

Modélisation hyperspectrale

Sommaire

6.1	Source photométrique	2
6.1.1	Relevé astronomique Pan-STARRS1	2
6.1.2	Utilisation des images PS1	4
6.2	CIGALE et SEDFitting	5
6.2.1	Présentation de CIGALE	6
6.2.2	Préparation des images photométriques	6
6.2.3	Configuration de CIGALE	8
6.2.4	Utilisation	11
6.3	Construction du cube intrinsèque	14
6.3.1	Échantillonnage des spectres dans l'espace SEDm	14
6.3.2	Construction du cube	14

Ce chapitre est consacré l'étape de construction du cube intrinsèque de la galaxie hôte, que nous avons introduit dans le chapitre ??.

Nous présenterons dans un premier temps le relevé Pan-STARRS, les images photométriques qui serviront de base d'information pour notre modélisation hyperspectrale et les étapes de pré-traitement à appliquer.

Puis nous introduirons le SED Fitter **CIGALE**, qui sera utilisé pour obtenir une SED de la galaxie à l'échelle locale, la configuration implémentée et son application aux images photométriques.

Enfin, nous détaillerons la construction du cube intrinsèque, étape finale de la modélisation hyperspectrale de la galaxie.

6.1 Source photométrique

Notre cadre de recherche étant au sein de la collaboration ZTF, nous devons prévoir le fait que nous aurons des alertes d'évènements transitoires dans tout le ciel Nord, couverture du sondage. Par ailleurs, le but d'**HYPERGAL** étant une modélisation de scène d'une observation de la SEDm, la source photométrique utilisée doit avoir a minima la même profondeur en magnitude. Enfin, la projection se faisant de l'espace photométrique vers l'espace des observables de la SEDm, il serait plus judicieux d'utiliser un relevé photométrique attestant d'un meilleur seeing, pour éviter de dégrader les données.

Le relevé Pan-STARRS1 du système Pan-STARRS - *Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System* - (??) répond à tous ces critères. C'est d'ailleurs basée sur la première Data Release de ce relevé astronomique (??) que la procédure de calibration photométrique de ZTF est effectuée.

6.1.1 Relevé astronomique Pan-STARRS1

Le relevé Pan-STARRS1 (?) est une installation innovante d'imagerie astronomique à grand champ, développé à l'Institut d'astronomie de l'Université de Hawaï. Le relevé Pan-STARRS1 vient du nom du premier télescope du projet situé à l'Observatoire Haleakala, Pan-STARRS Telescope #1 ou encore PS1. L'optique de PS1 est décrit dans ??. Ce télescope possède un miroir primaire de 1.80 m de diamètre avec une focale de 8 m, et un miroir secondaire de 0.9 m.

La caméra montée sur le télescope PS1 est la Gigapixel Camera #1 (GPC1) de 1.4 gigapixel, conçue au laboratoire Lincoln (??) et offrant un champ de vue d'environ 3.3° de diamètre. Le plan focal de la caméra GPC1 est divisé en 60 structures OTA CCID58 (Orthogonal Transfer Array ; ??), où chacun est composé d'un réseau de 8×8 CCDs (cellules). Un unique OTA est composé de 64 cellules de 590×598 pixels de $10 \mu\text{m}$ de côté. Une illustration du plan focal de la caméra est présentée dans la Figure 6.1.

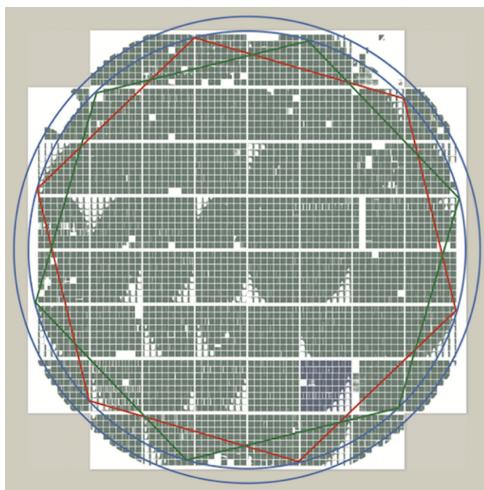


FIGURE 6.1 – Plan focal de la Gigapixel Camera (PS1) (figure de ?). Les cellules non fonctionnelles sont masquées et représentées en blanc dans la figure ci-dessus.

Une des missions de PS1 (à plus de 56% du temps alloué) est l'observation de tout le ciel Nord à une déclinaison $\delta > 30^\circ$: c'est le relevé 3π Stéradian. Les observations sont effectuées avec 5 filtres $g_{P1}, r_{P1}, i_{P1}, z_{P1}$ et y_{P1} . On notera l'existence d'un sixième filtre (w_{P1}) qui englobe les filtres g, r, i mais qui est utilisé pour l'étude du système solaire et

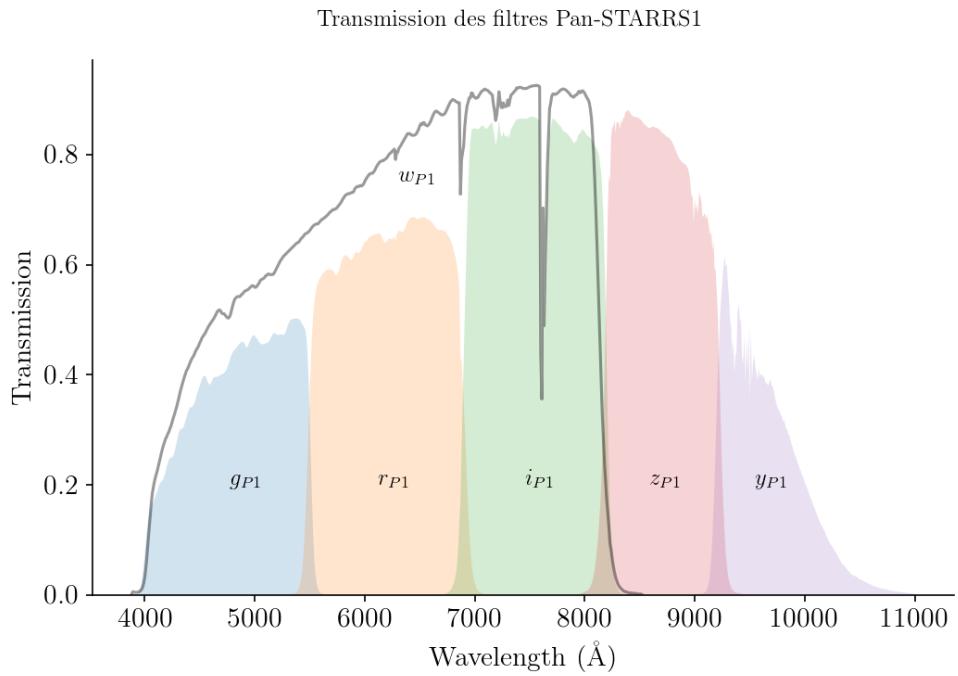


FIGURE 6.2 – Transmission des filtres *grizy* de Pan-STARRS1 (?).

non le relevé 3π Stéradian. Les informations de transmission de ces 6 filtres sont présentées dans la Figure 6.2.

Pan-STARRS1 utilise le système de magnitude “AB” (?) décrit en détail pour le relevé SDSS (?) par ?.

Dans ce système, une magnitude monochromatique AB est défini comme le logarithme de la densité spectrale de flux, tel que :

$$m_{AB}(\nu) = -2.5 \log_{10}(f_\nu [\text{erg s}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{Hz}^{-1}]) - 48.60 \quad (6.1)$$

$$m_{AB}(\nu) = -2.5 \log_{10}\left(\frac{f_\nu [\text{Jy}]}{3631 \text{Jy}}\right) \quad (6.2)$$

avec $1 \text{Jy} = 10^{-23} \text{erg.sec}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Hz}^{-1}$.

La magnitude AB d'une bande passante est alors définie telle que :

$$m_{AB} = -2.5 \log_{10} \left(\frac{\int f_\nu(h\nu)^{-1} A(\nu) d\nu}{\int 3631 \text{Jy} (h\nu)^{-1} A(\nu) d\nu} \right) \quad (6.3)$$

où $A(\nu)$ est la fonction de réponse du filtre considéré. Le système photométrique de PS1 est détaillé dans ?.

Nous présentons dans la Table 6.1 quelques caractéristiques des filtres *grizy* de PS1, ainsi que du relevé 3π Stéradian.

6.1.2 Utilisation des images PS1

Bien entendu nous n'utilisons pas les images brutes acquises par PS1, mais celles ayant été traitées avec différentes étapes de corrections, qui constituera in fine la 1^{re} Data Release de PS1 (??). Ces étapes de traitement d'image sont détaillées dans ?.

TABLE 6.1 – Caractéristiques des filtres *grizy* de PAN-STARRS1 et du relevé 3π Stéradian.

Filtres	λ_{pivot} (Å)	# Expositions	mag à 5σ (exposition unique)	mag à 5σ (expositions empilées)	Seeing médian (")	Mode seeing (")
g_{P1}	4849.11	60528	22.0	23.3	1.47	1.31
r_{P1}	6201.20	70918	21.8	23.2	1.31	1.15
i_{P1}	7534.96	104414	21.5	23.1	1.19	1.05
z_{P1}	8674.20	67604	20.9	22.3	1.14	1.00
y_{P1}	9627.79	70982	19.7	21.4	1.09	0.95

Notes. La longueur d'onde pivot λ_{pivot} est déterminée avec la transmission $A(\lambda)$ tel que $\lambda_{pivot} = \sqrt{\frac{\int A(\lambda) d\lambda}{\int A(\lambda) d\lambda / \lambda^2}}$.

La section 3 de ? décrit la partie corrective des images :

- ◊ **Soustraction du bias et du dark** pour prendre en compte le niveau de base(piédestal) de la caméra et le signal thermique en fonction du temps d'exposition.
- ◊ **Cartographie du bruit** (qui n'est pas forcément uniforme, mais peut présenter un gradient).
- ◊ **Division du flat** pour corriger les effets de vignettage. Les flats sont pris avec une exposition du ciel au crépuscule.
- ◊ **Correction d'effets de franges** dans les images. Ces structures d'interférences sont notamment visibles vers l'infrarouge, où les longueurs d'ondes sont du même ordre de grandeur que l'épaisseur du détecteur.
- ◊ **Application d'un masque statique** pour les pixels du détecteur défectueux ou ayant une réponse très faible dans toutes les expositions, et un **masque dynamique** qui va varier pour chaque observation.
- ◊ **Correction d'effet de CTI** *Charge Transfert Inefficiency*, dû à la saturation d'un pixel. Ce phénomène créé une trainée verticale partant du centre de la source de forte luminosité.
- ◊ **Correction des non-linéarités**, les pixels de la GPC1 n'ayant pas une réponse strictement linéaire en fonction du niveau de flux. Ce phénomène est d'autant plus prononcé aux bords du détecteur et à bas flux.
- ◊ **Correction de motifs** notamment horizontaux dus à des effets de diaphonies entre deux lignes de pixels adjacentes.
- ◊ **Modélisation et soustraction du fond du ciel**, une fois que toutes les corrections précédentes ont été appliquées.

L'étape suivante de traitement des images, décrite dans la section 5 de ?, est une transformation géométrique des images individuelles en un jeu d'image, créant une relation cohérente et uniforme entre les pixels et les coordonnées du ciel. Cette transformation permet alors d'effectuer des opérations de combinaison d'images superposants une partie commune du ciel. Dans ce nouveau système d'agencement, les pixels ont alors une taille de 0''.25 de côté.

La section 6 de ? traite justement de la procédure d’empilement d’images, permettant ainsi un meilleur rapport signal sur bruit (SNR) dans les zones du ciel communes à plusieurs expositions. Cet empilement est effectué de sorte que toutes les images aient un point zéro de $ZP = 25.0$ mag, et une masse d’air de $z = 1$. Ce sont ces images traitées et empilées que nous utiliserons pour la modélisation hyperspectrale des galaxies hôtes.

Nous utilisons pour cela le serveur libre d’accès aux images PS1¹, permettant d’effectuer une requête d’images centrées sur une position du ciel arbitraire (RA, DEC), et de côté arbitraire N pixels, sachant que chaque pixel est de forme carré de $0''.25$ de côté. Les images peuvent être récupérées dans chacun des 5 filtres g_{P1} , r_{P1} , i_{P1} , z_{P1} et y_{P1} , avec un flux par pixel exprimé en unité de coups. Nous montrons dans la Figure 6.3 une image de 140×140 pixels ($= 35'' \times 35''$) centrée sur la position de détection par ZTF de ZTF18accrorf.

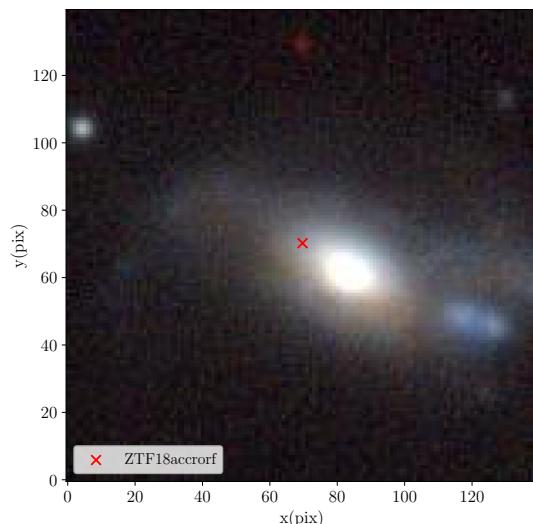


FIGURE 6.3 – Image RGB construite à partir des bandes g_{P1} , r_{P1} et z_{P1} des images PS1. L’image fait $35''$ de côté et est centrée sur la position de détection de ZTF18accrorf par ZTF, à (RA, DEC) = $(17.1692^\circ, 20.0799^\circ)$

6.2 Cigale et SEDFitting

Ayant à présent accès aux images photométriques contenant le champ de vue de l’IFU de la SEDm, nous pouvons passer à l’étape suivante de notre raisonnement, à savoir la modélisation hyperspectrale. Nous avons pour cela besoin d’ajuster en chaque pixel la SED de la galaxie à partir des données photométriques, processus que nous effectuons avec le SED Fitter CIGALE.

6.2.1 Présentation de Cigale

CIGALE, pour Code Investigating GALaxy Emission, est un modéliseur de SED basé sur une approche Bayesienne et écrit initialement en FORTRAN par ?. Le code a ensuite été étendu avec de nombreux modules supplémentaires et entièrement réadapté en PYTHON par ?.

L’idée générale est la construction dans un premier temps du modèle de population stellaire, puis d’ajouter les effets d’absorption par la poussière et les émissions nébulaires.

¹. <https://ps1images.stsci.edu/cgi-bin/ps1cutouts>

Enfin, par conservation d'énergie, l'énergie absorbée par la poussière dans à basses longueurs d'onde est réémise dans l'infrarouge.

La méthode de modélisation est basée sur un calcul progressif via l'utilisation d'une succession de modules, chacun correspondant à une unique composante ou processus physique. Pour chaque module, un set de paramètres est fixé par l'utilisateur. Le code va ainsi explorer la totalité des combinaisons possibles entre tous les modules et leur liberté via ces paramètres, où chaque combinaison résultera en un modèle différent de SED.

La séquence de détermination d'un modèle se fait par les calculs suivants (section 3 de ?) :

- 1) histoire de la formation stellaire (SFH) de la galaxie ;
- 2) spectre stellaire à partir de la SFH et du modèle de population stellaire choisi par l'utilisateur ;
- 3) émission nébulaire (continuum et raies d'émission) ;
- 4) atténuation des émissions stellaires et nébulaires suivant la loi d'atténuation utilisée (également fixée par l'utilisateur), puis calcul de la luminosité absorbée par la poussière ;
- 5) en se basant sur le principe d'équilibre énergétique, calcul de l'émission par la poussière dans l'infrarouge moyen et lointain (énergie réémise à partir de celle absorbée aux courtes longueurs d'onde - étape précédente) ;
- 6) émission d'un noyau actif ;
- 7) décalage vers le rouge des modèles suivant le redshift, et calcul de l'absorption du milieu inter-galactique. Le redshift peut être soit arbitrairement fixé par l'utilisateur, soit 0 (la distance est alors fixée à 10pc), ou -1 et CIGALE tente alors de le fitter photométriquement.

Nous ne détaillerons pas ici la technicité de la méthode Bayesienne ni la description de chacun des modules que propose CIGALE tant ils sont nombreux. Nous nous focaliserons donc sur l'utilisation que nous faisons de ce modéliseur de SED et son application sur les images photométriques de PS1.

6.2.2 Préparation des images photométriques

Avant de se lancer, quelques étapes de traitement sur nos images PS1 sont nécessaires, CIGALE ayant besoin de données d'entrées sous un format spécifique.

Notre premier réflexe a été de vérifier que l'on utilise pas des données sur-échantillonnées spatialement. En effet, nous rappelons qu'à la fin de ce processus de modélisation hyperspectrale nous serons en possession d'un cube avec un SED propre à chaque spaxel, et ce dans le même échantillonnage spatial que les images photométriques utilisées. Le but étant par la suite de projeter ce cube dans l'espace de la SEDm, nous avons tout intérêt à s'assurer que nous ne perdrons pas d'information lors de la projection (sous-échantillonnage), mais également à l'inverse que nous n'appliquons pas CIGALE sur des données relativement sur-échantillonnées.

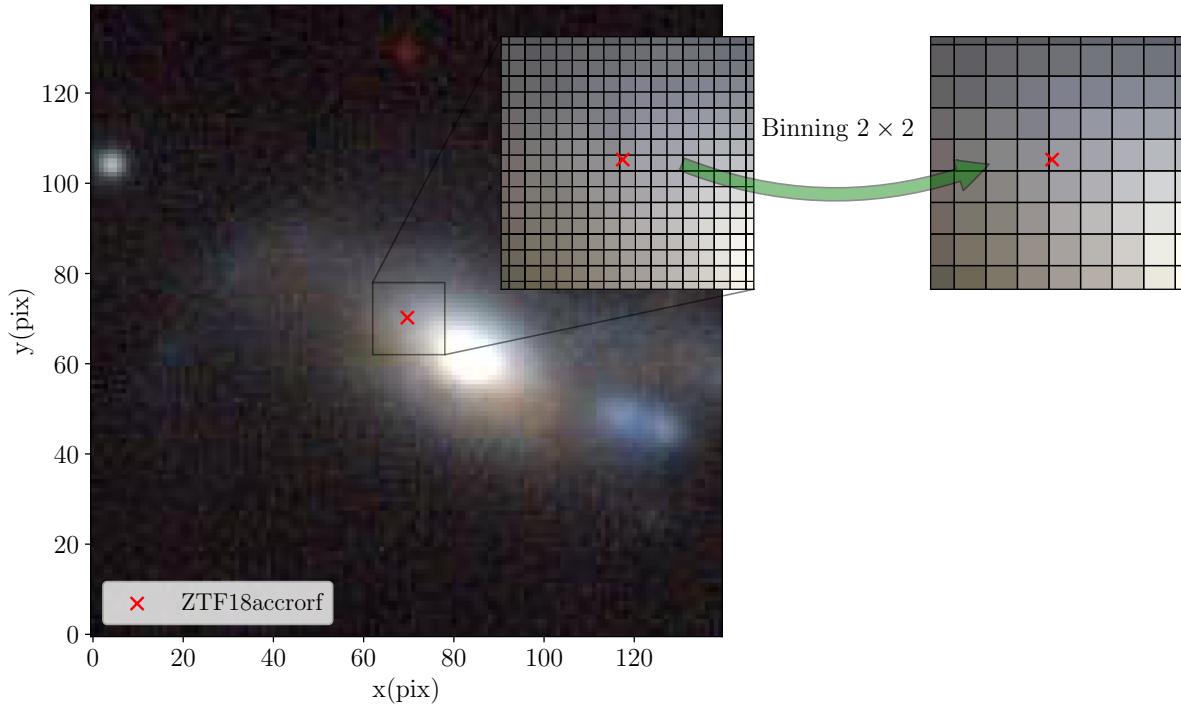


FIGURE 6.4 – Illustration du binning 2×2 sur l'image de la Figure 6.3

La description de la SEDm dans ?, nous indique que le diamètre projeté des micro-lentilles dans le MLA est de l'ordre de $0''.75$. Les pixels des images PS1 étant carrés, et les spaxels du MLA étant hexagonaux, il s'agit surtout d'estimer leur taille effective si nous avions un agencement de spaxels de même forme. Les spécificités de l'IFU dans ? nous indiquent un agencement du MLA de 45×52 spaxels couvrant un champ de vue total de $28'' \times 28''$. Ces informations nous indique que si le MLA était constitué de spaxels carrés, ceux-ci auraient un côté de l'ordre de $0''.57$. Nous verrons ultérieurement qu'en comparant quelques acquisitions de la SEDm ayant plusieurs sources dans le champ de vue avec les images photométriques de PS1 sur la même localisation du ciel, nous trouvons une valeur de $0''.56$.

Les pixels des images PS1 étant de $0''.25$ de côté, nous avons procédé à un regroupement 2×2 des pixels des images, comme illustré dans la Figure 6.4. Le flux du nouveau pixel est ainsi simplement la somme des flux des 4 pixels dont il est issu, tout comme la variance associée.

Par ailleurs, le flux (et l'erreur associée) des images étant en unité de coups, il faut les convertir en unité physique. Nous savons de ? que le point zéro de toutes les bandes est de 25 mag dans le système de magnitude AB. En utilisant la définition de ce système de magnitude (Eq 6.1), nous convertissant les unités de flux en mJy, unité physique dans laquelle les flux doivent être données en entrée de CIGALE. Les transmissions des bandes photométriques sont également fournies au SED Fitter, qui les utilise pour intégrer les modèles construits dans les filtres correspondants et pouvoir ensuite les comparer aux données d'entrée.

Par ailleurs, afin d'éviter d'appliquer le SED Fitter sur une zone sans galaxie (aka fond du ciel), nous effectuons une coupure dans les pixels où la SED sera modélisée en

ne considérant que ceux où le rapport signal sur bruit (SNR) est supérieur à 3 dans les 5 bandes. Une illustration de cette coupure est montrée dans la Figure 6.5.

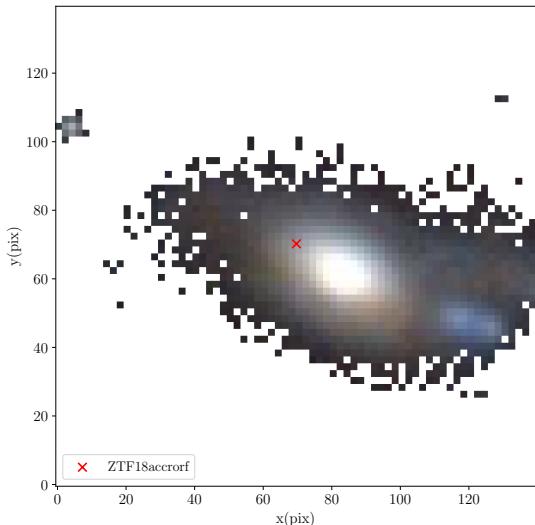


FIGURE 6.5 – Illustration de la coupure $\text{SNR} > 3$ dans toutes les bandes PS1 avec l'image de la Figure 6.3, après binning 2×2 .

Enfin, à partir des informations de chaque image (flux et erreurs) nous créons un tableau que **CIGALE** pourra lire. Ce dernier contient une colonne *ID*, une colonne *redshift* (identique pour tous les pixels car nous considérons qu'ils appartiennent au même objet), et une colonne pour chaque filtre et erreur associée (par exemple *ps1_g* et *ps1_g_err* pour le flux d'un pixel dans la bande *g_{P1}* et l'erreur associée). Le *redshift* que nous utilisons pour les galaxies hôtes dans ZTF est habituellement obtenue à partir de la base de données spectrales de SDSS. Si aucun *redshift* spectroscopique n'est disponible, nous utilisons un *redshift* photométrique, ou un *resdshift* spectrale obtenu à partir d'une première extraction de spectre de la supernova étudiée (voir section ??).

La géométrie et la position spatiale de chaque pixels sont alors mis en mémoire vis à vis de leur identifiant, et les pixels non sélectionnés par la coupure en SNR se verront attribués un spectre nul lors de la construction du cube intrinsèque.

6.2.3 Configuration de CIGALE

Nous utilisons dans le pipeline **HYPERGAL** la version 2020 de **CIGALE**. Trois étapes sont nécessaires pour faire tourner le code : l'initialisation, la génération du fichier de configuration et enfin le lancement de l'ajustement. Ces étapes nécessitent la modification manuelle de fichiers *.ini*, nous avons donc créé dans **HYPERGAL** une méthode d'automatisation de ces processus.

L'initialisation a pour but de fixer le fichier de données à utiliser, le nombre de coeur sur la machine à utiliser et surtout les modules à partir desquels la grille de modèles sera calculée. Détailons à présent les différentes composantes qui constitueront les ingrédients de notre modéliseur de SED.

6.2.3.1 Histoire de formation stellaire

Le premier module va définir le modèle d'histoire de formation stellaire (SFH) et ainsi le taux de formation stellaire (SFR) au cours du temps. La SFH décrit le processus de

formation des étoiles au sein de la galaxie, qui va dépendre du temps et de l'espace, et peut se produire de façon brutale (*burst*), progressive, voire les deux combinés. Nous avons choisi d'utiliser le module `sfhdelayed` proposé par CIGALE, où la modélisation est de la forme suivante :

$$SFR_{\text{delayed}}(t) \propto \frac{t}{\tau^2} \times \exp(-t/\tau) \text{ pour } 0 \leq t \leq t_0 \quad (6.4)$$

avec t_0 l'âge de commencement de la formation stellaire, et τ le temps caractéristique. Cette forme permet une évolution lisse dans le temps, avec une croissance quasi-linéaire de la SFR jusqu'à un pic de taux de formation, suivant d'une lente décroissance quand $t > \tau$. Pour plus de flexibilité et prendre en compte un possible épisode de formation stellaire tardif, ce module permet également de rajouter une seconde composante exponentielle (?). Ainsi, la forme fonctionnelle de la SFR est :

$$SFR(t) = SFR_{\text{delayed}}(t) + SFR_{\text{late}}(t) \quad (6.5)$$

où $SFR_{\text{delayed}}(t)$ est la composante de l'équation 6.4, et $SFR_{\text{late}}(t) \propto e^{(-(t-t_{\text{late}})/\tau_{\text{late}})}$ quand $t > t_{\text{late}}$, 0 sinon. L'amplitude de cet épisode tardif est fixée par le paramètre f_{late} , qui est défini comme le ratio entre la masse d'étoiles formées durant cet évènement et la masse totale d'étoiles. Les paramètres utilisés (τ , τ_{late} , t_0 , t_{late} et f_{late}) sont présentés dans la Table 6.2.

6.2.3.2 Population stellaire

Le second module décrit la population stellaire à laquelle la SFH va être appliquée, ce qui va permettre le calcul de la composante stellaire du spectre de la SED. Nous utilisons dans `HYPERCAL` la librairie de populations stellaires simple `bco3` (ou `GALAXEV`) de ?, avec la fonction initiale de masse de ?. Cette librairie de population est disponible avec un large intervalle de paramètres de métallicité Z ¹, allant de 0.0001 à 0.05, et fournit une résolution de l'ordre de 3Å sur l'intervalle de longueur d'onde [3200 – 9500]Å (et une plus faible résolution au delà).

6.2.3.3 Émission nébulaire

Une part importante de lumière émise par les étoiles les plus massives (dans le continuum Lyman) a pour effet de ioniser le gaz présent au sein de la galaxie. Ce phénomène engendre à son tour une émission énergétique non négligeable sous la forme de continuum et de raies. La librairie utilisée par CIGALE pour modéliser l'émission nébulaire est basée sur ?, et générée avec `CLOUDY 13.01` (?). La modélisation qui en découle fixe les intensités relatives de 124 raies d'émissions dans la région *HII*, et est paramétrisée par la métallicité Z (identique à celui utilisé pour la population stellaire) et un paramètre d'ionisation U sans dimension. Ce paramètre est défini tel que $\log(U) \equiv \log(n_\gamma/n_H)$ où n_γ est la densité numérique de photons responsables de l'ionisation d'hydrogène et n_H la densité numérique d'hydrogène.

L'émission nébulaire ayant une forte contribution dans l'optique, nous explorons une large gamme de paramètres de métallicités Z et de paramètres d'ionisation U , décrite dans la Table 6.2.

¹. Définie comme la fraction massique des éléments plus lourd que l'hélium, vérifiant la relation $X + Y + Z = 1$ où X et Y représentent les fractions massiques de l'hydrogène et l'hélium respectivement.

6.2.3.4 Loi d'atténuation

La poussière contenue dans la galaxie absorbe fortement les radiations à courte longueur d'onde, notamment de l'ultraviolet au proche infrarouge, et cette énergie est ensuite réémise dans l'infrarouge moyen et lointain. Considérant le fait que **HYPERGAL** est conçu pour des objets jusqu'à un redshift de $z \approx 0.1 - 0.15$, et que nous utilisons des images photométriques entre environ 4000 et 10000Å, l'effet de l'atténuation par la poussière ne doit surtout pas être négligé.

Nous adoptons le modèle développé par ?, à travers le module `dustatt_modified_CF00` (CF00) de **CIGALE**. L'idée de ce modèle est de considérer 2 populations d'étoiles : les étoiles jeunes ($< 10^7$ années) qui résident encore dans le nuage qui leur a donné naissance (*birth cloud*; BC), et les étoiles vieilles ($> 10^7$ années) qui elles sont considérées comme appartenant au milieu interstellaire (ISM). L'atténuation est donc traitée différemment, dans le premier cas la contribution du nuage et du milieu interstellaire sont pris en compte, dans le second cas seul le milieu interstellaire. Une loi de puissance est utilisée dans les 2 cas, normalisée par l'atténuation dans la bande V ($\lambda_V = 0.5 \mu\text{m}$) :

$$\begin{aligned} A_\lambda^{BC} &= A_V^{BC} \left(\frac{\lambda}{\lambda_V} \right)^{n_{BC}} \\ A_\lambda^{ISM} &= A_V^{ISM} \left(\frac{\lambda}{\lambda_V} \right)^{n_{ISM}} \end{aligned}$$

et le rapport entre l'atténuation dans la bande V des étoiles jeunes et des étoiles vieilles est paramétré par :

$$\mu = \frac{A_V^{ISM}}{A_V^{ISM} + A_V^{BC}}$$

où μ est un paramètre libre pour plus de fléxibilité et une meilleure estimation des raies d'émission H $_\alpha$ (?). Nous choisissons de fixer la pente de la loi de puissance pour l'atténuation du milieu interstellaire à $n_{ISM} = -0.7$ en suivant ?. Cependant nous fixons l'autre pente (contribution du nuage) à $n_{BC} = -1.3$ pour prendre en compte les effets d'absorption des grains dans l'optique similairement à ceux présents dans la Voie Lactée et les nuages de Magellan (?).

6.2.3.5 Émission de la poussière

La poussière ré-émet l'énergie absorbée entre l'UV et le proche IR dans le moyen et lointain IR. Étant donné que l'on étudie des galaxies proches ($z < 0.15$) avec des bandes photométriques définies sur un interval de longueur d'onde $\lambda \lesssim 10000 \text{ \AA}$, cette contribution n'a pas d'impact dans notre cas d'utilisation. En testant plusieurs modèles et différentes libertés, nous n'avons observé aucun changement dans le modèle ajusté. Nous utilisons donc par défaut le module le plus simple décrivant cette contribution, `dale2014` (?). La paramétrisation est de la forme $dM_d(U) \propto U^{-\alpha} dU$, entièrement défini par l'exposant α , avec M_d la masse de poussière chauffée par le champ radiatif et U l'intensité énergétique d'exposition.

TABLE 6.2 – Paramètres d’entrées pour chaque module de CIGALEutilisé.

Paramètre	Symbol	Valeurs de liberté
Histoire de formation stellaire (SFH)		
<i>e-folding time</i> population stellaire principale	τ_{main} (Myr)	1000, 3000, 5000
<i>e-folding time</i> population stellaire tardive	τ_{late} (Myr)	10000
Âge population stellaire principale	age_{main} (Myr)	1000, 2000, 4000, 8000, 10000, 12000
Âge population stellaire tardive	age_{late} (Myr)	10, 40, 70
Fraction massique de la population tardive	f_{late}	0, 0.001, 0.01, 0.1, 0.2
Population stellaire		
Modèles de population stellaire ?		
Fonction initiale de masse	IMF	?
Metallicité	Z	0.0001, 0.0004, 0.004, 0.008, 0.02, 0.05
Émission nébulaire		
Paramètre d’ionisation	$\log(U)$	-4, -3, -2, -1
Atténuation de la poussière		
Basé sur ? et ?		
Atténuation milieu interstellaire dans la bande V	A_V^{ISM}	0, 0.3, 0.7, 1, 1.3, 1.7, 2
$\frac{A_V^{ISM}}{A_V^{ISM} + A_V^{BC}}$	μ	0.1, 0.3, 0.7, 1
Pente loi de puissance BC	n_{BC}	-1.3
Pente loi de puissance ISM	n_{ISM}	-0.7
Émission de la poussière		
Librairie de ?		
Exposant α	α	1

Notes. Chaque *e-folding time* correspond au temps caractéristique des 2 exponentielles décroissantes de l’équation 6.5.

6.2.4 Utilisation

La configuration que nous proposons dans la Table 6.2 nécessite le calcul d’une grille de 181440 modèles. Sachant que notre but n’est pas de dériver de paramètres physiques (voir ? pour la liste exhaustive), mais de seulement modéliser le SED pour chaque pixel spectral, nous gagnons un temps de calcul non négligeable. Avec une machine de 20 cœur, l’ajustement des SED de chaque pixel prend environ 3 minutes.

Avant de construire le cube intrinsèque, nous récupérons l’information spatiale propre à chaque pixel, devenu nos nouveaux spaxels du cube intrinsèque, afin de réaranger le même agencement que l’image dans la Figure 6.5.

La Figure 6.6 montre deux exemples de SED ajustées par CIGALE, l’un à l’intérieur du bulbe galactique, l’autre à l’extérieur.

L’obtention de la SED permet également de déterminer le flux intégré spectralement sur les bandes photométriques d’entrée, et ainsi d’estimer la qualité de la modélisation et la présence éventuelle de structures dans les résidus. Nous montrons par exemple dans la Figure 6.7 la distribution du pull vis à vis de chaque bande de PS1, ainsi que le RMSE spectral en les considérant toutes.

Le pull est défini comme la déviation entre le modèle et les données, pondérée par

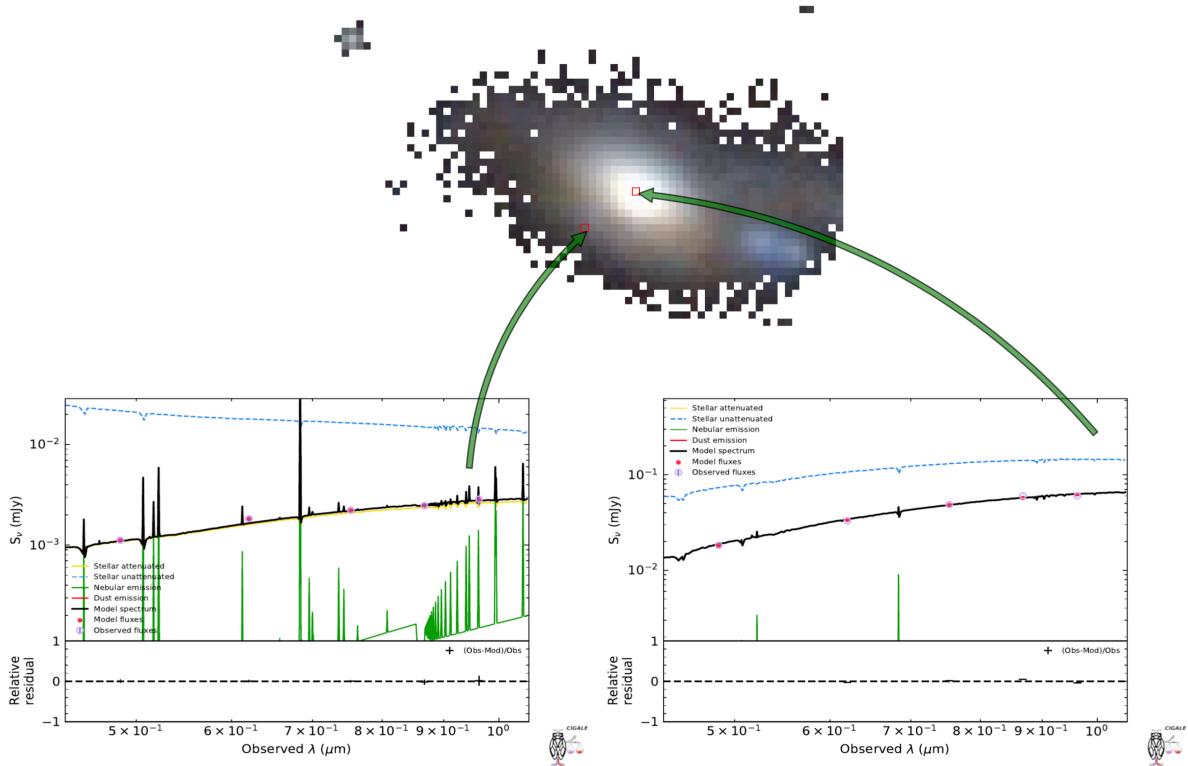


FIGURE 6.6 – Exemples de SED ajustées pour deux pixels. *À gauche* un pixel à l’extérieur du bulbe de la galaxie, *à droite* un pixel à l’intérieur. Les différentes composantes de la SED totale sont indiqués dans les figures de sortie de CIGALE.

l’erreur sur ces dernières, tel que :

$$p = \frac{y - \tilde{y}}{\sigma} \quad (6.6)$$

avec \tilde{y} la prédiction du modèle, y la donnée et σ l’erreur sur y . Le RMSE (ou erreur quadratique moyenne), est défini tel que :

$$RMSE = \sqrt{\left(\frac{1}{N_\lambda} \sum_{\lambda} \left(\frac{y_{\lambda} - \tilde{y}_{\lambda}}{y_{\lambda}} \right)^2 \right)} \quad (6.7)$$

avec la même définition des paramètres que pour le pull et N_λ étant le nombre de données spectrales (5 dans notre cas). On notera la normalisation par y_{λ} , afin d’avoir une quantité plus facilement interprétable.

Nous obtenons dans ce cas de figure une distribution sans structure apparente du pull et du RMS, avec une précision de l’ordre de 2 – 3% dans une majorité de la galaxie. On notera une déviation non négligeable sur les bords de la galaxie où la coupure SNR > 3 n’est peut-être pas assez stricte et laisse passer quelques zones du ciel non modélisables par le SED Fitter.

Nous pouvons estimer le RMS spatial global à partir du RMS spectral de chaque pixel, tel que :

$$RMS_{spatial} = \sqrt{\left(\frac{1}{N_p} \sum_p (RMS_p^2) \right)} \quad (6.8)$$

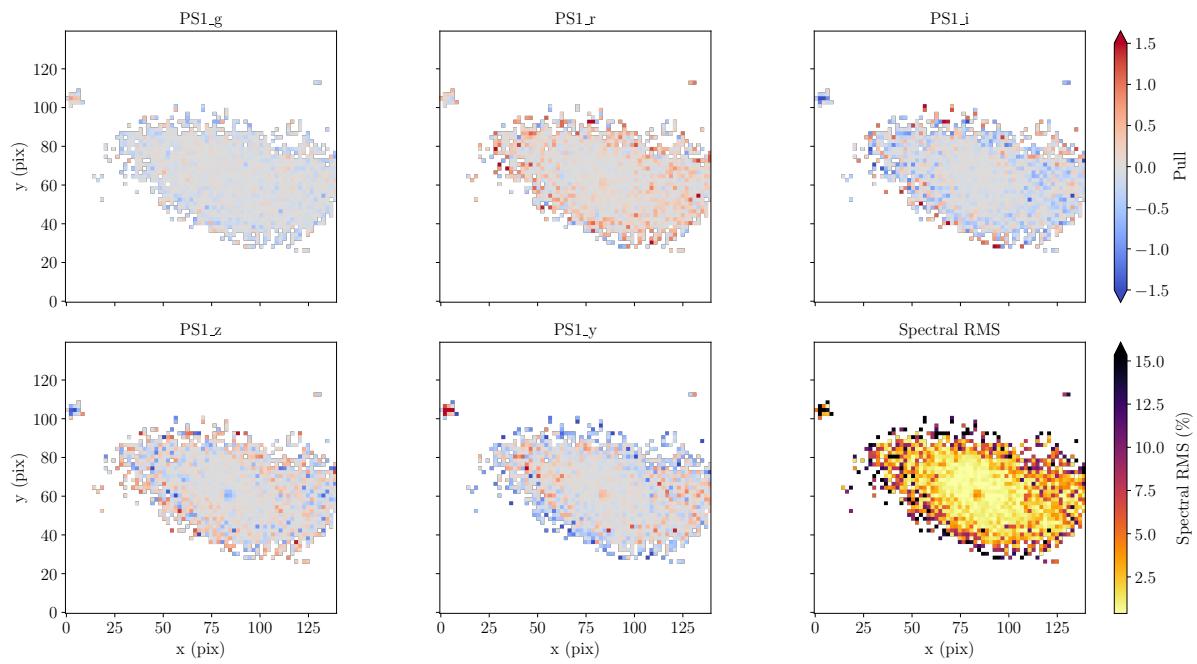


FIGURE 6.7 – Cartographie du pull pour chaque bande PS1 et du RMS spectral en sortie de CIGALE

En considérant les 90 premiers percentiles en RMS des pixels, nous obtenons avec les résultats montrés dans la Figure 6.7 que le $\text{RMS}_{\text{spatial}} = 2.9\%$.

6.3 Construction du cube intrinsèque

6.3.1 Échantillonnage des spectres dans l'espace SEDm

Chaque pixel étant traité indépendamment par CIGALE, leur échantillonnage spectral de sortie n'est pas homogène, et nécessite donc d'être uniformisé à notre cas d'utilisation, à savoir l'échantillonnage spectral de la SEDm.

Les cubes de la SEDm sont construits numériquement avec les modules `PYIFU`¹ et `PYSEDM`, écrits en `PYTHON`, et sont composés de 220 tranches spectrales étendues de 3700Å à 9300Å soit un échantillonnage spectral d'environ 25.57Å.

Nous illustrons dans la Figure 6.8 l'échantillonnage spectral d'une SED obtenue avec CIGALE, et sa projection dans l'espace spectral de la SEDm. Initialement, l'échantillonnage est inférieur à 5 Å, mais n'est pas uniforme. Pour effectuer le ré-échantillonnage correspondant à l'espace spectral de la SEDm, nous interpolons par une spline cubique la SED obtenue avec CIGALE, avec un échantillonnage 10 fois plus fin (2200 pixels). Nous prenons en compte de cette façon le fait que chaque valeur de flux correspond à un flux intégré, et non discret. Nous appliquons ensuite une convolution par une fonction porte (de taille 10 pixels également) pour obtenir notre spectre échantillonné dans l'espace spectral de la SEDm (220 pixels spectraux entre 3700Å et 9300Å).

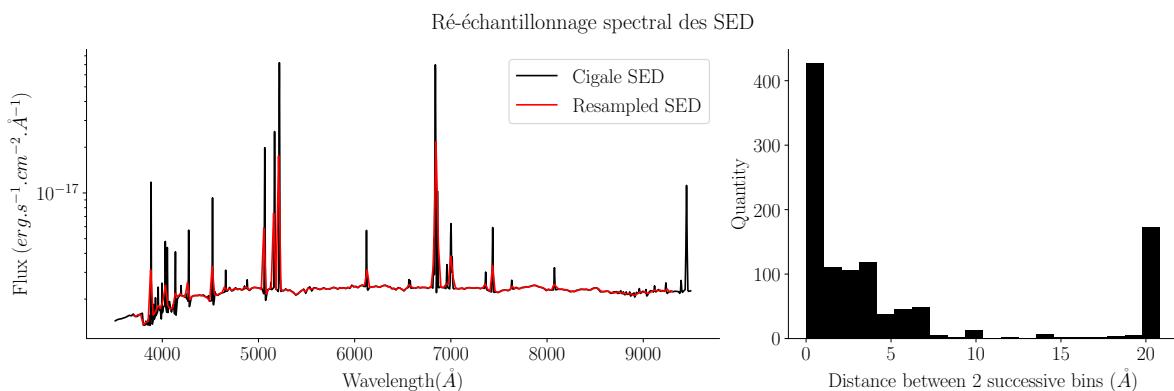


FIGURE 6.8 – Échantillonnage spectral d'une SED obtenue avec CIGALE. À gauche la SED de sortie de CIGALE entre 3500 et 9500Å (courbe noir) et le ré-échantillonnage dans l'espace spectral de la SEDm (courbe rouge). À droite nous montrons l'histogramme de la taille d'échantillonnage de cette SED à la sortie de CIGALE.

6.3.2 Construction du cube

Ayant projeté toutes les SED dans l'espace spectral de la SEDm, nous sommes à présent en mesure de reconstruire le cube intrinsèque de la galaxie hôte.

Nous rappelons que nous avons effectué une coupure $\text{SNR} > 3$ (section 6.2.2) dans toutes les bandes PS1 pour isoler les zones des images photométriques n'appartenant pas à une source astronomique. Pour ces zones nous fixons une SED nulle, le fond ayant déjà été soustrait dans les images PS1 (section 6.1.2).

1. <https://github.com/MickaelRigault/pyifu>

Nous utilisons alors la mise en mémoire de la géométrie et localisation spatiale de chaque pixel avant l'utilisation de **CIGALE**, pour procéder à l'agencement de nos spaxels. Nous montrons dans la Figure 6.9 le cube intrinsèque ainsi reconstruit.

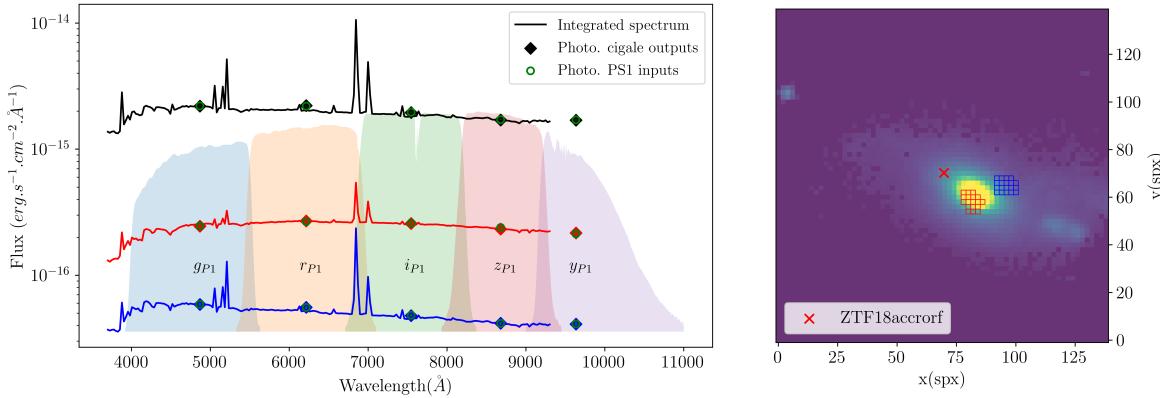


FIGURE 6.9 – Cube intrinsèque de la galaxie hôte de ZTF18accorrf. *À droite* l'image 2D du cube 3D avec toutes les tranches de longueur d'ondes empilées. La croix rouge indique la position prédictive de ZTF18accorrf. Les spaxels sélectionnés en rouge et bleu servent à illustrer l'aspect 3D du cube en montrant la SED correspondante. *À gauche* sont représentés les spectres intégrés de 3 différentes zones spatiales du cube. Les spectres bleu et rouge correspondent aux spaxels de même couleur, et le spectre noir à l'intégration total. La couverture spectrale des filtres de PS1 est également représentée, avec pour chaque spectre les données photométriques d'entrée (*cercles verts*) et le résultat obtenu avec **CIGALE**(*losanges*) à la longueur d'onde pivot du filtre.

L'obtention du cube intrinsèque clôture l'étape de la modélisation hyperspectrale d'**HYPERGAL**. Le code dédié à la requête des images photométriques PS1 et leur traitement pour le SED fitting est contenu dans le module **HYPERGAL.PHOTOMETRY**. L'utilisation de **CIGALE** est entièrement automatisée dans le module **HYPERGAL.SPECTROSCOPY.SEDFITTING**, avec la liberté laissée à l'utilisateur d'utiliser une configuration différente de celle implémentée par défaut (Table 6.2) dans un fichier *.json*. Ce module traite également la reconstruction du cube.

La projection dans l'espace des observations de la SEDm n'est pas encore possible à ce stade, car nous n'avons pas pris en compte la réponse impulsionale de notre instrument. En effet, les réponses impulsionales spectrale (fonction d'étalement de raie ; LSF) et spatiale (fonction d'étalement de point ; PSF) de la SEDm ne sont pas les mêmes que celles présentes dans notre cube.

Les SED obtenues avec **CIGALE** sont à la résolution spectrale des modèles de population stellaire. La librairie **BC03** que nous avons utilisée est basée sur des spectres ayant une résolution de 3\AA sur l'intervalle $[3200-9500]\text{\AA}$ (correspondant à une résolution de $R = \lambda/d\lambda \approx 2000$; ?). Cette résolution, $20\times$ supérieure à celle de la SEDm, rend primordiale l'étude la LSF.

La PSF de notre cube provient quant à elle de nos images photométriques PS1, qui est chromatique et que nous avons détaillé dans la Table 6.1 (un seeing typiquement de l'ordre de $\sim 1''.1$ contre $\sim 1''.7$ pour la SEDm).

Le chapitre suivant de ce manuscrit a pour but de caractériser ces différentes réponses instrumentales.