

(Guide de données astronomiques pour l'observation du ciel 2008: Annuaire du Bureau des Longitudes, EDP Sciences ed., ISBN : 978-2-7598-0027-8)

LES MULTIPLES ÉTOILES DOUBLES

F. Arenou

GÉPI, observatoire de Paris, CNRS

1. INTRODUCTION

Les étoiles binaires remplissent un rôle fondamental tant sur le plan théorique qu'observationnel, et, sans aucun doute, notre Galaxie apparaîtrait très différente si toutes les étoiles étaient simples. On y croise en effet les binaires dans l'évolution stellaire depuis le début, comme produit typique des processus de formation, jusqu'à la fin brutale en supernovae.

Plusieurs types d'étoiles binaires permettent d'autre part des mesures directes de certaines quantités physiques. Elles représentent donc un outil indispensable que ce soit en physique stellaire, pour peser les étoiles ou mesurer leur rayon, en physique galactique par la mesure du potentiel galactique via les binaires à large séparation, les phénomènes hautement énergétiques des binaires compactes en interaction, l'étude de l'évolution chimique galactique par les supernovae de type Ia, l'échelle des distances par les binaires à éclipses, etc.

Les systèmes doubles couvrent l'ensemble des masses, allant des compagnons naines brunes aux jumelles massives, et l'ensemble des périodes orbitales, de l'heure aux millions d'années, ils ne sont donc détectables que par des techniques différentes. Ces systèmes sont ainsi présentés ci-dessous, en s'attachant aux doubles plus qu'aux multiples, sous ce point de vue purement observationnel, par ordre essentiellement historique de leur découverte.

2. LES DOUBLES VISUELLES

Une étoile *double visuelle* est un couple d'étoiles proches sur le ciel dont les deux composantes peuvent être observées séparément avec un instrument comme un télescope, ce qui dépend donc en particulier du pouvoir de séparation ou de résolution de l'instrument. Parmi celles-ci, les *binaires visuelles* sont celles dont la binarité est révélée en général par le mouvement orbital relatif de la secondaire autour de la primaire.

Bien que Mizar et son cavalier Alcor, avec leur séparation de 12', aient probablement servi de test d'acuité visuelle depuis l'Antiquité, la première

utilisation du terme « étoile double » qui nous soit parvenue provient de Ptolémée dans l'Almageste, à propos du couple ν^1 et ν^2 Sagittarii, dont la séparation est de 14'.

L'invention de la lunette astronomique va bien entendu bouleverser ce domaine. La première étoile double « télescopique » est-elle Mizar Benedetto Castelli décrivant à son ancien maître Galilée le 7 janvier 1617 « una delle belle cose che sia in cielo » (Fedele, 1949) ? Quoi qu'il en soit, les découvertes des premières étoiles doubles s'égrènent à partir du milieu du XVII^e siècle. Il s'agit au début de découvertes faites par hasard, dont on pensait probablement qu'il s'agissait de doubles optiques, et aucune étude systématique ne fut entreprise jusqu'à la réalisation du premier Catalogue d'étoiles doubles par Christian Mayer à Mannheim en 1777-1778.

2.1. Couple optique

Une *étoile double optique* est un couple d'étoiles apparaissant comme double visuelle à cause de leur proximité apparente en projection sur le ciel mais en réalité séparées par une grande distance, et n'étant donc pas de vraies étoiles binaires liées gravitationnellement.

Faute d'indication (par exemple orbitale) permettant de trancher quant à la nature du couple, il reste la possibilité d'un test statistique, avec le risque d'erreur naturellement associé. Sous l'hypothèse simplificatrice d'une densité surfacique uniforme D_m (en nombre d'étoiles par seconde de degré carrée jusqu'à la magnitude apparente m) dans une petite zone du ciel, la probabilité d'avoir au moins une étoile de magnitude m dans l'élément de surface de rayon ρ autour d'une étoile donnée est obtenue pour une loi poissonnienne par $P(\rho, m) = 1 - \exp(-\pi\rho^2 D_m)$. L'instrumentation moderne permettant l'observation d'un nombre considérable d'objets de plus en plus faibles, avec des résolutions de plus en plus fines, dans les champs denses des galaxies augmente évidemment la probabilité de se trouver en présence de couples optiques.

Dans ce qui suit, on distinguera donc comme « binaire » les objets dont l'instrumentation permet de mettre en évidence le mouvement orbital, des « doubles » pour lesquelles un doute sur l'association physique peut subsister.

2.2. Les binaires visuelles

La première confirmation de l'existence des binaires visuelles a été faite par l'astronome et musicien William Herschel le 1^{er} juillet 1802 devant la Royal Society. L'idée en elle-même n'était pas nouvelle, car John Michell avait montré (1767) que les regroupements stellaires n'étaient pas dus au hasard, et Christian Mayer en 1779 avait envisagé la possibilité de petits

soleils orbitant de plus gros, mais Herschel avait pris ses distances à l'époque (1782), jugeant prématurée cette hypothèse. Au contraire, cherchant à mesurer une parallaxe annuelle différentielle, suivant en cela la suggestion faite un siècle et demi plus tôt par l'illustre défenseur de l'héliocentrisme, il avait commencé, avec θ^1 Orionis le 11 novembre 1776, l'étude des mouvements relatifs d'étoiles doubles. Recherche infructueuse en 1803, on le sait, car il faudra attendre Bessel, 35 ans plus tard, pour acquérir la première mesure de parallaxe. En revanche, Herschel allait publier une liste de couples orbitaux, Castor en tête. Non seulement la controverse sur la nature physique d'un certain nombre de systèmes doubles était réglée, mais la voie était ouverte pour prouver que la loi de la gravitation de Newton était réellement universelle car valable hors de notre système solaire. Et ceci indiquait incidemment que les étoiles pouvaient avoir des luminosités intrinsèques différentes, puisque des objets d'un même couple, donc à la même distance, avaient souvent une différence de magnitude significative.

Il fallut attendre encore un quart de siècle pour obtenir une solution rigoureuse à la reconstitution de l'orbite ; le problème était délicat car on ne peut observer que la projection sur le plan tangent du ciel de la véritable orbite. Il serait dommage de ne pas noter ici que le premier à publier une solution fut, peut-être à l'instigation d'Arago, le jeune polytechnicien Félix Savary du Bureau des Longitudes dans la « *Connaissance des Temps pour 1830* » (1827). La première « application numérique » de Savary fut pour ξ Ursae Majoris, de période 60 ans, cette binaire ayant d'ailleurs été découverte par Herschel le 2 mai 1780, son fils John Herschel en recalcula l'orbite en 1831.

La recherche d'orbites allait ensuite se poursuivre les deux siècles suivants. Fin juin 2006, le 6^e catalogue des orbites d'étoiles binaires visuelles, maintenu à l'U.S. Naval Observatory, contenait 2024 orbites de 1888 systèmes (Hartkopf & Mason, 2006).

2.3. Masses et luminosités

La troisième loi de Képler modifiée par Newton s'écrit $a^3/P^2 = GM/(4\pi^2)$ où M est la masse totale du système, G la constante gravitationnelle, P la période, et a le demi-grand axe de l'orbite. La trajectoire de l'étoile secondaire relativement à la primaire est une orbite homothétique de celle de chaque composante autour du centre de masse ; en unités physiques adaptées au problème des étoiles doubles, on a donc

$$(M_1 + M_2) = \frac{(a/\varpi)^3}{P^2}$$

donnant la somme des masses M_1 (pour l'étoile primaire) et M_2 (pour

l'objet secondaire) en masse solaire, M_{\odot} , en fonction des quantités observées $a = a_1 + a_2$ le demi-grand axe de l'orbite relative en seconde de degré, ϖ la parallaxe annuelle dans la même unité, et P la période orbitale en années.

Depuis les travaux d'Herschel (William), les positions relatives de la secondaire sont usuellement repérées en coordonnées polaires avec la séparation ρ (en seconde de degré) entre les composantes, et l'angle de position θ , compté positivement à partir du Nord en direction de l'Est depuis Herschel (John). Les équations du mouvement sont similaires à celles des binaires astrométriques (§5.1), à la différence près que l'angle entre la ligne des nœuds et le grand axe dans le plan de la vraie orbite se réfère ici à la secondaire, avec $\omega_2 = \omega_1 + \pi$, et que le demi-grand axe a est celui de l'orbite relative.

La connaissance de l'orbite permet donc d'avoir accès à la somme des masses, le problème étant de connaître la parallaxe de l'étoile. Pour obtenir les masses individuelles, il faut que la binaire visuelle soit également astrométrique ou bien binaire spectroscopique, comme on l'indique ci-dessous. Faute de mieux on pourrait s'aider d'une relation masse-luminosité, mais les masses obtenues ne sont alors plus purement orbitales. En effet, il faut noter que, le système étant résolu, les magnitudes individuelles des composantes sont mesurables et les luminosités intrinsèques sont alors obtenues dès lors que la parallaxe est connue.

2.4. Les observations

Le nombre de découvreurs d'étoiles doubles est considérable et la liste ci-dessous ne fait que mentionner les principaux catalogues.

Table 1. – Les principaux catalogues d'étoiles doubles.

Date	Auteur (catalogue)	Couples
1781	Christian Mayer	60
1782	William Herschel	269
1785	William Herschel	454
1827	Friedrich Georg Wilhelm Struve (STF)	3 112
1906	Sherburne Wesley Burnham (BDS)	13 665
1932	Robert Grant Aitken (ADS)	17 180
1963	Jeffers, van de Bos, Greeby (IDS)	64 247
1994	Dommanget & Nys (CCDM)	34 031
1997	ESA, Hipparcos (DMSA)	23 882
2002	Tycho double star catalogue (TDSC)	103 259

Le Washington Double Star Catalog⁽¹⁾ (WDS), base de données officielle pour l'UAI, contient dans sa version de 2006,5, 727 726 mesures de 102 387 systèmes. De nombreuses techniques d'observation ont été mises au point pour mesurer les étoiles doubles et les mesures dans le WDS proviennent à 58% de lunette+micromètre, à 11% de mesures photographiques (astrographe), à 9% du satellite astrométrique Hipparcos ou Tycho, à 6% par interférométrie des tavelures, à 6% par photographie (longue focale), à 6% également de télescope+micromètre, chacune des autres techniques (astrométrie CCD, cercle méridien, interférométrie, télescope spatial Hubble, héliomètre, occultations, etc.) représentant moins de 1% des mesures.

3. BINAIRES À ÉCLIPSES

Une *binaire à éclipses* possède un plan orbital suffisamment vu par la tranche (la normale au plan de l'orbite est presque perpendiculaire à la ligne de visée) pour que les composantes subissent des éclipses (occultations) mutuelles et que le système apparaisse donc comme une étoile variable.

Quoique sa variabilité ait été probablement connue depuis l'antiquité, Algol « le démoniaque » fut oublié jusqu'à Montanari en 1667, puis jusqu'en 1782 où John Goodricke Jr. suspecta cette étoile d'être périodiquement éclipsée. Non seulement le jeune Goodricke (18 ans et sourd-muet !) détermina une période très précise pour la première variable à courte période connue, mais il eut la géniale intuition que cela « pourrait difficilement être expliqué autrement que par... l'interposition d'un large corps tournant autour d'Algol... » (Kopal, 1959). Comme on l'a vu, Herschel en doutait à cette époque et la confirmation de la binarité d'Algol dut attendre plus d'un siècle la découverte des binaires spectroscopiques.

Pour qu'il y ait éclipses dans un couple décrivant une orbite circulaire de séparation a , l'inclinaison de l'orbite i doit vérifier $\cos i \leq \frac{R_1+R_2}{a}$ où R_i désigne le rayon de la composante i dans la même unité que a . Les binaires à éclipses vont concerner préférentiellement des couples ayant une séparation comparable à leur dimension stellaire, des couples serrés donc difficiles à résoudre, potentiellement en interaction.

En fonction de la courbe de lumière, on distingue les binaires de type EA, de représentant Algol, nommées également algolides, ayant des composantes peu elliptiques et une gamme de périodes très large, la courbe de lumière étant caractérisée par des périodes constantes alternées par des périodes de baisse de luminosité; le type EB comme β Lyrae, des systèmes dont les composantes sont souvent semi-détachées, une des composantes remplissant son lobe de Roche, de période plus longue qu'un

(1) <http://ad.usno.navy.mil/wds/dsl>

jour, souvent de type spectral précoce ; le type EW, comme W Ursae Majoris, généralement des binaires à contact, de période inférieure au jour, souvent de type spectral tardif.

L'orbite spectroscopique est fréquemment également connue, et si le couple est une binaire spectroscopique à deux spectres (§6), l'ambiguïté sur l'inclinaison est ici levée et la dimension de l'orbite en unité linéaire est connue. On comprend bien, d'autre part, que la baisse de luminosité est reliée à la surface donc au rayon des étoiles. À partir de la courbe de lumière et de l'orbite spectroscopique, il est donc parfois possible d'obtenir ainsi les masses, rayons et gravités d'étoiles avec une précision meilleure que le pour cent.

Outre l'intérêt intrinsèque de leur recherche, les binaires à éclipses sont parfois également un sous-produit des grands relevés photométriques, qu'ils soient destinés comme les projets Eros, Macho, Ogle à la recherche de microlentilles gravitationnelles, ou, comme la mission Corot, à la recherche de transits exoplanétaires. Avant même les résultats de Corot, la méthode des transits s'applique déjà à 9% environ du nombre actuel d'exoplanètes détectées.

4. DOUBLES À OCCULTATION

Une étoile *double à occultation* est une étoile double dont les deux composantes sont successivement occultées par la Lune (ou un autre corps du système solaire) lors du mouvement relatif de ce corps par rapport au couple. Un certain professeur Burg dut être surpris le 13 avril 1819 à Vienne : « À 12 h 3 mn 17,1 s j'ai observé l'émergence d'une étoile de 6,7 mag qui, après environ 5 secondes, m'est soudain apparue comme une étoile de première magnitude... » (Burnham, 1979). Antarès, le rival de Mars, semble ainsi avoir le privilège d'être la première double à occultation détectée.

Grâce à la mesure de la différence de temps lors de l'immersion (ou l'émergence) de chaque composante au bord lunaire, cette technique est en fait la plus ancienne des techniques de haute résolution angulaire, de l'ordre de quelques millièmes de seconde de degré (mas), et reste toujours utilisée grâce à ses performances. En effet, ni la turbulence atmosphérique (hormis la scintillation), ni la diffraction du télescope ne perturbent trop la mesure car la diffraction est effectuée en amont, par la Lune, dans le vide, et le télescope ne sert qu'à collecter la lumière. Ainsi la résolution angulaire n'est pas directement liée au diamètre de l'instrument. Bien sûr le rapport signal/bruit, lui, l'est. Toutefois un signal/bruit plus grand que 10 est suffisant pour détecter des doubles de séparation supérieure à 5 mas et de différence de magnitude $< 1,5$ (Richichi, 1994). Le faible coût et la simplicité en termes d'observation et de réduction de données ne réservent

donc pas cette méthode à des astronomes professionnels disposant de grands équipements. En contrepartie, seuls des couples avec une faible différence de magnitude au voisinage de l'écliptique peuvent être observés car le parcours de la Lune ne couvre qu'à peu près 10% du ciel, et l'observation de la duplicité n'est souvent pas répétable (vérifiable) par cette méthode, sauf éventuellement à attendre environ 18,5 ans. Les occultations par des astéroïdes apportent une meilleure couverture du ciel mais la prédiction des occultations est plus complexe. Enfin, une simple mesure du temps séparant les deux événements ne suffit pas à obtenir la séparation et l'angle de position du couple : seule la séparation projetée est alors accessible.

5. BINAIRES ASTROMÉTRIQUES

Une *binaires astrométrique* est en général non résolue, la binarité étant révélée par le mouvement orbital du photocentre sur le ciel, mesuré par l'astrométrie. En particulier, quand le compagnon est beaucoup plus faible que l'étoile primaire, c'est le mouvement réflexe de celle-ci qui est observé.

Après avoir été le premier à estimer précisément une parallaxe stellaire, Bessel allait également découvrir par hasard les deux premières binaires astrométriques. Dans une lettre du 10 août 1844, Bessel indiquait que le mouvement propre de Sirius et Procyon n'était pas constant et concluait avec justesse dans les deux cas à la présence d'un corps massif mais obscur orbitant avec une période d'environ un demi-siècle. Les compagnons de ces phares placés sous le signe des Chiens, d'ailleurs les premières naines blanches connues, ne furent aperçus respectivement qu'en 1862 et 1896, transformant les binaires astrométriques en binaires visuelles. Ce premier succès ne fut néanmoins pas suivi d'une avalanche de nouveaux résultats. Plus d'un siècle plus tard, on dénombrait seulement 17 binaires astrométriques (et 14 cas suspects, van de Kamp, 1975), avant que les résultats d'Hipparcos n'augmentent considérablement la statistique. L'astrométrie demande des observations très exactes, et si les missions spatiales astrométriques à venir (Gaia, ...) laissent augurer la détection de nombreuses planètes extrasolaires, il est probable que les annonces de détection de tels objets dans le passé par l'astrométrie au sol aient plutôt été dues à la présence d'erreurs systématiques dans les observations...

Selon la période orbitale, la taille (angulaire) du demi-grand axe apparent, et la précision de l'instrument astrométrique concerné, on peut définir plusieurs catégories de binaires astrométriques. Grâce au nombre d'objets qu'il a observé, et à sa précision, le satellite européen Hipparcos a ajouté de nouvelles catégories aux *binaires astrométriques orbitales* avec 4 000 objets environ suspectés d'être des *binaires à accélération* dont la période

est très longue, et dont seule une variation voire une inflexion du mouvement propre pourrait être observée, ou des *binaires stochastiques* dont la période est courte et l'amplitude faible, se traduisant par une dispersion d'apparence « aléatoire » des mesures individuelles. Dans les deux cas, seules des mesures complémentaires permettant d'obtenir une orbite complète pourraient, en toute rigueur, prouver la binarité. Pour certaines de ces étoiles, une solution orbitale peut parfois être trouvée ; la figure ci-dessous (Arenou, 2001) montre l'orbite qui peut être obtenue pour une binaire stochastique d'Hipparcos, qui s'est d'ailleurs également révélée être une binaire spectroscopique.

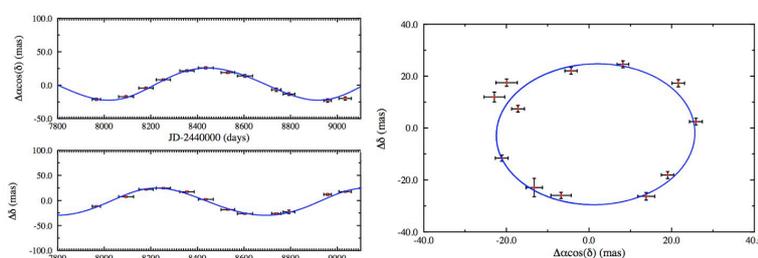


Fig. 1. – Mouvement astrométrique de la binaire stochastique HIP 39903.

5.1. Équations du mouvement

Le photocentre décrit une orbite autour du barycentre qui est homothétique en règle générale à celle de l'étoile la plus brillante mais avec un demi-grand axe a_0 pouvant être différent en taille. Les variations de position en coordonnées équatoriales sur le plan tangent du ciel s'écrivent

$$\begin{cases} \Delta\alpha \cos \delta = a_0 \frac{1 - e^2}{1 + e \cos v} [\cos(v + \omega) \sin \Omega + \sin(v + \omega) \cos \Omega \cos i] \\ \Delta\delta = a_0 \frac{1 - e^2}{1 + e \cos v} [\cos(v + \omega) \cos \Omega - \sin(v + \omega) \sin \Omega \cos i] \end{cases}$$

où e est l'excentricité de l'orbite, v l'anomalie vraie, ω l'angle entre le nœud et le périastre, Ω l'angle de position du nœud ascendant, et i l'inclinaison, soit l'angle entre la normale au plan de l'orbite et la ligne de visée.

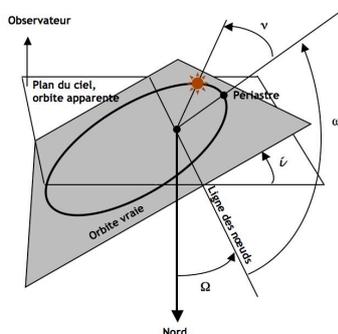


Fig. 2. – Éléments d'une orbite.

On appelle anomalie moyenne l'angle $M = 2\pi(t - T)/P$, et E l'anomalie excentrique, l'angle également compté à partir du centre de l'ellipse et relié à M par l'équation de Képler $M = E - e \sin E$, que l'on résout par itération. L'anomalie vraie est alors donnée par $\tan \frac{v}{2} = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \tan \frac{E}{2}$. Il existe de nombreuses méthodes de détermination d'orbites que l'on ne détaillera pas ici, mais on notera qu'il est avantageux de remplacer les éléments elliptiques de Campbell a_0, ω, i, Ω par ceux de Thiele-Innes A, B, F, G

$$\begin{cases} A = +a_0 (\cos \omega \cos \Omega - \sin \omega \sin \Omega \cos i) \\ B = +a_0 (\cos \omega \sin \Omega + \sin \omega \cos \Omega \cos i) \\ F = -a_0 (\sin \omega \cos \Omega + \cos \omega \sin \Omega \cos i) \\ G = -a_0 (\sin \omega \sin \Omega - \cos \omega \cos \Omega \cos i) \end{cases}$$

En effet, si l'on note $X = \cos E - e$ et $Y = \sqrt{1 - e^2} \sin E$, alors les coordonnées observées $\Delta\alpha \cos \delta = BX + GY$ et $\Delta\delta = AX + FY$ s'expriment de manière linéaire et simplifient la résolution de l'orbite.

Par définition du centre de gravité, si a_1 et a_2 sont les demi-grands axes en unités angulaires, on a $a_1 M_1 = a_2 M_2$ donc $a_1 = B a$ où la masse fractionnaire de la secondaire est notée $B = M_2 / (M_1 + M_2)$.

De même, si l'on note L_1 la luminosité de l'étoile primaire en luminosité solaire dans la bande spectrale observée, L_2 la luminosité de l'objet secondaire avec la même unité, et $\Delta m = -2,5 \log(L_2/L_1)$ la différence de magnitude entre les composantes, alors la distance d du photocentre à la primaire est telle que $d = \beta a$ où la luminosité fractionnaire est notée $\beta = L_2 / (L_1 + L_2) = (1 + 10^{0,4\Delta m})^{-1}$.

Connaître cette différence de magnitude autoriserait à calculer les magnitudes de chaque composante, car la magnitude de l'objet non résolu est déjà mesurée. Le demi-grand axe de l'orbite du photocentre valant $a_0 = (B - \beta)a$, la troisième loi de Képler montre alors qu'une binaire

astrométrique permet de donner accès à la fonction de masses (et de luminosités)

$$(M_1 + M_2) \cdot (B - \beta)^3 = \frac{(a_0/\varpi)^3}{P^2}$$

où les variables du membre de gauche sont inconnues tandis que le membre de droite est obtenu par l'analyse astrométrique, la parallaxe étant probablement connue.

Certes, une seule équation pour les trois inconnues que sont les masses et la différence de magnitude renseigne peu sur la nature des objets en présence... Pour en savoir plus, il est utile soit que le couple devienne visuel, soit d'être en présence d'une binaire également spectroscopique à deux spectres, auquel cas la combinaison des données va permettre de d'estimer les masses et magnitudes de chacune des composantes (Arenou et al., 2000), alors même qu'on ne peut pas les distinguer !

6. BINAIRES SPECTROSCOPIQUES

Une *binaire spectroscopique* est mise en évidence par la variation de la vitesse radiale d'une ou des deux composantes du système. Cette vitesse est mesurée grâce à un spectrographe, en observant le déplacement par effet Doppler-Fizeau des raies spectrales de l'étoile, dû à sa vitesse orbitale le long de la ligne de visée.

Hermann Carl Vogel fut le premier à observer le phénomène oscillatoire des raies d'Algol à l'observatoire de Potsdam, en novembre 1889 : avant un minimum de la courbe de lumière de cette binaire à éclipses, l'étoile s'éloignait du Soleil, alors qu'elle s'en rapprochait après ce minimum. Non seulement la duplicité d'Algol était ainsi indépendamment confirmée, mais Vogel donnait également une estimation des diamètres d'Algol et de son « compagnon », ainsi que leurs masses respectives (et très approximatives !).

En même temps (1889), Edward Charles Pickering annonçait la première découverte d'une binaire spectroscopique à deux spectres, Mizar, due à Antonia C. Maury, nièce de Henry Draper, à l'observatoire d'Harvard. Mizar est en fait une binaire visuelle, dont chacune des composantes, Mizar A et Mizar B sont elles-mêmes des binaires spectroscopiques, ce qui en fait un système quadruple. C'est donc en observant Mizar A que Maury s'aperçut que la raie spectrale K du calcium était parfois floue, parfois double, avec des intervalles de 52 jours. L'hypothèse formulée alors fut que Mizar A était « elle-même une étoile double ayant des composantes d'à peu près même luminosité, et trop serrées pour avoir déjà été résolue visuellement. De plus, que la durée de révolution du système est de 104 jours. » (Pickering, 1890). En réalité, la période est de 20,5 jours, l'erreur provenant de l'orbite fortement excentrique et de l'orientation du grand-axe. En 1908, Mizar B fut

également découverte comme binaire spectroscopique, mais les raies de la secondaire étaient trop faibles pour être vues.

Le nombre de binaires spectroscopiques connues a depuis régulièrement crû. Au 1^{er} juillet 2003, le 9^e catalogue des orbites de binaires spectroscopiques SB9 contenait 1 999 orbites concernant 1 985 systèmes.

Les progrès de l'instrumentation, avec des précisions sur les vitesses radiales maintenant meilleures que le m/s, permettent de mesurer des perturbations très petites, dues à des compagnons planétaires, et non plus seulement stellaires.

L'analyse du spectre distingue les binaires à un spectre seulement, nommées BS1 (SB1 en anglais), quand seul le mouvement des raies de l'étoile la plus brillante peut être mesuré ce qui est en particulier le cas pour des étoiles hôtes de planètes extrasolaires ; et les binaires à deux spectres, nommées BS2, quand le mouvement des raies des deux composantes est observé.

6.1. Équations du mouvement

Dans le cadre d'un simple mouvement képlérien, chaque composante du système décrit une ellipse autour du barycentre. En dérivant par rapport au temps la projection de ce mouvement le long de la ligne de visée, $z = r \sin i \sin(v + \omega)$ où r est le rayon vecteur, et en tenant compte également de la vitesse propre (systémique) du barycentre dans l'espace, V_γ , on observe pour chaque composante (les indices 1 et 2 des composantes étant omis) la vitesse radiale

$$V_R = V_\gamma + K (e \cos \omega + \cos(v + \omega)) \text{ km/s, avec}$$

$$K_{1,2} = \frac{10\,879}{P} \frac{a_{1,2} \sin i}{\sqrt{1 - e^2}} \text{ km/s}$$

où K_1 (respectivement K_2) est la « semi-amplitude » de la courbe de vitesse radiale de la primaire (respectivement secondaire) exprimée en km/s, a_1 et a_2 sont les demi-grands axes en unité astronomique, P la période orbitale en jour, ω_1 l'angle entre le nœud et le périastre mesuré à partir du nœud ascendant, quand l'étoile s'éloigne de l'observateur.

On voit qu'une binaire spectroscopique donne accès à la fonction de masse définie en masse solaire par

$$\frac{M_2^3 \sin^3 i}{(M_1 + M_2)^2} = 1,038\,5 \times 10^{-7} K_1^3 (1 - e^2)^{3/2} P$$

Ceci indique qu'il n'est pas possible d'avoir directement accès aux masses individuelles des composantes, car l'inclinaison est (généralement)

inconnue. Au mieux, dans le cas d'une BS2, on a accès au rapport des masses, parce que $M_2/M_1 = K_1/K_2$.

De même, en inversant la définition de l'amplitude K_1 ci-dessus, il apparaît que le demi-grand axe peut être obtenu en unité linéaire, et non pas angulaire (dépendantes de la distance) comme c'est le cas avec les orbites astrométriques. Mais, ici encore, c'est à un facteur $\sin i$ près. Pour obtenir néanmoins une information concernant les masses de chaque composante, il y a plusieurs méthodes :

- le cas le plus défavorable se produit quand aucune mesure complémentaire n'est disponible pour une BS1. Comme le type de l'étoile primaire est, au moins grossièrement, connu, une estimation de M_1 est possible. Reste l'inclinaison inconnue qui ne permet d'obtenir que la masse minimum de la secondaire. Le problème est identique pour une BS2, quoiqu'il soit parfois possible d'obtenir l'inclinaison par polarimétrie. On peut noter que si l'on suppose que l'observateur n'a pas une position privilégiée et que les orientations sont équiprobables, alors statistiquement $\langle \sin i \rangle = \pi/4 \approx 0,785$;
- la situation s'améliore si la binaire est également connue comme binaire astrométrique, permettant alors de connaître l'inclinaison. Pour une BS2, les masses individuelles sont donc obtenues de manière purement dynamique. Pour une BS1, au contraire, il faut faire une hypothèse sur la masse de la primaire à partir de son type spectral ;
- mieux, si le couple est également binaire visuelle ou binaire interférométrique on acquiert pour une BS2, en sus des masses, une estimation de la distance indépendante de la parallaxe, ainsi que les luminosités. Pour une BS1, les masses sont obtenues si la distance est déjà connue ;
- la voie royale concerne celles qui sont également à éclipses, donnant alors accès aux masses, luminosités, rayons, et températures des étoiles. La figure ci-dessous (d'après Maxted et al., 2004) illustre le couple de BS2 également à éclipses, RXJ2130.6+4710, formé d'une naine M et d'une naine blanche. Tandis que les deux étoiles ont la même masse $0,55 M_\odot$, la première a un rayon de $0,53 R_\odot$ mais la deuxième de $0,01 R_\odot$ seulement. Les températures sont estimées à 3 200 et 18 000 °K respectivement.

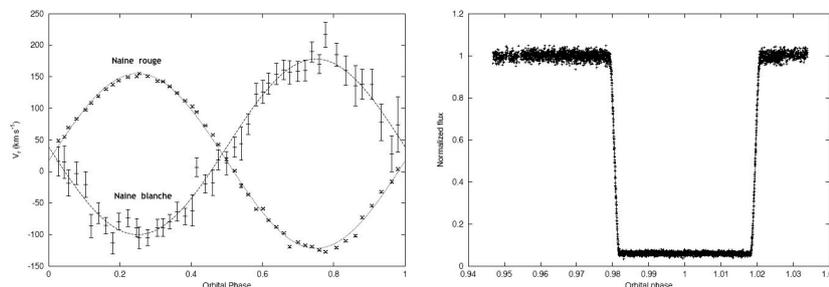


Fig. 3. – Courbe de vitesses radiales (km/s, gauche) et courbe de lumière (normalisée, droite) en fonction de la phase orbitale de RXJ2130.6+4710.

7. BINAIRE TLT

Une *binaire à temps de trajet de lumière* (TTL), de l'anglais light-time effect ou light-travel time (LTT) binary, est une étoile binaire ou une étoile multiple dont la luminosité varie de façon périodique et dont le mouvement orbital est mis en évidence par le changement de cette période. Le principe est celui d'une « horloge en orbite », qu'elle soit une étoile variable, une binaire à éclipses ou bien un pulsar, dont l'avance ou le retard signale que l'objet se rapproche ou bien s'éloigne de l'observateur.

Le XIX^e siècle a vu successivement la découverte de binaires par leur mouvement sur le ciel (binaires visuelles), puis par leur variation de vitesse ou de position sur le ciel (astrométriques), puis leur variation de vitesse sur la ligne de visée (spectroscopiques). Dans l'espace des positions et des vitesses, il manquait donc la variation de distance le long de la ligne de visée comme indication de binarité. Bien que beaucoup plus difficile à établir (par exemple parce que la variation de parallaxe induite est si faible qu'elle est noyée dans les erreurs de mesure), c'est par le biais de la finitude de la vitesse de la lumière que cela allait s'avérer possible dans certains cas.

La binaire à éclipses Algol, encore elle, est actuellement connue comme un système triple, le couple à éclipses étant de masses respectives 3,6 et 0,8 M_{\odot} , orbité avec une période de 680 jours par un compagnon de 1,6 M_{\odot} . La première suggestion de la présence d'un troisième corps fut faite par Chandler (1892), avec justement comme preuve l'effet de temps de trajet de lumière.

Pour mettre cet effet en évidence, une méthode habituelle est d'étudier les dates des minima de la courbe de lumière d'une binaire à éclipses, et ces dates de minima devraient représenter un signal périodique. On représente donc en fonction du temps les résidus entre les dates observées des minima et les dates prévues par éphéméride (différence nommée O-C pour « observé

moins calculé »), et ces résidus devraient avoir une variation sinusoïdale s'ils représentent l'influence gravitationnelle d'un autre corps. Cependant, la variation de ces O-C peut s'expliquer pour d'autres raisons que la présence d'un autre corps, par exemple des cycles d'activité magnétique, des pertes variables de moment angulaire, une rotation de la ligne des apsides, etc. Le nombre de binaires TTL suspectées est peu élevé. Néanmoins, et ce n'est pas le moindre des succès de cette méthode, il faut rappeler que le premier système exoplanétaire connu a justement été détecté en mesurant les temps d'arrivées des signaux d'un pulsar (Wolszczan & Frail, 1992).

Si l'on écrit la variation de position de la primaire (objet émetteur) dû à son mouvement orbital autour du barycentre, la différence de temps d'arrivée en seconde s'écrit

$$\tau = \frac{K_l}{\sqrt{1 - e^2 \cos^2 \omega}} \left[\frac{1 - e^2}{1 + e \cos v} \sin(v + \omega) + e \sin \omega \right]$$

où $K_l = 499 a_1 \sin i \sqrt{1 - e^2 \cos^2 \omega} = (\tau_{\max} - \tau_{\min})/2$ est la « semi-amplitude » de l'effet de temps de lumière en s, a_1 le demi-grand axe de l'orbite de la primaire autour du barycentre en unité astronomique (soit environ 499 s en temps de lumière).

Le temps de trajet de lumière permet d'accéder à la fonction de masse définie en masse solaire par

$$\frac{M_2^3 \sin^3 i}{(M_1 + M_2)^2} = \frac{1}{499^3 (1 - e^2 \cos^2 \omega)^{3/2}} \frac{K^3}{P^2}$$

les variables du membre de gauche étant inconnues tandis que le membre de droite est obtenu par l'analyse de la courbe des O-C en fonction du temps, P étant la période orbitale en année, M_2 est la masse de la « secondaire » en M_\odot (si la « primaire » est une binaire à éclipses, il s'agit de la masse du troisième corps). Pour accéder à la masse de ce corps perturbateur, il faut soit faire des hypothèses simplificatrices, soit disposer d'informations complémentaires :

- dans le cas où la primaire est une binaire à éclipses, et que l'orbite spectroscopique est sans doute également connue, la masse totale de cette binaire peut déjà être connue. Pour ce qui est de l'inclinaison, et faute de mieux, on peut faire l'hypothèse que les orbites sont coplanaires pour avoir une estimation de la masse du troisième corps. Sinon on n'a accès qu'à la masse minimale du corps invisible ;
- si l'analyse spectroscopique indique le mouvement orbital, la présence du corps est confirmée et la précision des éléments de l'orbite est améliorée, mais l'inclinaison reste inconnue ;

- par contre, si c'est l'astrométrie qui confirme la duplicité, l'indétermination de l'inclinaison peut être levée. C'est le cas par exemple pour la binaire à éclipses R Canis Majoris, suspectée comme binaire astrométrique à accélération dans le Catalogue Hipparcos. La combinaison des temps O-C (voir figure 4) et des données astrométriques suggère que le couple primaire de masse $1,24 M_{\odot}$ est orbité par un objet de $0,34 M_{\odot}$ avec une période de 93 ans (Ribas et al., 2002) ;
- enfin, si l'interférométrie permet de résoudre les composants, alors les masses, voire les luminosités, peuvent être obtenues. C'est le cas par exemple pour β Cephei (Pigulski & Boratyn, 1992).

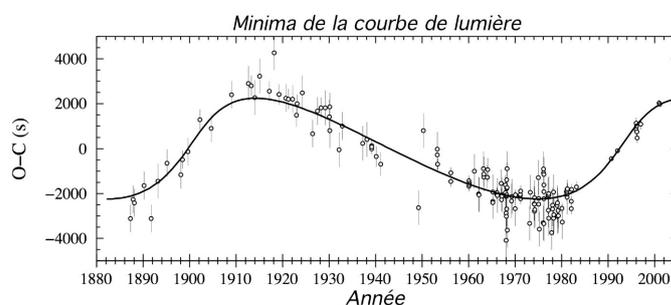


Fig. 4. – Temps de trajet de lumière pour R CMA depuis un siècle.

8. BINAIRES X

Une binaire X est formée d'une étoile « normale » orbitant une étoile à neutrons ou un trou noir avec une courte période. Le rayonnement X provient de l'énorme quantité d'énergie dégagée par l'accrétion de la matière de l'étoile autour de l'objet compact.

Un scénario simplifié de la formation d'une binaire X massive est le suivant : un couple d'étoiles massives ($> 12 M_{\odot}$) arrive sur la séquence principale ; une dizaine de millions d'années plus tard environ, la plus massive est passée la première au stade de supergéante rouge et son enveloppe remplit le lobe de Roche, commençant le transfert de masse vers le compagnon. Plus tard, n'ayant conservé que son enveloppe d'hélium, l'étoile explose en supernova, le cœur s'effondre, la transformant en étoile à neutrons. Le compagnon devenu à son tour supergéante rouge transfère alors sa masse à l'étoile à neutrons, et on observe une binaire X. L'histoire peut ne pas s'arrêter là ; après un épisode où les deux objets auront une enveloppe commune, la secondaire explosera à son tour, pouvant laisser finalement un couple de pulsars.

La première binaire X connue (1962) fut Scorpius X-1, la source de rayons X la plus brillante du ciel après le Soleil. Dans l'hypothèse binaire X, qu'un couple puisse survivre à l'explosion en supernova de l'une des composantes était néanmoins surprenant, et ne fut expliqué par l'effet d'un transfert de masse préalable qu'au début des années 70. Les connaissances allaient progresser avec l'avènement de l'ère des satellites X (par exemple ROSAT, XMM-Newton, Chandra) et on connaît maintenant plus de 175 binaires X, dont des données complémentaires sont acquises au sol.

En dehors du type de l'objet compact primaire (étoile à neutrons / trou noir), la principale classification observationnelle est basée sur la masse du compagnon stellaire telle qu'on peut l'estimer, soit par la fonction de masse mesurée, soit via le type spectral du compagnon, soit par similarité du rayonnement X avec un autre couple connu : binaire X de faible masse (low-mass X-ray binary, LMXB) ou binaire X massive (high-mass X-ray binary, HMXB).

9. ZOOLOGIE

Dans les paragraphes précédent, la liste des binaires ou des doubles n'épuise pas, à vrai dire, le sujet de tous les moyens imaginables de détection. Par exemple, les *binaires à mouvement propre commun* (CPM) représentent les couples ayant une période beaucoup trop longue pour suspecter un mouvement orbital avec l'instrumentation actuelle, mais qui partagent le même mouvement propre (une vitesse radiale identique permet de le confirmer). Les missions astrométriques à venir, avec leur précision inégalée, permettront des quantités de détections indiscutables.

La photométrie est également une méthode utile. On appelait autrefois « photométriques » les binaires à éclipses. Maintenant que la photométrie multi-couleur est systématique, peut-être devrait-on également nommer *doubles photométriques* les objets non résolus dont les indices photométriques ne correspondent pas à ceux d'une étoile simple mais bien plutôt à la combinaison de deux étoiles standards. On peut détecter de cette manière des milliers de couples naine M-naine blanche dans le Sloan Digital Sky Survey (SDSS, Smolčić, 2004).

À mi-chemin entre photométrie et astrométrie, une *double variable* (variable-induced) est un objet non résolu composé de deux étoiles dont le photocentre varie de place parce que l'une des composantes est variable (le photocentre sera plus proche de la plus brillante à chaque date d'observation). On pourrait nommer *double photocentrique* (color-induced) un objet dont la position du photocentre varie de place suivant la bande photométrique utilisée, objets également détectées dans le SDSS (Pourbaix, 2004). Que l'on songe à deux objets liés physiquement ou non, non résolus,

l'un plutôt bleu, l'autre plutôt rouge, dont la position astrométrique est déterminée à différentes longueurs d'onde. Ces deux catégories d'objets peuvent d'ailleurs également être des *binaires astrométriques* si leur mouvement orbital est perceptible.

Par la spectroscopie cette fois, il y a également les *étoiles à spectre double* (spectrum binary). Ici le spectre contient les raies spectrales de deux étoiles, mais le mouvement orbital n'est pas établi et il peut éventuellement s'agir de l'analogie d'un couple optique.

Les *doubles interférométriques* classées habituellement avec les *doubles visuelles* permettent enfin d'accéder à des séparations très petites et de lever l'ambiguïté des BS2.

Enfin, chaque technique pouvant apporter sa propre méthode de détection, il est probable qu'il faille un jour ou l'autre utiliser le terme de *binaire polarimétrique*, etc.

10. FORMATION

Différents mécanismes ont été invoqués dans le passé pour expliquer la formation des étoiles multiples: la fission, la désintégration d'amas, la capture, la fragmentation. Ce dernier mécanisme semble le plus fréquent, fragmentation d'un nuage moléculaire dense (pendant son effondrement, un nuage se fractionne en plusieurs composantes) ou fragmentation du disque (une étoile et un disque sont formés, ce dernier se fractionnant ultérieurement). La capture nécessite, quant à elle, un processus soustrayant de l'énergie cinétique, par effet de marée, via la présence d'un disque, ou celle d'un troisième corps. Mais la large échelle de séparation et de masses que l'on constate sur les binaires ne plaide en tout cas pas forcément pour un mécanisme de formation unique. Cette formation peut d'ailleurs également se poursuivre par l'accrétion de matière, par dislocation (instabilité de systèmes multiples non hiérarchique), ou par interaction (dans un amas).

Malgré la fréquence des objets doubles ou multiples, assister à leur formation n'est pas évident. Pour s'éclairer il faut donc se servir des quantités dont on dispose, au pire les paramètres observés seuls (par exemple séparation angulaire et magnitudes), au mieux ce qui découle de la connaissance de l'orbite (excentricité et rapport de masses). Ainsi une signature caractéristique doit s'afficher dans les statistiques des masses des composantes s'il y a un mécanisme de capture et de mise en couple aléatoire, ou bien si la matière s'est condensée de manière indépendante pour les deux proto-étoiles, ou bien encore si deux embryons très proches ont reçu la même quantité de matière.

Comme on a pu le constater dans la zoologie observationnelle ci-dessus chaque méthode apporte sa catégorie de binaire, mais en donnant également

accès à des informations et des domaines de paramètres différents : des périodes courtes des *binaires à éclipses* aux périodes les plus longues des *mouvements propres communs*, des types spectraux et des vitesses radiales des *binaires spectroscopiques* ou de celles à *spectre double*, la luminosité des binaires à éclipses, les positions et vitesses des *binaires astrométriques*. Autre aspect frappant, aucune méthode n'est optimale à elle seule pour déterminer les paramètres stellaires nécessaires ; l'accès aux masses des composantes par exemple nécessite de combiner au moins deux techniques.

Le problème, et il est considérable, provient cependant des effets de sélection. Comment connaître correctement les distributions des rapports de masse si l'on sélectionne les objets non résolus en magnitude apparente, favorisant la détection de couples avec les plus petites différences de magnitude pour les binaires visuelles, mais défavorisant les jumeaux pour les binaires astrométriques, ou si l'instrumentation sélectionne les semi-amplitudes les plus larges des binaires spectroscopiques ? Les distributions en période qu'on infère d'échantillons non représentatifs peuvent être biaisées de même, favorisant les courtes périodes pour les binaires spectroscopiques, et plutôt les longues pour les binaires astrométriques.

En bas de la séquence principale stellaire, les naines brunes ont une température centrale trop faible pour allumer les réactions thermonucléaires de l'hydrogène, correspondant à une masse de $80 M_{\text{Jup}}$ environ. Au dessous, on met généralement la limite du domaine planétaire à $13,6 M_{\text{Jup}}$, les réactions thermonucléaires du deutérium ne pouvant se déclencher en deçà. La théorie la plus communément admise pour la formation des planètes géantes consiste en l'accrétion de gaz autour d'un cœur solide ; on pourrait donc imaginer qu'un compagnon planétaire se forme dans un disque et continue à accréter au delà de la masse limite indiquée.

Même si leurs natures, et probablement leurs formations, sont différentes de celle des étoiles, les exoplanètes et naines brunes sont mentionnées parce que, en termes observationnels, elles sont essentiellement analogues aux étoiles, mais avec une signature astrométrique, photométrique ou spectroscopique plus petite. Pour ce qui concerne la vélocimétrie radiale, la période historique de rares détections de compagnons de faible masse, le désert des naines brunes (Halbwachs et al. 2000), a laissé maintenant la place au nombre impressionnant de compagnons planétaires que l'on connaît.

L'intérêt actuel pour les systèmes exoplanétaires n'a pourtant pas affaibli celui pour les systèmes binaires. D'abord parce que ces derniers restent un moyen privilégié pour estimer les paramètres fondamentaux stellaires. Ensuite, la détection de binaires est parfois un sous-produit de la recherche d'exoplanètes. Enfin, la découverte inattendue d'exoplanètes dans des systèmes binaires amplifie, s'il en était besoin, la nécessité de comprendre l'ensemble des mécanismes de formation qui sont en œuvre.

RÉFÉRENCES

- Arenou F., Halbwachs J.-L., Mayor M., Palasi J., Udry S., 2000, Seven SB2 masses using Hipparcos intermediate astrometric data, *Poster Proceedings of IAU Symposium No. 200 on The Formation of Binary Stars*, Ed. Reipurth & Zinnecker, p. 135.
- Arenou F., 2001, Hipparcos et les binaires serrées, *École de Goutelas #23*, ed. D. Egret, J.-L. Halbwachs, J.-M. Hameury, SF2A, p. 127
- Burnham R. Jr., 1979, *Burnham's Celestial Handbook*, Courier Dover Publications, Vol 3, p. 1664
- Chandler S. C., 1892, Contributions to the knowledge of the variable stars VI, *Astronomical Journal*, 11, p. 113
- Fedele U., 1949, *Coelum*, Vol. 17, p. 65
- Flammarion C., 1882, Les étoiles et les curiosités du ciel, *supplément de l'Astronomie populaire*, Marpon et Flammarion, Paris
- Halbwachs J. L., Arenou F., Mayor M., Udry S., Queloz D., 2000, Exploring the brown dwarf desert with Hipparcos, *Astron. and Astrophys.*, 355, p. 581
- Hartkopf W. I., Mason B. D., 2006, <http://ad.usno.navy.mil/wds/orb6.html>
- Herschel W., 1782, On the Parallax of the Fixed Stars, *Phil. Trans. of the Royal Soc. of London*, 72, p. 82
- van der Kamp P., 1975, Unseen astrometric companions of stars, *Annual review of astronomy and astrophysics*, 13, p. 295
- Kopal Z., 1959, *Close Binary Systems*, Chapman & Hall, London
- Maxted P. F. L. et al., 2004, RXJ2130.6+4710? an eclipsing white dwarf-M-dwarf binary star, *MNRAS*, Volume 355, p. 1143
- Pickering E. C., 1890, On the spectrum of zeta Ursae Majoris, *The Observatory*, 13, p.80
- Pigulski A., Boratyn D. A., 1992, The orbit of Beta Cephei derived from the light-time effect, *Astron. and Astrophys.*, 253, p. 178
- Pourbaix D., 2004, Color-Induced Displacement double stars in SDSS, *Astron. and Astrophys.*, 423, p. 755
- Ribas I., Arenou F., Guinan E. F., 2002, Astrometric and light-travel time orbits to detect low-mass companions: a case study of the eclipsing system R Canis Majoris, *Astron. Journal*, 123, p. 2033
- Richichi A., 1994, Lunar occultations: from past to future achievements, in *Very high angular resolution imaging*, Kluwer, p. 71
- Savary F., 1827, Mémoire sur les orbites des étoiles doubles et sur la détermination des orbites que décrivent autour de leur centre de gravité deux étoiles très rapprochées l'une de l'autre, *Connaissance des Temps pour 1830*, p. 56 et 163
- Smolčić, V. et al., 2004, A Second Stellar Color Locus: a Bridge from White Dwarfs to M stars, *The Astrophysical Journal*, 615, L141
- Wolszczan A., Frail D. A., 1992, A planetary system around the millisecond pulsar PSR1257 + 12, *Nature*, 355, p. 145

Ouvrages généraux :

- Aitken R. G., *The binary stars*, 1918, réédité en 1964, Dover Publications
- Egret D., Halbwachs J.-L., Hameury J.-M., 2001, Étoiles Doubles, *École de Goutelas #23*, CNRS, 22-26 May 2000, SF2A
- Heintz W.D., *Double stars*, 1978, Reidel