

Habilitation à diriger des recherches

Hervé Le Coroller

Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, CNRS-INSU et Université de Provence

Imagerie à Haute-Résolution angulaire et à haut contraste

Interférométrie vs coronographie

L'un des principes fondamentaux de la recherche scientifique est le suivant : ne pas se raconter d'histoires, ne pas s'abuser soi-même, étant entendu qu'on est soi-même la personne qu'il est le plus facile d'abuser. Dès lors qu'on applique cette règle, dès lors qu'on arrive à ne pas se raconter d'histoires à soi-même, ne pas en raconter aux autres ne présente plus aucune espèce de difficulté : il suffit simplement d'être honnête, au sens habituel du terme.

Vous voulez vérifier telle ou telle théorie, ou bien faire passer telle ou telle idée. Un principe général dans ces cas-là est qu'il faut tout publier, tout, absolument tout, comme ça se présente. En effet, il est toujours possible, en ne publiant que des résultats sélectionnés, de faire passer pour vrai n'importe quel raisonnement.

R.P. Feynman

Table des matières

1 Ondes de choc et imagerie d'étoiles super-géantes froides pulsantes	7
1.1 Effet de la conductivité thermique sur la structure des ondes de choc radiatives	7
1.2 Les premières images d'étoiles super-géantes avec l'interféromètre IOTA	10
2 Le projet de télescope dilué Carlina	12
2.1 Rappel sur le principe de l'interférométrie et des lignes à retard . .	12
2.1.1 Le théorème de Van-cittert Zernike	12
2.1.2 Les lignes à retard	14
2.1.3 Paramètres instrumentaux importants pour la formation des images	15
2.2 Qu'est-ce que Carlina?	19
2.2.1 Objectif du projet	20
2.2.2 Démarche épistémologique	23
2.2.3 Caractéristiques du prototype de l'OHP	25
2.3 Les principaux résultats obtenus	26
2.3.1 Guidage	26
2.3.2 Métrologie de mise en cohérence des Miroirs primaires de Carlina	29
2.3.3 La nacelle focale et obtention de franges stellaires sur Deneb	33
2.4 Conclusion sur l'expérience Carlina et prospective	37
2.4.1 Études mécaniques nécessaires avant de construire un futur grand télescope dilué	38
2.4.2 Études optiques nécessaires avant de construire un futur grand télescope dilué	39
3 Coronographie	41
3.1 État de l'art de la coronographie et de l'imagerie à haut-contraste .	41
3.1.1 Principe de la coronographie	41

3.1.2	Effet de la turbulence atmosphérique et correction adaptative	42
3.1.3	Rappel sur la méthode ADI	43
3.1.4	Nécessité de proposer une nouvelle génération d'instrument pour l'imagerie à très haut-contraste	43
3.2	Utilisation d'un hologramme pour retirer les speckles résiduels . .	46
4	Projet de recherche	49
4.1	La méthode K-Stacker	50
4.1.1	Simulation d'images coronographiques pour tester la méthode K-Stacker	52
4.1.2	Rappel sur les équations de Kepler	52
4.1.3	Principe de la méthode d'optimisation de K-Stacker . . .	53
4.1.4	Avantages de la méthode K-Stacker	56
4.2	Recombinaison interférométrique pour l'imagerie à très haut contraste	59
5	Travaux Pratiques en instrumentation	63
5.1	T.P. Foucaultage	63
5.2	T.P. Interférométrie	66
5.3	T.P. Caractérisation CCD	70
6	Conclusion	72

Préambule

Au début de ma carrière, j'ai monté un projet de prises de vues aériennes à l'aide de drones pour la télévision et le cinéma qui a notamment été soutenu par l'Agence Nationale de Valorisation de la Recherche (ANVAR, aujourd'hui OSEO). A cette occasion, j'ai déposé un brevet sur une tourelle stabilisant des caméras (Le Coroller & Maury 1999). Peu de temps après, j'ai obtenu une thèse au cours de laquelle j'ai étudié l'effet de la conductivité thermique sur la structure des ondes de choc radiatives se propageant dans les atmosphères d'étoiles super-géantes froides (Mira, Post-AGB) pulsantes. J'ai ensuite observé ces étoiles Mira avec l'interféromètre IOTA lors d'un Post-Doc aux Etats-Unis. Notre équipe était alors l'une des premières à obtenir des images de ces objets et à montrer que les pertes de masse sont asymétriques. Je me suis ensuite intéressé aux développements d'instruments qui pourraient permettre d'observer ces étoiles et de mieux comprendre les mécanismes de perte de masse probablement couplés à la propagation d'ondes de choc dans leurs atmosphères. Les connaissances que j'avais acquises pour stabiliser des caméras de télévision sous des ballons à hélium, m'ont ainsi été utiles pour construire le premier prototype d'hypertelescope (Tallon & Tallon-Bosc 1992 ; Labeyrie 1996) à l'aide d'un ballon. Ces travaux d'optique m'ont ensuite amené à m'intéresser au haut contraste et à la coronographie pour l'observation des exo-planètes. J'ai notamment étudié un coronographe fonctionnant avec un hologramme pour atteindre des contrastes qui pourraient peut-être permettre un jour d'imager des exo-terres 10^{-10} fois moins brillantes que leur étoile. Plus récemment, j'ai proposé une nouvelle méthode d'observation et de réduction de données coronographique nommée Keplerien-Stacker qui pourrait permettre un gain d'un facteur 10 en contraste avec des instruments comme SPHERE. Cette technique permet aussi d'optimiser le temps d'observation pour extraire les paramètres orbitaux des planètes détectées.

En travaillant dans des domaines très divers, j'ai acquis des compétences variées en optique, traitement du signal et observation. Comme nous le verrons dans cette HDR, cela m'a permis de proposer des sujets de stage, de thèse et de monter des T.Ps assez originaux. Au cours d'une carrière scientifique, changer de domaine de recherche et réaliser des mobilités thématiques constitue un atout supplémentaire pour trouver de nouvelles voies qui n'ont pas encore été explorées, et tenter d'apporter une contribution originale à l'édifice des connaissances scientifiques.

Je présenterai ce mémoire dans l'ordre chronologique des travaux que j'ai effectués, en insistant particulièrement sur les voies de recherche que j'ai proposé notamment à des étudiants de Master et Thèse .

Chapitre 1

Ondes de choc et imagerie d'étoiles super-géantes froides pulsantes

J'ai soutenu en fin 2002, une thèse en physique stellaire (<http://lecoroller.obs-hp.fr/uploads/htmlHerve/These.pdf>), sur l'effet de la conductivité thermique sur la structure des ondes de choc radiatives (Le Coroller & Gillet 2002) qui se propagent dans les étoiles super-géantes froides (Post-AGB/mira). Je me suis ensuite intéressé à l'interférométrie notamment dans le but d'observer la propagation de ces ondes de choc dans les atmosphères de ces étoiles. Ce chapitre est un rappel rapide des résultats principaux obtenus pendant ma thèse et lors d'un post-doc aux États-Unis où j'ai observé des étoiles super-géantes et les mécanismes de perte de masse de ces objets. Le but est principalement d'expliquer ce qui m'a motivé à travailler ensuite dans le domaine de l'interférométrie et de l'imagerie à haut contraste.

1.1 Effet de la conductivité thermique sur la structure des ondes de choc radiatives

Une onde de choc peut être décrite comme une onde de compression se propageant plus vite que le son. Les mouvements de gaz dans l'univers sont pratiquement toujours supersoniques. Les ondes de choc jouent donc un rôle important dans pratiquement tous les phénomènes astrophysiques. Ils apparaissent dans les mouvements de gaz qui tombent sur les jeunes étoiles en formation, ou dans les mécanismes de pulsation et de pertes de masse des vieilles étoiles super-géantes rouges. Ils sont encore là, lors de l'explosion des supernovae, etc. Mathématiquement, les ondes de chocs sont difficiles à décrire car elles sont associées à des transitions du champ de vitesse, de pression, de températures, de phases (ex : ionisation) brutales. Dans les milieux astrophysiques, les ondes de

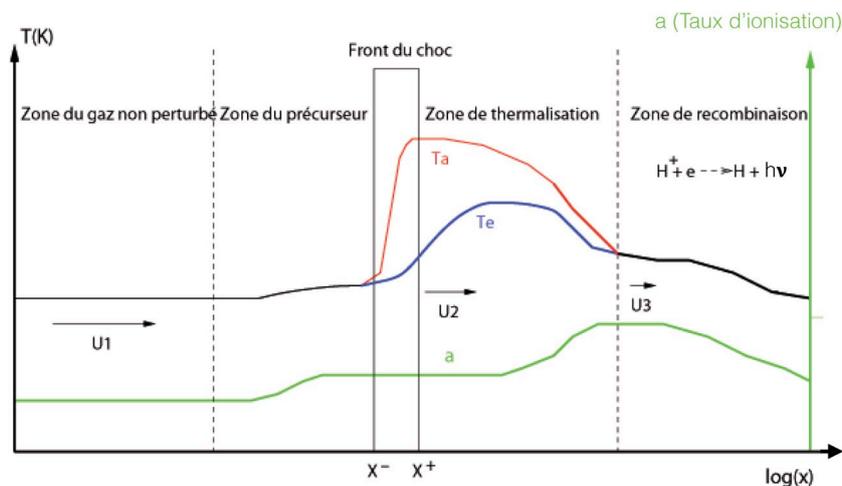


FIGURE 1.1 – Schéma de principe représentant les profils de température, d'ionisation et de vitesse le long d'un choc radiatif. L'écoulement est représenté dans le référentiel du front du choc et va de la gauche vers la droite. T_a et T_e sont respectivement la température des atomes et des électrons. Figure extraite de ma thèse (<http://lecoroller.obs-hp.fr/uploads/htmlHerve/These.pdf>)

chocs atteignent des nombres de Mach très importants. Le sillage de l'onde de choc peut devenir très radiatif (des atomes excités et/ou ionisés se recombinent en rayonnant) et un couplage entre l'écoulement hydrodynamique et le rayonnement doit être pris en compte. La Fig. 1.1 rappelle la structure d'un choc dans le référentiel du front. L'écoulement va de gauche à droite et le gaz tombe sur le front à une vitesse supersonique. Là, sur quelques libres parcours moyens des atomes, il est comprimé et chauffé, puis dans le sillage (zone de recombinaison), il se refroidit et rayonne (Fig. 1.1). Pour connaître le rôle des ondes de choc dans les milieux astrophysiques, il est nécessaire de calculer leur structure thermodynamique et radiative. Ces informations nous permettent de mieux comprendre l'énergie injectée par l'onde de choc dans le gaz i.e. la manière avec laquelle il est comprimé, chauffé, accéléré, etc.

J'ai étudié ces chocs en prenant les conditions de température et de densité des étoiles super géantes froides telles que les AGB et les Post-AGB. Dans ces étoiles, les pertes de masse sont très probablement couplées aux chocs. Pour rendre compte de la capacité d'un choc à éjecter la matière d'une étoile, il faut notamment trouver la vitesse à laquelle il ralentit en dissipant son énergie par rayonnement. Pour cela, on calcule la structure thermodynamique et radiative du choc, c'est-à-dire les profils de température et d'intensité du rayonnement dans le précurseur et dans le sillage (devant et derrière le front sur la figure 1.1). Mon travail de thèse a prolongé les recherches initiées par Narita (1973) qui fut un

pionnier dans la modélisation de la structure thermodynamique et radiative des chocs. Toutefois, Narita supposait un écoulement sans diffusion entre les particules. Or, les forts gradients de température et d'ionisation autour du front sont à l'origine de phénomènes de diffusion et de transport de chaleur qui peuvent modifier la structure thermodynamique et radiative du choc. J'ai montré que dans le fort gradient de température du front du choc, les électrons qui sont plus légers et rapides que les autres espèces (ions, atomes, etc.), peuvent diffuser devant le front du choc et chauffer la zone du précurseur (Voir Fig. 1.1). J'ai montré que la conductivité thermique électronique peut augmenter légèrement le taux d'ionisation dans le front du choc. Elle peut modifier la structure thermodynamique mais aussi radiative des ondes de choc suffisamment fortes.

Au delà du sujet qui m'avait été proposé, je me suis aperçu que d'autres phénomènes de diffusions (que la conductivité thermique électronique liée aux électrons) pouvaient jouer un rôle important sur les ondes de choc. J'ai proposé d'étudier l'effet de la conductivité thermique réactionnelle (Le Coroller & Gillet 2002). J'ai montré que ce phénomène de diffusion entre les atomes neutres, les ions et les électrons, derrière le front du choc, dans la zone de thermalisation, peut modifier la structure thermodynamique et radiative du choc et donc son écoulement i.e. pertes de masse. Plusieurs travaux avaient été réalisés pour calculer les vitesses de diffusion entre espèces dans des gaz ayant de forts gradients de concentration et de température (Schunk 1977; Conrad & Schunk 1979), mais aucun d'eux ne s'était penché sur l'impact de ce phénomène dans le front du choc. Les forts gradients d'ionisation, derrière le front du choc, à la fin de la zone de thermalisation (Fig. 1.1) sont à l'origine de diffusions entre les atomes neutres d'une part et les ions d'autre part. Ce flux de chaleur réactionnel peut être aussi important (intense) que la conductivité thermique électronique et donc il peut modifier la structure thermodynamique et radiative du choc.

Toutefois, ce travail était très théorique. Nous avons été obligé de faire un certain nombre d'hypothèses pour étudier en détail le couplage entre l'écoulement hydrodynamique et le rayonnement du choc. Ces écoulements sont d'autant plus difficile à modéliser que le gaz est dans un état totalement hors équilibre thermodynamique. Nous avons ainsi limité notre étude aux chocs stationnaires à une dimension se propageant dans un gaz d'hydrogène. On peut bien sûr justifier ce type d'approximation par exemple pour les étoiles super géantes où l'on a réussi à reproduire leur période de pulsation avec l'approximation d'une atmosphère plane et parallèle. Par ailleurs, certaines étoiles (par exemple des post-AGB) ont des spectres avec des raies H_α en émission pendant plusieurs jours qui pourraient être en accord avec une propagation d'onde stationnaire. Toutefois, il était très difficile de vérifier expérimentalement les simulations et calculs théoriques que j'ai réalisés pendant ma thèse. Seule l'observation d'étoiles pulsantes dans lesquelles

se propagent des ondes de chocs de ce type, pourrait apporter des contraintes expérimentales. Malheureusement, les télescopes actuels n'accèdent qu'à des observables indirects comme la période de pulsation des étoiles, ou à des profils de raies spectrales qui peuvent éventuellement être expliqués par des chocs. Mais nous sommes très loin de pouvoir contraindre des modèles théoriques décrivant la structure thermodynamique du front de choc sur quelques libres parcours moyens des atomes.

1.2 Les premières images d'étoiles super-géantes avec l'interféromètre IOTA

Aujourd'hui encore ce type d'observation d'ondes de choc dans les atmosphères d'étoiles super-géantes froides (mesure de leurs caractéristiques physiques : vitesses, températures, taux d'ionisation, etc.) reste très délicat à réaliser. Seuls les interféromètres ont une résolution suffisante pour imager la surface d'étoiles géantes. Toutefois, ils manquent de résolution, et de sensibilité pour mesurer des contrastes de franges dans des raies spectrales de choc créées dans leur sillage radiatif (ex : H_α). J'ai donc laissé de côté ces travaux de recherche théoriques qui ne pouvaient être facilement confrontés à des mesures expérimentales, pour observer avec des interféromètres, des phénomènes plus macroscopiques liés à ses chocs comme les mécanismes de perte de masse. A la Sect. 2.1, je rappelle le principe de l'interférométrie qui consiste à relier plusieurs télescopes indépendants pour obtenir une très forte résolution angulaire.

J'ai ainsi observé des étoiles Miras pendant mon post-doc aux États-Unis avec l'interféromètre IOTA dans le but de reconstruire des images de ces objets, et de mieux comprendre les mécanismes de perte de masse et de pulsation associés aux ondes de choc. L'interféromètre IOTA était l'un des premiers à fonctionner avec trois télescopes et à permettre de mesurer des clôtures de phase (voir rappel sur les clôtures de phase à la Sect. 2.1). Grâce à cette technique, nous avons été parmi les premiers à montrer que les étoiles super-géantes froides du type Mira sont pratiquement toutes asymétriques ! Sur un échantillon d'une dizaine de Mira, toutes ont des clôtures de phase différentes de 0, ou π . Sur les Mira RAqr et UORI j'avais obtenu suffisamment de données (bonne couverture uv) pour reconstruire une image et montrer qu'elles sont entourées d'une coquille moléculaire d' H_2O asymétriques (Ragland et al. 2008). Après ces travaux menés lors d'un Post-doc aux États-unis, j'ai toutefois souhaité revenir vers des activités plus instrumentales, notamment pour contribuer au développement d'une nouvelle génération d'interféromètre plus sensible et ayant une plus forte capacité d'imagerie. En ef-

fet, avec seulement trois télescopes, il était très fastidieux d'obtenir des images. Nous devions observer parfois plus de dix nuits d'affilée la même étoile pour avoir une couverture u,v suffisamment riche (suffisamment d'observations sur des bases indépendantes ; voir aussi discussion sur la formation des images en interférométrie à la Sect. 2.1), et pouvoir contraindre les modèles de reconstruction d'image. Avec seulement trois télescopes, la qualité des images reconstruites était souvent dépendante de modèles (hypothèses sur la forme de l'objet observé) et pouvait être sujet à caution... Si nous pouvions être sûr de certaines propriétés sur l'objet observé comme son asymétrie, il était très difficile de reproduire des images rigoureuses, ou par exemple, d'observer dans ces images des changements au cours de la pulsation de ces étoiles (sur des cycles de typiquement 1-3 ans).

Chapitre 2

Le projet de télescope dilué Carlina

2.1 Rappel sur le principe de l'interférométrie et des lignes à retard

L'interférométrie consiste à relier plusieurs télescopes indépendants pour obtenir une forte résolution angulaire (capacité à séparer des "points" dans le ciel). Un interféromètre à deux télescopes crée une image sous forme de franges d'Young (Voir Fig. 2.1 & Fig. 5.4).

Il existe plusieurs techniques de recombinaison. Nous pouvons focaliser la lumière provenant de deux télescopes pour former des franges en plan image, directement sur un CCD (Fig. 2.1). Mais nous pouvons aussi recombinaison la lumière en teinte plane et scanner temporellement les franges (en faisant varier le chemin optique sur un des deux bras de l'interféromètre). Dans tous les cas, si l'étoile n'est pas résolue, les franges sont théoriquement, au bruit près (bruit de lecture, fond du ciel, chromatisme, perte de cohérence dû au mouvement des franges pendant la pose liée à des vibrations ou à la turbulence atmosphérique, etc.), infiniment contrastées.

2.1.1 Le théorème de Van-cittert Zernike

L'image d'un interféromètre à deux télescopes est finalement le produit de convolution des franges (PSF de l'interféromètre) par l'objet observé. Si l'étoile est résolue (sa taille angulaire est de l'ordre de la taille de l'inter-frange projetée sur le ciel : λ/B), nous observons une baisse du contraste des franges (Voir Fig. 5.4) et nous pouvons en déduire des informations sur l'objet observé à cette fréquence spatiale (pour cette base). Ainsi, le théorème de Van-cittert Zernike (ref???) relie la distribution d'intensité de l'objet observé à la visibilité des franges par la relation :

$$v(u, v) = \frac{\int \int I(\alpha, \beta) e^{-\frac{2i\pi}{\lambda}(\alpha u + \beta v)} d\alpha d\beta}{\int \int I(\alpha, \beta) d\alpha d\beta} \quad (2.1)$$

Selon cette Eq. 2.1, la visibilité complexe v à la fréquence spatiale u, v ($Base = \sqrt{u^2 + v^2}$ dans une direction u, v) est égale à la transformée de Fourier de la distribution d'intensité de l'objet observé (ex : étoile) à cette fréquence spatiale normalisée (divisée par l'intensité totale de l'objet). Par ailleurs, la transformée de Fourier des franges (enregistrée par exemple en intensité sur une caméra) donne directement la visibilité complexe $v(u, v)$ dans les pics franges. En enregistrant des franges dans toutes les directions (on observe en changeant la base des deux télescopes en orientation et module), nous pouvons donc fabriquer une carte de visibilité complexe et retrouver la distribution d'intensité de l'objet par transformée de Fourier inverse (TF^{-1}). En pratique, c'est beaucoup plus compliqué, car le terme de phase de la visibilité (trouvé par TF des franges) est perturbé par l'atmosphère ; même si nous avons fait des poses très courtes (ex : 1/1000s pour figer la turbulence atmosphérique). Sur une base (pour un jeu de franges enregistré sur la caméra), le terme de phase s'écrit :

$$\Phi_{12} = \phi_{12} + \psi_1 - \psi_2 \quad (2.2)$$

où, Φ_{12} est la phase que l'on mesure à partir des franges enregistrées entre les télescopes 1 et 2. ϕ_{12} est la phase liée à l'objet observé. C'est le terme de phase de la visibilité complexe dont nous avons besoin pour "reconstruire" une image de l'objet. Tandis que $\psi_1 - \psi_2$ est un terme de phase introduit par l'atmosphère. Quand nous faisons la Transformée de Fourier des franges, nous trouvons uniquement le terme Φ_{12} dans le pic frange (de la TF des franges). L'information importante ϕ_{12} est donc perdue ! Notons toutefois que dans le plan image ces deux quantités ϕ_{12} et $\psi_1 - \psi_2$ sont de natures différentes. ϕ_{12} est lié à une asymétrie dans la distribution d'intensité de l'objet et donc des franges (sinon cette valeur est nulle). C'est une sorte de décalage du photo-centre des franges. Tandis que $\psi_1 - \psi_2$ correspond à un décalage global de l'image (shift global des franges) lié à une différence de chemin optique entre la lumière qui est passée par le télescope 1 et celle qui est passée par le télescope 2. Derrière une optique adaptative et en moyennant cette information de phase sur les bases redondantes d'un miroir plein, Martinache (2010) arrive à retrouver une grande partie de l'information de phase sur l'objet. Les ϕ_{ij} d'un grand nombre de bases sont retrouvées par cette méthode appelée "noyaux de phase". Il serait intéressant d'étudier si des solutions similaires pourraient être appliquées sur des interféromètres munis de suiveur de franges de haute précision comme celui du projet Gravity (Eisenhauer et al. 2008) et de bases redondantes... Actuellement, en interférométrie classique nous recombinaisons simultanément les franges par triplets de base afin d'extraire des clôtures de phase :

$$\begin{aligned}
\Phi_{12} &= \phi_{12} + \psi_1 - \psi_2 \\
\Phi_{23} &= \phi_{23} + \psi_2 - \psi_3 \\
\Phi_{31} &= \phi_{31} + \psi_3 - \psi_1
\end{aligned}
\tag{2.3}$$

Si nous faisons la somme de ces trois équations nous obtenons une clôture de phase :

$$\Phi_{123} = \Phi_{12} + \Phi_{23} + \Phi_{31} = \phi_{12} + \phi_{23} + \phi_{31}
\tag{2.4}$$

Les termes liés à l'atmosphère disparaissent et cette quantité ne dépend plus que de l'objet observé. Ainsi, au lieu d'obtenir trois phases, nous mesurons une clôture. En quelque sorte, 1/3 de l'information de phase (brouillée par l'atmosphère) est retrouvée. Si nous avons une idée de la forme de l'objet observé (exemple : un disque stellaire avec une tache sur le coté), il est possible de contraindre un modèle pour qu'il reproduise les modules de visibilité et clôtures de phase mesurés. Le cas le plus simple étant celui du disque uniforme qui ne nécessite qu'une mesure de visibilité en module pour contraindre le modèle (voir Fig. ?? ?).

Toutefois, si l'objet a une forme complexe (ex : disque avec plusieurs taches, entouré d'une coquille moléculaire asymétrique) et que nous avons peu d'information sur sa forme, un grand nombre de mesures de visibilité et clôtures sont nécessaires pour couvrir correctement le plan u,v (bases dans plusieurs directions) et reconstruire une image par exemple avec des codes comme MiRA (<http://cral.univ-lyon1.fr/labo/perso/eric.thiebaut/?Software/MiRA>). Dans cette HDR, je ne décrirai pas ces méthodes de reconstruction d'images. En effet, je me suis plus concentré sur des aspects instrumentaux afin d'améliorer la qualité des mesures en interférométrie, plutôt que sur des aspects de reconstruction d'image.

Ce rappel sur la formation des images en interférométrie permet de comprendre qu'il est indispensable de construire des interféromètres avec un grand nombre de miroirs (bases) si nous voulons obtenir des images d'objets complexes. Une des difficultés principales pour augmenter le nombre de télescopes est la maîtrise des lignes à retard.

2.1.2 Les lignes à retard

Contrairement à l'interférométrie radio, en visible (ou infrarouge proche), nous ne sommes, pour l'instant, pas capable d'enregistrer la phase de la lumière sur chaque télescope. La fréquence du signal optique est trop rapide pour être convertie en signal électrique, et nous devons faire interférer la lumière des télescopes en direct pendant l'observation. Nous ne pouvons donc pas reconstruire les franges

dans un ordinateur à partir du signal enregistré sur des télescopes indépendants. Les franges doivent être formées en direct pendant l'observation. Pour cela, en lumière blanche ou avec un filtre large, la lumière doit parcourir exactement le même chemin optique avec une précision de l'ordre de sa longueur de cohérence ($\lambda^2/\Delta\lambda$, soit $\approx 1 \mu\text{m}$ en IR) quelque soit le télescope par lequel elle passe. Nous utilisons des lignes à retard pour égaliser ces chemins optiques pendant l'observation (Fig. 2.1).

De plus, ces lignes à retard doivent se déplacer pendant que l'interféromètre suit les étoiles avec le mouvement diurne. C'est l'une des grandes difficultés de l'interférométrie. Les miroirs des lignes à retard qui se déplacent sur plusieurs mètres doivent toujours être à la bonne position avec une précision de l'ordre du micron. Ils doivent se déplacer sans aucune vibration pour ne pas brouiller les franges pendant le temps de pose et perturber la mesure de visibilité.

2.1.3 Paramètres instrumentaux importants pour la formation des images

Chaque élément technique de l'interféromètre joue donc un rôle spécifique dans la qualité des images qu'il pourra former :

1. Le réseau de télescopes

- La ligne de base maximum B : donne la séparation angulaire de l'interféromètre i.e. le plus petit élément que l'interféromètre peut séparer sur le ciel est d'une taille apparente de λ/B .
- La taille des sous-ouvertures (télescope) : joue un rôle important sur la magnitude limite accessible par l'interféromètre. La sensibilité augmente vraiment avec la taille des sous-ouvertures si elles sont équipées d'une Optique Adaptative et d'une correction de Tip-Tilt pour corriger les défauts du front d'onde induits pas l'atmosphère et les erreurs de guidage.
- La couverture uv i.e. nombre de télescopes N placés sur des bases indépendantes. Le nombre de Ressels (pixels optiques) que l'interféromètre est capable de former dans une image est proportionnel au nombre de bases indépendantes (voir par exemple : Lardière et al. 2007). Avec N télescopes sur des bases indépendantes (jamais 2 fois le même vecteur), l'interféromètre peut former une image de maximum $N(N - 1)/2$ pixels. Mais ce paramètre joue également un rôle important sur le contraste maximum accessible dans l'image en fonction de la taille apparente de l'objet et de la résolution de l'interféromètre (voir discussion ci-dessous).

2. Le recombineur focal où se forme les images/franges

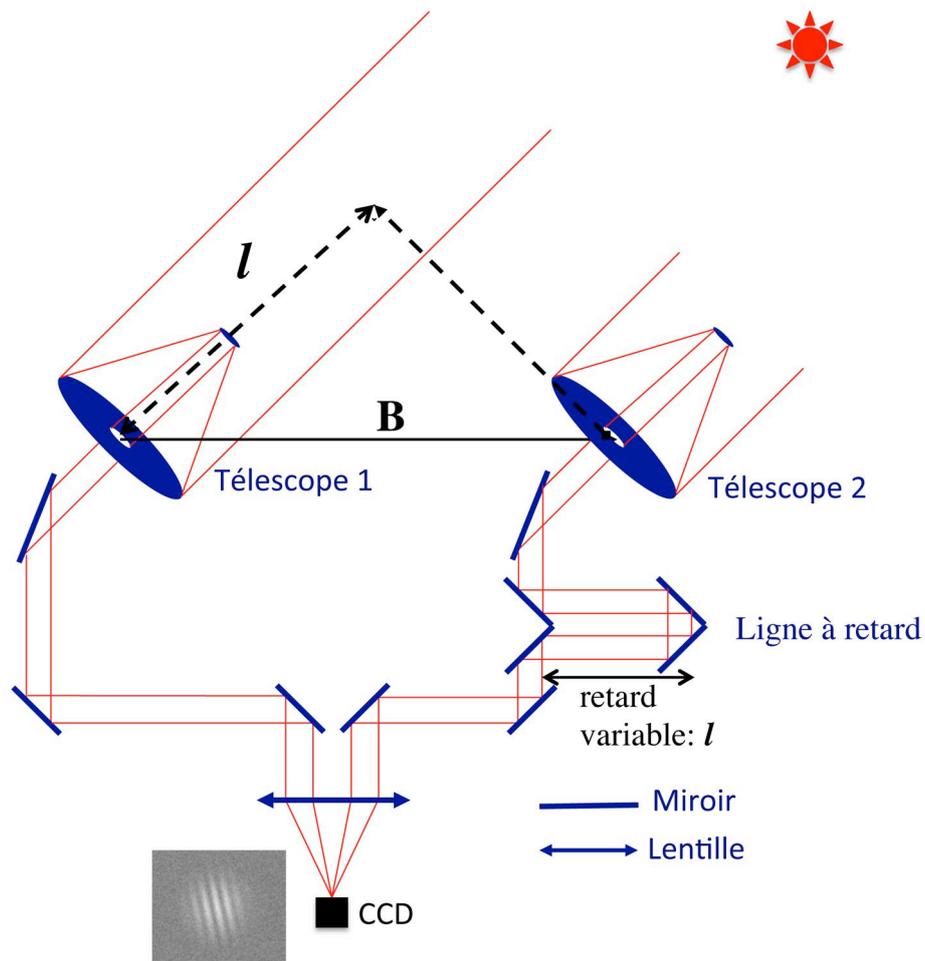


FIGURE 2.1 – Schéma de principe d’une ligne à retard. A l’entrée du télescope 1, la lumière a parcouru une distance l plus importante qu’à l’entrée du télescope 2. La ligne à retard compense cette distance pour que la lumière arrive en phase sur le CCD ou l’instrument focal. Avec la rotation diurne, les deux télescopes suivent l’étoile qui bouge dans le ciel et la distance l change. Pour égaliser les chemins optiques, la ligne à retard doit donc se déplacer avec une précision micrométrique à une vitesse de l’ordre du millimètre par seconde pour une centaine de mètres de base.

- La dispersion spectrale (ex : spectrographe) : En plus d’apporter des informations physiques essentielles (ex : taille de l’objet en fonction de la longueur d’onde), elle augmente la longueur de cohérence ($\lambda^2/\Delta\lambda$) et donc leur contraste (effet chromatique lorsque des franges de longueur d’onde différentes se superposent) et le nombre de franges dans l’image.
- Suiveur de frange : sorte d’Optique Adaptative pour les interféromètres permettant d’égaliser les chemins optiques entre deux (ou N) télescopes avec une grande précision. S’il est suffisamment rapide, il peut permettre de réaliser des poses longues (voir par exemple le projet Gravity : Eisenhauer et al. 2008) et d’augmenter significativement le signal sur bruit (voir discussion à la Sect. 4.2).
- Fibres optiques monomodes : Avant d’être recombinaison, la lumière de chaque télescope peut-être focalisée sur une fibre monomode. Seul le coeur de la PSF rentre dans la fibre. Permet de faire du filtrage spatial et améliore la mesure de la visibilité.
- Optiques intégrées (Berger et al. 2001) : Cette technique de recombinaison permet de combiner sur un seul composant miniature (de la taille d’une allumette) l’ensemble des faisceaux issus des télescopes. Elle permet notamment d’enregistrer le flux sur chaque voie (provenant de chaque télescope) et de corriger les fluctuations de contraste liées aux variations photométriques sur chaque télescope. Elle permet donc une mesure plus précise de la visibilité.
- CCD / Caméra à comptage de photons : Pour des poses courtes ($\approx 1/1000$ s pour figer les défauts de l’atmosphère) la caméra doit être extrêmement sensible et éventuellement fonctionner en mode comptage de photon. Toutefois dans ce mode, il est difficile de calibrer les visibilités avec une très grande précision (voir problème du trou de photon : Berio et al. 1998). Un traqueur de franges performant permettant de réaliser des poses longues, apportera un gain très important (en plus de diminuer le temps de lecture).
- Recombinaison ”tout-en-un” ou par paires d’ouvertures + Synthèse d’ouverture : N télescopes donnent $N(N-1)/2$ bases (franges). Nous pouvons recombinaison ces franges séparément (ex : sur N caméras indépendantes) ou tout-en-un, par exemple dans une recombinaison Fizeau. Dans une recombinaison directe, la géométrie de la pupille peut être conservée (par homothétie) ou ré-arrangée. Le S/N peut varier selon le type de recombinaison. Une recombinaison ”tout-en-un” permet de mettre le maximum de lumière dans les franges d’interférence (dans le signal) mais peut poser des problèmes de calibration lorsque le phasage n’est pas parfait. Il y a certainement encore des études à faire dans ce domaine.

Notons que cette liste permet de comprendre le rôle principal de chaque élément de l'interféromètre dans la qualité des images qu'il pourra former. Le rôle de tous ces éléments est toutefois couplé et seules des simulations ou expériences sur des bancs optiques peuvent permettre d'ajuster au mieux le type de réseau et de recombineur en fonction des objectifs scientifiques. Nous comprenons toutefois, l'importance des choix techniques et notamment de la forme du réseau de télescopes (nombre, taille des télescopes, disposition géométrique) pour la formation des images. Il est fondamental de comprendre que le réseau de l'interféromètre doit être optimisé en fonction des objets qu'il observera. La qualité du phasage (exemple : utilisation d'un suiveur de franges très performant), du recombineur focal (lumineux, sans aberrations, etc.), et même de l'algorithme de reconstruction d'image utilisé ne suffisent pas à assurer que l'interféromètre sera capable d'observer n'importe quel objet. Par exemple, l'augmentation du nombre de télescopes accroît la magnitude limite de l'interféromètre différemment selon l'objet observé. Si celui-ci est fortement résolu, la lumière sera diluée dans un grand nombre de pixels (dans plus d'information) et la magnitude limite n'augmente donc pas proportionnellement à la surface collectrice ajoutée. Par ailleurs, les interféromètres manquent souvent de télescopes (bases indépendantes) pour obtenir des images fiables et contrastées des objets observés. La théorie de l'information indique notamment qu'il faut au moins autant de bases indépendantes que de "ressels" (pixels optiques) dans l'image (Koechlin 2003). Ainsi, N télescopes placés sur des bases indépendantes sont nécessaires pour former une image de :

$$N \times (N - 1)/2 \text{ pixels} \quad (2.5)$$

Mais si l'objet observé a beaucoup plus que $N \times (N - 1)/2$ ressels sur le ciel, non seulement l'interféromètre (ayant seulement N télescopes) ne pourra pas former une image fidèle de cet objet, mais il ne tirera aucune information sur cet astre. En effet, si l'objet est trop étendu, l'image devient très peu contrastée à cause de phénomènes de repliement d'image (Lardière et al. 2007). Par exemple, un interféromètre de 100 m de base (1 mas de résolution dans le visible) qui observe un objet étendu de plus de $> 7 \times 7$ mas devra pouvoir former une image de plus de 49 pixels. Dans cet exemple, selon l'équation 2.5, il doit donc fonctionner avec plus de $N = 10$ télescopes pour pouvoir obtenir une image directe de cet objet. Au contraire, si l'objet observé est extrêmement simple (ex : binaire ou exo-planète et son étoile), il peut être utile d'augmenter la redondance (ex : plusieurs fois la même base ou 2 très gros télescopes) pour accroître le signal dans cette fréquence spatiale (voir Sect. 4.2). Selon l'équation 2.5 le nombre maximum de Ressels qu'un interféromètre peut former, augmente proportionnellement à N^2 . Ainsi les instruments et interféromètres mis en service ces dernières années et fonctionnant avec 4 à 6 télescopes ont net-

tement amélioré la capacité de ces systèmes à former des images d'objets étendus et fortement résolus. C'est par exemple le cas de l'instrument MIRC au foyer de l'interféromètre CHARA (Ten Brummelaar et al. 2010) qui fonctionne avec six télescopes. Toutefois, un certain nombre d'objets astrophysiques sont trop étendus et les détails à leur surface sont trop faiblement contrastés pour être correctement imagés avec six télescopes (Berger et al. 2012).

Grâce à la simplicité de son design optique et en particulier à l'absence de ligne à retard, le projet Carlina présenté dans la suite de cette HDR pourrait permettre de recombinaison des dizaines de miroirs (télescopes) et donc d'apporter une solution efficace à ce problème. Notons que l'optimisation du réseau de télescope (nombre de télescopes, position des télescopes, etc.) pour obtenir les meilleures images possibles a déjà largement été étudié par les radio-astronomes. D'un point de vue de la reconstruction d'image, ils ont en effet exactement le même problème que dans le visible même s'il n'est pas nécessaire de recombinaison les radio-télescopes via des lignes à retard. En radio, la phase de la lumière est enregistrée sur chaque antenne et la recombinaison peut donc se faire plus tard à l'aide d'un ordinateur. Il est donc plus facile de travailler avec un grand nombre d'ouvertures. Ainsi, le radio télescope ALMA fonctionnant avec 66 antennes obtient régulièrement des images spectaculaires qui sont en train de révolutionner nos connaissances notamment sur la formation des planètes dans les disques jeunes (Dong et al. 2014). Ces résultats confirment qu'un réseau constitué de nombreux télescopes bien disposés par rapport aux objectifs scientifiques permet de former des images détaillées, assez contrastées et sans aucun doute sur leur réalité (indépendantes de modèles de reconstruction d'image). Comme déjà discuté, en optique, avec seulement 3-6 télescopes, nous sommes obligés d'utiliser des modèles ou des algorithmes de reconstruction d'image qui ont souvent du mal à converger vers une solution unique. En effet, pour combler le manque d'information (faible couverture uv), ces algorithmes utilisent des méthodes de régularisation en ajoutant des contraintes (positivité, forme circulaire, etc.). Ils permettent de bien améliorer les images mais peuvent induire en erreur. C'est la raison pour laquelle j'ai étudié la faisabilité de construire un interféromètre ayant l'architecture optique du radio-télescope d'Arecibo et pouvant accueillir un très grand nombre de miroirs (bases indépendantes) pour augmenter la qualité des images reconstruites sur des objets étendus (surfaces stellaires, disques de formation planétaire, etc.).

2.2 Qu'est-ce que Carlina ?

Carlina est un interféromètre ayant une architecture optique proche de celle du radio télescope d'Arecibo, mais il fonctionne dans le visible et en mode in-

terférométrie. Il est donc constitué d'un grand nombre de miroirs primaires encreés dans la roche mère qui épousent la surface virtuelle d'une sphère pour former un miroir géant "dilué" fonctionnant dans le visible. Au dessus du sol, à la moitié du rayon de courbure de cette sphère, une nacelle focale suit l'image des étoiles sur la sphère focale. Elle porte en particulier une optique pour corriger l'aberration de sphéricité générée par le miroir primaire. Ce correcteur d'aberration de sphéricité est constitué de deux miroirs très asphériques (Mertz 1996). Ce sont des optiques difficiles à réaliser et qui doivent être polies au tour diamant (Le Coroller et al. 2004). Mais c'est la condition pour que le miroir primaire soit fixe et encreé dans la roche. Un miroir primaire parabolique devrait être pointé et nous devrions alors déplacer les sous-ouvertures sur plusieurs mètres tout en maintenant leurs positions relatives au micron (nous retrouvons les problèmes des lignes à retard). Avec un miroir sphérique, la nacelle focale est la seule pièce mobile du télescope. Le principal intérêt de Carlina est donc qu'il fonctionne sans lignes à retard (voir rappel sur lignes à retard à la Sect. 2.1) et que nous utilisons une seule métrologie au centre de courbure (à deux fois la hauteur de la nacelle focale) pour régler les miroirs primaires. Enfin, l'ensemble est porté par une grande monture : ballon captif à Hélium ou câbles tendus entre des poteaux et/ou reliefs (voir Fig. 2.2). Cette architecture pourrait donc permettre d'accueillir des dizaines, voir des centaines de miroirs. De ce point de vue, Carlina est un "Extremely Large Telescope" dilué puisqu'il possède l'architecture optique d'un télescope "classique" (Arecibo) mais dont la pupille ne serait pas pleine. L'objectif principal de Carlina est donc de réunir les avantages des télescopes "classiques" géants et des interféromètres, respectivement une grande sensibilité et capacité d'imagerie avec une très forte résolution angulaire. C'est donc un projet qui pourrait rapprocher la communauté interférométrique de celle travaillant sur les très grands télescopes (ELTs) pour un jour construire un télescope dilué d'une centaine de mètre de base. Voir en particulier la conclusion de cette expérience à la Sect. 2.4.

2.2.1 Objectif du projet

Comme discuté, l'avantage de l'architecture optique de Carlina est que les miroirs primaires sont fixes et ancrés dans la roche d'une cuvette sphérique naturelle ou creusée. Comme nous le verrons dans la Sect. 2.3, les mouvements du sol et donc des miroirs sont relativement lents et de faible amplitude (< 100 microns par 24h pour l'expérience de l'OHP). Ces dérives sont faciles à mesurer et à corriger à l'aide d'une métrologie interne. Ainsi, la seule pièce mobile est la nacelle focale, alors qu'un interféromètre classique utilise $N-1$ lignes à retard pour fonctionner et égaliser les chemins optiques de N télescopes ! Par contre, pour suivre le mouvement des étoiles, la nacelle focale doit se déplacer sur la sphère focale à une vitesse similaire à celle d'une ligne à retard pour une base équivalente (Base

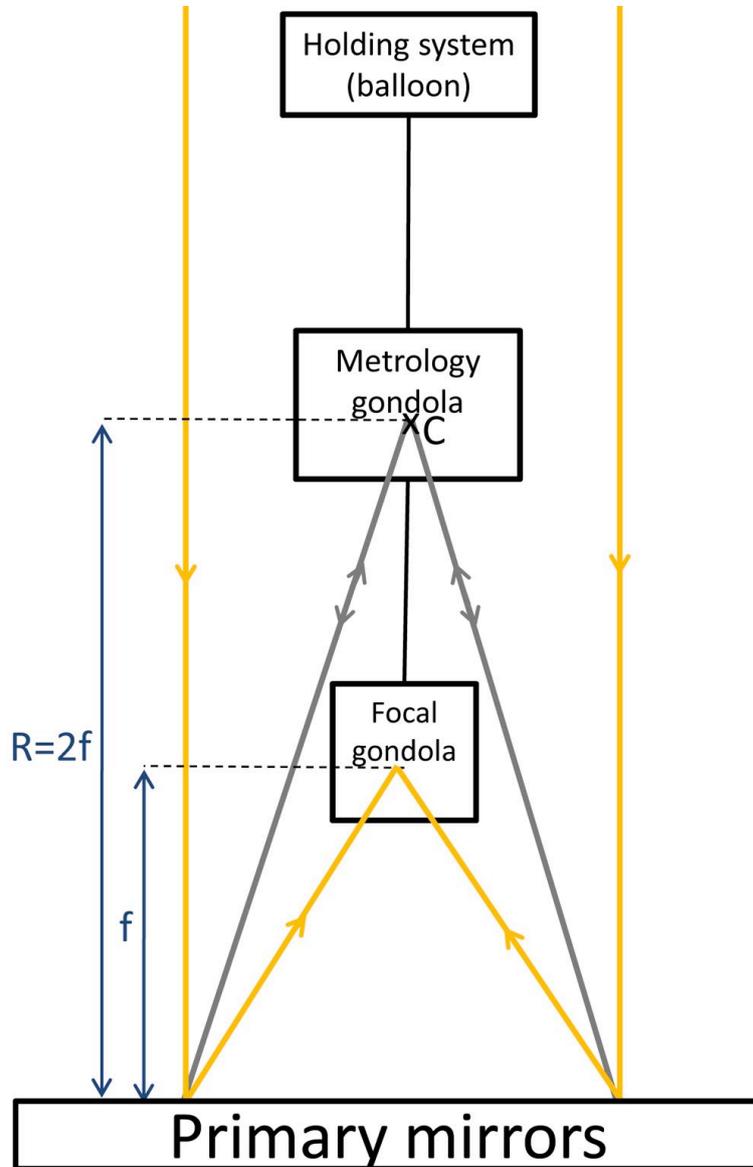


FIGURE 2.2 – Diagramme opto-mécanique de Carlina publié dans Le Coroller et al. (2012). L'expérience peut être divisée en quatre blocs principaux, du sol au point le plus haut : 1) Le miroir primaire dilué ; 2) La nacelle focale où se forme l'image (franges) des étoiles ; 3) La nacelle de métrologie au centre de courbure qui permet de régler les miroirs primaires sur une sphère ; 4) le système (ballon ou poteaux/reliefs + câbles) qui porte l'ensemble de l'expérience.

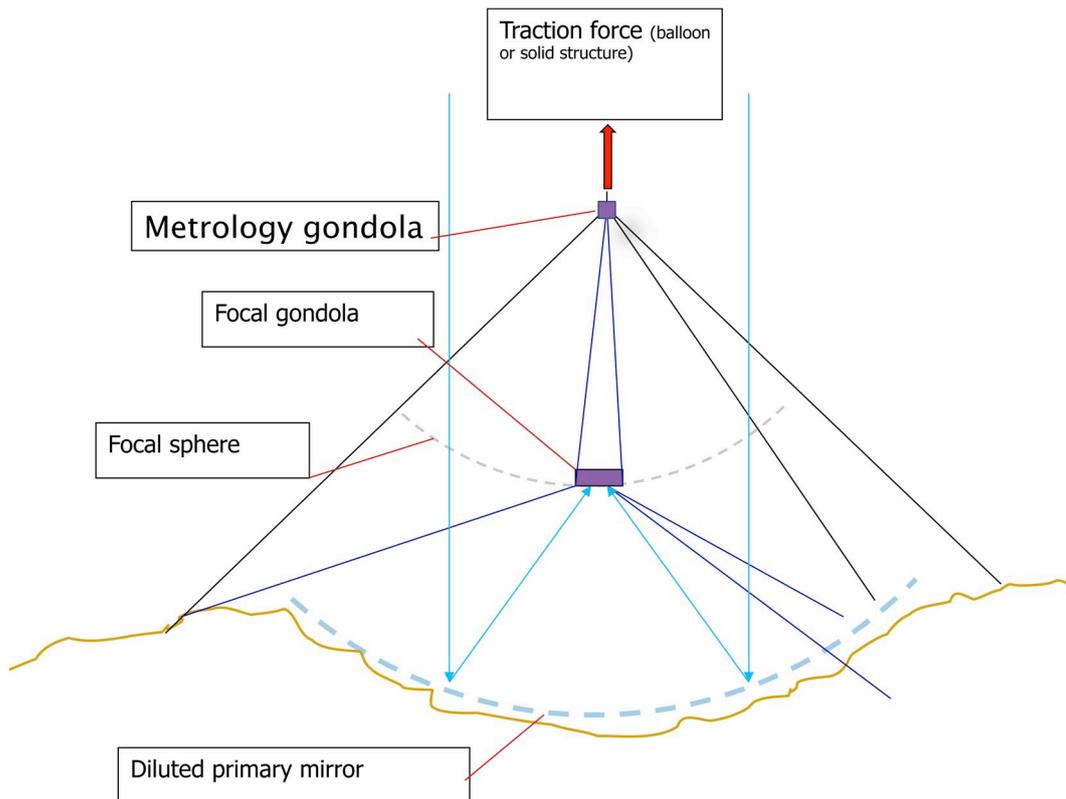


FIGURE 2.3 – Diagramme représentant le trépied de câbles (trait noir) qui porte l'ensemble de l'expérience. La nacelle de métrologie est au centre de courbure du miroir primaire dilué. La nacelle focale est suspendue par des câbles (en bleu) sous la nacelle de métrologie. Les rayons provenant de l'étoile et focalisés sur la sphère focale sont représentés en bleu clair. En fonction de l'ouverture de l'optique focale, nous utilisons une plus ou moins grande partie du miroir primaire à chaque instant.

Carlina = Base Interféromètre classique). Les dérives de vitesse (ou vibrations) maximums acceptables sont également du même ordre de grandeur que pour une ligne à retard (Le Coroller et al. 2012, Dejonghe et al. 2014). Mais la nacelle focale se trouve sur la sphère focale, attachée par des câbles à plusieurs dizaines de mètre au dessus du sol (voir Fig. 2.3) ! Il est déjà extrêmement difficile de piloter avec la précision requise des lignes à retard au sol ; suivre les étoiles avec une nacelle suspendue à des câbles d'une centaine de mètre de long (ou plus) est un véritable challenge ! La nacelle de métrologie au centre de courbure (voir Fig. 2.3) doit aussi être stabilisée avec une grande précision de manière à "figer" les franges de métrologie dans une pose de quelques millisecondes. La stabilité (vibration maximum tolérable) à atteindre pour cette nacelle est donc du même ordre de grandeur que pour la nacelle focale (Le Coroller et al. 2012). Il est toutefois plus facile de stabiliser cette nacelle autour d'une position fixe (centre de courbure du miroir primaire dilué) que la nacelle focale qui se déplace à plusieurs millimètres par seconde (pour un interféromètre de 10 – 100m d'ouverture). Lorsque j'ai démarré cette expérience, je m'étais fixé deux objectifs principaux :

- Trouver des solutions opto-mécaniques et développer les asservissements nécessaires pour stabiliser les nacelles de Carlina avec la précision requise i.e. figer les franges dans une pose élémentaire d'environ 1 – 10 ms
- Tester sur le ciel et caractériser les performances de l'interféromètre : mesure de la stabilité des nacelles en condition réelle, mesure du signal sur bruit des pics franges, mesure de visibilité, etc.

2.2.2 Démarche épistémologique

Pourquoi avoir construit un démonstrateur ?

C'est la première fois qu'un tel interféromètre était testé. Nous sommes partis d'une feuille blanche et il a fallu tout inventé : une métrologie pour positionner au micron (mise en cohérence) les miroirs primaires de Carlina, des asservissements pour stabiliser des nacelles accrochées par des câbles à plusieurs dizaines de mètre au dessus du sol, guider et enregistrer des franges avec un recombineur focal se déplaçant sur la sphère focale, etc. Il n'était donc pas possible de commencer par des simulations numériques, par exemple en utilisant des méthodes d'éléments finis afin de prévoir les vibrations de la structure, car nous n'avions au début aucune idée sur la manière d'attacher les nacelles, ni même sur leur dimension, ou sur le type de support que nous allions utiliser pour porter l'ensemble (pylônes, ballon, etc.) et sur le design optique précis et les tolérances envisageables...Initialement, la seule chose que nous avons fixé était de partir d'une géométrie type Arecibo avec un miroir primaire sphérique pour éliminer les lignes

à retard et utiliser le centre de courbure du primaire sphérique pour la métrologie (Fig.2.2). C'est véritablement en se posant la question de "comment construire ce télescope", notamment comment stabiliser au mieux les faisceaux optiques, que nous avons pu définir précisément les caractéristiques techniques du projet. Par ailleurs, il est difficile de simuler l'ensemble du système et les modes propres induits par le vent notamment parce que les câbles ont des comportements non linéaires. La forme du support qui porte toute l'expérience (ballon, Pylône, etc.), les frottements dans les réducteurs des moteurs, ou des câbles dans leur gaine peuvent modifier les fréquences de résonances du système. Il était donc important de construire un prototype avant de se lancer dans des simulations pour tester et étalonner un éventuel modèle numérique. Une fois le design opto-mécanique défini, nous avons travaillé avec l'équipe Suédoise de Torben Andersen qui a construit un modèle numérique complet de Carlina (Andersen et al. 2014) et qui a reproduit les principales fréquences de résonances mesurées (Le Coroller et al. 2015a).

J'ai divisé le projet en trois grandes étapes (voir aussi Sect. 2.3) :

- Guider sur une étoile avec une nacelle accrochée à des câbles et un seul miroir au sol (Sect. 2.3.1)
- Développer et réaliser une métrologie de mise en cohérence des miroirs primaires au centre de courbure (Sect. 2.3.2)
- Développer et réaliser une nacelle focale pour acquérir des franges (Sect. 2.3.3)

A chacune de ces étapes, nous avons réalisé des maquettes à des échelles réduites ou testé les montages en laboratoire sur des bancs ou en extérieur (montage à plat), avant d'intégrer ces solutions dans le prototype. A plusieurs reprises, en fonction du résultat de ces tests intermédiaires nous avons modifié le design opto-mécanique du projet. C'est la raison pour laquelle sur ce type de projet, il est important de travailler avec des démonstrateurs techniques avant de passer à la réalisation d'un instrument scientifique. Un démonstrateur technique est fait pour valider un certain nombre de concepts et faire "sauter" des verrous technologiques. Pour se concentrer sur cet objectif, un certain nombre de réglages peuvent rester manuels ; la mise en place du système peut être assez lourde. L'instrument n'est pas optimisé pour un objectif scientifique précis. Au contraire un instrument scientifique doit être très rapidement aligné pour ne pas perdre de temps d'observation et il est dimensionné précisément pour répondre à un ou plusieurs objectifs scientifiques qui nécessitent d'atteindre des performances précises en terme de magnitude limite, résolution angulaire, capacité d'imagerie, etc. La construction de ce prototype a été menée par une petite équipe (2-3 E.T.P. par an) avec des

budgets modestes (≈ 2 millions d'euros en coup consolidé) par rapport aux objectifs. Il était donc très important de découper le projet en objectifs réalistes pour pouvoir le mener jusqu'au bout. Le projet a été initialement financé par le Collège de France puis tous les ans j'ai obtenu un financement INSU/CNRS.

Au cours de cette expérience, j'ai encadré pratiquement tous les ans des étudiants de L3, M1 et M2. Carlina était évidemment un extraordinaire terrain d'expérimentation pour les étudiants. J'ai notamment encadré un étudiant de l'école Polytechnique de Paris qui a réalisé un mémoire (sorte de mini-thèse) sur un programme IDL de réduction des données de Carlina dans le cadre de son Master (<http://www.obs-hp.fr/Carlina/cmsms/uploads/articles/PierreDeram.pdf>). J'ai également co-dirigé la thèse de Davide Ricci avec le professeur Jean Surdej de l'Université de Liège. Davide Ricci a principalement travaillé avec moi sur un sujet de coronographie extrême utilisant un hologramme adaptatif (voir Sect. 3.2). Mais à plusieurs reprises pendant sa thèse, il a participé aux observations sur le prototype Carlina de l'Observatoire de Haute-Provence.

2.2.3 Caractéristiques du prototype de l'OHP

Nous avons dimensionné le projet de l'Observatoire de Haute-Provence afin qu'il soit en ordre de grandeur proche des dimensions d'un futur projet scientifique de ce type. Le site de l'Observatoire de Haute-Provence avec sa forêt et ses bâtiments a également contraint les dimensions maximums envisageables. Nous avons utilisé une clairière au sud de l'observatoire qui permettait d'installer un instrument avec un rayon de courbure de moins de 100 m.

Finalement, 3 miroirs de 25 cm de diamètre et de 71 m de rayon de courbure ont été polis. Nous avons d'abord travaillé avec deux miroirs jointifs (voir Sect. 2.3.1) puis les miroirs ont été déplacés afin de former trois lignes de base de 5, 9.5, et 10 mètres. Nous avons utilisé un ballon captif pour porter toute l'expérience (nacelle de métrologie à 71 m et nacelle focale à 35.5 m). Ce support, beaucoup moins cher que des Pylônes de 100 m permettait de démarrer l'expérience avec un budget modeste. Je me suis aussi dit que si nous y arrivions sous une monture aussi instable, le système fonctionnerait d'autant mieux avec des supports plus fixes : relief, pylônes haubanés, etc. Nous avons toutefois dû terminer l'expérience avec une grue (voir Sect. 2.3.3). La Fig. 2.6 décrit l'ensemble des solutions optomécaniques trouvés à l'OHP. Comme discuté dans la section suivante (Sect. 2.3.1), plus l'optique focale est ouverte plus la nacelle portant ce recombineur doit être stable. Il était donc fondamental de dimensionner cette optique pour qu'elle soit proche du rapport d'ouverture d'un éventuel futur grand projet scientifique. Ainsi, le correcteur d'aberration de sphéricité (entrée de l'optique focale) avait été dimensionné pour pouvoir fonctionner jusqu'à $\approx \frac{F}{2}$; en pratique avec des bases de

5, 10 m nous avons travaillé à $\frac{F}{7}$, $\frac{F}{3.5}$.

2.3 Les principaux résultats obtenus

Dans cette section, nous décrivons les principales solutions opto-mécaniques trouvées pour stabiliser les nacelles de Carlina et les mesures réalisées : amplitudes et fréquences des mouvements, précision sur le positionnement des miroirs, signal sur bruit obtenu sur les étoiles, etc. Toutefois, l'ensemble des détails techniques, ou des calculs opto-mécaniques et de réduction des données se trouvent dans les articles cités dans ce document. Ici, nous rappelons donc les résultats importants et nous discutons de certains aspects techniques et de solutions pour de futures expériences qui n'avaient pas pu être abordés dans les papiers.

2.3.1 Guidage

Lors d'une première expérience nous avons vérifié la possibilité de guider avec une nacelle accrochée à des câbles avec une précision de quelques secondes d'arc. En pratique, les optiques sont attachées sous un trépied de câble pour limiter leurs mouvements lorsque le support principal (ballon, câbles entre deux poteaux/relief) oscille dans le vent (Fig. 2.3). Le sommet de ce trépied est le centre de courbure du miroir primaire dilué et c'est aussi le point où est attaché la nacelle de métrologie. La nacelle focale est suspendue sous ce point et entraînée dans un mouvement équatorial par des câbles motorisés au sol (Fig. 2.4). Notons qu'il existe plusieurs façons d'accrocher la nacelle focale au sol et de piloter les moteurs qui entraînent cette nacelle Le Coroller et al. (2004). Nous avons opté pour une monture équatoriale (Fig. 2.4) qui permet de suivre les étoiles en pilotant un seul moteur. Le principal avantage de cette façon d'attacher la nacelle est que des oscillations (vibrations) dans les câbles tenant cette optique focale se traduisent uniquement en erreurs de guidage. La nacelle est bloquée et ne peut pas tourner sur elle-même, ce qui aurait un effet catastrophique sur l'image au foyer du correcteur d'aberration de sphéricité (voir Figs. 2.4 & 2.7).

A l'aide d'un montage optique très simplifié (deux miroirs primaires jointifs ; base 40 cm ; nacelle focale équipée d'une simple caméra), nous avons obtenu des franges sur l'étoile Vega (Le Coroller et al. 2004). Les deux miroirs étant adjacents, nous avons pu ajuster leur position sur la sphère primaire (mise en cohérence au micron) sans métrologie au centre de courbure ($\approx 70\text{m}$ au dessus du sol). Le réglage avait été réalisé à l'aide d'un montage optique simple au sol (Le Coroller et al. 2004) et nous avons pu contrôler la position des miroirs avec un micromètre ("palper" mécanique). Le rapport d'ouverture était de $\frac{f}{B} = \frac{35}{0.4} = 88$. Avec une optique aussi fermée, nous n'étions pas gênés par l'aberration de sphéricité

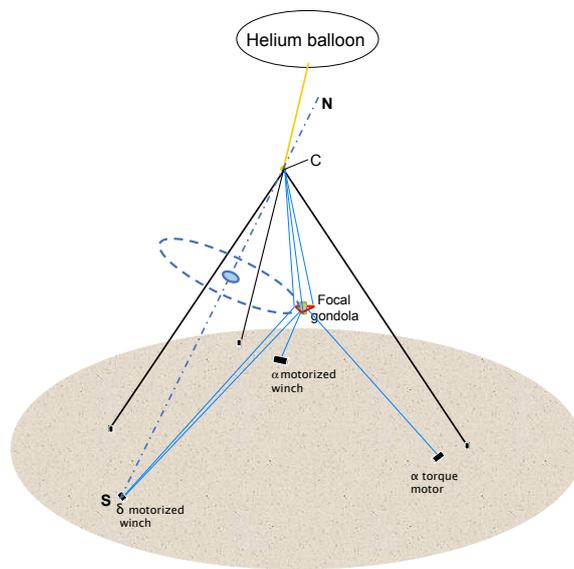


FIGURE 2.4 – Schéma décrivant l’entraînement de la nacelle focale : Celle-ci est suspendue (en C) par des câbles sous le centre de courbure du miroir primaire sphérique de telle manière qu’elle est contrainte à se déplacer sur la sphère focale. Elle est accrochée par deux câbles contrôlant l’azimut de la nacelle et se rejoignant à l’intersection du sol et de l’axe polaire passant par C, de telle façon qu’elle est entraînée par le moteur α dans un mouvement équatorial. Un seul moteur est nécessaire pour entraîner la nacelle. Le moteur couple maintient simplement une tension dans les câbles.

du miroir primaire dilué pour des étoiles passant proche de l'axe optique. Nous avons donc pu travailler sans correcteur d'aberration de sphéricité et la nacelle focale était équipée d'un simple CCD. Par ailleurs, une optique aussi fermée projette des franges de très grandes tailles ($44 \mu\text{m}$) sur la Sphère focale et il est relativement facile de les enregistrer sans qu'elles aient le temps de bouger pendant la pose. En effet, les erreurs de vitesse de guidage acceptables pour que les franges ne se déplacent pas pendant la pose sont directement proportionnelles au rapport d'ouverture. Pour pouvoir enregistrer des franges bien contrastées, il faut que la nacelle bouge de moins d'une frange pendant le temps d'intégration de la caméra. Lors de cette première expérience, il fallait donc que la vitesse de la nacelle focale ne dérive pas de plus de $44 \mu\text{m}$ par ms (une caméra rapide fait des poses de $1/1000 \text{ s}$), soit $\approx 40 \text{ mm}$ par seconde. Il a été relativement facile d'atteindre cette précision, et nous avons même pu obtenir des franges contrastées en $1/25 \text{ s}$ de pose avec un CCD "classique". Toutefois, un futur grand projet scientifique fonctionnera avec des bases de plusieurs dizaines voir centaines de mètres et l'optique focale devra donc être beaucoup plus ouverte. Il est en effet peu réaliste de placer des nacelles à plus de quelques centaines de mètre de hauteur au dessus du sol. Par ailleurs, pour une base donnée, plus l'optique focale est fermée, plus la sphère primaire est grande et nécessite un nombre important de miroirs primaires i.e. augmentation de la surface de verre et du coût du projet.

Cette première démonstration (Le Coroller et al. 2004) n'était donc pas réaliste en terme de précision à atteindre sur la stabilité de la nacelle focale pour enregistrer des franges sur des bases permettant de faire de la science (plusieurs dizaines de mètre). C'était principalement un test de guidage. Nous avons montré qu'une nacelle accrochée à des câbles à 35 m au dessus du sol peut suivre les étoiles avec une précision de quelque secondes d'arc.

Nous avons ensuite décidé d'étudier un cas plus réaliste, ouvert à $\frac{f}{3.5}$ en espaçant cette fois les miroirs primaires de Carlina sur des bases de $5 - 10 \text{ m}$. Les mesures enregistrées en 2004 ont toutefois permis de donner un ordre de grandeur aux amplitudes d'erreurs de vitesse de guidage attendues et nous ont beaucoup aidé pour établir les spécifications techniques de la suite du projet. Il était en particulier clair que les oscillations mécaniques de la nacelle avaient tendance à dominer sur le tip-tilt atmosphérique et que sans correction adaptative dans la nacelle, une caméra à comptage de photon capable de faire des poses inférieures à 10 ms serait nécessaire. Ce résultat de guidage nous a aussi motivé à trouver des solutions mécaniques (dans un premier temps sans asservissement) les plus performantes possibles pour stabiliser l'image. Cela montre encore une fois l'importance de procéder par étapes pour ce type de projet.

Notons que pour un projet dans l'espace, il est envisageable de travailler avec une optique plus fermée i.e. plus tolérante aux erreurs de mouvement du satellite focal.

Toutefois, pour des raisons de coût, dans l'espace, nous utiliserons tous les miroirs primaires (satellites primaires) à chaque instant contrairement au projet proposé au sol où la nacelle focale voit différentes parties de la pupille au cours du suivi. Dans l'espace un design optique avec un miroir primaire sphérique n'a donc plus grand intérêt, d'autant plus que nous ne profitons plus de la stabilité du sol pour positionner les sous-ouvertures. Le seul intérêt de cette configuration est de pouvoir utiliser une métrologie au centre de courbure qui pourrait être extrêmement précise, en égalisant des distances pour positionner les miroirs primaires sur une même sphère (Linz & Courde 2014). Ce type de métrologie est à comparer à des mesures absolues de distance (van den Berg et al. 2012) pour positionner des miroirs sur une parabole. Enfin, que ce soit pour un miroir sphérique ou parabolique, la stabilité (tolérance en amplitude et vitesse de mouvement pendant la pose) de l'optique focale nécessaire pour enregistrer les franges dépend uniquement de leur taille ($\lambda F/B$). De plus, la tolérance en translation sur le positionnement des miroirs primaires augmente aussi avec F/B . De ce point de vue, nous gagnions donc à travailler avec une optique relativement fermée. Toutefois, plus les distances sont importantes, plus il faut déplacer les satellites (portant les miroirs primaires et le recombineur focal) sur de grandes distances pour pointer une nouvelle étoile. Cela peut donc prendre un certain temps pour remettre tout le système en station et poser des problèmes d'énergie.

2.3.2 Métrologie de mise en cohérence des Miroirs primaires de Carlina

Principe de la métrologie : une source au centre de courbure du miroir primaire dilué éclaire les miroirs au sol. Ces miroirs forment alors une image retour de la source au centre de courbure. La superposition de ces images crée des franges d'interférences lorsque les miroirs sont réglés sur la sphère primaire avec une précision meilleure que la longueur de cohérence de la source ($\approx 1\mu\text{m}$ avec un laser supercontinuum).

Pour éviter d'avoir un dispositif lourd (laser blanc, optiques, caméra, etc.) et difficile à régler au centre de courbure, nous avons choisi de renvoyer toute l'optique au sol à l'aide d'un miroir de renvoi convexe placé proche du centre de courbure (voir Fig. 2.5 & 2.6). Afin de réduire au maximum l'effet des oscillations mécaniques induites par le vent sur les rayons optiques, j'ai proposé d'attacher ce miroir de telle manière qu'il tourne autour de son propre centre de courbure lorsque la monture qui tient l'ensemble de l'expérience oscille dans le vent. Suite à de nombreux essais et réalisations de maquettes, nous avons trouvé une solution en fixant ce miroir sous une poutre de taille égale à son rayon de courbure.

Le câble qui porte toute l'expérience est attaché au pied de cette poutre où se trouve le miroir de métrologie. Il tend ainsi un double trépied de câble attachés respectivement au pied et au sommet de cette poutre (voir Fig. 2.6). Ce dispositif opto-mécanique a largement été détaillé dans Le Coroller et al. (2012). Il a permis de réduire les oscillations du centre de courbure de cette optique d'un facteur 10 par rapport à une mécanique où nous aurions attaché le miroir directement au sommet d'un seul trépied de câble (comme dans la Fig. 2.3 décrivant le principe de Carlina). Grâce à cette mécanique, lorsque le ballon oscille de quelques mètres dans le vent, le miroir de métrologie se déplace de quelques millimètres tandis que son centre de courbure oscille de moins de 300 μm . C'est un des résultats importants de cette expérience d'avoir réussi à stabiliser une optique avec une précision de l'ordre de 100 μm à 70 m au dessus du sol sous un ballon qui oscille de plusieurs mètres dans le vent ! Grâce à la stabilité atteinte, nous avons pu chercher facilement les franges de métrologie et régler les trois miroirs primaires de Carlina avec une précision de l'ordre du micron (Le Coroller et al. 2012). Une fois obtenues, nous n'avons jamais perdu, les franges de métrologie. Nous avons juste constaté une légère dérive facilement rattrapable, de quelques microns sur plusieurs dizaines de minutes. Avec notre montage, il est difficile de séparer la partie de cette dérive liée aux mouvements du sol de ce qui est liée au montage mécanique. En particulier, nous utilisons un asservissement qui permet de stabiliser la nacelle de métrologie autour d'une position fixe dans le ciel. Cet asservissement utilise deux lunettes (sorte de vision stéréoscopique) qui observent la position de la nacelle de métrologie (Fig. 2.6) et envoie des ordres aux moteurs du trépied du bas pour ramener le miroir de métrologie à sa position initiale. Toutefois, nous n'avons pas eu le temps, ni les moyens de construire des montures très stables (ex : en carbone) pour les lunettes de cet asservissement. Des dérives (en particulier liées à la température et au vent) de pointage d'une seconde d'arc de ces lunettes entraînent un déplacement du miroir de métrologie et du centre de courbure de la sphère géante (donc des franges). Il est donc très probable que les dérives observées soient liées à ces montures et non au sol. Par ailleurs, avant chaque nuit d'observation nous avons pré-réglé les miroirs à l'aide d'une "station totale" (Le Coroller et al. 2012). Cet appareil nous a permis de vérifier que le sol est stable sur plusieurs semaines avec une précision de l'ordre de 100 μm . C'est la précision de mesure que nous avons pu atteindre en air calme (la nuit) avec cet appareil pour positionner de manière différentielle (en relatif) des miroirs espacés d'une dizaine de mètre. Pour conclure, les dérives mécaniques et du sol sont très lentes avec des petites amplitudes et facilement contrôlables par une métrologie. C'est un résultat important de cette expérience montre la possibilité d'asservir des grandes structures (ici constituées de câbles) dans le vent pour positionner des optiques au sol avec une précision de l'ordre du micron.

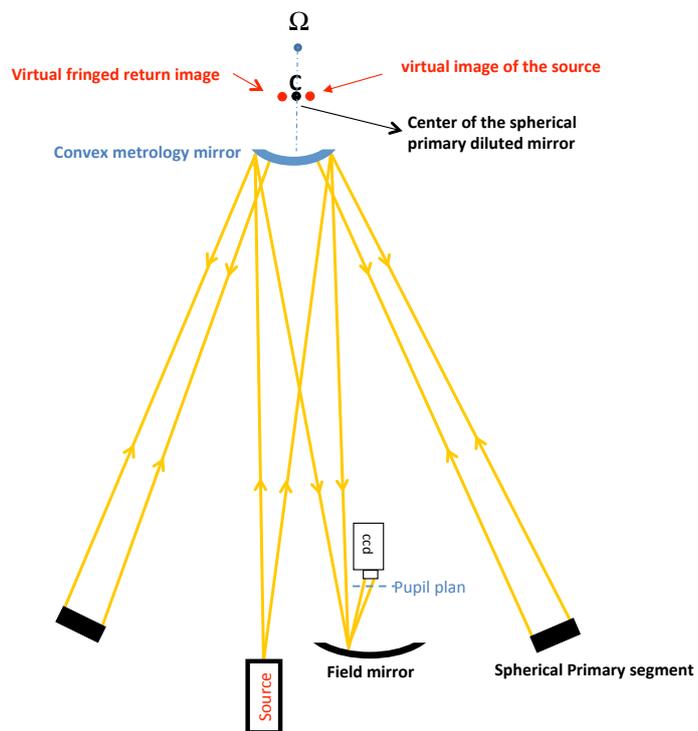


FIGURE 2.5 – Schéma montrant le tracé des rayons de la métrologie de mise en cohérence des miroirs de Carlina. Ce schéma n'est pas à l'échelle pour pouvoir représenter dans une même image l'ensemble des miroirs. La source, le miroir de champs et le CCD qui image les franges de métrologie, sont disposés sur une table de métrologie au sol (voir Fig. 2.6).

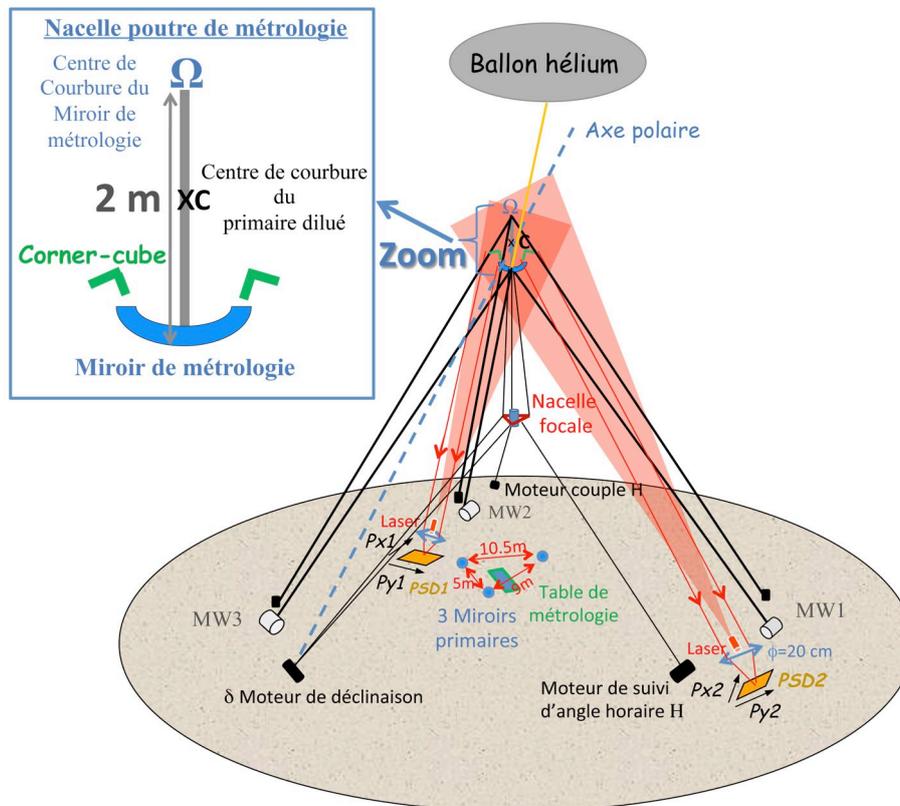


FIGURE 2.6 – Schéma non à l'échelle, représentant les principaux éléments (câbles, optiques) de Carlina. La nacelle de métrologie est attachée entre deux trépieds de câbles et est constituée d'une poutre de la longueur du rayon de courbure du miroir de métrologie (2 m à l'OHP). La force de traction, ici exercée par un ballon, s'applique au pied de cette poutre de telle manière que le miroir de métrologie (également attaché au pied de la poutre) tourne autour de son propre centre de courbure Ω lorsque le ballon oscille dans le vent. Ainsi, les oscillations du miroir de métrologie n'ont pratiquement aucun effet sur les rayons optiques. Deux lunettes équipées de lasers éclairent des coins de cube sur la poutre et détectent les mouvements. Trois moteurs (MW1, MW2, MW3) asservissent le trépied du bas pour ramener le bas de la poutre et donc aussi le haut par équilibre des forces toujours à la même position. Notons que le haut de la poutre aurait aussi pu être asservi pour améliorer le positionnement de l'ensemble. Grâce à ce montage, de manière passive, le point Ω bouge avec des amplitudes dix fois plus faibles que le miroir de métrologie où s'exerce la force de traction. La table optique est équipée de plusieurs lasers et distos permettant l'alignement de la nacelle de métrologie (71 m au dessus du sol). Les asservissements et la métrologie sont décrits plus en détail dans Le Coroller et al. (2012) & Le Coroller et al. (2015a).

2.3.3 La nacelle focale et obtention de franges stellaires sur Deneb

Il est plus difficile de stabiliser la nacelle focale que la nacelle de métrologie car elle se déplace de plusieurs mètres pour suivre les étoiles et nous ne pouvons donc pas trouver une solution mécanique pour l'asservir autour d'une position fixe (comme c'est le cas pour la nacelle poutre de métrologie).

Nous devons suivre l'étoile avec une précision équivalente à celle d'une ligne à retard sur un interféromètre "classique" qui aurait la même base (Dejonghe et al. 2014). Ainsi, pour un interféromètre d'une centaine de mètres de base, la nacelle focale doit se déplacer à plusieurs millimètres par seconde tout en tolérant des erreurs de guidage inférieures à la longueur d'onde ($1 \mu\text{m}$) par temps d'exposition.

Ce niveau de précision est déjà difficile à atteindre pour des lignes à retard au sol ; cela relève donc de l'exploit d'arriver à une telle précision à plusieurs dizaines de mètres au dessus du sol, accroché à des câbles ! Notons également que l'optique focale et en particulier le correcteur d'aberration de sphéricité est peu tolérant aux rotations (Le Coroller et al. 2004). Ainsi, une erreur d'orientation du correcteur d'aberration de sphéricité de plus de quelques dizaines de seconde d'arc génère des aberrations qui séparent les images produites par les miroirs au sol et donc détruisent les franges. Pour répondre à ces contraintes, la nacelle a été attachée avec le plus grand soin :

- Elle est suspendue sous la nacelle de métrologie, elle-même stabilisée par un trépied de câbles motorisés (voir Fig. 2.6).
- Elle est attachée de telle manière que toutes les rotations (de la nacelle focale) sont bloquées (à part le mouvement équatorial autour du centre de courbure du primaire dilué) à l'élasticité près des câbles (Fig. 2.7).
- Pour supporter les petites variations de longueur des câbles, liées à leur élasticité, cette optique focale est tenue dans un triangle en carbone d'environ trois mètres de côté de telle manière que les mouvements différentiels de longueur des câbles ($\approx 1 \text{ mm}$) génèrent des rotations sur celle-ci inférieures à la minute d'arc.
- Elle est attachée de telle façon que toutes les forces exercées par les câbles se rejoignent au centre de gravité de cette nacelle (Fig. 2.7). Ainsi les variations de longueurs des câbles dans le vent ne génèrent aucune rotation de la nacelle sur elle-même. Les petites translations résiduelles du centre de gravité correspondent à des erreurs de guidage et de foyer.

Grâce à ce dispositif, nous avons pu suivre les étoiles avec une précision de quelques secondes d'arc (Dejonghe et al. 2014) par des vents inférieurs à 10 km/h . Nous avons vérifié que les oscillations verticales de la nacelle focale restent modérées

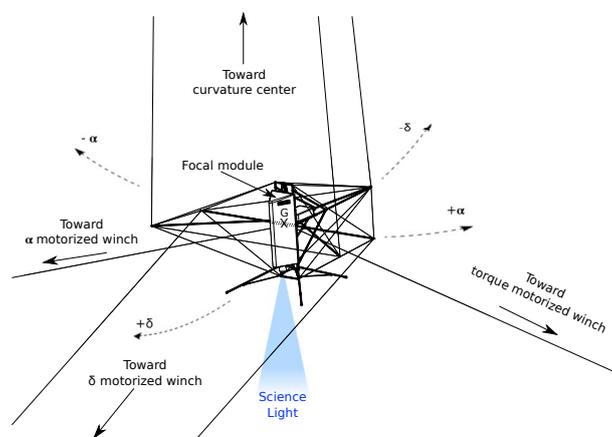


FIGURE 2.7 – Schéma représentant l'ensemble des câbles qui tiennent la nacelle focale. La longueur des 2 câbles notés α est ajustée pour suivre l'étoile et compenser le mouvement de rotation de la terre. Les deux câbles δ se rejoignent au sol (voir Fig. 2.6) et permettent de régler la déclinaison pointée par la nacelle. La longueur relative entre ces deux câbles permet d'ajuster l'azimut de la nacelle (fixe une fois réglé). Cet angle est peu critique pour une recombinaison Fizeau. Par contre, il doit être très bien ajusté si nous souhaitons envoyer la lumière dans les micro-lentilles d'un densifieur ou dans des fibres optiques. Les mouvements de rotation de la nacelle sur elle-même sont bloqués. L'ensemble des forces exercées par les câbles se rejoignent au centre de gravité de la nacelle focale.

et ne génèrent pas de dé-focalisation importantes i.e. les images des trois miroirs (tâches de seeing) restent bien superposées pendant tout le suivi. Notons qu'il s'agit d'images de speckles liées à un $r0$ de $\approx 5 - 7$ cm à l'OHP. Un mode adaptatif, avec une correction du front d'onde sur chaque sous-ouverture, nécessiterait aussi certainement un ajustement adaptatif du foyer. Par ailleurs, à ce stade de l'expérience le ballon a posé d'importants problèmes. En particulier, nous ne pouvions pas le laisser dehors sans surveillance pendant la journée. Au delà de 20 km/h , il tire très fortement sur l'ensemble de l'expérience risquant de casser les nacelles et les optiques... Nous devons donc démonter, remonter et réaligner l'ensemble de l'expérience chaque nuit. La mise en place de toute l'expérience (sortie du ballon, préparation des câbles, montée de l'expérience), l'alignement précis de la nacelle de métrologie, puis la recherche des franges de métrologie prend plusieurs heures. Nous n'étions donc prêt à observer qu'en fin de nuit, alors qu'il n'y avait souvent plus d'étoiles assez brillantes à pointer ($mv < 6$) pour les trois petits miroirs de 25 cm .

Enfin, par des vents supérieurs à $10 - 15\text{ km/h}$, un des câbles sous le vent du trépied se détend et nous ne pouvons plus faire les alignements. Comme nous

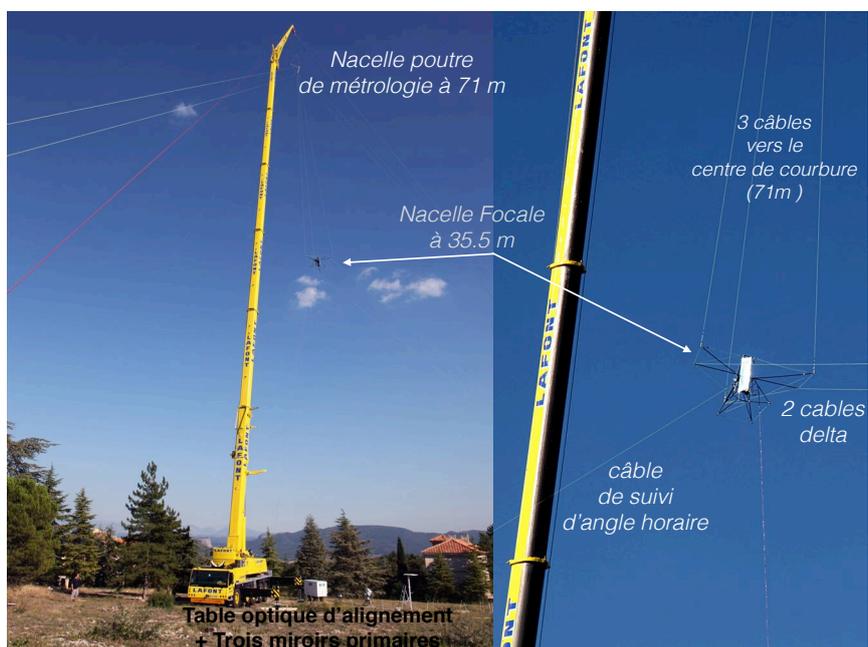


FIGURE 2.8 – Photo de l’expérience Carlina montée sous une grue. A gauche, l’ensemble de l’expérience est visible tandis qu’à droite la photo est cadrée sur la nacelle focale. Nous apercevons certains des câbles. Les nacelles sont attachées comme décrit à la Fig. 2.6. Sur cette photo, la table de métrologie est fermée (voir photo détaillée du montage de métrologie dans Le Coroller et al. 2012).

n’avions pas le budget pour installer un poteau d’une centaine de mètre de haut, nous avons loué une grue pour finir l’expérience (Le Coroller et al. 2015a). La société Rouvier Lafont a sponsorisé une partie de ces nuits (Fig. 2.8).

Ceci montre que l’ensemble du dispositif opto-mécanique peut effectivement être installé sous n’importe quel type de monture. La grue a un comportement dans le vent certainement plus proche de ce que nous pourrions avoir dans un projet futur qui serait suspendu sous des poteaux et/ou câbles tendus entre deux reliefs. Après 4 nuits d’observation, nous avons obtenu des franges sur l’étoile Deneb (Fig. 2.9) avec la base de 5 m (Le Coroller et al. 2015a). Cette nuit là, le miroir nord n’avait pas été réglé et était masqué.

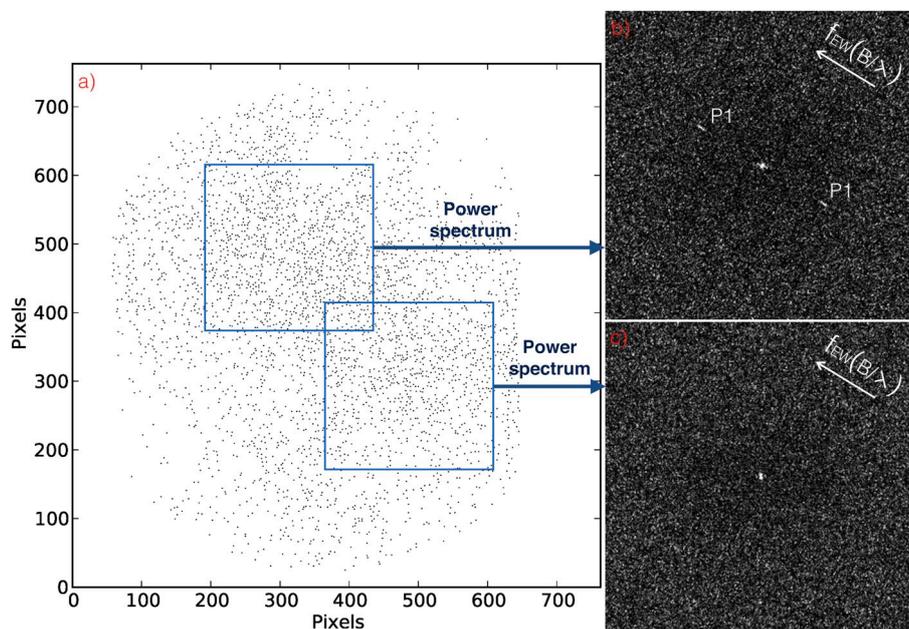


FIGURE 2.9 – a) image à comptage de photon obtenu sur Deneb (Le Coroller et al. 2015a). b) Spectre de puissance de la partie haute de l’image (carré bleu) avec détection des pics franges (P1) sur la base de 5 m. c) Pas de pics franges dans le spectre de puissance de la partie basse de l’image, montrant que les franges étaient localisées plutôt dans la partie haute de cette image.

2.4 Conclusion sur l'expérience Carlina et prospective

Nous avons démontré qu'il est possible d'acquérir des franges en mode "speckle" (Fig. 2.9) avec un télescope dilué constitué de câbles pour tenir l'optique focale à plusieurs dizaines de mètres au dessus du sol. Il est à noter que les franges sur Deneb ont été obtenues pendant la période la plus calme (vitesse de vent nulle et "seeing" $< 1''$) des quatre nuits d'observation. Nous démontrons dans ce dernier article (Le Coroller et al. 2015a) que malgré les asservissements et le soin que nous avons mis pour attacher les nacelles, la détection des franges stellaires a fortement été perturbée par les oscillations de la nacelle focale dans le vent. Ainsi, aucune frange n'a été détectée sur γAnd et θAnd observées dans cette période avec des vents compris entre 0.3 et 3 m/s. Dès que le vent forçait légèrement, les franges sont brouillées par des oscillations de la nacelle focale de l'ordre d'une dizaine d'arcseconde à 0.2 Hz. Par vent faible, nous avons observé des fréquences et amplitudes d'oscillations du même ordre de grandeur sous le ballon. Ceci montre que les oscillations sont liées à des résonances des cordes dans le vent, et non aux mouvements de la monture (grue, ballon) qui portent l'expérience. Andersen et al. (2014) a aussi trouvé ce type de fréquences à l'aide d'un modèle numérique simulant les cordes de Carlina. Notons que ces fréquences sont relativement lentes et qu'il sera possible de stabiliser l'image à l'aide d'une correction de Tip-tilt dans la nacelle. En effet, les corrections de guidage étaient effectuées uniquement en tirant sur des câbles d'entraînement de la nacelle d'une centaine de mètre de long (voir Figs. 2.6 & 2.7) !

Par ailleurs, ces quinze dernières années l'interférométrie "classique" fonctionnant avec des lignes à retard a énormément progressé et des suiveurs de franges "adaptatifs" commencent à apparaître (ex : Gravity). De même une nouvelle génération d'Optique Adaptative extrême permettant d'atteindre des rapports de Strehl > 0.95 est installée sur les grands télescopes (ex : projet SPHERE). Dans ce contexte, des télescopes dilués comme Carlina, pourront avoir un avenir uniquement s'ils sont capables de fonctionner en mode adaptatif (correction du front d'onde entre les sous-ouvertures et sur chaque sous-ouverture $\ll \lambda$). C'est une condition indispensable pour dépasser les niveaux de contrastes et de sensibilités actuels tout en profitant de la forte résolution angulaire qu'un télescope dilué de plus de 50 – 100 mètres d'ouverture pourrait apporter.

2.4.1 Études mécaniques nécessaires avant de construire un futur grand télescope dilué

A l'OHP, nous avons principalement mesuré les oscillations des nacelles à partir d'images enregistrées sur les caméras de métrologies et scientifiques (fonctionnant à des vitesses de $1/1000$ s). Une analyse plus fine des vibrations à haute fréquence sera donc nécessaire avant d'envisager un autre projet. Pour le très haut contraste (coronographie, Nulling), il est en particulier nécessaire de déterminer la fréquence des vibrations avec des amplitudes supérieures au nanomètre. Selon le théorème de Maréchal (eq. 3.1) le front d'onde doit être contrôlé avec une précision manométrique pour atteindre des contrastes de $10^{-9} - 10^{-10}$. Si la nacelle oscille avec des vitesses importantes, plus rapidement que le tip-tilt atmosphérique, typiquement supérieur à 1 frange par milliseconde, il devient très difficile de faire des mesures précises (au nanomètre) et de corriger ce type de mouvement. En effet, même avec des sous-ouvertures de plusieurs mètres, nous manquons généralement de photons pour mesurer précisément des perturbations rapides du front d'onde. Ainsi, sur des télescopes monolithiques comme le VLT (8 m de diamètre), il est déjà problématique de contrôler le Tip-tilt atmosphérique (plus les résidus de mouvements du télescope) à mieux qu'un dixième de la largeur de la tâche d'airy sur des temps de l'ordre de la milliseconde (spécification pour SPHERE). Des accéléromètres peuvent éventuellement être utilisés mais ils ont leurs propres bruits, dérives et limites de sensibilités.

Pour mieux caractériser ces hautes fréquences sur un télescope à câble comme Carlina, il pourrait être envisagé d'utiliser des pylônes existants de plus de 100 m et de réaliser des montages simplifiés. Il n'y a pas besoin d'optique focale pour ce type de caractérisation. Il faut juste reproduire la géométrie des câbles et la masse des nacelles (pas besoin de miroirs au sol, ni de moteurs pour suivre les étoiles, ni même d'être dans un site avec des conditions atmosphériques de qualité). Des accéléromètres précis pourraient être utilisés pour mesurer les fréquences d'oscillation en fonction de la vitesse du vent. Une métrologie optique simplifiée (ex : Michelson, disto, etc.) peut aussi être employée. En complément de cette approche, des modèles numériques simulant le comportement non-linéaire des câbles peuvent permettre d'identifier les modes propres de ces systèmes (Andersen et al. 2014). Des simulations ont déjà montré que nous pouvons significativement modifier les modes de résonance en agissant sur la tension des câbles et sur la masse de la nacelle. Torben Andersen travaille actuellement sur un modèle numérique reproduisant la géométrie complète des câbles de Carlina. Ce modèle devrait permettre d'identifier les fréquences de résonances mais aussi de chercher s'il existe des solutions où les vitesses importantes (typiquement une frange par milliseconde pour un système ouvert à $F/2$) de la nacelle focale peuvent être

éliminées passivement. Pour cela, nous jouerons sur la tension des câbles, la masse des nacelles et éventuellement des mécanismes d'amortissement.

Pour conclure, il est indispensable d'éliminer passivement (amortissement, en évitant les résonances à ces fréquences, etc.) les oscillations à haute fréquence ($> 100 - 1000 \text{ Hz}$), d'amplitudes nanométrique (ou plus grande) car nous ne pourrions pas les mesurer sur les étoiles (par manque de lumière) et nous ne pourrions donc pas les supprimer quelque soit la qualité de l'électronique et des actionneurs des systèmes d'O.A. et de correction de Tip-Tilt.

2.4.2 Études optiques nécessaires avant de construire un futur grand télescope dilué

Enfin, d'un point de vue optique, les télescopes mono-pupilles comme les VLTs ou les futurs ELTs sont d'excellents "bancs de test" pour étudier la meilleure façon de recombinaison des pupilles diluées et les performances atteignables en terme de contraste et d'imagerie. Plusieurs expériences de masquages d'ouverture ont déjà été réalisées notamment au Keck (Kraus et al. 2011) et sur le VLT (Lacour et al. 2011). En effet, même pour des télescopes "classiques" ayant un miroir primaire "plein", il peut être intéressant de masquer la pupille et d'observer avec une ouverture diluée, équivalent au miroir dilué d'un futur Carlina mais pour des bases plus petites : 10–40 m. Cette technique de recombinaison interférométrique derrière un miroir plein, permet d'extraire des observables indépendants des erreurs résiduelles de phase de l'Optique Adaptative comme les clôtures de phase. Nous ne sommes donc plus limités par le bruit de speckle généré par la turbulence atmosphérique ou par les erreurs de phases non corrigées par l'O.A. De plus, contrairement à la coronagraphie, ces méthodes interférométriques n'utilisent pas de masques et permettent d'observer à haut contraste très près de l'étoile centrale (λ/D). Ainsi, (Lacour et al. 2011) atteint des contrastes de $\approx 10^{-3}$ à une séparation angulaire de λ/D (D étant la taille du miroir primaire). Par contre, pour que les pics franges ne se chevauchent pas dans l'espace de Fourier, les masques de pupilles utilisés doivent être non-redondants. Nous perdons donc une grosse partie du flux du miroir primaire. Ces dernières années, Martinache (2010) a montré que derrière une Optique Adaptative extrême, il est possible d'extraire dans une pupille redondante (ex : miroir plein) d'autres observables (que des clôtures de phase), appelé Kernel-Phases. Cette "généralisation" de la clôture de phase est rendue possible en linéarisant les termes complexes d'erreurs de phase en chaque point du front d'onde. L'auteur montre que l'on peut extraire plus de noyaux de phases que de clôtures de phase et donc augmenter significativement l'information extraite sur l'objet observé. C'est un résultat important car la redondance peut en effet renforcer le signal sur bruit et le contraste maximum accessible.

Dans le domaine des exo-planètes, théoriquement une seule fréquence spatiale (une base) est nécessaire pour caractériser un système simple comme une étoile et sa planète. Pour avoir le maximum de signal sur bruit (contraste) il est donc intéressant de profiter de la redondance du miroir (plusieurs fois la même information). Remarquons qu'un interféromètre comme Carina peut aussi être recombinaé avec des bases redondantes (ex : en plaçant les miroirs le long d'un réseau périodique)...Néanmoins, si ces observables (clôtures de phase et noyaux de phase) permettent de s'affranchir du bruit de speckle (erreurs de phase restant après l'O.A.), ils n'éliminent pas la lumière de l'étoile, et donc le bruit de photon associé. Pour atteindre les performances ultimes en terme de très haut contraste notamment pour l'imagerie de super-terres, il est donc intéressant de coupler un coronographe ou nulleur qui élimine la lumière cohérente de l'étoile avec un système pour mesurer des "noyaux de phases" ou Kernel-Phase qui éliminent les speckles résiduels de l'étoile (lumière "incohérente" qui n'a pas été retirée par le dispositif coronographique/nulleur). Il peut aussi être intéressant de recombinaer le miroir géant sur des bases redondantes pour renforcer le signal sur bruit sur la fréquence spatiale planète-étoile et de moyennner les résidus d'erreurs de phases à cette fréquence. Je discute ces idées dans mon projet de recherche au chapitre 4.2.

Chapitre 3

Coronographie

3.1 État de l'art de la coronographie et de l'imagerie à haut-contraste

La lumière des étoiles étant $10^4 - 10^{10}$ fois plus brillante que les planètes qui tournent autour, il est extrêmement difficile de détecter ces dernières. Au foyer d'un télescope, l'image des planètes se retrouve noyée dans les anneaux de diffraction de l'étoile (voir Fig. 3.1). Ainsi, la plupart des 1900 exo-planètes détectées depuis 1995, l'ont été de manière indirecte (par mesure de vitesses radiales ou transits photométriques). Cependant, la coronographie inventée dans les années 1930 par Bernard Lyot, initialement pour observer la couronne solaire, a énormément progressé ces 20 dernières années. Cette technique, couplée à une Optique Adaptative extrême XAO (pour corriger les erreurs de phase induites par l'atmosphère sur le front d'onde) permet d'effacer la lumière de l'étoile et de détecter par imagerie directe des planètes $10^{-6} - 10^{-7}$ fois moins brillantes que leurs étoiles.

3.1.1 Principe de la coronographie

Le principe de la coronographie est rappelé à la Fig. 3.1 : un masque est placé dans un plan focal ; il interfère avec la lumière et par diffraction, la renvoie dans un anneau dans le plan pupille relayé (Fig. 3.1). A cet endroit, un Lyot Stop (diaphragme) bloque la lumière en anneau. Une dernière lentille re-focalise les rayons dans un plan image. En ajustant correctement la taille des masques (Stop et Lyot-Stop) et en apodisant la pupille d'entrée (ex : Soummer 2002), le coronographe peut éteindre pratiquement toute la lumière de l'étoile. La lumière de la planète passant sur le côté du masque (Fig. 3.1), elle n'est pas diffractée dans un anneau au niveau du Lyot-Stop. Finalement, elle traverse le coronographe sans être

arrêtée ; seul un pourcentage minime de la lumière de la planète est bloqué par le Lyot-Stop. Notons, qu'il existe un très grand nombre de variantes de coronographe utilisant des masques opaques, de phases (Roddiier & Roddiier 1997 ; Grover A. Swartzlander 2011)

3.1.2 Effet de la turbulence atmosphérique et correction adaptative

En pratique, la turbulence atmosphérique et les défauts de l'optique génère un bosselage (principalement des défauts de phase) sur le front d'onde. Ces défauts cassent les anneaux de la tâche d'Airy au foyer du télescope en tavelures appelées aussi speckles (multiples tâches de lumière dans le plan image, chacune de la taille d'une tache d'Airy). Une grande partie de la lumière de ces speckles n'est pas arrêtée par le Lyot-Stop. Le coronographe ne fonctionne plus avec de la turbulence atmosphérique (voir Fig. 3.1) ! Nous utilisons donc une Optique Adaptative qui corrige les défauts de phase du front d'onde à l'aide d'un senseur et d'un miroir déformable. Nous rappelons également les principales caractéristiques d'une image coronographique derrière une OA à la Figure 3.1 : la distance entre les actuateurs du miroir adaptatif donne la taille de la zone corrigée par l'OA qui est donc de $\lambda/2d$ avec d la distance inter-actuateurs. C'est la zone sombre dans un cercle de 0.8 seconde d'arc de rayon pour l'instrument IRDIS/SPHERE à 1.6 μm . SPHERE est un instrument coronographique fonctionnant avec une Optique Adaptative Extrême qui a été mis en service en 2014 sur l'UT3 du VLT (Langlois et al. 2014). Les simulations présentées dans cette HDR ont toutes été réalisées à partir des caractéristiques d'un instrument comme SPHERE. Au delà de cette zone, la lumière s'étale sous forme de speckles qui suivent les caractéristiques de la turbulence atmosphérique sans correction (spectre de puissance suivant une loi en $f^{-11/3}$). Dans la zone corrigée par l'OA, il reste des speckles ayant un niveau de contraste d'environ $10^{-3} - 10^{-4}$ sur les instruments les plus performants comme SPHERE pour des poses courtes de typiquement une seconde. Théoriquement, en augmentant le temps de pose, les résidus de speckles atmosphériques doivent se moyennner et nous pouvons atteindre des contrastes de 10^{-6} en une heure de pose. Néanmoins, des speckles fixes ou lentement variables liés à des défauts instrumentaux empêchent d'atteindre ces niveaux de contraste. En effet, les speckles fixes ne se moyennnent pas et leur intensité augmente avec le temps de pose autant que celle de la planète qui reste donc noyée dans la lumière de l'étoile (voir Fig. 3.2).

3.1.3 Rappel sur la méthode ADI

Pour atteindre des très hauts niveaux de contraste ($10^{-6} - 10^{-7}$), les speckles fixes ou lentement variables liés aux défauts instrumentaux doivent donc être retirés par traitement d'image, notamment grâce à une technique nommée "Angular Differential Imaging" (Marois et al. 2006). La méthode ADI consiste à observer les étoiles environ 1-2 heures proche du transit, là où la rotation de champs est la plus forte avec une monture Altazimutale. Dans cette période, les speckles quasi-statiques (ou lentement variables) liés à l'instrument, tournent par rapport à la planète et peuvent donc être corrigés (Marois et al. 2006). Depuis sa création, plusieurs raffinements mathématiques ont été développés pour rendre cette technique plus performante et effacer le plus efficacement possible les speckles lentement variables. Mais le principe de base est simple : il s'agit de créer une PSF de référence que l'on soustrait à chaque image individuelle (de quelques secondes) pour effacer les speckles fixes. Dans sa version mathématique la plus simple, nous faisons une médiane de toutes les images. Comme la planète s'est déplacée par rapport aux speckles avec la rotation de champs du télescope, la médiane ne contient plus la planète et nous obtenons une carte de speckles fixes. Les autres méthodes mathématiques (ex : LOCI-ADI) sont mieux adaptées à des speckles qui ne sont pas parfaitement fixes mais qui évoluent (déplacement, déformation) lentement (sur quelques minutes) par exemple avec les variations de température de l'instrument. Ainsi, l'instrument SPHERE installé au foyer du VLT (UT3) en 2014 permet d'obtenir des images (ou des spectres) de planètes massives (type Jupiter) autour d'étoiles jeunes et de caractériser ces objets jusqu'à 10^{-6} fois moins brillant que l'étoile : orbite, atmosphère (composition, température, densité), statistique, etc.

3.1.4 Nécessité de proposer une nouvelle génération d'instrument pour l'imagerie à très haut-contraste

Un très grand nombre de planètes moins massives ou autour d'étoiles plus vieilles (planètes moins chaudes et moins brillantes par rapport à leur étoile) restent inaccessibles aux techniques d'imagerie directe les plus performantes. Par exemple, Jupiter dans notre système solaire est 10^{-8} fois moins brillant que le soleil et une terre sera 10^{-10} fois moins brillante que son étoile en infrarouge proche.

D'après le théorème de Maréchal (Eq. 3.1), il faut une précision (stabilité) sur le front d'onde de l'ordre de 1 nm (en infrarouge proche) pour atteindre (i.e. supprimer les speckles diffractés dans le plan image) des contrastes de $10^{-9} - 10^{-10}$ derrière un coronographe !

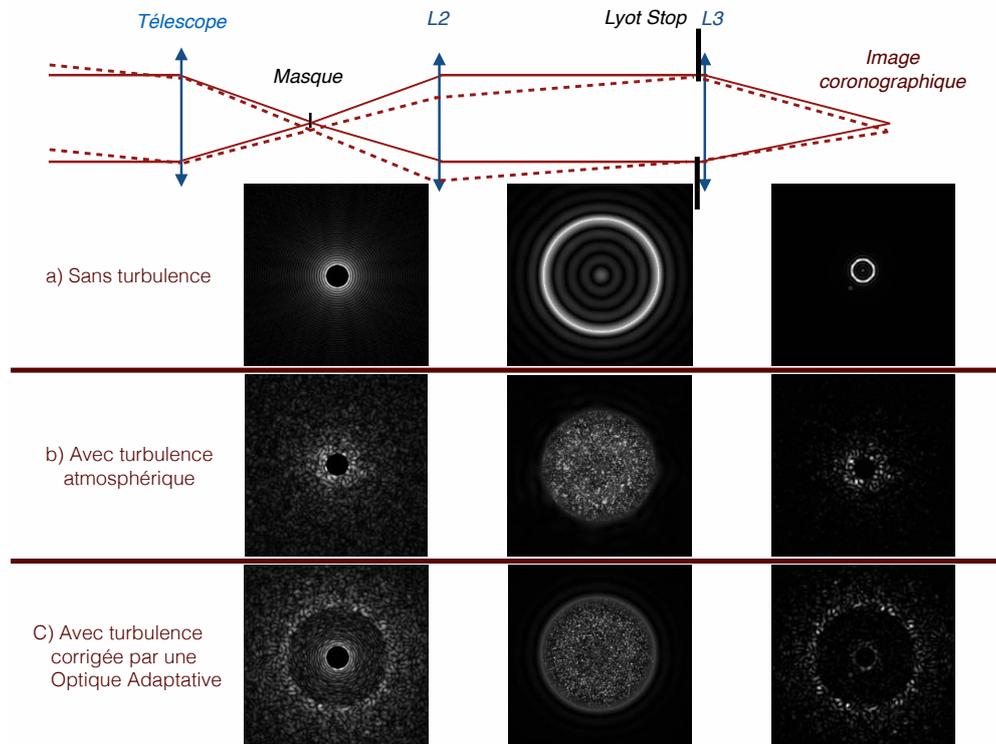


FIGURE 3.1 – En haut, schéma de principe d'un coronographe : Le télescope focalise la lumière de l'étoile ce qui forme par diffraction dans le plan image, une tâche d'Airy parfaite, s'il n'y a pas de défaut sur le front d'onde (tâche d'une largeur à mi-hauteur de $1.22 \frac{\lambda}{D}$) entourée d'anneaux. Ce sont ces anneaux qui empêchent de détecter les planètes $10^{-4} - 10^{-10}$ fois moins brillantes que leur étoile (image en haut à gauche). Un masque opaque (pour le coronographe de Lyot) large du rayon de quelques anneaux d'Airy, bloque la lumière centrale de la tâche d'Airy. Par diffraction, la lumière des anneaux de la tâche d'Airy est renvoyée dans un anneau brillant au niveau de la pupille imagée par L2 (image en haut au milieu). A cet endroit, un Lyot-Stop (diaphragme circulaire) bloque la lumière (en anneau) provenant de l'étoile. Dans le plan focal final, pratiquement toute la lumière de l'étoile a été éliminée. En fonction du type d'apodisation, et des masques, il peut rester un peu de lumière. La lumière de la planète (traits pointillés) ne passe pas par le masque coronagraphique et n'est pas arrêtée. Ces simulations reproduisent les caractéristiques du coronographe de l'instrument IRDIS de SPHERE (voir Fig. 3.2). La ligne a) montre de gauche à droite la distribution d'intensité au niveau du masque de Lyot, du Lyot-Stop et de l'image finale sans défauts de phase sur le front d'onde. Même chose en b) mais avec de la turbulence atmosphérique. Même chose en c), avec de la turbulence atmosphérique corrigée par l'OA (caractéristiques de SPHERE). La planète a été rajoutée en intensité dans les images finales. Elle est visible dans l'image sans turbulence et corrigée par OA. Avec la turbulence atmosphérique, elle est noyée dans les speckles (image du milieu à droite).

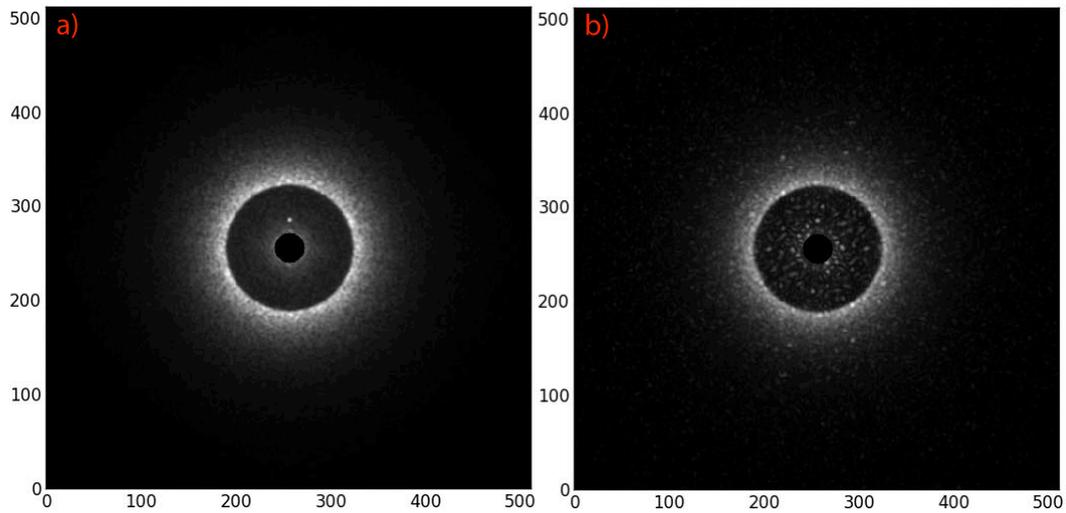


FIGURE 3.2 – Simulations d’images coronagraphiques réalisées par Mathias Nowak en stage de M2 sous ma direction. Nous avons reproduit les caractéristiques d’images obtenues avec l’instrument IRDIS de SPHERE installé au foyer du télescope UT3 (ESO) de 8 m de diamètre. A $1.6\mu\text{m}$ le champ corrigé (zone sombre autour du masque noir au centre) est d’environ 0.8 seconde d’arc de rayon. Nous avons opté pour un masque de $4.5\frac{\lambda}{D}$ (0.17 secondes d’arc) de diamètre. Nous utilisons un code de Thierry Fusco (ONERA/LAM) pour générer les masques de phase en aval de l’optique adaptative. Cette simulation suppose un paramètre de Fried $r_0 = 0.8$ arcsecondes. Nous avons intégré 100 images d’environ 10 ms de pose chacune (la turbulence est figée pour chaque pose de 10 ms). L’image a) est obtenue uniquement avec les résidus de turbulence atmosphérique derrière l’OA alors que nous avons rajouté des speckles fixes dans l’image b). Les speckles fixes suivent une loi en $1/f^2$ avec des défauts sur le front d’onde d’environ 30 nm RMS. Sur l’image a), nous voyons que les résidus (après l’OA) de speckles atmosphériques se moyennent parfaitement et la planète sort du fond. Sur l’image b) les speckles fixes se sont sommés pendant 1 seconde et dominant largement le fond. Du coup, la planète est indétectable. Les méthodes ADI suppriment ces speckles.

$$G = \frac{N}{k_0^2 \langle h^2 \rangle} \quad (3.1)$$

Aujourd'hui encore, les instruments les plus performants munis d'OA extrêmes et observant avec la technique ADI ne peuvent atteindre ce niveau de contraste.

Des études ont débuté dans les années 2000 pour proposer de nouvelles techniques optiques capables d'atteindre ces niveaux de contraste. L'objectif est de proposer une nouvelle génération d'instruments plus performants qui pourront être installés notamment sur le futur télescope européen de 40 m de diamètre, l'European-Extremely Large Telescope (E-ELT) ou dans l'espace. Ainsi, Baudoz et al. (2006) a proposé de mesurer et de corriger les erreurs résiduelles du front d'onde en faisant des franges dans les speckles à la sortie du coronographe. C'est une sorte de second senseur de front d'onde post-coronographique. Cette méthode peut être extrêmement sensible et a notamment l'avantage d'éliminer les erreurs sur le front d'onde introduites en aval du senseur de l'OA principale. Cette méthode pourrait permettre de détecter des terres 10^{-10} fois plus faibles que leur étoile au foyer d'un télescope de 8 m dans l'espace (Galicher et al. 2008 AA 488, L9). Plusieurs autres concepts ont été proposés (Paul 2013; Vasisht et al. 2006; Codona & Angel 2004) pour éliminer les speckles résiduels en rajoutant un second senseur de front d'onde à la sortie du coronographe.

3.2 Utilisation d'un hologramme pour retirer les speckles résiduels

J'ai travaillé avec un étudiant en thèse sous ma direction, Davide Ricci (bourse FRIA) sur l'un de ces concepts (Labeyrie & Le Coroller 2004) qui dans notre cas, consistait à mettre un hologramme adaptatif à la sortie du coronographe, proche du Lyot-Stop (Fig.3.3). Le centre de la tâche d'airy de l'étoile qui habituellement est bloqué par le masque opaque de Lyot, est dévié par un micro-prisme ou micro-miroir pour former un faisceau de référence (front d'onde parfaitement plan sans erreur de phase). Ce faisceau de référence interfère avec la lumière de l'étoile, c'est-à-dire avec les speckles au niveau du Lyot-Stop pour créer un hologramme (Fig. 3.3). En effet, l'OA du télescope ne corrigeant pas tous les défauts, une partie de la lumière de l'étoile passe au centre du Lyot-Stop (voir aussi l'image au centre en bas de la Fig. 3.1). Théoriquement, l'hologramme pourrait par exemple être enregistré sur une résine photosensible. De manière plus réaliste, nous pourrions l'enregistrer sur une caméra puis piloter des cristaux liquides pour former l'hologramme en transmission. L'hologramme se comporte en fait comme un réseau : alternance de franges sombres puis brillantes dans les speckles au centre du Lyot-

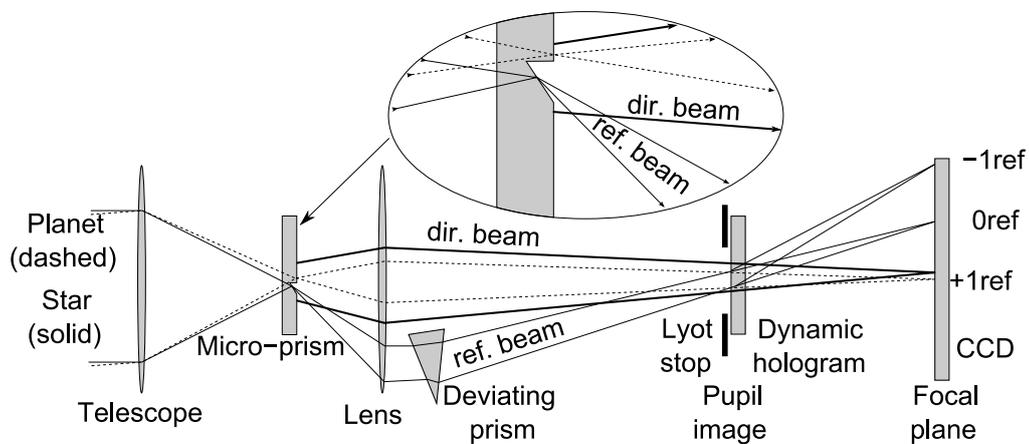


FIGURE 3.3 – Schéma de principe d'un coronographe utilisant un hologramme pour éliminer les speckles résiduels (ce schéma a été publié dans Ricci et al. 2009). Le centre de la tâche d'airy de l'étoile qui habituellement est bloqué par le masque opaque de Lyot est dévié par un micro-prisme (un micro-miroir pourrait aussi être utilisé) pour former un faisceau de référence. Ce faisceau de référence interfère avec la lumière de l'étoile, c'est-à-dire avec les speckles au niveau du Lyot-Stop pour former un hologramme. Il se comporte alors comme un réseau qui diffracte dans plusieurs ordres sur le CCD. En déphasant le faisceau de référence de π ou en créant un hologramme négatif, celui-ci forme une image déphasée de π des speckles résiduels (en $+1\text{ref}$). Ils interfèrent de manière destructive avec le faisceau direct ("dir. beam").

Stop. Ce réseau (hologramme) diffracte la lumière dans plusieurs ordres. L'ordre $+1$ du faisceau de référence est une image reconstruite des speckles résiduels de l'étoile à la sortie du coronographe (voir Eq. 2 dans Ricci et al. 2009). En déphasant de π le faisceau de référence ou en prenant le négatif de l'hologramme, celui-ci reconstruit une image déphasée de π des speckles résiduels qui s'effacent avec l'image directe. Notons que la lumière de la planète ne passe pas dans le micro-prisme (Fig. 3.3) et ne participe pas à créer l'hologramme. Le faisceau de référence ne contient donc pas de lumière de la planète et celle-ci n'est pas effacée avec les speckles résiduels de l'étoile.

Résultats principaux de la technique holographique

Dans Ricci et al. (2009), nous avons évalué le taux d'extinction théorique avec cette technique notamment en tenant compte du bruit de photons dans l'hologramme. J'ai également proposé d'étudier l'impacte des ordres diffractés, notamment de l'onde jumelle (ordre -1ref du faisceau de référence dans la Fig. 3.3)

qui peuvent renvoyer de la lumière (anneaux de diffractions) loin de là où ils se forment, à l'endroit où nous cherchons à éteindre l'étoile (en +1ref). Si nécessaire, nous proposons d'apodiser le faisceau de référence pour limiter cet effet. Je n'ai pas poursuivi ces travaux de recherche car un hologramme adaptatif est techniquement difficile à mettre en œuvre, en particulier pour le rendre achromatique. De plus, d'un point de vue théorique, cette méthode est proche d'autres solutions envisagées pour l'imagerie de super-terres. Par exemple dans la méthode proposée par Baudoz et al. (2006), les speckles frangés utilisés pour l'analyse fine des erreurs du front d'onde derrière le coronographe peuvent être vus comme un hologramme adaptatif. Notre méthode apporte donc un complément d'information aux limites théoriques accessibles (S/N et contraste) par ce type d'approche étudiée pour l'E-ELT. Nous arrivons d'ailleurs à des conclusions similaires, en particulier, le front d'onde doit déjà être très bien corrigé en amont du coronographe pour que cette technique permette un véritable gain. Nos simulations montrent qu'avec un bosselage résiduel (à l'entrée du coronographe) de $\lambda/20$ (pic à vilet), l'hologramme peut apporter un gain en contraste allant jusqu'à 10^3 (pour des magnitudes inférieures à 7 avec un télescope de 6.5 m) par rapport à un coronographe sans hologramme. A $\lambda/100$ le gain est de maximum 10^6 (pour des magnitudes inférieures à 3 avec un télescope de 6.5 m). Finalement, ces méthodes avec un second étage adaptatif seront probablement plus faciles à mettre en œuvre au foyer de télescopes spatiaux (un miroir dans l'espace ayant des défauts fixes de petite amplitude). Dans l'espace, on pourrait aussi enregistrer l'hologramme sur une étoile brillante, puis pointer l'étoile plus faible à observer. Aujourd'hui (voir Sect. 4), j'étudie d'autres solutions interférométriques pour atteindre du très haut contraste au foyer de télescopes géants au sol (type ELTs).

Chapitre 4

Projet de recherche

Sur la base de mes travaux en interférométrie et coronographie, j'ai proposé de nouvelles techniques instrumentales et d'observations toujours dans l'idée d'atteindre de plus hauts contrastes, notamment pour observer en imagerie directe des systèmes planétaires plus proches de notre système solaire, et donc plus âgés que les systèmes étudiés aujourd'hui avec des instruments comme SPHERE. Cette année, j'ai proposé une nouvelle technique d'observation et de réduction de données, nommé Keplerien-Stacker qui pourrait permettre d'accroître d'un facteur 10 les performances en Signal sur Bruit d'un instrument à haut contraste comme SPHERE (voir Sect. 4.1). Avec un étudiant de l'école Normale Supérieure de Cachan en M2, encadré sous ma direction, nous avons démontré par des simulations la faisabilité de cette méthode.

Par ailleurs, les méthodes instrumentales discutées au chapitre précédent d'holographie ou d'analyses de front d'onde dans l'image coronographiée, nécessitent pour être efficace que le front d'onde soit déjà très bien corrigé avant le coronographe, ce qui est extrêmement difficile avec une Optique Adaptative sur des grands télescopes (ELT) au sol (voir par exemple EPICS pour l'E-ELT : Kasper et al. 2008). De plus, comme toutes les techniques coronographiques, elle ne permet pas de sonder les régions très proches de l'étoile à moins de $2\frac{\lambda}{D}$. Or, même avec des grands télescopes, il peut être nécessaire de travailler à cette séparation angulaire (λ/D), par exemple pour observer des super-terres dans la zone habitable d'étoiles de faible masse. Pour toutes ces raisons, des solutions mettant en œuvre une recombinaison interférométrique derrière une pupille pleine (ex : E-ELT) me semblent intéressantes à explorer (voir Sect. 4.2).

4.1 La méthode K-Stacker

Comme nous l'avons vu à la section 3.1, les plus hauts contrastes (10^{-6} – 10^{-7}) sont obtenus aujourd'hui avec des instruments coronagraphiques comme SPHERE munis d'XAO, couplés à des méthodes d'observation telles que ADI (Marois et al. 2006). Pour utiliser cette technique ADI, la planète doit se déplacer par rapport aux speckles (avec la rotation de champs) afin de créer une PSF de référence sans la planète. Il n'est donc pas possible de faire des suivis de plus d'1-2 heures sur une étoile car il n'y a pratiquement plus aucun gain ensuite : Si la rotation de champs est trop faible, nous ne pouvons plus créer une PSF de référence (sans la planète) et donc soustraire les speckles lentement variables. Avec des speckles fixes dans l'image, nous ne gagnons plus en signal sur bruit lorsque le temps de pose augmente car l'intensité des speckles fixes augmente avec la planète. Par ailleurs, sur plusieurs semaines ou mois, la planète se déplace sur son orbite Keplerienne. Typiquement, elle bouge d'une tâche d'airy en 0.2-2 ans pour des étoiles de 1-2 Masse solaires situées à 10-50 PC observées à 1.6 microns par un télescope de 8 m (voir Fig. 4.1). En principe, il n'est donc pas possible de sommer simplement plusieurs poses (même traitées chacune par la méthode ADI) prises sur plusieurs semaines/mois d'intervalles.

Pour augmenter le S/N , j'ai proposé d'utiliser les lois de Kepler couplées avec un algorithme d'optimisation afin de recentrer des images obtenues sur plusieurs mois d'intervalle et de détecter des planètes à des niveaux de contraste inférieur à ce qui a été réalisé jusqu'ici. Comme nous le verrons plus tard cette méthode présente de nombreux autres avantages.

Keplerien-Stacker consiste à se servir des contraintes orbitales (lois de Kepler) pour déplacer des images prises sur plusieurs mois (voir années) les unes par rapport aux autres avant de les sommer. En recentrant la planète sur chaque image, nous pouvons faire sortir le pic planète que l'on ne voit pas sur une pose élémentaire ! Le but de cette méthode est donc de tester des milliers d'orbites possibles pour trouver celle qui permet de recentrer toutes les images. Avec 100 images (prises sur 1 – 10 ans) nous devrions gagner un facteur 10 en contraste (10^{-7} – 10^{-8} sur SPHERE) et détecter des planètes moins massives. Un étudiant de M2, Mathias Nowak a étudié ce problème sous ma direction.

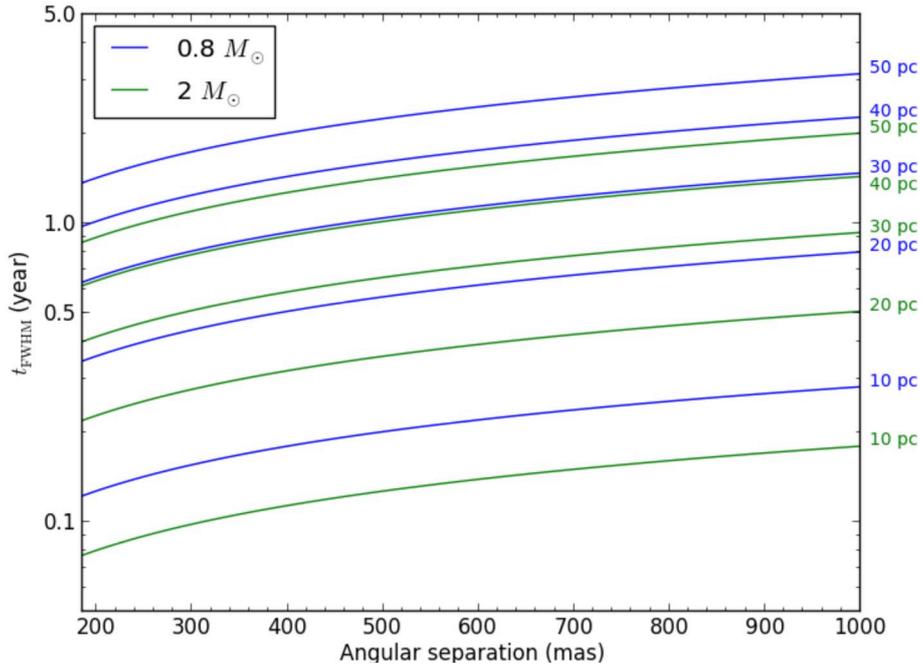


FIGURE 4.1 – Abaques du déplacement d’une planète d’une tâche d’Airy au foyer d’un coronographe comme SPHERE, lié à un mouvement Keplerien. Ce graphique a été tracé en supposant que l’on observe avec un télescope de 8 m à 1.6 microns. Pour donner un ordre de grandeur, nous supposons que la planète tourne dans un plan perpendiculaire à l’axe de visée depuis la terre. Mais les mouvements peuvent être beaucoup plus faibles en fonction de l’orientation du plan orbital et de la position de la planète sur son orbite. Les courbes bleues correspondent à des étoiles de 0.8 Masses solaires et les courbes vertes à 2 Masses solaires. L’axe vertical donne le temps nécessaire en années pour se déplacer d’une tâche d’Airy. L’axe horizontal correspond à la séparation angulaire entre la planète et l’étoile. Chaque courbe est tracée pour une étoile située à une distance indiquée en parsec sur l’axe verticale de droite.

4.1.1 Simulation d'images coronographiques pour tester la méthode K-Stacker

Afin, de mettre au point cette méthode K-Stacker sur des images coronographiques réalistes et adaptées aux instruments les plus performants, nous avons simulé des images de l'instrument SPHERE. Nous avons utilisé un code de Fusco et al. (2006) afin de générer les masques de phases (erreurs résiduelles) à la sortie de l'Optique Adaptative Extrême de SPHERE (voir Fig. 3.2). Puis, nous avons simulé le coronographe de Lyot apodisé utilisé dans l'instrument IRDIS de SPHERE (configuration similaire à celle de l'ALC2 avec un masque légèrement plus gros dans nos premiers tests). Ainsi, les images des Figs. 3.1 & 3.2 reproduisent bien les caractéristiques d'IRDIS : niveau de contraste, taille du champs corrigé par l'O.A., taille des speckles, forme globale de l'image.

Afin de reproduire des poses "longues" d'une seconde à la sortie du coronographe, 100 images de 10 ms chacune sont sommées avec un masque de phase différent. Pour des raisons de temps de calcul, nous nous sommes pour l'instant limités à des poses relativement courtes (1s) mais déjà longues devant le temps de cohérence atmosphériques, et pouvant donc être considérées comme des poses longues. Les résidus de speckles atmosphériques sont bien moyennés (Fig. 3.2).

Enfin, pour tester l'algorithme de recentrage d'image, une planète a été introduite dans chaque image de une seconde à une position correspondant à un mouvement Keplerien.

4.1.2 Rappel sur les équations de Kepler

Nous rappelons qu'une orbite Keplerienne est définie par 7 paramètres. Trois angles décrivent l'orientation du plan orbital et 4 paramètres donnent les caractéristiques de l'orbite dans son plan :

- a : Demi grand axe
- e : Excentricité
- t_0 : Date de passage au périhélie
- M_* : Masse de l'étoile
- Ω : Angle de Précession (équivalent au 1er angle d'Euler)
- i : Angle de nutation (équivalent au 2ème angle d'Euler)
- θ_0 : Rotation propre (correspond à la rotation de l'orbite dans son propre plan)

Avec ces notations (voir Fig. 4.2), le mouvement de la planète dans son plan orbital est décrit par l'équation :

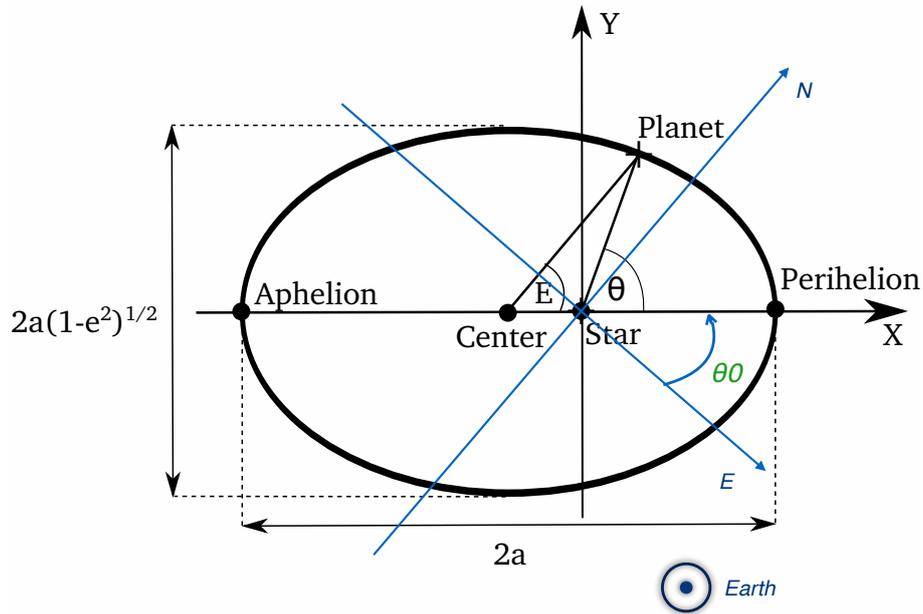


FIGURE 4.2 – schéma décrivant l’orbite d’une planète autour de son étoile. L’ellipse de demi-grand axe a et d’excentricité e est défini dans le référentiel X,Y. L’orientation du plan orbital est définie dans le référentiel N (nord), E (Est), Earth (dirigé vers la terre). Ici, pour simplifier, le plan orbital est perpendiculaire à la ligne de visée de telle manière que les angles de précession et de nutation $\psi = \phi = 0$.

$$E(t) - e \sin[E(t)] = \sqrt{\frac{GM_*}{a^3}}(t - t_0) \quad (4.1)$$

Cette équation est transcendante et peut être résolue par une méthode de Newton-Krylov.

Enfin, la distance de l’étoile intervient pour connaître la taille de l’orbite (grandissement) dans le plan de la caméra. Pour démarrer, nous avons supposé comme connue la distance de l’étoile (par exemple avec les données du satellite Hipparcos) et sa masse. A l’aide d’un modèle d’optimisation, nous montrons que l’on arrive effectivement à retrouver l’orbite de la planète et à recentrer toutes les images même si la planète est invisible dans chaque image élémentaire !

4.1.3 Principe de la méthode d’optimisation de K-Stacker

Le principe de la méthode K-Stacker est illustrée à la Fig. 4.3 : Nous supposons avoir observé une étoile à trois dates différentes (t_1, t_2, t_3) espacées de plusieurs mois. Une planète se déplace autour de cette étoile selon des paramètres

orbitaux que nous avons choisi arbitrairement : $t_0, e, a, \theta_0, \Omega, i, M_*, d$. L'algorithme d'optimisation doit être capable de retrouver ces paramètres même si nous ne voyons pas la planète dans chaque image prise en $t1, t2$ et $t3$. Pour cela, il commence par tester un jeu de paramètres orbitaux au hasard (ex : $t'_0, e', a', \theta'_0, \Omega', i', M'_*, d'$). Pour ce jeu de paramètres, l'algorithme intègre le signal dans un rond de la largeur typique de la PSF et correspondant à la position théorique de la planète dans chaque image aux temps $t1, t2, t3$. Il calcule aussi le bruit autour de cette position (rond). Il calcule enfin la fonction S, signal à bruit des N ronds superposés (trois dans notre exemple) :

$$S(t_0, e, a, \theta_0, \Omega, i, M_*, d) = \frac{\sum_{i=1}^N F_i}{\sigma} \quad (4.2)$$

avec $\sigma = \sqrt{\sigma_1^2 + \sigma_2^2 + \sigma_3^2}$, la somme quadratique du bruit autour de chaque rond (nous sommes en train de tester plusieurs façons de le calculer).

L'algorithme teste un très grand nombre (voir la totalité en fonction de la méthode mathématique utilisée) de jeux de paramètres orbitaux, et il calcule cette fonction S pour chacun d'entre eux. Lorsque S est maximum, il a trouvé la solution. Notons qu'une fois la solution trouvée, nous pouvons recentrer toutes les images pour intégrer le signal de la planète (Fig. 4.4). Finalement, nous trouvons exactement le même S/N total que si nous avions pu faire une pose longue (par exemple si la planète ne bouge pas) du temps équivalent d'exposition total de nos N images (100 à la simulation de la Fig. 4.4). Par ailleurs, les speckles brillants liés aux résidus de turbulences ou défauts fixes n'ont aucune raison de suivre une orbite Keplerienne. C'est la raison pour laquelle cette méthode est très efficace. Dès que l'algorithme trouve un S/N total supérieur à 5, il y a une très forte probabilité qu'il s'agisse bien d'une planète.

La difficulté principale est d'arriver à scanner l'espace des paramètres orbitaux dans un temps de calcul raisonnable. Pour simplifier, nous avons d'abord testé l'algorithme en prenant des orbites perpendiculaires à la ligne de visée, et en fixant les angles de précession et de nutation ($\Omega = i = 0$). Nous avons également supposé connues la Masse de l'étoile et sa distance qui peuvent être déduites d'autres observations (ex : Hipparcos). Finalement, nous avons utilisé un algorithme de recuit-simulé (ref ????) pour chercher les paramètres orbitaux en minimisant l'équation 4.2 prise négativement. Cette technique a l'avantage de sonder assez efficacement l'espace des paramètres sans tomber dans des minimums qui ne correspondent pas à la solution recherchée (minimum le plus profond) tout en optimisant le temps de calcul pour un grand nombre de paramètres. Nous avons réussi dans tous les essais réalisés à retrouver les 4 paramètres t_0, e, a, θ_0 pour des S/N total > 10 . Pour des plus petits S/N nous avons du mal à faire converger l'algorithme de recuit-simulé. Plus d'essais seraient nécessaires pour ajuster les

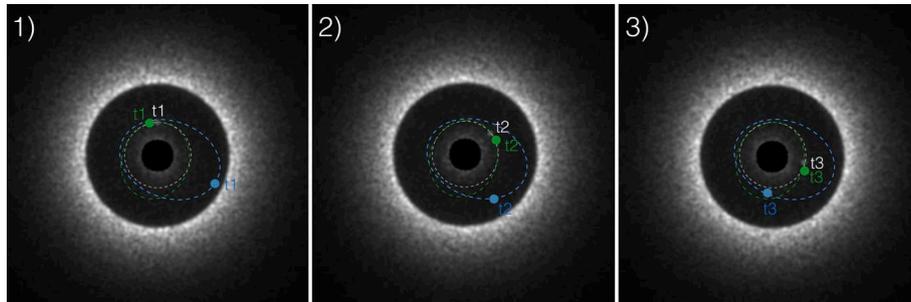


FIGURE 4.3 – Principe de fonctionnement de l’algorithme K-Stacker. Une étoile a été observée aux temps t_1 , t_2 , t_3 (en réalité nous aurons plutôt 10-100 observations) correspondant respectivement aux images 1, 2, 3 de gauche à droite. La planète se déplace selon l’orbite blanche et se trouve dans chaque image aux positions t_1 , t_2 , t_3 (simulations réalisées par un étudiant de M2 : Mathias Nowak). L’algorithme d’optimisation teste par exemple l’orbite bleue. Nous voyons que les paramètres orbitaux de l’ellipse bleue sont totalement faux. L’orbite verte se rapproche plus de la bonne solution. En cherchant à maximiser l’équation 4.2, l’algorithme d’optimisation arrive à trouver la bonne solution i.e. S devient grand lorsque les ronds tombent sur la planète : orbite blanche.

paramètres (température initiale, loi de décroissance de la température, etc.) de cet algorithme et vérifier s’il peut converger correctement même à très faible S/N . Nous nous sommes ensuite rendus compte que nous arrivons à trouver les paramètres orbitaux en calculant S pour la totalité de l’espace des paramètres grâce à un calcul de Force Brut (Ref ???). Pour cela, Mathias Nowak a montré que chaque paramètre (t_0 , e , a , etc.) peut être discrétisé sur une dizaine de valeurs (dans l’espace des valeurs recherchées) sans risquer de passer à côté d’un minimum principal (pour une statistique des speckles et un champs correspondant à ce que nous avons avec un instrument comme SPHERE). Cependant, en discrétisant aussi grossièrement les paramètres orbitaux, plusieurs minimums trouvés peuvent correspondre à la bonne solution. De plus, même si cette dernière est identifiée, nous n’avons aucune précision sur les paramètres trouvés. Une seconde étape consiste donc à retenir les minimums les plus profonds (typiquement une quinzaine de jeux de paramètres orbitaux) trouvés et à ré-optimiser par une méthode de gradient pour ”tomber” au fond de la bonne solution. Le minimum le plus profond trouvé est la bonne solution dans tous les essais réalisés et ceci même à des faibles S/N (voir Fig. 4.4). L’algorithme a mis environ une heure à converger sur un processeur pour rechercher et optimiser 4 paramètres (10^4 solutions explorées) à partir d’une centaine d’images. En pratique, il est nécessaire de rechercher les angles de précession et de nutation, soit 10^6 solutions. Avec un algorithme de type Force

brut, et gradient, nous pourrions paralléliser les calculs. Le Cluster du Laboratoire d'Astrophysique de Marseille contient par exemple 100 noeuds et devrait être capable de calculer ces 10^6 solutions en quelques heures. La distance des étoiles proches observées avec des instruments comme SPHERE est connue avec une très bonne précision par Hipparcos et GAIA. En augmentant le temps de calcul de quelques heures, nous devons également pouvoir contraindre plus précisément la masse (en partant de valeurs connues dans la littérature). Il est également possible d'optimiser le temps de calcul en réécrivant ces programmes en C++ et en utilisant des centres de calcul dédiés. Un grand nombre de simulations sont en cours. Comme discuté, nous avons déjà réalisé des tests complets pour certains paramètres orbitaux et conditions atmosphériques typiques rencontrées au VLT (Fig. 4.4). Actuellement, nous testons cet algorithme dans des situations plus compliquées ; par exemple en simulant des observations prises dans des conditions atmosphériques variables, avec plusieurs planètes et étoiles du fond... Cette étude sera présentée prochainement dans un papier en préparation (Nowak & Le Coroller 2016).

4.1.4 Avantages de la méthode K-Stacker

Comme discuté, nous effectuons un grand nombre de simulations pour vérifier la robustesse de l'algorithme d'optimisation et sa capacité à retrouver la planète dans différentes conditions (atmosphériques, avec plusieurs planètes, etc.). Mais, ce travail de recherche mené par Mathias Nowak (M2) sous ma direction est en très bonne voie pour valider cette méthode. Au-delà de l'objectif initial, qui était de chercher des planètes moins brillantes et de gagner jusqu'à un facteur 10 en contraste, nous nous sommes aperçus que cette méthode présente de nombreux avantages :

- La méthode peut être appliquée sur n'importe quelle image coronographique (ou même non coronographique) y compris sur des images qui ont d'abord été traitées par la technique ADI
- On obtient le même signal sur bruit en posant 1h d'affilée (par exemple avec la méthode ADI classique) ou en découpant cette heure sur plusieurs mois et en utilisant l'algorithme d'optimisation pour recentrer les images. L'avantage de la deuxième méthode est que l'algorithme K-Stacker permet de trouver des paramètres orbitaux et de confirmer qu'il s'agit bien d'une planète, alors que par une pose unique d'une heure ADI, nous n'avons aucune de ces informations ! Finalement, notre méthode apporte plus d'informations dans un temps de pose total équivalent. C'est un résultat important qui pourrait conduire à revoir la stratégie d'observation d'un "survey" comme SPHERE ou de futurs programmes sur l'E-ELT i.e. sur chaque étoile, il est préférable

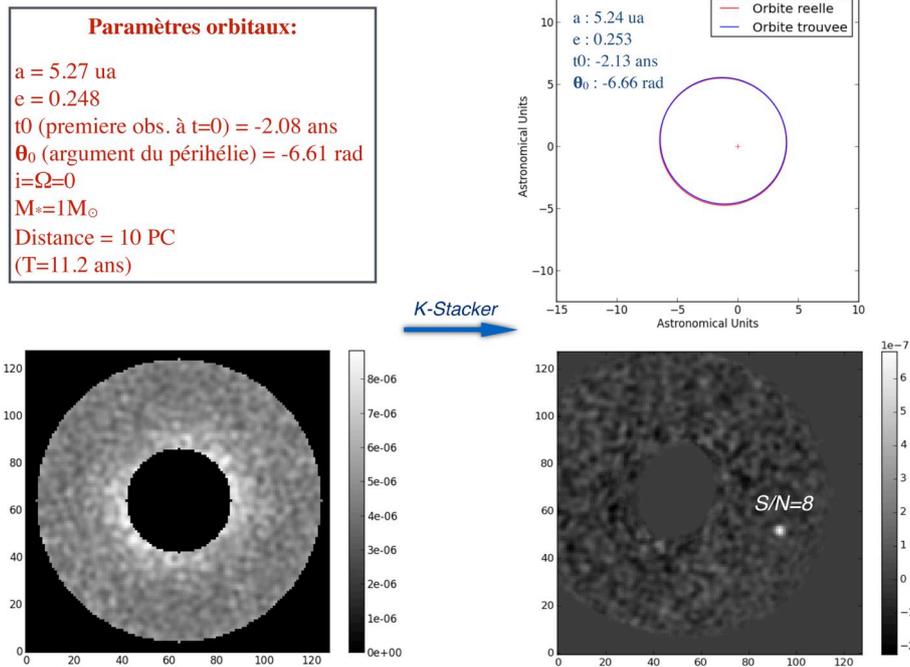


FIGURE 4.4 – Dans ce graphique présentant le résultat des simulations de Mathias Nowak (étudiant M2), la planète se déplace dans 100 images de 1 seconde de pose chacune prise environ tous les 11 jours pendant 3 ans. Chaque pose de une seconde est générée pour reproduire une image typique de SPHERE avec la méthode décrite à la section 4.1.1. Les paramètres orbitaux sont donnés en haut à gauche. En bas à gauche, nous montrons une image typique d'une seconde de pose. Dans chaque image, le signal sur bruit de la planète est de $S/N \approx 0.8$. Elle est donc totalement invisible. En haut à droite, nous donnons les paramètres orbitaux trouvés par l'algorithme d'optimisation (méthode de Force brute + gradient). En bas à droite nous présentons les 100 images recentrées par rotation puis translation le long de l'axe du perihélie (voir Fig. 4.2). Une fois sommé nous obtenons un $S/N_{total} = 8$.

de multiplier des petites poses (ex : 5-15 min en ADI) espacées de plusieurs mois plutôt que de réaliser quelques poses longues de 30 min - 1 h (en ADI)...

- L’algorithme d’optimisation devrait permettre (en cours de validation) de détecter plusieurs planètes autour d’une même étoile. Il permet d’éliminer les fausses détections (étoiles du fond qui n’ont pas un mouvement Keplerien)
- Même si la planète se déplace peu pendant la période d’observation (ex : 1/2 tache d’airy sur plusieurs années) l’algorithme sera capable de recentrer les images pour augmenter le S/N . Bien sûr dans ce cas, il ne pourra pas contraindre les paramètres orbitaux (plusieurs orbites très différentes passent parfaitement par ce type de données). De ce point de vue, la méthode K-Stacker est parfaitement équivalente à n’importe quelle technique de recherche de paramètres orbitaux (si nous n’avons pas enregistré de données sur une partie significative de l’orbite, on ne peut pas contraindre les paramètres orbitaux) mais elle fonctionne toujours pour recentrer les images !
- Enfin, comme discuté ci-dessus, nous pouvons sommer des poses ADI de 1 - 2 h pour atteindre des temps de pose de plusieurs heures, voir jours, et gagner un facteur 10 en contraste (avec 100 poses longues). Nous devrions arriver à détecter des planètes à $S/N_{total} = 5 - 7$ même si chaque pose élémentaire à un S/N extrêmement faible (< 0.5) !

Il est difficile de prévoir le comportement statistique des speckles du fond après un traitement ADI entre plusieurs poses espacées de plusieurs mois ou années... Nous n’avons en effet pas beaucoup de recul sur des instruments comme SPHERE munis d’une OA extrême. Des études à long terme sont nécessaires pour mieux caractériser l’évolution de la PSF de référence. Il n’est donc pas certain que les speckles vont se moyenner correctement lorsque nous allons recentrer les images ADI (ex : 10 images ADI obtenues en 10 nuits sur 1 an). Au cours d’une nuit, les speckles qui évoluent lentement sur quelques minutes (par exemple avec les variations de températures) sont très bien retirées par la technique ADI. Mais en ré-observant plusieurs fois la même étoile sur plusieurs mois à peu près à la même position dans le ciel (proche du transit, lorsque la rotation de champs est importante), nous ne pouvons pas exclure de voir ré-apparaître des speckles presque fixes qui se somment en détruisant le contraste. Toutefois, si la planète se déplace de plus d’une tâche d’Airy liée à son mouvement Keplerien en la recentrant, les résidus de speckles fixes devraient se moyenner. Enfin, Mathias Nowak a proposé de faire de l’ADI-Keplerien. L’idée est d’appliquer une méthode ADI sur le survey de plusieurs mois/années. Les poses réalisées dans une nuit sont traitées par la méthode ADI (grâce à la rotation de champs). Ensuite, nous appliquons une deuxième fois la méthode ADI sur les images ADI du survey. Pour cela, il faut

que la planète se soit déplacée de plus d'un speckle sur son orbite. Autrement dit, le mouvement de la planète par rapport aux speckles n'est plus assuré par la rotation de champs mais elle l'est par son mouvement Keplerien... A partir du moment où la planète se déplace de plus d'une tâche d'airy dans le plan focal, une médiane des images devrait permettre d'extraire une PSF de référence à retirer ensuite de chaque image. Il ne reste plus enfin qu'à recentrer les images grâce à l'algorithme d'optimisation. Finalement, s'il reste des structures fixes entre des images ADI prises sur plusieurs mois, nous devrions être capable de les retirer par cette deuxième méthode ADI-Keplerienne.

Je poursuivrai ces travaux de recherche. Comme discuté, plus de simulations sont nécessaires mais également des tests sur le ciel devront être réalisés pour valider cette technique.

4.2 Recombinaison interférométrique pour l'imagerie à très haut contraste

J'ai proposé un sujet de thèse qui est soutenu par l'équipe LOOM d'instrumentation au LAM pour étudier des recombinaisons interférométriques au foyer de très grands télescopes comme l'E-ELT. Il s'agit par exemple de recombinaison de deux faisceaux issus d'un même miroir, et déphasés de π (Mennesson et al. 2011). Nous pouvons aussi imaginer des recombinaisons interférométriques plus complexes (en découpant le miroir en un grand nombre de sous-ouvertures) derrière un miroir mono-pupille pour renforcer l'énergie collectée par le télescope dans une ou quelques fréquences spatiales particulières. Cette étude est motivée par le fait qu'un système « planète-étoile » (deux pixels) est assez bien défini par une seule fréquence spatiale (si on connaît l'orientation du système binaire). Nous devrions donc atteindre un meilleur signal sur bruit qu'en coronographie classique en utilisant tout le flux provenant du miroir dans cette fréquence (franges). Des niveaux de contraste de 10^{-6} ont déjà été atteints en laboratoire dans le cadre d'études d'interféromètres à deux miroirs dans l'espace. Derrière des télescopes mono-pupille munis d'une OA, elle reste toutefois moins étudiée que la coronographie classique, qui a déjà, dans une large mesure, « fait ses preuves ». Je pense possible, en contrôlant les deux bras (ou N bras) interférométriques en phase et en amplitude, d'atteindre des très hauts contrastes. Des observations interférométriques derrière un télescope mono-pupille se font déjà avec des masques d'ouverture, par exemple pour former des images de surfaces stellaires ou de disques de débris d'étoiles jeunes à des niveaux de contraste de $10^{-2} - 10^{-3}$, et jusqu'à une séparation de $\frac{\lambda}{D}$ (Lacour et al. 2011). Mais ces techniques cherchent justement à casser la redondance du miroir. Lorsque le phasage, après OA, n'est pas parfaitement corrigé (il

reste des erreurs de phase), nous gagnons en contraste en ne sélectionnant que des parties non redondantes d'un miroir. De plus, travailler avec un grand nombre de bases indépendantes est indispensable pour former des images d'objets complexes constituées de nombreuses fréquences spatiales. Ici, nous proposons de faire exactement le contraire ! L'idée est de sélectionner toujours la même fréquence spatiale dans le miroir (ex : λ/R ; avec R le rayon du miroir) pour séparer les photons de l'étoile de ceux de la planète (système simple qui ne nécessite pas un grand nombre de bases indépendantes). Ceci nécessite par contre un phasage de très haute qualité. Notons que Mennesson et al. (2011) a déjà atteint un contraste de $10^{-3} - 10^{-4}$ par une technique de nulling sur le télescope de 5 m du Mont Palomar, qui utilise 2 sous-ouvertures et une rotation de leur ligne de base. Mais ces techniques peuvent gagner en performance par la mise en place d'un contrôle adaptatif de l'amplitude autant que de la phase de chacune des voies interférométriques. La méthode de Mennesson et al. (2011) corrige les fluctuations d'intensité entre les deux voies (soustraction du flux en trop dans la frange sombre au moment du traitement), mais ne retire pas le bruit de photon lié aux résidus de lumière restant dans la frange sombre. De plus, en cumulant les poses, les bruits de lecture augmentent, et limitent le contraste maximum accessible. Un suiveur de frange « extrême » permettant de « figer » les franges et de faire des poses longues, couplé à une méthode pour contrôler de manière adaptative l'amplitude du signal sur chaque voie (type Mach-Zehnder pour de la modulation d'amplitude), pourrait permettre d'atteindre un noir très profond dans les franges sombres et d'améliorer significativement les résultats. En réorganisant la pupille de sortie, nous pouvons imaginer séparer les franges venant de paires redondantes et ainsi être plus tolérant aux erreurs de phases. Enfin, le nulling consiste à annuler la lumière de l'étoile en recombinaison des faisceaux déphasés de π , provenant de deux télescopes (ou de 2 parties d'un même miroir dans ce cas). Toutefois, le nul est atteint seulement pour un déphasage de π et se dégrade de manière catastrophique si ce déphasage n'est pas parfait... En plan Fizeau, même si la base est orientée correctement pour centrer les franges planètes sur les franges sombres de l'étoile, les franges planètes vont être contaminées par les franges étoiles car elles s'étalent spatialement. Je propose d'étudier une recombinaison interférométrique en plan Fizeau à travers un coronographe. Le masque de Lyot serait rectangulaire et de la largeur typique de la frange brillante. Nous pouvons aussi imaginer un masque de phase de forme rectangulaire (ou de la forme d'une frange et d'une largeur adaptée pour optimiser le noir). Le Lyot-Stop doit également être rectangulaire. Des simulations sont nécessaires pour vérifier si cette idée fonctionne et pourrait permettre d'accéder à des champs et à une tolérance sur le phasage plus grands qu'en nulling.

Un travail de simulation, et des calculs analytiques de contraste sur des cas simplifiés seront menés, en vue de comparer les performances accessibles en recombinaison interférométrique aux performances de la coronographie. Cette étude

servira aussi à dégager les ordres de grandeurs des performances nécessaires pour le système envisagé : dispersion spectrale, niveau de correction en phase et en amplitude au sein des bras interférométriques, etc. Ce travail de simulation permettra de valider les idées et les limites du concept instrumental (comportement en présence de défauts résiduels du front d'onde derrière l'OA, etc.). L'analyse des performances devra être poussée pour dégager les points durs de la réalisation d'un tel instrument. Le travail doit aboutir à un concept théorique d'instrument interférométrique fonctionnant à très haut-contraste. Le concept sera alors porté sur banc optique (au LAM). Les simulations auront alors nettement précisées les éléments, mais je pense :

- Assurer un suivi des franges (contrôle de la différence de phase entre les deux bras) pour les « figer » (typiquement à 1/100 ème de la largeur de frange) en mode Fizeau
- Contrôler en amplitude chacune des voies, en les dispersant sur des miroirs adaptatifs, par une méthode qui initialement permettait du nulling achromatique par recombinaison de deux voies (Peters et al. 2008).
- Faire des poses longues
- L'expérience de Mennesson et al. (2011) sur un télescope de 5 m atteint déjà des contrastes de 10^{-4} , proche de ce que l'on peut obtenir avec le coronographe SPHERE à $4 - 5\lambda/D$ muni de son OA extrême sur un télescope de 8m avant correction de speckles fixes et lentements variables (avant correction ADI). A partir du moment où nous travaillions en pose longue avec une recombinaison interférométrique, il serait intéressant d'étudier s'il est possible de soustraire une 'psf' de référence comme on le fait en coronographie classique (méthodes ADI, SDI, etc.)

Par rapport à de la coronographie classique, cette technique pourrait avoir plusieurs avantages :

- La correction adaptative très fine (contrôle au nanomètre) ne se fait que sur 4 actuateurs (+ quelques dizaines d'actuateurs par canaux spectraux et jeux de franges si on découpe le miroir en plus que 2 sous-ouvertures) pour contrôler la phase et l'amplitude de chaque voie. Les corrections adaptatives extrêmes en coronographie «classique» nécessitent de piloter au nanomètre des milliers d'actuateurs !
- Nous pourrions être plus tolérant aux erreurs résiduelles de l'Optique Adaptative : peu de lumière de l'étoile dans les franges sombres où nous récupérons la lumière de la planète. Les simulations préciseront ce point, à comparer avec les speckles de l'étoile qui tombent sur la planète en coronographie classique.

Par rapport aux méthodes de nulling « classique » les avantages de la technique proposée sont :

- Un asservissement sur la frange brillante de l'étoile pour réaliser un tracker de frange adaptatif et pouvoir faire des poses longues (On sort de la logique du ABCD classique). On réduit ainsi le bruit de lecture. Notons que le flux provenant de l'ensemble du miroir est utilisé pour contrôler un seul degré de liberté (déphasage entre les deux bras de l'interféromètre) et que l'on doit donc pouvoir asservir sur cette frange très rapidement et avec une grande précision (L'OA en amont aura déjà grandement limité les mouvements de la frange).
- Un contrôle de l'amplitude du signal sur chaque voie pour diminuer le bruit de photon de l'étoile dans les franges sombres.

Cette technique sera plus efficace en ayant une idée de la position de la planète. En effet, une recombinaison interférométrique (nulling ou Fizeau) aura très peu de champs. Nous pouvons rechercher la lumière de la planète en faisant tourner la base, mais cette méthode risque de ne pas être efficace et de demander des temps énormes pour scanner tout le champs. On peut par contre utiliser des informations orbitales provenant des autres « surveys » (ex : SPHERE), éventuellement couplées à des méthodes de vitesses radiales et de photométrie. Le satellite GAIA donnera aussi par astrométrie des informations très précieuses sur la position de planètes de type Jupiter. L'un des objectifs est d'établir le gain envisageable (i.e. comparer le temps nécessaire pour détecter une super-Terre en coronagraphie extrême et en interférométrie mono-pupille). Nous pouvons aussi imaginer récupérer la lumière du miroir primaire avec des fibres optiques (qui assureront aussi un filtrage spatial) et recombinaison par exemple avec trois bases non redondantes pour effectuer des clôtures de phase et localiser une éventuelle planète comme dans la méthode proposée par Lacour et al. (2014). Une fois trouvée, la recombinaison peut se faire de manière redondante pour réaliser un spectre de la lumière de la planète en dispersant les franges de celle-ci. Notons qu'un gain significatif en contraste doit encore pouvoir être gagné en séparant les restes de lumière de l'étoile dans les franges planètes avec une résolution spectrale suffisamment forte et en utilisant la méthode proposée par Snellen et al. (2015) dans le cas de la coronagraphie.

Avec l'ensemble des idées et techniques discutées ici, il semble bien envisageable de pouvoir atteindre un jour des contrastes de 10^{-10} derrière un télescope comme l'E-ELT afin d'étudier des systèmes planétaires comparables à celui de notre système solaire. Enfin, un prototype pourrait éventuellement être testé sur le ciel, par exemple derrière le télescope de 5 m du Mont Palomar dans le cadre d'une collaboration aux Etats-Unis.

Chapitre 5

Travaux Pratiques en instrumentation

Au cours de ma carrière, j'ai créé plusieurs Travaux Pratiques destinés à des étudiants de L1-M2. En construisant ces projets à partir de mes activités de recherche du moment, j'ai pu proposer des Travaux Pratiques originaux tout en permettant aux étudiants de se former à des techniques classiques d'optiques, de traitement du signal et de réduction de données.

5.1 T.P. Foucaultage

J'ai monté au Télescope de 80 cm de l'Observatoire de Haute-Provence, un T.P. de Foucaultage qui a permis aux étudiants de se former à cette technique de contrôle de qualité de front d'onde d'un miroir. L'originalité et la difficulté de la manipe était de réaliser cela avec un télescope directement sur des étoiles et donc en présence de turbulence atmosphérique. Le Foucaultage permet de connaître précisément la distance focale d'un miroir et de visualiser les défauts de surface de celui-ci. Cette technique a été décrite dans de nombreux ouvrages (Texereau 1961). Nous rappelons brièvement le principe à la Fig. 5.1.

Un "couteau" est avancé au foyer d'un miroir et l'oeil juste derrière celui-ci. En avançant le couteau dans le foyer, nous voyons le miroir s'éteindre plus ou moins uniformément, ce qui donne des informations sur la qualité de polissage (Fig. 5.2). En pratique, les étudiants commencent par pointer une étoile brillante (ex : Capella) puis ils retirent l'oculaire du télescope pour le remplacer par un couteau (voir photos expérience sur mon site web : <http://lecoroller.obs-hp.fr/index.php?page=tp-en-interferometrie>). Si nous voyons le miroir s'éteindre du côté où le couteau rentre dans le foyer (le T80 possède une platine XY sur laquelle j'ai fixé le couteau proche du foyer) c'est que celui-ci se trouve avant

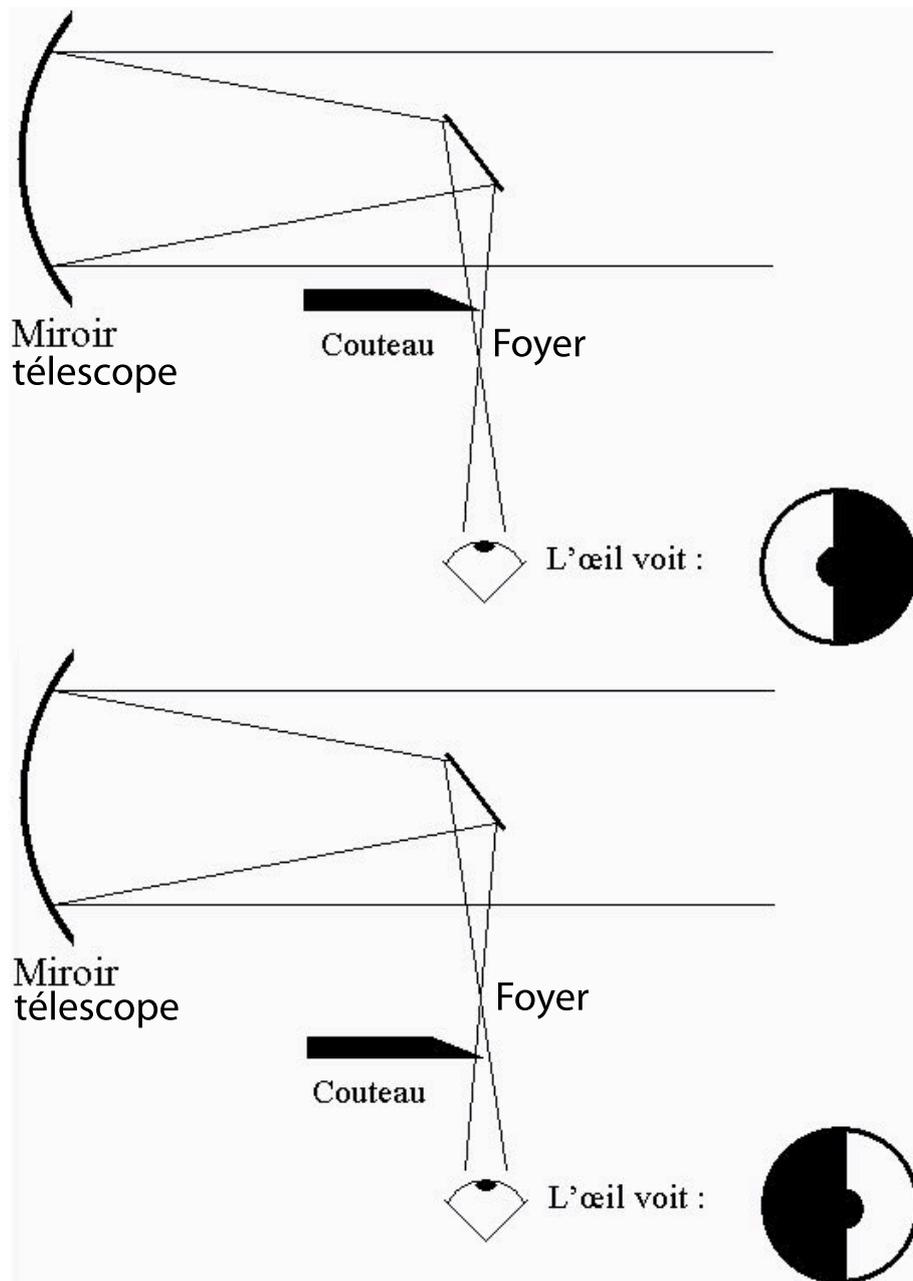


FIGURE 5.1 – schéma de principe de la recherche du foyer d'un télescope par une méthode de Foucaultage. Le miroir s'éteint d'un côté ou de l'autre selon que le couteau est avancé dans le faisceau avant ou après le foyer du télescope. Lorsque le couteau est avancé dans le foyer du télescope, le miroir s'éteint uniformément bien que nous voyons apparaître des fluctuations d'intensité sur toute sa surface liées aux défauts résiduels du front d'onde (défauts atmosphériques à la Fig. 5.2).

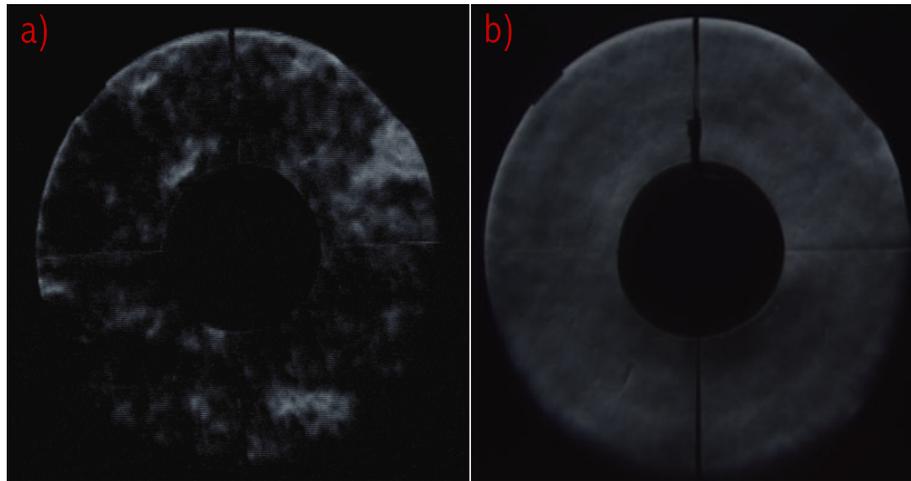


FIGURE 5.2 – a) Une image de temps de pose court ($\approx 1/25\text{ s}$) prise par un caméscope derrière le couteau au foyer du télescope de 80 centimètres de l’OHP. Les défauts de phase du front d’onde apparaissent sous forme de fluctuations d’intensité dans l’image b) Somme d’une centaine d’images identique à a). Les fluctuations de phases liées à la turbulence atmosphérique se moyennent et on voit ressortir les défauts fixes du miroir.

le plan focal. S’il s’éteint du côté opposé, alors le couteau est après le foyer. En recherchant la zone où le miroir s’éteint uniformément, les étudiants trouvent expérimentalement la position du foyer.

Ils font bouger le miroir secondaire du télescope pour positionner le foyer du télescope dans le plan du couteau. Puis, en avançant légèrement le couteau dans le foyer, ils observent des défauts de phase engendrés par la turbulence atmosphérique. Cette turbulence empêche de voir directement les défauts de surface du miroir (ce type de mesure se fait généralement en laboratoire). On a donc pris une série d’images du miroir à l’aide d’un petit caméscope numérique placé derrière le couteau. Les images ont ensuite été sommées pour moyenner les effets de la turbulence. Les étudiants voient alors apparaître les vrais défauts du miroir, notamment des cercles concentriques qui sont liés à l’outil passé sur le miroir en fin de polissage. Cette expérience inspirée des manipulations de Texereau (1961) a permis aux étudiants de mesurer les défauts d’un miroir avec une précision nanométrique à l’aide d’un dispositif expérimental très rudimentaire. Ils font ensuite un peu de traitement du signal en moyennant un grand nombre de poses pour ”lisser” les effets de la turbulence atmosphérique et faire ressortir les défauts fixes du miroir.

5.2 T.P. Interférométrie

J'ai monté un T.P. pour initier les étudiants aux techniques de l'interférométrie en astronomie (voir photos expérience sur mon site web : <http://lecoroller.obs-hp.fr/index.php?page=tp-en-interferometrie-2>). Nous masquons le télescope de 80 cm de l'OHP avec des disques troués (Fig.5.3). On fabrique ainsi un mini-interféromètre. Les trous sont optiquement équivalents à des télescopes de 2 millimètres de diamètre espacés de quelques centimètres. Nous rappelons que masquer un télescope avec deux trous revient à reproduire l'expérience des franges d'Young avec une étoile (ou une planète dans notre cas) comme source de lumière. C'est le principe de l'interférométrie en astronomie. Lorsque la source est résolue par la base (distance entre les deux trous/télescope), il y a une perte de cohérence et le contraste des franges diminue (Fig. 5.4). Lors de ce T.P., les étudiants mesurent le diamètre apparent de planètes de notre système solaire. Un certain nombre de planètes du système solaire (Venus, Mars, Jupiter, Saturne) étant résolues avec des bases de quelques millimètres ou centimètres, nous ne sommes pas gênés par la turbulence atmosphérique. La base est inférieure au paramètre de Fried qui caractérise l'échelle de la turbulence atmosphérique (typiquement 5 cm à l'OHP). Contrairement à l'interférométrie classique où la base/distance entre les télescopes est de plusieurs dizaines de mètres (pour résoudre les étoiles), il est possible de faire des poses longues sur une caméra et d'observer directement les franges (Fig. 5.4). De simples observations visuelles (oculaire et CCD) permettent à des étudiants de niveau L de s'initier à l'interférométrie et notamment d'observer la baisse du contraste des franges sur les objets résolus. En interférométrie classique, avec plusieurs dizaines de mètres de base, il est impossible de visualiser directement des franges car il faut une caméra rapide (pose de typiquement 1ms) pour figer la turbulence atmosphérique. Ce T.P. permet donc à des Licences de s'initier à la technique de l'interférométrie de manière pédagogique avec très peu de moyens (un CCD classique et un masque sur le télescope).

Les Masters traitent les données comme si elles provenaient d'un véritable interféromètre (ex : VLTI). Ce T.P. est accompagné d'un cours sur le principe de l'interférométrie. Les étudiants découvrent en particulier le théorème de Van-Cittert Zernike qui donne le lien entre la distribution d'intensité de l'objet observé et la mesure de la visibilité ("contraste des franges"). L'objectif n'est pas de refaire ce cours ici mais nous rappelons les principales étapes du T.P. :

Lors de la première partie du T.P. les étudiants s'initient aux problèmes d'instrumentation : ils installent le masque de pupille, rééquilibrent le télescope, pointent une étoile et alignent les franges sur le CCD malgré la faible quantité de lumière à travers les petits trous de 1–2 mm. Ils peuvent calculer puis vérifier expérimentalement l'échantillonnage des franges sur les pixels de la caméra en fonction de la base et



FIGURE 5.3 – Une grande plaque masque l'entrée du tube du T80 (en haut à droite). Un trou dans cette plaque laisse une petite ouverture circulaire d'environ 15 cm pour mettre les masques à 2 trous (en bas à gauche).

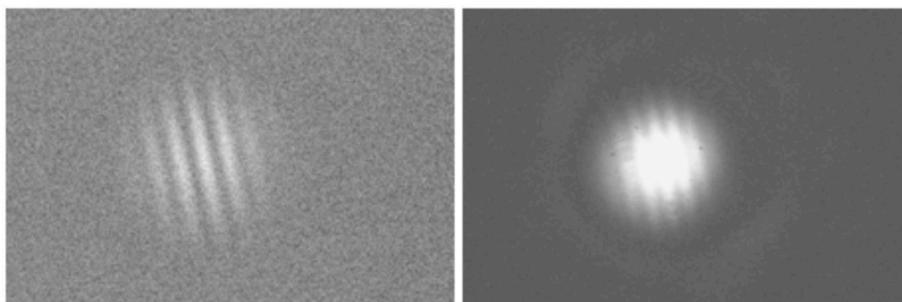


FIGURE 5.4 – Franges obtenues en masquant avec deux trous le télescope de 80 cm de diamètre de l'OHP. Franges contrastées sur Capella (à gauche) et peu contrastées sur Mars (elle est résolue par la base) pour une Base de 15 mm.

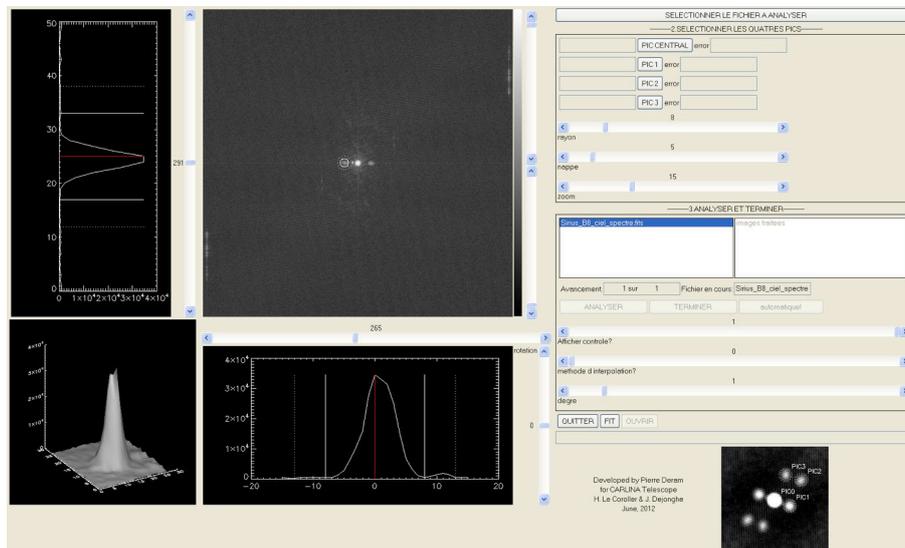


FIGURE 5.5 – Copie d’écran de la fenêtre du logiciel de réduction des franges. Ce programme IDL a été développé pour Carlina par Pierre Deram, un étudiant de M1 sous ma direction. Il effectue d’abord la Transformée de Fourier des images de franges pour calculer le spectre de puissance. Les étudiants sélectionnent ensuite graphiquement les pics franges et le pic de lumière incohérent dans le spectre de puissance. Automatiquement, le logiciel intègre le flux dans les pics franges et calcule le module de la visibilité ($|V| = 2 \times \frac{Pic_{frange}}{pic_{central}}$). A partir de plusieurs images de frange, il calcule une visibilité moyenne et sa barre d’erreur.

du rapport focal du télescope. Ensuite, la seconde partie du T.P. consiste à observer avec différents masques (bases) des planètes du système solaire et une étoile de référence qui permettra de calibrer les visibilités comme en interférométrie classique. Enfin, ils abordent la partie réduction du signal. Ils traitent les données comme nous le faisons habituellement pour des images CCD en retirant l’offset et le dark et en divisant par un flat (lui-même traité) pour corriger des fluctuations d’intensités liés aux poussières. Enfin, ils soustraient très proprement le fond de lumière des images (lumière restant dans l’image liée principalement au fond de ciel), puis réalisent la TF de chaque image traitée et somment les spectres de puissance. A ce stade, je fournis un code IDL (Fig. 5.5) qui avait été développé initialement pour l’expérience Carlina (Le Coroller et al. 2015a) par Pierre Deram un étudiant de l’école Polytechnique, lors d’un stage de M1 sous ma direction. Ce code permet d’intégrer le flux dans les pics franges puis de mesurer des modules de visibilités (contraste des franges). Ils réalisent enfin une petite statistique sur les données (calcul de moyennes et d’écart-types des visibilités).

Pour finir, ils ajustent un modèle de disque uniforme par une méthode de

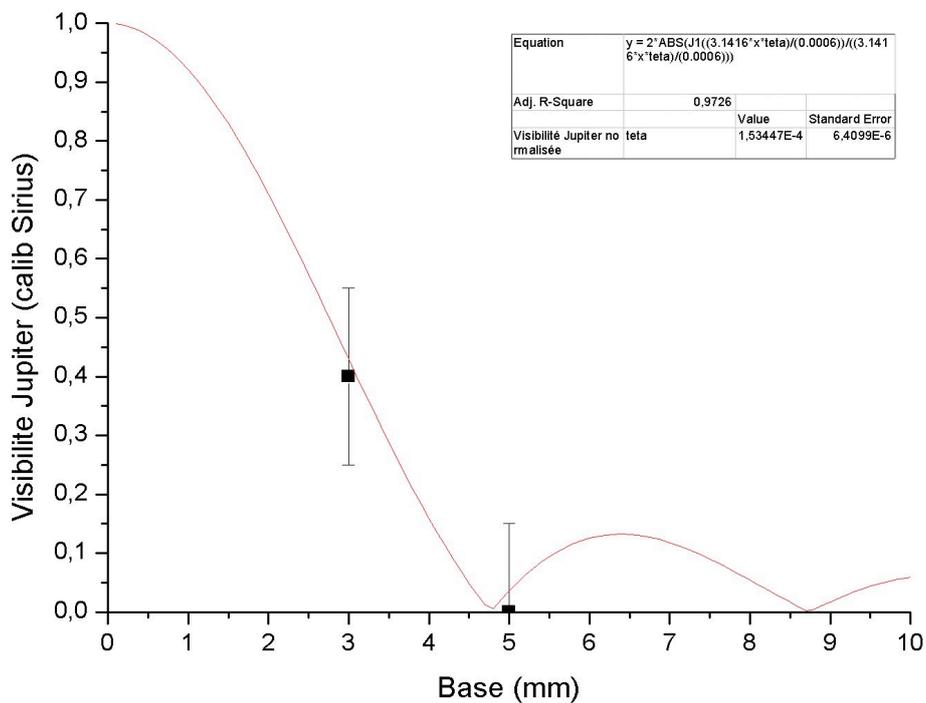


FIGURE 5.6 – Courbe de visibilité sur Jupiter. Le module de la visibilité est en ordonnée et la base (distance entre les trous) en abscisse. Ici, les étudiants ont mesuré le module de la visibilité de Jupiter pour des bases de 3 et 5 mm. Puis, ils ont effectué un ajustement d’une courbe de visibilité par une méthode de moindre carré en supposant que la planète observée est un disque uniforme. Ils mesurent un diamètre apparent de 32 secondes d’arc.

moindre carré pour déduire le diamètre apparent des planètes du système solaire (Fig. 5.6).

Ce T.P. a été réalisé avec un grand nombre d’étudiants de licence-Master des universités de Liège, et Marseille. Il fait en particulier partie de la formation du Master Instrumentation Optique Laser de Marseille. J’ai proposé un questionnaire qui les guides dans les étapes du T.P. Tous les ans, les étudiants du M2 IOL sont notés sur cet exercice. Récemment, j’ai proposé d’adapter ce T.P. pour le transformer en un ”projet” du nouveau Master numérique SPaCE qui démarre en Septembre 2015. Dans ce cadre, les étudiants développeront eux-mêmes le logiciel de réduction de données (programme IDL actuellement fourni). Cet exercice permettra donc aussi de monter un projet numérique pour former les étudiants au langage Python.

Si ce T.P. n’a pas d’intérêt scientifique (le diamètre des planètes du système solaire est connu), cet exercice pédagogique est unique à ma connaissance. Il y a

quelques années, il a inspiré Jean Surdej, Professeur à l'Université de Liège qui a créé avec ses collègues un T.P. d'interférométrie sur le soleil (Defrère et al. 2014).

5.3 T.P. Caractérisation CCD

Dans le cadre du Labex Focus (Focal plane arrays for Universe Sensing), une semaine de stage dédiée à la "détection" est proposée deux fois par an sur le site de l'Observatoire de Haute-Provence, aux étudiants de Master 2 et écoles d'ingénieurs de toute la France. A travers des cours, des travaux pratiques et des observations, les étudiants se forment aux techniques de détections, du visible à l'infrarouge. Pour ce stage, j'ai monté avec l'aide des ingénieurs de l'OHP, un T.P. de caractérisation de CCD (Fig. 5.7).

Sur trois bancs, permettant d'accueillir six étudiants en binôme, nous avons installé un CCD derrière une sphère intégrante, le tout éclairé par une source d'intensité variable. Une sonde calibrée et ayant une réponse parfaitement linéaire, permet de connaître précisément l'éclairement (voir Fig. 5.7). Après un rappel sur le fonctionnement de la sphère intégrante et sur les CCDs, les étudiants apprennent à mesurer les caractéristiques d'un CCD sur le banc. En particulier, ils étudient : la linéarité du CCD avec l'intensité ; ils mesurent le courant d'obscurité et le bruit thermique des pixels en fonction de la température du CCD ; ils mesurent la vitesse maximum de l'obturateur et le temps de pose minimum réalisable ; ils calculent le bruit de lecture et le gain, etc. Enfin, les étudiants comparent les mesures réalisées sur leur banc avec celles des autres groupes ainsi que celles de la caméra du télescope de 80 cm. Ils peuvent vérifier leur travail en comparant leurs résultats avec les données constructeurs. Le soir, en observant avec une caméra d'assez bonne qualité (installée au foyer du T80) ils prennent conscience de l'importance de refroidir un CCD pour diminuer le bruit thermique, et ils peuvent observer l'impact de la performance d'une caméra sur la qualité des images finales. Au delà d'une simple caractérisation de CCD, ils apprennent donc ce qu'est une mesure physique, ils comprennent qu'un offset peut toujours être retiré, tandis qu'un bruit ne peut pas être enlevé de la mesure, et que seul un grand nombre de mesures peut faire augmenter le signal sur bruit (selon une loi qui dépend de la statistique du bruit)...

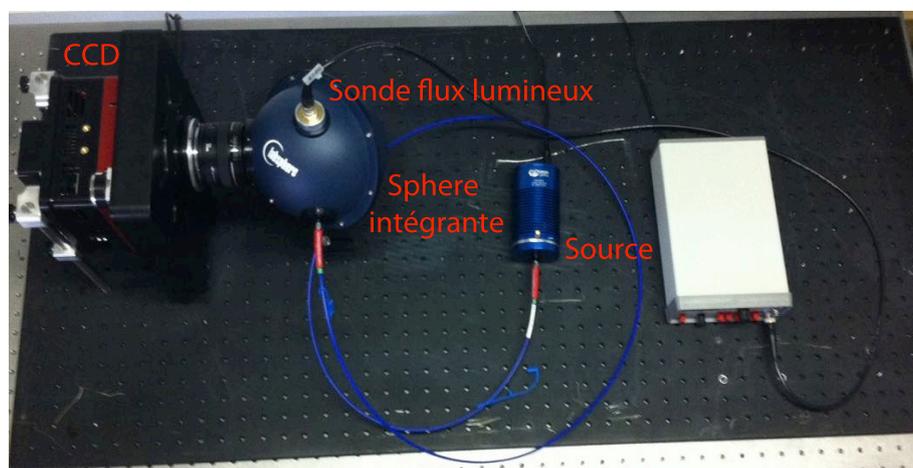


FIGURE 5.7 – Photo d'un des trois bancs optiques du T.P. Focus de caractérisation de CCD, monté à l'Observatoire de Haute-Provence.

Chapitre 6

Conclusion

Les premiers interféromètres dans les années 70-90 étaient principalement construits pour atteindre une forte résolution angulaire (bases de plusieurs dizaines de mètre) souvent au détriment de leur sensibilité (magnitude limite inférieure à 10) et capacité d'imagerie (2 télescopes). Leurs domaines d'observation se cantonnaient principalement à la physique stellaire et à l'observation de la surface des étoiles géantes. Les télescopes monolithiques ont vu, quant à eux leurs miroirs passer de 2 – 5 m à une dizaine de mètre. Les Optiques Adaptatives ont également énormément progressé, leur permettant d'atteindre une très grande sensibilité et capacité d'imagerie à la limite de la résolution de leur miroir. Le développement de ces deux techniques d'observation, l'interférométrie d'un côté et les grands télescopes de l'autre, a ainsi évolué autour de communautés souvent distinctes et avec des objectifs scientifiques différents. Pourtant, les deux disciplines font appels à des notions d'optique et de traitement du signal relativement proches et semblent aujourd'hui se rapprocher. Ainsi, les interféromètres fonctionnent avec de plus en plus de miroirs (4-6 télescopes) et commencent à être équipés de systèmes adaptatifs : OA sur chaque télescope et suiveur de frange de plus en plus performant pour co-phaser l'ensemble. Les futurs ELTs atteignent des tailles proches des interféromètres. L'E-ELT aura un miroir d'environ 40m ; c'est-à-dire de la taille de la plus grande base de l'interféromètre IOTA qui a été arrêté en 2006. Même si ça n'est pas son objectif principal, il pourra observer la surface d'étoiles super-géantes et suivre leur évolution au cours de leur pulsation comme le faisait IOTA, mais avec beaucoup plus de précision (temporelle et qualité d'image). Pour profiter de la résolution du miroir de 40 m et atteindre des contrastes importants malgré les résidus d'erreurs de phase après l'OA, il est envisagé d'utiliser des masques interférométriques. Ainsi, certains sujets, comme l'étude des disques de formation planétaire ou l'imagerie des exo-planètes, pourraient bénéficier des deux techniques d'observation : interférométrie et ELTs. Dans cette veine, j'ai construit un démonstrateur d'un nouveau type d'interféromètre,

Carlina qui fonctionne sans ligne à retard et pourrait s'apparenter à un ELT dilué. Ce projet à mi-chemin entre interférométrie et ELT pourrait permettre de réaliser un jour un télescope d'une centaine de mètre d'ouverture. Nous avons obtenu des franges avec un démonstrateur de 5 – 10 m de base (Le Coroller et al. 2015a) démontrant la faisabilité de ce type de monture très allégée (nacelle focale et de métrologie portées par des câbles). Plus d'études, notamment pour éliminer les vibrations à haute fréquence sont nécessaires pour que ce type de concept fonctionne un jour avec des optiques et suiveurs de franges adaptatifs.

En attendant, j'ai proposé une nouvelle méthode d'observation et de réduction de données nommé Keplerien-Stacker (Le Coroller et al. 2015b) qui pourrait permettre de gagner un facteur dix en contraste et de trouver plus rapidement qu'en coronographie "classique" (ADI) les paramètres orbitaux des planètes détectées. Il s'agit de recentrer des images prises à différentes dates par une méthode d'optimisation sur les paramètres orbitaux (Sect. 4.1). Nous montrons que même si la planète est indétectable dans chaque image individuelle (correspondant à une observation), nous arrivons à retrouver son mouvement Keplerien et à détecter le pic planète après avoir recentré toutes les poses dès que le $\frac{S}{N}$ total est supérieur à 5 – 7. Plus de calculs sont nécessaires pour déterminer les limites de performance de cette méthode, mais les premières simulations réalisées sont très encourageantes. K-Stacker semble être suffisamment robuste pour pouvoir détecter des planètes ayant des paramètres orbitaux variés (forte ou faible excentricité ; diverses orientations du plan orbital, etc.) ou même dans des systèmes multiples i.e. plusieurs planètes tournant autour d'une même étoile (Nowak & Le Coroller 2016). Si les simulations en cours confirment ces résultats, cette méthode pourrait être utilisée pour optimiser la stratégie d'observation de survey (temps à passer sur chaque étoile) avec des coronographes comme SPHERE et de futurs instruments à haut contraste, afin de trouver le plus rapidement possible les orbites des planètes détectées et de chercher à gagner un ordre de grandeur en contraste sur certaines étoiles intéressantes (somme de plusieurs poses ADI de plus d'1-2h chacune sur des étoiles brillantes pour le très haut contraste). Enfin, il pourrait être intéressant d'étudier si cette méthode ne pourrait pas être adaptée à des images interférométriques (CHARA, VLTI) pour par exemple détecter et caractériser des Jupiter-Chauds. K-Stacker pourrait être particulièrement performant pour détecter ses planètes qui tournent en quelques jours autour de leur étoile...

Je discute également à la fin de cette HDR d'une voie de recherche instrumentale envisageable pour l'observation d'exo-planètes avec une technique interférométrique derrière un miroir plein (type E-ELT). L'idée est de renforcer le signal en concentrant l'énergie du miroir dans la fréquence spatiale qui permet de séparer la lumière de l'étoile de celle de la planète. Après l'OA, nous divisons le miroir en deux (ou éventuellement plus) sous-ouvertures que l'on recombine dans un mode in-

terférométrie. Des simulations doivent être menées pour comparer différents modes : nulling, Fizeau/Michelson et coronographie classique (à plus de λ/D pour la coronographie).

Enfin, dans le cadre des travaux présentés dans cette Habilitation à Diriger des Recherches, j'ai encadré pratiquement tous les ans depuis une douzaine d'années, des étudiants de L3-M2 et de thèse (co-direction). Ainsi, plusieurs de mes étudiants en M2 et thèse ont publié en premier auteur ou associé avec moi dans des revues à Referee (A&A) sur Carlina, ou en coronographie.

Je me suis également inspiré de mes activités de recherche pour monter des Travaux Pratiques d'interférométrie, de contrôle de miroir par la méthode du Foucaultage, et de caractérisation de CCD. Ces T.P. sont à la fois uniques, notamment en utilisant de manière originale les télescopes de l'Observatoire de Haute-Provence, et en même temps ils permettent aux étudiants de se former à l'instrumentation et aux techniques classiques de traitement d'image.

Bibliographie

- Andersen, T., Le Coroller, H., Owner-Petersen, M., & Dejonghe, J. 2014, in Improving the Performances of Current Optical Interferometers & Future Designs, ed. L. Arnold, H. Le Coroller, & J. Surdej, 153–173
- Baudoz, P., Boccaletti, A., Baudrand, J., & Rouan, D. 2006, in IAU Colloq. 200 : Direct Imaging of Exoplanets : Science and Techniques, ed. C. Aime & F. Vakili, 553–558
- Berger, J. P., Haguenaer, P., Kern, P., et al. 2001, A&A, 376, L31
- Berger, J.-P., Malbet, F., Baron, F., et al. 2012, A&ARv, 20, 53
- Berio, P., Vakili, F., Mourard, D., & Bonneau, D. 1998, A&AS, 129, 609
- Codona, J. & Angel, R. 2004, ApJ, 604, L117
- Conrad, J. & Schunk, R. 1979, Journal of Geophysical research, 84, 811
- Defrère, D., Absil, O., Hanot, C., et al. 2014, in Improving the Performances of Current Optical Interferometers and Future Designs, ed. L. Arnold, H. Le Coroller, & J. Surdej, 87–92
- Dejonghe, J., Le Coroller, H., Deram, P., Ricci, D., & Hespels, F. 2014, in Improving the Performances of Current Optical Interferometers and Future Designs, ed. L. Arnold, H. Le Coroller, & J. Surdej, 135–151
- Dong, R., Zhu, Z., & Whitney, B. 2014, ArXiv e-prints
- Eisenhauer, F., Perrin, G., Brandner, W., et al. 2008, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7013, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 2
- Fusco, T., Rousset, G., Sauvage, J.-F., et al. 2006, Optics Express, 14, 7515
- Grover A. Swartzlander, J. 2011, OPTICS LETTER, 36

- Kasper, M. E., Beuzit, J.-L., Verinaud, C., et al. 2008, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7015, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 1
- Koechlin, L. 2003, in EAS Publications Series, Vol. 8, EAS Publications Series, ed. C. Aime & R. Soummer, 349–352
- Kraus, A. L., Ireland, M. J., Martinache, F., & Hillenbrand, L. A. 2011, *ApJ*, 731, 8
- Labeyrie, A. 1996, *A&AS*, 118, 517
- Labeyrie, A. & Le Coroller, H. 2004, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 5491, *New Frontiers in Stellar Interferometry*, ed. W. Traub, 90
- Lacour, S., Tuthill, P., Amico, P., et al. 2011, *A&A*, 532, A72
- Lacour, S., Tuthill, P., Monnier, J. D., et al. 2014, *MNRAS*, 439, 4018
- Langlois, M., Vigan, A., Dohlen, K., et al. 2014, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 9147, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, 9
- Lardière, O., Martinache, F., & Patru, F. 2007, *MNRAS*, 375, 977
- Le Coroller, H., Dejonghe, J., Arpesella, C., Vernet, D., & Labeyrie, A. 2004, *A&A*, 426, 721
- Le Coroller, H., Dejonghe, J., Hespeels, F., et al. 2015a, *A&A*, 573, A117
- Le Coroller, H., Dejonghe, J., Regal, X., et al. 2012, *A&A*, 539, A59, Paper II
- Le Coroller, H. & Gillet, D. 2002, *A&A*, 393, 693
- Le Coroller, H. & Maury, F. 1999, *Bulletin officiel de la propriété industrielle* 01/49 & brevet d'invention N°9913862, 2800868
- Le Coroller, H., Nowak, M., Arnold, L., et al. 2015b, in OHP2015 ; IN PREPARATION
- Lintz, M. & Courde, C. 2014, in *Improving the Performances of Current Optical Interferometers & Future Designs*, ed. L. Arnold, H. Le Coroller, & J. Surdej, 73–77

- Marois, C., Lafrenière, D., Doyon, R., Macintosh, B., & Nadeau, D. 2006, *ApJ*, 641, 556
- Martinache, F. 2010, *ApJ*, 724, 464
- Mennesson, B., Hanot, C., Serabyn, E., et al. 2011, *ApJ*, 743, 178
- Mertz, L. 1996, *Excursions in Astronomical Optics* (New York : Springer-Verlag, Inc.)
- Narita, S. 1973, *Progress of Theoretical Physics*, 49, 1911
- Nowak, M. & Le Coroller, H. 2016, *A&A* ; IN PREPARATION
- Paul, B. 2013, "Mesure de front d'onde post-coronographique à haute précision pour l'imagerie à haut contraste : application sol et espace" (These de l'université d'Aix Marseille)
- Peters, R. D., Lay, O. P., Hirai, A., & Jeganathan, M. 2008, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 7013, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 1
- Ragland, S., Le Coroller, H., Pluzhnik, E., et al. 2008, *ApJ*, 679, 746
- Ricci, D., Le Coroller, H., & Labeyrie, A. 2009, *A&A*, 503, 301
- Roddier, F. & Roddier, C. 1997, *PASP*, 109, 815
- Schunk, R. 1977, *Reviews of Geophysics and Space Physics*, 15, 429
- Snellen, I., de Kok, R., Birkby, J. L., et al. 2015, *A&A*, 576, A59
- Soummer, R. 2002, "Apodisation et coronographie pour l'imagerie à très haute dynamique" (Université de Nice ; Université de Nice-Sophia Antipolis, Faculté des sciences ; École doctorale Sciences fondamentales et appliquées, Nice)
- Tallon, M. & Tallon-Bosc, I. 1992, *A&A*, 253, 641
- Ten Brummelaar, T. A., McAlister, H. A., Ridgway, S. T., et al. 2010, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 7734, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series
- Texereau, J. 1961, *La construction du télescope d'amateur*
- van den Berg, S. A., Persijn, S. T., Kok, G. J. P., Zeitouny, M. G., & Bhattacharya, N. 2012, *Phys. Rev. Lett.*, 108, 183901

Vasisht, G., Crossfield, I. J., Dumont, P. J., et al. 2006, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 6272, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 53

Annexe HDR

I) Mes Cinq publications les plus importantes et organisation de colloques

Le Coroller et al. 2015, « K-Stacker, a new way of detecting and characterizing exoplanets with high contrast imaging instruments », AAS, 47, 6 (un papier va aussi être soumis dans A&A très prochainement sur ce sujet)

Le Coroller, H., et al. 2015, « The Carlina-type diluted telescope. Stellar fringes on Deneb. » *A&A*, 573, A117

Le Coroller, H., et al. 2012, A& A, Tests with a Carlina-type Diluted Telescope, II. Primary mirrors coherencing, 539, id.A59

Le Coroller, H., et al. 2012, The first diluted telescope ever built in the world, Optical and Infrared Interferometry III. Proceedings of the SPIE, Volume 8445, article id. 844514, 8 pp. (2012) (un referee a été nommé pour valider cet article)

Ricci, D., Le Coroller, H., Labeyrie, A. 2009, A& A, Extreme coronagraphy with an adaptive hologram. Simulations of exo-planet imaging, 503, Issue 1, 301

Colloque OHP2013: En fin 2013, j'ai organisé un colloque international sur le futur de l'interférométrie dans le cadre de mon travail avec le groupe européen FIE/EII. Le colloque a été entièrement filmé et l'ensemble des papiers a été publié sur ADS. L'ensemble des informations sur ce colloque est disponible à cette adresse:

<http://interferometer.osupytheas.fr/>

II) Liste des travaux de master et doctorat que j'ai encadrés et leurs publications

Avril - Juillet 2015: Encadrement d'un étudiant de l'Ecole Normale Supérieure de Cachan en M2, Mathias NOWAK. Il a travaillé sur le projet K-Stacker (voir projet de recherche):

Le Coroller, H., Mathias, N., et al. 2015, AAS, ESS meeting, 47, 6
Mathias, N., Le Coroller, H., et al. 2016, A&A, en préparation

Février-Mai 2014: Encadrement d'un étudiant en M2 de l'Université de Namur (Belgique/+programme Erasmus) qui a participé à traiter les franges obtenues sur Deneb avec Carlina.

Avril – Juillet 2012 : Encadrement d'un étudiant de l'Ecole Polytechnique de Paris, Pierre DERAM, qui a rendu un mémoire de recherche (type « petite thèse », en ligne ici: <http://carlina.obs-hp.fr/index.php?page=publications-carlina>) sur le développement d'un algorithme pour mesurer les visibilités des franges de Carlina

Le Coroller, H., Dejonghe, J., Hespeels, F., Arnold, A., Andersen, T., Deram, P. et al. 2015, *A&A*, 573, A117

De 2007 à 2011, Co-direction de la thèse de Davide RICCI : Thèse, financée par une bourse européenne (FRIA). Dans ce cadre Davide RICCI a passé plus d'un an en France dans mon équipe. Il a principalement travaillé sur un sujet de coronographie que je lui avais proposé (l'autre partie de sa thèse s'est déroulée à Liège avec Jean Surdej sur les lentilles gravitationnelles). Il s'agissait de calculer les performances d'un hologramme pour supprimer les speckles résiduels à la sortie d'un coronographe. Nous avons publié plusieurs papiers sur ce sujet dont un à referee dans A&A :

Ricci, D., Le Coroller, H., Piron, P. 2010, Proceedings of the conference In the Spirit of Lyot 2010

Ricci, D., Le Coroller, H. et al. 2010, « Simulations of coronagraphy with a dynamic hologram.. », SPIE, 7731, 5

Ricci, D., Le Coroller, H., Labeyrie, A. 2009, A&A, Extreme coronagraphy with an adaptive hologram. Simulations of exo-planet imaging, 503, Issue 1, 301

J'étais membre du Jury de sa thèse, qu'il a soutenue en 2012.

Au cours de ma carrière, j'ai aussi encadré un grand nombre d'étudiants en stage de L1-M1:

2009 : Pascal ROMAIN (M1 université Aix-Marseille II) a réalisé un stage intitulé « Alignement et mise en cohérence des miroirs de l'interféromètre Carlina »

2008 : Thomas RASTOUIL (Institut des Techniques d'Ingénieur de l'Industrie) a réalisé un stage dans mon équipe (co-encadrement) sur un sujet lié aux « sous-systèmes astronomiques »

2007 : Vincent MARGARON (DUT Mesures Physiques) a réalisé un stage intitulé « Test d'un Capteur de position pour la métrologie de l'interféromètre Carlina »

2006 : Geoffroy AUBRY (ENS Cachan / Licence) a réalisé un stage sur le cophasage des miroirs de Carlina

2005 : Julien MONTILLAUD (ENS Cachan / Licence) a réalisé un stage sur l'interféromètre IOTA (observations avec moi d'étoiles Mira)

...

III) Liste Exhaustive de mes publications

III.1) Articles à comité de lecture

Lagrange, A.M., et al. (je suis dans les 42 co-auteurs) 2016, A&A, « A narrow, edge-on disk resolved around HD 106906 with SPHERE », 586, 6

Mathias, N., Le Coroller, H. et al. 2016, A&A, « K-Stacker : Keplerian image recombination for the direct detection of exoplanets », IN PREPARATION

Le Coroller, H., et al. 2015, « The Carlina-type diluted telescope. Stellar fringes on Deneb », *A&A*, 573, A117.

Le Coroller, H., Dejonghe, J., Regal, X. et al. 2012, A& A, Tests with a Carlina-type Diluted Telescope, II. Primary mirrors coherencing, 539, id.A59

Le Coroller, H. et al. 2012, " The first diluted telescope ever built in the world ", Optical and Infrared Interferometry III. Proceedings of the SPIE, Volume 8445, article id. 844514, 8 pp. (2012); Il s'agit d'une publication SPIE mais elle a été validé par un referee

Kóvári, Zs.; Korhonen, H.; Kriskovics, L.; Vida, K.; Donati, J.-F.; Le Coroller, H.; Monnier, J. D.; Pedretti, E.; Petit, P. 2012, A&A, 539 id.A50, 4 pp.

Surdej, J.; Delacroix, C.; Coleman, P.; Dominik, M.; Habraken, S.; Hanot, C.; Le Coroller, H. et al. 2010, ApJ, " The Optimal Gravitational Lens Telescope", Volume 139, Issue 5, pp. 1935-1941

Ricci, D., Le Coroller, H., Labeyrie, A. 2009, A& A, Extreme coronagraphy with an adaptive hologram. Simulations of exo-planet imaging, 503, Issue 1, 301

Lacour, S.; Thiébaud, E.; Perrin, G.; Meimon, S.; Haubois, X.; Pedretti, E.; Ridgway, S. T.; Monnier, J. D.; Berger, J. P.; Schuller, P. A.; Woodruff, H.; Poncelet, A.; Le Coroller, H.; Millan-Gabet, R.; Lacasse, M.; Traub, W. 2009, ApJ, Volume 707, Issue 1, pp. 632-643

Labeyrie, A., Le Coroller, H., Dejonghe, J. et al. 2009, ExA, Luciola hypertelescope space observatory, 23, Issue 1, 463-490

Bouchy, F.; Hébrard, G.; Udry, S.; Delfosse, X.; Boisse, I.; Desort, M.; Bonfils, X.; Eggenberger, A.; Ehrenreich, D.; Forveille, T.; Lagrange, A. M.; Le Coroller, H.; et al. 2009, A&A, 505, 853B

Pluzhnik, E., Ragland, S., Le Coroller, H., et al. 2009, ApJ, The Structure and Kinematics of the Envelope Around U Ori from Iota Observations, 700, 114-122

Ragland, S., Le Coroller, H., Pluzhnik, E., et al. 2008, ApJ, First Images of R Aquarii and Its Asymmetric H₂O Shell, 679, Issue 1, pp. 746-761

Monnier, J. D.; Barry, R. K.; Traub, W. A.; Lane, B. F.; Akeson, R. L.; Ragland, S.; Schuller, P. A.; Le Coroller, H. et al. 2006, "No Expanding Fireball: Resolving the Recurrent Nova RS Ophiuchi with Infrared Interferometry ", ApJ, Volume 647, Issue 2, pp. L127-L130

Le Coroller, H., Dejonghe, J., Arpesella, C., et al. 2004, A& A, Tests with a Carlina-type hypertelescope prototype. I. Demonstration of star tracking and fringe acquisition with a balloon-suspended focal camera, 426, 721

Le Coroller, H., Lèbre, A., Gillet, D., et al. 2003, A& A, Observational survey of the puzzling star HD 179821, 400, p.613

Le Coroller, H., Gillet, D. 2002, A&A, Diffusion velocity and reactive thermal conductivity for shock waves propagating in the hydrogen gas, 393, 693

Fadeyev, Yu. A., Le Coroller, H., Gillet, D. 2002, A&A, The structure of radiative shock waves. IV. Effects of electron thermal conduction, v.392, p.735

Fokin, A. B., Lèbre, A., Le Coroller, H. et al. D. 2001, A&A, Non-linear radiative models of post-AGB stars : Application to HD 56126, 378, p.546

Brevet :

Le Coroller H. & Maury F., 1999, Bulletin officiel de la propriété industrielle n° 01/49 , publication n° 2800868, « Dispositif léger de stabilisation d'objets », brevet d'invention n° 9913862

III.2) Articles de colloque

Le Coroller, H. et al. 2016, OHP2015 meeting, "K-Stacker, a new way of detecting and characterizing exoplanets with high contrast imaging instruments", in press

Le Coroller, H., Dejonghe, J. et al. 2014 "THE CARLINA DILUTED TELESCOPE: A NEW CLASS OF INTERFEROMETER", in Proceedings of Haute Provence Observatory Colloquium (23-27 September 2013) Edited by L. Arnold, H. Le Coroller & J. Surdej

Torben, A., Le Coroller, H., O.-Petersen, M., Dejonghe, J. 2014, Linearized Model of an Actively Controlled Cable for a Carlina Diluted Telescope, in Improving the performances of current optical interferometers & future designs, Proceedings of Haute Provence Observatory Colloquium (23-27 September 2013) Edited by L. Arnold, H. Le Coroller & J. Surdej

De Becker, M., Le Coroller, H., Dejonghe, J. 2011, Prospects for the multiplicity investigation of massive stars with the CARLINA interferometer, Société Royale des Sciences de Liège, Bulletin, vol. 80, 486

Ricci, D., Le Coroller, H., Piron, P. 2010, " Coronagraphy with a dynamic hologram", Proceedings of the conference In the Spirit of Lyot 2010: Direct Detection of Exoplanets and Circumstellar Disks. October 25 - 29, 2010. University of Paris Diderot, Paris, France. Edited by Anthony Boccaletti.

Ricci, D., Le Coroller, H., Labeyrie, A., Piron, P. 2010, Simulations of coronagraphy with a dynamic hologram for the direct detection of exo-planets, Proceedings of the SPIE, Volume 7731, pp. 77314X

Perruchot, S.; Kohler, D.; Bouchy, F.; Richaud, Y.; Richaud, P.; Moreaux, G.; Merzougui, M.; Sottile, R.; Hill, L.; Knispel, G.; Regal, X.; Meunier, J.-P.; Ilovaisky, S.; Le Coroller, H.; et al. 2008, The SOPHIE spectrograph: design and technical key-points for high throughput and high stability, Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy II. Edited by McLean, Ian S.; Casali, Mark M. Proceedings of the SPIE, Volume 7014, article id. 70140J, 12 pp. (2008)

Labeyrie, A., Le Coroller, H., Dejonghe, J. 2008, "Steps toward hypertelescopes on Earth and in space", Optical and Infrared Interferometry. Edited by Schöller, Markus; Danchi, William C. ; Delplancke, Françoise. Proceedings of the SPIE, Volume 7013, 107

Ragland, S., Le Coroller, H., Pluzhnik, E. et al. 2008, Detection Of Clumpy Water Shell Around R Aquarii, AAS Meeting 211, 5723

Ilovaisky, S.; Prugniel, Ph.; Soubiran, C.; Koleva, M.; Le Coroller, H. 2007, " The ELODIE-SOPHIE archive in the Virtual Observatory", Proceedings of the EURO-VO Workshop, held at the European Space Astronomy Centre of ESA, Villafranca del Castillo, Spain, 21-23 March, 2007, Eds.: M. Guainazzi and P. Osuna, Published by the European Space Agency., p.47

Pluzhnik, E., Ragland, S., Le Coroller, H. 2007, AAS, Bulletin of the American Astronomical Society, 39, 816

Zamanov, R., Boer, M., Le Coroller, H., Panov, K., "Photometry of RS Oph after the 2006 Outburst", Information Bulletin on Variable Stars, 5733, 1

Labeyrie, A., Le Coroller, H. 2004, Extrasolar planet imaging, New Frontiers in Stellar Interferometry, Proceedings of SPIE Volume 5491, 90

Labeyrie, A., Le Coroller, H., et al. 2003, Hypertelescope imaging : from exo-planets to neutron stars, Interferometry in Space. Edited by Shao, Michael. Proceedings of the SPIE, 4852, pp. 236

Labeyrie, Antoine; Arnold, Luc; Riaud, Pierre; Lardière, Olivier; Borkowski, Virginie; Gilet, Sohie; Dejonghe, Julien; Le Coroller, Hervé 2002, "Hypertelescope architectures for direct imaging at high angular resolution", ESO Conference and Workshop Proceedings, Vol. 58, ISBN 3923524617, p. 473

Labeyrie, Antoine; Arnold, Luc; Gilet, Sophie; Riaud, Pierre; Dejonghe, Julien; Lardière, Olivier; Borkowski, Virginie; Le Coroller, Hervé; Maury, François, 2001, "Hypertelescopes: Prospects on Earth and in Space", Abstracts from SF2A-2001: Semaine de l'Astrophysique Française, meeting held in Lyon, France, May 28-June 1st, 2001, Eds.: F. Combes, D. Barret, F. Thévenin, to be published by EdP-Sciences, Conference Series, p.505

Le Coroller, H. et al. 2001, Stellar parameters of the post-AGB star HD 56126 from observations and non-linear radiative pulsation models, SF2A, published by EdP-Sciences, Conference Series, p.165

Le Coroller, H., Dejonghe, J., Regal, X. et al. 2010, Science with the Carlina hypertelescope, The European week of Astronomy and Space Science, JENAM 2010, 6-10 september 2010 Lisbon Portugal, p95

Le Coroller, H. et al. 2002 Radial and Nonradial Pulsations as Probes of Stellar Physics, ASP Conference Proceedings, IAU Colloquium 185. San Francisco : Astronomical Society of the Pacific, 2002., p.578

III.3) autres publications et communications

- **Edition de proceedings:** Improving the performances of current optical interferometers & future designs Proceedings of Haute Provence Observatory Colloquium (23-27 September 2013) Edited by L. Arnold, H. Le Coroller & J. Surdej;

- **Prix Lequeux de l'Académie des Sciences de Paris en 2006** pour la réalisation du premier hypertelescope