

Les techniques de haute résolution angulaire comme outil pour l'observation des systèmes binaires pré-séquence principale

Gaspard Duchêne

*Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire de Grenoble,
Université Joseph Fourier, BP 53, 38041 Grenoble Cedex 9*

Abstract. Images provided by large telescopes in the optical and near-infrared are presently generally limited by atmospheric turbulence and not by diffraction. In order to overcome this limitation, several imaging techniques at high angular resolution have been developed in the last ten or twenty years and are now widely used. This chapter briefly presents the basic principles of each technique, emphasizing their specificities and their current limits, especially in the context of observation of binary systems. Some of the main results derived from these developments for our knowledge of the young binary systems (primarily pre-main sequence) are presented. Finally, we describe some of the most important projects currently under development in the domain of high angular resolution.

Les grands télescopes actuels fournissent des images dans le visible et l'infrarouge proche qui sont limitées par la turbulence atmosphérique et non par la diffraction. Afin d'apporter des remèdes à ce problème, plusieurs techniques d'imagerie à haute résolution angulaire ont été développées depuis une ou deux décennies et sont maintenant largement répandues. Ce chapitre a pour objet de présenter succinctement les principes fondateurs de chacune d'entre elles, en insistant sur leur originalité et leurs limitations principales. Ces dernières sont plus spécialement développées dans le cadre de l'observation de systèmes binaires. Les principales avancées que ces techniques ont permis dans la connaissance des systèmes binaires jeunes (essentiellement pré-séquence principale) sont ensuite présentées. Enfin, les plus importants projets de développement à court, moyen et long terme de la HRA seront décrits.

1. Introduction

L'étude observationnelle des systèmes binaires de la séquence principale a grandement profité, au moins pour les étoiles de faible masse, de la proximité au Soleil d'un nombre important d'entre elles. Ainsi, en observant des étoiles situées à moins de 20 pc, les techniques d'imagerie classique et spectroscopique offrent un recouvrement des domaines de périodes orbitales qu'elles étudient. C'est grâce à cet avantage que les propriétés des binaires de la séquence principale sont connues avec un niveau de détails relativement élevé depuis une dizaine d'années (e.g., Duquennoy & Mayor 1991).

L'étude de systèmes binaires dans des phases évolutives moins avancées, c'est-à-dire pré-séquence principale, s'est largement développée à la suite de la prise de conscience du nombre important de systèmes multiples dans l'Univers. Malheureusement, la plupart des zones de formation stellaire sont situées à grande distance du Soleil, au moins 140 pc. A cette distance, il existe une "terra incognita" entre les binaires spectroscopiques et les binaires visuelles, due en grande partie à la limitation de la qualité d'images imposée par la turbulence atmosphérique.

Durant les années 1990, de nouvelles techniques d'observations permettant de combler partiellement ce vide sont parvenues à maturité. Elles fournissent des images dont la résolution est limitée par la diffraction sur le miroir primaire et non plus par la turbulence atmosphérique. Ces différentes techniques, rassemblées sous l'appellation "haute résolution angulaire" (HRA), sont l'astronomie spatiale, l'interférométrie des tables et l'optique adaptative; l'occultation lunaire et l'interférométrie longue base permettent d'obtenir des informations correspondant à une résolution encore plus élevée et font également partie de la HRA. Les principes de ces techniques ont pour la plupart été établis il y a plusieurs décennies, mais ce n'est que depuis une dizaine d'années que les instruments sont utilisés de manière régulière en astronomie, essentiellement en raison de difficultés technologiques. L'étude des systèmes binaires jeunes est l'un des thèmes qui a le plus profité de ces techniques depuis leur avènement, comme nous le verrons.

L'objet de ce cours, après une brève introduction aux propriétés de la turbulence atmosphérique, est de présenter un aperçu des principes de chacune de ces techniques, ainsi que de leurs avantages et limitations dans le cadre de l'observations de systèmes binaires. Ainsi, tout astronome pourra décider quelle méthode il doit employer en fonction du problème auquel il est confronté. Dans un second temps, des exemples de découvertes récentes concernant les systèmes binaires pré-séquence principale seront discutés pour illustrer les vastes capacités de ces différentes

techniques. Enfin, certains développements attendus pour les années à venir seront évoqués.

Précisons enfin que ce cours se concentrera surtout sur l'imagerie dans les domaines compris entre l'ultraviolet et l'infrarouge ; quelques modes d'observations complémentaires seront également discutés. Les rayonnements plus énergétiques font appel à des méthodes de détections très différentes, et ne seront pas considérés ici. Quant au domaine radio, du fait de sa grande longueur d'onde, la limite de diffraction y est beaucoup plus grande, et la notion de HRA se démarque de la précédente par ses ordres de grandeur. De plus, la turbulence atmosphérique n'affecte pas la qualité des images obtenue avec une antenne seule. Nous évoquerons tout de même ce domaine à propos des méthodes interférométriques, où elles ont d'abord été développées.

2. Quelques notions sur la turbulence atmosphérique

L'optique générale indique qu'une image obtenue avec un télescope de diamètre D et à la longueur d'onde λ présente une résolution de l'ordre de λ/D . Dans le contexte des systèmes binaires, cette limite correspond au système le plus serré qu'il est possible de résoudre (critère de Rayleigh) ; autrement dit, seule l'étude de systèmes plus larges que cette limite est possible. Pour donner un ordre de grandeur, la limite de résolution d'un télescope de 3.6 m est d'environ $0.03''$ à 5000 \AA et $0.13''$ à $2.2 \mu\text{m}$.

Malheureusement, pour que les images obtenues avec un télescope aient cette résolution, il faudrait que le télescope et l'objet astronomique ne soient séparés que par un milieu parfaitement stable (vide ou, à défaut, atmosphère terrestre parfaitement calme). En réalité, la turbulence de l'atmosphère dégrade fortement la qualité des images : la présence de vent et/ou de gradients de température, d'humidité et de densité dans l'atmosphère ont pour effet de modifier localement la propagation des ondes lumineuses. En raison de ces déformations, les fronts d'onde sont fortement perturbés lorsqu'ils arrivent dans le télescope alors qu'ils peuvent être considérés comme plans à l'entrée de l'atmosphère.

D'un point de vue pratique, deux points distincts de la surface du miroir primaire reçoivent à un instant donné des fronts d'onde qui sont indépendants, avec des inclinaisons et des phases différentes. En conséquence, ces deux faisceaux ne peuvent interférer : ils sont physiquement séparés dans le plan image au lieu de se superposer (voir la figure 1). La superposition des différentes "sous-images" ainsi créées, appelées tavelures, donne l'habituelle tache de *seeing* lorsqu'on intègre assez longtemps (typiquement au moins une seconde). Sa taille typique est de l'ordre d' $1''$

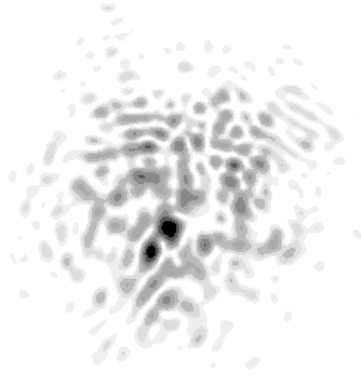


Figure 1.: *Image caractéristique obtenue avec un télescope beaucoup plus grand que la longueur de cohérence de l'atmosphère pour un temps de pose très court. Chaque tavelure est limitée par la diffraction, mais leur ensemble couvre une zone beaucoup plus grande (le seeing), qui caractérise la turbulence de l'atmosphère. On peut noter la présence d'une tavelure principale entourée par de nombreuses tavelures secondaires.*

dans le visible, beaucoup plus grande que la limite de diffraction dans la plupart des cas.

Parmi les nombreux paramètres qui décrivent la turbulence atmosphérique, ceux qui sont le plus souvent utilisés sont le *temps de corrélation*, τ , et la *longueur de cohérence* de l'atmosphère, r_0 (que l'on appelle également "paramètre de Fried"). Le premier paramètre représente le temps maximal pendant lequel l'atmosphère peut-être considérée comme stable. Toute image obtenue avec un temps d'exposition inférieur à τ apparaîtra donc limitée par la diffraction, quelle que soit la taille du télescope. En règle générale, τ est de l'ordre de quelques dizaines de millisecondes. Malheureusement, seuls les objets extrêmement brillants peuvent être correctement observés avec des temps de pose aussi courts ; de plus, la plupart des instruments ne permettent pas ce type d'observations.

Le second paramètre, r_0 est la distance maximale entre deux points pour lesquels les variations temporelles de l'atmosphère (l'orientation du front d'onde, sa phase) sont corrélées. Les faisceaux collectés en deux points séparés par une distance inférieure peuvent donc interférer de façon constructive, fournissant une image limitée par la diffraction. Si, au contraire, le miroir primaire est plus grand que r_0 , chaque sous-pupille de diamètre r_0 fournit une image limitée par la diffraction, mais qui n'interfère pas avec les autres. Le paramètre de Fried est de l'ordre de 10 cm dans le visible et 40 cm dans le proche infrarouge pour les meilleurs sites astronomiques tels que le sommet du Mauna Kea à Hawaii. La qualité

d'image fournie par les grands télescopes actuels est donc très nettement dominée par la turbulence atmosphérique et non par la diffraction, d'où l'importance des techniques de HRA.

3. L'imagerie HRA

Le développement de télescopes de plus en plus grands (on arrive maintenant à la classe des 8-10 m) soulève de façon cruciale les problèmes liés à la turbulence atmosphérique. Un plus grand diamètre de télescope permet évidemment d'observer des objets moins lumineux, mais il serait également très intéressant de voir la résolution des images s'affiner dans le même temps, comme le prévoit l'optique. Malheureusement, ces télescopes étant beaucoup plus grands que la longueur de cohérence de l'atmosphère, c'est bien cette dernière qui détermine la qualité d'image des grands télescopes. Nous allons maintenant détailler les différentes techniques de HRA utilisées à l'heure actuelle pour remédier à ce problème. Nous insisterons spécialement sur les limites de ces techniques dans le cadre de l'observation de systèmes binaires.

3.1 Les télescopes spatiaux

Comme nous venons de le voir, la turbulence de l'atmosphère est la source de tous les maux. La manière la plus simple pour s'en affranchir consiste à **placer le télescope au-dessus de l'atmosphère**. Sans aller jusqu'à installer celui-ci sur la Lune, les télescopes spatiaux remplissent naturellement cette condition. Le plus connu à l'heure actuelle est sans conteste le Télescope Spatial Hubble (HST), qui fonctionne de l'ultraviolet jusqu'à $2.5 \mu\text{m}$. En raison de son "petit" diamètre (2.5 m), il est plus particulièrement adapté aux domaines visibles et ultraviolet, alors que des images de qualité équivalente sont obtenues depuis les télescopes au sol dans le proche infrarouge grâce aux différentes techniques de HRA.

La qualité de l'optique du HST n'étant pas totalement parfaite, des aberrations résiduelles sont encore présentes dans les images. De plus, ces défauts sont variables dans le temps et avec la longueur d'onde, ce qui complique fortement la calibration fine des données. En fin de compte, les images obtenues dans le visible présentent une limite de détection pour les compagnons variant avec la séparation en raison du bruit de photon qui augmente fortement à proximité de la source : pour des séparations supérieures à $1''$, des rapports de flux de 4 mag sont facilement détectables alors que des systèmes aussi serrés que $0.1''$ sont résolus seulement si leur rapport de flux n'est pas trop élevé (jusqu'à 1.5 mag en moyenne).

Il existe plusieurs facteurs intrinsèques qui limitent l'emploi des télescopes spatiaux en général et qui représentent, en quelque sorte, le prix à payer pour placer un télescope dans cette position extrêmement

privilegiée. Tout d'abord, toute réparation ou visite de routine est délicate et longue à mettre en place : HST a ainsi dû arrêter ses observations pendant plusieurs mois durant l'automne 1999 en raison de la panne de quatre de ses gyrostats. Le satellite est d'autre part soumis à des conditions environnementales très difficiles : passage brutal du jour à la nuit, exposition au vent solaire et au flux de micro-météorites. La conception des différents instruments et accessoires du télescope est fortement influencée par ces éléments qui représentent de très fortes contraintes. L'extrême fiabilité des instruments, qui est nécessaire pour minimiser le nombre de visites par des astronautes, implique de plus une très longue phase de développement et un recours quasi-systématique à des technologies éprouvées de longue date. Les instruments embarqués sur un télescope spatial ne sont donc généralement pas complètement à la pointe de la technologie, contrairement aux télescopes au sol où ce type d'expérience est plus facile à mettre en place. Enfin, l'ensemble de ces facteurs s'ajoute au lancement du satellite pour aboutir à un coût énormément plus élevé pour un télescope spatial que pour un télescope de même diamètre installé au sol.

En raison de ces différents éléments, le nombre de télescopes spatiaux est généralement restreint à un ou deux télescopes simultanément dans chaque gamme de longueur d'onde. D'autres méthodes de HRA se sont donc développées sur les télescopes au sol afin d'élargir la gamme d'instruments accessibles à la communauté scientifique.

3.2 *L'interférométrie des tavelures*

Il existe une autre méthode intuitive pour s'affranchir de la turbulence atmosphérique, étant données ses caractéristiques : il suffit d'**observer un objet plus rapidement que l'atmosphère ne varie**. Le temps de pose individuel doit donc être inférieur au temps de corrélation de l'atmosphère (au plus 100 ms), et il faut obtenir un très grand nombre d'images de ce type (plusieurs centaines) pour obtenir un rapport signal sur bruit suffisant. On calcule ensuite la transformée de Fourier de chacune de ces images avant de les calibrer par une étoile non résolue observée quasi-simultanément et d'en effectuer la moyenne. On peut ensuite repasser dans le plan image ou ajuster un modèle sur les cartes de puissance spectrale et de phase.

Le modèle correspondant à un système binaire est extrêmement simple puisqu'il s'agit d'une "onde plane" orientée dans la direction de la binaire dans le plan conjugué, ainsi que l'illustre la figure 2. La séparation et le rapport de flux de la binaire sont directement estimées à partir du contraste et de la longueur de l'onde. Les binaires les plus serrées détectables avec cette technique ont des séparations d'environ $\lambda/2D$, soit deux fois moins que la limite de diffraction du télescope. Il suffit

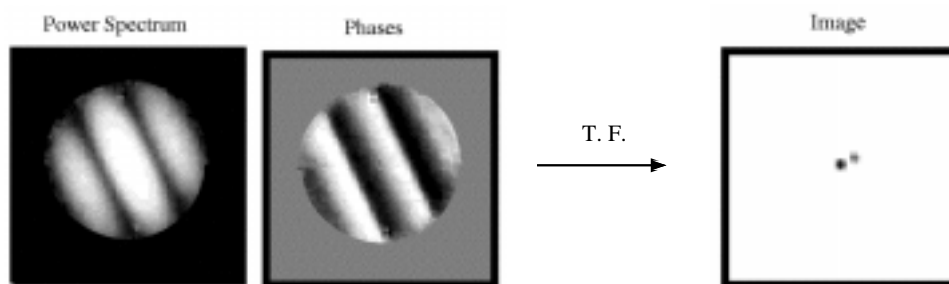


Figure 2.: *Exemple de système binaire observée en interférométrie des tavelures (images tirées de Patience et al. 1998). Le modèle peut être directement ajusté sur les cartes de puissance spectrale et de phase (à gauche et au centre respectivement), ou sur l'image réelle obtenue après une transformée de Fourier inverse (à droite).*

en effet de détecter le premier minimum de la sinusoïde (son maximum est toujours au centre de l'espace de Fourier). La limite de détection d'un compagnon est quasiment constante sur l'ensemble du domaine de séparations considéré; elle est fixée par le bruit de lecture du détecteur. Des rapports de flux de 4 à 5 mag peuvent généralement être détectés pour toute séparation plus grande que λ/D .

Le passage dans le plan conjugué est rendu nécessaire par la présence dans les images individuelles de plusieurs tavelures (figure 1). La transformée de Fourier permet en effet de rassembler toutes ces tavelures en un seul point du plan conjugué, à condition que leur nombre ne soit pas trop élevé : cette méthode est inutilisable sur une image limitée par le seeing car celle-ci est constituée de tavelures non corrélées qui se superposent complètement. En raison des courts temps de pose requis par la méthode, seuls des cibles brillantes peuvent être observées dans de bonnes conditions; $K \sim 9$ est une limite typique. Par ailleurs, le nombre d'objets observables en une nuit est restreint car une grande partie du temps est utilisée à lire le détecteur ou à observer le calibrateur.

Notons enfin l'existence d'une méthode dérivée de la précédente, le "shift-and-add". La combinaison des images individuelles est cette fois effectuée en les alignant de manière à placer la tavelure principale au même endroit sur le détecteur et en effectuant la somme. Cette technique est toutefois moins efficace que la précédente puisque les tavelures secondaires ne sont pas supprimées et limitent sensiblement les capacités de détection d'un compagnon proche. Malgré cela, la grande simplicité d'utilisation de cette méthode peut la rendre intéressante pour certains programmes.

3.3 Les systèmes d'optique adaptative

Cette fois, l'idée novatrice est d'utiliser un **miroir que l'on déforme pour compenser les défauts introduits par la turbulence atmosphérique**. L'intérêt principal de ce type d'instruments est qu'il devient possible d'obtenir des poses beaucoup plus longues que le temps de corrélation de l'atmosphère (jusqu'à plusieurs minutes), ce qui permet d'observer des objets relativement faibles. L'instrument comporte donc un miroir qui se déforme sous l'action de quelques dizaines d'actuateurs, eux-même commandés par un senseur de front d'onde qui inspecte une partie du faisceau collecté par le télescope. La correction à apporter est estimée toutes les 10 ms environ afin de suivre au plus près les variations de l'atmosphère.

Ces instruments offrent par ailleurs la possibilité d'utiliser une autre source pour guider l'optique adaptative, à condition que celle-ci soit située dans le même plan isoplanétique que l'objet étudié. Ceci est extrêmement intéressant lorsque ce dernier est extrêmement faible ou spatialement étendu. La séparation entre l'étoile-guide et l'objet scientifique doit toutefois rester la plus petite possible pour assurer une bonne qualité d'image et, dans tous les cas, ne pas dépasser $30''$. Enfin, il est important de noter que la réduction et l'analyse des données est relativement simple, quasiment identique à l'imagerie classique, ce qui en facilite l'accès.

Le principal problème de cette méthode est qu'elle n'offre qu'une correction partielle de la turbulence atmosphérique, en raison du nombre limité d'actuateurs sur le miroir et de sous-pupilles du senseur de front d'onde. Une fraction non négligeable de la lumière n'est pas corrigée et se trouve dans un "halo" qui a la taille du seeing. La qualité de la correction dépend surtout des conditions atmosphériques et de la longueur d'onde : elle est bien meilleure dans l'infrarouge que dans le visible, où seulement 5% du flux est corrigé. Elle est de plus variable dans le temps et peut changer fortement d'une image à une autre (voir la figure 3) ; dans ce cas, il peut être intéressant de sélectionner les meilleures images d'une série. Il est souvent très important d'observer une étoile servant de référence juste avant ou après l'objet scientifique.

La limite en sensibilité de cette méthode est généralement imposée par le senseur de front d'onde, qui doit être suffisamment illuminé pour estimer les déformations à imposer au miroir. A l'heure actuelle, des étoiles aussi faibles que $R \sim 16$ peuvent être utilisées, ce qui ouvre déjà de larges possibilités. En ce qui concerne les limites de détection d'un compagnon proche, la possibilité de longs temps de pose permet la détection de compagnons très faibles au-delà du halo que nous avons évoqué (des rapports de flux de 7 mag sont atteints en quelques minutes). Il est par

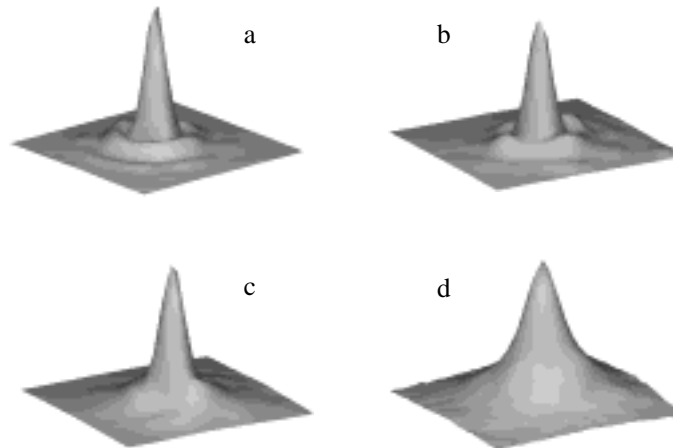


Figure 3.: *Images illustrant la variété de qualité d'image fournie par un système d'optique adaptative. a : une excellente correction, avec le premier anneau d'Airy très symétrique et le second anneau partiellement visible. b : une correction relativement bonne où le premier anneau est nettement visible mais déformé. c : une correction moyenne puisque l'anneau n'est pas clairement séparé du cœur principal qui reste toutefois limité par la diffraction. d : une correction très partielle, où la résolution n'atteint pas la limite de diffraction, avec un halo très important. Toutes les images ont été obtenues avec PUEO au TCFH dans la bande K (limite de résolution : 0.13") et ont une taille de 1" × 1".*

contre très difficile d'identifier des binaires plus serrées que λ/D , et la limite de détection dépend fortement de la séparation.

Mentionnons enfin l'existence de "l'optique active" qui, basée sur le même principe, se contente de corriger au premier ordre la turbulence atmosphérique, c'est-à-dire l'inclinaison du front d'onde incident par rapport à la direction attendue ("tip-tilt"). Ce type de système permet d'obtenir régulièrement des images ayant une résolution sensiblement meilleure que le seeing, mais sans toutefois atteindre la limite de diffraction du télescope.

3.4 L'occultation lunaire, un premier pas en avant

La Lune se déplace par rapports aux étoiles à une vitesse de l'ordre d'un demi-degré par heure, soit 0.5" par seconde. On peut donc assister à des phénomènes d'occultation lorsque la Lune passe devant une étoile ou tout autre objet. L'intérêt de l'observation de ce phénomène

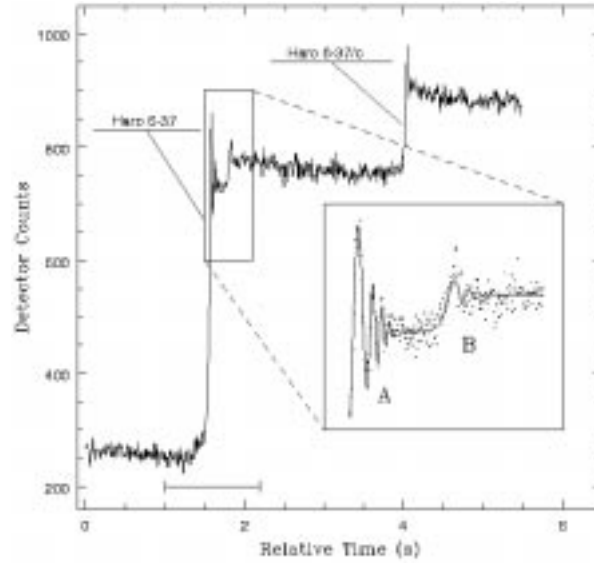


Figure 4.: *Exemple de réapparition d'un système multiple après une occultation lunaire. L'encart révèle que la première étoile est en fait elle-même une binaire ; la courbe continue représente l'ajustement du modèle. Les franges observées lors de l'apparition de chaque étoile sont dues aux interférences sur le bord lunaire. Bien que la séparation projetée de la binaire serrée ne soit que de $0.086''$, celle-ci est nettement résolue.*

réside dans l'évolution du flux de l'objet durant son apparition ou sa disparition derrière la Lune. En échantillonnant suffisamment rapidement, de l'ordre de quelques millisecondes, on obtient alors une information sur l'objet considéré à très haute résolution spatiale (de l'ordre de $2 \times 0.0005'' \times \Delta t(ms)$ si Δt est l'intervalle de temps entre deux mesures successives). Dans le cas des binaires, on voit en général le système disparaître ou réapparaître en deux temps, l'ajustement d'un modèle sur la courbe de lumière permettant de déterminer le rapport de flux et la séparation du système (voir la figure 4).

Cette technique peut être utilisée avec n'importe quel télescope, et les binaires les plus serrées qu'elle permet de détecter ont des séparations de l'ordre de $0.01''$. Le flux total du système n'étant pas affecté par la turbulence atmosphérique ou la taille du télescope, il est en effet possible de détecter des binaires bien plus serrées que le seeing ou la limite de diffraction du télescope employé, ce qui donne tout son intérêt à cette méthode, plus performante que les deux précédente en termes de résolution.

Il y a toutefois des limitations majeures à l'emploi de l'occultation lunaire comme technique HRA. La première est presque triviale : on ne

peut pas l'appliquer à tous les objets, puisque la Lune ne se déplace pas dans tout le ciel, mais seulement le long de l'écliptique. D'autre part, l'extrême brillance de la Lune rend totalement impossible toute observation dans le domaine visible, sauf autour de la Nouvelle Lune. Cette méthode a donc principalement été utilisée dans la bande K , à $2.2\ \mu\text{m}$, notamment pour l'étude des systèmes binaires pré-séquence principale.

En raison des temps de pose très courts qui sont requis, seuls les objets relativement brillants peuvent être observés dans de bonnes conditions, typiquement jusqu'à $K \sim 9$. Pour la même raison, les rapports de flux extrêmes détectables par cette méthode sont de l'ordre de 2 à 3 mag. Cette limite est remarquablement stable avec la séparation entre $0.01''$ et la taille du diaphragme utilisé. Aux séparations inférieures à $0.01''$, il devient de plus en plus difficile de distinguer un compagnon, et la capacité de détection s'annule très rapidement.

Un dernier point relativement important doit être mentionné : la distance entre les deux étoiles, estimée à partir de la courbe de lumière, n'est pas la séparation réelle de la binaire mais seulement sa *projection sur le bord lunaire*. Pour lever l'ambiguïté associée à cet effet, il faut observer plusieurs occultations du même objet ou entreprendre des observations complémentaires avec une autre technique de HRA. Notons d'ailleurs qu'aux limites de résolution offertes par cette techniques, le bord lunaire ne peut être considéré comme un simple cercle, la forme des montagnes lunaires devant en effet être prise en compte !

3.5 L'interférométrie longue base, une autre dimension de la HRA

Contrairement aux différentes techniques présentées auparavant (l'occultation lunaire mise à part), l'interférométrie à longue base ne vise pas à obtenir de l'information spatiale à la limite de diffraction du télescope utilisé, mais largement en-deça. Il s'agit en effet de **faire interférer deux faisceaux issus du même objet et collectés par deux télescopes voisins**. En étudiant les franges d'interférence ainsi créées, on peut obtenir des informations à une échelle spatiale de λ/L où L est la distance séparant les deux télescopes. Avec des lignes de bases typiques d'une centaine de mètres utilisées dans le visible ou le proche infrarouge, les résolutions résultantes sont de l'ordre de $0.001''$, soit dix fois mieux que l'occultation lunaire !

La grandeur pertinente associée aux franges est leur visibilité, qui doit être calibrée avec une méthode similaire à celle employée en interférométrie des tavelures. Elle vaut 100 % si l'objet est ponctuel alors qu'une valeur moins élevée traduit la présence d'une composante résolue autour de l'étoile (compagnon stellaire, enveloppe, disque de matière, jet). L'information recueillie sur cette extension ne concerne en fait que sa projection le long de la ligne de base. Afin d'ajuster un modèle sur

les données, il convient donc d'effectuer de nombreuses mesures dans des configurations différentes pour obtenir une large couverture du plan (u, v) (chaque mesure n'échantillonne que deux points de ce plan). Avec une telle couverture, il est également possible de reconstituer des images, comme pour l'interférométrie des tavelures.

Recombinaison des faisceaux en provenance de plus de deux télescopes simultanément permet d'obtenir assez rapidement l'information souhaitée puisqu'on utilise alors plusieurs lignes de base qui ont de plus des directions très différentes. Malheureusement, cette technologie n'est pas encore au point pour les rayonnements visible et infrarouge et on n'utilise que deux télescopes à la fois. Les possibilités restantes consistent à déplacer un des télescopes, opération souvent longue à réaliser, ou à laisser l'objet se déplacer dans le ciel, ce qui ne fournit qu'une couverture très limitée du plan (u, v) . Combinée avec la précision modeste obtenue sur les visibilités (de l'ordre de 5%), les modèles ne sont généralement pas aussi bien contraints par les observations qu'on pourrait le souhaiter. A l'heure actuelle, c'est plutôt la dichotomie objet ponctuel/non ponctuel qui est la question centrale des recherches entreprises.

La limitation la plus importante de l'interférométrie longue base concerne la limite de détection, qui est actuellement située à $K \sim 5$. Ceci est la conséquence de l'emploi de petits télescopes et de courts temps de pose, qui permettent d'obtenir des faisceaux qui ne soient pas brouillés par la turbulence atmosphérique. L'utilisation de plus grands télescopes est délicate à mettre en place et moins efficace par principe : le brouillage des phases a pour effet de diminuer le contraste des franges. D'autre part, les interféromètres sont constitués d'une optique relativement lourde à mettre en place, et nécessitent une métrologie extrêmement précise de l'ensemble du système (les incertitudes tolérées sont très nettement inférieures à la longueur d'onde utilisée). Ces techniques sont donc pour le moment bien loin de la commodité d'emploi de l'interférométrie des tavelures ou de l'optique adaptative.

En dépit de ces divers problèmes, l'interférométrie longue base est incontestablement la plus prometteuse des techniques de HRA, grâce au bond en avant qu'elle fournit en termes de résolution. Aucune autre méthode ne permet actuellement, ni ne permettra dans un futur proche, d'accéder à des informations à une échelle spatiale de $0.001''$, voire moins.

3.6 Quelle est la technique "idéale" d'imagerie HRA ?

La réponse à cette question est évidemment multiple et dépend fortement des caractéristiques de l'objet observé. Dans le cas d'un système binaire, la séparation et le rapport de flux sont les deux paramètres pertinents pour prendre une décision. Avant de donner les grands critères à prendre en compte, rappelons que les limites entre deux techniques ne

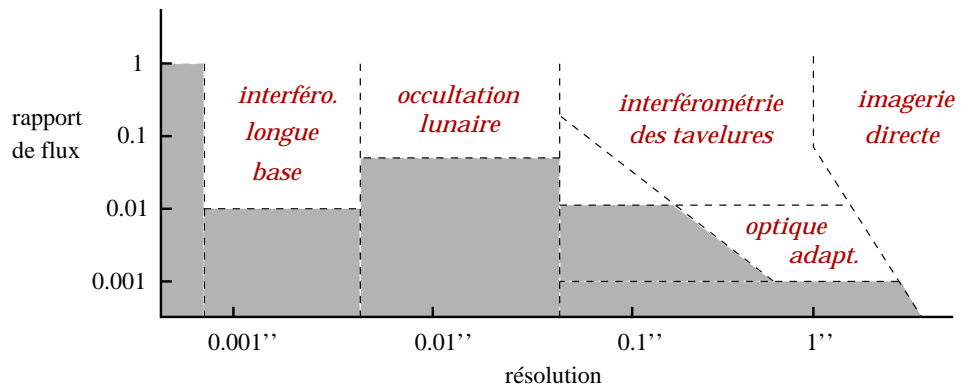


Figure 5.: *Capacité à détecter des systèmes binaires avec les différentes techniques de HRA en fonction de leur séparation et rapport de flux. La zone grisée correspond aux compagnons non détectables actuellement. Selon les caractéristiques de l'objet que l'on souhaite observer, on peut ainsi déterminer la méthode la plus appropriée.*

sont pas rigides et que, dans bien des cas, deux méthodes peuvent offrir des capacités similaires. De plus, il est possible de détecter des binaires dont les rapports de flux sont un peu plus faibles que les limites indiquées auparavant en adaptant la méthode observationnelle de manière adéquate.

La figure 5 résume les capacités des différentes méthodes. Lorsque la binaire est plus large que le seeing, la HRA n'est pas nécessaire, sauf pour des rapports de flux très importants pour lesquels la suppression ou diminution du halo peut s'avérer nécessaire. Dans le cas des binaires spectroscopiques, qui sont extrêmement serrées, seule l'interférométrie longue base peut apporter des informations nouvelles. Cela est vrai pour tout système ayant une séparation inférieure à $\sim 0.005''$. Pour des séparations plus grandes que $\sim 0.05''$ mais inférieure au seeing, on se trouve dans le domaine de l'interférométrie des tavelures et l'optique adaptative. La première est plutôt réservée aux binaires les plus serrées alors que la seconde est plus favorable pour des rapports de flux importants. Dans bien des cas, toutefois, les deux méthodes sont équivalentes, et c'est l'accessibilité de l'un ou l'autre qui fait finalement pencher la balance. Entre ces deux derniers domaines, l'occultation lunaire constitue un complément irremplaçable mais restreint à une très petite zone du ciel. De plus, les observations ne se font pas "sur commande", et il faut attendre parfois des années avant de pouvoir observer son objet favori...

4. Les systèmes binaires jeunes : avancées récentes grâce à la HRA

Grâce aux différentes techniques présentées auparavant, de grands progrès dans la connaissance des systèmes binaires pré-séquence principale ont été possibles, tant du point de vue de leurs propriétés statistiques que des détails de certains systèmes. Nous allons maintenant présenter certaines de ces avancées afin d'illustrer les possibilités fournies par la HRA. L'ensemble de ces résultats concerne uniquement les binaires visuelles étant donnée la distance des principales zones de formation (au moins 140 pc). La plupart des propriétés statistiques évoquées ici sont détaillées dans Patience & Duchêne (2000).

4.1 Propriétés statistiques

La première propriété statistique qui a pu être établie grâce à la HRA est la proportion de binaires visuelles parmi les populations d'étoiles jeunes ; toutes les techniques présentées auparavant ont été utilisées dans ce cadre afin d'augmenter sensiblement le nombre de compagnons découverts. De nombreuses études se sont concentrées sur les zones de formation stellaire, comme celles du Taureau, de ρ Ophiuchus ou d'Orion, et sur les amas ouverts âgés de quelques millions d'années, tels que les Pléiades ou les Hyades. Parmi les étoiles de faible masse ($M < 1.5 M_{\odot}$), il est apparu que cette proportion n'est pas la même dans toutes les populations. Celle estimée dans les amas stellaires (quel que soit leur âge) semble en bon accord avec les observations d'étoiles de la séquence principale alors que les zones de formation peu denses, comme le Taureau, présentent un très net excès de binaires visuelles. Si cet excès s'étend au domaine des binaires spectroscopiques, près de 100 % des étoiles de ces régions possèdent un compagnon, alors qu'il n'y en a qu'environ 60 % sur la séquence principale. Les raisons de cet excès ne sont pas encore pleinement élucidées, mais il semble que l'impact des conditions environnementales sur la population de binaires soit important. Une possibilité est que le processus de formation stellaire aboutit à une proportion initiale de binaires proche de 100 %. Cette proportion serait fortement et rapidement diminuée dans les environnements denses que sont les amas, des binaires étant détruites suite à des collisions avec les systèmes voisins.

La distribution d'excentricités de ces binaires visuelles n'est pas accessible, en raison de leur très longue période orbitale. Par contre, les distributions de périodes orbitales et de rapports de masses peuvent être estimées à partir de la photométrie et l'astrométrie des binaires. Il a ainsi été montré que la distribution de rapports de masses était à peu près uniforme de $q = M_B/M_A = 0.1$ à 1 pour toutes les populations de binaires visuelles étudiées à ce jour. La distribution de périodes orbitales observées

dans les amas stellaires révèle un déficit de binaires larges (séparations supérieures à 300 AU), qui s'accorde bien avec le modèle de destruction de binaires par des interactions proches avec une autre étoile. En effet, dans ce scénario, ce sont les binaires les plus larges qui sont préférentiellement détruites.

Des populations d'étoiles massives commencent également à être étudiées, que ce soit dans des amas denses ou dans une population d'étoiles isolées (Preibisch et al. 1999, Bouvier & Corporon 2000). Toutes les études s'accordent sur le fait que la proportion de binaires visuelles parmi les étoiles massives est sensiblement supérieure à celle observée pour les étoiles de faible masse. Il semble également que la plupart de ces binaires massives possèdent des rapports de masse assez petits ($q < 0.5$ dans au moins 75 % des cas), tendance qui pourrait s'accroître en tenant compte des compagnons qui n'ont pu être détectés en raison de problèmes de contraste. Ces observations suggèrent que les masses des composantes des systèmes binaires sont plus ou moins sélectionnées aléatoirement dans la fonction de masse de l'ensemble des étoiles, apportant des contraintes assez fortes sur le processus de formation de ces systèmes.

4.2 Propriétés individuelles

La mesure directe des masses stellaires est une des contraintes les plus importantes attendues par la communauté pour valider les tracés évolutifs des étoiles jeunes. Ceux-ci sont en effet encore sujets à de nombreuses et fortes incertitudes. La façon la plus directe pour aboutir à cette estimation consiste à déterminer les paramètres orbitaux d'un système binaire. Ceux-ci peuvent être facilement obtenus pour les binaires spectroscopiques, mais les binaires visuelles ont bien souvent des périodes orbitales beaucoup trop longues. Étant donnée la distance typique des zones de formation stellaire (150 pc), la HRA est absolument nécessaire pour étudier des binaires ayant des périodes orbitales de moins de cent ans ; la figure 6 illustre les performances de l'interférométrie des tavelures dans ce cadre. La masse dynamique typique obtenue pour quelques binaires T Tauri parmi les plus serrées ($\sim 1.7 M_{\odot}$) est en accord qualitatif avec les prédictions des plus récents modèles d'évolution stellaire (Ghez et al. 1995) mais une plus longue base de temps est requise pour effectuer une comparaison plus fine. D'ici quelques années, les éléments orbitaux de quelques systèmes seront probablement connus avec grande précision.

Une autre approche de ces estimations de masse dynamique font appel à l'interférométrie longue base dans le domaine millimétrique pour l'étude des étoiles T Tauri. Dans quelques cas, celles-ci sont entourées de vastes disques de matière en rotation képlérienne. La résolution spatiale offerte par l'interféromètre du Plateau de Bure a permis d'obtenir la carte de vitesse de plusieurs raies d'émission de CO dans une poignée de

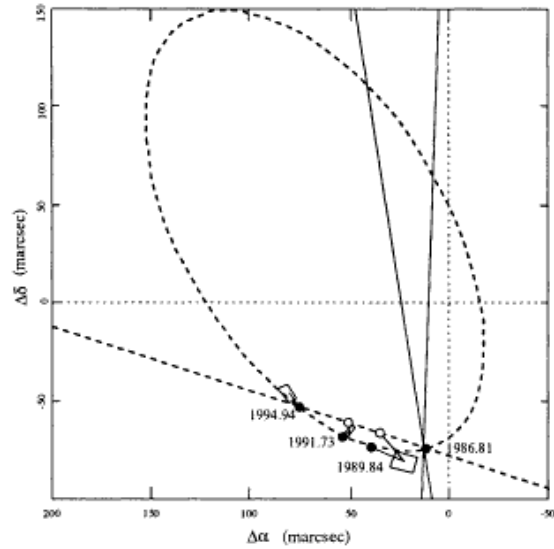


Figure 6.: *Un des rares systèmes binaire T Tauri dont le mouvement orbital est perceptible, DF Tau (figure tirée de Thiébaud et al. 1995). La séparation de la binaire n'est que de $0.09''$, mais sa période orbitale est de l'ordre de 80 ans. D'ici quelques années, son orbite pourra être fortement contrainte, même s'il est encore un peu tôt pour cela.*

disques de ce type (e.g., Duvert et al. 1998). Ces observations ont permis de confirmer la nature du mouvement de la matière dans ces structures et, surtout, d'estimer la masse de l'objet central. A nouveau, les masses dynamiques ainsi estimées (à environ 5 % près) sont en bon accord avec les valeurs fournies par les modèles évolutifs, notamment pour les deux systèmes binaires étudiés de la sorte.

L'autre caractéristique principale des étoiles jeunes dont la connaissance à grandement profité de l'avènement de la HRA concerne leur environnement. Le paradigme actuel à propos de ces objets est qu'ils sont entourés d'un disque d'accrétion équatorial et que, dans certains cas, une partie de la matière qui tombe sur l'étoile est éjectée dans un jet bipolaire. Grâce à la HRA, il a été possible d'obtenir des images de grande qualité de quelques disques et jets, notamment dans les systèmes binaires (figure 7). Entre autre résultats, des images obtenues avec le HST, en optique adaptative et en interférométrie des tavelures suggèrent que les disques circumstellaires sont sérieusement tronqués et parfois asymétriques lorsqu'ils se trouvent au sein d'un système binaire (Stapelfeldt et al. 1998, Koresko et al. 1998, Monin & Bouvier 2000). D'autre part, l'imagerie en optique adaptative a permis de déterminer quelle composante d'un système bi-

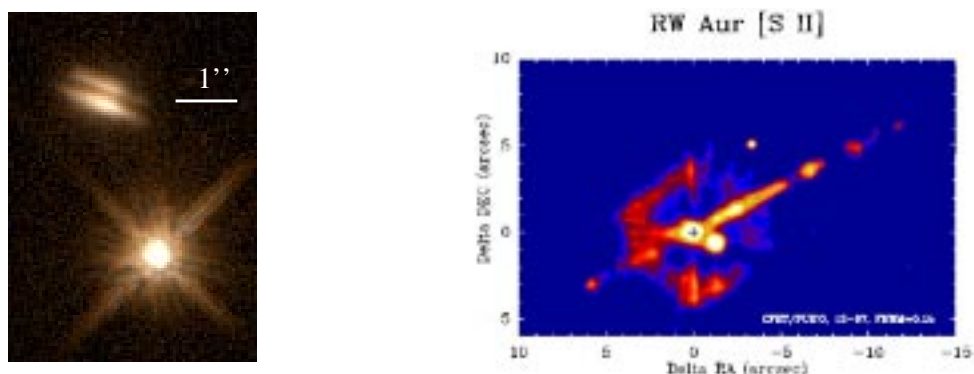


Figure 7.: *L'environnement complexe de deux binaires T Tauri révélé grâce à la HRA : le compagnon de HK Tau est en réalité entouré d'un disque d'accrétion qui occulte complètement l'étoile centrale (image HST à gauche), alors que le jet collimaté émanant du système triple RW Aur trouve son origine dans l'étoile la plus massive du système ainsi que l'indique cette imager obtenue en optique adaptative (à droite; l'anneau entourant la binaire est un artefact de déconvolution).*

naire serré était responsable du lancement d'un jet collimaté (Dougados, communication privée). Dans les deux cas, des images des mêmes systèmes limitées par la turbulence atmosphérique n'auraient certainement pas permis de tirer ces conclusions.

5. Autres modes d'observations

Si les différentes techniques présentées ici ont permis de nombreuses découvertes ces dernières années grâce à l'obtention d'images à très haute résolution angulaire, l'imagerie n'est pas le seul mode d'observation possible en HRA. Les autres modes utilisés à l'heure actuelle sont la spectroscopie, la polarimétrie et la coronographie.

Le HST et la plupart des systèmes d'optique adaptative offrent la possibilité d'obtenir des spectres à haute résolution spatiale dans le visible et/ou l'infrarouge proche. Cela est possible soit en mode "longue fente" soit en mode "trois dimensions" (grâce à une trame de microlentilles ou à un réseau dispersant combiné à un Fabry-Perot filtrant les différents ordres) selon les instruments. Dans le cadre des systèmes binaires, ces capacités sont extrêmement utiles pour obtenir les spectres séparés des composantes de systèmes très serrés (jusqu'à 0.1" pour le moment, Hartigan et al. 2000). Ces spectres permettent d'estimer les masses des deux composantes et leur niveau d'activité d'accrétion lors-

qu'il s'agit d'étoiles T Tauri grâce à l'observation de certaines raies en émission.

L'imagerie polarimétrique HRA est également possible avec certains instruments, puisqu'il suffit d'ajouter un polariseur dans le dispositif optique et de lui faire prendre plusieurs orientations pré-définies. La caméra infrarouge du HST a été équipée d'un tel dispositif, qui permet ainsi d'obtenir des cartes de polarisation ayant une grande résolution spatiale. Cela ouvre la possibilité, entre autres, de déterminer indépendamment les taux de polarisation des deux composantes d'une binaire et de comparer leur direction. Théoriquement, il est ainsi possible de décider si les deux étoiles possèdent un disque d'accrétion et si ceux-ci sont parallèles, voire coplanaires ; la méthode a déjà été validée pour des binaires plus larges (Monin et al. 1998, Jensen et al. 2000). Il est aussi possible d'obtenir des cartes de polarisation de disques situés dans des binaires T Tauri (Silber et al. 2000) ; ces dernières permettent de contraindre assez fortement la structure en densité de ces disques et d'évaluer l'effet induit par la binarité de l'objet.

La coronographie est un mode d'imagerie particulier, dans lequel un masque permet d'éliminer le flux en provenance d'une étoile brillante du champ ; il est ainsi possible de détecter plus facilement des compagnons stellaires. Pour les systèmes utilisés avec un système d'optique adaptative ou le HST, la taille minimale des masques, est de l'ordre de 0.3–0.5'' afin de supprimer efficacement la majeure partie du flux de l'étoile centrale. Il n'est donc pas possible pour le moment de découvrir des binaires extrêmement serrées mais de très larges rapports de flux sont par contre accessibles, avec un gain qui peut atteindre plusieurs magnitudes par rapport à l'imagerie utilisant seulement l'optique adaptative. Ce type de système a permis tout récemment la détection, pour la première fois dans des étoiles de type T Tauri, d'un compagnon naine brune à une étoile de faible masse (Lowrance et al. 1999).

6. Développements futurs de la HRA

Les projets d'instruments HRA en cours de développement se multiplient, notamment en raison de l'apparition de télescopes de plus en plus grands, et seule une liste représentative mais non exhaustive de ses projets sera présentée ici.

Tout d'abord, les télescopes de 8-10 mètres s'équipent tous de systèmes d'optique adaptative : ils sont déjà prêts pour les télescopes Keck et Gemini, et le seront d'ici peu au VLT (ESO) et sur le télescope Subaru. Ces systèmes offriront également des modes coronographique et spectroscopique en plus de l'imagerie HRA traditionnelle. Dans certains cas, un mode polarimétrique sera aussi disponible. Par ailleurs,

le télescope Keck permet déjà d'obtenir des images en interférométrie des tavelures. Cette nouvelle génération de télescopes va donc permettre l'emploi de nombreuses capacités HRA, leur grand diamètre permettant d'atteindre des résolutions de l'ordre de $0.05''$ dans le proche infrarouge. Bien que cette valeur soit encore très éloignée de la résolution obtenue en interférométrie longue base, elle n'en constitue pas moins un progrès important.

Les techniques d'occultation lunaire et d'interférométrie des tavelures fonctionnent avec des principes bien établis ; aucune avancée majeure n'est attendue dans les années à venir pour celles-ci, si ce n'est l'apparition de nouveaux détecteurs ayant des bruits de lecture encore plus faibles permettant d'observer des objets moins lumineux. À l'inverse, les systèmes d'optique adaptative devraient connaître plusieurs nouveautés importantes dans les années à venir. Les senseurs de front d'onde infrarouge vont permettre l'observation d'objets profondément enfouis qui ne sont pas assez brillants dans le visible, unique domaine sondé par les senseurs actuels. D'autre part, les systèmes multiconjugués, c'est-à-dire utilisant plusieurs miroirs déformables et plusieurs sources de références devraient augmenter sensiblement la qualité d'image obtenue. Enfin, l'utilisation d'une source artificielle ("étoile laser") permettra d'observer un très grand nombre de sources trop peu lumineuses pour les systèmes classiques.

Une autre avancée majeure de la HRA sur les télescopes au sol est attendue dans les années qui viennent. Il s'agit de l'interférométrie longue base à plusieurs grands télescopes. Les deux plus grands réseaux en préparation, qui doivent commencer de fonctionner d'ici un an ou deux, sont le VLTI et le Keck. Dans les deux cas, les réseaux rassembleront les plus grands télescopes actuels (8 et 10 mètres respectivement), ce qui augmentera fortement la sensibilité, ainsi que des télescopes auxiliaires de ~ 2 mètres permettant une meilleure couverture du plan (u, v) . Ces réseaux fonctionneront dans un premier temps avec deux télescopes, en attendant que les problèmes technologiques de la recombinaison à plus de faisceaux soient réglés. Les lignes de base maximales seront de l'ordre de 100 mètres et les réseaux fonctionneront dans l'infrarouge proche et moyen (jusqu'à 10 ou 20 μm), avec une extension possible dans le visible. La résolution typique obtenue à 2 μm sera de l'ordre de $0.004''$. L'ajout de systèmes d'optique adaptative sur les grands télescopes permettra de rassembler la majeure partie de la lumière collectée dans un faisceau cohérent et ainsi d'augmenter l'efficacité de ces réseaux.

Les succès actuels du HST et l'apport de nouveaux instruments lors des missions de service devrait permettre de maintenir celui-ci en opération jusqu'à la fin de la décennie et le lancement de son successeur NGST (Next Generation Space Telescope). À nouveau, d'import-

tantes avancées sont attendues par ce satellite, qui devrait posséder un miroir primaire de 8 mètres et être optimisé pour les observations dans l'infrarouge proche. Sa taille est "seulement" similaire à celle des plus grands télescopes au sol actuels, mais sa position dans l'espace en fera incontestablement un outil extrêmement utile. Il sera situé à l'un des points de Lagrange du système Terre-Soleil, à plusieurs millions de kilomètres de notre planète. Cette situation lui permettra de s'affranchir de toute émission lumineuse polluante en provenance de la Terre mais rendra irréalisable toute mission de maintenance ou de réparation.

A plus long terme, des résolutions bien plus élevées ne pourront être atteintes qu'avec des projets beaucoup plus ambitieux. A ce titre, il convient de mentionner les premières études pour des interféromètres à plusieurs télescopes situés dans l'espace. Comme toujours, l'absence d'atmosphère facilite grandement la recombinaison des faisceaux, mais il est très délicat de placer en orbite des structures de plusieurs centaines de mètres ou de positionner plusieurs satellites indépendants avec une précision de l'ordre du nanomètre! Malgré ces défis technologiques, plusieurs projets à quatre ou six télescopes existent (DARWIN, SIM) et pourraient voir le jour d'ici une dizaine d'années. Leurs lignes de base pourraient atteindre plusieurs kilomètres, offrant la possibilité d'atteindre des résolutions nettement inférieures à 0.001".

Enfin, une étude est actuellement menée par l'ESO sur la faisabilité d'un télescope de 100 mètres de diamètre, le OWL (OverWhelmingly Large telescope). Celui-ci serait constitué en fait d'un très grand nombre de petits miroirs indépendants et serait doté d'un système d'optique adaptative fonctionnant avec plusieurs centaines de milliers d'actuateurs. Un tel instrument fournirait une résolution comparable aux interféromètres actuels et fonctionnerait dans le visible et le proche infrarouge. De nombreuses questions restent toutefois à résoudre avant que ce télescope ne voit le jour et il sera sans doute nécessaire de développer de nouveaux savoirs-faire technologiques.

En attendant que ces projets futuristes ne prennent corps, les instruments HRA actuellement disponibles ou qui seront prêts d'ici quelques années vont très certainement permettre de nouvelles avancées spectaculaires dans de nombreux domaines. L'étude des systèmes binaires jeunes, pour lesquelles ils ont déjà fait leurs preuves, fera à n'en pas douter partie de ceux-ci.

Références

- [1] Bouvier, J. & Corporon, P., 2000, in *The formation of binary stars*, symposium UAI 200, Zinnecker & Mathieu (éditeurs), sous presse
- [2] Duquennoy, A. & Mayor, M., 1991, *A&A*, 248, 485

- [3] Duvert, G., Dutrey, A., Guilloteau, S., Ménard, F., Schuster, K., Prato, L. & Simon, M., 1998, *A&A*, 332, 867
- [4] Ghez, A. M., Weinberger, A. J., Neugebauer, G., Matthews, K. & McCarthy, D. W. Jr., 1995, *AJ*, 110, 753
- [5] Hartigan, P., 2000, in *The formation of binary stars*, symposium UAI 200, Zinnecker & Mathieu (éditeurs), sous presse
- [6] Jensen, E. L. N., Donar, A. X. & Mathieu, R. D., 2000, in *Birth and evolution of binary systems*, symposium UAI 200, Zinnecker & Mathieu (éditeurs), sous presse
- [7] Koresko, C. D., 1998, *ApJ*, 507, L145
- [8] Lowrance, P. J., McCarthy, C., Becklin, E. E., Zuckerman, B., Schneider, G., Webb, R. A., Hines, D. C., Kirkpatrick, D. J., Koerner, D. W., Low, F., Meier, R., Rieke, M., Smith, B. A., Terrile, R. J. & Thompson, R. L., 1999, *ApJ*, 512, L69
- [9] Monin, J.-L. & Bouvier, J., 2000, *A&A*, 356, L75
- [10] Monin, J.-L., Ménard, F. & Duchêne G., 1998, *A&A*, 339, 113
- [11] Patience, J., Ghez, A. M., Reid, I. N., Weinberger, A. J. & Matthews, K., 1998, *AJ*, 115, 1972
- [12] Patience, J. & Duchêne, G., 2000, in *The formation of binary stars*, symposium UAI 200, Zinnecker & Mathieu (éditeurs), sous presse
- [13] Preibisch, T., Balega, Y., Hofmann, K., Weigelt, G. & Zinnecker, H., 1999, *New A*, 4, 531
- [14] Silber, J., Gledhill, T., Duchêne, G. & Ménard, F., 2000, *ApJL*, 536, 89
- [15] Stapelfeldt, K. R., Krist, J. E., Ménard, F., Bouvier, J., Padgett, D. L. & Burrows, C. J., 1998, *ApJ*, 502, L65
- [16] Thiébaud, E., Balega, Y., Balega, I., Belkine, I., Bouvier, J., Foy, R., Blazit, A. & Bonneau, D., 1995, *A&A*, 304, L17