

## **Imagerie directe de planètes extrasolaires**

Fabien Malbet

*Laboratoire d'Astrophysique de Grenoble  
Unité mixte de recherche 5571 CNRS/Université Joseph Fourier  
BP 53, F-38041 Grenoble cedex 9, France  
Email : Fabien.Malbet@obs.ujf-grenoble.fr*

**Abstract.** Direct imaging is one of the most difficult technique to characterize extrasolar planets, yet a promising one since it brings new types of parameters and allows astronomers to increase the search space for these objects around a variety of stars. In this lecture, I present the various techniques required to directly image faint companions of stars illustrating them with examples. I review both adaptive optics and stellar coronagraphy for ground-based and space single-pupil telescopes, and, interferometric instruments using colour difference and nulling. Finally I draw a non exhaustive however representative list of projects.

La détection par imagerie directe est une des technique les plus difficiles à mettre en œuvre pour caractériser des planètes extrasolaires, mais c'est aussi l'une des plus prometteuses puisqu'elle permet d'accéder à des paramètres uniques et qu'elle étend l'espace de recherche à des étoiles de types différents. Dans ce cours, je décris les différentes techniques nécessaires pour imager directement des compagnons faibles d'étoiles, en les illustrant par des exemples. Je passe en revue à la fois l'optique adaptative et la coronographie stellaire pour des télescopes monopupille, soit au sol, soit dans l'espace, et les instruments interférométriques utilisant les propriétés de couleur et les franges noires. Finalement, je dresse une liste non-exhaustive de projets cependant représentatifs, et je donne des références bibliographiques pour approfondir ce cours.

### **Table des matières**

<b>1. Problématique des compagnons planétaires faibles</b>	<b>83</b>
<b>2. L'optique adaptative extrême</b>	<b>84</b>

<b>3. Vers de plus grands contrastes</b>	<b>87</b>
3.1 Coronographie stellaire . . . . .	87
3.2 Supprimer la lumière résiduelle . . . . .	90
<b>4. Interférométrie multi-télescope</b>	<b>91</b>
4.1 Interférométrie différentielle . . . . .	91
4.2 Interférométrie à franges noires . . . . .	92
<b>5. Les projets en cours et à venir</b>	<b>92</b>

## 1. Problématique des compagnons planétaires faibles

Dans la quête de nouveaux mondes, l'imagerie directe de planètes extrasolaires possède une place particulière. En effet, il ne s'agit pas seulement de détecter et de caractériser avec une nouvelle technique des objets particulièrement recherchés, mais aussi de littéralement *voir* une planète au sein d'un autre système planétaire que le nôtre. Dans cette introduction, il n'est pas question d'énumérer toutes les informations susceptibles d'être tirées d'une détection directe du signal lumineux séparé de celui de son étoile hôte (Beuzit et al. 2006; Udry et al. 2006), mais plutôt d'introduire les notions fondamentales pour comprendre les techniques astronomiques utilisées.

Les avantages de l'imagerie directe sont nombreux :

- détection directe des photons de la planète qui dépendent de la température effective de la planète, de sa masse et de son âge ;
- détermination de l'orbite de la planète, y compris son inclinaison ;
- caractérisation de l'albédo, de la température, de la composition chimique de la planète permettant un test des modèles atmosphériques et des modèles d'évolution ;
- accès à un nouveau domaine de l'espace des paramètres permettant d'étudier des planètes avec une masse, une séparation, et un âge différents de ceux des planètes détectées avec d'autres techniques, comme par exemple :
  - les planètes à grandes séparations avec une période supérieure à plusieurs années,
  - ou celles présentes autour d'étoiles jeunes ;
- accès à tout type d'étoiles, notamment à celles dont le type spectral est précoce, ou encore, les étoiles actives.

Mais ces avantages ont un coût car les capacités instrumentales sont extrêmement exigeantes comme nous allons le constater par la suite.

La première question est de savoir si *obtenir l'image directe d'une planète extrasolaire est réalisable*, et, ensuite *par quels moyens nous pouvons y arriver*, et finalement *où en sommes-nous dans les développements instrumentaux ?* Pour cela il est indispensable d'avoir quelques chiffres significatifs en tête.

La table 1 donne un aperçu de la résolution angulaire nécessaire pour séparer spatialement quelques systèmes planétaires de taille typique (Jupiters chauds, Terre, Jupiter, Neptune) situés à des distances croissantes allant des étoiles proches (3-25 pc) jusqu'à des régions de formation d'étoiles (100 pc). En regard de cette table, il faut comparer les résolutions spatiales atteignables par les télescopes. La limite de diffrac-

Table 1.: *Résolution spatiale nécessaire pour séparer angulairement des planètes d'orbites et de distances différentes.*

	0.1 AU	1 AU	5 AU	30 AU	
3 pc	30 mas	0.3''	1.5''	9''	<i>Télescope</i>
10 pc	10 mas	0.1''	0.5''	3''	<i>spatial ou</i>
25 pc	4 mas	40 mas	0.2''	1.2''	<i>optique</i>
100 pc	1 mas	10 mas	50 mas	0.3''	<i>adaptative au sol</i>
<i>Interférométrie</i>					

tion est donnée par :

$$\theta = 25 \text{ mas} \left( \frac{\lambda}{1 \mu\text{m}} \right) \left( \frac{D}{10 \text{ m}} \right)^{-1} \quad (1)$$

Sachant que la résolution angulaire atteignable par des télescopes monopupille (télescopes spatiaux ou télescopes au sol équipés d'optique adaptative) ne peut guère aller en-deçà de 50 mas, l'interférométrie multi-télescopes peut les remplacer pour les planètes proches de leur étoile hôte ( $a \geq 1$  AU) ou pour des étoiles lointaines.

Le deuxième aspect crucial est le contraste entre la planète et son hôte stellaire. Dans le cas de notre système solaire, le contraste peut aller de  $10^6$  à plus de  $10^9$  suivant la planète et la longueur d'onde d'observation. Deux processus de rayonnement sont à prendre en compte : l'émission thermique de la planète et l'émission stellaire diffusée par l'atmosphère de la planète. La figure 1 représente la différence de magnitude entre une planète et son étoile hôte pour différents types spectraux. La lumière diffusée joue un rôle prédominant jusqu'aux courtes séparations (par exemple  $a \leq 1.5$  AU pour une étoile de type G5).

Nous allons introduire dans un premier temps la technique d'optique adaptative (section 2.), puis la coronagraphie (section 3.1) pour finir avec l'interférométrie (section 4.). Je conclurai en dressant une liste des projets actuels (section 5.).

## 2. L'optique adaptative extrême

Dans cette section, je ne ferai qu'un bref rappel de ce qu'est l'optique adaptative, en laissant le soin aux lecteurs de se reporter sur des articles ou des ouvrages traitant de cette technique (par exemple Roddier 2004; Tyson 1998).

Lorsque l'on veut utiliser un télescope monopupille, c'est-à-dire qui possède un seul miroir primaire, la résolution est en principe limitée par le diamètre de ce miroir (cf. Eq. 1). Dans l'espace, il est illusoire de vouloir

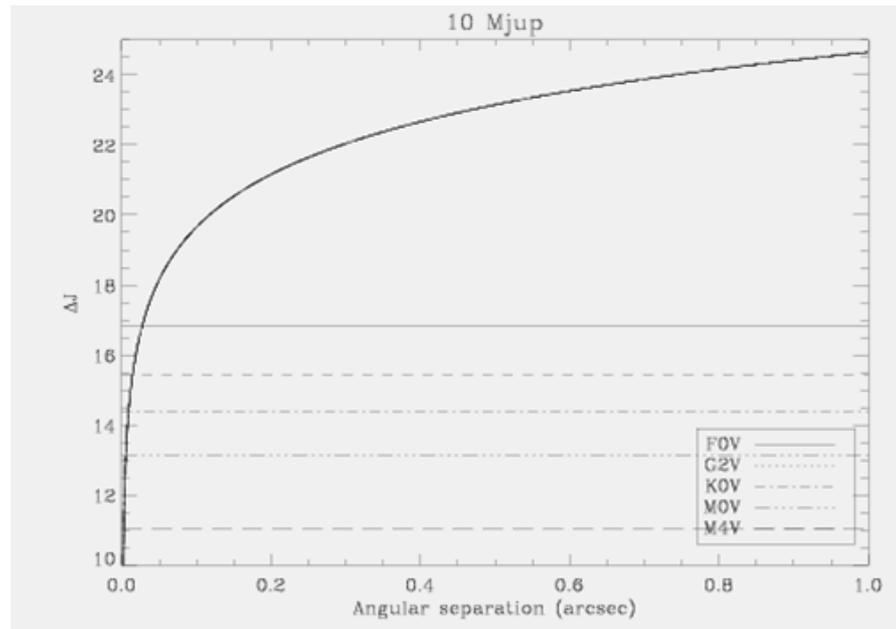


Figure 1.: *Contraste exprimé en différence de magnitude entre une planète et son étoile hôte pour une émission purement thermique ou à travers la lumière stellaire diffusée.*

utiliser des miroirs de diamètre supérieur à 10 m. Au sol, il est question de construire des télescopes d'un diamètre de plusieurs dizaines de mètres. Cependant, dans ce dernier cas, la diffraction n'est pas le seul élément qui entre en ligne de compte. En effet, la turbulence atmosphérique perturbe le front d'onde de telle sorte que les performances du télescope sont réduites à celle d'un télescope de quelques dizaines de centimètres. L'optique adaptative est une technique qui permet de corriger et presque d'annuler cet effet de l'atmosphère afin que la résolution limitée par la diffraction puisse être atteinte.

L'optique adaptative est composée de 3 éléments d'égale importance. Tout d'abord un **miroir déformable**, conjugué avec la couche atmosphérique créant les perturbations de phase, permet de corriger celles-ci grâce à de nombreux actionneurs. La commande envoyée à ceux-ci provient d'un **calculateur temps réel** qui transforme le signal mesuré par le **senseur de front d'onde**. Celui-ci mesure les perturbations du front d'onde, et donc sa phase. Une matrice de commande permet de faire la relation entre les mesures et les commandes envoyées au miroir. Un système optique prélève une partie de la lumière en aval du miroir déformable pour la diriger vers une caméra scientifique. La boucle [me-

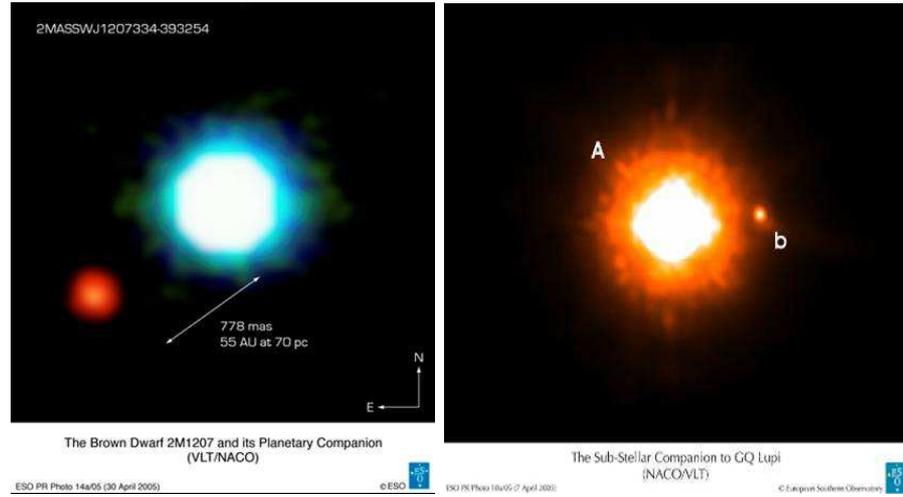


Figure 2.: *Détection d'un compagnon de masse planétaire autour de la naine brune 2M1207 (Chauvin et al. 2005), et d'une naine brune autour de l'étoile jeune GQ Lupi (Neuhäuser et al. 2005).*

sure  $\rightarrow$  commande  $\rightarrow$  correction du front d'onde  $\rightarrow$  mesure] est faite plusieurs centaines de fois par seconde (temps caractéristique de la turbulence), de telle sorte que l'évolution de la turbulence soit gelée durant la boucle de correction.

Dans le cas de la détection par imagerie directe de planètes extrasolaires, il est essentiel que la correction soit quasi parfaite. On mesure la qualité de cette correction sur une étoile grâce au rapport entre la valeur maximale de l'intensité du pic image non corrigé et celle du pic de l'image théoriquement parfaite. Ce rapport est appelé le rapport de Strehl. Pour des planètes de type Jupiter autour d'étoiles de type solaire, la spécification requise pour l'optique adaptative du *Planet Finder* du *Very Large Telescope* (VLT-PF) est d'atteindre 95% (Mouillet et al. 2004) avec un millier d'actuateurs. En comparaison, le système d'optique adaptative NAOS sur le foyer Nasmyth du VLT atteint 60-80% de Strehl avec environ 200 actuateurs tandis que MACAO toujours sur le VLT mais au foyer Cassegrain ou au foyer Coudé avec 64 actuateurs atteint 50% de Strehl dans la bande  $K$  à  $2.2\mu\text{m}$ .

La puissance de l'optique adaptative peut être illustrée par les premiers résultats NAOS obtenus cette année sur des compagnons de masse substellaire autour d'étoiles ou de naines brunes (figure 2). Cependant même s'il est possible de séparer angulairement les compagnons planétaires de leur étoiles hôtes, il reste le problème du contraste entre les deux objets que nous abordons dans le prochain paragraphe.

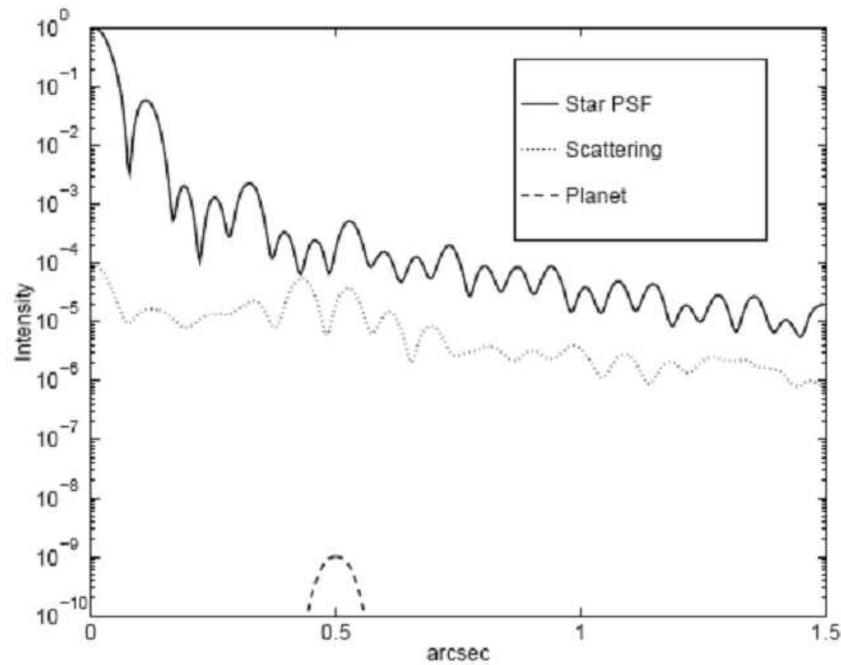


Figure 3.: *Simulation d'un système planétaire constitué du Soleil et de Jupiter localisé à 10 pc vu à travers le miroir du télescope spatial (Malbet et al. 1995). En pointillé, la contribution due aux défauts de planéité du miroir.*

### 3. Vers de plus grands contrastes

La figure 1 illustre le besoin de techniques à fort contraste. La planète est enfouie dans le flux provenant de l'étoile, soit plus d'un facteur  $10^6$  en-deçà du halo de diffraction de l'étoile. Cet excès de flux provient de deux phénomènes :

- les ailes de diffraction de l'étoile, et
- le fond de lumière diffusée par les défauts de planéité de l'optique (représenté en pointillé sur la figure 3).

Les effets conjugués des deux phénomènes peuvent être atténués grâce à la coronagraphie stellaire et une utilisation particulière de l'optique adaptative illustrée ci-après.

#### 3.1 Coronagraphie stellaire

La coronagraphie ne date pas d'hier. Elle a été inventée dans les années 1930 par B. Lyot (Lyot 1939) pour observer la couronne solaire. Récemment elle a retrouvé une certaine jeunesse grâce à son application

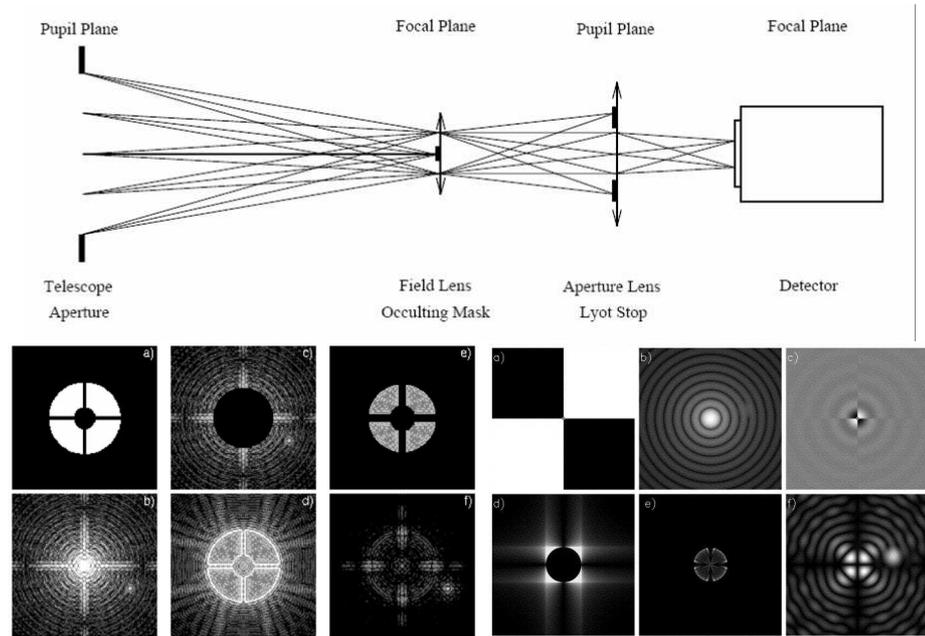


Figure 4.: *Principe de la coronagraphie stellaire (voir texte pour de plus amples détails). En haut : schéma de principe d'un coronographe avec son masque focal et son masque de Lyot. En bas à gauche : intensités lumineuses d'un coronographe à masque focal classique à différents endroits du coronographe : (a) pupille d'entrée, (b) plan focal avant le masque, (c) après le masque focal, (d) pupille secondaire avant le masque de Lyot, (e) après le masque de Lyot, et (f) plan focal final. En bas à droite : mêmes informations, mais pour un coronographe à masque de phase 4 quadrants représenté en (a). Le compagnon, à peine visible sur l'image directe (b) apparaît de façon plus lumineuse dans l'image coronographiée (f).*

sur les étoiles, et, notamment dans les techniques d'imagerie directe pour l'observation des planètes extrasolaires.

Les bords de la pupille sont responsables des effets de diffraction car ils correspondent à une transition brutale en flux entre l'intérieur et l'extérieur de celle-ci. Cette transition se traduit par de fortes oscillations de la réponse impulsionnelle du télescope créant les ailes de diffraction. La technique coronographique permet de limiter ces contributions.

La figure 4 permet de mieux comprendre la physique sous-jacente. Dans le plan pupille correspondant au miroir primaire du télescope (a), l'éclairement est au premier ordre uniforme sur la pupille. Dans le plan focal (b) on observe l'image du système planétaire, où le compagnon est enfoui dans les ailes de diffraction de l'étoile, même si on occulte l'étoile

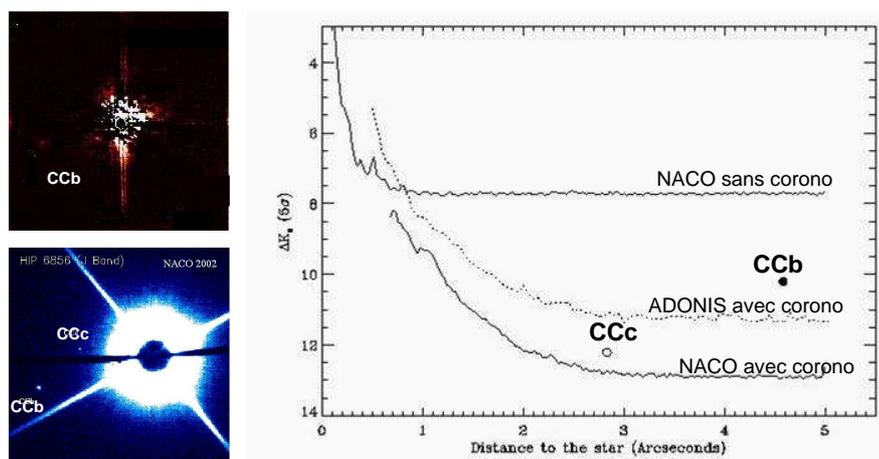


Figure 5.: Performances obtenues avec le coronographe d'ADONIS au 3,60m de La Silla et celui de NAOS au VLT sur l'étoile HIP 6856 (communication privée de G. Chauvin 2005). À gauche, images obtenues en haut avec ADONIS et en bas avec NAOS où l'on voit la présence de deux compagnons faibles CCB et CCc. Sur le graphe de droite, sont représentées les coupes au travers de ces images respectives comparées à celle d'une image non coronographiée de NAOS obtenue avec 5 images de 0,34 s. L'image coronographiée avec ADONIS correspond à la moyenne de 15 images de 20 s, tandis que celle obtenue avec NAOS correspond à la moyenne de 10 images de 15 s.

par un masque central (c). Par contre ce masque a un double effet sur une pupille ré-imagée (d) : il diminue l'éclairement lumineux sur toute la pupille et a aussi un effet diffractant qui crée des surintensités sur le bord de la pupille. Cette lumière correspond à la lumière de l'étoile qui n'a pas été occultée et qui reste dans les ailes de diffraction, tandis que le compagnon n'est quasiment pas affecté par le masque focal et continue d'éclairer de manière uniforme la pupille. L'astuce de Lyot est de placer un masque qui occulte les bords de la pupille (e) où se trouve le résidu stellaire. Dans le plan focal final (f), le flux de l'étoile est globalement réduit sur toute l'image tandis que celui de la planète est globalement conservé. Le rapport entre le flux résiduel de l'étoile et celui du compagnon a ainsi diminué d'un facteur important.

Avec la technique classique de Lyot, il est possible d'obtenir une réduction significative des ailes de diffraction, comme illustré sur la figure 5. Cette figure montre qu'une réduction de 5 à 6 magnitudes peut être atteinte et rendre des compagnons faibles tout à fait détectables.

La coronographie classique dite de Lyot n'est pas nécessairement la plus performante. Il existe toutes sortes de variantes, notamment les coronographes pour lesquels le masque focal est remplacé par un masque de phase, soit de forme circulaire (Roddier & Roddier 1997; Guyon et al. 1999), soit composé de quatre quadrants (Rouan et al. 2000). Le masque de phase a la propriété particulière de ne pas masquer la lumière de l'étoile centrale, mais de lui faire subir un déphasage qui permet une meilleure extinction grâce au masque de Lyot (cf. figure 4, panneau du bas à droite).

Une deuxième technique prisée est de rendre les bords de la pupille ou de l'image moins francs en appliquant une apodisation à l'aide de fonctions simples comme des gaussiennes ou des fonctions cosinus, ou encore des fonctions plus sophistiquées comme les fonctions prolates (Aimé et al. 2002; Soummer et al. 2003). Des solutions alternatives font appel à des pupilles carrées ou rectangulaires (Kuchner & Traub 2002).

Finalement une dernière technique consiste à séparer le faisceau entrant en deux, soit par division de front d'onde, soit par division d'amplitude, de telle sorte que les deux voies puissent interférer de façon destructive. Ce n'est possible qu'après avoir opéré, soit une rotation de champ, soit un passage au foyer. Ce concept est appelé coronographe interférentiel achromatique (Baudoz et al. 2000).

Ces dispositifs, pour astucieux qu'ils soient, restent pour autant sensibles aux effets chromatiques, aux résidus de mouvement de l'image, à la bande passante spectrale des observations, à la précision de réalisation des masques, à l'alignement optique et à la diffusion des surfaces optiques.

### 3.2 *Supprimer la lumière résiduelle*

Comme indiqué au début de cette section, les effets de la diffraction ne sont pas les seuls à limiter les performances des observations. Les résidus de phase provenant des défauts de polissage des optiques ou de la phase atmosphérique non corrigée induisent un halo de diffusion. Celui-ci ne peut être atténué que par l'utilisation d'un miroir déformable agissant sur la phase du front d'onde. Si un deuxième niveau de correction de la phase est activé, ce halo pourra être fortement diminué.

Malbet et al. (1995) ont proposé une méthode qui permet de réduire le niveau de lumière diffusée localement en utilisant un miroir déformable et un algorithme de "trou sombre" (*dark hole* en anglais). L'idée est que l'algorithme habituellement utilisé en optique adaptative n'est pas approprié pour créer des zones où le halo de lumière diffusée sera plus sombre. En positionnant les actuators du miroir déformable de manière optimale, il est possible de déplacer la lumière diffusée en bord d'image diminuant d'au moins 3 ordres de grandeurs le niveau de flux diffusé dans une zone centrée autour de l'étoile.

Parallèlement, Labeyrie (1995) a proposé une technique similaire appelée des “tavelures sombres” (*dark speckles* en anglais). En effet le halo de lumière diffusée est formée de tavelures plus ou moins brillantes qui bouillonnent statistiquement en fonction de la turbulence atmosphérique ou des défauts variables de phase des miroirs déformables. En chaque point du ciel autour de l'étoile, le niveau de lumière diffusée peut atteindre des niveaux plus ou moins faibles suivant les fluctuations de phase, et parfois même être totalement nul. À l'endroit où se trouve le compagnon, le niveau de lumière ne peut jamais descendre en dessous de l'intensité de l'objet. Par conséquent, le pixel qui n'atteint pas le niveau d'assombrissement des autres pixels est soupçonné d'être celui abritant l'image du compagnon planétaire.

#### 4. Interférométrie multi-télescope

Lorsque les planètes sont trop proches de leur étoile hôte pour être détectées, il faut recourir à des techniques d'interférométrie utilisant plusieurs télescopes connexes qui peuvent être séparés par plusieurs dizaines, voire des centaines de mètres.

##### 4.1 Interférométrie différentielle

Dans le cas où le contraste entre l'étoile et la planète n'est pas trop important (typiquement supérieur à  $10^4$ ), il est envisageable de détecter directement le flux exoplanétaire et même d'obtenir un spectre. En effet, l'interférométrie mesure les interférences entre deux télescopes se comportant comme des trous d'Young. La présence d'une planète légèrement décalée par rapport à la position de l'étoile contribue au signal final en ajoutant un interférogramme similaire à celui formé par l'étoile mais d'amplitude proportionnelle au rapport des flux et légèrement décalé à cause d'une différence de chemin optique par rapport à celle de l'étoile. Cette contribution ne va pas changer la période de l'interférogramme, mais son amplitude et sa phase, de façon minime. C'est cet effet qui va être détecté, les interférométristes fondant leurs espoirs sur la dépendance chromatique. En effet, la planète apparaîtra brillante dans une longueur d'onde et plus sombre dans une autre. Comme la phase est liée proportionnellement au rapport de flux entre la planète et l'étoile, le changement de phase indique un changement de position du photocentre (Vannier et al. 2004; Millour et al. 2005).

La figure 6 illustre les effets de la présence d'un compagnon planétaire  $10^{-3}$  plus faible que l'étoile qui peuvent être détectés avec AMBER. Les effets sont plus importants sur la visibilité différentielle, et la phase différentielle que sur la clôture de phase (somme des phases sur 3 bases). Cependant, la clôture de phase est insensible aux biais prove-

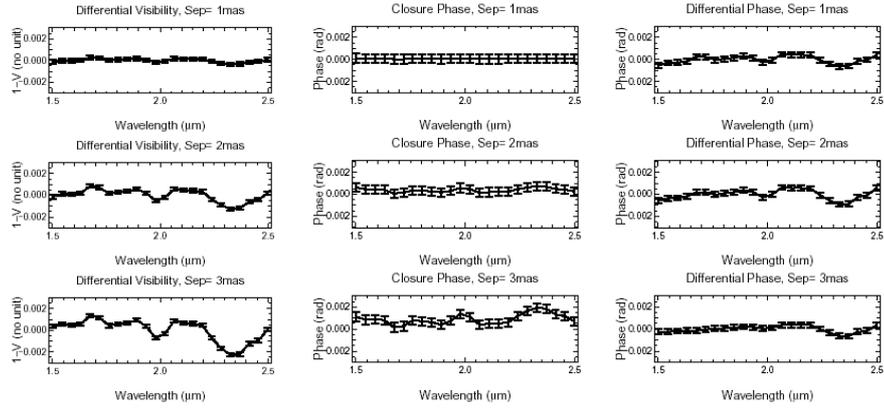


Figure 6.: *Simulation d'une observation d'exoplanète (Millour et al. 2005) avec les base UT1-UT3-UT4 du VLTI montrant de gauche à droite : la visibilité différentielle, la clôture de phase et la phase différentielle pour des séparations entre l'étoile et la planète allant de 1 mas (en haut) à 3 mas (en bas).*

nant d'erreur sur l'un des bras de l'interféromètre, et, contrairement aux visibilité et phase différentielles, ne nécessite pas de calibration spécifique.

#### 4.2 Interférométrie à franges noires

Une seconde technique, de type interférométrique et coronographique, consiste à faire interférer de façon destructive les faisceaux provenant de deux télescopes distincts, d'une manière similaire à celle décrite dans la section 3.1 avec la coronographie interférentielle. Comme l'interférence due à la planète est légèrement décalée par rapport à la contribution de l'étoile, l'interféromètre peut détecter un signal d'interférence constructive sur la planète (Bracewell 1978). Une autre façon de comprendre cette technique, illustrée sur la figure 7, est d'imaginer que l'interféromètre à franges noires agit comme une grille de transmission sur le ciel centrée sur l'étoile. Si la planète se trouve sur une frange brillante, il sera possible de la détecter. C'est cette philosophie qui a conduit à l'élaboration de la mission spatiale DARWIN (Léger et al. 1996).

### 5. Les projets en cours et à venir

Pour imager directement les photons provenant des exoplanètes, plusieurs techniques sont donc envisageables. Ces techniques sont associées et exploitées dans une série de projets dont nous nous efforçons de dresser une liste non-exhaustive.

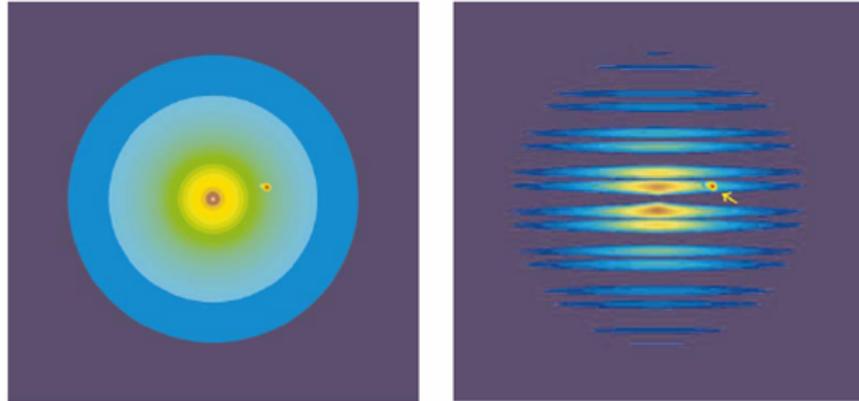


Figure 7.: Principe de l'interféromètre à franges noires. A gauche, un système exoplanétaire vu par un télescope monopupille classique d'une cinquantaine de mètres de diamètre. A droite, le même système planétaire vu par un interféromètre à franges noires. L'étoile au centre est éteinte, tandis que la planète se trouve sur une frange brillante diminuant ainsi le contraste entre cette planète et son étoile hôte.

Au sol, la solution privilégiée est l'optique adaptative extrême couplée à des techniques de type coronagraphique (cf. sections 2. et 3.). À ce jour il existe 4 projets majeurs :

- le *Lyot Project* (Oppenheimer et al. 2004) ;
- le *Planet Finder (VLT-PF)* du *Very Large Telescope* européen (Mouillet et al. 2004) ;
- le projet d'*eXtreme Adaptive Optics Planet Imager (XAOPI)* sur le télescope *Keck* (Macintosh et al. 2003) ;
- l'*EXtreme Adaptive Optics Coronagraph (ExAOC)* du télescope *Gemini*.

La figure 8 illustre les performances attendues du VLT-PF de l'ESO. L'objectif de ce projet est de gagner 5 magnitudes en terme de contraste par rapport à l'instrumentation existante, d'explorer le domaine de séparation situé entre 0.1'' et 3'' correspondant à des séparations entre 0.5 et 150 unités astronomiques, de sonder le domaine spectral entre 0.96 et 2.32 microns avec une résolution de 50 et de réaliser si nécessaire des mesures polarimétriques permettant de mieux séparer les compagnons planétaires de leur étoile hôte.

En ce qui concerne les instruments interférométriques, AMBER, l'instrument proche infrarouge du VLTI (Petrov et al. 2001; Malbet et al. 2004), et MIRC, l'instrument imageur de l'université du Michigan (Monnier et al. 2004) installé sur l'interféromètre CHARA, ont tous

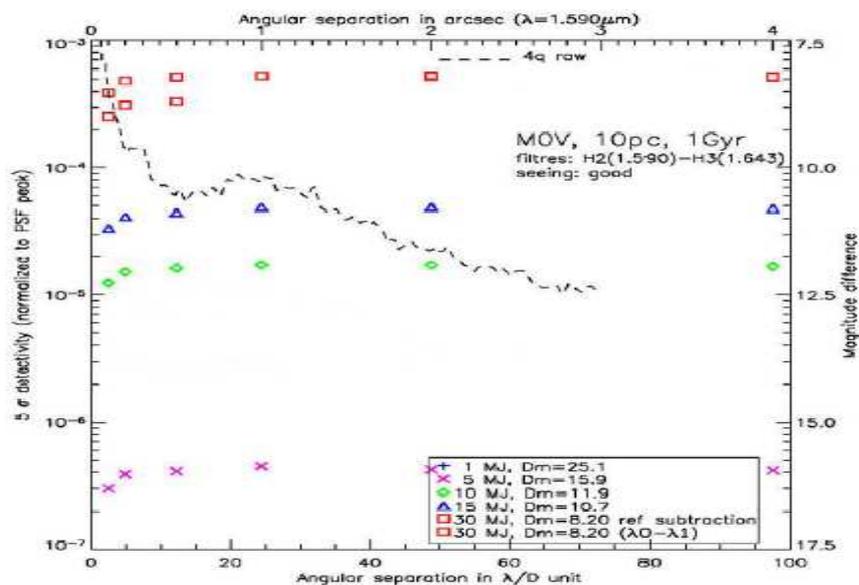


Figure 8.: Simulation de contraste brut obtenu avec un télescope de 8m, équipé un système d'optique adaptative  $40 \times 40$  et d'un coronographe à masque de phase achromatique pour différents types de système (d'après Boccaletti et al. 2005).

les deux parmi leurs objectifs principaux de détecter les exoplanètes de type pégasides les plus brillantes par interférométrie différentielle (cf. section 4.1). Un instrument du même type mais s'étendant à des longueurs d'onde plus grandes a été envisagé sur le *Keck Interferometer* (Akeson & Swain 1999), mais a été temporairement suspendu. Il faut noter que les instruments de seconde génération du VLT auront sans doute des capacités similaires.

À plus long terme, il existe de nombreux projets, aussi bien au sol avec de très grands télescopes que dans l'espace. Un des objectifs scientifiques majeurs des *Extremely Large Telescopes (ELTs)* est la détection directe des exoplanètes de type Terre. Un article récent (Chelli 2005) montre cependant que cela devient extrêmement difficile et nécessite de contrôler certaines aberrations optiques à un niveau jamais atteint (de l'ordre de la fraction de nanomètre).

Dans l'espace, comme indiqué dans la section 4.2, le projet européen DARWIN (Léger et al. 1996) vise non seulement à détecter des planètes de masse similaire à celle de la Terre, mais aussi à effectuer une analyse spectroscopique de la lumière qu'elles émettent afin d'identifier si la vie est présente sur ces planètes. Cet objectif serait atteint en utilisant le

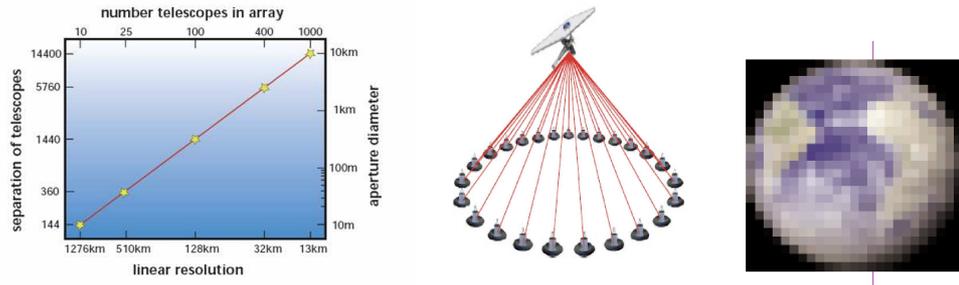


Figure 9.: *Concept d'instrument imageur de la surface d'exoplanète (Labeyrie 2003). À gauche, relation entre la résolution spatiale atteinte, le nombre de télescopes, leur diamètre et leur séparation. Au milieu, le concept d'hypertélescope. À droite simulation de ce que pourrait obtenir un tel instrument sur une exo-Terre proche.*

principe de l'interférométrie à franges noires. Aux États-Unis, la NASA a engagé un projet similaire appelé *Terrestrial Planet Finder* (TPF, Unwin & Beichman 2004), qui comprend une mission de type interférométrique TPF-I similaire à DARWIN et une mission de type coronographique dans l'espace TPF-C.

Finalement pour le plus long terme, Labeyrie (2003) propose le concept d'hypertélescopes (cf. figure 9) avec des centaines de télescopes pour être capable d'obtenir une image d'un planète de type de la Terre située à quelques parsecs.

**Remerciements.** Je remercie Jean-Luc Beuzit pour le matériel qu'il m'a gentiment conseillé suite au cours qu'il a lui-même présenté à l'École Michelson 2004, et qui m'a permis d'enrichir le contenu de cette présentation.

## Références

- Aimé, C., Soummer, R., & Ferrari, A. 2002, *A&A*, 389, 334  
 Akeson, R. L. & Swain, M. R. 1999, in *ASP Conf. Ser. 194 : Working on the Fringe : Optical and IR Interferometry from Ground and Space*, 89  
 Baudoz, P., Rabbia, Y., & Gay, J. 2000, *A&AS*, 141, 319  
 Beuzit, J.-L., Mouillet, D., Oppenheimer, B., & Monnier, J. 2006, *Protostars and Planets V*, in press

- Boccaletti, A., Mouillet, D., Fusco, T., et al. 2005, In Proc. of the IAU Colloquium "Direct Imaging of Exoplanets : Science & Techniques", Nice. Preprint astro-ph/0512092.
- Bracewell, R. N. 1978, *Nature*, 274, 780
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C., et al. 2005, *A&A*, 438, L25
- Chelli, A. 2005, *A&A*, 441, 1205
- Guyon, O., Roddier, C., Graves, J. E., et al. 1999, *PASP*, 111, 1321
- Kuchner, M. J. & Traub, W. A. 2002, *ApJ*, 570, 900
- Labeyrie, A. 1995, *A&A*, 298, 544
- Labeyrie, A. 2003, in *EAS Publications Series*, 327–342
- Liot, B. 1939, *MNRAS*, 99, 580
- Léger, A., Mariotti, J. M., Mennesson, B., et al. 1996, *Icarus*, 123, 249
- Macintosh, B. A., Graham, J., Poyneer, L., et al. 2003, in *Techniques and Instrumentation for Detection of Exoplanets*. Edited by Coulter, Daniel R. *Proceedings of the SPIE*, Volume 5170., 272–282
- Malbet, F., Driebe, T. M., Foy, R., et al. 2004, in *New Frontiers in Stellar Interferometry*, *Proceedings of SPIE* Volume 5491. Edited by Wesley A. Traub., 1722
- Malbet, F., Yu, J. W., & Shao, M. 1995, *PASP*, 107, 386
- Millour, F., Vannier, M., Petrov, R. G., Lopez, B., & Rantakiro, F. 2005, In Proc. of the IAU Colloquium "Direct Imaging of Exoplanets : Science & Techniques", Nice. Preprint astro-ph/051224.
- Monnier, J. D., Berger, J.-P., Millan-Gabet, R., & Ten Brummelaar, T. A. 2004, in *New Frontiers in Stellar Interferometry*, *Proceedings of SPIE* Volume 5491. Edited by Wesley A. Traub., 1370
- Mouillet, D., Lagrange, A. M., Beuzit, J.-L., et al. 2004, in *ASP Conf. Ser. 321 : Extrasolar Planets : Today and Tomorrow*, 39
- Neuhäuser, R., Guenther, E. W., Wuchterl, G., et al. 2005, *A&A*, 435, L13
- Oppenheimer, B. R., Digby, A. P., Newburgh, L., et al. 2004, in *Advancements in Adaptive Optics*. Edited by Domenico B. Calia, Brent L. Ellerbroek, and Roberto Ragazzoni. *Proceedings of the SPIE*, Volume 5490., 433–442
- Petrov, R. G., Malbet, F., Richichi, A., et al. 2001, *Academie des Sciences Paris Comptes Rendus*, 2, 67
- Roddier, F. 2004, *Adaptive Optics in Astronomy (Adaptive Optics in Astronomy*, Edited by François Roddier, pp. 419. ISBN 0521612144. Cambridge, UK : Cambridge University Press, November 2004.)

- Roddier, F. & Roddier, C. 1997, *PASP*, 109, 815
- Rouan, D., Riaud, P., Boccaletti, A., Clénet, Y., & Labeyrie, A. 2000, *PASP*, 112, 1479
- Soummer, R., Aimé, C., & Falloon, P. E. 2003, *A&A*, 397, 1161
- Tyson, R. K. 1998, *Principles of adaptive optics* (Principles of adaptive optics, Edition : 2nd ed., Publisher : Boston, MA : Academic Press, 1998, ISBN : 0127059024)
- Udry, S., Fischer, D., & Queloz, D. 2006, *Protostars and Planets V*, in press
- Unwin, S. C. & Beichman, C. A. 2004, in *Microwave and Terahertz Photonics*. Edited by Stohr, Andreas; Jager, Dieter; Iezekiel, Stavros. *Proceedings of the SPIE*, Volume 5487., 1216–1225
- Vannier, M., Petrov, R. G., Schoeller, M., et al. 2004, in *New Frontiers in Stellar Interferometry*, *Proceedings of SPIE* Volume 5491. Edited by Wesley A. Traub., 577