



Maïgan Périot, Jules Villeneuve et Marc-Antoine Lapointe

Activité de synthèse physique et mathématique 360-FEG-05

Groupe 12022

PROJET SYNTHÈSE EN MATHÉMATIQUES ET PHYSIQUE:
CARACTÉRISATION D'UNE ÉTOILE VARIABLE À ÉCLIPSES

Travail présenté à
Stéphane Lapierre et Andrée-Anne Bernier

Département de physique et mathématique
Cégep de Rimouski
Le 7 mai 2018

Table des matières

	Page
Table des matières	1
Liste des tableaux	2
Liste des figures	3
Résumé	4
Abstract	5
Remerciements	6
Chapitre 1: Introduction	7
Chapitre 2: Cadre théorique et méthodologie	10
Chapitre 3: Matériel, instrumentation et manipulations	24
Chapitre 4: Observations et résultats	29
Chapitre 5: Discussion	38
Chapitre 6: Conclusion	41
Chapitre 7: Bibliographie	42
Annexe	46

Liste des tableaux

	Page
Tableau 1: Synthèse des observations réalisées au télescope et leurs valeurs de références.....	30
Tableau 2: Valeurs de magnitudes mesurées avec un filtre bleu et un filtre visible.....	31
Tableau 3: Caractéristiques expérimentales du système binaire RZ Com.....	32
Tableau 4: Suite des caractéristiques du système binaire RZ Com et comparaison le Soleil.....	32
Tableau 5: Caractéristiques du système binaire RZ Com en comparaison avec celles du Soleil....	33
Tableau 6: Caractéristiques de la distance séparant les deux astres du système RZ Com.....	33

Liste des figures

	Page
Figure 1: Localisation de l'étoile variable RZ	10
Figure 2: Représentation de la variation de magnitude d'un système binaire détaché.....	11
Figure 3: Représentation de la variation de magnitude d'un système binaire à contact	12
Figure 4: Représentation d'artiste des différents types d'étoiles variables à éclipses.....	13
Figure 5: Vue d'artiste d'un système variable cataclysmique et d'un disque d'accrétion.....	15
Figure 6: Schématisation de la méthode parallaxe.....	16
Figure 7: Diagramme de Hertzsprung-Russell.....	20
Figure 8: Diagramme de Hertzsprung-Russell Selon la couleur et la magnitude.....	21
Figure 9: Exemple de matrice utilisée par une caméra CCD.....	25
Figure 10: Évolution de la magnitude du système RZ Com	30
Figure 11: Extrapolation de l'indice B-V pour le couple RZ Com.....	31

Résumé

Nous avons caractérisé à travers cette étude une étoile variable de type binaire à éclipses, plus précisément, l'étoile RZ Com de la chevelure de Bérénice. Pour étudier cette étoile, nous avons réalisé des observations photométriques pendant deux nuits à l'aide d'un télescope Celestron 14 po. 300 photos furent prises avec un temps d'exposition variant entre 20 et 40 secondes et ont ensuite été traitées et comparées à l'aide de logiciels. La principale variable étudiée directement était la variation de luminosité ainsi que l'indice de couleur. Particulièrement celle-ci a permis de déterminer un type spectral, une période, une distance, une température, une magnitude absolue et bolométrique, un temps de vie au sein de la séquence principale, une masse pour chacune des étoiles faisant partie du système ainsi que la distance séparant les deux membres du couple d'étoiles. En revanche, la couverture nuageuse nous a forcés à utiliser un indice de couleur inféré plutôt que mesuré expérimentalement, conduisant à un grand écart avec la valeur théorique (25-30%). Cela a résulté en des étoiles paraissant plus chaudes et plus massives que ce que la théorie suppose. L'expérience devrait être réalisée en une seule fois à l'aide d'instruments spectrométriques et au cours d'une nuit claire afin de minimiser les approximations et réaliser une caractérisation plus précise. Il fut également impossible de transmettre les données prises à la base de données de l'AAVSO, à cause d'un nombre insuffisant d'étoiles de références. Enfin, l'importance de l'étoile RZ Com était trop négligeable dans le domaine de l'astrophysique et ne respectait donc pas les critères de base nécessaires à la réalisation d'une page *Wikipédia*.

Abstract

We have characterized through this study a variable star of binary type with eclipses, more precisely, the star RZ Com of the hair of Bérénice. To study this star, we performed photometric observations for two nights using a 14 "Celestron telescope. 300 photos were taken with an exposure time varying between 20 and 40 seconds and were then processed and compared using software. The main variable studied directly was the variation in brightness as well as the color index. Particularly this one allowed to determine a spectral type, a period, a distance, a temperature, an absolute and bolometric magnitude, a life time within the principal sequence, a mass for each of the stars forming part of the system as well as the distance between the two members of the star couple. In contrast, cloud cover forced us to use an infrared color index rather than experimentally measured, leading to a large gap with the theoretical value (25-30%). This resulted in stars appearing warmer and heavier than predicted by theory. The experiment should be performed in one go using spectrometric instruments and during a clear night to minimize approximations and achieve a more accurate characterization. It was also impossible to transmit the data taken to the AAVSO database because of insufficient number of reference stars. Finally, the importance of the star RZ Com was too negligible in the field of astrophysics and therefore did not meet the basic criteria necessary for the realization of a Wikipedia page.

Remerciements

Nous tenons à remercier les professeurs du département de physique et mathématique du Cégep de Rimouski pour les nombreux conseils et la préparation.

Merci aussi aux parents pour les lifts tardifs et le support moral.

Enfin, un merci incommensurable à Damien Lemay, astronome amateur “professionnel” et source d’inspiration, sans qui le projet n’aurait tout simplement pas été possible.

Chapitre 1: Introduction

Les étoiles variables sont des étoiles où se produit un changement cyclique de luminosité au cours d'une période de temps plus ou moins longue (Lombry 2015). Celles-ci constituent une partie importante de l'astronomie car elles contiennent beaucoup d'information sur la vie et l'évolution des étoiles. Elles ont auparavant permis de déterminer la distance de galaxies lointaines ou encore de déterminer l'âge de l'Univers. L'étude des étoiles variables permet actuellement d'avoir une idée de plus en plus précise du futur de notre Soleil ainsi que d'entrevoir des planètes abritant la vie ailleurs dans la Voie lactée (AAVSO 2017). L'étude des étoiles variables est très vieille en raison de l'observation facile et évidente de celles-ci, certaines variations de luminosité étant observables à l'oeil nu. La première étoile variable fut observée en 1572 par l'astronome Tycho-Brahé (Rudaux 1948). Quelques années plus tard, il y eu plusieurs observations d'étoiles «disparaisant» et autres phénomènes nécessitant l'existence du phénomène des étoiles variables. Ce n'est qu'au 19e siècle que les étoiles variables commencèrent à être observées de façon scientifique et répertoriées de façon systématique (Samus *et al.* 2016).

Les étoiles variables de type binaires à éclipses sont des étoiles se trouvant en couple de deux et tournant l'une autour de l'autre. Plus l'espace entre ces deux étoiles est grand, plus ces étoiles sont faciles à observer, alors que plus elles sont rapprochées, plus l'utilisation d'instruments précis sera nécessaire. Les premières étoiles à éclipses observées étaient visibles à l'oeil nu, elles étaient donc très distantes l'une de l'autre (environ 2 à 30 secondes d'arc). Pour les étoiles plus rapprochées, une distance de 1'' d'arc ou moins nécessite un instrument plus puissant pour les observer. Parfois les étoiles deviennent même confondues, mais leur rotation plus rapide

permet de faire l'observation de plusieurs éclipses en une seule nuit (Séguin et Villeneuve 2001).

Plus spécifiquement, ce type d'étoile sera privilégié dans le cadre du projet puisque le temps imparti pour la réalisation du projet est trop limité pour réaliser l'étude d'une étoile variable possédant une longue période. Les belles soirées étant plutôt rares à cause de la météo, l'étude se concentrera sur une étoile ayant une à plusieurs éclipses en une seule soirée d'observation. Aussi, l'étude d'une étoile variable binaire à éclipses permettra d'avoir une courbe claire des changements de luminosité brusques se produisant au sein du système. Ces courbes précises seront plus facilement analysables par des astronomes amateurs afin de pouvoir en tirer des conclusions. Enfin, l'étude d'un système multiple permettra de entièrement caractériser ce système au niveau de sa période d'orbite, sa luminosité apparente, sa distance par rapport à la Terre, sa température, sa taille, son type spectral, ainsi que la masse totale du système.

L'étoile variable RZ de la chevelure de Bérénice sera la cible de cette caractérisation stellaire, car elle présente plusieurs caractéristiques intéressantes dans le cadre du projet. Premièrement, sa période théorique est de 8h07, ce qui correspond à deux éclipses au cours d'une nuit. Il sera donc possible de vérifier expérimentalement si la période prédictive par l'éphéméride astronomique (Milwaukee Astronomical Society 2018) est exacte. Aussi, l'étoile variable se situe dans une constellation circumpolaire, elle ne passe donc jamais sous l'horizon à la latitude de la prise de données (48° N). Comme elle est observable durant une nuit entière, il sera aisément d'en observer toutes ses éclipses. De plus, sa magnitude apparente théorique se situe entre 10,4 et 11,1 (AAVSO 2018), soit une luminosité assez grande pour qu'il n'y ait pas de confusion avec le bruit thermique généré par le télescope (Lemay 2018). Finalement, il y a peu de données astronomiques récentes sur la base de données de l'AAVSO concernant cette étoile. Les données de l'expérience seront donc inédites concernant ce système binaire.

Spécifiquement, les objectifs du projet seront de: 1) caractériser un système d'étoiles binaire (RZ Com) dans son ensemble, par la mesure de ses magnitudes, sa période ainsi que son indice

B-V (indice de couleur), qui permettra une analyse plus approfondie à l'aide des lois de Stefan-Boltzmann et de l'étude des magnitudes (Séguin et Villeneuve 2001); 2) enrichir la banque de données de l'AAVSO à travers une prise de données sur un lapse de temps incluant deux éclipses, rendant aisée la comparaison de différence de magnitudes. L'indice de couleur de cette étoile n'ayant jamais été mesuré, les données acquises seront donc inédites; 3) rédiger une page *Wikipédia* sur le système binaire, rendant l'accès aux informations relatives à cette étoile multiple facile d'accès pour le grand public ainsi qu'aux astronomes amateurs.

En se basant sur les rares observations antérieures réalisées par des membres de l'AAVSO (Samolyk G. 2017; Menzies K. 2016) ainsi que celles prises par le satellite *Hipparcos* (1990) et *Gaia* (2013), nous supposerons que le système binaire produira deux éclipses au cours de la nuit d'observation. La première éclipse devrait être légèrement plus prononcée que la seconde, car l'étoile éclipsée correspond à un type spectral G9 (Struve et Gratton 1948), soit une étoile semblable au Soleil (section 2.7) quoique légèrement plus froide. La seconde étoile est plutôt une classe K0, soit une étoile encore plus froide et moins lumineuse (Séguin et Villeneuve 2001). Nous supposerons également que les différentes caractéristiques des deux étoiles devraient être légèrement inférieures à celles du Soleil, car elles sont situées plus à droite sur la séquence principale (section 2.8).

Chapitre 2: Cadre théorique et méthodologie

2. 1 La localisation du système

Le système d'étoile variable binaire RZ Com (12:35:05.06 +23:20:14.0) se situe au sein de l'amas ouvert de la constellation de la chevelure de Bérénice (*Coma Berenices*; figure 1). La constellation est également principalement constitué par cet amas ouvert (*Melotte III*), soit un groupe d'étoiles environ du même âge liée entre elles par gravitation. La constellation se situe à l'est de la celle du Lion et est plutôt difficile à distinguer à l'oeil nu (Beckett B. et Rosenfeld R. 2017). En revanche, elle recèle plusieurs objets astronomiques particuliers du Catalogue Messier (1966), notamment un amas de sept galaxies. La constellation est constituée de trois étoiles principales de magnitudes 4 (section 2.6) et possède une forme de « L » ressemblant vaguement à une feuille d'arbre.

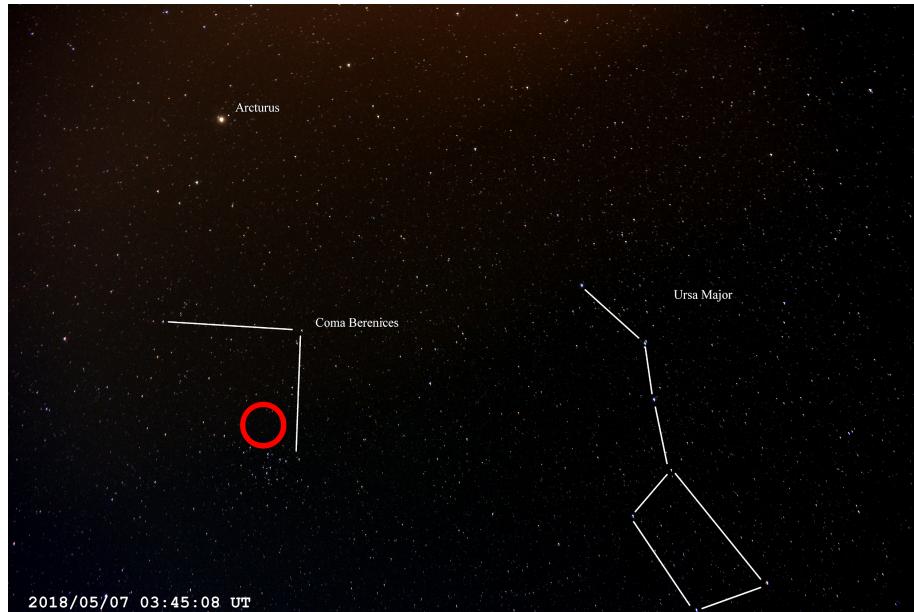


Figure 1 : Localisation de l'étoile variable RZ de la chevelure de Bérénice
(Crédit photo: Maïgan Périot)

Dans notre cas, l'étoile sera localisée en utilisant l'outil *Variable Star Plotter* du site de l'AAVSO. Il faudra comparer ensuite le plan céleste ayant l'étoile variable au centre, avec l'image obtenue à l'aide de la caméra CCD (section 3.2.2) afin de retrouver l'étoile étudiée (annexe 1).

2. 2 Les étoiles variables binaires à éclipses

Un système binaire peut être composé de deux étoiles, ou encore d'une étoile et une planète, orientés de telle sorte que l'un des deux astres passe à un certain moment entre l'observateur terrestre et l'autre astre autour duquel il orbite, le mettant en « éclipse ». Celle-ci amènera une baisse radicale de la luminosité totale du système pendant un court lapse de temps (Kafka S. et Waagen E. O. 2016). On peut distinguer quatre classes de binaires à éclipses:

- Les *systèmes détachés*, qui correspondent à des systèmes, dont les étoiles complètement isolées les unes des autres, tout en étant gravitationnellement liées. Les courbes présentent une ligne constante entre les éclipses, elles-mêmes correspondant à des baisses périodiques de luminosité (Figure 2).

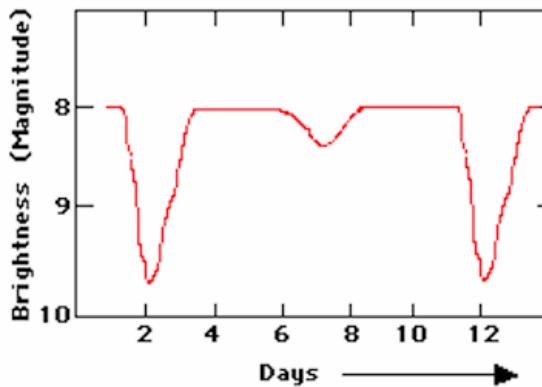


Figure 2 : Représentation de la variation de magnitude d'un système binaire détaché au cours du temps (NASA 2015)

- Les *systèmes semi-détachés*, dont l'une des étoiles attire la matière des couches supérieures de sa voisine, dépassant ce que l'on appelle le *lobe de Roche* (figure 4).
- Les *binaires à contact* consistent en un couple d'étoiles dont les lobes de Roche ont entièrement fusionné et partage donc la même enveloppe. Les deux étoiles auront donc une forme plutôt elliptique (figure 4) et la courbe de lumière correspondante ne possédera aucun plateau (figure 3).

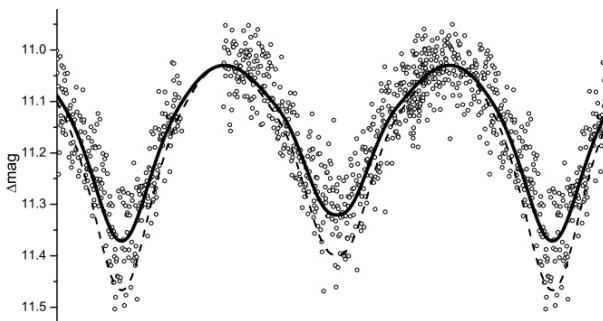


Figure 3 : Représentation de la variation de magnitude d'un système binaire à contact au cours du temps (Mission Chang'e-3 2013)

- Les *systèmes à transit* sont une classe de systèmes binaires différente des classes précédentes, puisqu'ils ne mettent pas en jeu deux étoiles, mais plutôt une étoile possédant une grande planète gazeuse. Les éclipses causées par celle-ci ne sont que de l'ordre de quelques millièmes de magnitude. La courbe de luminosité formée sera alors plutôt constante avec de très légères baisses périodiques (Kafka S. et Waagen E. O. 2016).

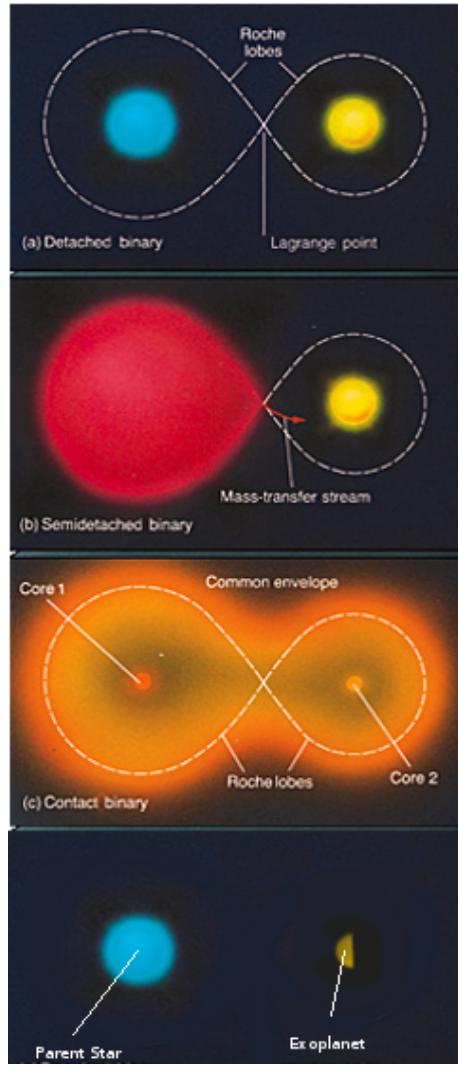


Figure 4 : Représentation d'artiste des différents types d'étoiles variables à éclipses
(Chaisson 1993)

2. 3 Les autres types d'étoiles variables

On distingue deux grandes familles d'étoiles variables: les variables *intrinsèques* et les variables *extrinsèques*. Les changements de luminosité de ces dernières sont causés par l'éclipse d'une compagne plus faible (Lombry et Mattei 2015) et incluent les binaires à éclipses, la plupart des systèmes d'étoiles multiples ainsi que les étoiles variables rotatives. Les variables intrinsèques sont plutôt causées par des changements physique

dans le système stellaire lui-même, par exemple par des éruptions de matière ou encore, par des variations du volume des couches supérieures de l'étoile. Elles incluent les étoiles variables pulsantes, éruptives et cataclysmiques.

- Les étoiles variables *pulsantes* sont un type d'étoile dont le volume varie au cours du temps. Comme le volume varie, la surface visible augmente et diminue également, ce qui engendre une modification de la luminosité perçue ou *magnitude*. Cette famille se divise ensuite en deux sous-familles d'étoiles variables pulsantes: les étoiles périodique et non-périodique. Les périodiques restent toujours en forme de sphères alors que les non-périodiques peuvent dévier d'une forme sphérique parfaite vers une forme plutôt ovoïde. Les variables pulsantes les plus intéressantes du point de vue scientifique sont les étoiles variables de type *Mira*. Comme l'étoile dont elles tirent leur nom, ces variables pulsantes correspondent à de grandes étoiles variables de type géantes rouges (section 2.7). L'étude de ces étoiles nous donne un aperçu de ce qui attend éventuellement notre propre étoile, le Soleil (AAVSO 2017). Une sous-classe d'étoile pulsante, les *céphéides* ont également un rôle très important à jouer lors de l'estimation des distances dans l'Univers. En effet, il est possible de mettre en relation leur période avec leur luminosité dans le spectre visible et infrarouge, et d'ainsi déterminer leur distance (Benedict *et al* 2006).
- Les étoiles variables *cataclysmiques* sont des systèmes binaires possédant une étoile plus massive, dense et chaude que l'autre, appelée *naine blanche*. Dans ces systèmes, les étoiles sont assez proches pour effectuer un transfert de masse, à l'instar d'un système binaire à contact. La naine blanche attire donc une partie de la masse de son étoile voisine et cette matière se mettra en rotation autour de la naine blanche, formant un *disque d'accrétion* (Puebla R. E. 2007; figure 5).

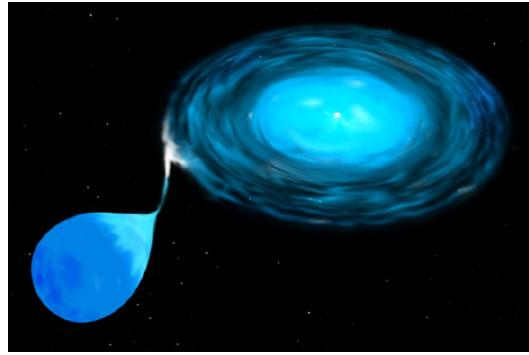


Figure 5 : Vue d'artiste d'un système variable cataclysmique et d'un disque d'accrétion (NASA)

- Les étoiles variables *éruptives* correspondent à de petites étoiles appelées *naines rouges*. Elles ont une masse d'environ 8 à 40 % de celle de notre Soleil. Ces étoiles ont une forte activité dans leur chromosphère ou leur couronne, causant des changements brusques de luminosité. Ces changements, étant imprévisibles, sont difficiles à observer.
- Les étoiles variables *par rotation* sont des étoiles qui possèdent différentes magnitudes à différents endroits sur leur surface. En effectuant leur rotation sur elles-mêmes, ces étoiles exposent ces variations de luminosité aux observateurs terrestres. Ces variations peuvent être liées à de grosses taches solaires ou encore une simple partie de la sphère moins lumineuse.

2. 4 La mesure de la distance

La mesure de la distance sera réalisée grâce à l'usage de la méthode de *parallaxe*, élaborée durant l'Antiquité par les Grecs. La parallaxe correspond en fait à l'angle entre deux positions apparentes de l'objet étudié par rapport à des étoiles plus éloignées (Séguin et Villeneuve 2001; Figure 6). Cet angle (soit quelques dix millièmes de degré) sera ensuite converti en distance à l'aide de trigonométrie de base.

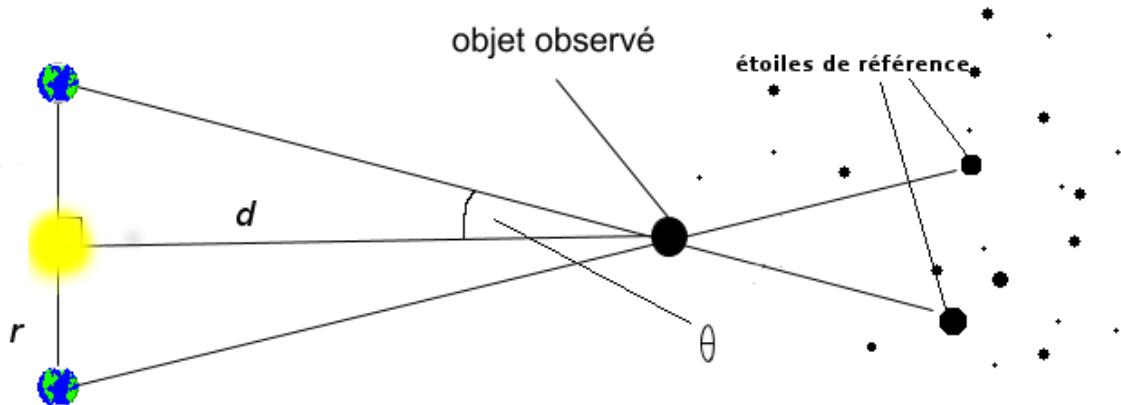


Figure 6 : Schématisation de la méthode parallaxe

La distance du système multiple pourra être calculée à partir de la relation suivante:

$$d = r / \tan\theta$$

où

- d correspond à la distance de l'objet à la terre (en km).
- r représente la distance Terre-Soleil, soit une UA.
- θ est l'angle en secondes entre les deux positions de l'étoile.

En insérant dans l'équation un angle d'une seconde d'arc ainsi qu'un rayon d'une unité astronomique, on obtient une distance de $3,1 \times 10^{13}$ km. Cette distance correspond à un *parsec*. On peut donc obtenir la distance d'une étoile en parsec avec la simple relation:

$$d = \frac{1}{\theta}$$

Il sera ensuite possible de convertir cette distance en années-lumières en utilisant la conversion appropriée, soit 3,26156 années-lumière par parsec.

Dans notre étude, sur les deux satellites ayant mesuré les parallaxes annuelles de multiples étoiles dans notre galaxie, nous avons utilisé le catalogue du satellite *Gaia* (2013) afin de retrouver la parallaxe annuelle de notre étoile, plutôt que celle d'*Hipparcos* (1990). La technologie ayant beaucoup évolué depuis la mise en orbite d'*Hipparcos*, les données plus récentes ont été priorisées.

2. 5 La mesure de la période et la distance entre les deux étoiles du couple

La mesure de la période de l'orbite des deux étoiles du système binaire RZ COM sera relativement aisée. Comme présenté aux figures 1 et 2, la période de l'étoile variable correspond au temps écoulé entre deux éclipses de la même amplitude. Si l'étoile reste à un minimum de luminosité durant un certain temps, le temps moyen sera utilisé afin de calculer la période.

La période sera utilisée dans le calcul de la distance entre les deux étoiles du système. En effet, Kepler a caractérisé en 1618 la relation entre la période, la masse et la distance entre les membres d'un système à deux corps selon l'équation:

$$\frac{T^2}{a^3} = \frac{4\pi^2}{G(M_a + M_b)}$$

où

- T est la période en secondes
- a est la moitié de la distance entre les deux étoiles en mètres, appelé *demi-grand axe*
- G correspond à la constante gravitationnelle
- les masses M_a et M_b sont les masses respectives des deux astres en kilogrammes

Dans notre étude, les masses utilisées pour déterminer le demi-grand axe seront celles approximatives de la classe spectrale déterminée (section 2.7) Nous comparerons ce demi-grand axe au rayon du lobe de Roche des astres. Ce rayon peut être calculé selon la formule suivante (Eggleton P. P. 1982):

$$r_L = \frac{0,49q^{2/3}}{0,6q^{2/3} + \ln(1+q^{1/3})}$$

où

- r_L correspond au rayon du lobe de roche
- q correspond au rapport entre la masse de l'étoile la moins massive et celle l'étant le plus

Comme illustré à la figure 4, en deçà de cette distance, les deux étoiles vont partager une enveloppe externe commune, étant donc des étoiles binaires à contact.

2. 6 La magnitude et son évolution dans un système multiple

La luminosité stellaire est évaluée sous forme de *magnitude*. Celle-ci correspond à une échelle logarithmique inverse, dont le zéro correspond à la luminosité produite par l'étoile Véga (*Alpha Lyrae*). On considère que les magnitudes en deçà de 7 sont celles perceptibles par l'œil humain (Gater et Vamplew 2011). La magnitude mesurée par les appareils terrestres correspond à ce que l'on appelle *magnitude apparente*. En revanche, afin de pouvoir comparer les étoiles entre elles sur une base égale, il convient d'utiliser la *magnitude absolue*. Cette valeur correspond à la luminosité théorique de l'étoile si elle se trouvait à une distance de 10 parsecs, soit 32,6 années-lumière (UAI 2015). Il est possible de convertir la magnitude apparente en magnitude absolue en suivant la relation suivante, dite relation du *module de la distance* :

$$m - M = 5 \log(D) - 5$$

où

- m est la magnitude apparente mesurée de l'étoile
- M est la magnitude absolue de l'étoile
- D correspond à la distance de l'étoile en parsecs

La magnitude absolue permet aussi d'évaluer la classe spectrale de l'étoile (Figure 8).

La magnitude absolue additionnée avec une constante appelée *correction bolométrique* devient une *magnitude bolométrique*. Cette magnitude prend en compte non seulement le spectre visible, mais également les rayonnements émis dans toutes les longueurs d'onde (Séguin et Villeneuve 2001). Il en résulte une augmentation plus ou moins grande de la luminosité totale, dépendamment du type spectral de l'étoile (Figure 7). L'utilisation de tables empiriques (Pecaut et Mamajek 2013; Habet *et al* 1981) afin de déterminer l'indice

de correction bolométrique est la méthode la plus répandue afin de déterminer la magnitude bolométrique d'une ou plusieurs étoiles.

La magnitude bolométrique permettra de déterminer la *luminosité bolométrique* de chaque entité du système multiple, grâce à la loi de Stefan-Boltzman (section 2.8). Elle permettra également une estimation de la masse réduite (μ) à l'aide de la loi empirique de Baize (1943):

$$\log\mu \approx -0,112(M_{bol} - 4,80)$$

Dans le cas de la variable RZ, la magnitude apparente de l'étoile sera mesurée à travers le logiciel d'acquisition de données utilisé. La correction bolométrique sera ensuite déterminée de façon théorique suivant la classe spectrale de l'étoile (Mamajek E. 2013; section 2.7).

2. 7 La séquence principale et la détermination de la classe spectrale

Chaque étoile peut être catégorisée selon son évolution en suivant une relation entre sa luminosité et sa température. Excepté les naines blanches et d'immenses étoiles qualifiées de *géantes*, la grande majorité des étoiles suit cette relation appelée *séquence principale* (figure 7). Chaque étoile possède donc une *classe spectrale*, décrivant son stade d'évolution au sein de la séquence principale. La classe spectrale et la position au sein de la séquence principale dépendent principalement de la masse de l'étoile lors de sa formation (Séguin et Villeneuve 2001). Lorsque l'étoile vieillit, elle va alors s'éloigner de la séquence principale et, dépendamment de sa masse, va devenir plutôt une naine blanche ou une géante, généralement à travers des processus impliquant l'expulsion des couches supérieures de l'étoile dans l'espace interstellaire (Bertulani 2013).

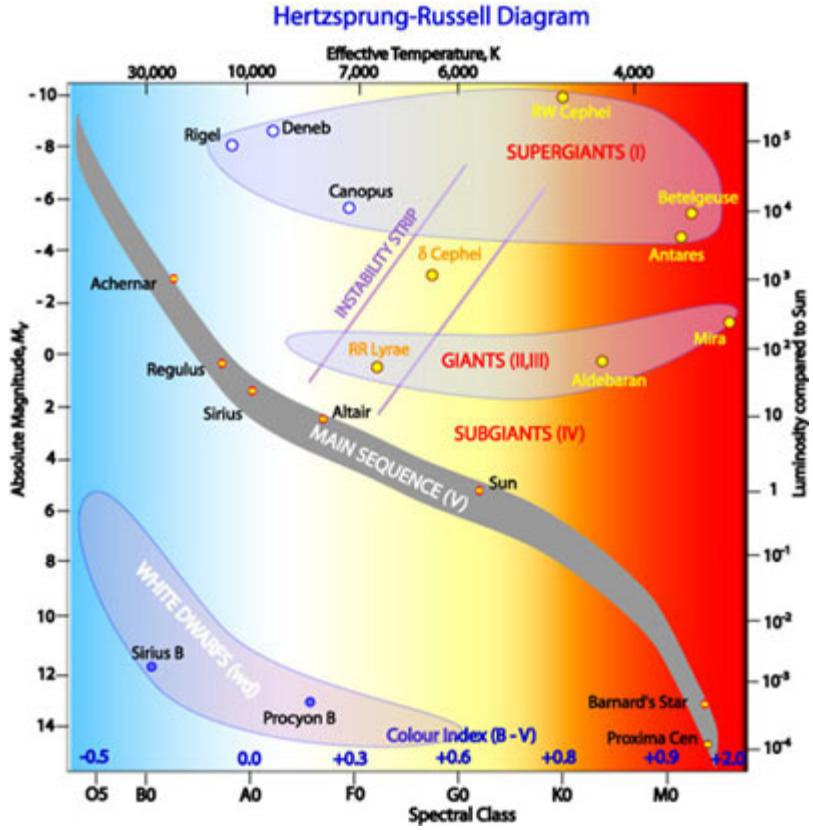


Figure 7 : Diagramme de Hertzsprung-Russell (R. Hollow, CSIRO)

Dans notre étude, nous utiliserons un filtre de couleur bleue afin de déterminer l'*indice de couleur* du système variable RZ Com. En évaluant la différence de magnitude apparente de l'étoile entre la lumière visible et bleue, on obtient un nombre situé entre -0,5 et 1,5 (Zombeck 1990). Ce nombre permettra de déterminer la température approximative du système, voir d'évaluer la température d'une seule étoile. En effet, en mesurant l'indice B-V du système au cours de chacune des éclipses, il deviendra possible d'évaluer deux valeurs différentes d'indice de couleur, et d'ainsi pouvoir déterminer individuellement la température ainsi que la classe spectrale de chaque étoile du couple (section 2.8). La figure 8 illustre la relation qui peut être faite entre l'indice de couleur, la magnitude absolue ainsi que la classe spectrale d'une étoile de la série principale. Il est également possible d'approximer la masse de chacune des étoiles du système de façon empirique (Morgan S. 2013) à l'aide du diagramme HR, et nous utiliserons cette seconde méthode afin de valider les valeurs obtenues à l'aide de la méthode de Baize (section 2.6).

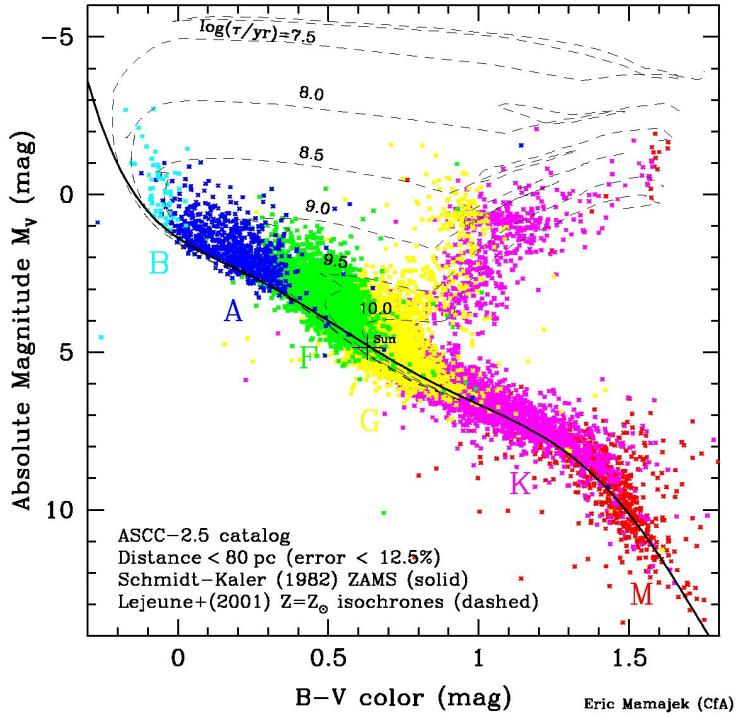


Figure 8 : Diagramme de Hertzsprung-Russell adapté en fonction de l'indice de couleur et de la magnitude absolue (Mamajek E. 2016)

Il est possible d'évaluer la durée de vie d'une étoile dans la séquence principale en utilisant le Soleil comme référence. Sachant que le Soleil possède une durée de vie de 10 milliards d'années, on peut déterminer la durée de vie d'une étoile au sein de la séquence principale selon la relation suivante, établis par Hansen et Kawaler (1994):

$$T_{SP} = 10^{10} \times M^{-2.5}$$

où

- T_{SP} correspond à la durée de vie de l'étoile au sein de la séquence principale
- M est la masse de l'étoile en masses solaires ($1 M_{\odot} = 1,988 \times 10^{30} \text{ kg}$)

En conséquence, la masse des étoiles du couple RZ COM seront directement exprimées dans notre étude en masses solaires dans un but de simplification et de clarté.

2. 8 Luminosités des corps noirs et détermination de la luminosité

L'indice B-V permet d'obtenir directement une bonne approximation de la température de l'étoile étudiée à travers l'effet de *corps noir*. En effet, on peut considérer les étoiles comme des *corps noirs*, c'est-à-dire des objets ne reflétant pratiquement aucune des longueurs d'ondes qu'ils émettent. On considère donc que toute la lumière détectée est causée par la température élevée de l'objet (Benson H. et al 2016). L'équation suivante de (Ballesteros F. J. 2012) établit la relation pouvant être faite entre l'indice de couleur et la température d'une étoile, suivant le modèle des corps noirs de Planck:

$$T = 4600 \left(\frac{1}{0,92(B-V) + 1,7} + \frac{1}{0,92(B-V) + 0,62} \right)$$

où

- T correspond à la température effective de l'étoile agissant comme un corps noir
- $(B-V)$ est l'indice de couleur.

Ludwig Boltzmann a également caractérisé certaine propriétés des corps noirs en liant leur *luminosité surfacique* à leur température selon la relation suivante, appelée loi de Stefan-Boltzmann:

$$L = S \times \sigma \times T^4$$

où

- L correspond à la luminosité dégagée (en Watts).
- S correspond à l'aire en m^2 de la surface dégageant l'énergie, soit $4\pi r^2$ dans le cas d'une étoile sphérique, où r le rayon de l'étoile en mètres.
- σ est la constante de Stefan-Boltzmann, soit $5,67 \times 10^{-8} \text{ W}/(\text{m}^2 \cdot \text{K}^4)$
- T est la température de l'étoile en kelvins.

Il existe également une relation entre la magnitude bolométrique absolue d'une étoile et sa luminosité. Typiquement, la différence entre la magnitude bolométrique absolue d'une étoile quelconque et la magnitude bolométrique absolue solaire équivaut à l'inverse du logarithme du rapport de leur luminosité respective (UAI 2015), soit:

$$M_{bol^*} - M_{bol\odot} = -2.5 \log\left(\frac{L_*}{L_\odot}\right)$$

En 2015, l'Union astronomique internationale définit le zéro magnitude bolométrique absolue comme la magnitude dans tous les domaines d'émission électromagnétique (section 2.6) d'un corps émettant une luminosité L_0 de $3,128 \times 10^{28}$ W. On reformule alors l'équation sous la forme suivante:

$$L_* = L_0 10^{-0.4 \times M_{bol}}$$

Dans notre l'étude, l'équation de Ballesteros est la méthode la plus commode afin d'avoir une bonne idée de la température surfacique de chacune des étoiles du couple RZ Com. En effet, l'usage du diagramme HR (Figure 7) pour déterminer la température effective de l'étoile donne un ordre de grandeur, mais n'est pas assez précis pour les buts fixés par l'étude. La loi de Stefan-Boltzmann sera utile afin de déterminer le rayon de chacune des étoiles, ainsi que leurs volumes respectifs. Enfin, la magnitude bolométrique absolue préalablement déterminée, il sera possible de définir la luminosité à l'aide de l'équation de l'Union astronomique internationale.

Chapitre 3: Matériel, instrumentation et manipulations

3.1 Matériel

- Télescope Schmidt-Cassegrain de marque Celestron 14 po sur monture équatoriale avec encodeurs optiques et unité intelligente Argo Navis 2007 (section 3.2.1)
- Logiciel d'acquisition de données et de calibration d'images Maxim DL Pro 5
- Logiciel de traitement de données photométriques Astro Image Processing 4
- Logiciel de traitement d'image Adobe Photoshop CC
- Filtres V et B (visible et bleu)
- Caméra CCD SBIG modèle STL-11000 (section 3.2.2)

3.2 Instrumentation

3.2.1 Télescope Schmidt-Cassegrain

Le télescope Schmidt-Cassegrain est un outil qui maximise l'efficacité d'un télescope et c'est le type de télescope qui a été utilisé dans cette observation. Au lieu d'avoir un simple miroir comme dans le modèle newtonien, le télescope Schmidt-Cassegrain utilise une première vitre qui est plus épaisse aux extrémités et plus mince au milieu. La lumière traverse ensuite le télescope pour atteindre un miroir sphérique concave. La lumière retourne ensuite vers un deuxième miroir sphérique qui, cette fois-ci, est bombé. Finalement le miroir bombé renvoie la lumière dans un tube optique pour récupérer la lumière (Lemay 2018). Dans le cadre de notre étude, le télescope utilisé possédait une vitesse optique du télescope est de F/11 et la longueur focale est de 3935 mm.

3.2.2 Caméra CCD

Une caméra à dispositif à couplage de charge (CCD) est une caméra qui permet de prendre des photos avec de longues périodes d'exposition. Ce type de caméra électronique se base sur l'effet photoélectrique d'Einstein (Arnaudet P. 2002) expliquant que lorsque la lumière entre en collision avec quelque chose, elle émet des électrons. Ce type de caméra consiste à capturer ces électrons et les accumuler. Les capteurs de la caméra sont réparties sur une surface de telle sorte

que chaque capteur sont à même distance les uns des autres. Pour permettre à l'ordinateur d'en faire ressortir une image, la caméra envoie son nombre d'électrons capté par chaque capteur à l'ordinateur et celui-ci fera ressortir une image en noir et blanc grâce à une proportion sur une échelle de 0 à 255 d'électrons captés par capteur, où 255 est complètement blanc et 0 est complètement noir (figure 9). Pour le bien fonctionnement de la caméra, il est important de lui donner une valeur de comparaison de couleur blanche (Flat) et noire (Dark), pour supprimer les défauts de la caméra.

25	37	40	45	50	50	45	40	37	25
37	50	62	100	126	125	100	62	50	37
40	62	125	139	200	200	139	125	62	40
45	100	139	223	245	245	223	139	100	45
50	125	200	245	255	255	245	200	125	50
50	125	200	245	255	255	245	200	125	50
45	100	139	223	245	245	223	139	100	45
40	62	125	139	200	200	139	125	62	40
37	50	62	100	125	125	100	62	50	37
25	37	40	45	50	50	45	40	37	25

Figure 9 : Exemple de matrice utilisée par une caméra CCD (Arnaudet 2002)

3.3 Manipulations

3.3.1 Avant l'observation

1. Déterminer une soirée d'observation optimale. Des outils en ligne comme la *Clear Sky Chart* (Danko A. 2018) sont particulièrement adaptés à ce genre de prédictions.
2. Utiliser un éphéméride astronomique, comme celui de l'AAVSO (2018) ou du Milwaukee Astronomical Society (2018), afin de déterminer une étoile variable réalisant une ou plusieurs éclipses au cours de la soirée d'observation choisie.
3. Mettre de côté la carte de la région céleste qui sera étudiée. Cette carte peut être retrouvée sur le site de l'AAVSO en insérant le nom de l'étoile variable dans la section *Variable Star Plotter*.

3.3.2 La soirée de l'observation

4. Mettre en marche le logiciel d'acquisition de données (Maxim DL Pro 5).
5. Prendre 50 photos avec le temps d'exposition le plus court possible (0 seconde) avec l'extrémité du télescope bouchée. Il s'agira de l'*image d'Offset* (BIAS).
6. Prendre 20 photos de 20 secondes d'exposition avec l'extrémité du télescope encore bouchée. Il s'agira de l'*image de noir* (DARK). Puis, retirer l'élément protecteur.
7. Utiliser une étoile de référence (Regulus) afin de calibrer le télescope (Celestron 24 po). En déplaçant le télescope à la seconde (1") près, placer l'étoile de référence le plus possible au centre de l'image formée sur le logiciel.
8. Entrer les coordonnées de l'étoile dans le système informatisé du télescope. Puis, en comparant avec la carte de la région céleste (Manipulation 3), retrouver l'étoile variable étudiée et la placer au centre de l'image, ou à un endroit où elle ne sera pas cachée par des défauts de la caméra CCD. S'assurer que l'étoile reste bien en position lors des premières prises de données (annexe 1).
9. Lorsque la magnitude atteint la magnitude minimale théorique, prendre 5 photos à l'aide d'un filtre bleu. Répéter pour chacune des éclipses.
10. Laisser le télescope prendre les mesures au courant de la nuit. Vérifier la position de l'étoile au centre de l'image ainsi que l'état du télescope environ toutes les deux heures.

3.3.3 Après l'observation

11. Prendre 15 photos d'un drap blanc éclairé uniformément. Il s'agira de la *plage de lumière uniforme* (FLAT).
12. Réaliser une moyenne des photos du Bias avec un logiciel de traitement d'image (Adobe Photoshop CC) afin de créer le *maître Bias*.
13. Réaliser une moyenne des photos du Dark et du Flat, puis soustraire à chacun le maître Bias afin de réaliser un *maître Dark* et *maître Flat*.

14. Appliquer à chacune des photos le maître Bias, le maître Dark ainsi que le maître Flat dans le logiciel d'acquisition de données.
15. Exporter les nouvelles images ainsi créées dans le logiciel de traitement de données (Astronomical Image Processor).
16. Définir les données de l'étoile variable étudiée et des étoiles de références dans le logiciel de traitement de données à l'aide de la carte céleste (Manipulation 3). Nous suggérons également de désigner une étoile repère, afin d'améliorer les performances du logiciel lors du traçage de la courbe.
17. Mettre en marche la fonction « comparaison » du logiciel. Celui-ci va créer un fichier texte avec les valeurs de magnitudes de l'étoile variable au cours du temps.
18. Une fois le fichier texte contenant les mesures expérimentales créé, le téléverser sur la base de données de l'AAVSO.

3.3.4 Après la détermination de la variation de magnitude

19. Rechercher les coordonnées de l'étoile dans la base de données du satellite Gaia (2013). Noter la parallaxe annuelle indiqué.
20. Analyser la courbe puis comparer avec les modèles théoriques (Figure 2; Figure 3) afin de déterminer le type d'étoile variable étudié.
21. Estimer la période de l'étoile en mesurant le temps écoulé entre deux éclipses de même amplitude.
22. Déterminer la distance de l'étoile grâce à la trigonométrie et à la parallaxe annuelle.
23. Déterminer les magnitudes absolues de l'étoile grâce à la distance et aux magnitudes observées de l'étoile.
24. À l'aide de la figure 8, estimer le type spectral de chacune des étoiles en utilisant l'indice de couleur ainsi que la magnitude absolue durant l'éclipse de chacune d'elle.
25. Estimer une température effective pour chacune des étoiles à l'aide de l'indice de couleur.

26. Déterminer la luminosité de l'étoile à l'aide de la formule de Pogson, utilisant la distance et la magnitude.
27. Estimer le rayon de chacune des étoiles en suivant la loi de Stefan-Boltzmann, utilisant la température et la luminosité.
28. Estimer la masse réduite de chaque étoile à l'aide de la méthode de Baize.
29. Estimer empiriquement la masse de l'étoile à l'aide de la classe spectrale.
30. Estimer la durée de vie du système d'étoiles au sein de la séquence principale.

3.3.5 Après la caractérisation de l'étoile

31. Créer une nouvelle page *Wikipédia* portant sur l'étoile étudiée. Y inscrire les caractéristiques expérimentales précédemment déterminées.

Chapitre 4: Observations et résultats

4.1 Résultats

Le tableau 1 et la figure 10 (calcul 4.2.1) présentent les résultats obtenus lors de la prise de données réalisée dans la nuit du 22 au 23 avril 2018. Les données furent prises sur une plage de six heures d'observation (21h48 à 3h48 HAE). La valeur de magnitude maximale atteinte par le couple d'étoiles durant le temps d'exposition est de 10, 368 alors que la valeur minimale est de 11, 078. La magnitude varie donc de 0, 71. De plus, l'observation est fait avec différents filtres. La magnitude moyenne de la première éclipse est de $11,04 \pm 0,01$, alors que la deuxième a une magnitude moyenne de $11,06 \pm 0,02$. On observe sur la figure 10 l'absence de plateaux au maxima de magnitudes, mais on constate plutôt que c'est durant les deux éclipses qu'il y a formation de plateaux d'une durée approximative de 20 minutes chacun. La courbe semble indiquer une période constante entre les éclipses. La figure 11 montre l'extrapolation de l'indice B-V qui fut nécessaire à partir des valeurs du tableau 2 afin de déterminer un indice de couleur expérimental aux magnitudes observées antérieurement au cours de l'éclipse (tableau 1). Cette extrapolation fut nécessaire en raison des conditions météorologiques peu favorables à l'observation astronomique. On constate également un écart considérable entre l'indice de couleur théorique extrapolé de façon expérimentale et celui présenté dans la littérature (Nason E. M. et Moore C. R. 1951). La couleur observée est donc plus bleue que celle réellement émise par l'étoile.

Moment de l'observation	Magnitude théorique	Magnitude moyenne expérimentale	Pourcentage d'écart magnitude (%)	Indice de couleur théorique	Indice de couleur expérimental	Pourcentage d'écart indice de couleur (%)
Entre les éclipses	10,42	10,38± 0,01	0,4	0,797	0,47± 0,01	41,2
Première éclipse	11,13	11,04± 0,01	0,8	0,816	0,63± 0,01	29,7
Seconde éclipse	11,13	11,06± 0,02	0,6	0,777	0,62± 0,01	24,9

Tableau 1: Synthèse des observations réalisées au télescope et leurs valeurs de références

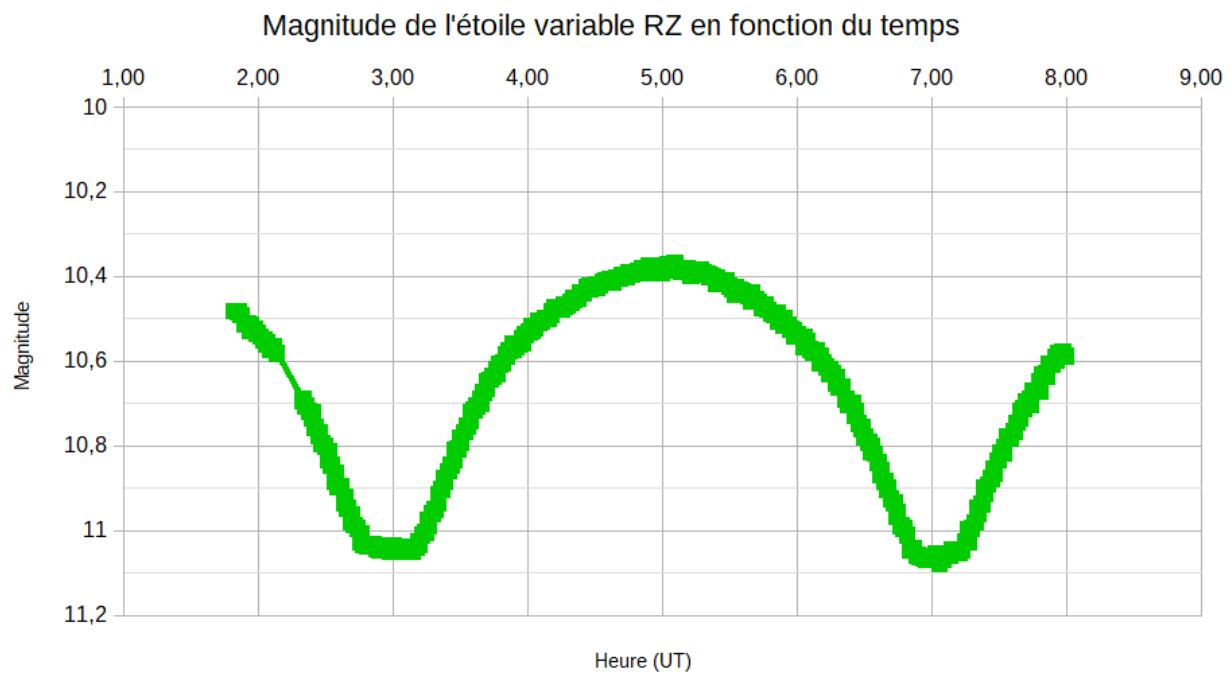


Figure 10 : Évolution de la magnitude du système RZ COM en fonction de l'heure universelle

Extrapolation de l'indice de couleur en fonction de la magnitude apparente

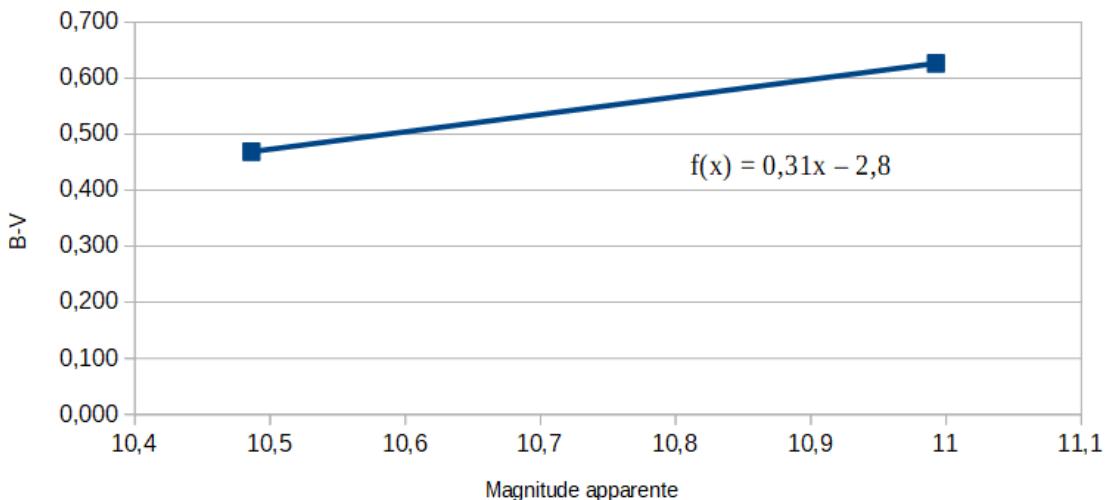


Figure 11 : Extrapolation de l'indice B–V selon la magnitude observée avec un filtre dans visible pour le couple RZ Com

Magnitude moyenne avec filtre visible (V)	Magnitude moyenne avec filtre bleu (B)	Indice de couleur (B-V)
$10,49 \pm 0,01$	$10,96 \pm 0,01$	$0,47 \pm 0,02$
$10,99 \pm 0,03$	$11,62 \pm 0,03$	$0,63 \pm 0,06$

Tableau 2 : Valeurs de magnitudes mesurées avec un filtre bleu et un filtre visible

Les tableaux 3 et 4 (calculs 4.2.2 à 4.2.7) présentent les principales caractéristiques vérifiées expérimentalement. La parallaxe de l'étoile étant minime, l'incertitude de 1,8% du satellite *Gaia* amène à certaines incertitudes sur la distance, soit 4 parsecs (13 a.l.). Néanmoins, le système est si distant du nôtre que cette incertitude est plutôt négligeable. La magnitude absolue expérimentale est plutôt distante de la magnitude théorique (Mamajek E. 2016). En effet on observe une magnitude absolue 18,2% plus lumineuse que prévu par la théorie. La magnitude absolue bolométrique est très proche de la magnitude absolue puisque le coefficient de

correction correspondant à la classe spectrale expérimentale. (tableau 4) est très faible (respectivement -0,10 et -0,09). Le système émet donc la majorité de son spectre électromagnétique dans le domaine visible (380 à 780 nm; Benson H. *et al* 2016). La courbe formant presque un sinus parfait selon une longueur d'onde de 4 heures, il fut approximé que la période expérimentale du système correspondait au double de cette valeur.

Étoile	Parallaxe (mas) ($\pm 0,0881$)	Distance du système (pc) (± 4)	Magnitude absolue théorique	Magnitude absolue expérimentale	Magnitude bolométrique expérimentale	Période théorique (h)	Période expérimentale (h)
RZ Com α	4,8980	204	5,55	4,49 \pm 0,05	4,27 \pm 0,05	8,124	8,0
RZ Com β			5,76	4,51 \pm 0,06	4,30 \pm 0,06		

Tableau 3: Caractéristiques expérimentales du système binaire RZ Com

Étoile	Classe spectrale théorique	Classe spectrale expérimentale	Température effective (K)	Masse estimée (classe spectrale) (M_{\odot})	Masse réduite (Baize) (M_{\odot})	Luminosité	
						$W(\times 10^{26})$	L_{\odot}
RZ Com α	K0	G1	5 850 \pm 30	1,05	1,15 \pm 0,01	5,9 \pm 0,3	1,499
RZ Com β	G9	G0	5 890 \pm 30	1,03	1,14 \pm 0,02	5,7 \pm 0,4	1,542
Soleil	G2	-	5 778	1	1	3,828	1

Tableau 4: Suite des caractéristiques expérimentales principales du système binaire RZ Com et comparaison avec celles du Soleil

Le tableau 4 montre aussi que la classe spectrale de chacune des étoiles est systématiquement décalée de près d'une classe spectrale (de G à K). Considérant l'indice de couleur déterminé

(figure 11), la température effective de chacune des étoiles correspond à une température très semblable à celle du Soleil, avec une différence de 2%. Les masses sont également très proches d'une masse solaire pour chacune des étoiles, peu importe la méthode utilisée. La luminosité en revanche, ainsi que le rayon et le volume (tableau 5; calculs 4.2.7 à 4.2.9), est beaucoup plus importante que ceux du Soleil.

Étoile	Espérance de vie sur la séquence principale (G années)	Rayon		Volume	
		km	R_{\odot}	km^3	(V_{\odot})
RZ Com α	8,85	$8,4 \pm 0,3 \times 10^5$	$1,49 \pm 0,04$	$4,65 \times 10^{18}$	3,30
RZ Com β	9,29	$8,2 \pm 0,4 \times 10^5$	$1,44 \pm 0,06$	$4,26 \times 10^{18}$	3,02
Soleil	10,00	$6,96 \times 10^5$	1	$1,41 \times 10^{18}$	1

Tableau 5: Caractéristiques secondaires du système binaire RZ Com en comparaison avec celles du Soleil

Système d'étoile	Distance du demi-grand axe de l'orbite des deux étoiles (km)	Rayon théorique du lobe de Roche (km)
RZ Com	$1,79 \times 10^6$	$5,67 \times 10^7$

Tableau 6 : Caractéristiques de la distance séparant les deux astres du système RZ Com

Le tableau 6 (calculs 4.2.10 et 4.2.11) souligne une particularité du système, soit le fait que les astres se situent mutuellement dans le rayon théorique du lobe de Roche pour deux étoiles ayant une masse similaire (Eggleton P. 1982).

4.2 Calculs

4.2.1.1 Calcul de la magnitude moyenne observée

$$m_{vmoy2} = \frac{\sum_{i=1}^x m_{v_i}}{x}$$

$$m_{vmoy2} = \frac{m_{v_1} + m_{v_2} + m_{v_3} + \dots + m_{v_{22}}}{x}$$

$$m_{vmoy2} = \frac{243,255}{22}$$

$$m_{vmoy2} = 11,05705$$

4.2.1.2 Calcul d'incertitude de m_{vmoy}

$$\Delta m_{vmoy2} = \frac{m_{vmax} - m_{vmin}}{2}$$

$$\Delta m_{vmoy2} = \frac{11,078 - 11,041}{2}$$

$$\Delta m_{vmoy2} = 0,0185$$

4.2.2 Calcul de la distance par parallaxe:

$$d = r / \tan\theta$$

$$d = ?$$

$$\theta = 4,8980 mas = 0,0048980 s$$

$$d = \frac{1}{\theta}$$

$$d = \frac{1}{0,0048980} = 204,165 parsec$$

4.2.3 Calcul de la magnitude absolue:

$$m - M = 5 \log(D) - 5$$

$$M = ?$$

$$D = 204,165 \text{ parsec}$$

$$m_1 = 11,04$$

$$11,04 - M_1 = 5 \log(204,165) - 5$$

$$- M_1 = 5 \log(204,165) - 5 - 11,04$$

$$- M_1 = - 4,49$$

$$M_1 = 4,49$$

4.2.4 Calcul de la magnitude absolue bolométrique:

$$M + BC = M_{\text{bol}}$$

$$M_{\text{bol}} = ?$$

$$M_1 = 4,49$$

$$BC = - 0,22$$

$$M_{\text{bol}} = 4,49 - 0,22 = 4,27$$

4.2.5 Calcul de la masse réduite

$$\log \mu \approx - 0,112(M_{\text{bol}} - 4,80)$$

$$M_{\text{bol}} = 4,27$$

$$\mu \approx 1,15$$

4.2.6 Calcul de la température effective

$$T = 4600 \left(\frac{1}{0,92(B-V) + 1,7} + \frac{1}{0,92(B-V) + 0,62} \right)$$

$$T = ?$$

$$B - V = 0,630$$

$$T = 4600 \left(\frac{1}{0,92(0,630) + 1,7} + \frac{1}{0,92(0,630) + 0,62} \right)$$

$$T = 5852,5 \text{ K}$$

4.2.7 Calcul de la luminosité

$$L_* = L_0 10^{-0,4 \times M_{bol}}$$

$$L_* = ?$$

$$L_0 = 3,0128 \times 10^{28} \text{ W}$$

$$M_{bol} = 4,27$$

$$L_* = 3,0128 \times 10^{28} \times 10^{-0,4 \times 4,27}$$

$$L_* = 5,902 \times 10^{26} \text{ W}$$

4.2.8 Calcul de R

$$L = S \times \sigma \times T^4$$

$$L = L_*$$

$$S = 4\pi \times R^2$$

$$R = \sqrt{\left(\frac{5,902 \times 10^{26}}{4\pi \times 5850^4 \times 5,670 \times 10^{-8}}\right)}$$

$$R \approx 8,393 \times 10^8 \text{ m}$$

4.2.9 Calcul de la durée de vie au sein de la séquence principale

$$\tau_{MS} \approx 10^{10} \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{-2,5}$$

$$\tau_{MS} \approx 10^{10} (1,05)^{-2,5}$$

$$\tau_{MS} \approx 8,85 \times 10^9 \text{ années}$$

4.2.10 Calcul de la distance séparant les deux étoiles

$$\frac{T^2}{a^3} = \frac{4\pi^2}{G(M_\alpha + M_\beta)}$$

$$G = 6,67 \times 10^{-11}$$

$$a = \sqrt[3]{\frac{T^2 G(M_\alpha + M_\beta)}{4\pi^2}}$$

$$a = 1,8 \times 10^9 m$$

4.2.11 Calcul du rayon théorique des lobes de Roche

$$r_L = \frac{0,49q^{2/3}}{0,6q^{2/3} + \ln(1+q^{1/3})}$$

$$q = \frac{m_1}{m_2}$$

$$r_L = 0,37 \text{ unités astronomiques}$$

Chapitre 5: Discussion

Les buts de ce projet étaient de caractériser l'étoile variable binaire RZ Com à l'aide des multiples lois et principes régissant la thermodynamique céleste, fournir à la base de données de l'AAVSO des données inédites réalisées à l'aide d'un filtre bleu ainsi que de partager au public les résultats de notre caractérisation à travers la réalisation d'une page *Wikipédia*. Nous avons supposé que, comme le couple d'étoiles étudié était de classe spectrale G9 et K0, elles allaient posséder des caractéristiques très semblables à celles du Soleil, quoique légèrement plus froides et moins massives (Mamajek 2013). Notre supposition n'a pu être confirmée, des écarts majeurs de l'indice B-V indiquant une température supérieure à celle de notre Soleil (tableau 4). En revanche, elle n'est pas non plus complètement infirmée, puisque la valeur de notre indice de couleur a été faussée, pour des raisons détaillées plus loin.

Notre premier constat face à la courbe de magnitude (figure 10) concerne le maxima de la courbe ainsi que la forme générale de celle-ci. En se reportant aux types de variables binaires à éclipses (figure 4), on observe en effet une courbe semblable à la courbe d'une étoile binaire à contact (figure 3). Cette hypothèse concorde avec la mesure de la distance séparant les deux astres (tableau 6). En effet, les deux étoiles de RZ Com sont donc assez proches pour qu'il y ait interaction de matière en elles, car elles se situent à l'intérieur du rayon du lobe de roche (tableau 6). Ces multiples preuves conduisent à croire que le système correspond à un système binaire à contact. Cette observation est confirmée par les précédentes observations de l'étoile (Samolyk G. 2017; Menzies K. 2016).

Pour ce qui est des minimas de magnitude de la figure 10, normalement, la magnitude d'un système double lors d'une éclipse devrait chuter radicalement, pour ensuite remonter aussi

brusquement à une certaine stabilité après l'éclipse (figure 2). Dans le cas de notre système, soit des étoiles à contact, la magnitude descend graduellement puisqu'au fur et à mesure que les étoiles tournent l'une autour de l'autre, le lobe de roche devient de moins en moins visible et diminue ainsi la magnitude au cours de la période de 8h (Lemay 2018; tableau 3). Ensuite, l'inverse se produit, soit la magnitude remonte tranquillement. En résumé, le plateau correspond au moment exact où les étoiles sont éclipsées.

Les résultats obtenus concernant l'indice de couleur ont un écart de 24,9% et 29,7% entre la valeur expérimentale et la valeur théorique (tableau 1) et plusieurs facteurs expliquent cet écart. Comme les données ont été prises à St-Anaclet, tout près de Rimouski, au Québec, la mesure de la *transparence* (mesure exprimant la clarté du ciel) n'a pas été optimale. La soirée où nous avons analysé l'étoile avec un filtre bleu n'était pas adéquate. De plus, dû aux conditions climatiques, nous n'avons pas eu la chance d'observer la deuxième éclipse de notre système avec le filtre bleu, c'est pour cela que nous avons approximé l'indice B-V avec une courbe. Une deuxième raison pouvant justifier ce décalage vers le bleu est la piètre qualité du filtre bleu utilisé. Un défaut du filtre serait de laisser passer certaines longueurs d'ondes bleues, et amènerait l'étoile à ne pas avoir une baisse de magnitude assez importante (Lemay 2018). Si ce défaut est négligeable à une luminosité plus élevée, elle amène de grands écarts lorsque la luminosité de l'étoile est faible (magnitude 10,42), comme dans le cas de RZ Com.

Notre valeur de magnitude bolométrique, soit 4,27 pour RZ Com α et 4,30 pour RZ Com β expérimentale est bien différente de la valeur théorique, de 5,45 pour RZ Com α , et 5,66 pour RZ Com β (Mamajek E. 2013; tableau 3). Nous ne savons pas ce qui a pu causer cet écart de près de 20%. En effet, l'erreur sur la parallaxe annuel pris par *Gaia* (2013) est d'à peine 1,7% et l'erreur sur la magnitude apparente est de moins de 1%. Enfin, la formule utilisée ne peut pas vraiment être remise en question, car il s'agit de la définition même de la magnitude absolue la plus récente (Casagrande, L., Portinari, L. et Flynn, C. 2006).

En astrophysique, il est plutôt commun d'avoir beaucoup d'approximations et d'incertitudes, entre autres à cause de la complexité des modèles et des interactions au sein de ceux-ci (Guay D. 2018). C'est pourquoi malgré nos incertitudes et approximations faites, nous pouvons conclure que la méthode utilisée est bonne. Cependant, il y a place à amélioration, comme utiliser la spectroscopie par exemple. Cette méthode consiste à analyser le spectre de lumière provenant d'un corps noir (NASA 2017). Dans le cas présent, la lumière proviendrait de l'étoile RZ Com. La spectroscopie nous permettrait d'étudier les deux étoiles séparément, soit RZ Com α et β . Étudier ces deux étoiles individuellement réduirait l'incertitude face à nos mesures puisqu'on pourrait négliger l'incertitude face à l'éclipse partielle des étoiles l'une envers l'autre.

Concernant le second objectif de l'étude, la plage de donnée de l'AAVSO accepte seulement les données concernant les étoiles variables ayant au moins deux étoiles de références fixées sur la carte fournie de l'étoile (annexe 1). C'est seulement plus tard que nous avons réalisé que notre champ de vision ne contenait qu'une étoile de référence, il nous a donc été impossible d'envoyer nos données à l'AAVSO. Avoir un champ de vision plus panoramique (60 minutes d'arc plutôt que 30) nous aurait permis d'avoir plus d'une étoile de référence et d'ainsi pouvoir transférer les données enregistrées à la base de données de l'AAVSO.

Enfin, nous n'avons pas créé de page *Wikipédia* en raison du manque de pertinence des données concernant RZ Com. En effet, malgré la précision des données recueillies, les conclusions tirées de celles-ci sont pour la majorité inexacte quant à la théorie (Mamajek E. 2013; AAVSO 2017; Struve O. et Gratton L. 1948). De plus, le couple RZ Com, bien qu'étant un excellent exemple d'une étoile variable binaire à éclipses, n'est en aucun cas un modèle comme W de la Grande Ourse (AAVSO 2017).

Chapitre 6: Conclusion

Pour conclure, nous avons atteint notre objectif de faire la caractérisation d'une étoile variable, même si notre hypothèse de départ n'a pas pu être confirmée. L'étoile variable binaire à éclipses RZ Com possède deux étoiles très semblables au Soleil. Leur période est de 8h et la magnitude varie entre 10,38 et 11,06. La magnitude de l'éclipse première éclipse tombe à 11,04 alors que la deuxième tombe à 11,06. les deux étoiles sont très semblables. Nous avons obtenu des classes spectrales pour α de G1 et pour β G0, plus basses que les valeurs théoriques à cause du décalage vers le bleu expliqué plus tôt. À partir de cette classe spectrale ainsi que **l'indice B-V** (0,63), nous avons calculé la **magnitude absolue** ($\alpha,4,49$; $\beta,4,51$), la **magnitude bolométrique** ($\alpha,4,27$; $\beta,4,30$), la **température effective** ($\alpha,5850K$; $\beta,5890K$), **masse en masse solaire** ($\alpha,1,05$; $\beta,1,03$), **luminosité bolométrique** ($\alpha,5,9 \times 10^{26} W$; $\beta,5,7 \times 10^{26} W$), **rayon** ($\alpha,1,49 R_{\odot}$; $\beta,1,44 R_{\odot}$), **volume** ($\alpha,3,30 V_{\odot}$; $\beta,3,02 V_{\odot}$) ainsi que la **distance entre les étoiles** ($1,79 \times 10^6 km$).

En revanche, nous n'avons pu réaliser notre objectif de fournir des données inédites à la base de données de l'AAVSO en raison de la piètre qualité du filtre bleu utilisé ainsi qu'à cause du manque d'étoiles de référence sur le traceur de l'AAVSO (annexe 1). Aussi, nous n'avons pas pu rédiger une page *Wikipédia* à cause de l'importance négligeable de l'étoile RZ Com au sein de l'ensemble des connaissances astronomiques.

Chapitre 7: Bibliographie

«General Catalogue of Variables stars», Samus N.N., Kazarovets E.V., Durlevich O.V., Kireeva N.N., Pastukhova E.N., General Catalogue of Variable Stars: Version GCVS 5.1, Astronomy Reports, 2017, vol. 61, No. 1, pp. 80-88 {2017ARep...61...80S} (<http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/intr.htm>).

Lucien Rudaux, Gérard de Vaucouleurs, «Astronomie, les astres, l’Univers», Larousse, 1948, P.491: les utilisations des filtres, P.315: les étoiles variables.

R. E. Rutledge, Derek Fox, Mansi M. Kasliwal, «Actualités astronomiques», 2000 (<http://www.astronomerstelegram.org/>).

Thierry Lombry et Janett Matei ex-directrice de l’AAVSO, «Classification des étoiles variables», (<http://www.astrosurf.com/luxorion/variables-classification.htm>).

Milwaukee Astronomical Society, «Ephemeris», 2018, (<http://www.milwaukeastro.org>).

«The Hipparcos Catalogue», *Perryman M.A.C., Lindegren L., Kovalevsky J., Hog E., Bastian U., Bernacca P.L., Creze M., Donati F., Grenon M., Grewing M., van Leeuwen F., van der Marel H., Mignard F., Murray C.A., Le Poole R.S., Schrijver H., Turon C., Arenou F., Froeschle M., Petersen C.S.*, (1997A&A...323L..49P), 2002, (<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/W3Browse/all/hipparcos.html>).

Marc Séguin et Benoît Villeneuve, «Astronomie et Astrophysique: cinq grandes idées pour explorer et comprendre l’univers», 2e édition, Erpi, Montréal, Édition du renouveau pédagogique inc., 2002.

Charles Messier, 1966, «Catalogue de Messier».

AAVSO, «Base de données de l’AAVSO», 49 Bay State Rd. Cambridge (<https://www.aavso.org>).

Eric Mamajek, «Eric's Cool Plots and Data», Professeur d’astronomie et physique à l’Université de Rochester, (<http://www.pas.rochester.edu/~emamajek/coolplots.html>).

James Edgar, «Observer's Handbook 2017», Royal Astronomical Society of Canada (2016).

Eric Chaisson, Steve McMillan, «Astronomy Today», Pearson Higher, 8em Édition, 2013.

NASA, (National Aeronautics and Space Administration)
(<http://www.nasa.gov>).

Tomasz Nowakowski, «China's lunar-based telescope observes a binary star system: Chang'e-3 Mission», 2016
(<https://phys.org/news/2016-08-china-lunar-based-telescope-binary-star.html>).

John R. Percy, «The study of Variable stars using small telescopes», 27 février 1987, Cambridge University Press.

P. Baize, «L'Astronomie, Vol. 68, p.22: Comment calculer l'orbite d'une étoile double», NASA Astrophysics data system
(<http://adsbit.harvard.edu//full/1954LAstr..68...22B/0000022.000.html>)

Baize P., «Les Masses des Étoiles et la Relation Empirique Masse-Luminosité», SAO/NASA Astrophysics Data System (ADS), L'Astronomie- vol. 57- pp.101-107,
(<http://adsbit.harvard.edu//full/1943LAstr..57..101B/0000120.000.html>).

«The astronomical journal, 133:1810 Y 1827, 2007 April: HUBBLE SPACE TELESCOPE FINE GUIDANCE SENSOR PARALLAXES OF GALACTIC CEPHEID VARIABLE STARS: PERIOD-LUMINOSITY RELATIONS », G. Fritz Benedict, Barbara E. McArthur, Michael W. Feast, Thomas G. Barnes, Thomas E. Harrison, Richard J. Patterson, John W. Menzies, Jacob L. Bean, and Wendy L. Freedman (<http://iopscience.iop.org/article/10.1086/511980/pdf>).

CSIRO (Commonwealth Scientific and Industrial Research Organisation)
(<https://www.csiro.au/en/Research/Astronomy>).

Zombeck, Martin V. (1990). "Calibration of MK spectral types". *Handbook of Space Astronomy and Astrophysics* (2nd ed.). Cambridge University Press. p. 105.

Carlos Bertulani, «Nuclei in the cosmos », World Scientific Publishing Company, 2013.

Damien Lemay, «Télescopes de type réflecteur: modèle Shmidt-Cassegrain», Club d'astronomie de Rimouski, 2018
(http://www.astrorimouski.net/clubdocuments/coin_du_debutant/7_la_capsule_du_debutant_les_reflecteurs.pdf).

Bessell M. - Détermination du rayon en fonction de la magnitude bolométrique
(<http://cdsads.u-strasbg.fr/full/1998A%26A...333..231B/0000244.000.html>).

Harris Benson H et al, «Physique 3: Ondes, optique et physique moderne», Erpi 5em édition, Pearson, 1991.

Pawlak, Michal, SAO/NASA ADS Astronomy Abstract Service, «Period - Luminosity - colour relation for early type contact binaries», Abstract Copyright: The Author Published by Oxford University Press on behalf of the Royal Astronomical Society, 2016
(<http://adsabs.harvard.edu/abs/2016MNRAS.457.4323P>).

Eric Mamajek, «A Modern Mean Dwarf Stellar Color and Effective Temperature Sequence: Tables de correction bolométrique», 2018/03
(http://www.pas.rochester.edu/~emamajek/EEM_dwarf_UBVIJHK_colors_Teff.txt).

Raúl E. Puebla, Marcos P. Diaz, Ivan Hubeny, «A Statistical Study of Accretion Disk Model Spectra for Cataclysmic Variables», The American Astronomical Society, 2007
(<http://iopscience.iop.org/article/10.1086/522112/meta>).

Gater et Vamplew, «Guide pratique de l'astronome amateur», Broquet - livre canadien, 2011.

Ce travail a utilisé les données de la mission Gaia de l'Agence spatiale européenne (ESA) (<https://www.cosmos.esa.int/gaia>), traitées par le consortium Gaia Data Processing and Analysis (DPAC, <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dpac/consortium>). Le financement du DPAC a été assuré par des institutions nationales, en particulier les institutions participant à l'Accord multilatéral Gaia.

Dr. S. Morgan, «Spectral type characteristics»
(<https://sites.uni.edu/morgans/astro/course/Notes/section2/spectralmasses.html>)

Struve et Gratton, «SPECTROGRAPHIC OBSERVATIONS OF THE ECLIPSING BINARIES RZ COMAE, V 502 OPHIUCHI, RV CORVI, AND BF VIRGINIS», American Astronomical Society, Provided by the NASA Astrophysics Data System, 1948 (http://articles.adsabs.harvard.edu/cgi-bin/nph-iarticle_query?db_key=AST&bibcode=1948ApJ...108..497S&letter=.classic=YES&defaultprint=YES&whole_paper=YES&page=497&epage=497&send=Send+PDF&filetype=pdf)

Carl J. Hansen et Steven D. Kawaler, «Stellar Interiors: Physical Principles, Structure, and Evolution», 1994 (ISBN 038794138X), p. 28

The Astrophysical Journal, «Estimation du rayon du lobe de Roche entre 2 étoiles», 268:368-369, 1983 May 1, American Astronomical Society, Provided by the NASA Astrophysics Data System (http://articles.adsabs.harvard.edu/cgi-bin/nph-iarticle_query?db_key=AST&bibcode=1983ApJ...268..368E&letter=.classic=YES&defaultprint=YES&whole_paper=YES&page=368&epage=368&send=Send+PDF&filetype=pdf)

M.Saxner, G.Hammarbäck, Astron. Astrophys. 151, 372-390, 1985.

Casagrande, L., Portinari, L., Flynn, C. (November 2006). "Accurate fundamental parameters for lower main-sequence stars". *MNRAS* (Abstract). **373** (1): 13–44.

Annexe 1: Comparaison entre la carte du *Variable Star Plotter* et l'image produite par la caméra CCD

