

## L'astrométrie spatiale et les étoiles multiples

François Mignard

*OCA/CERGA*

### **Abstract.**

The ESA astrometry mission GAIA is expected to be flown in the early years of the next decade and to survey the whole sky down to the 20th magnitude with a nominal accuracy of 10  $\mu$ as at 15 mag. The astrometry and astrophysics of multiple systems will benefit tremendously from the observations gathered by GAIA, but at the same time these objects complicate significantly the data processing. In this chapter the space astrometry of double and multiple systems is considered in the light of the HIPPARCOS results, which are summarized before the numerous and tricky questions more specific to GAIA are examined. GAIA will create an extraordinarily precise census of the double star population with orbital determination for about 10 000 systems, detection of millions of astrometric binaries and accurate measurement of masses of the components better than 1% for at least 10 000 pairs.

### **1. Introduction**

A la suite du succès de la mission HIPPARCOS les possibilités du concept d'observations astrométriques dans l'espace ont séduit diverses agences spatiales et plusieurs groupes ont élaboré des propositions d'instruments embarqués susceptibles de faire beaucoup mieux que HIPPARCOS, en mettant à profit l'expérience acquise et l'évolution de la technologie en vingt ans.

Les observations systématiques du programme HIPPARCOS ont très vite montré la capacité de ce système à détecter et mesurer des systèmes doubles appartenant à de nombreuses catégories : binaires visuelles classiques de séparation sur le ciel plus large qu'environ 0.1 seconde de degré, binaires astrométriques de relativement courte période ( $< 5$  fois la durée de la mission d'observation), binaires à éclipses par le biais du relevé photométrique. La moisson HIPPARCOS sera rappelée plus bas, mais disons dès maintenant qu'elle a été très significative avec la mesure astrométrique d'environ 12 000 binaires et la découverte de plus de 3400

nouvelles paires. Les détections astrométriques combinées à la connaissance des distances ont permis la détermination d'un nombre de masses stellaires comparable à celles connues jusqu'alors.

Avec la mission GAIA, approuvée par l'Agence Spatiale Européenne pour un lancement autour de 2012, c'est une nouvelle ère qui va s'ouvrir avec un recensement jusqu'à la vingtième magnitude et des mesures de parallaxes à 1% à la distance de 1 kpc. Les études statistiques sur la fréquence des binaires en fonction des lieux de formation, de l'âge des étoiles, de leurs paramètres spectraux ou orbitaux vont être radicalement transformées par les mesures de GAIA. La possibilité de mesurer des couples bien séparés ( $\rho > 0.5''$ ) présentant des différences de magnitude voisines de 10 mag, est sans égale au sol et va permettre de sonder une zone de rapport de masses très mal connue ( $q \sim 0.1$ ). Plusieurs millions de binaires astrométriques seront détectées par la non-uniformité du mouvement de leur photocentre, et dans de nombreux cas une orbite pourra être calculée, amenant immédiatement la masse du système.

Pour en arriver là, il va falloir franchir de nombreuses étapes et comprendre tous les pièges que ces objets vont interposer sur le chemin déjà bien tortueux de l'analyse des données. Les sections qui suivent se proposent d'en dresser les principaux jalons en faisant un petit détour par les résultats principaux obtenus par HIPPARCOS dans ce domaine.

## 2. Un petit retour en arrière

Dans un contexte purement observationnel on ne peut pas adopter comme critère de duplicité celui de système physique dont les composantes sont liées par la force de gravitation et se déplacent autour du centre de masse de l'ensemble conformément aux lois du mouvement. Même si la probabilité d'observer des couples serrés purement optiques diminue très vite vers les petites séparations, les missions futures iront loin en magnitude ce qui renforcera d'autant plus la fréquence de ces cas. Des critères supplémentaires seront nécessaires pour reconnaître les couples physiques des simples rapprochements optiques.

L'astronomie des étoiles doubles, au sens moderne du terme, démarre réellement avec les publications de W. Herschel à la fin du XVIIIe siècle et la reconnaissance du déplacement orbital relatif des composantes. Cependant les astronomes antérieurs au musicien de Bath n'avaient pas manqué de signaler des beaux couples bien visibles, même à l'œil nu. Par exemple Ptolémée appliquait déjà l'épithète de double à  $\nu$  Sgr, système composé de deux éléments distants de  $14'$ . Ces objets servaient d'épreuves aux astronomes ou aux marins pour éprouver la qualité de leur vue et il est très probable que l'on a recherché dans le ciel les couples les plus appropriés pour ces tests. Riccioli mentionne deux couples, l'un dans le

Capricorne ayant une séparation de près de 5' et l'autre dans les Hyades légèrement plus serré. Après l'invention des lunettes, le regard se fixa sur la multitude d'étoiles nouvelles avant d'être de nouveau attiré par ces objets singuliers. Le même Riccioli résolut Mizar ( $\zeta$  Uma) avec une séparation de 14" et R. Hooke ayant rencontré en 1665 le système  $\gamma$  Ari le regardait comme tout à fait extraordinaire, n'ayant rien vu de semblable dans le ciel. Ici la séparation n'était que de 8". Quelques années plus tard J.D. Cassini ajoutait deux cas semblables avec les doubles  $\beta$  Sco et  $\alpha$  Gem. Lors de l'expédition de l'Académie au Pérou pour la mesure du degré de méridien, La Condamine reconnut les paires  $\alpha$  et  $\zeta$  Cru en 1749. Tout ceci n'était que des observations isolées et la première étude un peu systématique ne vint que quelques décennies plus tard avec le travail de C. Mayer[1] qui les catalogua en 1677 sans que ces objets suscitent pour autant un enthousiasme particulier.

Aux alentours de 1775 W. Herschel entreprit de faire une recherche plus systématique des systèmes doubles, avec l'espoir qu'il serait en mesure de détecter des variations annuelles de leur position relative, une indication probable d'un effet parallaxique, suivant en cela une suggestion faite par Galilée [2] et également D. Gregory qui explique en détail l'avantage de cette méthode par rapport aux mesures absolues [3]. En 1782 Herschel communiqua le premier fruit de ses efforts [4] avec la publication d'une liste de 269 paires, dont 227 entièrement nouvelles, repérées par leur séparation ( $< 2'$ ) et angle de position. Une liste plus importante de 454 couples verra le jour en 1785 [5]. Pour Herschel il s'agit là de couples qui se trouvent accidentellement dans la même direction :

*“ J'ai employé le terme étoile double en quelques occasions et je préfère cette expression à tout autre du genre compagnon, satellite, car à mon avis il est bien trop tôt pour faire une théorie de petites étoiles tournant autour d'une grosse et je pense qu'il vaut mieux éviter une expression qui pourrait véhiculer cette idée ”.*

Il fait allusion, sans le mentionner explicitement, à une publication récente de J. Michell [6] dans laquelle l'auteur envisage pour la première fois la possibilité que les couples observés soient en fait des systèmes physiques. Il basait son hypothèse sur un calcul de probabilités qui excluait de si fréquentes occurrences si les étoiles étaient indépendantes les unes des autres et distribuées au hasard sur la sphère céleste. Après la publication du Catalogue de Herschel, il se fit encore plus précis affirmant [7] :

*“ qu'il n'est pas improbable que dans quelques années nous soyons informés que quelques unes des nombreuses étoiles doubles ou triples observées par M. Herschel soient des systèmes en révolution les uns autour des autres.”*

Herschel revint à ses observations des systèmes doubles vingt ans plus tard, période durant laquelle les astres avaient continué leur marche [8]. Il trouva alors que dans un bon nombre de cas les positions relatives des composantes avaient varié et établit au-delà de tout doute que toutes ces paires variables étaient constituées d'étoiles tournant l'une autour de l'autre, très probablement sous l'influence de leur attraction mutuelle. Il assigna même une période de 342 ans au couple de  $\alpha$  Gem (Castor), profitant d'une observation ancienne de J. Bradley (Il s'agit en fait d'une remarque conservée par Maskelyne selon laquelle les deux composantes étaient alignées sur la direction allant de Castor à Pollux).

Par cette découverte, Herschel établissait du même coup que les étoiles pouvaient avoir des éclats intrinsèques très différents et que l'éclat n'était plus un critère de proximité. Mais les conséquences dépassaient de loin le cadre de l'astronomie puisque la loi de Newton mérita dès cet instant son qualificatif d'universelle. En toute rigueur l'hypothèse ne pouvait être confirmée que si le mouvement se conformait aux prédictions issues des lois de la dynamique. Comme l'orbite observée n'est que la projection d'un mouvement spatial, on a affaire à un délicat problème de géométrie. La solution a été apportée pour la première fois par Felix Savary en 1830 qui l'appliqua à la détermination de l'orbite d'un couple de la Grande Ourse ( $\xi$  Uma) [9]. Encke et J. Herschell produisirent également leur propre méthode à la même époque.

La suite n'apportera pas de changement conceptuel majeur dans le monde des binaires visuelles. De nombreux observateurs (2195 couples pour J. Herschel, plus de 3000 pour W. et O. Struve, avec J. Burnham on atteint les 14 000 couples et plus de 17 000 avec les observations de R. Aitken), vont s'attaquer à étendre les découvertes des pionniers pour aboutir à la fin du XIXe siècle à 13 400 couples connus et à l'aube de l'ère spatiale à près de 1000 orbites calculées pour plus de 70 000 systèmes catalogués. Plus récemment les 4000 nouveaux couples, souvent avec des séparations très inférieures à 1", découverts par P. Muller, P. Couteau et W.D. Heintz ont démontré que le ciel des binaires visuelles était décidément bien riche. L'arrivée de l'interférométrie, dominée par le groupe CHARA a permis d'augmenter la résolution spatiale, et par là le nombre d'objets à courte période, plus propices à l'obtention des masses.

Pour être complet il convient de mentionner deux découvertes qui ne sont pas sans relation avec les possibilités de l'astrométrie spatiale : la reconnaissance par F.W. Bessel en 1844 de compagnons invisibles autour de Sirius et de Procyon, qui ouvrait la porte du monde des binaires astrométriques, et un peu plus tôt la variabilité régulière de Algol ( $\beta$  Per) première étape vers la reconnaissance des binaires à éclipses.

### 3. Les Observations des binaires avec Hipparcos

La mission HIPPARCOS de l'Agence Spatiale Européenne a apporté une contribution remarquable à l'astronomie des étoiles doubles tant sur le plan quantitatif que qualitatif. Le système de détection avec une grille d'analyse périodique permettait de reconnaître le passage d'une source multiple au travers de la modification du signal qui en résultait en comparaison de celui d'un objet ponctuel unique.

De nombreux tests statistiques ont été élaborés par les groupes de traitement des données pour identifier le plus rapidement possible ces sources, avant de tenter de les caractériser plus finement. Ceci était capital pour le traitement ultérieur, car la position astrométrique à une dimension (sur les cercles de balayage) qui résultait du traitement de l'image n'était pas directement liée ni à l'une des composantes, ni au photocentre. Il fallait donc éviter de propager ces informations biaisées dans les étapes ultérieures du traitement [10].

L'observation à une dimension implique que l'information conservée à chaque passage de l'étoile ne concerne que la séparation projetée dans la direction de balayage (Fig. 1). Pour retrouver les paramètres astrométriques relatifs sur le ciel, il a fallu reconstruire l'orientation et la séparation réelle à partir d'informations partielles. Le problème est relativement bien conditionné et, bien qu'en toute rigueur deux observations soient suffisantes, une solution non ambiguë n'est pas toujours obtenue même avec une quinzaine de passages. La grille ajoute une difficulté supplémentaire en raison de l'indétermination de la séparation projetée à un nombre entier de pas de grille près. Le problème était alors fortement non linéaire et source de solutions multiples difficiles à départager. Dans ce cas le recours à une solution approximative venant des observations au sol a été nécessaire pour lever l'ambiguïté dans les cas les plus difficiles.

La publication des résultats du traitement des observations HIPPARCOS concernant les systèmes multiples apparaît dans le Catalogue principal ainsi que dans une annexe spécialisée [11]. Selon la séparation et la différence de magnitude, les observations HIPPARCOS ont conduit à distinguer différentes catégories de systèmes. Il s'agit de considérations liées aux limitations du système de mesure et non aux propriétés physiques des sources.

- Les systèmes très serrés ( $\rho < 2$  mas) : aucune possibilité, ni astrométrique, ni photométrique de reconnaître la duplicité. Ces étoiles sont donc classées comme étoiles simples.
- Les systèmes non résolus par l'observation sur la grille ( $2 < \rho < 100$  mas ou  $\Delta m \geq 4$ ) mais détectables par le mouvement astrométrique du photocentre. Ce cas correspond aux situations suivantes :

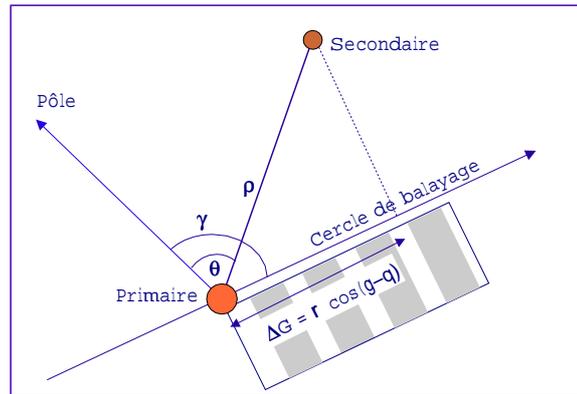


Figure 1.: *Observation d'un système double par une méthode astrométrique à une dimension. La grille s'applique au cas de HIPPARCOS. Pour les missions nouvelles, il s'agira d'une matrice de CCD.*

- binaires à courtes périodes ( $P < 0.1$  année) pour lesquelles l'échantillonnage de mesure conduit à une position moyenne du photocentre.
- Pour les périodes intermédiaires jusqu'à 10 ans maximum, les éléments orbitaux ont pu être ajustés, au moins partiellement.
- Lorsque la période croît ( $P < 30$  ans) le mouvement du photocentre n'est plus linéaire et un modèle avec une dérivée seconde ou même troisième a été introduit. Des tests statistiques valident ce modèle de détection de binaires astrométriques. Ces solutions apparaissent dans l'Annexe G.
- Pour des périodes plus importantes mais moindre qu'une centaine d'années, le mouvement propre calculé n'est plus tout à fait représentatif du mouvement du centre de masse et ceci n'a pu être corrigé dans le traitement des données.
- Enfin pour les très longues périodes il n'y a pas de biais sur la valeur du mouvement propre, mais rien ne garantit que la position obtenue (plus ou moins celle du photocentre) coïncide avec le centre de masse.
- Les systèmes avec  $0''.1 < \rho < 10''$  et  $\Delta m < 4$  mag, qui sont détectés et résolus par l'instrument. La contribution au signal de chacune des composantes est modélisée afin d'obtenir les paramètres astrométriques et photométriques du couple. La solution donne donc la position, les mouvements propres et la magnitude de chaque composante.

Table 1.: *Distribution des catégories d'objets dans le Catalogue Hipparcos*

Solution	Catalogue	No. entrées
Étoiles simples <sup>1</sup>	Principal	100 038
Systèmes	Annexe	
Solutions avec composantes <sup>2</sup>	C	13 211
Accélération détectée	G	2 622
Solutions avec orbite	O	235
Mouvement induit par la variabilité	V	288
Solutions stochastiques	X	1 561
Nombre total d'entrées		118 218

<sup>1</sup> dont 6 763 entrées sont suspectées non simples.

<sup>2</sup> soit 24 588 composantes pour 12 195 solutions.

- Les systèmes à large séparation ( $10'' < \rho < 30''$ ), souvent observés avec deux pointages distincts. Ces systèmes se sont avérés difficiles à traiter proprement en raison du profil de sensibilité du détecteur et des défauts de centrage de l'image. La précision décroît assez vite avec la séparation. Pour des séparations plus élevées, chaque composante était observée comme une étoile simple.

Quantitativement les populations respectives de ces classes sont données dans la table 1. La partie C de l'annexe regroupe la majorité des solutions des étoiles doubles et multiples. Cette annexe contient en fait les solutions astrométriques absolues (position, mouvements propres, parallaxe) de chacune des composantes recensées dans une entrée du Catalogue principal, ordonnées par un identificateur du système (le numéro CCDM). Si le système n'était pas connu (c'est à dire avec une référence publiée) au moment de la construction du Catalogue HIPPARCOS, un numéro CCDM a été fabriqué à partir des coordonnées, et l'étoile a été enregistrée en tant qu'étoile double Hipparcos et entrée dans le Washington Double Star Catalogue (WDS) avec l'abréviation HDS pour *Hipparcos Double Star*. A ce jour le nombre d'attributions abusives ne dépasse pas la dizaine [12] pour des publications antérieures à 1996. La magnitude dans le système HIPPARCOS est également donnée pour chacune des composantes avec

une estimation de l'incertitude ainsi que les magnitudes dans les bandes  $B$  et  $V$  de la mission Tycho, lorsque ces solutions étaient disponibles. Ce cas s'applique donc aux étoiles relativement brillantes ( $V < 10$ ) et dont la séparation est supérieure à  $1''.5$  environ.

Concernant l'astrométrie relative, les éléments sont donnés à la fois dans l'annexe et le catalogue principal pour les couples appartenant à une seule entrée du catalogue, mais il faut savoir que, pour bénéficier de la précision maximum des mesures, l'utilisateur doit repartir de la position publiée des composantes.

### 3.1 Hipparcos : résultats bruts

La synthèse des résultats apparaît dans la documentation très complète accompagnant le Catalogue. Le lecteur recherchant des détails sur les méthodes d'analyse, et surtout sur la validation des résultats, devra se reporter au Volume III de la publication [11]. Les graphiques suivants résument au mieux les propriétés globales des solutions obtenues dans le cas des systèmes doubles à composantes résolues, c'est à dire les systèmes de l'Annexe C.

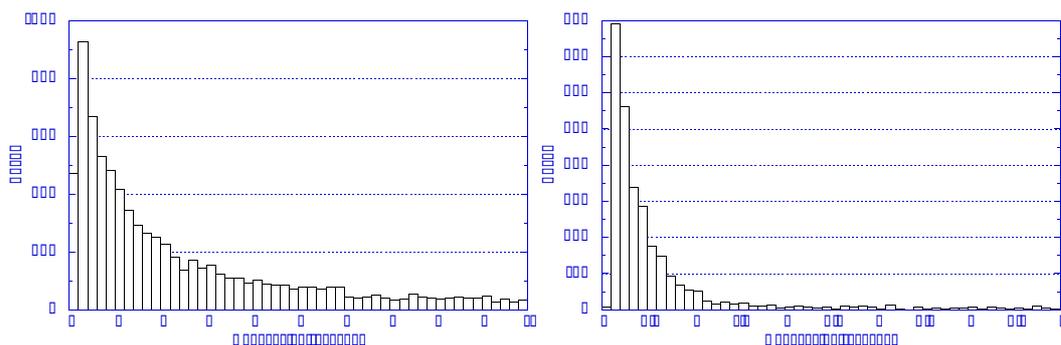


Figure 2.: *Distribution des séparations des étoiles doubles mesurées par HIPPARCOS, pour les systèmes déjà connus avant la mission (gauche) et les systèmes découverts par HIPPARCOS.*

La distribution des séparations est donnée sous la forme de deux histogrammes (Fig. 2), respectivement pour les systèmes doubles connus avant la mission et les systèmes découverts par HIPPARCOS. La différence est sensible et il n'est pas surprenant de constater que le domaine de séparation des nouvelles étoiles doubles concerne principalement les systèmes serrés, au sens de l'observation visuelle. Il ne faut pas tirer de conclusions hâtives sur la distribution réelle des séparations à partir de ces graphiques en raison des effets de sélection conduisant à la

détection des étoiles doubles : sélection lors de la création du catalogue d'entrée, sélection par la magnitude, sélection par le pouvoir de résolution de l'instrument. On a une meilleure indication de l'apport,

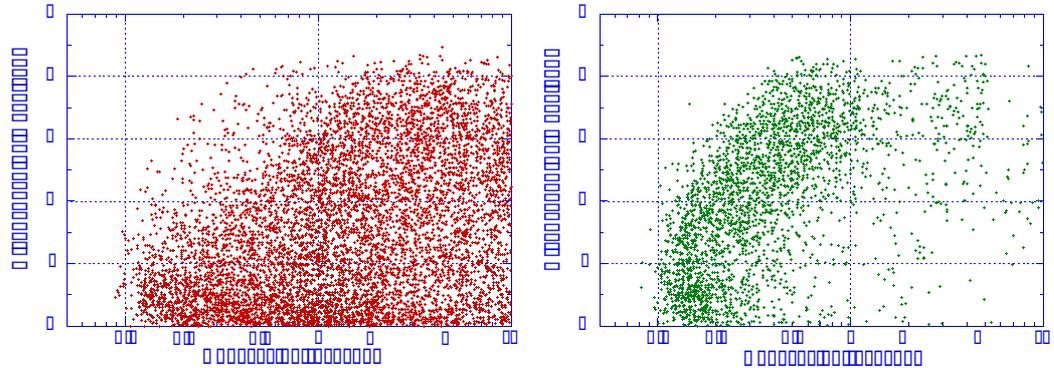


Figure 3.: *Diagramme différence de magnitude–séparation pour les couples mesurés par HIPPARCOS. La figure de gauche donne la distribution pour les systèmes connus à partir d’observations au sol avant la mission. A droite, le même diagramme pour les étoiles découvertes par HIPPARCOS.*

et des limitations de HIPPARCOS dans ce domaine, à l’aide de la Fig. 3 qui donne pour l’ensemble des étoiles doubles nouvelles ou connues mesurées par HIPPARCOS la répartition dans un diagramme différence de magnitude–séparation. Il est clair que la mission HIPPARCOS a rempli une zone qui avait échappé aux observations visuelles, essentiellement en raison des trop faibles séparations. La méthode d’interférométrie des tavelures était elle-même limitée aux étoiles les plus brillantes et ne couvrait pas tout le domaine (cependant elle couvre un zone de résolution bien meilleure que HIPPARCOS). Ce type de diagramme donne une indication intéressante sur les biais existants dans les distributions statistiques des étoiles doubles.

La précision des mesures astrométriques se retrouve sur les déterminations des séparations qui ont une qualité très nettement supérieure à celle des observations visuelles au sol. L’histogramme de la Fig. 4 montre que la valeur typique de l’erreur standard est inférieure à 10 mas. Cette erreur dépend peu de la séparation, sauf pour les très faibles séparations proches de la limite de résolution de l’instrument où elle est plus importante. En revanche il y a un effet notable de la différence de magnitude, avec une plus grande incertitude pour les différences de magnitude  $> 3$  mag.

Le dernier diagramme (Fig. 5) concerne la distribution des différences de magnitude pour l’ensemble des systèmes mesurés. On peut



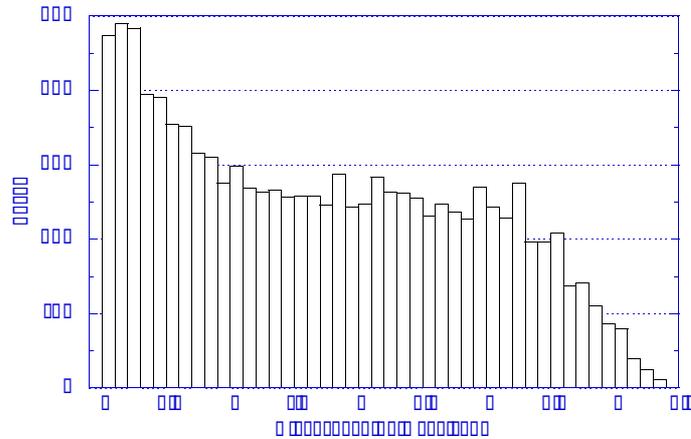


Figure 5.: *Distribution des différences de magnitude sur l'ensemble des couples mesurés par HIPPARCOS. La décroissance progressive au delà de  $\Delta m = 3$  est un effet instrumental.*

(table 2) met en relief les performances respectives des deux missions alors que la table 3 donne la précision astrométrique selon la magnitude des sources observées. Le saut est considérable entre les deux missions, ce qui correspondra également à un intervalle d'une vingtaine d'années d'évolution des technologies. Il est clair que la mission HIPPARCOS a validé un concept pour l'astrométrie globale dans l'espace et il est probable que l'idée générale (observation continue et simultanée dans au moins deux directions largement séparées) a encore de beaux jours devant elle. Les trois missions d'astrométrie spatiale décidées à ce jour (fin 2000) reposent sur ce concept. La mission d'interférométrie SIM est d'un type tout à fait différent et ne se propose pas d'effectuer un relevé astrométrique.

Les éléments importants dans la table 2 concernent la taille de l'image d'un objet ponctuel. Elle est de l'ordre de  $0''.15$  pour GAIA contre  $0''.8$  pour HIPPARCOS. Il s'agit de la largeur totale, dans le sens du balayage, au voisinage du premier zéro de la tache de diffraction et pour une longueur d'onde moyenne. Les images plus fines permettront donc une résolution bien meilleure en séparation au niveau de la détection sur le plan focal. Le deuxième point très important pour l'astrométrie a trait à la détection directe des images sur une matrice de CCD, au lieu d'un système analogique basé sur une grille d'analyse périodique. Non seulement on perdait un peu en résolution, mais surtout on créait un problème supplémentaire avec les effets de pas de grille, source de mauvaises solutions très difficiles à reconnaître. Enfin ce système donnait des

Table 2.: Performances comparées de HIPPARCOS et GAIA.

	HIPPARCOS	GAIA
Magnitude limite	12	20-21 mag
Complétude	7.3-9	20 mag
Détection	grille	matrice de CCD
Observations par objet (moyenne)	115	130
Largeur de la PSF	0''8	0''15
Programme d'observation	Liste figée	Détection à bord
Nombre d'objets	120 000	35 millions $V = 15$ 350 millions $V = 18$ 1 milliard $V = 20$
Quasars	-	$\approx 5 \times 10^6$
Galaxies	-	$> 10^7$
Objets du système solaire	48	$10^5 - 10^6$
Précision astrométrique	1 mas	4 $\mu\text{as}$ $V = 10$ 10 $\mu\text{as}$ $V = 15$ 200 $\mu\text{as}$ $V = 20$
Distance avec $\sigma_\pi/\pi < 1\%$	10 pc	1 kpc
Distance avec $\sigma_\pi/\pi < 10\%$	0.1 kpc	10 kpc
Rotation du système de référence	0.25 mas/an	0.4 $\mu\text{as}/\text{an}$
Photométrie à larges bandes	B et V	4 couleurs
Photométrie à bandes étroites	-	11 bandes
Vitesse radiale	-	$\sigma \approx 1-10 \text{ km/s}$ ( $V=16 - 17$ )

performances modestes pour la reconstruction de l'astrométrie relative et absolue pour les systèmes peu observés.

Notons également les points suivants très importants pour la physique stellaire et galactique :

- a - Le programme d'observation HIPPARCOS a été construit à partir d'une sélection d'étoiles, dont le contenu était en rapport avec les possibilités d'acquisition du système : étoiles brillantes et temps d'observation consacré à chaque objet limité. Il en est résulté un catalogue qui n'est complet en magnitude apparente que jusque vers  $V \simeq 7.5$  dans le plan galactique et aux environs de  $V \simeq 9$  aux plus hautes latitudes. C'est déjà remarquable, mais très limité pour des études profondes de la voie lactée. Avec GAIA il n'y a

Table 3.: Précisions astrométriques attendues avec GAIA pour une mission de cinq ans.

G ( $\sim$ V)	mag	8-12	13	14	15	16	17	18	19	20
Parallaxe	$\mu\text{as}$	4	5	7	11	17	27	45	80	160
Position	$\mu\text{as}$	3	4	6	9	15	23	39	70	140
Mouvement propre	$\mu\text{as}/\text{an}$	3	4	5	8	13	20	34	60	120

pas de sélection *a priori* et la complétude sera réelle jusque vers  $V=19-20$ . Ce qui est important ici, ce n'est pas la magnitude limite, mais l'existence d'un relevé complet pour plusieurs centaines de millions d'objets. En cas de difficulté, mieux vaudrait conserver la complétude, disons à  $V=18$ , qu'un échantillonnage vers les étoiles plus faibles, aux dépens d'étoiles plus brillantes que  $V=18$  par exemple.

- b - La photométrie HIPPARCOS a donné des résultats remarquables, dans un domaine qui n'était pas fortement mis en avant dans la proposition initiale. La proposition GAIA inclut dès le début plusieurs systèmes permettant des études photométriques systématiques de tous les objets dans de nombreuses bandes, ainsi que les mesures de vitesses radiales. C'est plus qu'un complément à l'astrométrie, c'est le cœur même de la proposition qui se donne pour objectif une étude poussée de la Galaxie en terme de contenu, d'histoire et d'évolution. L'astrométrie peut donner beaucoup mais est insuffisante pour répondre à toutes les questions scientifiques qui motivent cette mission.
- c - Pour toutes les étoiles brillantes ( $V < 12$ ), soit plusieurs millions d'objets, la précision astrométrique est relativement uniforme autour de  $3 - 4 \mu\text{as}$ , ce qui donnera un échantillon déjà très large d'étoiles avec une solution astrométrique comparable, voire meilleure que celle que fournira la mission américaine SIM pour un ensemble de moins de 10 000 étoiles. Par rapport au Catalogue Tycho, c'est une amélioration d'un facteur de l'ordre de  $10^4$ , un objectif qui se suffirait à lui-même.

## 5. Propriétés astrométriques des binaires

Dans cette section je rappelle les éléments essentiels du mouvement absolu et relatif des composantes d'un couple afin de préciser les domaines qui, dans le cas de GAIA, vont influencer le mode de détection et d'analyse.

Pour un système double dont les composantes ont pour masse  $\mathcal{M}_1$  et  $\mathcal{M}_2$ , la troisième loi de Képler donne,

$$\frac{a^3}{P^2} = \frac{G(\mathcal{M}_1 + \mathcal{M}_2)}{4\pi^2} \quad (1)$$

où  $a$  est le demi-axe de l'ellipse,  $P$  la période orbitale et  $G$  la constante de la gravitation. En prenant pour unités la masse solaire pour la masse, l'unité astronomique pour les longueurs et l'année tropique pour la période, l'équation prend la forme simplifiée,

$$\frac{a^3}{P^2} = \mathcal{M}_1 + \mathcal{M}_2 \quad (2)$$

Maintenant si l'on introduit la parallaxe pour exprimer la séparation (ici la dimension de l'orbite) en unités angulaires on obtient,

$$\frac{a^3}{\varpi^3 P^2} = \mathcal{M}_1 + \mathcal{M}_2 \quad (3)$$

où  $\varpi$  est la parallaxe du système. Dans l'Eq. 3  $a$  et  $\varpi$  sont exprimés dans la même unité angulaire : des secondes de degré par exemple.

On peut obtenir la vitesse angulaire typique du mouvement relatif par,

$$v = 2\pi \frac{a}{P} \quad (4)$$

$$= 2\pi \frac{\varpi^{3/2}}{a^{1/2}} (\mathcal{M}_1 + \mathcal{M}_2)^{1/2} \quad (5)$$

où la vitesse est en secondes de degré par an. Enfin l'accélération dans le cas d'un mouvement circulaire,

$$a_c = \frac{v^2}{a} = 4\pi^2 \frac{\varpi^3}{a^2} (\mathcal{M}_1 + \mathcal{M}_2) \quad (6)$$

en  $''/\text{an}^2$ . A l'aide de ces relations il est aisé de tracer les diagrammes pour les périodes, les vitesses et les accélérations qui permettent de déterminer les catégories d'objets que va rencontrer GAIA. Dans les diagrammes des Figs. 6 – 8, la séparation  $\rho$  est assimilée à la valeur du demi-grand axe, ce

qui est une approximation acceptable pour des calculs d'ordre de grandeur. Pour les trois figures, on trouve en abscisse la distance de l'objet exprimée à la fois en parsecs et par la valeur de la parallaxe. L'ordonnée donne la séparation angulaire moyenne des deux composantes observées depuis le satellite. Les deux axes sont en coordonnées logarithmiques et la somme des masses est toujours  $1\mathcal{M}_{\odot}$ .

La Fig. 6 donne les courbes d'égal période, ou d'égal demi-grand axe en unités astronomiques. La partie pleine représente la zone de distance-séparation dans laquelle les périodes orbitales sont inférieures à une année, donc sensiblement plus petite que la durée de la mission. La variation de position relative sera sensible au cours des observations pour toutes les étoiles de cette zone, et donc les modèles d'ajustement devront prendre en compte l'ensemble des paramètres orbitaux. Pour des très longues périodes ( $> 500$  ans), un modèle fixe sera suffisant.

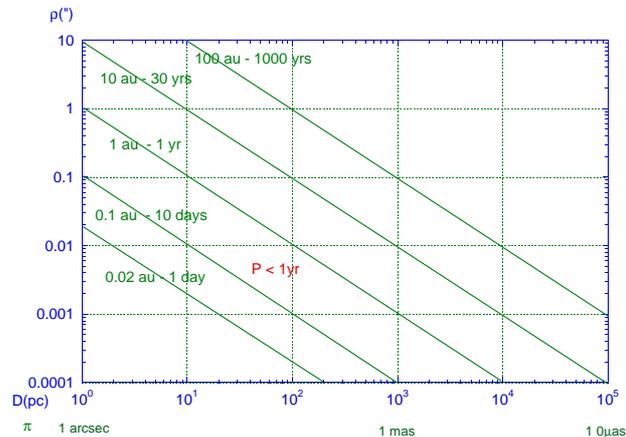


Figure 6.: *Tracé des iso-périodes dans un diagramme séparation-distance.*

L'examen des diagrammes des vitesses (Fig. 7) et des accélérations (Fig. 8) est important pour situer la transition entre les modèles complets et ceux à paramètres relatifs constants. Les vitesses indiquées sont celles du mouvement relatif, et non celles du photocentre, ces dernières étant plus faibles (cf. sect. 6.2). Dans la partie relative aux très courtes périodes la vitesse n'a pas grand sens, car il s'agit d'un mouvement orbital complet pris en compte par ailleurs. Dans le cas où l'orbite n'est que très partiellement décrite durant la durée de la mission (5 ans), il faut examiner la sensibilité de la mesure au déplacement. Cela n'a rien à voir avec la résolution de l'instrument en tant qu'imageur (élément

fondamental dans la capacité à résoudre les binaires directement sur le signal focal) mais uniquement avec la précision astrométrique.

En gros, si le déplacement relatif est supérieur à quelques fois  $10 \mu\text{as}$  durant les 5 ans, alors il faut tenir compte de ce déplacement. Dans le diagramme ce sont toutes les étoiles à moyenne et longue période qui sont concernées, pratiquement jusqu'à 1000 ans de période. On peut dire que le modèle de base sera un modèle prenant automatiquement en compte les dérivées premières des deux quantités  $\rho \sin \theta$  et  $\rho \cos \theta$  et que, pour les étoiles les plus lointaines, ce mouvement pourra être négligé.

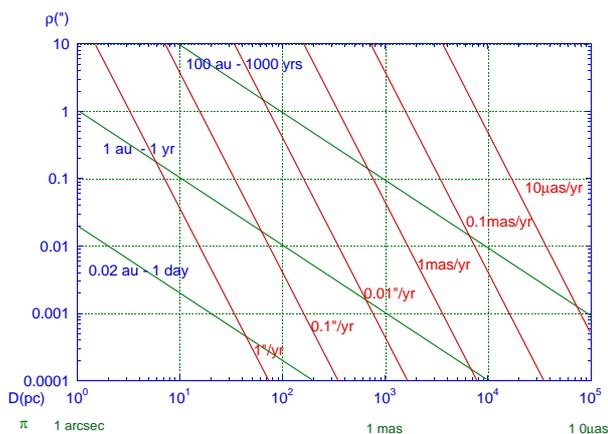


Figure 7.: *Tracé des iso-vitesses dans un diagramme séparation-distance.*

Le diagramme des accélérations (Fig. 8) quant à lui donne les limites du domaine d'application de ce modèle. Sauf pour les objets les plus proches, l'accélération pourra être négligée pour les systèmes binaires de période supérieure à environ 100 ans. A l'inverse la prise en compte pour les binaires de périodes  $< 30\text{--}50$  ans sera la clé de la détection des binaires astrométriques.

## 6. Les Observations des binaires avec GAIA

Le programme d'observation n'a pas d'aménagement spécifique pour les systèmes multiples. Dans tous les cas ces systèmes feront partie des sources observées et il s'agira de reconnaître le plus tôt possible que l'on n'a pas affaire à un objet simple (je laisse de côté le cas des objets du systèmes solaires qui ne sont ni multiples, ni ponctuels). On peut pour

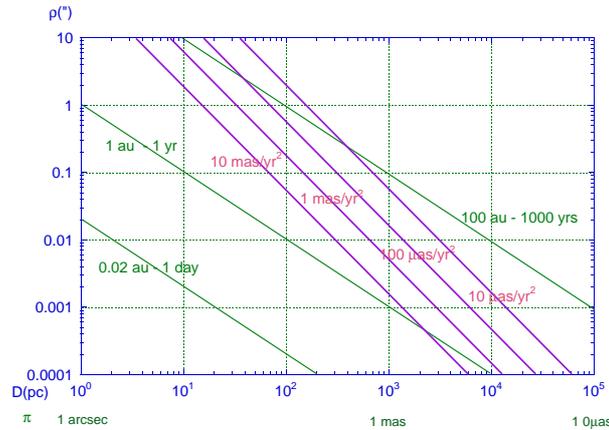


Figure 8.: *Tracé des iso-accélérations dans un diagramme séparation-distance.*

simplifier considérer trois catégories principales de systèmes doubles et multiples suivant la signature et le mode de détection :

- La détection des systèmes résolus au niveau du plan focal, qui dépend essentiellement des propriétés optiques du système imageur et de la résolution du détecteur.
- Les systèmes qui ne se manifesteront que par le traitement de l'astrométrie absolue et le test de l'uniformité du mouvement.
- Les binaires spectroscopiques très serrées et connues pour lesquelles l'important sera les informations sur la distance apportées par GAIA.

### 6.1 Les binaires résolues

Pour les systèmes résolus on va retrouver le principe des observations à une dimension avec la mesure éventuelle d'une séparation projetée lors du passage d'un système sur le plan focal. La tache de diffraction dans le sens du balayage aura, en lumière blanche, une largeur totale de 140 mas et elle sera numérisée par des pixels de 36 mas. Lors de la traversée d'un CCD, on aura un signal intégré lors de la traversée sur 6 pixels. Si l'étoile a un compagnon dont la séparation projetée est moindre qu'une seconde de degré, la détection consistera en une reconnaissance d'un pic secondaire dans le signal, ou plus précisément, d'une déformation du signal par rapport à celui attendu pour un objet ponctuel isolé. On aura intérêt à effectuer ce test en superposant les données obtenues sur les 14

CCD's astrométriques pour améliorer le seuil de détection, voire à utiliser plusieurs transits voisins dans le temps.

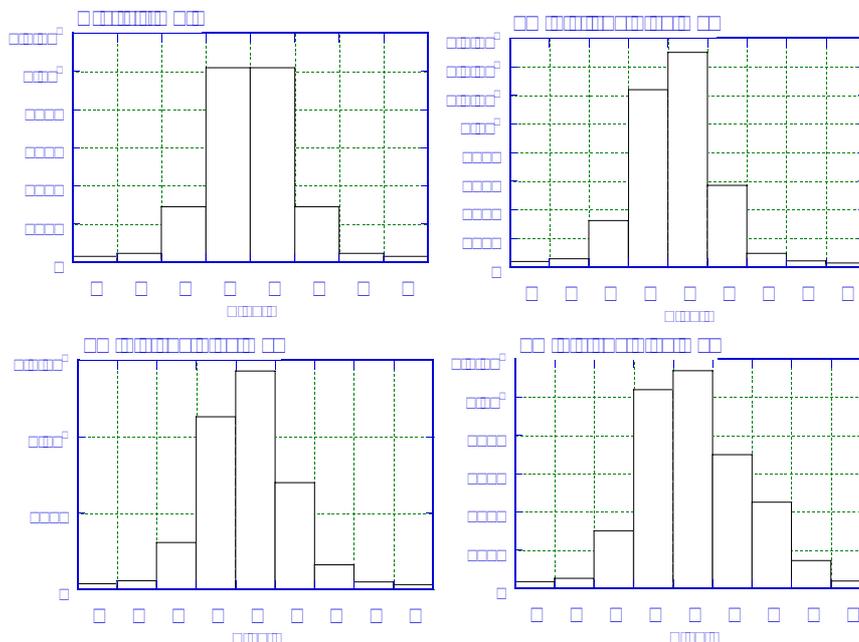


Figure 9.: *Distribution typique d'un enregistrement (non bruité) de GAIA. Étoile simple ( $V=15$ ) ou double de séparation projetée 20 mas, 36 mas (=1 pixel), 72 mas (= 2 pixels) et  $\Delta m = 1$  mag.*

Les diagrammes de la Fig. 9 montrent l'évolution du signal d'une étoile simple  $G(\approx V) = 15$  placée au bord d'un pixel lorsqu'elle est perturbée par un compagnon  $G = 16$ , selon la séparation projetée. Il est clair qu'avec des tests bien construits on pourra détecter des séparations entre 0.5 et 1 pixel, soit entre 18 et 36 mas, typiquement cinq fois mieux qu'avec HIPPARCOS, mais pour des étoiles bien plus faibles. Ces séparations sont d'accès aisé avec l'interférométrie des tavelures, mais en aucun cas avec le rendement permis par GAIA.

La difficulté sera de concevoir des tests de reconnaissance qui soient indépendants d'hypothèses sur la couleur ou la phase de l'étoile primaire au sein du pixel. Une étoile simple qui n'est ni au bord, ni au centre du pixel peut qualitativement apparaître comme un couple serré. Concernant la sensibilité aux différences de magnitude il faut recourir à des

simulations pour obtenir des résultats statistiques fiables. A ce niveau de séparation, seuls les couples dont les composantes ont des éclats comparables seront détectés, mais dès que la séparation dépassera 2 pixels il est probable que la détection sera possible pour  $\Delta m \geq 3 - 4$ . La reconstruction des paramètres relatifs  $(\rho, \theta)$  se fera à partir des mesures à une dimension et de la connaissance des propriétés géométriques du balayage sur le ciel, comme cela est illustré sur la Fig. 10.

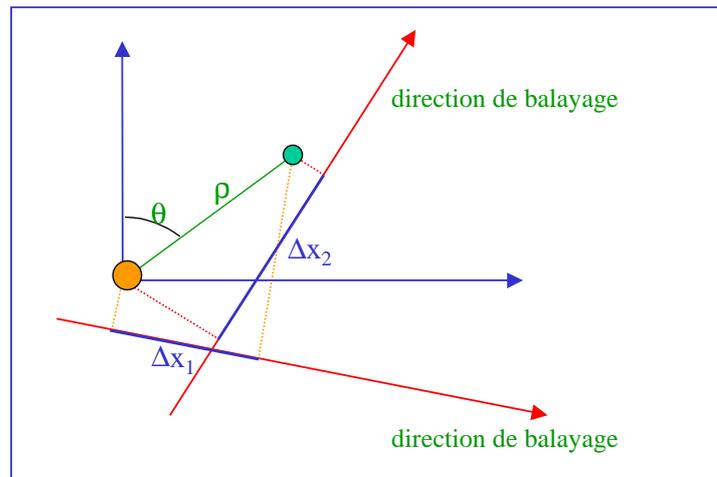


Figure 10.: Relation entre les paramètres relatifs d'une étoile double et les mesures à une dimension faites sur la direction de balayage.

Une situation nouvelle apparaît par rapport à HIPPARCOS pour les séparations plus larges que  $\rho \simeq 2''$ . La surface sensible du détecteur d'HIPPARCOS observait les couples jusqu'à des séparations de  $\approx 20''$  sans résolution des composantes, se contentant de sommer leurs contributions. Pour GAIA les composantes des systèmes bien séparés seront observées et traitées comme deux observations d'étoiles simples. L'association des composantes dans un couple ne se fera que lors du traitement astrométrique global au vu de l'identité de la parallaxe et éventuellement des mouvements propres (mais dans ce cas il faudra tenir compte d'un possible mouvement relatif qui viendra brouiller les cartes). Le domaine de différence de magnitude accessible devient alors sans comparaison avec ce que l'on a pu faire au sol puisque l'on peut imaginer une primaire  $V = 8$  et son compagnon  $V = 18$  ! Même si ce cas est un peu extrême,

des différences de magnitudes  $\simeq 6 - 7$  seront facilement accessibles pour ces séparations.

### 6.2 Binaires Astrométriques

La détection astrométrique des systèmes binaires reprend la méthode qui avait conduit F. Bessel à la détection des compagnons de Sirius et de Procyon en 1844. Tout écart du déplacement absolu au mouvement uniforme, c'est à dire la détection d'une accélération dans le mouvement, est l'indication que la source observée est probablement le photocentre d'un système composite. La situation, dans le cas d'une observation perpendiculaire au plan de l'orbite est illustrée qualitativement sur la Fig. 11. Lors de l'observation le centre de masse  $G$  se déplace sur le ciel comme le ferait une étoile isolée à cette position. Malheureusement, il n'est pas observable directement : en effet, si la séparation est trop faible pour que le système soit résolu par la détection photométrique sur le CCD, alors la localisation obtenue sera automatiquement associée au photocentre du système. Ceci demande à être confirmé avec plus de précision, car cela dépend également de la façon dont on va traiter ces données. Dans le cas de HIPPARCOS cela n'était vrai que pour de très petites séparations [13].

Du fait de l'homothétie du mouvement absolu et du mouvement relatif on a,

$$\mathbf{P}\mathbf{G} = \frac{M_s}{M_s + M_p} \vec{\rho} = B\vec{\rho} \quad (7)$$

$$\mathbf{P}\Phi = \frac{I_s}{I_s + I_p} \vec{\rho} = \beta\vec{\rho} \quad (8)$$

où  $M_p$  et  $M_s$  désignent les masses de la primaire et de la secondaire et  $\vec{\rho}$  est le vecteur  $\mathbf{P}\mathbf{S}$  et  $\rho$  la séparation.  $I_p$  et  $I_s$  sont les flux lumineux respectifs des composantes. Donc au mouvement du centre de masse se superpose un petit mouvement du photocentre donné par,

$$\mathbf{G}\Phi = (\beta - B)\vec{\rho} \quad (9)$$

qui dépend de la dimension de l'orbite, mais également du facteur  $\beta - B$ . Si le rapport des intensités est comparable au rapport des masses, alors le photocentre et le centre de masse sont confondus et aucune détection n'est possible. A l'opposé, si la différence de magnitude entre les deux composantes est grande, on observe le mouvement absolu de la composante la plus brillante. C'est le cas de figure rencontré par Bessel, puisque le compagnon invisible est une naine blanche. Lors de l'observation d'une binaire astrométrique supposée non-résolue, la détection dépendra de la capacité à détecter les écarts du mouvement propre au modèle standard.

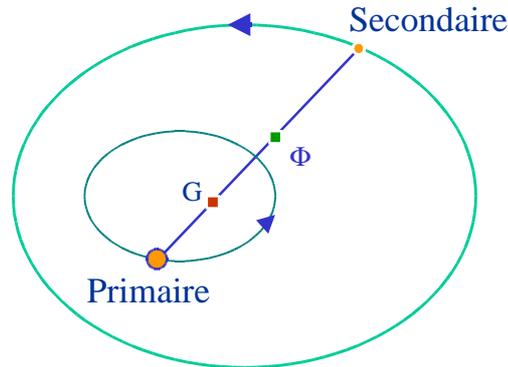


Figure 11.: *Mouvements orbitaux absolus d'un système double autour du centre de masse. Le photocentre est placé en  $\Phi$ . Pour un observateur terrestre, le centre de gravité est animé d'un mouvement uniforme superposé à l'ellipse parallactique.*

Le critère sera la détermination d'une accélération significative. Les diagrammes des Figs. 7–8 peuvent être utilisés en prenant en compte le facteur  $\beta - B$  pour le rayon de l'orbite. Une part importante des binaires astrométriques de période  $< 30$  ans sera reconnue par cette méthode (voir Fig. 8). La plupart seront des binaires non résolues (distances  $> 200$  pc) avec des composantes très inégales (coefficient  $\beta - B$  significatif).

On peut voir sur les Figs. 12 et 13 le mouvement absolu sur le ciel de la composante brillante, ou du photocentre d'une binaire astrométrique, selon la séparation et la période. Dans chaque figure la ligne discontinue représente le mouvement du centre de masse avec les boucles annuelles du déplacement parallactique. L'orbite, ou la fraction de l'orbite décrite, figure en haut et à gauche de chaque figure avec la période orbitale, dans la même échelle que le reste de la figure. Une durée de 5 ans a été considérée dans ce calcul et ainsi que différentes orientations du plan orbital.

A. Tokovinin a proposé un autre mode de détection basé sur la différence de couleur entre les deux composantes [15]. Dans le cas d'un système de deux étoiles de couleurs très différentes, la différence de magnitude dépend du filtre utilisé et il en va de même pour la position du photocentre. Le champ astrométrique de GAIA fonctionnera en lumière blanche, et n'est donc pas susceptible d'une application de cette méthode. Il faudrait examiner ce qu'il sera possible de faire avec les analyses de la photométrie à large bande, mais pour le moment la résolution prévue n'est pas suffisante.

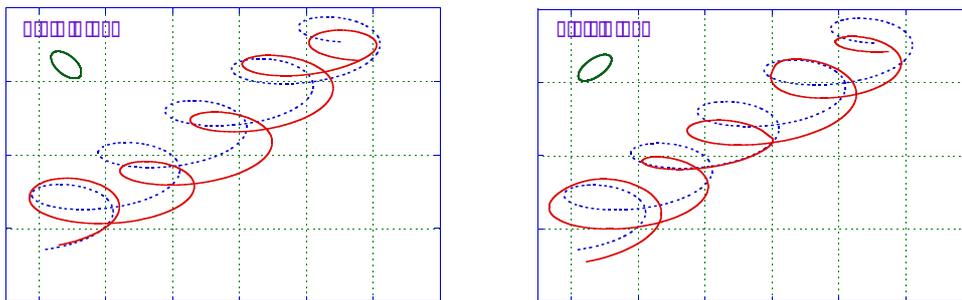


Figure 12.: *Illustration du mouvement du photocentre d'une binaire astrométrique (ligne continue) comparée au mouvement du centre de masse (tirets). L'orbite relative du photocentre (haut-gauche) est à la même échelle que le reste de la figure. ( $\Delta\alpha \cos \delta$  en abscisse et  $\Delta\delta$  en ordonnée)*

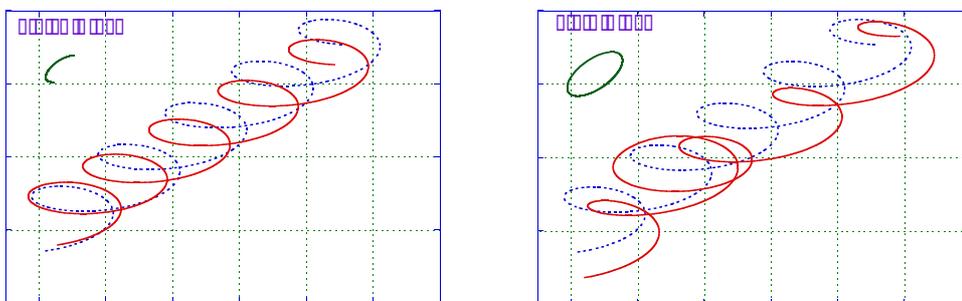


Figure 13.: *Illustration du mouvement du photocentre d'une binaire astrométrique (ligne continue) comparée au mouvement du centre de masse (tirets). L'orbite relative du photocentre (haut-gauche) est à la même échelle que le reste de la figure. ( $\Delta\alpha \cos \delta$  en abscisse et  $\Delta\delta$  en ordonnée)*

### 6.3 Astrophysique des doubles avec GAIA.

Les implications du relevé très complet de GAIA pour la physique stellaire des systèmes multiples sont très importantes. En premier lieu il y aura l'aspect statistique avec un recensement de populations diverses, incluant les régions proches de formation d'étoiles, où les couples seront résolus, les amas ouverts de différents âges jusqu'à  $\simeq 200$  pc où l'on pourra étudier le taux de formation des binaires par rapport à celui des objets isolés. La distribution des séparations en UA donnera une approche statistique sur les modes de formation des binaires ainsi que sur les évolutions orbitales pour les binaires serrés.

Table 4.: Nombre de systèmes selon l'incertitude sur la détermination des masses pour différents domaines de magnitude.

V	Incertitude sur la masse			
	< 0.3%	0.3 – 1%	1 – 3%	3 – 10%
10.0–12.5	2 000	3 000	4 000	8 000
12.5–15.0	2 000	9 000	9 000	12 000
15.0–17.5	0	1 000	5 000	10 000
Total	4 000	13 000	18 000	30 000

Pour les binaires bien résolues ( $\rho \geq 0.5$  arcsec), avec les deux composantes observées indépendamment l'une de l'autre, GAIA fournira une détermination photométrique du rapport des masses  $q$  sur une gamme allant de  $q \sim 0.1$  à  $q = 1$ , au travers des différences de magnitude. Ceci permettra de répondre à une question scientifique majeure sur la population des binaires en explorant la zone voisine du maximum de la population. La limitation des techniques actuelles à des  $\Delta m < 3 - 4$  empêche d'atteindre la zone autour de  $q \sim 0.2$  où doit se situer le maximum de la population.

La précision des parallaxes et de la photométrie va permettre pour les étoiles orbitales une connaissance précise de la somme des masses. On voit sur la Fig. 6 que pour les étoiles résolues ( $\rho > 20$  mas), le domaine des étoiles orbitales ne s'étend que jusqu'à  $\approx 50$  pc. Donc la précision relative de la parallaxe sera meilleure que 0.1 %. La source majeure d'incertitude sur les masses viendra alors de la qualité de l'orbite et non de la distance. Pour beaucoup de ces étoiles de faible période on aura également l'orbite du photocentre par l'astrométrie absolue et donc le rapport des masses. Une simulation a montré que les masses individuelles étaient bien déterminées pour les périodes  $< 50$  ans.

Le bilan estimé est résumé dans la table 4. Les meilleurs résultats sont obtenus sur la faible population d'étoiles brillantes, mais même pour les objets les plus faibles considérés, on obtient des précisions encore meilleures que 10% pour un grand nombre d'objets. Individuellement, une précision de 10% n'est pas d'un grand intérêt pour l'astrophysique, mais pris globalement cela permet d'améliorer grandement la relation masse-luminosité en jouant sur la taille de l'échantillon.

Si l'on prend en compte également les mesures photométriques et celles des vitesses radiales, la contribution brute de GAIA sur l'astronomie des étoiles doubles se résume aux points suivants :

- Création d'échantillons non biaisés en séparation (en UA)
- Binaires visuelles pour des séparations  $> 20$  mas
- Recouvrement important avec l'interférométrie des tavelures
- Possibilité de  $\Delta m > 6 - 8$  pour  $\rho > 1''$ .
- Orbites pour  $> 100\,000$  binaires résolues ( $\rho > 20$  mas)
  - a- masses au 1%, pour plus de 10 000 systèmes
  - b- large domaine de séparation et de rapport de masses
  - c- échantillon sur de nombreux types
  - d- détection de naines brunes et de planètes
- Mouvement du photocentre pour  $\simeq 10^8$  systèmes
- Courbes photométriques pour  $\simeq 10^6$  binaires à éclipses
- Vitesses radiales de faible précision pour  $\simeq 10^6$  binaires spectroscopiques.

## 7. Conclusion

La mission HIPPARCOS a apporté une contribution aussi significative qu'inattendue à l'astronomie des étoiles doubles, tant en ce qui concerne les binaires visuelles, que les binaires astrométriques. Les problèmes rencontrés lors du traitement des données ont été considérables et ont pesé sur la durée de ce traitement. L'effort a été payant lorsque l'on voit avec un peu de recul la qualité du catalogue et son utilisation intensive dans des domaines très variés de l'astronomie stellaire.

Un défi d'une plus grande ampleur s'annonce avec les mesures de GAIA. Même si l'on peut considérer que l'expérience acquise avec HIPPARCOS sera d'un grand secours pour planifier ce traitement et prendre en compte dès le début les problèmes spécifiques posés par les systèmes multiples, les difficultés viendront de tout ce que nous ne pouvons prévoir aujourd'hui dans le domaine pratiquement inconnu que sont les systèmes à très grande différence de magnitude, les systèmes à 3, 4, ... composantes qui viendront singulièrement compliquer l'analyse des données ou encore la complexité du calcul des orbites des binaires astrométriques à courte période. Mais les résultats seront aussi à la hauteur des difficultés.

**Références**

- [1] Mayer C., 1778, Gründliche Vertheidigung neuer Beobachtungen von Fixsterntabanten.
- [2] Galilée : Dialogue sur les deux Systèmes du Monde, Troisième Journée.
- [3] Gregory D., 1726, The Elements of Astronomy, Livre II, Proposition LVI, p. 346..
- [4] Herschel W., 1782, Catalogue of double stars, Phil. Trans. p.112.
- [5] Herschel W., 1785, Catalogue of double stars, Phil. Trans. p.40.
- [6] Michell J., 1767, An inquiry into the probable parallax of the fixed stars, Phil. Trans. vol. 57, p. 234.
- [7] Michell J., 1784, On the means of discovering the distance, the magnitude of the fixed stars, Phil. Trans. vol. 74, p. 35.
- [8] Herschel W., 1803, Account on the change that have happened during the last 25 years in the relative situation of double stars, Phil. Trans, 1803, p. 339.
- [9] Savary F., 1830, Connaissance des Temps pour l'année 1830.
- [10] Mignard F., 1992, La réduction des données Hipparcos in Hipparcos : Une nouvelle donne pour l'astronomie, Goutelas 1992, D. Benest & C. Froeschlé, eds.
- [11] ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200
- [12] Mason B.D., Martin Ch., Hartkopf W.I. *et al.*, 1999, AJ, 117, 1890–1904.
- [13] Martin C. , Mignard F. & Froeschlé M., 1997, Mass determination of astrometric binaries with Hipparcos I, A&AS, 122, 571–580.
- [14] ESA , 2000, GAIA : Composition, Formation and Evolution of the Galaxy, ESA-SCI(2000) 4.
- [15] Tokovinin A., 1999, Astrometry of multiple stars with GAIA in Atelier GAIA, M. Froeschlé & F. Mignard, eds.