Zeitschrift: Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft
Herausgeber: Schweizerische Astronomische Gesellschaft
Band: 62 (2004)
Heft: 323

Artikel: Mesures photométriques d'étoiles variables diverses : deuxième partie : travail de maturité
Autor: Coquille, Loren
DOI: https://doi.org/10.5169/seals-898348

Nutzungsbedingungen
Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften auf E-Periodica. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen sowie auf Social Media-Kanälen oder Webseiten ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Mehr erfahren

Conditions d'utilisation
L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. La reproduction d'images dans des publications imprimées ou en ligne ainsi que sur des canaux de médias sociaux ou des sites web n'est autorisée qu'avec l'accord préalable des détenteurs des droits. En savoir plus

Terms of use
The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. Publishing images in print and online publications, as well as on social media channels or websites, is only permitted with the prior consent of the rights holders. Find out more

Download PDF: 21.07.2025

ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, https://www.e-periodica.ch

Mesures photométriques d'étoiles variables diverses

Deuxième partie - Travail de maturité

LOREN COQUILLE

Chapitre I: Les étoiles variables dites géométriques

A. Les binaires à éclipses

1. Théorie

a. Définition(s), propriétés et caractéristiques

Introduction

Les étoiles binaires à éclipses font partie des étoiles doubles, c'est-à-dire des étoiles étant assez proches pour avoir une influence gravitationnelle l'une sur l'autre et qui tournent autour d'un centre de gravité commun appelé barycentre.

Il faut savoir que la très grande majorité des étoiles, environ les deux tiers, vit en couple ou en famille à trois, quatre ou cinq individus liés par leur attraction gravitationnelle réciproque.

Les étoiles doubles sont classées en deux grands groupes:

- les doubles visuelles, qui sont séparables par des moyens optiques et dont une très longue observation est nécessaire au calcul de l'orbite (pour la plupart)
- les binaires spectroscopiques, qui ne sont pas séparables optiquement car très rapprochées (et dont on sait qu'elles sont doubles par la superposition de leurs spectres).

Les binaires à éclipses peuvent être soit visuelles, soit spectroscopiques, mais elles ont la particularité d'avoir leur plan orbital dans la ligne de visée de l'observateur. On observe donc des éclipses à intervalle régulier, c'est-à-dire quand l'une des deux étoiles passe devant l'autre et inversement. Ces étoiles sont aussi appelées binaires photométriques (ce nom n'est valable que pour les binaires spectroscopiques, car seule l'étude photométrique permet d'affirmer qu'elles sont binaires) ou variables géométriques (car la variation de luminosité au cours du temps n'est pas causée par la pulsation d'une étoile, comme nous le verrons au chapitre II).

Le schéma général simplifié d'une binaire à éclipse est présenté ci-après. On remarquera qu'il est nécessaire de simplifier ou de schématiser certaines parties de la courbe, puisque l'allure générale de celle-ci change selon le type de binaire. (*Voir Fig. 9*)

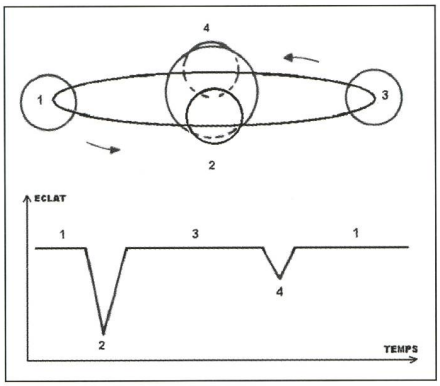


Figure 9

La courbe s'interprète de la manière suivante:

1) Les éclats des deux étoiles s'ajoutent, la luminosité est maximale. C'est le maximum.
2) L'étoile la plus lumineuse est éclipsée par la moins lumineuse, la luminosité est minimale. C'est le minimum principal.
3) Les éclats des deux étoiles s'ajoutent à nouveau, la luminosité est maximale. C'est le maximum.
4) L'étoile la moins lumineuse est éclipsée par la plus lumineuse, il y a une baisse de luminosité, mais moins importante que lors du minimum principal. C'est le maximum secondaire.

Concernant la classification, il existe trois grands groupes de binaires à éclipses: le groupe EA, le groupe EB et le groupe EW. Leurs caractéristiques sont présentées ci-après, avec les différentes courbes de luminosité possibles à titre d'exemple.

Le groupe EA

L'étoile type est Algol (dans Persée).

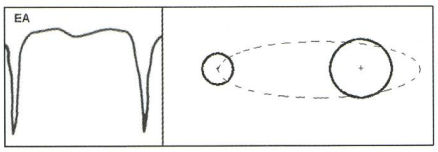


Figure 10

Distance entre les étoiles: Relativement grande
Courbe de luminosité:En général, le minimum principal est grand et le minimum secondaire petit. Autrement, l'éclat est à peu près stable.
Types spectraux: Ces étoiles appartiennent au types spectraux de O à M, mais les plus fréquentes sont de type A, puis B et F.
Sortes d'étoiles: Aussi bien des géantes, supergéantes ou des naines (une des composantes est une sous-géante)
Période: 0.5j < T < 10j avec un maximum de fréquence entre: 2.5j < T < 3j

Ce groupe comprend plusieurs types de courbes de lumières:

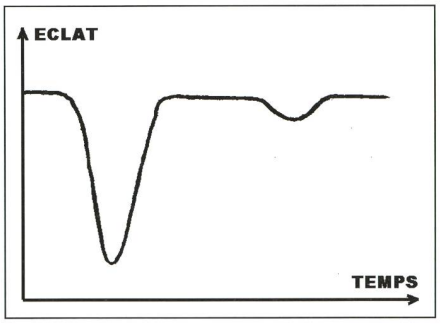


Figure 11a
Grande différence de luminosité des composantes (donc minimum secondaire faible parrapport au principal)

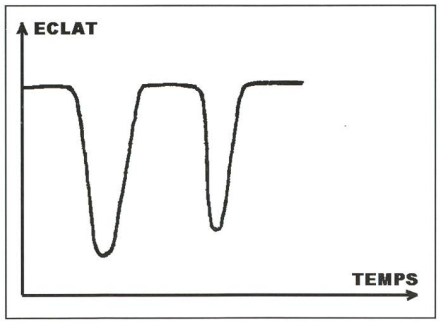


Figure 11b
Etoiles environ égales en dimensions et en éclat (donc minimum secondaire environ égal au principal).

Remarque: ce cas est classédans la catégorie EA car ladistance séparant les deux étoiles du couple est grande; l'at-

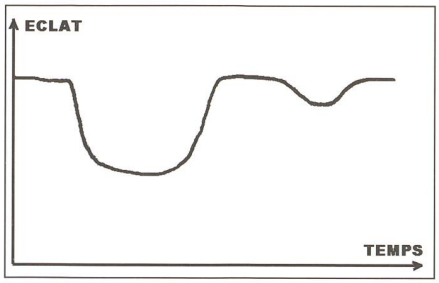


Figure 11c
Une étoile brillante et petite (ou moyenne) et une étoile peu brillante (donc le minimum principal est large et le secondaire peu profond. La période est longue.)

traction gravitationnelle n'est donc pas assez forte pour provoquer la déformation des étoiles, trait caractéristique des deux autres groupes.

Le groupe EB

L'étoile type est β Lyrae.

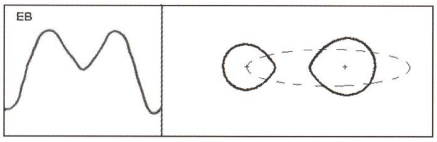


Figure 12

Distance entre les étoiles: Petite. L'attraction gravitationnelle provoque une forme ovoïde des étoiles.
Courbe de luminosité: Le minimum secondaire est souvent grand. La courbe est arrondie.
Types spectraux: Surtout O et B, mais aussi A et F
Sortes d'étoiles: Géantes ou supergéantes (de grand volume et de faible densité). Elles sont inégales en dimensions mais de luminosité comparable. Souvent de grandes masses car de grande luminosité. Etoiles jeunes.
Période: 0.5j < T < 4j avec un maximum de fréquence entre: 0.8j < T < 1j

Le groupe EW

L'étoile type est W UMa.

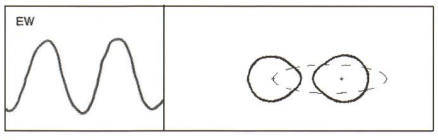


Figure 13

Distance entre les étoiles: Petite. L'attraction gravitationnelle provoque une grande déformation des étoiles. Il y a même souvent contact.
Courbe de luminosité:Le minimum secondaire est souvent aussi grand que le principal.
Types spectraux: F et G
Sortes d'étoiles: Etoiles naines environ égales en dimensions et en éclat. Etoiles vieilles appartenant à la population II ou intermédiaire.
Période: 0.3j < T < 0.4j

On peut observer deux particularités sur les courbes de luminosité:

La première est la présence d'«arrondis» au moment du passage du maximum à un minimum. En effet, les courbes ne plongent pas directement comme indiqué sur le schéma général. Cela est dû à un phénomène appelé assombrissement centre-bord. L'atmosphère d'une étoile étant gazeuse, elle est capable d'absorber les photons de différentes longueurs d'onde. Un photon partant du centre de l'étoile et «allant vers nous» traverse moins d'atmosphère qu'un photon partant du bord; le premier a donc moins de chances d'être absorbé. Les bords paraissent par conséquent plus sombres que le centre du disque apparent d'une étoile, cet assombrissement variant selon les longueurs d'ondes observées. La courbe présentera (au moment d'une éclipse) une zone où la luminosité décroîtra de manière progressive. Comme nous le verrons dans la deuxième partie de la théorie, on est souvent obligé de ne pas tenir compte de cet assombrissement centre-bord pour obtenir des relations simples qui mèneront au calcul du rapport des rayons stellaires.

La seconde est la présence d'un maximum bombé. Cela ne se produit que pour les groupes EB et EW et est dû au fait que les composantes sont très proches l'une de l'autre. On passe donc directement d'une éclipse à l'autre avec un passage très court au maximum. On ne peut observer ce phénomène pour le groupe EA car les composantes sont éloignées l'une de l'autre, et le temps pour passer d'une éclipse à une autre, c'est-à-dire le maximum, est long (zone plate).

Lobes de Roche et points de Lagrange

Un point intéressant dans la classification des étoiles binaires se présente quand les deux étoiles principales sont très proches l'une de l'autre, seulement séparées par dix millions de kilomètres, quinze fois moins que la distance Terre-Soleil. Dans un tel système binaire, le champ de gravitation résulte de la somme des attractions exercées par chacune des deux étoiles. Le mathématicien français Edouard Roche a étudié ces systèmes le siècle passé.

Il a introduit une notion dite «lobes» de Roche, que l'on peut définir comme un volume en forme de sablier (ou de «8» à deux dimensions) possédant deux lobes accolés. Chacun des lobes entoure une étoile et détermine la région où son champ gravitationnel est prédominant. Les lobes peuvent être inégaux en taille, variant selon la masse de l'astre qui s'y trouve. Au point de croisement du 8, le point de Lagrange, la gravité est nulle (*Voir Fig. 14*).

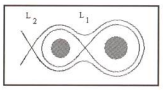


Figure 14

Ce travail n'ayant pas la prétention d'étudier en détails ce chapitre-ci concernant les étoiles binaires, je donne ici à titre informatif la formule exprimant le potentiel[14] (-Φ) en fonction de la distance à l'axe de révolution (r), la distance au centre des étoiles (r_1 et r_2), et

$$\mu = \frac{M_1}{M_1 + M_2}.$$

Cette expression n'est valable que pour le voisinage du premier point de Lagrange:

$$-\Phi = \frac{\mu}{r_1} + \frac{1-\mu}{r_2} + \frac{1}{2}\rho^2$$

Lorsque le potentiel -Φ est très grand, la surface équipotentielle se compose de deux surfaces fermées entourant chacun des deux centres de masse. Quand -Φ diminue, les surfaces fermées grandissent jusqu'à ce qu'elles finissent par se rejoindre. La surface équipotentielle présente alors un point singulier L_1, qu'on appelle le premier point de Lagrange. Seule la matière comprise à l'intérieur de cette surface peut appartenir de façon permanente à chacune des deux étoiles. La matière qui pourrait se trouver à l'extérieur de cette surface appartiendrait encore au système, mais n'appartiendrait plus à l'une ou l'autre des deux étoiles en particulier.

On remarquera qu'un nouveau point singulier L_2, le deuxième point de Lagrange, apparaît sur la surface équipotentielle pour une valeur plus petite du potentiel. A l'extérieur de cette nouvelle surface, la matière n'appartient plus de façon permanente au système.

La détermination des rayons permet de distinguer trois types de systèmes, suivant que l'une ou l'autre des deux étoiles, ou même les deux, remplissent entièrement la surface équipotentielle singulière:

[14] Voir glossaire, sous n°21

- Si les deux étoiles ne remplissent pas la surface équipotentielle, on a *un système détaché (a)*.
- Si l'une des deux étoiles remplit la surface équipotentielle, on a un *système semi détaché (b)*.
- Si les deux étoiles remplissent la surface équipotentielle singulière, on a un *système attaché (c)*.

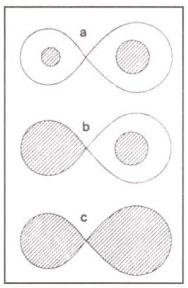


Figure 15

La classification des étoiles binaires, à éclipses ou non, se fait également suivant le remplissage des lobes de Roche.

On remarquera que deux étoiles en interaction gravitationnelle possédant des masses initiales différentes évolueront différemment. En effet, la plus massive aura une durée de vie plus courte. Il peut arriver qu'il s'agisse d'une étoile assez massive pour exploser en supernova, et former une étoile de neutrons. La deuxième étoile peut être amenée à remplir son lobe de Roche, et à perdre de la matière par le premier point de Lagrange. Cette matière formera un disque d'accrétion autour de l'étoile de neutrons et viendra la «nourrir» progressivement. Elle pourra devenir un trou noir si elle atteint la masse critique le lui permettant. Ce mécanisme est un des modèles principaux pour la formation de trous noirs.

b. Démonstration de quelques formules fondamentales et énumération des paramètres mesurables

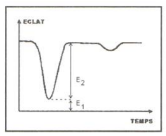
Pour les étoiles binaires à éclipses, il est possible de calculer la période, le rapport des rayons stellaires et les masses stellaires à partir des courbes photométriques obtenues au cours des nuits de mesures.

Détermination de la période

La période du système double est très facile à obtenir: il suffit de repérer, à partir d'un point donné, à quel moment la courbe se répète et de mesurer l'écart de temps entre ces deux points. La précision sera d'autant plus grande que la mesure s'effectue sur un grand nombre de périodes.

Détermination du rapport des rayons des composantes

En ce qui concerne le calcul du rapport des rayons stellaires, il est nécessaire de considérer un modèle très simplifié d'étoile double à éclipse si on veut obtenir des relations simples. En effet, si on suppose que les deux étoiles sont des sphères dont le disque est uniformément brillant, c'est-à-dire en négligeant l'assombrissement centre-bord, que l'orbite qu'elles décrivent est circulaire et qu'une des éclipses (au moins) est totale, le calcul du rapport de leurs rayons est simple.



Remarque: on considérera pour cette démonstration un couple de type EA, où l'étoile la plus petite est la plus brillante (*Voir Fig. 16*).

Soit R_1 le rayon de l'étoile la plus grande et R_2 le rayon de l'étoile la plus petite, on peut poser:

$k \cdot R_1 = R_2 < R_1$ k est donc le rapport des rayons

Si le système double est constitué, comme on l'a dit, d'une étoile grande, et d'une étoile petite, une des deux éclipses est une occultation (quand la grande passe devant la petite) et l'autre est un transit (quand la petite passe devant la grande). Avec la courbe photométrique, on connaît l'éclat au cours des deux éclipses.

Soit E_1 l'éclat de l'étoile la plus grande et E_2 l'éclat de l'étoile la plus petite, et en prenant l'éclat total du couple pour unité, on a:

$$E_1 + E_2 = 1$$
$$E_{occultation} = 1 - E_2 = E_1$$

Puis on pose: $E_1 = \alpha \cdot R_1^2$

car l'éclat est répartit sur le disque stellaire et est donc proportionnel au carré de son rayon ($S = \pi R^2$)

Puisqu'on a l'éclat au centre et l'éclat sur la «couronne» (voir schéma ci-contre), on obtient:

$$\begin{aligned} E_{transit} &= E_2 + \alpha \cdot (R_1^2 - R_2^2) \\ &= E_2 + \alpha \cdot (R_1^2 - k^2 R_1^2) \\ &= \underbrace{E_2 + E_1}_{1} - k^2 E_1 \\ &= 1 - k^2 E_1 \\ &= 1 - k^2 E_{occ} \end{aligned}$$

Et finalement:

$$k^2 = \frac{1 - E_{transit}}{E_{occ}}$$

$$\boxed{k = \sqrt{\frac{1 - E_{transit}}{E_{occ}}}}$$

Remarque: La constante de proportionnalité, α, utilisée ci-dessus, peut-être déterminée de la façon suivante:

$$L_* = \sigma T^4 S = \sigma T^4 4\pi R_*^2 \qquad \text{loi du corps noir}$$
$$E_* = \frac{L_*}{4\pi d^2} = \frac{\sigma T^4 4\pi R_*^2}{4\pi d^2} = \frac{\sigma T^4 R_*^2}{d^2}$$
$$\Rightarrow \alpha = \boxed{\frac{\sigma T^4}{d^2}}$$

avec :

L_* la luminosité de l'étoile
σ la constante de Stefan-Bolzman
T la température de l'étoile
S la surface de l'étoile
R_* le rayon de l'étoile
E_* l'éclat de l'étoile
d la distance de l'étoile

Il existe une autre méthode pour obtenir le rapport des rayons des composantes, basée sur les intensités photométriques perçues par un photomètre au cours de la période. La démarche est toutefois semblable à la précédente.

Les intensités maximales, lors du transit, et lors de l'occultation sont les suivantes:

$$I_{\max} = \pi \left(R_1^2 \alpha + R_2^2 \beta \right)$$
$$I_{transit} = \pi \left(R_1^2 \alpha - R_2^2 \alpha + R_2^2 \beta \right)$$
$$I_{occultation} = \pi R_2^2 \beta$$

On obtient le rapport en éliminant les constantes de proportionnalité et propres à chaque étoile.

$$I_{transit} = I_{\max} - \pi \alpha R_2^2$$
$$I_{occultation} = \pi R_2^2 \beta$$

Donc : $\alpha = \dfrac{I_{\max} - I_{transit}}{\pi R_2^2}$ et $\beta = \dfrac{I_{occultation}}{\pi R_2^2}$

Ce qui donne en remplaçant :

$$I_{\max} = \pi R_1^2 \left(\frac{I_{\max} - I_{transit}}{\pi R_2^2} \right) + \pi R_2^2 \left(\frac{I_{occultation}}{\pi R_2^2} \right)$$

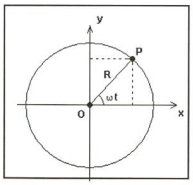
$$\left(\frac{R_1}{R_2} \right)^2 = \frac{I_{\max} - I_{occultation}}{I_{\max} - I_{transit}}$$

$$\rightarrow \boxed{\frac{R_1}{R_2} = \sqrt{\frac{I_{\max} - I_{occultation}}{I_{\max} - I_{transit}}}}$$

Détermination des masses des composantes

Toujours en considérant l'orbite décrite par les deux étoiles comme circulaire, nous allons montrer comment on peut obtenir la valeur des masses respectives des deux étoiles.

Pour cela, nous allons tout d'abord démontrer la formule de la force centrifuge dans un mouvement circulaire uniforme (MCU), dont nous aurons besoin pour la suite des calculs:



Le terme ω introduit ici représente la vitesse angulaire du point P autour de l'origine O, par extension de l'étoile

autour du centre de masse, c'est-à-dire le nombre de périodes effectuées par unité de temps. On a donc:

$\omega = \frac{2\pi}{T}$ avec T la période en [s]

R le rayon du cercle en [m]

Les coordonnées du vecteur $\overrightarrow{OP}$, c'est-à-dire la position au cours du temps est donnée par : $\overrightarrow{OP} = \begin{bmatrix} R\cdot\cos(\omega t) \\ R\cdot\sin(\omega t) \end{bmatrix}$ [m]

La vitesse instantanée du point P est obtenue en dérivant le vecteur position.

$$\vec{V} = \begin{bmatrix} -R\cdot\omega\cdot\sin(\omega t) \\ R\cdot\omega\cdot\cos(\omega t) \end{bmatrix} \left[\frac{\text{m}}{\text{s}}\right]$$

De même, son accélération instantanée est obtenue en dérivant la vitesse:

$$\vec{A} = \begin{bmatrix} -R\cdot\omega^2\cdot\cos(\omega t) \\ -R\cdot\omega^2\cdot\sin(\omega t) \end{bmatrix} \left[\frac{\text{m}}{\text{s}^2}\right] = -\omega^2\overrightarrow{OP}$$

et comme:

$\left\|\overrightarrow{OP}\right\| = R \quad ; \quad \left\|\vec{V}\right\| = \omega R$

on a en norme : $\left\|\vec{A}\right\| = \omega^2 R = \omega\cdot\omega R = \omega\cdot V = \frac{V^2}{R}$

Or on sait par les lois de Newton que la force centrifuge peut s'écrire:

$\vec{F}_{centrifuge} = M\cdot\vec{A}$

Ce qui donne en norme : $F_{centrifuge} = M\cdot A$

On a donc démontré que la force centrifuge dans un MCU est donnée par:

$$\boxed{F_{cent} = \frac{M\cdot V^2}{R}}$$

Voyons maintenant comment déduire les masses des composantes du couple à partir de cette formule et de celle de la gravitation universelle de Newton. Le raisonnement ci-après n'est valable que pour les étoiles supposées à symétrie sphérique (c'est une des hypothèses de la loi de la gravitation universelle).

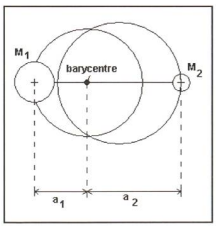


Figure 18

Remarque: sur ce dessin, le R de la formule de la force centrifuge sera le a. On peut déjà écrire:

$a_{tot} = a_1 + a_2$

$$f_{attraction} = G\cdot\frac{M_1\cdot M_2}{a_{tot}^2}$$

$$f_{centrifuge} = \frac{M\cdot v^2}{a}$$

Comme nous sommes dans le cas d'un mouvement circulaire uniforme, la force centrifuge, qui tend à pousser les étoiles vers l'extérieur du système, est compensée par la force de gravitation, qui tend à les rapprocher.

On peut donc écrire pour l'étoile la plus grande:

$$G\cdot\frac{M_1\cdot M_2}{a_{tot}^2} = \frac{M_1\cdot v_1^2}{a_1}$$

La vitesse orbitale est définie par la distance parcourue, le périmètre du cercle, divisée par le temps mis pour la parcourir, par définition la période:

$$v_1 = \frac{2\pi\cdot a_1}{T}$$

Ce qui donne en remplaçant:

$$G\cdot\frac{M_1\cdot M_2}{a_{tot}^2} = \frac{M_1\cdot 4\pi^2\cdot a_1^2}{a_1\cdot T^2}$$

$$G\cdot\frac{M_2}{a_{tot}^2} = \frac{4\pi^2\cdot a_1}{T^2}$$

On peut faire exactement le même raisonnement pour l'étoile la plus petite. On remarquera que les périodes respectives des deux étoiles du couple sont égales, puisqu'elles tournent autour du barycentre en étant diamétralement opposées. On a donc $T_1 = T_2$:

$$G\cdot\frac{M_1}{a_{tot}^2} = \frac{4\pi^2\cdot a_2}{T^2}$$

En sommant les expressions pour chacune des deux étoiles, on obtient:

$$G\cdot\frac{\overbrace{M_1 + M_2}^{M_{tot}}}{a_{tot}^2} = \frac{4\pi^2\cdot\overbrace{(a_1 + a_2)}^{a_{tot}}}{T^2}$$

$$\frac{G\cdot M_{tot}}{4\pi^2\cdot a_{tot}^3} = \frac{1}{T^2}$$

Et finalement:

$$\boxed{M_{tot} = M_1 + M_2 = \frac{4\pi^2\cdot a_{tot}^3}{G\cdot T^2}}$$

D'autre part, comme le système double est en équilibre, les forces qui agissent sur une étoile sont égales à celles qui agissent sur l'autre, on peut donc écrire:

$f_{attraction}(1) = f_{attraction}(2)$ donc $f_{centrifuge}(1) = f_{centrifuge}(2)$

$$\frac{M_1\cdot v_1^2}{a_1} = \frac{M_2\cdot v_2^2}{a_2}$$

$$\frac{M_1\cdot 4\pi^2\cdot a_1^2}{a_1\cdot T^2} = \frac{M_2\cdot 4\pi^2\cdot a_2^2}{a_2\cdot T^2}$$

$$M_1\cdot a_1 = M_2\cdot a_2$$

$$\boxed{\frac{M_2}{M_1} = \frac{a_1}{a_2}}$$

On obtient ainsi un système de deux équations à deux inconnues, qui nous permettra de calculer les masses respectives des deux étoiles du couple. On remarque qu'il faut avoir a_1 et a_2 pour pouvoir le faire, c'est-à-dire les distances respectives au centre de masse. Cette méthode de calcul n'est donc applicable qu'aux étoiles binaires non spectroscopiques, qu'il est possible de séparer par des moyens optiques et pour lesquelles on peut mesurer astrométriquement ces deux grandeurs.

2. Courbes obtenues et interprétations

Introduction

Durant mes divers stages à l'observatoire de St-Luc, j'ai pu mesurer plusieurs étoiles variables. Certaines étoiles que j'ai choisi de mesurer avaient déjà une courbe de luminosité plus ou moins définie, grâce à d'autres mesures qui avaient été réalisées auparavant. Il s'agissait donc d'obtenir des points supplémentaires de façon à rendre la courbe plus précise, le but étant bien sûr d'arriver à une publication, c'est-à-dire l'homologation officielle de l'étoile en question en tant qu'étoile variable. C'est le cas des étoiles LB34, ASAS (présentées ci-dessous) et CD17 (présentée au point II.2).

Par ailleurs, à l'aide du logiciel de réduction des données photométriques, il est possible de passer en revue toutes les étoiles apparaissant dans le champ de l'étoile mesurée, et d'étudier leurs variations de luminosité. Normalement, la grande majorité d'entre elles sont constantes en éclat, mais il peut arriver que l'on découvre des étoiles variables de cette façon. C'est ce qui m'est arrivé pour les étoiles SL2, SL3 et SL4 (appellation provisoire pour «St-Luc 2, 3 et 4», car ce sont les deuxième, troisième, et quatrième étoiles variables découvertes à l'OFXB de St-Luc), qui se sont révélées variables dans les champs respectivement de LB34, ASAS et CD17. (SL2 et SL4 sont présentées ci-dessous, tandis que SL3 est présentée au point II.2.)

On trouvera pour chaque étoile un champ CCD représentatif de chaque série de mesure (en négatif, et où l'étoile en question se trouve à peu près au centre du champ), ainsi que la courbe de luminosité combinée (c'est-à-dire comprenant les mesures déjà faites auparavant par d'autres personnes).

Quelques remarques sur les courbes de luminosité:

– Nous avons en abscisse la fraction de période, et en ordonnée la magnitude «visuelle».

- Les différentes couleurs indiquent des dates de mesures différentes
- Les traits verticaux accompagnant chaque point représentent l'incertitude sur ces points.
- Les courbes en pointillés représentent les diverses possibilités de courbe passant au mieux par tous les points de mesures. L'idéal étant bien sûr que ces courbes soient très rapprochées, voire confondues.
- La période de rotation de chaque étoile est indiquée sur la courbe même par la lettre «T», elle est suivie de son incertitude, entre parenthèses.

LB34 (= USNO – A2.0 975-5664710)

J'ai mesuré cette étoile durant mon stage du 19 au 21 février 2003 à l'observatoire de St-Luc. Sur deux nuits (2003.02.19 et 2003.02.20), nous avons fait 60 poses de 120 secondes. La réduction des données photométriques de cette étoile a été effectuée par Raoul Behrend le 17 avril 2003 à l'Observatoire de Genève.

Il a été très facile de déterminer le type de cette étoile variable, puisque sa courbe est tout à fait typique des binaires EW. En effet, premièrement les «descentes» aux minima et les «remontées» sont symétriques (ce qui est caractéristique des binaires à éclipses). Et deuxièmement les deux minima sont de profondeur quasiment égale, tout en étant relativement larges (caractéristiques des EW). (*Voir Fig. 19*)

Pour cette étoile, il est possible de calculer le rapport des rayons des deux composantes du couple, grâce à la formule démontrée à la section précédente. Il est cependant nécessaire de procéder à quelques conversions, puisque nous devons travailler avec des éclats, et non des magnitudes comme sur les courbes de luminosité.

Par définition, la différence de magnitude entre deux étoiles est définie de la manière suivante:

$$m_1 - m_2 = 2.5 \cdot \log \frac{E_2}{E_1}$$

Où m_1 et m_2 sont les magnitudes des étoiles, et E_1 et E_2 sont leurs éclats.

Pour effectuer les conversions, nous utiliserons une étoile étalon, de magnitude m et d'éclat E, mais qui n'interviendra pas dans la formule finale (m_* et E_* se rapportent à l'étoile mesurée):

$$m - m_* = 2.5 \cdot \log \frac{E_*}{E}$$

$$E_* = 10^{\left(\frac{m-m*}{2.5}\right)} \cdot E$$

La formule prenant comme unité l'éclat maximum (la somme des éclats des deux étoiles), il faut effectuer les rapports suivants:

$$\frac{E_{transit}}{E_{\max}} = E_{transit}' = \frac{10^{\left(\frac{m-m*_{transit}}{2.5}\right)} \cdot E}{10^{\left(\frac{m-m*_{\max}}{2.5}\right)} \cdot E} = 10^{\left(\frac{m-m*_{transit}}{2.5} - \frac{m-m*_{\max}}{2.5}\right)} = 10^{\left(\frac{-m*_{transit}+m*_{\max}}{2.5}\right)}$$

$$\frac{E_{occultation}}{E_{\max}} = E_{occultation}' = \frac{10^{\left(\frac{m-m*_{occultation}}{2.5}\right)} \cdot E}{10^{\left(\frac{m-m*_{\max}}{2.5}\right)} \cdot E} = 10^{\left(\frac{m-m*_{occultation}}{2.5} - \frac{m-m*_{\max}}{2.5}\right)}$$

$$= 10^{\left(\frac{-m*_{occultation}+m*_{\max}}{2.5}\right)}$$

On calcule alors le rapport des rayons des composantes:

$$k = \sqrt{\frac{1 - E_{transit}'}{E_{occultation}'}}$$

Sur la courbe de LB34, nous pouvons estimer les magnitudes lors du transit, de l'occultation et du maximum d'éclat aux valeurs suivantes:

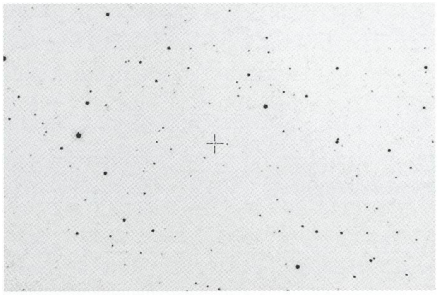


Figure 19

$$m_{transit} = 16.07 \pm 0.02 \qquad \Delta m_{transit} = 0.02$$
$$m_{occultation} = 16.21 \pm 0.04 \qquad \Delta m_{occultation} = 0.04$$
$$m_{\max} = 15.54 \pm 0.01 \qquad \Delta m_{\max} = 0.01$$

Les rapports d'éclats correspondants sont donc :

$$\frac{E_{transit}}{E_{\max}} = E_{transit}' = 10^{\left(\frac{-16.07+15.54}{2.5}\right)} \cong 0.61$$

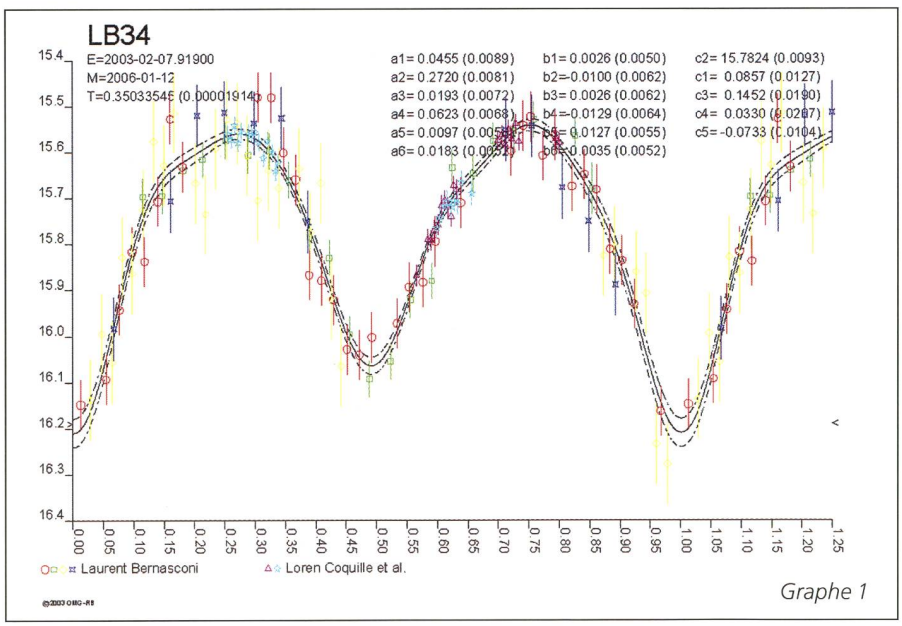
$$\frac{E_{occultation}}{E_{\max}} = E_{occultation}' = 10^{\left(\frac{-16.21+15.54}{2.5}\right)} \cong 0.54$$

Le rapport des rayons, k, est alors:

$$k = \sqrt{\frac{1 - E_{transit}'}{E_{occultation}'}} = \sqrt{\frac{1-0.61}{0.54}} \cong \boxed{0.85}$$

Calcul d'erreur:

On part de l'expression de k^2 faisant intervenir toutes les magnitudes mesurées:



Graphe 1

Tableau 4

Coordonnées	Type de variable	Sous-type	Période	Amplitude
α= 8h01m59.79s	Binaire à éclipses	EW	0.350j	~0.7 magn.
δ= +13°49'43.9"				

$$k^2 = \frac{1-E_{transit}'}{E_{occultation}'} = \frac{1-10^{\left(\frac{-m*_{transit}+m*_{\max}}{2.5}\right)}}{10^{\left(\frac{-m*_{occultation}+m*_{\max}}{2.5}\right)}} = [...] =$$

$$10^{\left(\frac{m*_{occultation}-m*_{\max}}{2.5}\right)} - 10^{\left(\frac{m*_{occultation}-m*_{transit}}{2.5}\right)} = F\left(m_{*transit}, m_{*occultation}, m_{*\max}\right)$$

Nous obtenons donc la dérivée suivante:

$$2kdk = F'_{m_{*transit}} \cdot dm_{*transit} + F'_{m_{*occultation}} \cdot dm_{*occultation} + F'_{m_{*\max}} \cdot dm_{*\max}$$

Après calcul des dérivées partielles, on arrive à l'expression de l'erreur relative sur k:

$$\frac{\Delta k}{k} = \frac{\ln 10}{5}\left[\frac{10^{\left(\frac{m*_{occultation}-m*_{transit}}{2.5}\right)}}{k^2}\Delta m_{*transit} + \Delta m_{*occultation} + \frac{10^{\left(\frac{m*_{occultation}-m*_{\max}}{2.5}\right)}}{k^2}\Delta m_{*\max}\right]$$

En appliquant cette formule au cas de l'étoile LB34, nous obtenons:

$$\frac{\Delta k}{k} \cong 0.04 = 4\%$$

Le rapport des rayons des composantes de LB34 est donc de:

$$\boxed{0.82 \le k \le 0.88}$$

Ce résultat est typique des binaires de type EW, qui sont des étoiles dont les composantes sont très proches l'une de l'autre, et qui sont à peu près de même dimension. Leurs deux minima sont en effet quasiment aussi profonds l'un que l'autre.

ASAS J122418+0351.6 (=GSC 0285.1075)

J'ai également mesuré cette étoile durant mon stage du 19 au 21 février 2003 à l'observatoire de St-Luc. Sur deux nuits (2003.02.19 et 2003.02.20), nous avons fait 205 poses de 60 secondes. La réduction des données photométriques de cette étoile a été effectuée par Raoul Behrend le 17 avril 2003 à l'Observatoire de Genève.

On voit que plusieurs courbes sont encore possibles au niveau du deuxième maximum (entre 0.65 et 0.85 T), il est donc nécessaire de réaliser d'autres mesures. Il y a également une dispersion non négligeable sur la période.

Comme indiqué dans le tableau récapitulatif, le type spectral des deux étoiles a pu être déterminé de façon plus ou moins précise. Pour parvenir à ce résultat, la courbe de luminosité de ASAS J122418+0351.6 a été comparée à d'autres courbes mesurées par le satellite Hipparcos (rassemblées dans un livre). En choisissant un cas quasiment semblable (mêmes période, amplitude, allure de la courbe, etc.), on peut affirmer sans trop prendre de risques que les types spectraux des étoiles de ASAS J122418+0351.6 sont sensiblement les mêmes que ceux de l'étoile binaire mesurée par Hipparcos. Cette méthode d'indication des types spectraux aurait pu être appliquée pour les autres courbes de binaires.

De plus, vu l'allure de la courbe de ASAS J122418+0351.6, on peut présumer que les masses des deux étoiles sont quasi semblables, et que le plan de l'orbite présente une faible inclinaison[15] par rapport à la ligne de visée. En effet, l'amplitude maximale (pas d'inclinaison) d'un tel couple (binaires EW), dont les masses sont semblables, est normalement de 0,75 magnitude (*Voir Fig. 20*).

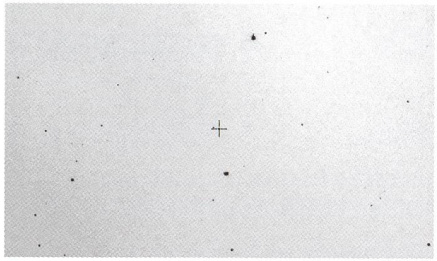


Figure 20

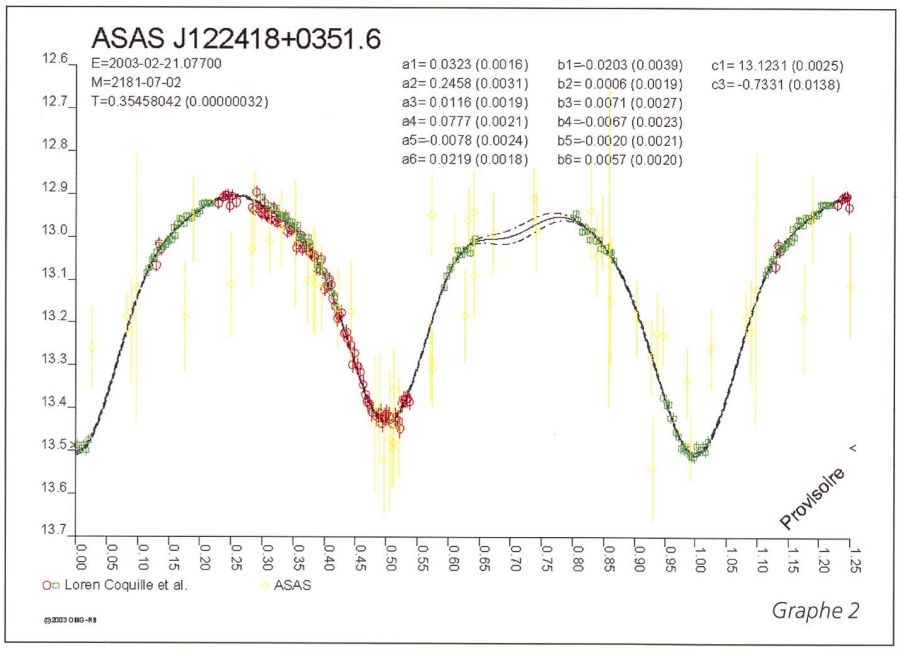
Pour cette étoile, il est également possible de calculer le rapport des rayons des deux composantes du couple. Nous suivons la même démarche que pour LB34.

Sur la courbe de ASAS J122418 + 0351.6, nous pouvons estimer les magnitudes lors du transit, de l'occultation et du maximum d'éclat aux valeurs suivantes:

$m_{transit} = 13.43 \pm 0.005$ $\quad \Delta m_{transit} = 0.005$

$m_{occultation} = 13.51 \pm 0.005$ $\quad \Delta m_{occultation} = 0.005$

$m_{\max} = 12.90 \pm 0.005$ $\quad \Delta m_{\max} = 0.005$



Graphe 2

Tableau 5

Coordonnées	Type de variable	Sous-type	Période	Amplitude	Types spectraux
α= 12h24m18.4s	Binaire à éclipses	EW	0.355j	~0.6 magn.	~F-G pour les 2
δ= +3°51'33"					

[15] Voir glossaire, sous n°13

Les rapports d'éclats correspondants sont donc:

$$\frac{E_{transit}}{E_{\max}} = E_{transit}\,' = 10^{\left(\frac{-13.43+12.90}{2.5}\right)} \cong 0.61$$

$$\frac{E_{occultation}}{E_{\max}} = E_{occultation}\,' = 10^{\left(\frac{-13.51+12.90}{2.5}\right)} \cong 0.57$$

Le rapport des rayons, k, est alors:

$$k = \sqrt{\frac{1-E_{transit}\,'}{E_{occultation}\,'}} = \sqrt{\frac{1-0.61}{0.57}} \cong \boxed{0.83}$$

Calcul d'erreur:

En appliquant la formule obtenue précédemment au cas de l'étoile ASAS J122418 + 0351.6, nous obtenons:

$$\frac{\Delta k}{k} \cong 0.01 = 1\%$$

Le rapport des rayons des composantes de LB34 est donc de:

$$\boxed{0.82 \le k \le 0.84}$$

Ce résultat est à nouveau typique des binaires de type EW.

La même méthode pourrait être utilisée pour déterminer le rapport des rayons des autres étoiles binaires mesurées (voir ci-dessous), mais puisque leur courbe de luminosité n'est pas encore très précise, j'ai décidé de ne pas me lancer dans un calcul qui n'aurait pas beaucoup de sens.

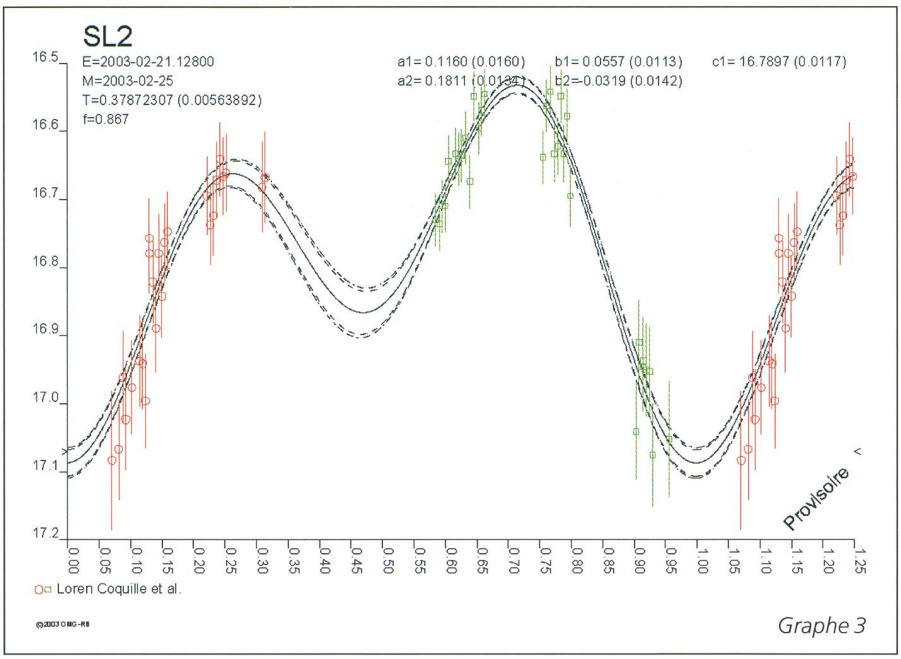
SL2

Cette étoile a été découverte dans le champ de LB34, lors de la réduction des données photométriques de cette étoile par Raoul Behrend le 17 avril 2003 à l'observatoire de Genève. La courbe de luminosité doit encore être passablement améliorée, mais on est déjà en mesure d'affirmer qu'il s'agit d'une binaire à éclipses de type EW, car la «descente» est symétrique à la «montée» pour le deuxième minimum (une pulsante de cette amplitude est rarement symétrique).

SL4

Cette étoile a été découverte dans le champ de CD17 (voir point 3.2.2.b), lors de la réduction des données photométriques de cette étoile par Raoul Behrend le 30 juillet 2003 à l'observatoire de Genève.

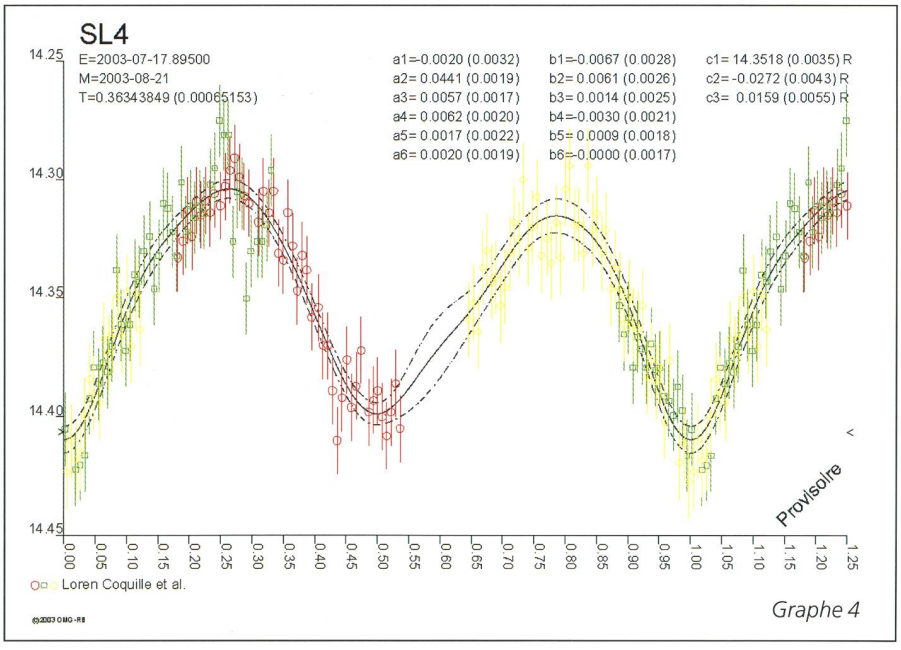
La courbe de luminosité est relativement bien définie en comparaison avec les autres variables découvertes dans les divers champs mesurés, mais il faudrait tout de même refaire quelques mesures pour pouvoir l'améliorer, et aboutir à une publication. Les types spectraux des composantes sont difficiles à estimer, mais on peut dire qu'il s'agit de deux étoiles de masses quasi semblables.



Graphe 3

Coordonnées	Type de variable	Sous-type	Période	Amplitude
α= 08h01m43.44s	Binaire à éclipses	EW	0.379j	~0.6 magn.
δ= +13°50'25.7"				

Tableau 6



Graphe 4

Coordonnées	Type de variable	Sous-type	Période	Amplitude
α= 21h00m0.48s	Binaire à éclipses	EW	0.363 j	~0.1 magn.
δ= 15°42'44.3"				

Tableau 7

(à suivre)

LOREN COQUILLE
18, rue de Vermont, CH-1202 Genève