

Hipparcos et les binaires serrées

Frédéric Arenou

Observatoire de Paris, UMR 8633 CNRS

Abstract. The contribution of the Hipparcos data to the study of binary systems is far from being limited to resolved binaries. Combining the Hipparcos intermediate data with external spectroscopic and photometric measurements may provide stellar masses, down to brown dwarf and planets.

Sans aucun doute, l'impact de l'astrométrie sur l'étude des étoiles doubles a pris un nouvel essor, non seulement grâce aux mesures astrométriques de distance, apportées en grand nombre par Hipparcos, mais également grâce à l'aspect détection de binaires ou bien à la possibilité d'obtenir des indications de perturbations dues à un mouvement orbital. Ce n'est donc pas un hasard si l'on compte actuellement environ un article tous les trois jours qui comporte comme mot-clé à la fois "Hipparcos" et "binaire".

On trouvera dans ce volume une présentation générale des étoiles doubles (Halbwachs, 2001) ainsi que les résultats d'Hipparcos les concernant (Mignard, 2001). En complément, nous nous limiterons ici à ce qui concerne la "combinaison" des données d'Hipparcos à des données spectroscopiques ou photométriques provenant d'autres sources. C'est en particulier le cas quand le faible rapport "signal sur bruit" d'Hipparcos ne permet pas d'utiliser seules les données du satellite, pour les compagnons de courte période, jusqu'aux systèmes hébergeant des planètes extrasolaires.

Une des questions essentielles est donc de savoir jusqu'où l'on peut aller avec Hipparcos. Mais on pourra également imaginer en perspective l'apport futur d'un satellite astrométrique comme GAIA.

1. Les binaires vues par Hipparcos

Hipparcos a classifié les binaires d'une façon un peu particulière, qui tient compte à la fois des capacités observationnelles du satellite, du type de doubles, et de leurs caractéristiques orbitales (Mignard, 2001).

C'est ainsi qu'à côté des binaires à longue période "classiques" (annexe C des doubles et multiples du Catalogue Hipparcos, DMSA/C) on trouve des étoiles suspectées binaires parce que l'une des composantes est variable (DMSA/V), ou bien parce que la dispersion des mesures et le nombre d'abscisses aberrantes sont significativement élevés (DMSA/X), ou bien encore parce qu'un effet d'accélération est présent dans l'astrométrie (DMSA/G).

Dans la plupart des cas, il faut reconnaître que les mesures d'Hipparcos seules ne permettent pas d'obtenir des informations orbitales plus précises sur le système binaire considéré, et qu'il faut l'aide de données extérieures. À titre d'exemple, l'utilisation de données VLBI a permis de déterminer la masse d'un petit compagnon de AB Dor (Guirado et al., 1997). Et, pour les binaires de période intermédiaire, il faut recourir à des données acquises dans le passé, car on doit découpler le mouvement orbital du mouvement propre, et la durée d'observation d'Hipparcos a été trop courte pour ce faire.

Cette différence entre mouvement propre à court terme (qui inclus le mouvement orbital) et à long terme permet justement de détecter les systèmes à longue période (moins de quelques décennies), nommés *delta-mu* par Wielen et al. (1999). Quelques milliers de binaires peuvent ainsi être détectées dans Hipparcos, en utilisant des données astrométriques anciennes (FK5, GC), soit deux fois plus que le nombre d'objets dans l'annexe G des étoiles doubles d'Hipparcos. Le problème est cependant plus complexe qu'il n'y paraît, car cette forme de détection ne prouve pas la binarité : la mise en évidence d'une binaire astrométrique devrait passer par l'observation *périodique* du mouvement orbital, ce qui n'est pas aisément possible pour les longues périodes.

Et quand bien même aucune indication de binarité n'apparaîtrait, l'utilisation de données externes permet néanmoins de gagner quelques degrés de liberté dans les solutions astrométriques que l'on cherche. C'est pourquoi on pourra tirer profit des données de Tycho2 (Høg et al., 2000), combinaison des données de Tycho avec une centaine de catalogues au sol, et qui donnent un mouvement propre à long terme (quelques décennies).

2. Les mesures d'Hipparcos

Le Catalogue Hipparcos ne se limite pas à des données entièrement réduites : il offre également des données photométriques et astrométriques intermédiaires, qui non seulement permettent de retrouver les solutions publiées (à titre de vérification), mais également de construire de nouvelles solutions basées sur des informations nouvelles et complémentaires.

En ce qui concerne la photométrie, les données intermédiaires sont accessibles dans le CD-ROM 2, leur format est décrit dans ESA (1997) Vol. 1, Sect. 2.5, p 217. et une description plus complète est donnée Vol. 3, Chap. 14. Le CD-ROM 5 contient quant à lui les données astrométriques intermédiaires, dont le format est décrit Vol. 1, Sect. 2.8, p 257 ; la manière dont les données ont été obtenues, et en particulier leur utilisation pour des binaires, est mentionnée Vol 3, Chap. 17. D'autres applications peuvent être trouvées dans van Leeuwen & Evans (1998). On peut également consulter le site WWW de l'ESTEC, qui contient des applications java utilisant à la fois les données astrométriques et photométriques du satellite.

Si le contenu des données photométriques intermédiaires est assez explicite, puisqu'il s'agit des magnitudes mesurées à chaque date d'observation, les données astrométriques nécessitent quant à elles un minimum d'explication pour éclairer ce qui suit.

3. Des résidus astrométriques aux paramètres orbitaux

Les mesures d'Hipparcos sont unidimensionnelles : des abscisses le long des grands cercles balayés par le satellite. Pour obtenir une nouvelle solution astrométrique, on n'a en réalité pas directement besoin des abscisses v , dans la mesure où les données intermédiaires d'Hipparcos indiquent le résidu $\delta v = v_{\text{observé}} - v_{\text{prédit}}$ entre la valeur observée et celle calculée à l'aide des paramètres astrométriques de référence, ceux indiqués dans le Catalogue principal d'Hipparcos. On peut écrire

$$\delta v = \frac{\partial v}{\partial \alpha^*} \delta \alpha^* + \frac{\partial v}{\partial \delta} \delta \delta + \frac{\partial v}{\partial \pi} \delta \pi + \frac{\partial v}{\partial \mu_{\alpha^*}} \delta \mu_{\alpha^*} + \frac{\partial v}{\partial \mu_{\delta}} \delta \mu_{\delta} = \sum_{i=1}^5 \frac{\partial v}{\partial p_i} \delta p_i$$

si l'on note p_i , $i = 1, 5$, les paramètres astrométriques de référence mesurés par Hipparcos, où l'astérisque désigne la multiplication par $\cos \delta$, et où les unités sont en mas (en mas par an pour les mouvements propres). Les dérivées partielles sont indiquées dans les données intermédiaires pour chaque date d'observation de chaque étoile. Refaire une solution astrométrique consiste donc à trouver les corrections δp_i à apporter de manière à minimiser les δv .

Imaginons le cas où une étoile a été traitée comme une étoile simple dans Hipparcos, c'est-à-dire en ne déterminant que les 5 paramètres astrométriques, mais pour laquelle on s'aperçoit par la suite qu'elle a un mouvement orbital réflexe. Dans ce cas, on peut redéterminer les paramètres astrométriques ainsi que les paramètres orbitaux de la primaire : P (période), T (date de passage au périastre), a_1 (demi-grand

axe de la primaire), e (excentricité), ω_1 (longitude du périastre), i (inclinaison), Ω (position de la ligne des nœuds), en calculant le déplacement astrométrique prédit en ascension droite et déclinaison, et en ajoutant ce déplacement à la correction en α et δ . Cette dernière correction peut parfois être importante car la position de référence donnée dans le Catalogue est celle du photocentre, tandis que, si l'on tient compte du mouvement orbital, la nouvelle position de référence est celle du barycentre du système.

On donne en annexe un programme Gaussfit (McArthur et al., 1994) qui permet d'obtenir par moindres carrés les paramètres orbitaux, ainsi que les corrections à apporter aux paramètres astrométriques. Comme cela a déjà été signalé, les données d'Hipparcos seules ne permettront que rarement d'obtenir une solution. Mais, en s'appuyant sur cette trame, on peut facilement ajouter des contraintes externes. Par exemple, on mettra en tant qu'observations externes les paramètres déterminés par vélocimétrie, ou bien les mouvements propres Tycho2, obtenus avec une base de temps bien plus grande qu'Hipparcos et représentant donc mieux le mouvement propre du barycentre.

4. Des binaires spectroscopiques aux planètes

Les mesures de vélocimétrie d'une binaire à un spectre permettent d'obtenir les éléments orbitaux P , T , e , ω_1 , $a_1 \sin(i)$. Pour déterminer la masse de la secondaire, on est obligé de faire une hypothèse sur la masse de la primaire, habituellement à l'aide du type spectral, de la photométrie de Strömngren, etc. Il n'en demeure pas moins que seule la masse minimum est accessible, parce que l'inclinaison reste inconnue.

On peut alors tirer profit de la combinaison des paramètres orbitaux spectroscopiques avec les données intermédiaires d'Hipparcos, afin de lever l'ambiguïté sur l'inclinaison. C'est ainsi que Halbwachs et al. (2000b) parviennent à obtenir une distribution non biaisée des rapports de masse des binaires spectroscopiques de type solaire.

La Figure 1 illustre bien ce que l'on peut attendre de l'astrométrie d'Hipparcos. Une étoile telle que HIP 39903, qui est dans le DMSA/X a une solution orbitale extrêmement convaincante, la secondaire étant de masse $0.6 M_{\odot}$. Les résidus sont indiqués en fonction de la date, en haut tels qu'ils sont dans les données intermédiaires, en bas, après avoir calculé une nouvelle solution astrométrique et orbitale, et au milieu lorsque l'on prend uniquement en compte les paramètres astrométriques nouvellement déterminés, laissant ainsi apparent le seul mouvement orbital.

En contraste, les mêmes graphiques concernant ν And, en supposant que sa troisième planète est de masse 10 Jupiter (Mazeh et al., 1999), montrent bien qu'il n'y a virtuellement aucune information orbitale dans

les données d'Hipparcos. En fait, comme on va le voir, Hipparcos ne peut que donner une valeur supérieure de la masse des compagnons planétaires, tout comme la vélocimétrie indique la valeur inférieure.

En s'appuyant sur les données préliminaires d'Hipparcos, Perryman et al. (1996) ont montré, à un moment où l'on pouvait encore se demander si les planètes détectées n'étaient pas la simple queue de distribution des compagnons stellaires – les orbites avec une petite inclinaison – que les masses des compagnons de 47 UMa, 70 Vir et 51 Peg n'étaient probablement pas stellaires. Depuis, la grande fréquence des exoplanètes ne laisse plus place au doute, la distribution des inclinaisons orbitales ne permettant qu'un nombre très réduit de fausses alarmes.

La situation est différente en ce qui concerne le nombre des supposés naines brunes compagnons d'étoiles de type solaire, parce que, dans ce cas, Hipparcos a suffisamment de sensibilité pour détecter des étoiles de petite masse. Halbwachs et al. (2000a) ont montré que sur 11 compagnons supposés naines brunes, 5 ont une masse à plus de 2σ au-dessus de la transition naine brune-étoile. Il est difficile de trancher de façon statistiquement convaincante pour les autres, sauf peut-être pour HIP 70950. En effet, on obtient une masse $M_2 = 39 \pm 10 M_{\text{Jup}}$ quand on combine les données spectroscopiques, celles d'Hipparcos, et les mouvements propres de Tycho2, confirmant ainsi le statut de naine brune. C'est ce dernier point qui a de l'importance, plus que la valeur calculée de la masse, car celle-ci peut être biaisée, comme on va le voir.

5. Les biais sur les masses

Au vu des nombreuses déterminations de masses stellaires par Hipparcos (cf. par ex. Söderhjelm, 1999), on pourrait extrapoler et croire que l'on peut descendre à volonté en rapport signal sur bruit et utiliser sans problème aucun les données astrométriques pour les systèmes exoplanétaires.

Il y a au moins deux raisons pour lesquelles ce n'est pas possible. D'abord parce que les erreurs aléatoires ne sont pas seules en cause : quand on s'attend à une orbite de demi-grand axe égal à quelques dixièmes de mas, il faut se souvenir que les erreurs systématiques peuvent être du même ordre de grandeur, et l'on ignore la façon dont elles peuvent varier suivant les observations.

Ensuite, la loi des erreurs aléatoires sur les paramètres obtenus n'est pas forcément gaussienne, et, si l'on n'en tient pas compte, on peut obtenir des résultats biaisés. C'est exactement le cas des demi-grands axes obtenus en combinant les paramètres orbitaux obtenus par vélocimétrie aux données intermédiaires d'Hipparcos.

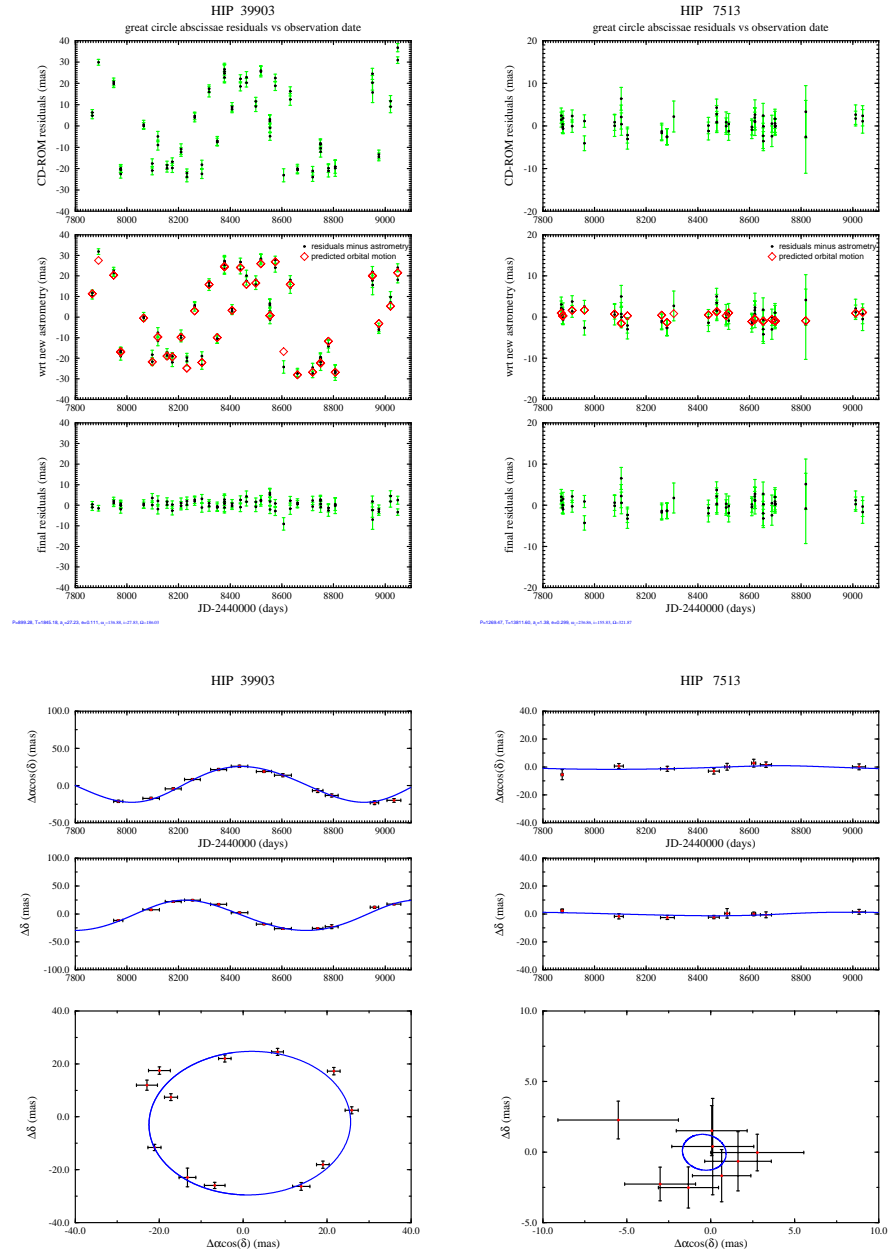


Figure 1.: Résidus des abscisses Hipparcos avant et après une solution orbitale (en haut) et orbite astrométrique (en bas). À gauche, pour la binaire HR 3220 détectée dans le DMSA/X; à droite pour v And.

Quand le vrai demi-grand axe a_1 est suffisamment grand, le demi-grand axe $a_{1,\text{obs}}$ déterminé par moindres carrés a une distribution symétrique autour de la vraie valeur. Ce n'est plus le cas quand il est petit en comparaison aux erreurs de mesure (Halbwachs et al., 2000a) : il suivrait plutôt une loi semblable à une loi de Rayleigh-Rice. Ce n'est qu'une approximation, la véritable loi pouvant être obtenue par simulations d'abscisses Hipparcos. Autoriser dans l'ajustement le demi-grand axe à être négatif ne changerait d'ailleurs pas les choses : la distribution de a_1 serait symétrique par rapport à 0, la valeur 0 attendue étant la moins probable. Le $a_{1,\text{obs}}$ mesuré est donc plus grand que la vraie valeur, et ceci dépend du rapport $a_{1,\text{obs}}/\sigma_{a_{1,\text{obs}}}$. Quand nous déduisons ensuite l'inclinaison de la valeur de $a_1 \sin i$ donnée par l'orbite spectroscopique, une surestimation de a_1 nous donnera un $\sin i$ sous-estimé; si bien que, lorsque nous calculons la valeur de la masse du compagnon, M_2 , à partir de la valeur de $M_2 \sin i$, nous obtenons une masse surestimée du même coefficient que l'a été a_1 .

Suivant la période et la distance de l'étoile, cette surestimation est plus ou moins importante. Mazeh et al. (1999) ont obtenu un demi-grand axe $a_{1,\text{obs}} = 1.4 \pm 0.6$ mas, soit une masse de 10.1 ± 4.7 Jupiter pour la troisième planète de ν And. On peut simuler des abscisses Hipparcos pour ν And, et pour chaque simulation calculer la valeur $a_{1,\text{obs}}$. Pour pouvoir obtenir en moyenne un demi-grand axe observé de 1.4 mas, il faut en réalité injecter comme vraie valeur 1.2 mas (Figure 2). Pour cette étoile, il n'y a statistiquement qu'une surestimation de 15%, mais on peut obtenir un facteur 1000 pour un Jupiter chaud comme HD 209458 !

Enfin, en dehors des aspects statistiques, d'autres raisons peuvent conduire à des demi-grands axes surestimés, par exemple la présence de compagnons supplémentaires de plus longue période.

On voit donc que la prudence est de mise, quand on utilise Hipparcos avec un faible rapport signal sur bruit, et en tout cas avec des demi-grands axes de l'ordre de ≈ 1 mas. Hipparcos peut simplement aider à contraindre les valeurs supérieures des masses des compagnons planétaires de longue période, mais peut difficilement trancher sur la valeur exacte de ces masses. Pour cela, il faudra attendre l'amélioration de l'instrumentation.

6. Les binaires à deux spectres

Les binaires à deux spectres permettent d'avoir accès au rapport de masses des deux composantes. Par conséquent, la combinaison avec les données d'Hipparcos, pour autant que l'orbite soit significativement mesurable par astrométrie, donne les masses individuelles.

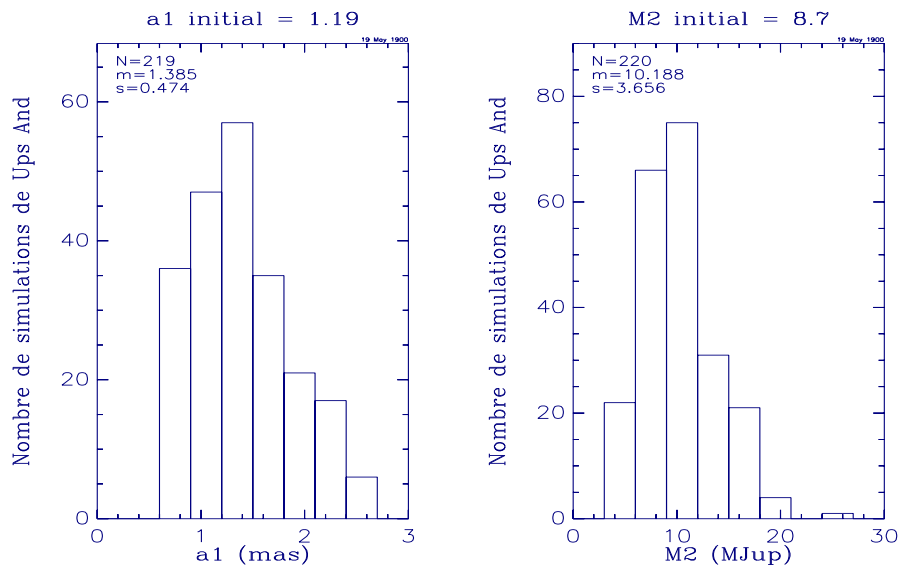


Figure 2.: *Simulations d'abscisses Hipparcos pour v And. À gauche les demi-grands axes obtenues après une solution orbitale combinant données spectroscopiques et abscisses simulées. À droite les masses de secondaires que l'on en déduit.*

Moins banale néanmoins est la possibilité de mesurer des *magnitudes* à l'aide de l'astrométrie. Ce détournement – illustrant bien la complémentarité des diverses méthodes – est rendu possible en notant que l'orbite astrométrique observée est celle du photocentre, et non plus celle de la primaire.

Le mouvement observé du photocentre de demi-grand axe a_0 dépend du rapport de masse q et de la différence de luminosité ΔH_p par l'intermédiaire de la relation

$$a_0 = a_1 [1 - (1 + q^{-1})(1 + 10^{0.4\Delta H_p})^{-1}]$$

où a_1 peut être déduit du $a_1 \sin i$ spectroscopique et de l'inclinaison obtenue par l'orbite astrométrique. On constate donc que l'on peut avoir accès à la différence de magnitude, et donc aux magnitudes individuelles des deux composantes, puisque la magnitude du système est connue.

En pratique, pour utiliser correctement les données d'Hipparcos, il faut suivre la méthode proposée par Martin et al. (1997), c'est-à-dire noter qu'Hipparcos n'a pas suivi le mouvement du photocentre mais d'un point, nommé Hippacentre, dépendant du balayage d'Hipparcos.

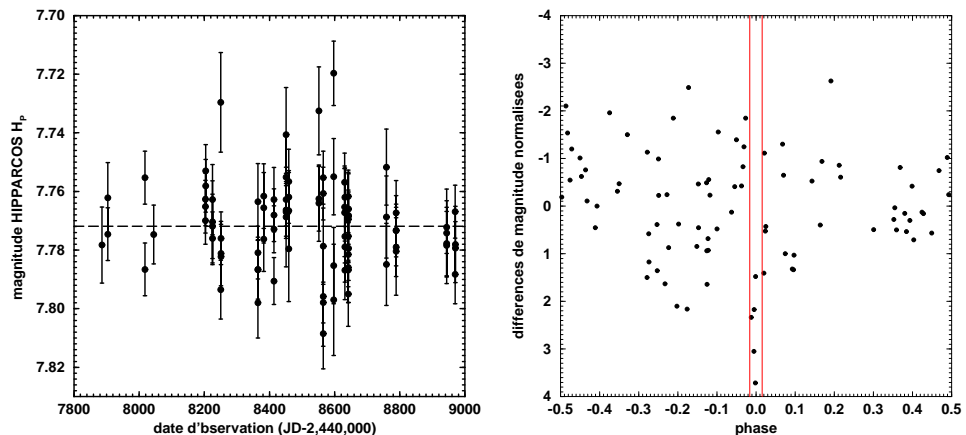


Figure 3.: *Transit planétaire devant HD 209458 vu par Hipparcos. Magnitude en fonction de la date d'observation à gauche, repliage en phase des résidus normalisés à droite.*

7. Les transits planétaires

Il suffit de mentionner les 13 millions de mesures photométriques homogènes des données photométriques intermédiaires d'Hipparcos pour entr'apercevoir les applications résultantes. C'est l'étude de la variabilité, par exemple, et, pour ce qui concerne spécifiquement les étoiles doubles, les binaires à éclipse.

Mais, alors que le mouvement orbital est sensible à la masse du compagnon, la photométrie dépend de son rayon, qui est du même ordre de grandeur, selon que l'on s'intéresse à un Jupiter, une naine brune, ou une étoile M tardive. Rien d'étonnant alors qu'Hipparcos ait pu enregistrer en avril 91, c'est-à-dire avant même la première mise en évidence des exoplanètes, le transit d'un Jupiter devant l'étoile HD 209458 (Robichon & Arenou, 2000).

Si l'on prend en compte ce que l'on connaît actuellement du taux d'étoiles possédant un Jupiter chaud, qu'il faut multiplier par la probabilité géométrique d'avoir un transit, on peut s'attendre à quelques dizaines de transits d'autres planètes dans les données d'Hipparcos. Mais, encore une fois, l'aspect détection est une chose, et l'utilisation conjointe avec des données externes en est une autre.

En effet, la précision photométrique d'Hipparcos (le centième de mag.) est du même ordre de grandeur que l'effet attendu ; d'autre part, l'échantillonnage des observations est loin d'être parfait. Détecter des transits à l'aide d'Hipparcos seul n'est donc pas une mince affaire. La Figure 3 montre que, sans la connaissance a priori du transit de HD

209458, sa détection dans Hipparcos aurait été difficile. Par contre, combiner des données extérieures à la base de données Hipparcos permet d'obtenir une précision excellente sur la période photométrique, grâce à la longue base de temps.

La précision photométrique de GAIA laisse augurer un meilleur nombre de détection, peut-être des dizaines de milliers, mais là encore au prix de fausses détections bien plus nombreuses encore.

8. Le temps de la lumière

Après avoir abordé l'utilisation séparée des données astrométriques et photométriques d'Hipparcos dans l'étude des binaires, il est intéressant de constater qu'il existe un cas, certes marginal, mais où l'ensemble des données peut être utilisé. Pour cela, il faut se rappeler que l'astrométrie donne la position sur l'orbite dans le plan tangent du ciel, que la spectroscopie donne la vitesse le long de la ligne de visée, mais que la variation de position le long de la ligne de visée n'est en général pas accessible.

Cependant, si l'on considère une étoile ayant des variations périodiques de luminosité, avec des époques de minima suffisamment précises, alors la présence d'un compagnon peut être déduite des variations de ces époques. La vitesse finie de la lumière implique en effet que la période photométrique va sembler diminuer lorsque l'étoile se rapproche de nous à cause de son mouvement réflexe, et augmenter lorsque l'étoile s'éloigne. On peut ainsi obtenir les mêmes éléments orbitaux que ceux donnés par une orbite spectroscopique, et, par exemple, l'équation gouvernant la variation des dates de minima (O-C) vaut (Irwin, 1952) :

$$\Delta\tau = \frac{a_1 \sin i}{25900} \left[\frac{1 - e^2}{1 + e \cos \nu} \sin(\nu + \omega) + e \sin(\omega) \right]$$

où ν est l'anomalie vraie, τ est en jours (= 173 U.A.) et a_1 en Gm.

C'est cette méthode qui a permis de mettre en évidence la présence de planètes autour d'un pulsar milliseconde (Wolszczan & Frail, 1992). Il est facile d'en trouver une autre illustration dans Hipparcos, en cherchant les étoiles qui ont à la fois une courbe de lumière périodique, et qui sont dans l'annexe G des étoiles doubles et multiples. Parmi elles, il se trouve qu'une des plus proches, R CMa (HIP 35487), est une binaire à éclipse justement suspectée de posséder un troisième compagnon par cette méthode (Radhakrishnan et al., 1984), de période 91 ans environ. La présence de cette étoile dans l'annexe du DMSA/G confirme donc l'hypothèse du troisième compagnon.

L'astrométrie d'Hipparcos peut ainsi être combinée à l'orbite photométrique pour lever l'ambiguïté sur l'inclinaison et ainsi obtenir la masse du compagnon ; par contre, le mouvement propre Tycho2, obtenu sur

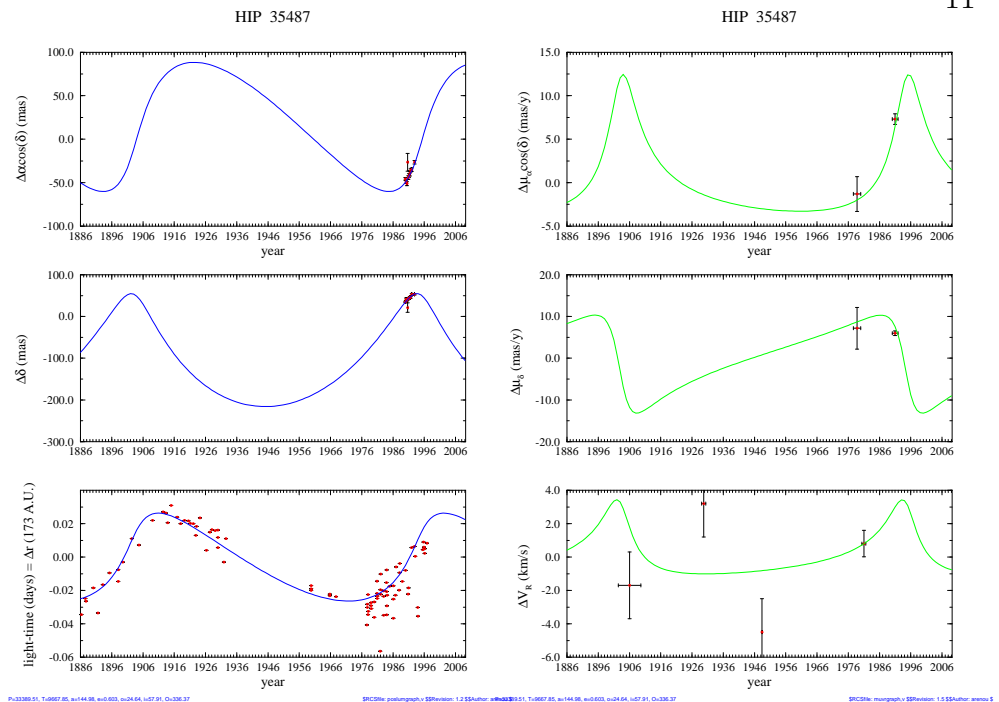


Figure 4.: *Orbite de R CMa obtenue en combinant les données d’Hipparcos et le mouvement propre de Guinan & Ianna (1983) aux mesures des époques de minima photométriques indiquées dans Radhakrishnan et al. (1984). À gauche, α^* , delta, et distance (ou temps de lumière). À droite, mouvement propre et vitesse radiale. Ces mesures de V.R. sont mentionnées uniquement à titre illustratif, et ont été décalées d’une vitesse systémique arbitraire.*

une base de temps plus petite que la période, ne représente pas le vrai mouvement propre du barycentre et ne peut donc être utilisé. Pour mieux contraindre la solution, et obtenir une orbite approximative, un mouvement propre “instantané” obtenu autour de 1980 (Guinan & Ianna, 1983) a été utilisé. L’orbite préliminaire est représentée dans l’espace position-vitesse Figure 4, et correspond à une masse de $0.5 \pm 0.1 M_{\odot}$.

Comparée à la spectroscopie, la méthode des orbites de courbes de lumière est plus sensible aux longues périodes. Comparée à l’astrométrie, elle permet d’agir à de plus grandes distances, donc sur un grand nombre d’étoiles, ce qui ne compense néanmoins pas le faible nombre de variables avec des époques de minima précises. Cette méthode est néanmoins un complément intéressant aux autres méthodes citées, mais également aux transits photométriques de planètes pour lesquels elle peut permettre de trouver des compagnons à plus longue période.

Il y a 83 étoiles dans Hipparcos ayant des époques de courbes de lumière plus précises que 10^{-4} jours, et permettant ainsi (en théorie!) la détection à 3 sigma de planètes de masse 10 Jupiter et de période 11 ans. Si l'on propage grossièrement ce nombre à GAIA, ce sont plusieurs centaines de milliers d'étoiles qui pourraient être testées de cette manière.

Références

- ESA, 1997, The Hipparcos Catalogue, ESA SP-1200
- Guinan E.F., Ianna, P.A., 1983, AJ 88, 126
- Guirado J.C., Reynolds J.E., Lestrade J.-F., Preston R.A., Jauncey D.L. et al., 1997, ApJ 490, 835
- Halbwachs J.-L., Arenou F., Mayor M., Udry S., Queloz D., 2000a, A&A 355, 581
- Halbwachs J.-L., Arenou F., Mayor M., Udry S., 2000b, Birth and Evolution of Binary Stars, Poster Proceedings of IAU Symposium No. 200 on The Formation of Binary Stars, held 10-15 April, 2000, in Potsdam, Germany. Edited by Bo Reipurth and Hans Zinnecker, 2000, p. 135.
- Halbwachs J.-L., 2001, "Présentation générale des étoiles doubles", ce volume.
- Høg E., Fabricius C., Makarov V.V., Urban S., Corbin T. et al., 2000, A&A 355, 27
- Irwin J., 1952, ApJ 116, 211
- van Leeuwen F., Evans D.W., 1998, A&AS 130, 157
- Mazeh T., Zucker S., dalla Torre A., van Leeuwen F., 1999, ApJ 522, L149
- Martin C., Mignard F., Froeschlé M., 1997, A&AS 122, 571
- McArthur B., Jefferys W., McCartney J., 1994, American Astronomical Society Meeting 184, 2804
- Mignard F., 2001, "Les étoiles doubles d'Hipparcos", ce volume.
- Perryman M.A.C., Lindegren L., Arenou F., Bastian U., Bernstein H.-H., et al., 1996, A&A 310, L21

Radhakrishnan K.R., Sarma M.B.K., Abhyankar K.D., 1984, Ap&SS
99, 229

Robichon N., Arenou F., 2000, A&A 355, 295

Söderhjelm S., 1999, A&A 341, 121

Wielen R., Dettbam C., Jahrei H., Lenhardt H., Schwan H., 1999,
A&A 346, 675

Wolszczan A., Frail D. A., 1992, Nature 355, 145

Annexe : programme Gaussfit

Le programme Gaussfit ci-dessous permet d'obtenir les 7 paramètres orbitaux et les corrections aux 5 paramètres astrométriques d'une étoile Hipparcos. Le fichier de données devra contenir, pour chaque observation, le numéro du grand cercle, la date en J.J., les 5 dérivées partielles FAST, le résidu FAST, la *variance* notée `Fresabs_Fresabs`, les 5 dérivées partielles NDAC, le résidu NDAC, sa *variance* `Nresabs_Nresabs`, et la covariance `Fresabs_Nresabs`. S'il n'y a pas de données pour l'un des deux Consortium, on mettra ses valeurs à 0. Enfin, si l'on connaît les éléments spectroscopiques, on pourra soit les contraindre, en ajoutant par ex. `exportconstraint(e-0)`, soit les mettre comme information supplémentaire, avec leur variance, dans un second fichier de données.

```

parameter P,T,a,e,i,w,Omg ; /* orbital elements to determine */
parameter da, dd, dpi, dma, dmd ; /* astro corrections to be added to reference data */
data RGCnum,t ; /* great circle number and date in same unit as P & T */
data Fdpda, Fdpdd, Fdpdpi, Fdpdma, Fdpdmd ; /* FAST partial derivatives */
observation Fresabs ; /* FAST abscissa residual */
data Ndpda, Ndpdd, Ndpdpi, Ndpdma, Ndpdmd ; /* NDAC partial derivatives */
observation Nresabs ; /* NDAC abscissa residual */
variable ww,sinOmg,cosOmg,cosI,sinI,n,efac,x,y,E,v,r,Q,sinQ,cosQ,dpsi;
variable pi = 3.141592653589793 ; variable DegToRad = 0.0174532925199433 ;

main()
{
    sinOmg = sin(Omg*DegToRad); cosOmg = cos(Omg*DegToRad); /* Sine, cosine of node */
    cosI = cos(i*DegToRad); sinI = sin(i*DegToRad); /* and of inclination */
    ww = w*DegToRad; /* Argument of pericenter */
    n = 2*pi/P; /* Mean motion */
    efac = sqrt((1+e)/(1-e)); /* eccentricity factor */
    while(import()) { model(); } /* create all equations of condition */
}
model()
{
    if (RGCnum > 0) {
        E = kepler(e,n*(t-T)) ; /* Solve Kepler's Equation */
        v = 2*atan(efac*tan(E/2)) ; /* Eccentric to True Anomaly */
        Q = v + ww ; /* Argument of Latitude */
        sinQ = sin(Q); cosQ = cos(Q) ; /* Sine and cosine of same */
        r = a*(1 - e*cos(E)) ; /* Radius Vector */
        x = r*(cosQ*sinOmg + sinQ*cosOmg*cosI) ; /* motion in alfa*cos(delta) */
        y = r*(cosQ*cosOmg - sinQ*sinOmg*cosI) ; /* motion delta */
        /* do not export 0-C if no data (i.e. derivative and residual=0) */
        dpsi = Fdpda*(da+x) + Fdpdd*(dd+y) + Fdpdpi*dpi + Fdpdma*dma + Fdpdmd*dmd ;
        if ((Fresabs!=0.)||(dpsi!=0.)) export(Fresabs - dpsi) ;
        dpsi = Ndpda*(da+x) + Ndpdd*(dd+y) + Ndpdpi*dpi + Ndpdma*dma + Ndpdmd*dmd ;
        if ((Nresabs!=0.)||(dpsi!=0.)) export(Nresabs - dpsi) ;
    } /* add here external observations, if any, e.g. using a RGCnum<0 */
}
kepler(e,M) /*Solve Kepler's Equation */
{
    variable E,n;
    E = M + e*sin(M) + e*e*sin(2*M)/2 ; /*Initialize eccentric anom.*/
    for(n=0;n<10;n=n+1) E = E + (M-E+e*sin(E))/(1-e*cos(E));
    return E;
}

```