22:44:05.8$ ,  $\delta=+64:34:14.4$  V=7.50 G8V 30 mes sur 444.8j  
RMS=2.09 m/s err=1.44 m/s log(rhk)=-4.83 [-4.94,-4.66] (25 mes) (lit : -4.88)  
Vsini=2.7 km/s (lit : 0.6 km/s)  $P_{rot}=28$  j **CHEOPS 0**



**HIP111883** Non Démarrée SP2  $\alpha=22:39:46.9$ ,  $\delta=+47:44:18.0$  V=8.77 K0  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 30**

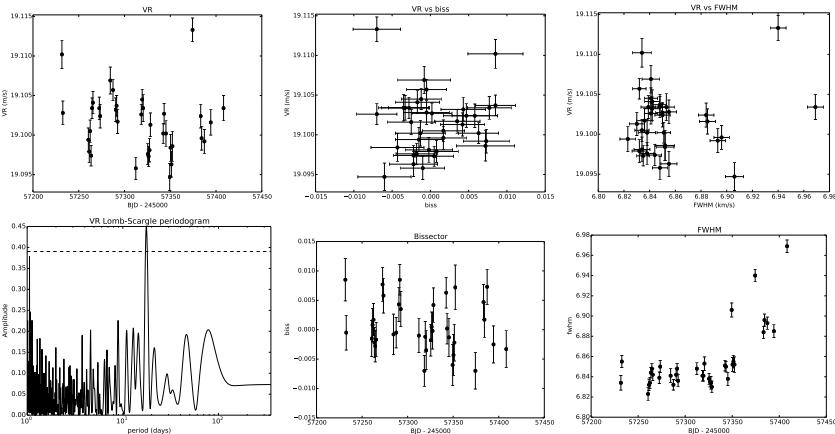
Commentaires : 3 mesures (BD+463778) RHK -4.90 (26/11/14)

Commentaires : Constante (26/11/14)

**HIP112496** Non Démarrée SP1+  $\alpha=22:47:13.6$ ,  $\delta=+18:23:04.1$  V=9.02 G0  
lit : log(rhk)=nan, Vsini=nan km/s **CHEOPS 50**

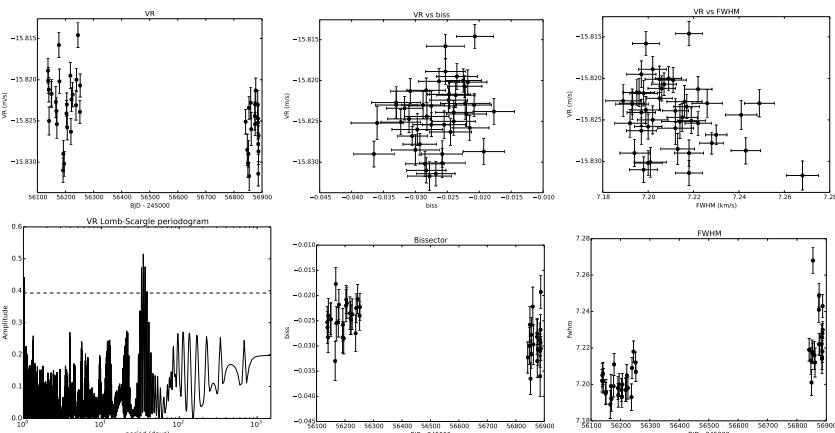
Commentaires : Information par défaut

**HD216191** En Cours SP2  $\alpha=22:50:14.2$ ,  $\delta=+36:42:14.7$  V=8.34 K2 36 mes sur 176.6j  
 RMS=3.81 m/s err=1.49 m/s log(rhk)=4.77 [-4.90,-4.70] (16 mes) (lit : -4.92)  
 Vsini=2.2 km/s (lit : 2.1 km/s)  $P_{rot}=33$  j **CHEOPS 30**



**Commentaires** : 4 mesures SP2 RHK=-5.00 (26/11/14) 17.8j (0.01 FAP) =; Prot/2 ? possible active, vérifier Halpha ! (23/02/16)

**HD218209** STOP SP1+  $\alpha=23:05:06.0$ ,  $\delta=+68:25:01.4$  V=7.49 G6V 45 mes sur 750.0j  
 RMS=3.86 m/s err=1.60 m/s log(rhk)=4.75 [-5.07,-4.53] (42 mes) (lit : -4.86)  
 Vsini=2.2 km/s (lit : 2.7 km/s)  $P_{rot}=17$  j **CHEOPS 0**



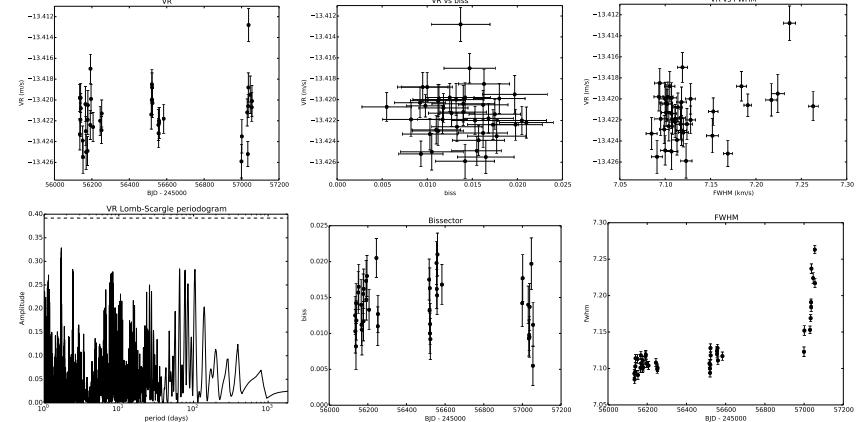
**Commentaires** : devient active ? Reprendre en top priorité 2 mes/nuit ? À analyser proprement, légèrement active (29/09/14) Signal import à 34j mais probablement activité (26/11/14) Fe/H = -0.26 (23/02/16)

**HD219953** Non Démarrée SP1+  $\alpha=23:19:58.2$ ,  $\delta=+28:52:03.9$  V=8.87 K1V  
 lit : log(rhk)=-4.99, Vsini=0.3 km/s **CHEOPS 50**

**Commentaires** : Information par défaut

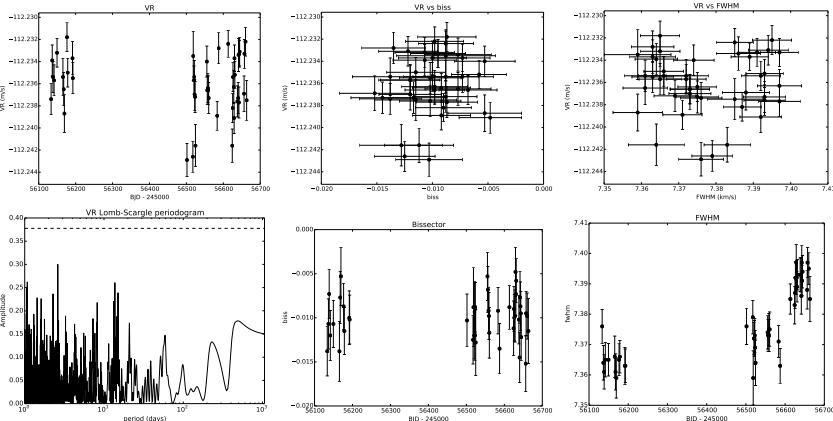
**HD220221** STOP SP1+  $\alpha=23:21:44.4$ ,  $\delta=+45:10:33.8$  V=8.12 K2 41 mes sur 920.6j

RMS=2.42 m/s err=1.45 m/s log(rhk)=-4.67 [-4.69,-4.65] (2 mes) (lit : nan)  
 Vsini=1.8 km/s (lit : 0.0 km/s)  $P_{rot}=29$  j **CHEOPS 30**



**Commentaires** : Légère ré-émission (26/11/14) Fe/H=-0.17 (23/02/16)

**HD221830** STOP SP1+  $\alpha=23:35:28.8, \delta=+31:01:01.8$  V=6.86 F9V 45 mes sur 529.7j  
 RMS=2.68 m/s err=1.43 m/s  $\log(\text{rhk})=4.92$  [-5.00,-4.75] (44 mes) (lit : -5.08)  
 Vsini=2.0 km/s (lit : 3.9 km/s)  $P_{\text{rot}}=19$  j **CHEOPS 50**

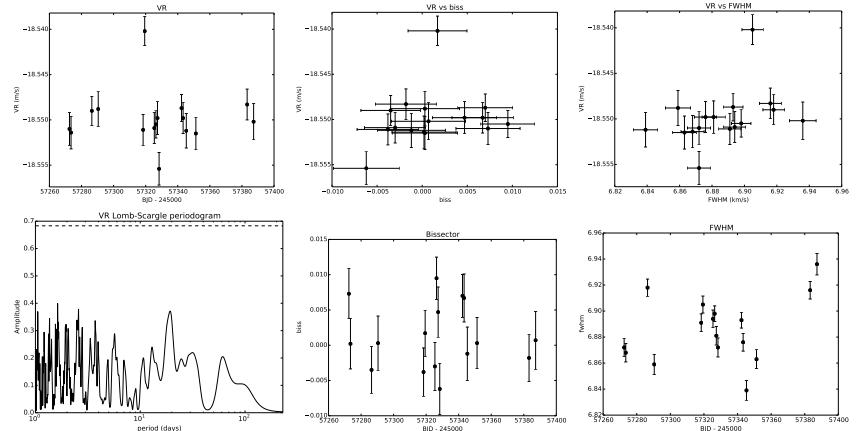


Commentaires : Rien de convainquant (y compris avec yorbit). (26/11/14)

**HD222589** Non Démarrée SP2  $\alpha=23:41:03.6, \delta=+74:24:08.7$  V=8.74 G5  
 lit :  $\log(\text{rhk})=-4.95$ , Vsini=3.3 km/s **CHEOPS 0**

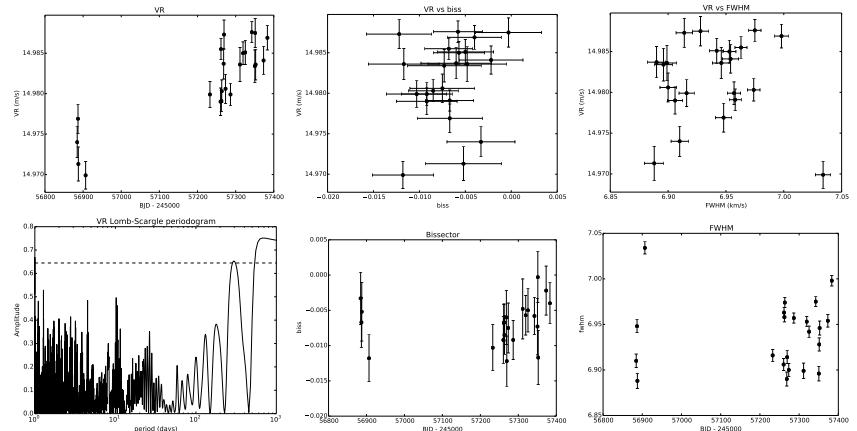
Commentaires : RHK -4.90 beaucoup de mesures SP2 avec dispersion significative (26/11/14)

**HD223374** Non Démarrée SP2  $\alpha=23:49:01.1, \delta=+03:10:52.2$  V=8.38 G5 16 mes sur 114.8j  
 RMS=2.97 m/s err=1.74 m/s  $\log(\text{rhk})=\text{nan}$  [nan,nan] (0 mes) (lit : nan)  
 Vsini=2.0 km/s (lit : 2.6 km/s)  $P_{\text{rot}}=\text{nan}$  j **CHEOPS 50**



Commentaires : RHK -4.85 (26/11/14) 3.21 m/s après dérive (23/02/16)

**HD224156** En Cours SP1+  $\alpha=23:55:32.4, \delta=+03:30:05.2$  V=7.72 G5 22 mes sur 498.7j  
 RMS=4.94 m/s err=1.67 m/s  $\log(\text{rhk})=-4.72$  [-4.72,-4.72] (1 mes) (lit : -5.04)  
 Vsini=2.3 km/s (lit : 0.6 km/s)  $P_{\text{rot}}=24$  j **CHEOPS 50**



Commentaires : pas de rhk fiable, aucune ré-émission (26/11/14)