MINISTERE DE L'ENSEIGNEMENT SUPERIEUR ET DE LA RECHERCHE SCIENTIFIQUE

UNIVERSITE FERHAT ABBAS-SETIF

MEMOIRE

Présenté à l'Institut d'Optique et de Mécanique de Précision

Pour l'Obtention du Diplôme de

MAGISTER

École Doctorale des Technologies et des Applications Spatiales

Option : Optique Spatiale et Mécanique de Précision

Par

Mohamed Ilyes HABIA

THEME

ETUDE DES TECHNIQUES D'IMAGERIE APPLIQUEES A L'OBSERVATION DES PLANETES SIMULATION DE LA CORONOGRAPHIE INTERFEROMETRIQUE

Soutenu le : 26/10/2011 devant la commission d'examen:

Djamel Bouzid	*Prof. à l'université de Sétif*	*Président*
Smaïl djabi	*M.C. à l'université de Sétif*	*Rapporteur*
Saïd Meguellati	*M.C. à l'université de Sétif*	*Examinateur*
Abdelkrim Beniaiche	*M.C. à l'université de Sétif*	*Examinateur*

Dédicace

*A mes parents **Ahmed et Rafika** qui ont fait preuve de beaucoup de patience et de sacrifice pour m'avoir toujours soutenu.*

*Je voudrais témoigner de la reconnaissance envers mon frère et mes sœurs surtout **Anissa** de leur encouragement bénéfique, qui ont été un support précieux et une source de courage durant les longues heures de travail.*

Remerciements

Ce travail a été effectué au sein du Laboratoire des Systèmes Photoniques et Optique Non Linéaire.

Mes premiers remerciements s'adressent à mon directeur de recherche M. DJABI Smail, Maitre de Conférences à l'Institut d'optique et de mécanique de précision- Université Ferhat Abbas- Sétif pour la confiance qu'il a su m'accorder, pour sa rigueur et sa pédagogie et pour ses précieux conseils qui m'ont permis de mener à bien ce travail.

Je tiens à remercier M. Bouzid Djamel, Professeur à l'Institut d'optique et de mécanique de précision- Université Ferhat Abbas- Sétif, qui a présidé le jury de soutenance.

Je tiens à remercier très chaleureusement les membres du jury M. Meguellati Said et M.Beniaiche Abdelkrim tous deux Maîtres de Conférence à l'Institut d'optique et de mécanique de précision- Université Ferhat Abbas- Sétif, pour l'attention qu'ils ont porté à mon travail et pour avoir également accepté de participer à la commission d'examen.

Je veux adresser des remerciements à tous les doctorants du laboratoire des systèmes photoniques et optique non linéaire et particulièrement Messieurs Adouane .A, Nouri .A et Fares .N, pour leurs collaborations.

Je remercie également Touafek .I et Hemissi .A pour leurs aides précieuses surtout la programmation sous logiciel Matlab.

Merci également à tous mes compagnons de l'institut d'optique et mécanique de précision: Loghrab.M, Rahmani.M, Abzouzi.Y, Guermat Ch.

H.M.ILYES

Sommaire

INTRODUCTION GENERAL……. 01

CHAPITRE I : TECHNIQUES ET RECHERCHE DE PLANETES EXTRA-SOLAIRES

I.1Introduction……..…….. 03

I.2. La recherche des planètes…….**.....** 04

I.3.Les techniques de détection…….**.....**…….. 05

I.3.1.Techniques de détection indirectes……...…… 06

I-3-1-1. L'Astrométrie……**...** 06

I-3-1-2.La Mesure des vitesses radiales…… 08

I.3.1.3. Le Chronométrie par pulsars millisecondes……**..**…… 10

I-3-1-4.Les Transits photométriques ……..……..……**..**…… 10

I-3-1-5. Le Microlentilles gravitationnelles ……..…… 12

I-3-2.Les technique directes…….…… 14

I-3-2-1.La Photographie ……..……. 14

I-3-2-2.La Coronographie stellaire…… 15

I-3-2-3.L'interférométrie multi-télescope……..…… 16

I-3-2-3-1 La modulation de visibilité…… 16

I-2-2-4-2.L'interférométrie différentielle…… 17

I-2-2-4-3.L'interférométrie annulante (destructive) …….. 18

I-4. Les avantages de l'observation directe…….…… 19

I.4.1Les difficultés de l'observation directe……. 20

I.5.Évolution du nombre d'exo-planètes découvertes chaque année……**...** 21

CHAPITRE II : CORONOGRAPHIE ET INTERFEROMETRIE ANNULANTE

Introduction…… 22

II.1.La coronographie…… 23

II.2Le coronographe de Lyot……..……. 23

II.2.1.le principe…….……. 23

II.2.2.les limitations du coronographe de Lyot……..…… 24

II.3.Les différents types de coronographes……..…… 24

II.3.1. Les coronographe d'amplitude……..…… 24

II.3.2. Les coronographes de phase……. 25

II.3.2.1.Le coronographe de Rodier…….…….. 25

II.3.2.2. le coronographe de phase a quatre quadrant ……..…… 26

II.3.2.3. le coronographe à couteau de phase……. …….. 27

II.3.2.4. Les masque de phase à cannelures annulaire……. ……..…… 28

II.3.3. les coronographes interférométriques …… 28

II.4.Interférométrie annulante …….……. 29

II.4.1. Principe de l'interféromètre …… 31

II.4.2. caractéristique de l'interféromètre …… 33

II.4.3. les difficultés observationnelles ……..…. 34

II.4.3.1. Erreur de phase……. 34

II.4.3.2. Déséquilibre photométrique ……..…….. 34

II.4.3.3.Erreur de polarisation…….…….. 34

II.4.4. Filtrage spatial…… 35

II.4.5.Filtrage modal……. 35

II.4.6.Différents types de recombinaison ……..…….. 36

II.4.6.1.Recombinaison de Fizeau…….……. 36

II.4.6.2.Recombinaison de Michelson……..…….. 36

II.4.6.3.Recombinaison densifie……..…… 37

II.4.6.4.Recombinaison de Mach-Zehnder……..…… 38

II.4.6.4.1.recombinaison multi axiale……..…… 38

II.4.6.4.2.Recombinaison mono axiale…… 39

II.5.Les interféromètre mise en fonction…… 39

CHAPITRE III: SIMULATION NUMERIQUE

III.1. Introduction……..…….. 43

II.2.Simulation Numérique…….…….. 44

II.2.1 Organigramme de simulation…….…….. 45

III.2.2.Organigramme de simulation de l'interférométrie annulante…… 46

III.2.2.1. Transformée de Fourier…….……..…… 47

III.2.2.2. Transformée par une ouverture circulaire…… 47

III.2.2.3. Convolution……..……. 47

II.2.2.4.Interférence…….……..…… 48

III.3.Simulation de l'interférométrie annulante sans apodisation…….. 49

II.2.4.Simulation de l'interférométrie annulante avec apodisation gaussienne…… 53

II.2.4.1.Apodisation…….…… 53

II.2.4.2. Fonction gaussienne ……..……. 53

III.4.3.Simulation de l'interférométrie annulante avec la fonction Cosinus…… 56

III.4.4.Simulation de l'interférométrie annulante avec un masque prolate……. 57

III.5.Comparaison entre les fonctions d'apodisation……..……. 60

III.6.Visualisation d'une étoile autour du soleil……..…… 61

III.7.Conclusion…….. 66

CONCLUSION GENERAL……..…… 67

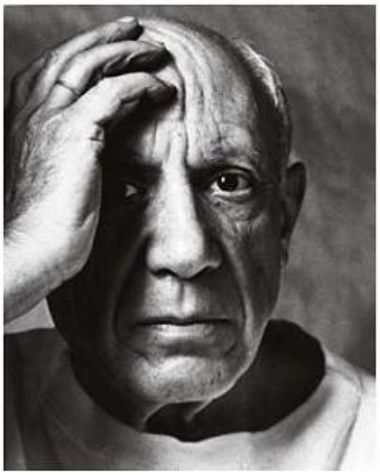
Annexe A

Liste des acronymes

Bibliographie

"Pour apprendre quelque chose aux gens, il faut mélanger ce qu'ils connaissent avec ce qu'ils ignorent",

P. Picasso



INTRODUCTION GENERALE

L'astronomie est l'une des premières qui profite de toutes ses performances. Si les instruments modernes nous permettent d'avancer dans la compréhension de la nature physique des objets célestes, certains domaines ont toujours besoin d'aller plus loin et nécessitent des instruments toujours plus sophistiqués. Les observations astronomiques demandent de plus en plus de s'affranchir des perturbations atmosphériques. N'étant pas limitées par l'atmosphère terrestre qui filtre et dégrade certaines longueurs d'onde, les observations depuis l'espace restent indispensables dans tout le spectre électromagnétique **[Labe 06]**.

Les recherches liées aux exo-planètes sont fondamentales parce qu'elles nous renseignent sur la formation des planètes en général, l'origine de la vie, et notre place dans l'Univers avec la question de la présence d'autres Terres habitables. Elles sont aussi des laboratoires pour la physique en général, notamment l'étude des interactions planètes/étoiles et disques/planètes, les effets de marées, la météorologie, les champs magnétiques, les effets liés à l'irradiation stellaire. Elles peuvent aussi, dans le cas des planètes géantes, apporter des informations de type chronologique sur des systèmes astronomiques **[May 95]**.

La détection de la première planète extrasolaire autour d'une étoile de la séquence principale met fin à la spéculation sur l'existence de planètes en dehors du système solaire gravitant autour d'étoiles semblables au Soleil. La recherche de planètes extrasolaires constitue désormais un thème majeur de l'astrophysique. Outre la quête de la vie dans l'univers, ces recherches sont motivées par la volonté de mieux connaître les systèmes planétaires, et en particulier les mécanismes de formation de la Terre. Les planètes brillent en réfléchissant la lumière de leur étoile, et directement par leur chaleur interne. À la distance qui sépare la terre des étoiles, même des plus proches, les planètes nous apparaissent comme étant très près et plusieurs millions de fois moins intenses que leur étoile. C'est comme tenter d'observer une chandelle se trouvant à quelques centimètres d'un phare; on doit se servir d'instruments sophistiqués pour les distinguer **[May 95]**.

Deux types d'approches observationnelles sont possibles : la première permet de découvrir indirectement les systèmes planétaires et de compléter le diagramme (masse, distance orbitale) pour une caractérisation très complète des planètes les plus proches

de leur étoile, l'autre est directe où la formation d'images, serait une technique complémentaire qui conviendrait bien à la détection de planètes dont l'orbite est plus grande. La possibilité de former des images de planètes mène à la capacité de mesurer leurs spectres, et ainsi d'en savoir beaucoup plus sur leur composition et leur atmosphère **[Dani 03]**.

Le manuscrit est divisé en trois chapitres. Dans le premier chapitre, on décrit les différentes techniques indirectes et directes permettant de détecter des planètes extrasolaires, leurs inconvénients et avantages.

Dans le chapitre deux, on présente d'une manière générale la coronographie et les différents coronographes. On détaille particulièrement la technique de coronographie interférométrique (interférométrie annulante). Cette technique est le sujet du présent manuscrit. Imaginée en 1978 par Bracewell, elle consiste à éteindre la lumière des étoiles grâce à des interférences destructives afin de pouvoir observer les planètes.

Dans le troisième chapitre, le travail décrit dans ce mémoire est centré principalement sur des simulations réalisées sous Matlab et Image-Pro Plus de l'interférométrie annulante sans et avec apodisation des pupilles.

On termine par une conclusion générale.

Chapitre I

Techniques et recherche de planètes extra-solaires

Sommaire

I.1 Introduction……..…… 03

I.2 La recherche des planètes …….. 04

I.3 Techniques de détection ……..…… 05

I.3.1 Techniques indirectes….…….…….. 06

I.3.2 Techniques directes…..…….…….. 14

I.4 Avantages de l'observation direct…….. 19

I.1. Introduction

le soleil était la seule étoile connue dans notre système solaire. Cette situation a totalement changé ces dernières années, vu le nombre de systèmes planétaires découverts. Notre système solaire ne reste pas moins particulier et unique, mais il comporte un grand nombre de planètes, et surtout il est le seul que nous connaissions à abriter des planètes telluriques comme la Terre, Mars ou Vénus. C'est aussi bien sûr le seul système planétaire que nous connaissions à porter la vie. Malgré un travail tenace, très peu de choses sont connues sur ces nouvelles planètes et systèmes planétaires. Cela est essentiellement du aux limitations des instruments d'observation actuels qui permettent les observations de ces planètes **[May 95]**.

Il est en fait très difficile de détecter et d'observer des planètes hors du notre système solaire. Aujourd'hui, les méthodes d'observation qui permettent le plus de détection de planètes sont des méthodes indirectes, c'est-à-dire qu'on n'observe pas directement la lumière provenant de ces planètes. Par conséquent, la quantité d'informations récoltée de cette façon est assez faible. Des observations directes de ces planètes amèneraient des récoltes d'information bien plus riches **[May 95].**

Les avancées technologiques des vingt dernières années, (les grands miroirs de qualité optique extrême, l'optique adaptative, l'amélioration des performances des détecteurs, l'exploration des longueurs d'onde infrarouges, de nouvelles méthodes de traitements d'image, etc.) ont permis des avancées spectaculaires dans ce domaine **[Hais 01]** . Ainsi, la détection directe d'une naine brune en 1995 a ouvert la porte du domaine de ces objets trop peu massifs. Cette découverte a été suivie de plusieurs centaines d'autres, et à l'apparition de deux nouveaux types spectraux **[Poll 96]**.

I.2. La recherche des planètes

La recherche des planètes supplémentaire-solaires est l'un des secteurs scientifiques les plus évidents aujourd'hui, les mesures basées par terre de réflexe stellaire de vitesse radiale ont mené à la découverte d'une masse de planètes. Les questions importantes concernant la distribution statistique des masses de planète et l'axe orbital demeurent parce que les méthodes vélocimétries radiales sont décentrées vers la détection de grandes planètes de masse, et parce que les méthodes établissent seulement des limites inférieures de la planète masse à cause de l'inclination orbitale minée. En particulier, les questions principales demeurent concernant la population de la terre comme des planètes dans des zones habitables et la population de Jupiter comme des planètes à de grandes distances. Il est peu clair si notre genre de système planétaire soit typique ou atypique **[Poll 96]**.La découverte de corps dans le système solaire de masse très faible et de planètes en dehors du système solaire de masse plusieurs fois la masse de Jupiter a poussé la communauté astronomique à définir plus précisément ce qu'est une planète. C'est en février 2006 que la Communauté Astronomique International (IAU) a déterminé partiellement la notion de planète **[schn 04]**.

La Communauté Astronomique a défini "planète" comme un corps céleste qui orbite autour de son étoile hôte, a suffisamment de masse pour que sa propre gravité équilibre les forces de pressions de sorte qu'elle assume une forme hydrostatique d'équilibre et domine gravitationnellement son voisinage **[Udry 07]**.

La nature d'un objet peut être établie en partie suivant sa masse, paramètre gouvernant la physique et la luminosité d'un objet isolé. En effet, plus un objet est massif, plus il est chaud, et plus le flux lumineux émis est important. Un objet d'une masse supérieure à 75 masses de Jupiter (M_{Jup}) atteint en son cœur une température suffisante à la fusion de l'hydrogène en hélium. L'objet est dans ce cas appelé étoile. Les astres de plus faible masse, comprise entre 13 et 75 M_{Jup}, sont considérés comme étant des naines brunes, proto-étoiles dont l'évolution a été stoppée du fait de leur trop faible masse. Le cœur de ces dernières atteint une température qui permet la seule fusion du deutérium. Cette masse de 75 M_{Jup} constitue ainsi la limite supérieure de la population des naines brunes. Une limite en

terme de masse peut ainsi être introduite pour définir les planètes . Mais la distinction n'est pas nette, l'observation des naines brunes ne nous donnent aucune information concernant leur mode de formation. On peut cependant se restreindre à cette démarcation en terme de masse. Il est également possible de définir une planète à travers son processus de formation **[Udry 07]**.

I.3.Techniques de détection

Les techniques permettant de détecter et/ou d'apporter de l'information sur les exo planètes sont nombreuses. On distingue deux grandes familles : les techniques indirectes et les techniques directes.

La figure I.1 illustre les différentes techniques de détection.

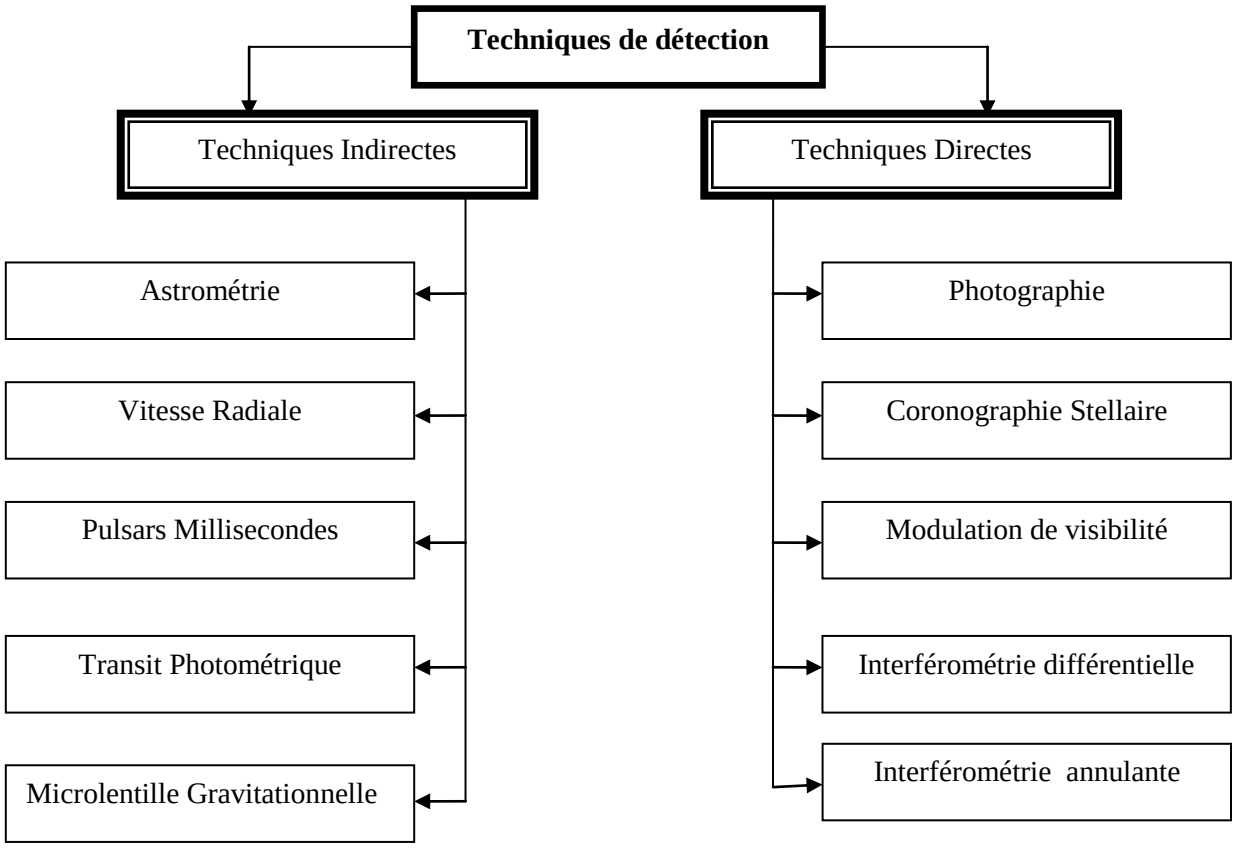


Fig.I.1. Techniques de détection des exo-planètes

I.3.1.Techniques de détection indirecte

Les moyens de détection sont dits indirectes dans le sens où ce qui est observé n'est pas la planète elle-même mais l'effet ou la perturbation qu'elle produit sur l'étoile autour de laquelle elle gravite **[charb 05]**.

Les trois premières méthodes de détection sont basées sur la mesure de l'effet de l'influence gravitationnelle de la planète sur son étoile hôte. Il s'agit de :

- la méthode des mesures astrométriques.
- la méthode des vitesses radiales.
- la méthode de chronométrie par pulsars millisecondes.

Les deux dernières (la méthode des transits planétaires et la méthode des microlentilles gravitationnelles) se concentrent sur l'aspect photométrique de cette influence.

Les techniques indirectes basées sur l'observation des perturbations induisent par la planète sur leur étoile hôte. On peut, par exemple, observer les mouvements de l'étoile par rapport à la Terre ou par rapport à d'autres étoiles du champ car c'est difficile d'observer la planète directement **[charb 05]**.

I-3-1-1. Astrométrie

La technique astrométrique mesure le mouvement approprié d'une étoile plutôt que son mouvement radial, (voir figure I.2) c'est le mouvement d'une étoile à travers le ciel. Nous recherchons encore le mouvement périodique qui est caractéristique d'une orbite, mais ce n'est pas la vitesse qui est mesurée cette fois, c'est le changement réel de la position. Le soleil, n'oublient pas, seulement position de changements par une distance brutalement égale à son propre diamètre. Les mesures pour détecter ce genre de mouvement approprié doivent être extrêmement précise, et seulement faisable pour les étoiles voisines. En outre, le succès de cette technique exige une observation de la même étoile sur une longue période.

Les astronomes ont longtemps essayé d'utiliser l'effet dynamique que la planète possède sur la proposition stellaire pour mesurer le petit changement périodique astrométrique d'une

étoile comme il se déplace autour du centre de masse du système étoile-planète. Les résultats sont très décevants, avec quelques fausses détections et décourageant. Ce n'est que récemment le premier astrométrique mouvement des planètes a été mesuré par le télescope spatial Hubble **[Bene 02]**.

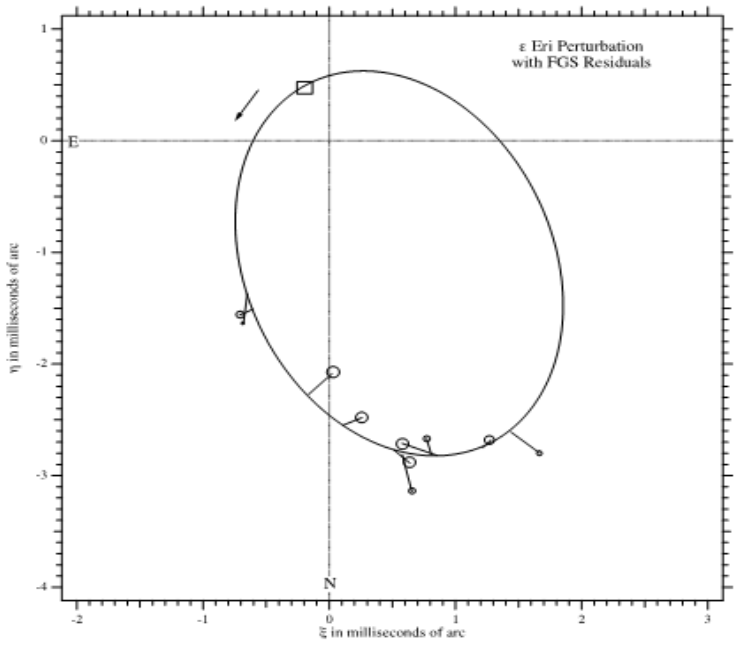


Fig.I.2. Solution orbitale d'Astrométrique pour l étoile Eri, due au mouvement orbital autour du centre de la masse de son système d'étoile-planète [Bene 02].

La détection astrométrique d'une planète extrasolaire peut être décrite, dans une approche très basique, de la physique simple. Le demi-grand axe du mouvement orbital d'une étoile autour du centre de masse d'un système à deux corps peut être décrit par

$$M_1 a_1 = M_2 a_2 \qquad I\text{-}1$$

où M1 et M2 sont les masses des deux corps.

a_1 et a_2 le demi-grand axe de leurs orbites.

Par définition $\mathbf{a=a_1+a_2}$ le demi-grand axe de l'orbite relative (il désigne la séparation des les deux organes), on peut écrire:

$$a_1 = M_2 \times a/(M_1+M_2) \qquad I\text{-}2$$

Cette équation concerne le déplacement astrométriques prévu a1 d'une étoile de masse $\mathbf{M_1}$ en raison de la présence d'une planète avec masse $\mathbf{M_2}$, séparés par la distance a. La distance **a** est également liée à la période orbitale **P** par 3ème loi de Kepler.

$$P^2 = a^3/(M_1+M_2) \qquad I\text{-}3$$

En principe, si nous mesurons a_1, a_2, et P, nous pouvons résoudre le système et dériver la masse des deux corps. C'est le point de droit pour quelques étoiles binaires visuelles [Pour 00]. Dans la pratique, la mesure du mouvement astrométrique de l'étoile primaire dans un système étoile-planète est plus complexe. D'abord, nous pouvons seulement espérer mesurer a_1 et la période P, puisque nous ne sommes pas capables d'observer directement la planète. Pour résoudre le système, il faut , par exemple, estimer la masse de l'étoile (M_1). Deuxièmement, l'orbite astrométrique observée correspond aux projections à deux dimensions sur la céleste sphère de la véritable orbite à trois dimensions **[Bened 06]**.La précision astrométrique n'est pas suffisante pour permettre la détection de planète extra solaire de type Terre. Cette technique convient pour des planètes à longues périodes orbitales autour d'étoiles peu massives et proches de nous et pour l'optimisation des mesures à partir de satellites.

I-3-1-2.Mesure des vitesses radiales

C'est la première technique de détection qui a donné des résultats. Leur principe est de mesurer la composante radiale (suivant l'axe étoile-Terre) du mouvement de l'étoile autour du centre de gravité du système étoile-planète observé. La mesure est réalisée par spectroscopie à très haute résolution. L'effet Doppler permet de mesurer la vitesse relative de l'étoile par rapport à la Terre dans la direction de la ligne de visée **[Bene 02][Bara 96]**.La résolution actuelle de cette méthode est de l'ordre de 2 à 3 $m.s^{-1}$ avec les meilleurs instruments. On est encore loin de pouvoir détecter une planète tellurique à une unité astronomique de son étoile hôte.

La variation de vitesse radiale maximale due au mouvement de la planète autour de l'étoiles s'écrit comme suit:

$$V_{max} = \left(\frac{2\pi G}{P}\right)^{1/3} \frac{m_p}{\left(m_s + m_p\right)^{2/3}} \frac{\sin i}{(1-e)^{1/2}} \qquad \textit{I-4}$$

Où :

m_s et m_p représente la masse de l'étoile et du planète respectivement. e désigne l'excentricité de l'orbite de la planète et p la période. **i** est l'Inclinaison de l'orbite de la planète et **G** la constante de la gravitation.

La figure I.3 représente la détection de la planète GJ 581 b autour de Gliese

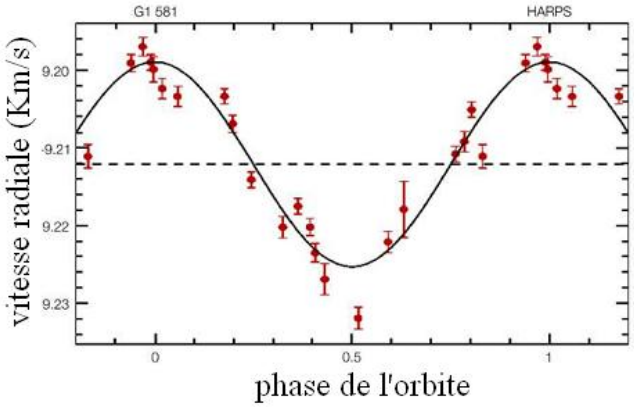


Fig.I.3. Courbe illustrant la détection de la planète GJ 581 b autour de Gliese [Bara 96].

Malgré ces limitations, la méthode des vitesses radiales est, jusqu'à présent, de loin la méthode de détection de planètes extrasolaires la plus efficace car elle a permis d'en découvrir la grande majorité. La variation de la vitesse radiale d'une étoile n'est pas nécessairement due à la présence d'une planète. Elle peut aussi être causée par les mouvements de la photosphère dus à l'activité de l'étoile elle-même ou à la pulsation (taches à la surface de l'étoile, inhomogénéités convectives, ...). La variation de la vitesse radiale causée par ces phénomènes peut atteindre plusieurs dizaines de ms. Alors que la variation de la vitesse radiale du Soleil due à la présence de la Terre est de l'ordre de 0.1ms. Donc, la détection d'exo-planètes de type Terre est totalement exclue avec cette méthode **[Camp 88]**.

I.3.1.3. Chronométrie par pulsars millisecondes

Les pulsars millisecondes sont parmi les horloges les plus précises et les plus stables (10^{-3}s) de l'Univers. Ce sont en fait des étoiles à neutrons hautement magnétiques en rotation rapide (dont l'axe magnétique est souvent très incliné par rapport à celui de la rotation) dont le jet d'émission radio fournit à l'observateur une base temporelle de période ultra stable. Ces étoiles particulières résultent de l'effondrement gravitationnel d'étoiles massives lors de leur explosion en Supernova. La présence de planètes autour de tels objets se traduit par des variations de cette période avec la vitesse orbitale. Avec les précisions instrumentales courantes, il est possible de détecter la présence d'un Jupiter ou d'une Terre. Cette technique a conduit à la première découverte d'une planète extrasolaire en 1992 autour du pulsar 1257+12, où deux compagnons de masse terrestre ont été détectés **[Wols 92]**.

La stabilité des pulsars millisecondes et la précision des mesures de timing (de l'ordre de 10-11cm/s) permettraient la détection d'exo-planètes de type Terre (effet de la Terre sur le Soleil 8 cm/s).

I-3-1-4.Transits photométriques

Quand une planète traverse le disque stellaire comme on le voit chez nous, il va bloquer une partie de la lumière de l'étoile. Ce phénomène, appelé transit, peut être observée si l'axe orbital de la planète est étroitement perpendiculaire à la ligne de visée (voir figure.I.4). Pour un système donné, on peut calculer que la probabilité géométrique (Pr) d'un transit complet se produira peut être exprimée par **[Mand 02]** :

$$Pr = R_{star} / a \qquad \text{I-5}$$

Où :

$\mathbf{R_{star}}$ est le rayon de l'étoile et **a** désigne le demi grand axe de l'orbite de la planète.

Cette formule est valable pour le cas d'une orbite circulaire. De cette équation, nous pouvons voir que la technique de transport en commun est plus sensible aux planètes de courte période. Alors que pour une orbite de période court P de 3 jours à Jupiter chaud est proche

de 10%, pour une planète à 1 unité astronomique (UA) de son étoile parent (période proche de 1 an) P descend à peine 0,5%. Si un événement de transport est observé, la variation de luminosité peut être dérivée devrait être de l'ordre de ΔL ou :

$$\Delta L/L = (R_{planer}/R_{star})^2 \qquad \text{I-6}$$

Ce moyen de détection n'a de sens que lorsqu'on peut surveiller un grand nombre d'étoiles en même temps ou quand on a déterminé au préalable qu'une planète orbite à une faible distance de l'étoile visée **[Pont 05b]**. L'intérêt de la détection par transit est de permettre la détermination du rayon de la planète, ainsi que l'inclinaison de sa trajectoire par rapport à la ligne de visée. Couplée à la mesure des vitesses radiales, cette méthode permet une caractérisation complète de l'orbite de la planète détectée. Elle permet aussi de déterminer la densité de la planète et ainsi d'avoir une première idée de la composition de cette planète **[Bouc 05b]**.

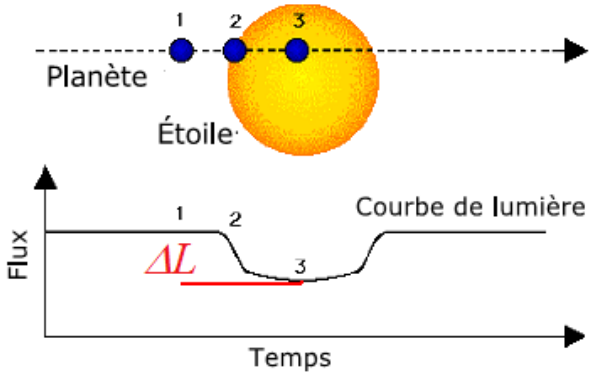


Fig.I.4.Principe de l'observation d'un transit planétaire[Pont 05b]

Cette méthode, facile à mettre en œuvre, est suffisamment sensible pour détecter des planètes de type Terre mais uniquement à partir de l'espace. La détection au sol est fortement limitée par l'extinction et la scintillation atmosphérique.

Elle permet de calculer certains paramètres importants de la planète. Le rayon de la planète se calcule à partir du rayon de l'étoile et de la diminution de sa luminosité.

Combinée avec la méthode des vitesses radiales, elle permet aussi d'obtenir la masse de la planète. On a ainsi la densité de la planète, paramètre important pour les modèles théoriques. **[Bouc 05b].**

La probabilité pour une planète de transiter entre son étoile et l'observateur est proportionnelle au rayon de l'étoile et au rayon de la planète et inversement proportionnelle à la distance étoile-planète

De plus, l'alignement étoile-planète-observateur ne se produit qu'une fois par période orbitale (une fois par an pour le système Terre-Soleil). La variation de la luminosité d'une étoile n'est pas nécessairement due à la présence d'une planète. Elle peut aussi être causée par l'activité de l'étoile **[Pont 05b]**.

I-3-1-5. Microlentilles gravitationnelles

Un autre effet photométrique remarquable induit par une planète autour d'une étoile, est une perturbation de l'effet de lentille gravitationnelle. La relativité d'Einstein nous enseigne que la masse courbe l'espace. Cette courbure a un effet sur la propagation de la lumière est donnée par la formule I-7 : **[Mao 91]**

$$\partial\varphi = 4\,GM/\,c^2 P_i \qquad \text{I.7}$$

Où :

M désigne la masse de gravitation de corps et p_i un paramètre d'impact.

c représente la vitesse de la lumière et G la constante de newton.

Si un objet lumineux fait un transit en arrière plan d'une étoile, on peut observer une amplification du flux lumineux de la somme des deux objets. L'étoile de premier plan joue le rôle d'une sorte de concentrateur de lumière, de "lentille gravitationnelle". Lorsqu'autour de cette étoile lentille il orbite une planète, une lentille gravitationnelle secondaire peut se produire, si la ligne de visée passe très près de cette planète. Dans ce cas, le signal photométrique sera affecté de manière remarquable. Seulement quatre planètes sont détectées par cette méthode. En effet, la probabilité de tels événements est très faible.

De plus, ils ne se produisent qu'une fois. Il est donc impossible de reproduire l'observation. Cette méthode a cependant son utilité à deux titres:

- Elle permet de faire une étude statistique de la fréquence des planètes.
- Elle permet aussi de détecter des objets de faible masse. En 2006, Beaulieu **[Beau 06]** a trouvé la planète la moins massive à ce jour : 5,5 masses terrestres.

La figure I.5 décrit le flux de planète OGLE observé depuis la terre par micro-lentille gravitationnelle.

Cette méthode présente l'avantage majeur de pouvoir détecter des planètes de masse bien plus faible que les autres méthodes de détection. Elle a ainsi permis la détection de la planète OGLE-2005-BLG-390Lb, de 5.5 masses terrestre **[Udal 03].**

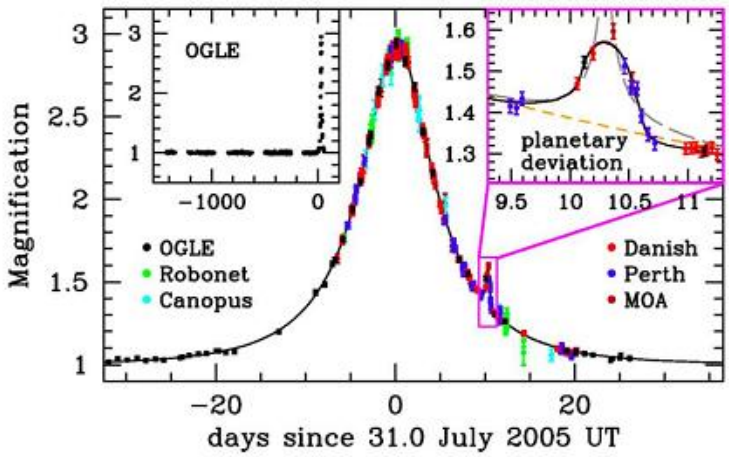


Fig. I.5 : Flux observé depuis la terre par la technique de micro-lentille gravitationnelle [Beau 06]

I-3-2.Technique Directes

La détection par imagerie directe est une des technique les plus difficiles à mettre en œuvre pour caractériser des planètes extrasolaires, mais c'est aussi l'une des plus prometteuses puisqu'elle permet d'accéder à des paramètres uniques et qu'elle étend l'espace de recherche à des étoiles de types différents **[Chau 05a]**.

I-3-2-1.Photographie

Cette méthode consiste à prendre une image du système telle une photographie afin de détecter un compagnon autour d'une étoile(voir figure I.6). C'est une méthode très intéressante puisqu'elle peut, dans la théorie, donner accès à de nombreuses caractéristiques, telles que l'atmosphère planétaire (densité, composition), des détails concernant la surface de l'objet (couleur, morphologie d'éventuels reliefs, océans et continents), d'éventuels satellites, etc. Même si la méthode s'avère très prometteuse sur le plan scientifique, elle est confrontée à un obstacle technique de taille, il s'agit de distinguer la lumière provenant du compagnon de celle de l'étoile-hôte, avec un contraste très important et une distance angulaire très petite. Dans le domaine visible, le rapport de flux entre la lumière émise par l'étoile et la lumière réfléchie par la planète est de l'ordre de 10^9 **[Neah 05]**. Dans l'infra- rouge, l'émission thermique du compagnon est maximale de celle que l'on peut distinguer le mieux, de plus, le contraste est plus favorable et atteint un ordre de grandeur de 10^6**[Kala 08]**.

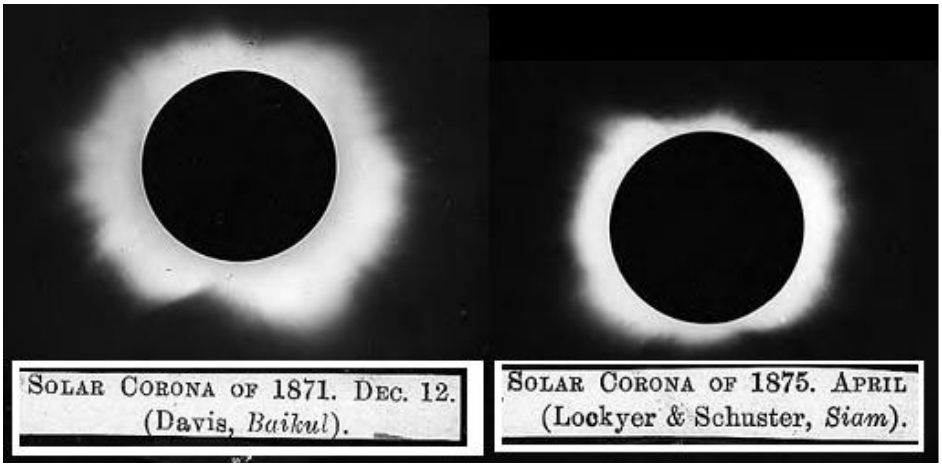


Fig. I.6. Clichés de la couronne solaire en 1871 et 1875.[Neah 05]

I-3-2-2.Coronographie stellaire

La coronographie a été inventée dans les années 1930 par B. Lyot **[Lyot 79]** pour observer la couronne solaire. Récemment, elle a retrouvé une certaine jeunesse grâce à son application sur les étoiles, et notamment dans les techniques d'imagerie directe pour l'observation des planètes extrasolaires. Les bords de la pupille sont responsables des effets de diffraction car ils correspondent à une transition brutale en flux entre l'intérieur et l'extérieur de celle-ci. Cette transition se traduit par de fortes oscillations de la réponse impulsionelle du télescope créant les ailes de diffraction.

La figure I.7 représente le principe générale de la coronographie stellaire

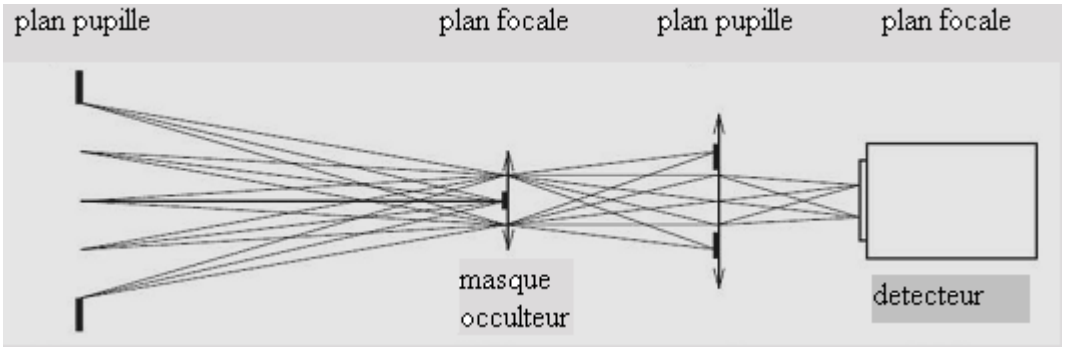


Fig. I.7. Principe de la coronographie stellaire [Lyot 79]

Avec la technique classique de Lyot, il est possible d'obtenir une réduction significative des ailes de diffraction(voir figure I.8). Cette figure montre qu'une réduction de 5 à 6 magnitudes peut être atteinte et rendre des compagnons faibles tout à fait détectables.

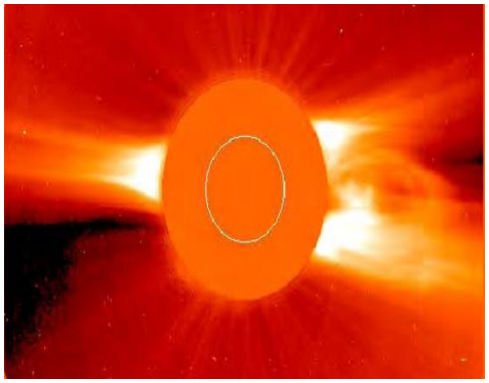


Fig.I.8. Image coronographique de couronne solaire de SOHO-LASCO[Rodd 97]

La coronographie classique dite de Lyot n'est pas nécessairement la plus performante. Il existe toutes sortes de variantes, notamment les coronographes pour lesquels le masque focal est remplacé par un masque de phase, soit de forme circulaire **[Rodd 97]**, soit composé de quatre quadrants. Le masque de phase a la propriété particulière de ne pas masquer la lumière de l'étoile centrale, mais de lui faire subir un déphasage qui permet une meilleure extinction grâce au masque de Lyot. **[Roua 00], [Soum 03]**

Une deuxième technique prisée est de rendre les bords de la pupille ou de l'image moins tendus en appliquant une apodisation à l'aide de fonctions simples comme des gaussiennes ou des fonctions cosinus. Des solutions alternatives font appel à des pupilles carrées ou rectangulaires **[Kuch 02].**

I-3-2-3.Interférométrie multi-télescope

Lorsque les planètes sont trop proches de leur étoile hôte et être détectables, il faut faire appel à des techniques d'interférométrie utilisant plusieurs télescopes attachés qui peuvent être séparés par plusieurs dizaines à des centaines de mètres.

I-3-2-3-1 La modulation de visibilité

L'observation consiste à obtenir les franges d'interférence crées par la source astronomique, et les enregistrer pour en déterminer après calibration le contraste (ou visibilité) qui permet de remonter, par modélisation et transformation de Fourier inverse à la structure spatiale de la source (théorème de Zernike Van-Cittert).

Dans le cas d'un système binaire (deux sources incohérentes entre elles), on peut montrer que la visibilité expérimentale est une somme pondérée des visibilités expérimentales des deux constituants et peut s'exprimer par la relation **[Bord 03]** :

$$V^2 = \frac{V_1^2 + r^2 V_2^2 + 2rV_1V_2\cos\psi}{(1+r)^2} \qquad \text{I-8}$$

Où V1 est la visibilité de l'étoile centrale, V2 est la visibilité du compagnon et ψ est le déphasage des visibilités qui dépend de la géométrie du système et de l'observation.

$r=I_1/I_2$ avec I1etI2 les intensité prévenant de deux télescope respectivement.

Dans la pratique, l'observation de compagnon de faible masse consiste à mettre en évidence la modulation de la visibilité de l'´etoile centrale due au compagnon. Elle semble adaptée uniquement aux objets massifs proches de leur étoile. L'avantage de cette technique par rapport à celle des vitesses radiales est que la détection est directe, et permet, en fonction du rapport signal/bruit obtenu de faire la spectroscopie de l'objet. Cette méthode a été particulièrement étudiée dans le cadre de la proposition scientifique de la mission PEGASE **[Olli 05]**.

I-2-2-4-2.Interférométrie différentielle

Dans le cas où le contraste entre l'étoile et la planète n'est pas trop important, il est envisageable de détecter directement le flux exo-planétaire et même d'obtenir un spectre. En effet, l'interférométrie mesure les interférences entre deux télescopes se comportant comme des trous d'Young (voir figure I.9). La présence d'une planète légèrement décalée par rapport à la position de l'étoile contribue au signal final en ajoutant un interférogramme similaire à celui formé par l'étoile mais d'amplitude proportionnelle au rapport des flux et légèrement décalé à cause d'une différence de chemin optique par rapport à celle de l'étoile **[Vann 04].**

Cette contribution ne va pas changer la période de l'interférogramme, mais son amplitude et sa phase, de façon minime. C'est cet effet qui va être détecté, les interférométristes fondent leurs espoirs sur la dépendance chromatique. En effet, la planète apparaitra brillante dans une longueur d'onde et plus sombre dans une autre. Comme la phase est liée proportionnellement au rapport de aux entre la planète et l'étoile, le changement de phase indique un changement de position du photocentre **[Mill 05]**.

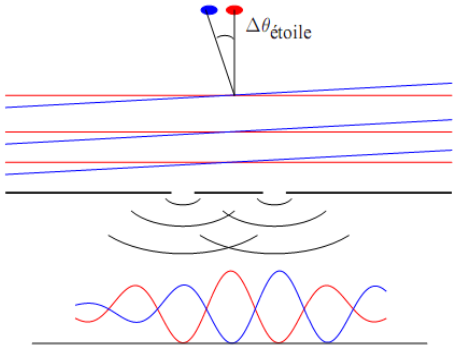


Fig. I.9 – Illustration de l'interférométrie optique avec les trous d'Young. [Vann 04]

I-2-2-4-3.Interférométrie annulante (destructive)

Une autre technique, de type interférométrique et coronographique, consiste à faire interférer de façon destructive les faisceaux provenant de deux télescopes distincts (voir figure I.10). Comme l'interférence due à la planète est légèrement décalée par rapport à la contribution de l'étoile, l'interféromètre peut détecter un signal d'interférence constructive sur la planète **[Brac 78]**. Une autre façon de comprendre cette technique, est d'imaginer que l'interféromètre à franges noires agit comme une grille de transmission sur le ciel centrée sur l'étoile. Si la planète se trouve sur une frange brillante, il sera possible de la détecter. C'est cette philosophie qui a conduit à l'élaboration de la mission spatiale DARWIN **[Lége 96]**.

Cette technique conjuguant haute résolution angulaire et grande dynamique est particulièrement adaptée à la détection d'objets faibles à proximité immédiate d'objets brillants, en particulier, des planètes extrasolaires. C'est l'une des seules méthodes, qui, appliquée dans l'infrarouge thermique, permet d'envisager l'obtention de spectres d'exo-planètes telluriques, y compris dans la zone d'habitabilité, autour des étoiles proches **[Lége 96]**.

La principale difficulté de la méthode réside dans les fortes spécifications requises pour recombiner avec une extrême précision les fronts d'onde, en termes d'amplitude, de phase et de polarisation en tout point de la recombinatrice.

Cette technique sera bien détaillée dans le prochain chapitre.

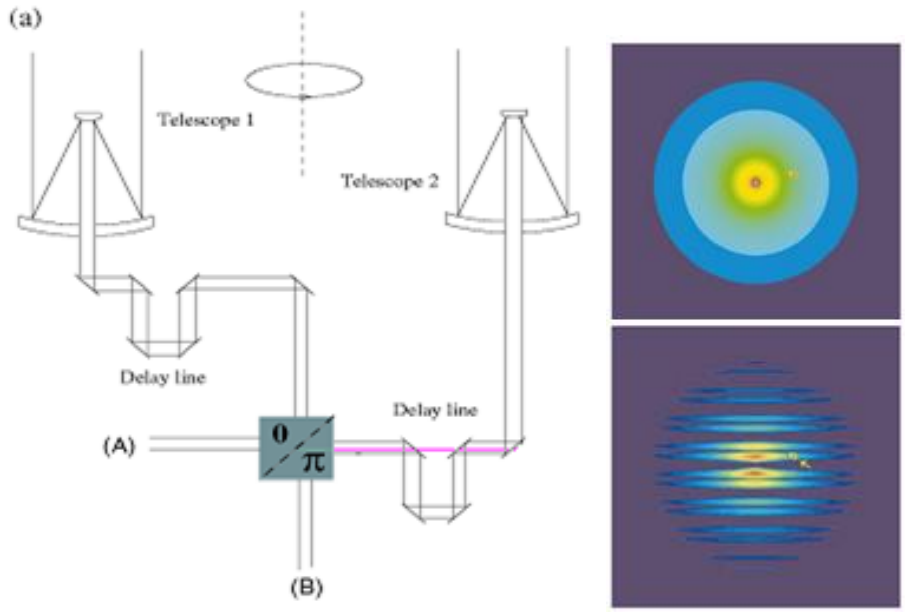


Fig. I.10. Principe de l'interférométrie à franges noires.[Lége 96]

I-4. Avantages des techniques directes

Malgré son difficulté les techniques directes à amèneraient plus d'information que les technique indirectes.les avantages de cette technique sont :

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

- accès à tout type d'étoiles, notamment à celles dont le type spectral est avancé, ou encore, les étoiles actives **[Beuz 06]**.

I.4.1Difficultés de technique directe

Les technique directes est limitée par certaine paramètre sont :

- **le contraste de l'image**

  Vu l'énorme différence de luminosité entre les deux objets (10^9 dans le visible, 10^6 dans l'infrarouge), l'image de la planète risque d'être "noyée" dans l'image trop lumineuse de l'étoile. Il faut donc un masque de coronographe qui atténue fortement l'étoile et faiblement la planète.

- **la résolution angulaire du système**

  L'étoile et sa planète apparaissent angulairement très proches l'une de l'autre. Non seulement le télescope doit avoir une très bonne résolution angulaire mais en plus, le masque du coronographe doit être "suffisamment" petit pour cacher l'étoile sans cacher la planète **[Beuz 06].**

- **la turbulence atmosphérique**

  Dotés de la "meilleure" résolution angulaire et des "meilleurs" masques coronographiques, les performances des télescopes terrestres seront toujours limitées par la turbulence atmosphérique. Pour améliorer leurs performances, il faut soit les mettre en orbite en dehors de l'atmosphère, soit les doter d'un système d'optique adaptative **[Beuz 06].**

I.5.Évolution du nombre d'exo-planètes découvertes chaque année

La majorité des planètes détectées pour l'instant sont des géantes gazeuses ayant une orbite très excentrique. tous ces planète sont détecter avec des méthodes indirectes comme indique la figure ci-dessous.

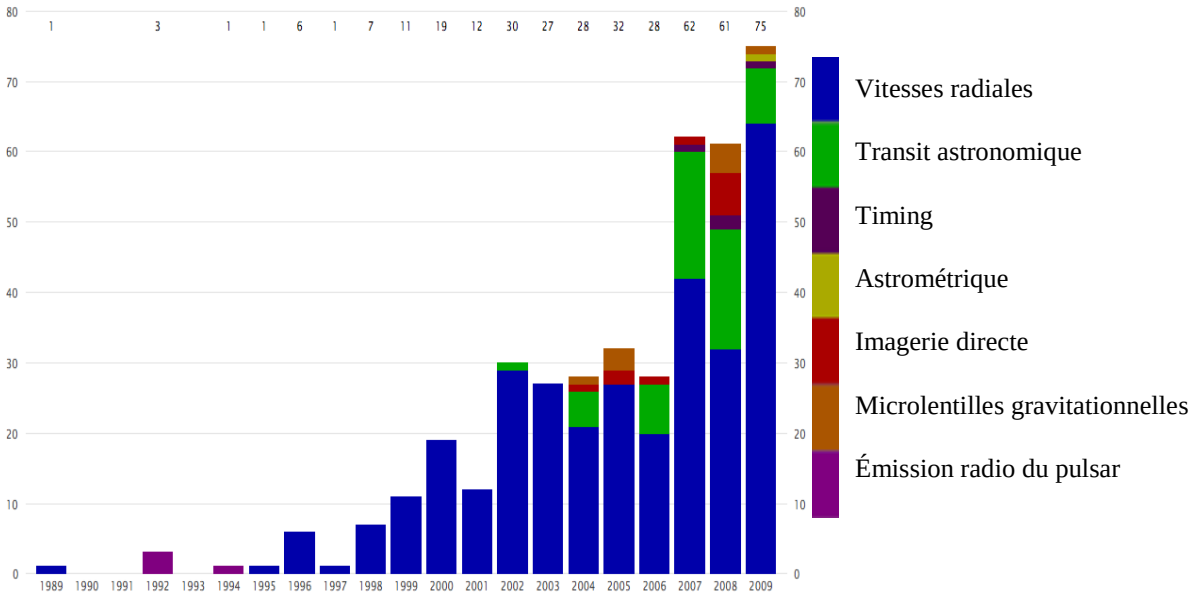


Fig.I.11. Évolution du nombre d'exo-planètes découvertes

Chapitre II

Coronographie et Interférométrie annulante

Sommaire

Introduction……..…… 22

II.1 La coronographie…….. …….. 23

II.2.2 Les limites de coronographe de Lyot ……..…… 24

II.3. Les différents types de coronographe…….. 24

II.4.Interférométrie annulante…….…….. 30

II.4.1 :Démonstration de l'interférométrie……. 31

II.4.6.Les différents type de recombinaison…… 36

II.5.Les interféromètres en fonction…… 39

Introduction :

L'étude par imagerie d'objets astronomiques tenus au voisinage d'un objet très brillant (par exemple une exo-planète, un disque d'accrétion ou un disque protoplanétaire) nécessite des moyens d'observation qui combinent la haute résolution angulaire et la haute dynamique photométrique. Une méthode prometteuse pour obtenir cette haute dynamique est d'avoir appel à un coronographe stellaire.

Le coronographe stellaire est conçu par Bernard Lyot en 1931 pour observer la couronne solaire. Plusieurs types de coronographes stellaires ont été imaginés. Ce genre d'instrument s'intercale entre le télescope collecteur de lumière et la camera d'imagerie. Il atténue fortement la lumière de la source très lumineuse (étoile) située au centre du champ, pour rendre la lumière tenu du compagnon plus facilement détectable **[Andr 07]**.

En 1996, Gay et Rabbia ont introduit un nouveau concept de coronographe stellaire : le CIA (Coronographe Interférentiel Achromatique), qui assure l'atténuation de l'objet central par des interférences destructives après division d'amplitude. Il se distingue des autres modèles de coronographes par le fait qu'il est achromatique et qu'il n'introduit pas de discontinuité dans les surfaces d'onde **[Andr 07]**.

II-1.La coronographie

La coronographie est une méthode de détection directe, c'est à dire que l'on va chercher à mesurer directement les photons réfléchis ou émis par la planète. Bien évidemment ces exo-planètes sont des astres très faibles et angulairement très proches de leurs étoiles hôtes.

II-2.Le coronographe de LYOT

II-2-1.Le principe

Le coronographe de Lyot est le plus simple, il consiste à placer un masque au foyer du Télescope, Lyot à remarqué que l'atténuation était plus importante si le faisceau était diaphragmé, et dans le seconde plan on ajoute une pastille dit de Lyot, dans le plan image en voire un système d'anneaux brillants **[Andr 07]**.

La figure II.1 illustre se principe.

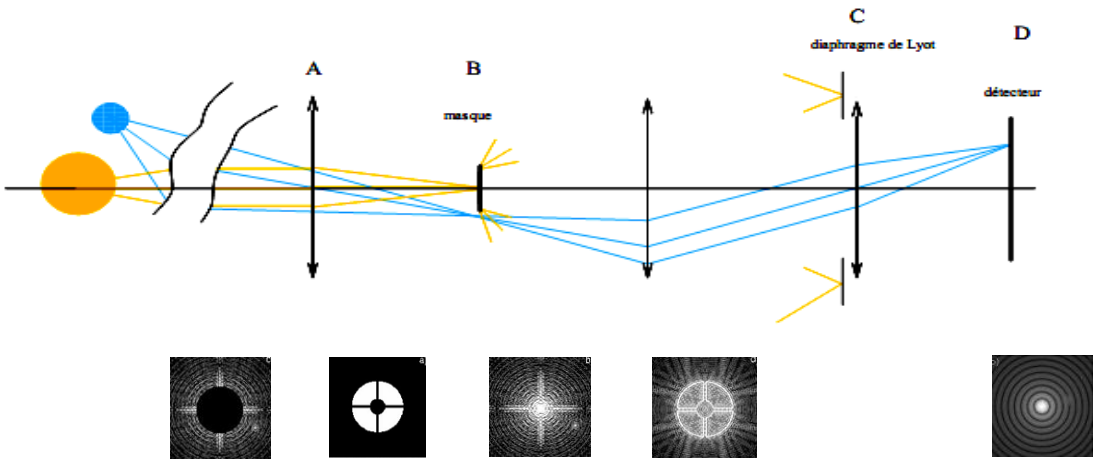


Fig.II.1 principe de coronographe de LYOT [Andr 07]

Il fallait attendre les années 80 pour voir les premières utilisations des coronographes appliquées à des objets autres que l'étude de la couronne stellaire. En 1984, un coronographe constitué d'un masque dans le plan focal a permis de détecter un disque autour de l'étoile β−Pictoris. Aprés, Beuzit **[Beuz 90]** à développé un coronographe infrarouge sur le télescope CFHT (Télescope Canada, France, Hawaï), et la naine brune Gl 229 B a été découverte grâce au coronographe installé au Palomar **[Naka 95]**. Simultanément, tous les télescopes professionnels sont équipés de coronographes de Lyot plus récemment que le coronographe de phase .

II-2-2.Les limitations du coronographe de Lyot

Le coronographe de Lyot souffre de deux limitations fondamentales suivant :

- il n'éteint jamais l'étoile centrale parfaitement.
- le diamètre du masque de Lyot l'empêche d'accéder au domaine le plus proche de l'étoile.

Ainsi, ce qui n'était pas limitant dans le cadre de l'étude de la couronne stellaire l'est devenu pour l'étude des environnements stellaires. Il a donc fallu développer de nouveaux types de coronographes **[Aime 01a]**.

II-3.Les différents types de coronographes

II-3-1.Les coronographes d'amplitudes

Ce sont des coronographes dérivés du coronographe de Lyot. L'apodisation de la pupille d'entrée est une solution efficace pour améliorer l'extinction d'un Lyot classique. On utilise alors le masque de Lyot classique borné mais sur une étoile de l'image qui est devenue quasi-bornée grâce à l'apodisation. La meilleure apodisation est obtenue en utilisant une fonction ’’prolate’’ qui fournit le meilleur compromis en terme de perte de résolution **[Aime 01b],[Aime 04]**

Ces coronographes nécessitent toujours un masque de Lyot, cependant plus petit que dans le cas du coronographe de Lyot classique. L'inconvénient résiduel est que l'extinction de l'étoile centrale reste imparfaite (car l'image de l'étoile n'est que quasi-bornée).Une autre solution, sans masque de Lyot, est le coronographe (shaped-pupil) proposé par Jacquinot et Roizen en1964 **[Jacq 64],[Kuch 02]**.

Il existe toute une famille de masques, appelés -band-limited- qui satisfont cette condition. Mais ils restent très difficiles à réaliser parce que l'amplitude varie de façon continue. En outre, même loin de l'étoile, le masque atténue encore le compagnon, Kuhner et Spergel **[Kuch 03]** propose donc un masque binaire qui a les mêmes propriétés.

Un type de coronographe d'amplitude un peu particulier est le coronagraphe d'apodisation d'amplitude induit par phase PIAAC (phase induced amplitude apodisation coronagraph) ; c’est un coronographe apodisé par passage sur deux miroirs asphériques. Son intérêt est de réaliser une apodisation par la phase et de ne pas réduire la transmission. Mais pour réaliser des miroirs asphériques avec une grande précision

demandée restent une difficulté majeure en raison de la très grande dynamique des rayons de courbure **[Trau 03] [Vand 06]**.

II-3-2.Les coronographes de phase

Ces coronographes, contrairement aux coronographes d'amplitude, sont transparents mais génèrent des déphasages avec pour objectif de rejeter, par interférences destructives (voir figure II.2), la lumière de l'étoile hors de la zone d'intérêt.

Parmi les coronographe de phase on distingue :Coronographe de Roddier, coronographe de phase à quatre quadrants, coronographe à couteau de phase, coronographe à Masque de phase à cannelures annulaire.

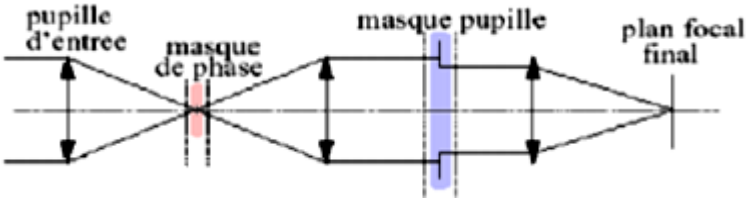


Fig.II.2.Principe du Coronographe à masque de phase

II-3-2-1.Le coronographe de Roddier

Roddier et Roddier ont introduit un nouveau type de coronographe basé sur le déphasage de l'amplitude complexe (Fig. II.2) au niveau du plan focal. La partie centrale de rayon 0.53 λ=D dans le cas d'une tache d'Airy subit un déphasage de π par rapport à l'extérieur du masque créé en introduisant une marche telle que : $\boldsymbol{\lambda = 2(n-1)\,e}$ avec **n** l'indice du matériau et **λ** la longueur d'onde utilisée. Il n'y a plus de masque occulteur à ce niveau **[Rodd 97]**.

Fig.II.3. masque de coronographe de Roddier **[Rodd 97]**

Le diamètre du masque est optimisé de sorte que l'interférence destructive entre la partie centrale et la partie extérieure soit optimale : les amplitudes à l'intérieur et à l'extérieur doivent être égales. Par rapport au coronographe de Lyot, on gagne en dynamique et en séparation angulaire. Cependant, le masque est très fortement chromatique (en fait, il l'est doublement : il subit un chromatisme de son déphasage de π mais aussi un chromatisme géométrique **[Rodd 97]**. La taille du masque dépend de la longueur d'onde. De plus, l'atténuation de l'étoile n'est pas parfaite. Ce coronographe peut être rendu parfait dans le cas monochromatique par l'utilisation de l'apodisation par prolate **[Soum 03]**. En outre, le chromatisme du masque peut être réduit en utilisant plusieurs marches produisant des déphasages différents **[Soum 03a]**.

II-3-2-2.Le coronographe de phase à quatre quadrants (Four quadrants phase mask coronography) (4QPM) :

Rouan **[Roua 00]** introduit un autre type de coronographe Pour résoudre le problème du chromatisme géométrique du coronographe de phase à quatre quadrants (4QPM) **[Roua 00][Riau 01]**. La pastille déphasant du masque de Roddier (Fig.II.3) est remplacée par un masque qui sépare le plan focal en quatre parties symétriques (voir Fig II.4) : deux avec un déphasage de π dans des quadrants opposés, les deux autres sans déphasage.

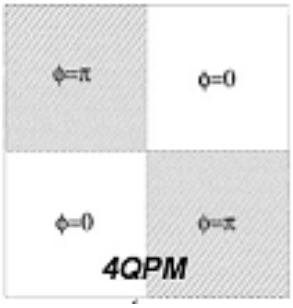


Fig.II.4. masque de phase à quatre quadrants (4QPM) **[Roua 00]** .

Si une étoile entrée subit une interférence destructive ; ainsi, dans le plan pupille du coronographe, la lumière d'une source ponctuelle se trouve rejetée à l'extérieur de la pupille du télescope. Comme pour les coronographes de Lyot et de Roddier, un diaphragme de Lyot légèrement plus petit que la pupille permet alors de supprimer tout le flux d'une source ponctuelle centrée. L'atténuation est parfaite dans le cas théorique

[Roua 01]. Par contre, pour un compagnon décentré, l'effet du coronographe est beaucoup plus faible (il ne subit pas une interférence destructive parfaite), le flux passe à l'intérieur du diaphragme et la source est peu atténuée.

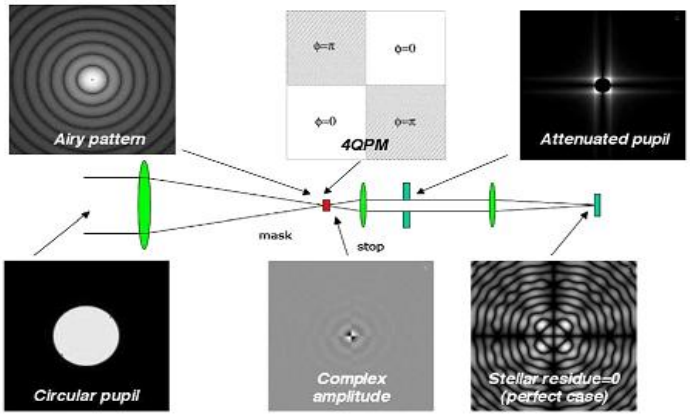


Fig.II.5. Principe de coronographe de phase à quatre quadrants (4QPM) **[Roua 01]**.

Cependant si, contrairement au coronographe de Roddier, il n'est pas affecté par le chromatisme géométrique, reste le chromatisme du déphasage. Ainsi, pour les premiers 4QPM réalisés, le déphasage est obtenu simplement par la réalisation d'une marche dans les composants. Différentes voies ont été envisagées pour achromatiser le déphasage l'association de matériaux biréfringents naturels **[Mawe 06]**. Un autre inconvénient du 4QPM est qu'il est très sensible à l'obstruction centrale qui produit des aigrettes dans la pupille. Des solutions ont été envisagées afin de réduire cette dégradation soit en mordillant la pupille d'entrée **[Lloy 03]**, soir en optimisant le diaphragme de Lyot afin de réduire la lumière diffractée. De plus, s'il permet d'étudier l'environnement stellaire très près de l'étoile centrale, le revers est qu'il est très sensible aux défauts de pointage ou limité quand les étoiles sont résolues **[Bocc 04b]**.

II-3-2-3.Le coronographe à couteau de phase (Phase-Knife Coronagraph) **PCK**

Le principe est similaire à celui du quatre quadrants ; la différence vient du fait qu'une paire de 2 quadrants orthogonaux remplace le masque divisé en 4 quadrants. Les déphasages ainsi produits sont de 0, π, 2π, 3π dont l'effet d'interférence destructive dans le plan pupille conjugué est identique au 4 quadrants. Le résultat en termes de réjection est absolument identique au 4 quadrants mais le fait de diviser son action en deux permettrait de rendre le coronographe achromatique **[Abe 03]**.

II-3-2-4. les coronographe à Masque de phase à cannelures annulaire (Annulair Groove Phase Mask): AGPM

Le coronographe le plus récent. L'idée est de supprimer les zones de transition du 4QPM car elles engendrent une atténuation et d'utiliser la propriété des réseaux d'ordre zéro pour achromatiser le déphasage. Un réseau d'ordre zéro possède un pas inférieur à la longueur d'onde d'utilisation (et donc il est dit sub-lambda) **[Mawe 05]**.
La figure II.6 montre le schéma d'un masque de phase à cannelures annulaire

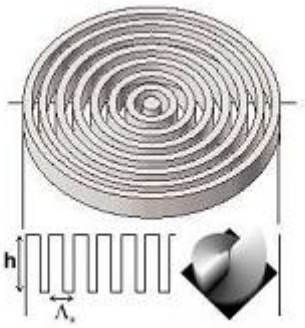


Fig.II.6. Schéma de l'implémentation de l'AGPM **[Mawe 05]**

Alors un milieu continu mais ayant deux indices différents, plus faible sur la longueur du réseau qu'orthogonalement et toujours plus faible que le matériau massif. Cet effet étant chromatique, on peut arriver à créer un milieu biréfringent pouvant déphaser de π sur une large bande spectrale.

II-3-3.Les coronographes interférométriques

Il existe aussi des coronographes interférométriques.qui consistent à séparer le front d'onde en deux afin que les deux faisceaux interfèrent de façon destructive(figure II.7), après un déphasage sur l'une des deux voies.
Proposé par Gay et Rabbia **[Gay 96]**, le coronographe interféro-achromatique (ou CIA) est le premier à avoir été étudié après le coronographe de Lyot. Il s'agit d'un interféromètre de Michelson modifié en introduisant dans un bras un déphasage de π achromatique.

Ce déphasage est produit par un passage au foyer qui introduit une rotation de 180° du champ électrique **[Kalt 05]**.Lorsque les chemins optiques sont égaux dans les deux bras, on obtient donc, au niveau du détecteur, une image symétrique des objets non

centrés alors qu'un objet sur l'axe est atténué. Un des grands atouts de ce coronographe est son achromaticité intrinsèque.

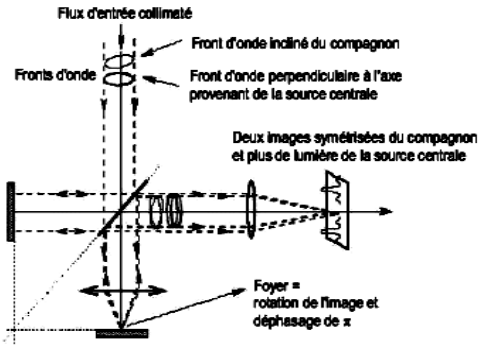


Fig II.7.Principe de fonctionnement du CIA **[Gay 96]**.

II.4.Le principe de l'interférométrie annulante :

C'est une technique proposé par Bracewell (1978) et Bracewell et MacPhie (1979) son principe permet de résoudre simultanément le problème de contraste et de résolution angulaire. L'idée est de faire un interféromètre en plan pupille avec au moins deux télescopes et de les recombiner en opposition de phase. De cette façon, la lumière provenant de la direction de l'axe de visée (l'étoile) est éteinte, alors que celle provenant d'une direction légèrement différente (la planète) grâce au déphasage géométrique du à l'écart angulaire, est transmise. C'est un instrument faisant une coronographie interférentielle [Kalt 05]. La figure II.8 décrit le principe de l'interférométrie annulante

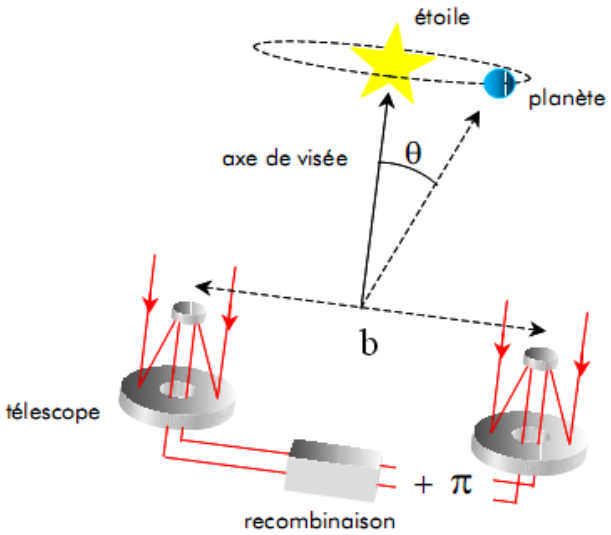


Fig II.8.Principe de l'interféromètre annulante de Bracewell et McPhie[Kalt 05]

Pour assurer un bon fonctionnement de l'instrument, il faut le tourner sur lui même autour de la l'axe de visée, de tell façon que la planète passe alternativement dans une zone angulaire où la transmission de l'instrument est élevée et après dans une zone angulaire où la transmission de l'instrument est faible,afin de capter le signal modulé à la fréquence de rotation de l'interféromètre [Bert 05].

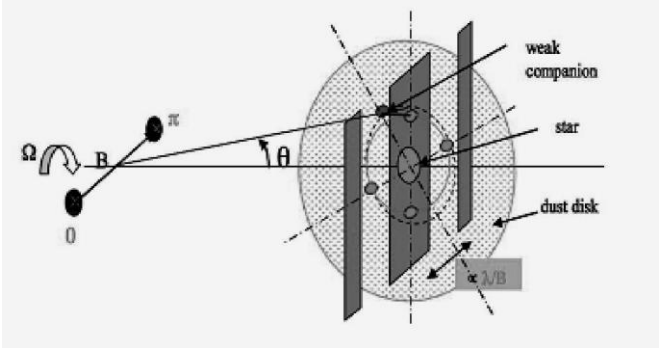


Fig II.9.Principe de l'extraction de la lumière provenant de la planète de celui provenant de l'étoile autour de laquelle elle gravite. L'interféromètre tourne sur lui-même créant une modulation du flux de la planète qui peut ainsi être extrait[Bert 05].

Cette méthode exige, une parfaite symétrie de la recombinaison. C'est-à-dire que les deux faisceaux doivent subir exactement le même nombre de transmissions et de réflexion dans le même sens de passage (du verre vers l'air et de l'air vers le verre). L'une des solutions est l'utilisation d'un interféromètre Mach-Zehnder modifié, (MMZ) couplé à un filtrage spatial du front d'onde [Cock 08] [Bert 05].

pour retirer des informations sur la nature de la planète observée, il faut en mesurer le spectre. En fait l'instrument marche de façon similaire sur tous les canaux spectraux (à l'exception près que la résolution angulaire dépend de la longueur d'onde). Il faut donc réaliser un déphasage de π, à toutes les longueurs d'ondes en même temps. Le composant optique unique qui réalise cette fonction sera nommé déphaseur achromatique de π. L'utilisation d'un tel composant est un moyen de réduire la complexité optique de l'instrument [Cock 08] [Bert 05].

II.4.1 :Principe de l'interférométrie annulante :

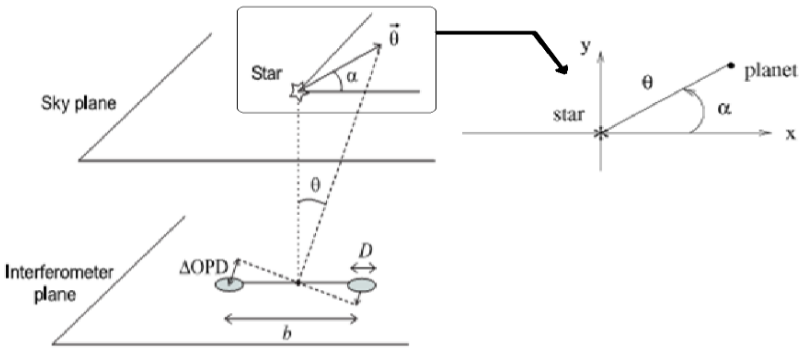


Fig II.10.Configuration géométrique de l'interféromètre et le système stellaire[Ange 97]

Le champ électrique complexe $\vec{E}$ à la sortie est donner par :

Avec

$$E(\vec{\theta},\vec{r}) = P(r/R)(E_1(\vec{\theta})e^{j\phi_1} + E_2(\vec{\theta})e^{j\phi_2}) \qquad \text{II.1}$$

E_1, E_2 : champs électriques issus de télescope 1et 2 respectivement.

θ et α sont les coordonné polaire de la source dans la direction de l'interféromètre.

P(r) est la fonction de pupille d'entrée et r vecteur, R le rayon de l'ouverture de télescope de diamètre D et b désigne la base ou la distance entre les deux ouvertures.

en générale pour plusieurs télescope (i nbre) on peut exprimer la fonction générale de champ par [Absi 06] :

$$E = \sum_i E_i e^{j\phi_i}$$

Pour deux télescope identique la différence de chemin optique est égale à zéro dans le système de recombinaison, la relation qui relie les modules de champ sont [Absi 06] :

$$|E_1|^2 = |E_2|^2 \qquad \text{II.2}$$

la différence de marche ΔL entre les deux ondes issues de la source s'écrit :

$$\Delta L = \mp(\pi \frac{b\theta}{\lambda} \cos\alpha) \qquad \text{II.3}$$

Alors que la différence de phase $\Delta\phi$ entre les ondes issues de la source, reçues par les deux télescopes et parvenant au même point d'observation, s'écrit :

$$\Delta\phi = \phi_2 - \phi_1 = 2\pi(b\theta/\lambda)\ \cos(\alpha) \qquad \text{II.4}$$

On injecte l'équation II.4 dans l'équation II.1, on trouve donc :

$$E(\vec{\theta},\vec{r}) = P(r/R)\frac{1}{\sqrt{2}}(e^{j\pi\,(b\theta\,/\lambda)\cos\,\alpha} + e^{-j\pi\,(b\theta\,/\lambda)\cos\,\alpha}e^{j\pi}) \qquad \text{II.5}$$

Où

$e^{j\pi}$ Corresponde au décalage de phase introduit entre les deux télescopes.

On peut écrire l'équation autrement sous.

$$E(\vec{\theta},\vec{r}) = P(r/R)\frac{2i}{\sqrt{2}}\sin(\pi\frac{b\theta}{\lambda}\cos\alpha) \qquad \text{II.6}$$

Une expression équivalente peut être obtenue pour la distribution d'amplitude complexe dans le plan focal, au moyen d'une transformée de Fourier de la distribution plan de la pupille. Notant que $\boldsymbol{\theta_f}$ est la distance angulaire entre la source et le plan focal et $\otimes$ le signe de convolution **[Absi 06]**.

on obtient donc :

$$\tilde{E}(\vec{\theta},\overrightarrow{\theta_f}) = \left(\frac{2J_1(\pi D\theta/\lambda)}{(\pi D\theta/\lambda)}\otimes\delta(|\vec{\theta}_f - \vec{\theta}|)\right) i\sqrt{2}\sin(\pi\frac{b\theta}{\lambda}\cos\alpha) \qquad \text{II.7}$$

Dans cette équation, le terme (entre parenthèses) représente la réponse classique d'une ouverture circulaire, c'est à dire la tache d'Airy avec $\boldsymbol{(2J_1\,(x)\,/\,x)}$ est la fonction de Bessel d'ordre 1. Le dernier terme est le modèle sinusoïdal associé au processus d'interférence **[Rutt 99] [Oliv 06]** . le module carré de ce terme représente la réponse de l'interféromètre. L'intensité résultante est proportionnelle au $|E|^2$ égale à :

$$I_\lambda(\theta,\alpha) = 2\sin^2(\pi\frac{b\theta}{\lambda}\cos\alpha) \qquad \text{II.8}$$

La transmission de l'interféromètre s'écrit alors :

$$Tr = I_\lambda/2\ I_0 \qquad \text{II.9}$$

Où

Tr est la transmission de l'interféromètre et I_0 l'intensité entrée dans chaque télescope.

La figure II.11 représente la carte de transmission de l'interféromètre de Bracewell pour une planète séparée angulairement de 0.1 arc de seconde (arcsec) de son étoile hôte.

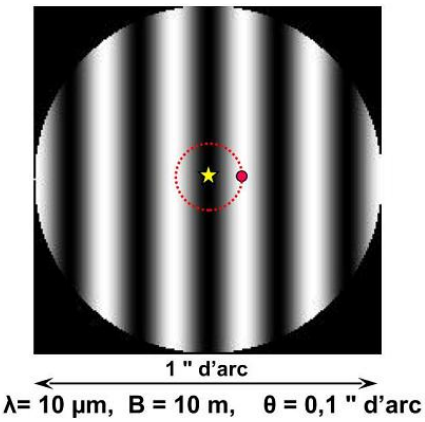


Fig II.11.Carte de transmission de l'interféromètre

La réponse en intensité projetée sur le plan du ciel constitue la carte de transmission de l'interféromètre. Cette carte Définie quelles parties de champ électrique de vue sont transmises par une interférence constructive, et qui sont bloqués par interférence destructive. Il est représenté dans la figure II.11, où le champ de vue a été limité par la diffraction d'un seul télescope (λ/D). En théorie, il n'ya pas de limitation réelle de champ de vue d'un interféromètre à frange noir, bien que les crêtes et les creux de la carte de transmission disparaissent pour des distances angulaires plus de $\lambda^2/(b\,\Delta\lambda)$, en raison de l'effet de la bande passante Δλ, la zone d'intérêt est généralement limitée par la taille de la figure de diffraction des télescopes individuels, que les grandes séparations angulaires pourrait facilement être étudiée avec un seul disque de coronographe. C'est l'un des raisons pour que la champ de vue de l'interférométrie annulante est généralement limitée à la taille d'une figure d'Airy par l'utilisation de filtrage modal et spatial [**Rutt 99] [Oliv 06]** .

II.4.2.Caractéristique de l'interféromètre :

L'interféromètre en frange noire est caractérisé par le taux de réjection **ρ** de l'étoile, ou par la profondeur **N** de l'extinction de l'étoile. Le taux de réjection correspond au rapport de la transmission maximale de l'interféromètre sur sa transmission minimale et la profondeur de l'extinction correspond à l'inverse de ce dernier. Ils sont ainsi défini par :

$$\rho \approx I_{max} / I_{min} \qquad N \approx I_{min} / I_{max} \qquad \text{II.}10$$

Cette notion de réjection permet une comparaison directe entre les performances d'un interféromètre en frange noire et le contraste entre l'étoile et la planète que nous voulons observer. Il peut être rattaché à la visibilité V **[Sera 00] [Sera 01a]**.

$$\rho = 1 + V / 1 - V \qquad \text{II.}11$$

II.4.3.Les difficultés observationnelles

La détection d'exo-planètes ne pourra se faire qu'avec des rapports signaux à bruit relativement faible, et compte tenu du formidable contraste initial entre l'étoile et la planète. Il est donc important de concevoir l'instrument de façon à minimiser les différentes sources d'erreurs, de flux parasites et de bruits **[Sera 00] [Sera 01a]**.

II.4.3.1.Erreur de phase :

Il correspond à la translation des franges sur la carte de transmission c.-à-d, la frange noire ne se situe plus sur l'axe optique. Lorsque les deux fronts d'onde plans recombinés sont déphasés de $\pi + \Delta\Phi$ où l'erreur de phase $\Delta\Phi$ est très petite devant π, alors la contribution de l'erreur de phase à la profondeur de l'extinction est **[Sera 00] [Sera 01a]**:

$$N_\delta = (\Delta\Phi)^2/4 \qquad \text{II.12}$$

II.4.3.2.Déséquilibre photométrique :

Si les intensités I_1 et I_2 ne sont pas égales sur les deux bras de l'interféromètre, alors l'excédent d'intensité sur un bras de l'interféromètre n'interfèrera pas bien avec l'autre bras. Donc le déséquilibre photométrique à la profondeur de l'extinction est **[Sera 00] [Sera 01a]** :

$$N_{\Delta I} = \frac{1}{4}\left(\frac{I_1 - I_2}{I_1 + I_2}\right)^2 \qquad \text{II.13}$$

II.4.3.3.L'erreur de polarisation :

Il y a deux types d'erreur dus à la polarisation, une erreur de phase entre les polarisations transverse électrique S et transverse magnétique P peut être vue comme une erreur de phase entre les deux faisceaux pour chaque polarisation séparément. Ensuite, une rotation différentielle des polarisations peut être vue comme un déséquilibre photométrique pour chacune des polarisations si nous projetons chacune

des polarisations sur deux directions. En appelant $\Delta\Phi_{s-p}$ la phase différentielle entre la polarisation S et P et α_{rot} l'angle entre la polarisation S (ou p) entre les deux faisceaux, la contribution de l'erreur de polarisation à la profondeur de l'extinction est **[Sera 00] [Sera 01a]**:

$$N_{s-p} + N_{rot} = 1/4\,(\frac{1}{4}\,(\Delta\Phi_{s-p})^2 + \alpha_{rot}^2) \qquad \text{II.}14$$

Serabyn **[Sera 00]** a montré que la profondeur de l'extinction N peut être exprimée comme la somme de plusieurs contributions :

$$N = N_{\delta} + N_{\Delta I} + N_{s-p} + N_{rot} \qquad \text{II.}15$$

Cette équation ne prend pas en considération les erreurs de front d'onde car nous supposons qu'une fibre monomode filtre ces effets et les convertit en erreur d'intensité Pour réduire les erreurs et recombiné les bras d'une manière plus symétrique possible, un Mach-Zehnder modifié (MMZ) permettant une recombinaison coaxiale parfaitement symétrique. Le MMZ est entièrement symétrique par rapport à un axe : cette symétrie a été créée dans le but d'augmenter la stabilité du MMZ puisque les dilatations sont dès lors homothétiques **[Sera 00] [Sera 01a]**.

II.4.4.Filtrage spatial :

Il consiste à nettoyer un front d'onde de ses défauts. L'idée la plus simple est de placer un trou filtrant dans un plan focal afin de laisser passer seulement la partie centrale de la tache de diffraction. Puisque l'image au plan focal d'un objet à l'infini correspond à une transformée de Fourier du front d'onde sur la pupille, la suppression des parties autres que la partie centrale revient à supprimer les plus hautes fréquences spatiales **[Gabor 08a].** Le filtrage spatial peut également être effectué par des fibres optiques monomodes. En effet, le couplage d'un faisceau dans une fibre optique monomode revient à effectuer, en plan pupille, une projection du champ électrique sur le mode fondamental de la fibre. Il s'agit de filtrage modal**[Gabor 08a].**

II.4.5. Filtrage modal :

Il permet d'étalonner les voies interférométriques : cela nécessite de mesurer la visibilité avec une précision meilleure que 0.5%, c'est-à-dire un ordre de grandeur de mieux que les interféromètres concurrents **[Dani 03].**

II.4.6.Les différents type de recombinaison

II.4.6.1 La recombinaison Fizeau

Il consiste à faire une recombinaison direct des différents télescope à l'entrée, ou le rapport entre le diamètre d'ouverture D et la base b de l'interféromètre correspond dans le plan image à une convolution d'un ensemble des distribution de Dirac avec l'ouverture.

La relation mathématique de la fonction de d'étalements des points (PSF) en mode Fizeau est donnée par **[Rodd 99] :**

$$PSF(x,y,\lambda) = \left|\left[\sum_{n=1}^{N} e^{-2i\pi(x_i x_n + y_i y_n)/f\,\lambda} \times TF\prod(D)\right]\right|^2 \qquad \text{II.16}$$

Avec

$\prod(D)$ c'est la fonction d'ouverture et f la focal de l'instrument.

II.4.6.2. La recombinaison de Michelson

La figure II.12 représente la recombinaison le plus utilisé dans l'interférométrie stellaire

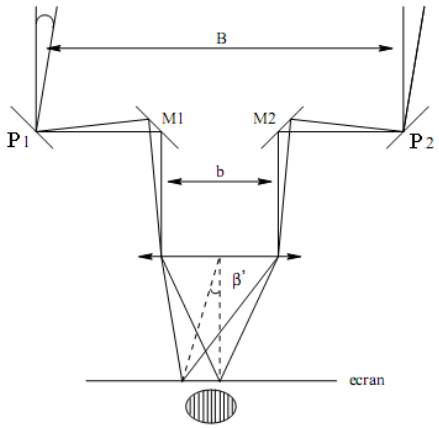


Fig II.12. Recombinaison de type Michelson

ce type de recombinaison faire rapprochée les deux pupilles d'entrées P1 et P2 grâce au deux miroirs M_1 et M_2 pour augmenter l'angle β'de l'interféromètre à la sortie **[Labe96]**

$$\beta' = (B/b)\,\beta \qquad \text{II.17}$$

Ou :

β' est l'angle de champ a la sortie et β l'angle de champ à l'entrée.

B :c'est la distance entre les deux pupilles d'entrée.

Il apparait alors que le champ est très étroit de l'ordre de deux frange. Ainsi que la source hors axe à un angle supérieur à β_l l'angle de champ limite. L'intérêt de ce type est de concentrer tout le flux sur une seul frange, ce qui n'est pas le cas e recombinaison de fizeau.la magnitude est ainsi augmenté, ce qui permet d'observer des étoiles très faibles.par contre il y a une perte dont la relation de convolution entre l'objet et la PSF.

II.4.6.3.La recombinaison densifiée (Michelson généralisé)

le principe de ce type est de faire augmenter la taille da la pupille d'entrée et de sortie pour augmenter le déplacement des franges. Dans ce cas $\beta' = \gamma_D \beta$ avec $\gamma_D > 1$ pour une même forme ouverture densifié et même facteur γ_D le déplacement du pic d'interférence est le même **[Gill 01]** .Les propriétés mathématique de ce cas est donnée par :

Sachant que x_0 et y_0 sont les position d'un point source par rapport au champ .

$$A_D(x_i, y_i, \lambda, \gamma_D) = TF\left(\sum_{n=1}^{N} e^{-2\,i\,\pi(x_i\ x_n + \gamma_D\ x_0 + y_i\ y_n + \gamma_D y_0)/F\,\lambda}\right) \otimes \prod(D, x_0, y_0, \lambda) \quad \text{II.18}$$

λ est la longueur d'onde et D diamètre de l'ouverture et F désigne la focal de l'instrument.

La figure d'interférence se déplace plus vite que l'enveloppe de l'ouverture. Cette équation ne traduit plus un simple convolution entre l'objet et la PSF car cette dernière change continûment de forme selon la position dans le champ. Il y a donc deux dispositifs densifieur sont concevables [Gill 01] : Densifieur positif et négatif.

- Densifieur positif :

Les deux trames des micros lentilles sont convergentes et le diapositif a la propriété d'inverser le front d'onde de chaque pupille ce qui diminue le champ de l'interféromètre. La figure II.13 représente le principe d'un densifieur positif.

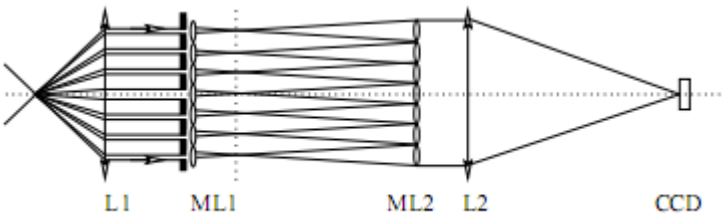


Fig II.13. Densifieur positif [Gill 01]

*Ou :*L1et L2 désigne les lentilles n°1et 2 respectivement
ML1 et ML2 représente les trames de micro-lentilles n°1 et 2

- Densifieur négatif :

Pa contre au densifieur positif ,Le premier trame des micro lentille est divergente, ce dernier est respect l'orientation du front d'onde d'entré. La figure II.14 représente le principe d'un densifieur négatif.

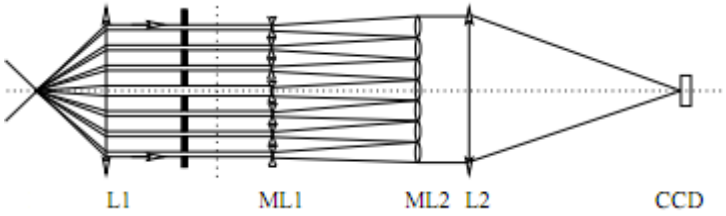


Fig II.14. Densifieur négatif[Gill 01]

II.4.6.4.Recombinaison mach-zhender

Il y a deux grande familles de recombinaison possibles pour un interféromètre mach-zhender : les recombinaisons multiaxiales et les recombinaisons mono-axiales. Ces deux catégories correspondent aux deux possibilités qui existent pour la séparation **[Beuz 90].**

II.4.6.4.1.La recombinaison multi-axiale

Cette solution est probablement celle qui conduira à l'instrument final le plus simple. Elle a cependant un coût au niveau du flux en l'absence de fibre optique. Il faut de plus une ligne à retard qui introduit peu de mouvements de tilt résiduels**[Beuz 90].**

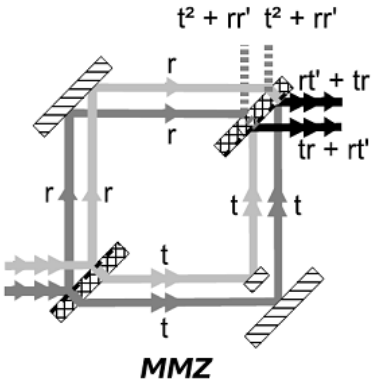


Fig II.15.Schéma illustrant la recombinaison multi-axiale interféromètre Mach-Zehnder modifié (MMZ)[Beuz 90]

II.4.6.4.2.La recombinaison mono-axiale

est celle la plus souvent pratiquée. Elle rend les instruments plus complexes, mais elle offre aussi des sorties optiques supplémentaires qui peuvent être utilisées à des fins de métrologie. Une recombinaison symétrique de façon à minimiser les défauts de phase chromatiques. Pour un banc optique cependant la symétrie peut être obtenue en compensant les dissymétries de la séparation par celles de la recombinaison [Naka 95].

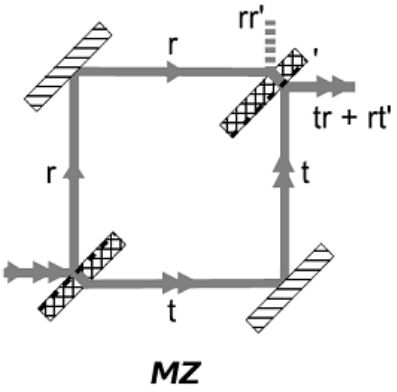


Fig II.16. Schéma illustrant la recombinaison mono-axiale interféromètre de Mach-Zehnder (MZ)[Naka 95]

II.5.Les interféromètres en fonction

À la suite de la démonstration réussie d'interférométrie stellaire avec des télescopes séparés (Labeyrie1975), divers projets interférométriques ont été poursuivis à travers le monde. Un certain nombre d'installations permanentes d'interférométriques ont été construits entre le milieu des années 1980 et le milieu des années 1990 et utilisé jusqu'à présent. Ils sont généralement caractérisés par l'utilisation de petits télescopes, des lignes de base modeste (100 m) et de l'exploitation dans le domaine visible ou proche infrarouge. On cite brièvement quelques projets mis en fonction [Aime 01a].

- **Grand interféromètre à 2 télescopes**

  (GI2T). En exploitation depuis 1985 avec deux télescopes 1,5 m de diamètre et jusqu'à 65 m de base, GI2T travaille aujourd'hui avec un mélangeur de faisceaux visibles (REGAIN) y compris un spectrographe offrant une résolution spectrale allant jusqu'à 30000.il a réussi à étudier l'environnement circumstellaire des étoiles chaudes actives (Be) grâce à la combinaison de la haute résolution angulaire et haute résolution spectrale [Aime 01a].

- **Interféromètre spatial infrarouge** (ISI)

  C'est l'interféromètre infrarouge seulement stellaires qui travaille avec la recombinaison hétérodyne. Avec trois télescopes 1,65 m disposés sur des lignes de base jusqu'à 70 m, il fournit des capacités d'imagerie grâce à des mesures de fermeture en phase, leur observation est plus importante dans le moyen infrarouge que dans le proche infrarouge **[Aime 01a]**.

- **Interféromètre Stellaire de l'Université de Sydney** (SUSI,1992)

  Avec ses 11 cm aligné 20 sidérostats, SUSI aux potentielles lignes de base jusqu'à 640 m, mais la plus longue ligne de base opérationnelle est actuellement limité à 100 m. Recombinaison par paires est effectué dans le domaine visible, la diffusion par la poussière atmosphérique autour d'étoiles de type Mira a récemment été observée dans le mode polarimétrique **[Aime 01a]**.

- **Array Telescope infrarouge-optique** (IOTA, 1993)

  Avec ses trois sidérostats 45 cm disposés sur les lignes de base à court (<40 m), l'IOTA a été l'une des installations les plus réussies à ce jour. Il a été largement utilisé pour mesurer le diamètre des étoiles. Ces études ont conduit à un nouveau modèle pour la structure de ces étoiles. L'étude des objets stellaires jeunes (YSO) a aussi grandement bénéficié de l'IOTA capacités, avec le résultat important que la taille caractéristique des régions dans le proche infrarouge émettant sont plus grandes qu'on ne le pensait **[Aime 01a]**.

- **Interféromètre Navy Prototype Optical** (NPOI, 1994)

  Deux modes de fonctionnement sont disponibles à NPOI: en forme de Y, 6 élément avec des lignes de base à 437 m est utilisé pour l'imagerie, tout un cerf-volant en forme,4 élément est utilisé pour l'astrométrie grand-angle.

- **Palomar Testbed Interferometer** (PTI, 1995)

  Il est Construit comme un banc d'essai pour des techniques d'interférométrie comme astrométrie à angle étroit à double étoile, le PTI a été l'un des interféromètres les plus scientifiquement productif. Trois ouvertures de 40 cm sont combinées par paires dans la bande proche infrarouge K avec des lignes de base entre 85 m et 110 m. Les résultats récents incluent des mesures de haute précision astrométrique d'étoiles multiples **[Aime 01a]**.

- **Mitaka optique et infrarouge Array** (MIRA, 1998)

  MIRA est un interféromètre japonais composé de deux sidérostats 30 cm espacés de 30 m. Il a été principalement utilisé à des fins techniques et n'a pas fourni de résultats scientifiques jusqu'à présent **[Aime 01a]**.

- **Darwin/TPF-I**

  Il y a une dizaine d'années, deux avant-projets de mission ayant pour objectif la détection et caractérisation de planètes extrasolaires telluriques ont été étudiés : Darwin en Europe (voir figureII.17) et TPF-I (Terrestrial Planet Finder Interferometer) aux États-Unis **[Aime 01a]**.

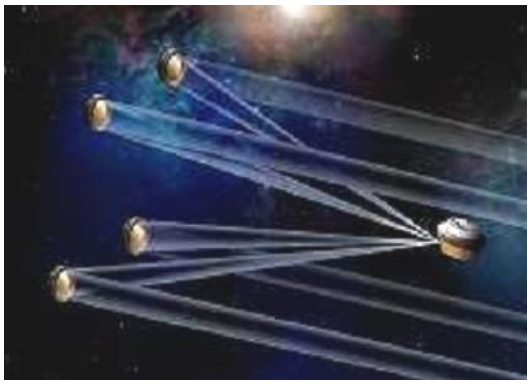


Fig II.17.Vue d'artiste d'interféromètre Darwin

Darwin est certainement une des missions spatiales les plus exigeantes proposées à l'Agence Spatiale Européenne (ESA). Cette mission se propose d'analyser la composition de l'atmosphère de planètes extrasolaires terrestres et de chercher des bio-signatures. Darwin devrait être capable de détecter des planètes rocheuses similaires à la Terre et d'analyser le spectre de leur atmosphère dans la bande spectrale 6-20 µm.

- **Pégase**

  Il est également un projet de mission d'interférométrie en frange noire avec soustraction en formation (voir figure II.18). Il peut être vu comme un précurseur de Darwin. En effet, il se propose d'effectuer la spectroscopie d'objets bien plus massiques que les cibles de Darwin **[Aime 01a]**.

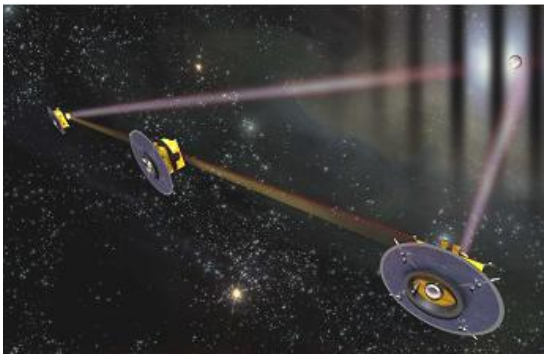


Fig II.18.Vue d'artiste d'interféromètre Pégase

- **Aladdin** (Antarctic L-band Astrophysics Discovery Demonstrator for Interferometric Nulling)

  C'est un projet d'interféromètre en frange noire situé au Dôme C en Antarctique pour des observations dans le domaine spectral 2.8-4.2 µm. Ce site a été choisi pour sa qualité particulièrement adaptée aux observations dans le proche infrarouge **[Aime 01a]**. La figure II.19 décrit,vue d'artiste d'interféromètre Aladin

Fig II.19.Vue d'artiste d'interféromètre Aladin

- **Gravity**

  est un instrument de seconde génération du Very Large Telescope Interferometer (VLTI).Gravity est défini dans le but d'effectuer de l'astrométrie faible champ avec une précision de 10 µas et de l'imagerie interférométrique avec référence de phase d'objets peu lumineux ($K \leq 20$). Ses principaux objectifs sont d'étudier les mouvements des étoiles autour du trou noir massif situé au centre de la Voie Lactée et ainsi de tester la relativité générale en champ fort. Il devrait également permettre la détection de trous noirs moins massifs présents dans la Galaxie. Un autre objectif est de déterminer les masses de planètes extrasolaires et de naines brunes**[Aime 01a]**.

Chapitre III

Simulation numérique

Sommaire

III.1 Introduction……..……..…… 43

III.2 Simulation numérique …….. 44

III.2.1. Organigramme de simulation ……. 45

III.2.2. Organigramme de simulation de l'interférométrie annulante…….. 46

I.3. Simulation de l'interférométrie annulante sans apodisation ……. 49

III.4. Simulation de l'interférométrie annulante avec apodisation gaussienne ….. 53

III.4.3. Simulation de l'interférométrie annulante avec apodisation Cosinus …… 56

III.4.4. Simulation de l'interférométrie annulante avec masque prolate…….. 57

III.5.Comparaison entre les fonctions d'apodisation…….. 59

III.6.Visualisation d'une étoile autour du soleil…….. 60

III.7.Conclusion……..... 66

III.1.Introduction

Les simulations numériques permettent de mettre en jeu un ensemble de lois physiques, bien sûr, mais pas uniquement pour observer des phénomènes dont on espère qu'ils apporteront des informations utiles. On voit déjà l'étendue du domaine, puisque chacun de ces termes peut révéler de nombreuses interprétations et de nombreux contextes. Il y a, en effet, de nombreuses simulations qui s'appliquent à de nombreux objets : la nature d'une simulation, c'est la réponse à la question « qu'est-ce qui est simulé ? ». Cela est très lié aux enjeux des simulations numériques, lesquels dépendent, encore une fois, du contexte. Selon l'étendue du système étudié, selon les informations qu'on cherche, la simulation devra mettre l'accent sur une propriété ou une autre.

La simulation numérique est utilisée dans de nombreux domaines de recherche et développement: mécanique, mécanique des fluides, science des matériaux, astrophysique, physique nucléaire, aéronautique, climatologie, météorologie, physique théorique, mécanique quantique, biologie, chimie ainsi qu'en sciences humaines telles que la démographie, la sociologie, etc. **[Ting 01] [Ting 07].**

Les simulations sont très utiles dans l'aéronautique, où elles permettent d'évaluer le profil d'un appareil : cela est infaisable à la main, tant les calculs sont nombreux et complexes. D'ailleurs, on sait les calculs tellement complexes qu'il est impossible de faire entièrement confiance à la machine : on refera toujours des essais en soufflerie réelle, si la simulation numérique est prometteuse. On ne se préoccupe donc pas tellement de la précision. De plus, seule une certaine zone nous intéresse : celle qui est immédiatement au contact, à la surface, de l'appareil.

En relativité générale, les simulations numériques (on parle de relativité numérique) rendent compte de l'inobservable : la courbure de l'espace-temps, par nature immatérielle. Ces expériences permettent aussi d'embrasser des échelles hors de la portée humaine : des milliards de parsecs, des milliards d'années, des milliards de milliards de tonnes par millimètre cube... Pour une raison physique la précision est importante, mais limitée par notre connaissance. Au-delà des ordinateurs, les outils de la simulation numériques sont des modèles mathématiques (ensemble d'équations) qui décrivent les phénomènes étudiés (physiques ou autres), des méthodes ou algorithmes qui permettent à la machine de résoudre ces équations. La simulation numérique est aujourd'hui indispensable pour la recherche par l'apport à la compréhension des phénomènes complexes; pour les entreprises par le maintien de leur compétitivité (des produits conçus plus vite et moins cher) **[Ting 01] [Ting 07] [Karl 07]**. Les outils de la simulation

numérique sont donc des programmes informatiques exécutés sur des ordinateurs: ces logiciels de calcul ou « codes » sont la traduction, à travers des algorithmes numériques, des formulations mathématiques des modèles physiques étudiés.

III.2. Simulation numérique

On commence notre étude par la simulation numérique d'un seul bras de télescope de type Cassegrain afin de faire recombiner les deux bras en opposition de phase de telle sorte qu'on obtient une interférométrie destructive. **[Absi 06]** Le principe est décrit par la figure III.1.

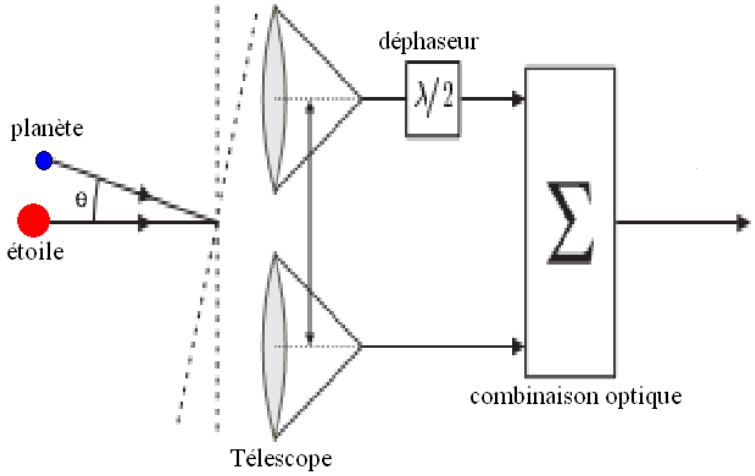


Fig.III.1.Principe de l'interférométrie annulante [Absi 06].

La partie essentielle du télescope de Cassegrain est un miroir M1 concave sphérique (voir figure III.2) ou parabolique (de grande ouverture pour collecter le maximum de lumière). L'image d'un objet à l'infini se forme au foyer du miroir. Pour observer cette image, il est nécessaire d'utiliser un autre miroir **[Rutt 99] [Karl 07].** Dans le montage Cassegrain initial, on place un miroir sphérique convexe M2 entre le sommet et le foyer de M1. Il faut alors pratiquer une ouverture au sommet de M1. L'utilisation de la configuration de Cassegrain permet d'obtenir une distance focale équivalente égale à :

$$f = \frac{f_1 f_2}{f_1 + f_2 - d} \qquad \text{III-1}$$

Où :

f_1 et f_2 désigne respectivement la focale du miroir M1 et M2 et d la distance entre les deux miroirs, bien que la longueur du télescope soit de l'ordre de R1.

La figure III.2 représente la structure du télescope de Cassegrain **[Rutt 99] [Karl 07]**.

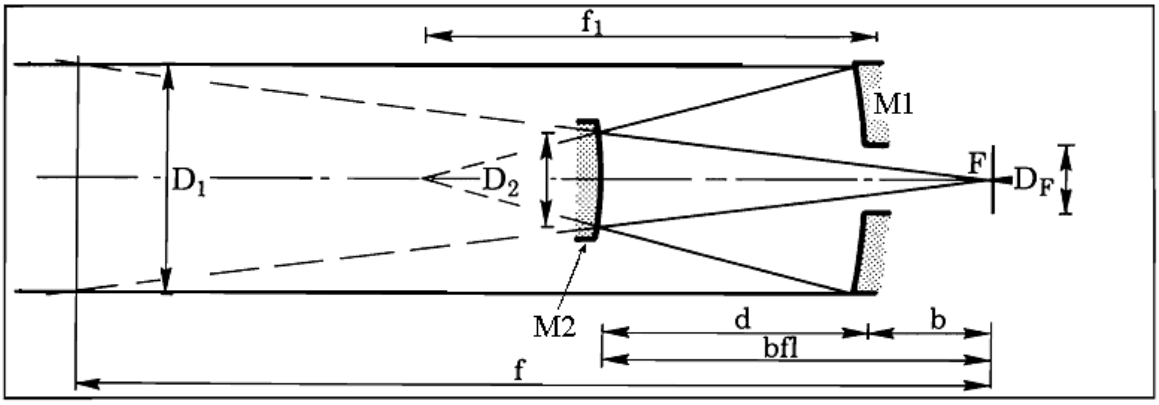


Fig.III.2.Disposition typique d'un télescope de Cassegrain [Rutt 99].

Ou M1et M2 sont les miroirs primaire et secondaire respectivement.

D_1 et D_2 désigne les diamètres des miroirs primaire et secondaire respectivement.

f_1 est la focal de miroir M1 et f la focal de système.

III.2.1. Organigramme de simulation

Les éléments nécessaires pour la simulation de l'interférométrie annulante sont les miroirs et le système de recombinaison, c'est pour cette raison qu'on a élaboré des sous-programmes afin de simuler l'instrument.

Avec un calcul mathématique, on a utilisé un modèle numérique avec format des images égal à 256x256 pixels. La figure ci-dessous représente l'organigramme de simulation numérique.

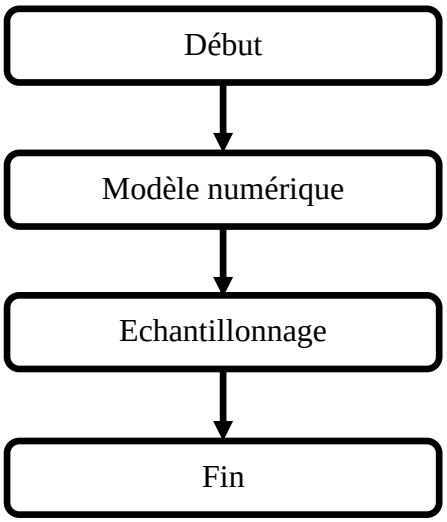


Fig.III.3 .Organigramme de simulation.

III.2.2.Organigramme de simulation de l'interférométrie annulante

Chaque système d'interférométrie annulante contient au moins deux bras de télescope, et chaque télescope est constitué d'une pupille d'entrée, un miroir primaire M1, un autre secondaire M2. Les plans successifs suivants A, B, C, et D désignent respectivement l'ouverture d'entrée, miroir M1et M2 et l'image finale. La figure (III.4) représente la structure d'un bras d'interféromètre **[Absi 06]**.

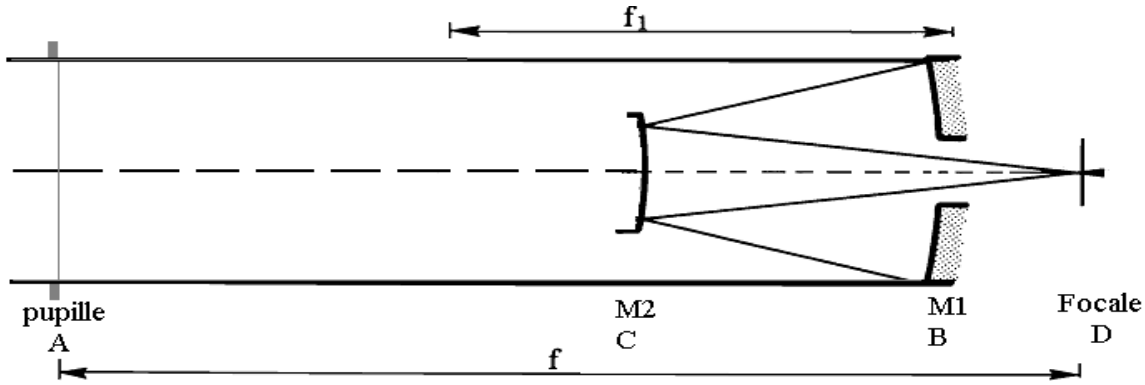


Fig.III.4.structure de bras d'interféromètre [Rutt 99]

La simulation est basée sur les points suivants **[Ting 01]**. L'amplitude complexe à l'entrée de la plan pupille est proportionnel à :

$\Psi_A(r) = P(r)$

Ou :

P(r) est la fonction de pupille d'entrée et r un vecteur dans n'importe qu'elle point de l'ouverture

$$P(r) = \begin{cases} 1 & 0 \le r \le D_1/2 \\ 0 & \text{ailleurs} \end{cases}$$

La propagation des ondes entre chaque plan (A, B, C, D) peut être écrit comme une transformée de Fourier mesurée (FFT) et nous supposent que les composants optique sont bien conçu et positionnée, pour éliminer les limites quadratiques de phase liées à la propagation des ondes **[Good 96]**.

III.2.2.1. Transformée de Fourier

La transformation de Fourier a déjà été signalée comme un cas particulier mathématique de la transformation de Laplace. Elle est très employée dans toutes les branches techniques avec des implications vastes et diverses. La transformation de

Fourier peut être vue mathématiquement comme un cas particulier de celle de Laplace, en posant υ=j2πf pour la variable fréquentielle **[Good 96]**. On définit

$$X(f) = \int_{-\infty}^{\infty} x(t).\, e^{-j\,2\pi f t}\, dt \qquad \text{III-2}$$

III.2.2.2. Transformée par une ouverture circulaire

Peut-être le plus simple classe de fonctions séparables en coordonnées polaires est composée de ceux qui possèdent une symétrie circulaire. La fonction g est dite circulaire symétrique si elle peut être écrite comme une fonction de r seul, qui est **[Good 96]** :

$$g(r,\theta) \;=\; g_R(r) \qquad \text{III-3}$$

Une telle fonction joue un rôle important dans les problèmes d'intérêt, puisque la plupart des systèmes optiques ont avec précision ce type de symétrie. Nous consacrons en conséquence une particulière attention au problème de Fourier transformant une fonction circulairement symétrique.

La transformée de Fourier de g dans un système de coordonnées rectangulaires, naturellement, est donnée par **[Good 96]**:

$$G(f_x, f_y) = \iint_{-\infty}^{\infty} g(x,y)\; exp[-j2\pi(f_X x + f_Y y)]dx\, dy \qquad \text{III-4}$$

Pour exploiter entièrement la symétrie circulaire de g, nous faisons une transformation aux coordonnées polaires dans tous les deux surfaces des plans (x, y) et (fx, fy) comme suit **[Good 96][Karl 07] :**

$$r = \sqrt{x^2 + y^2} \qquad x = r cos\varphi$$
$$\theta = arctan\left(\frac{y}{x}\right) \qquad y = r\, sin\varphi \qquad \text{III-5}$$

On injecte l'équation (III-5) dans (III-4), afin de déterminer la transformée de Fourier de g qui peut être écrite sous la forme suivante:

$$G(r) = \frac{2J_1(2\pi r)}{2\pi r} \qquad \text{III-6}$$

Où J_1 est la fonction de Bessel d'ordre 1.

III.2.2.3.Convolution

La convolution est une description mathématique du flou. Elle est importante dans la théorie de Fourier, car la convolution dans l'espace de Fourier est le résultat de la multiplication dans l'espace réel, et l'inverse. Supposons que nous considérons une

caméra qui n'est pas au point focale. Photographier une source ponctuelle des résultats dans une image floue qui ressemble à l'ouverture de la lentille. En général, elle peut être représentée par une fonction g (x) lorsque l'image source point aurait dû être à x = 0. Ensuite, une source ponctuelle à x = x' produira une image floue g (x – x'). Considérant chaque point sur un objet dont la forte image aurait été f (x'), on voit immédiatement que l'image floue est décrite par **[Good 96] [Labe 06]**:

$$C(x) = \int_{-\infty}^{\infty} f(x)\, g(x - x')\, dx' \qquad \text{III-7}$$

C'est ce qu'on appelle la convolution des fonctions f (x) et g (x), et sera représentée par $F(x) \otimes G(x)$ bien que plusieurs autres conventions existent également **[Karl 07]**.

II.2.2.4. Interférence

Le principe d'un interféromètre est des plus simples. Il s'agit de reproduire l'expérience des trous d'Young avec plus de deux télescopes. Afin d'observer le phénomène d'interférence avec un interféromètre optique, il est nécessaire que les deux télescopes observent la même source, et que la différence de marche des deux faisceaux soit inférieure à la longueur de cohérence lors de leur recombinaison.

Dans ces conditions, lorsque nous faisons varier la différence de marche (δ),nous observons des franges d'interférence. Lorsque la source observée est ponctuelle, l'intensité détectée est **[Karl 07] [Labe 06]** :

$$I = I_1 + I_2 + 2\sqrt{I_1 I_2}|\gamma(\delta)| \cos\left(\varphi_\gamma + 2\pi \frac{\gamma}{\lambda}\right) \qquad \text{III-8}$$

Où I_1 et I_2 sont les intensités des faisceaux arrivant sur les télescopes 1 et 2 respectivement et λ est la longueur d'onde moyenne de la source. Le degré de cohérence temporel γ est égal à la transformée de Fourier du spectre Sp de la source vue par l'interféromètre **[Karl 07] [Good 96]**.

$$\gamma(\delta) = |\gamma(\delta)| e^{i\,\varphi_\gamma} \qquad \text{III-9}$$

Nous observons une interférence destructive (franges sombres) quand :

$$\delta = (m + 1/2)\lambda \qquad \text{III-10}$$

m est toujours un nombre entier, *m*= 0, 1, 2, 3,.. .

III.3. Simulation de l'interférométrie annulante sans apodisation

La première étape de simulation se fait sur un seul bras du système et sans apodisation afin de faire interférer les deux images destructivement. La figure III.5 illustre l'organigramme de simulation de l'interférométrie annulante sans apodisation. Tout d'abord, on commence la simulation par la transformée de Fourier de l'image initiale notée Ψ_A (FFT (Ψ_A)). Ensuite, on effectue le produit entre la FFT de l'image issue de télescope (Ψ_A) et la fonction de miroir (M_1), la résultante est notée Ψ_B. Ensuite, on détermine le produit noté Ψ_C entre le miroir1 (M_1) et la fonction Ψ_A puis on effectue le produit entre Ψc et le miroir M_2 désignée Ψ_D. On développe le terme de ce produit (notant que δ_F est la distance focale de système) afin de faire intégrée la fonction d'interférence Ψ_E et on obtient l'image finale (carte de transmission) noté Ψ_F. **[Ting 01] [Ting 07]**. L'organigramme de simulation de l'interférométrie annulante est représenté par la figure (III.5).

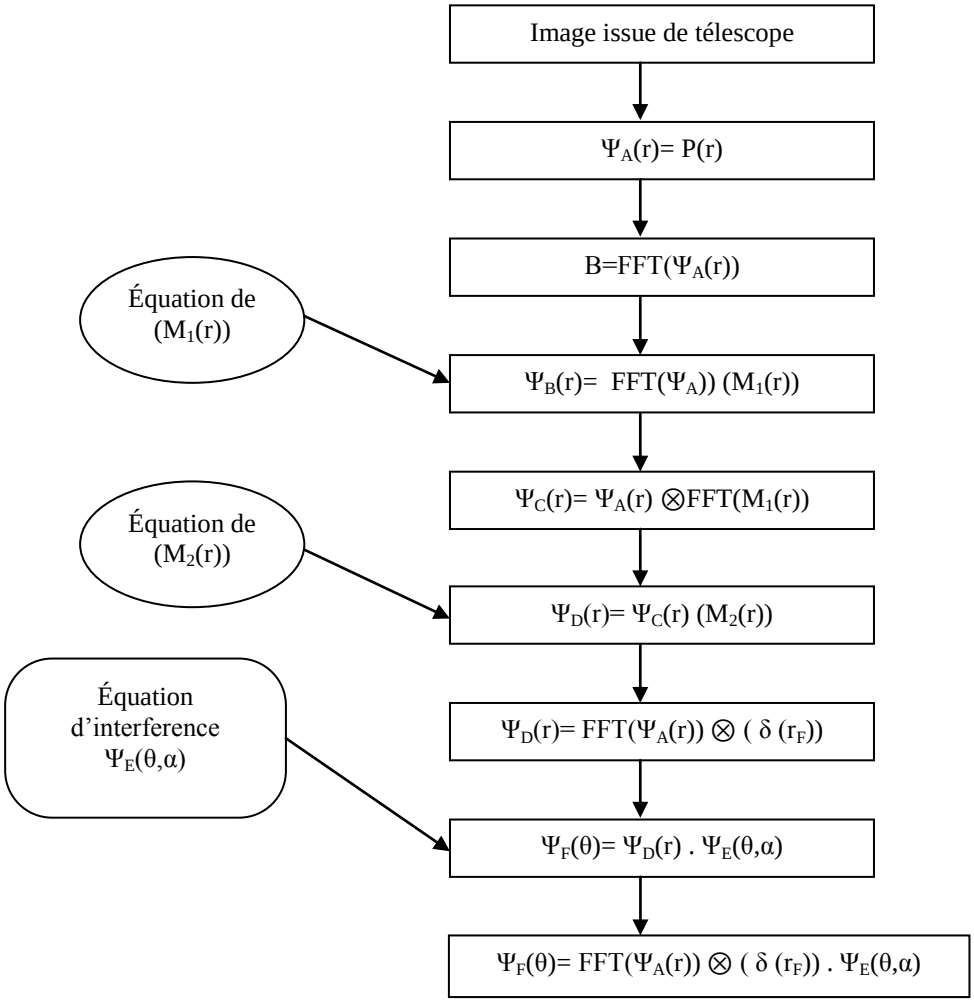
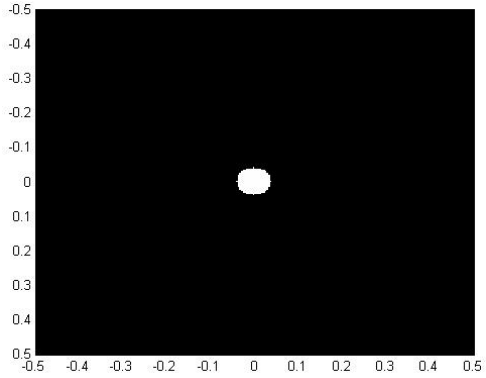
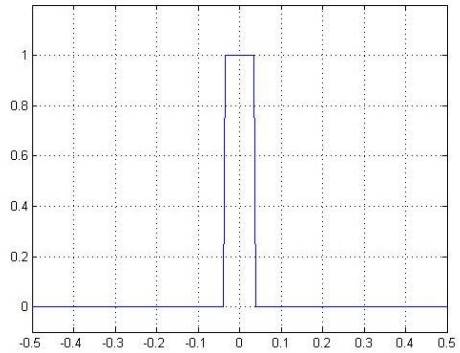


Fig.III.5. Organigramme de simulation de l'interférométrie annulante sans apodisation

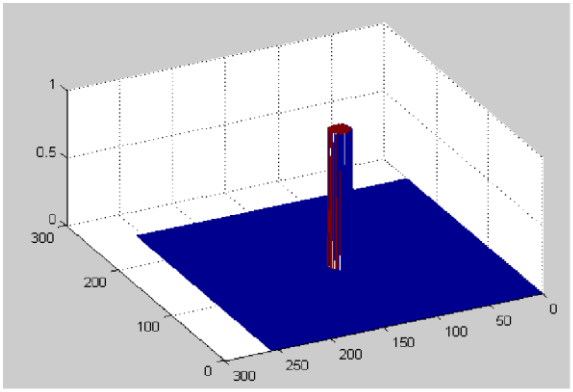
Les figures suivantes montrent les différentes images d'interférométrie annulante réalisés par notre simulation. La figure (III.6) montre le résultat de la simulation du pupille d'entrée.



(a) Image d'ouverture



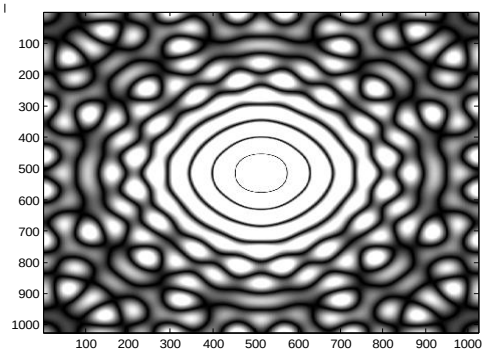
(b) Profil d'intensité



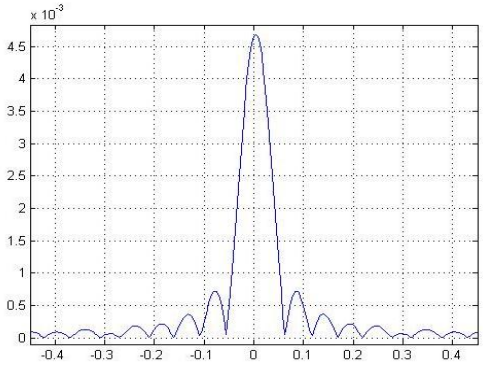
(c) Profil d'image en surface de l'ouverture

Fig.III.6. Illustration de la pupille d'entrée du télescope

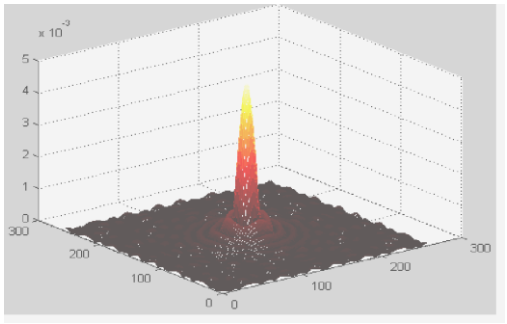
La figure (III.7) montre le résultat de la simulation à la sortie de télescope (au point focal du télescope).



(a) Image à la sortie de télescope



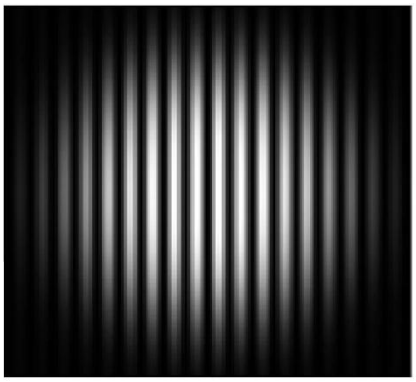
(b) Profil d'intensité



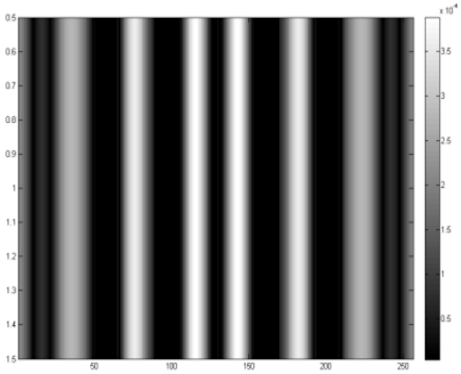
(c) Profil d'image en surface

Fig.III.7. L'image de diffraction au point focal de télescope

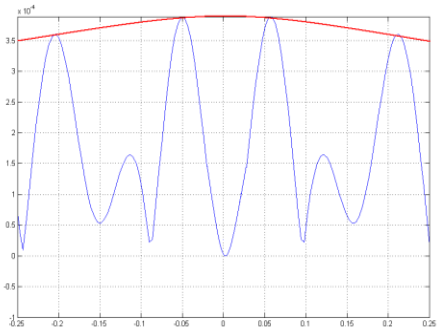
La figure (III.8) montre le résultat de la simulation du l'image finale d'interférence après recombinaison des deux images issus de chaque télescope



(a) Image interférence



(b) Carte de transmission



(c) Profil d'intensité de la carte

Fig.III.8.Image finale de la figure d'interférence

- **Discussion**

Dans figure III.8(a), l'mage d'interférence est limitée par l'enveloppe de diffraction d'un seul télescope, l'énergie de l'étoile est éteinte par des franges noires pour permettre l'apparition de planète dans la frange claire. Mais cette situation n'est plus valide si les

objets non sont pas séparés angulairement. Or, d'après la théorie, les crêtes et les creux de la carte de transmission disparaissent pour des distances angulaires θ plus de $\lambda^2/(b\,\Delta\lambda)$ **[Bert 05]**.

D'après la figure III.8(b), la séparation entre les deux étoiles proches est possible grâce à la technique d'interférométrie destructive si la planète à observer situé dans la zone d'une frange claire . Dans la figure III.8 (c), la transmission de l'interféromètre aura son premier maximum pour $\theta = \lambda/2b$. Par contre le premier minimum est obtenu à $\theta=0$. Pour $\theta \cos(\alpha) << \lambda/2b$, la transmission de l'interféromètre est proportionnelle à θ^2 et peut être écrite **[Bert 05].**

$$Tr \sim \pi^2 (b/\lambda)^2 (\theta^2 cos(\alpha))^2 \qquad \text{III-11}$$

Ou λ est la longueur d'onde et b la distance entre les deux ouvertures.

On considère que les critères qui permettent de qualifier une optique sont au nombre de trois :

- Deux critères s'intéressent à la résolution : le critère de Rayleigh et celui de Couder.
- Un critère s'intéresse au contraste : le critère de Françon.

Le critère de Raleigh définit le pouvoir séparateur d'un instrument. Il détermine s'il est possible de distinguer deux taches de diffractions issues de deux objets proches angulairement. Deux images de diffraction peuvent être séparées si leur distance angulaire est égale au premier rayon du disque d'Airy.

Le critère de Couder stipule que tous les rayons lumineux en provenance de toute la surface du miroir doivent converger à l'intérieur du disque d'Airy.

En réalité, cette modulation avec un système à deux pupilles suffit pour détecter des planètes de type Jupiter chaud, mais n'est en générale pas suffisante pour distinguer une planète extrasolaire de type Terre de la lumière exo-zodiacale à l'entour de son étoile hôte. Pour ce faire, il est nécessaire d'employer un nombre plus élevé de pupilles comme c'est le cas du concept de Darwin **[Pier 02]**.

Dans un tel interféromètre il n'y a pas d'image, tout le flux collecté par les pupilles de l'instrument est envoyé sur un seul détecteur. L'information est reconstruite à partir des variations temporelles du flux reçu par la pupille **[Kame 09]**.

III.4.Simulation de l'interférométrie annulante avec apodisation gaussienne

Avant d'entamer la simulation, nous devons d'abord définir la fonction gaussienne et l'apodisation.

III.4.1.Apodisation

Par définition, l'apodisation est un procédé destiné à restructurer la tache de diffraction produite par un instrument d'optique (par exemple, en plaçant dans le faisceau lumineux une lame à transparence variable) afin de réduire l'intensité gênante de son deuxième maximum. L'image d'un point produite par un instrument d'optique n'est pas ponctuelle: c'est une figure de diffraction, formée généralement d'une tache circulaire entourée d'anneaux concentriques beaucoup moins lumineux que la tache centrale. Lorsqu'on observe les deux sources ponctuelles très rapprochées et également intenses, la possibilité de distinguer leurs images dépend de la dimension des taches centrales. Au contraire, lorsqu'une des sources est beaucoup plus faible que l'autre, son image peut être masquée par le premier anneau de la figure de diffraction correspondant à la source la plus lumineuse. C'est pourquoi, pour certaines observations, on cherche à apodiser la figure de diffraction **[Good 96]**.

III.4.Fonction gaussienne

La fonction de Gauss est la courbe en cloche familière, pour une position de pic *(x)* et facteur d'échelle σ. la fonction gaussienne est donnée par:

$$f\ (x)\ = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}}\ \ exp\left(\frac{-x^2}{2\sigma^2}\right) \qquad \text{III-12}$$

Notez que la transformée de Fourier d'une gaussienne est une autre gaussienne, la fonction sera alors étalée comme illustré ci-dessus (figure III.9). Il y a un terme de phase correspondant à la position du centre de la gaussienne et le terme négatif au carré dans une exponentielle **[Good 96]**.

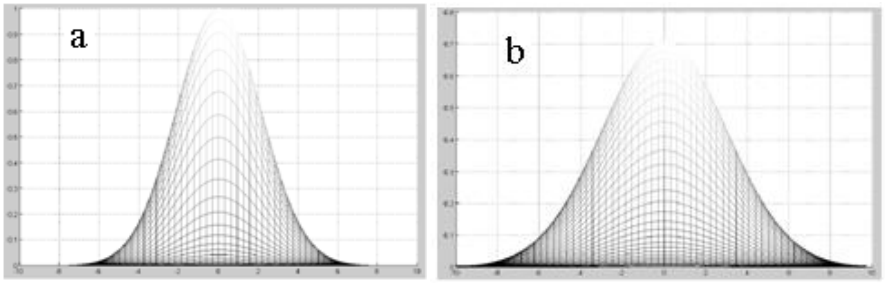


Fig.III.9 (a) Fonction gaussienne. (b) la TF de la fonction gaussienne

L'amplitude complexe à l'entrée de la plan pupille est proportionnelle à :

$\Psi A(r)= P(r)\ \varphi(r)$

Où :

$\varphi(r)$ représente la fonction d'apodisation déterminée précédemment .On commence la simulation par la transformée de Fourier de l'image initiale ΨA (FFT Ψ_A)). Ensuite, on effectue le produit entre la FFT de l'image issue de télescope (Ψ_A) et le miroir (M1), puis on calcule la transformée de Fourier de ce produit. La résultante est notée Ψ_B. Ensuite, on détermine le produit noté Ψ_C entre le miroir1 (M1) et la fonction Ψ_A puis on effectue le produit entre Ψc et le miroir M_2 désignée Ψ_D. On développe le terme de ce produit (notant que δ_F est la distance focale de système) afin de faire intégrée la fonction d'interférence Ψ_E et on obtient l'image finale avec podisation (carte de transmission apodisée) noté Ψ_F. La figure III.10 représente l'organigramme de simulation de l'interférométrie annulante avec apodisation **[Ting 07] [Ting 01]**.

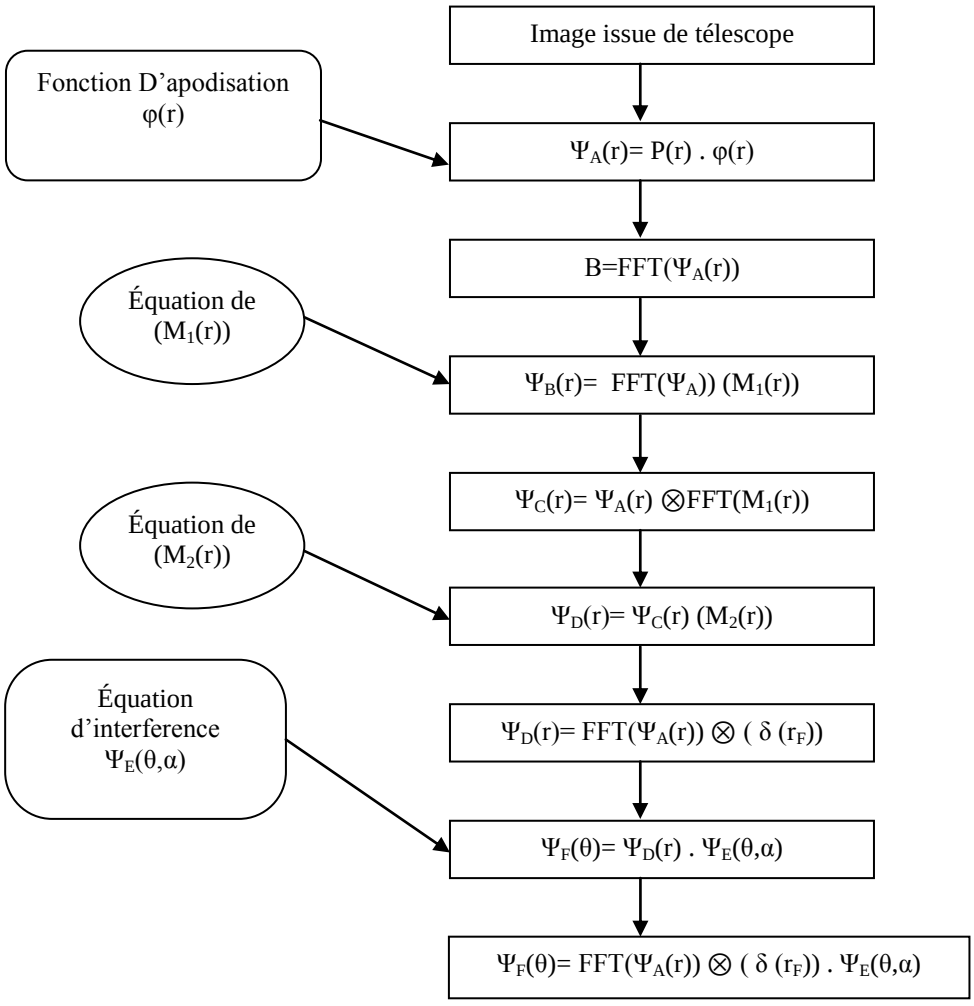
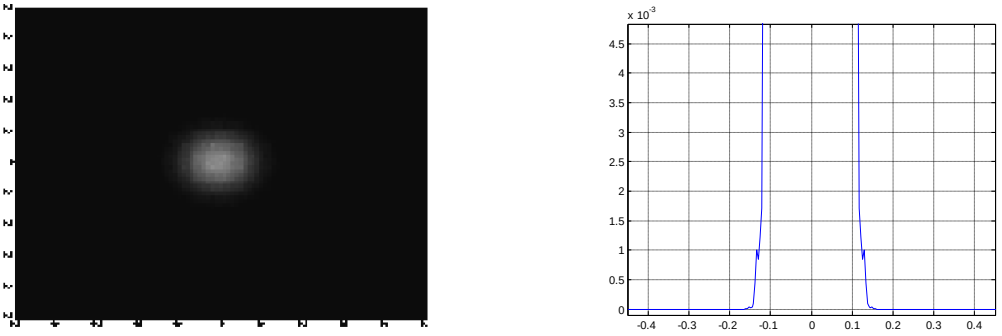


Fig.III.5. Organigramme de simulation de l'interférométrie annulante avec apodisation

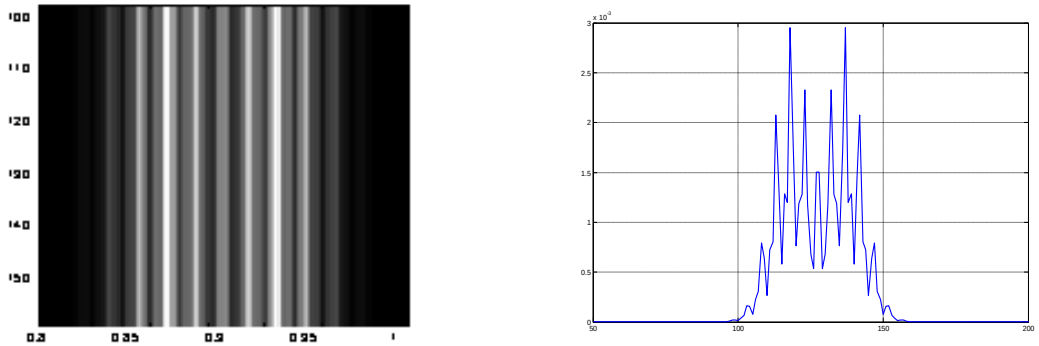
Les figures suivantes montrent les différentes images d'interférométrie annulante avec apodisation gaussienne réalisées lors de notre simulation. La figure (III.11) montre le résultat de la simulation de l'image de diffraction apodisée.



(a) Image de diffraction Apodisée *(b) Profil d'intensité Apodisée*

Fig.III.11.Image de diffraction au point focal

La figure (III.12) montre le résultat de la simulation du l'image finale d'interférence après recombinaison des deux images issues de chaque télescope avec apodisation gaussienne.



(a) Image de la figure d'interférence apodisée *(b) Profil d'intensité d'interférence apodisée*

Fig.III.12 Image de diffraction et d'interfrence avec apodisation gaussienne

- **Discussion**

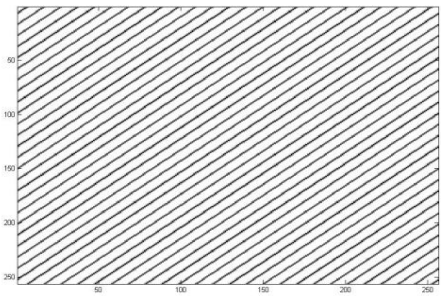
L'apodisation appliquée a presque éliminé l'intensité des rayons provenant du bord de la pupille, par contre on distingue une augmentation de l'intensité de la tache centrale d'où une perte d'information. D'après la figure III.12 b, on distingue toujours la limite de la figure d'interférence par la diffraction et avec une diminution des franges d'interférences.

III.4.3.Simulation de l'interférométrie annulante avec la fonction Cosinus

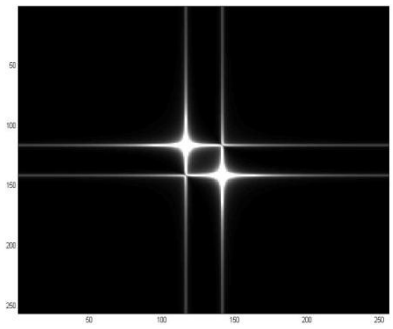
Une autre fonction d'apodisation consiste à utiliser une pupille diffractante dont la transmittance pupillaire **t** ou coefficient complexe de transmission d'amplitude, n'est pas uniforme. On s'intéresse par la transmittance en cos telle que, dans le plan d'ouverture on a :

$$t(x) = \begin{cases} cos(2\pi\, a\, x) & pour\ |x| \leq \frac{a}{2} \\ 0 & ailleurs \end{cases} \qquad \text{III.13}$$

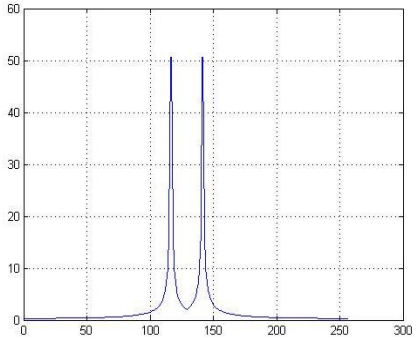
Les figures suivantes montrent les différentes images d'interférométrie annulante avec apodisation cosinus réalisées par notre simulation. La figure (III.13) montre le résultat de la simulation de l'image de diffraction apodisée.



(a) Image de la fonction d'apodisation cosinus

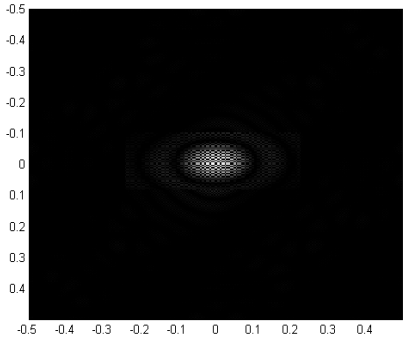


(b) La TF de la fonction cosinus

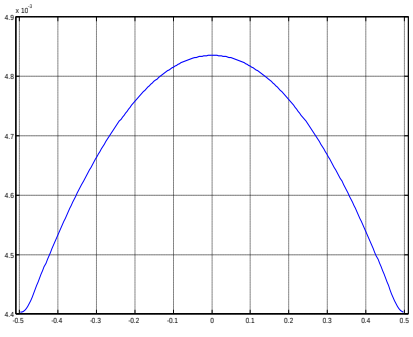


(c) Profil d'intensité de la TF Cos

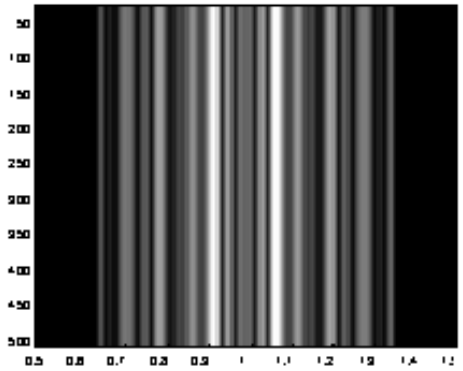
Fig.III.13 description de la fonction cosinus



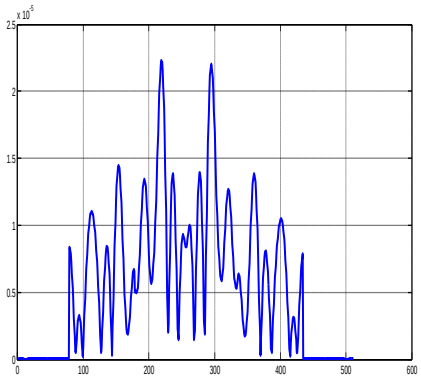
(d) Image de diffraction apodisée



(e) Profile d'intensité apodisée



(f) Image d'interference



(g) Profile d'intensité d'interference

Fig.III.14.Image de diffraction et d'interférence avec apodisation cosinus

- **Discussion**

La transformée de Fourier d'une fonction cosinus se devise en deux impulsions de Dirac. L'apodisation cosinus appliquée a diminué l'importance des maxima secondaires. Par contre, la figure de diffraction est plus étalée, d'où une perte dans l'information et la résolution de la figure, de plus la figure III.14.g la profile d'interférence est enveloppée toujours par le profile de diffraction avec l'étalement de la fonction.

III.4.4.Simulation de l'interférométrie annulante avec un masque prolate

Les fonctions prolates circulaires, inventées indépendamment par Slepian et Heurtley **[Slep 64],** ont trouvé des applications très intéressantes dans le système optique, par exemple pour l'étude des modes du laser à cavité confocale ou les ondes d'aberrations (voir figure III.15). En mathématiques, les fonctions prolates (allongées) sont un ensemble de fonctions dérivées par rapport au temps limite entre [-T/2,T/2] avec T est la période de fonction. Elles sont définies pour n'importe quel ordre N de la transformée de Henkel (HT), mais dans l'application, nous devrons seulement considérer le HT de l'ordre zéro, impliquant la fonction de Bessel J_0 qui apparaît dans l'optique de Fourier, pour HT, nous omettrons les indices inférieurs N et n dans les notations pour la clarté **[Slep 64]** (la fonction prolate pour n = 0 est la seule avec un maximum à l'origine). Les fonctions allongées circulaires peuvent être définies comme suit:

$$\Theta_{N,n}(c,r) = \sqrt{\frac{2\Lambda_{\mathrm{N,n}}\,(\mathrm{c})}{D}}\;\frac{\phi_{N,n}\left(c,\frac{2r}{D}\right)}{\sqrt{r}} \qquad \text{III.14}$$

Où

N et n sont respectivement les ordres de la transformée de Hankel et la fonction prolate.

$$c = \pi Da/2 \qquad \text{III.15}$$

$$r = \sqrt{x^2 + y^2} \qquad \text{III.16}$$

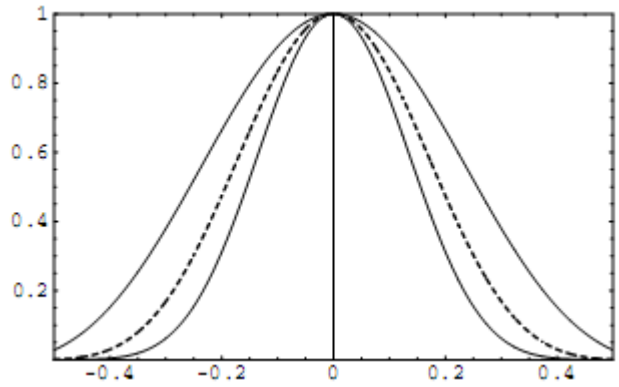
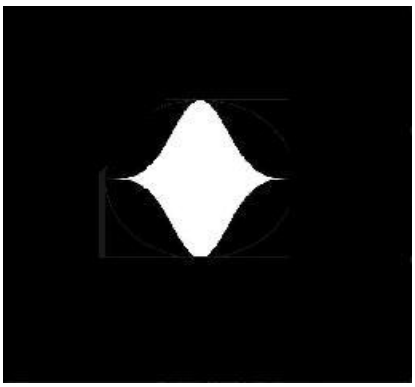
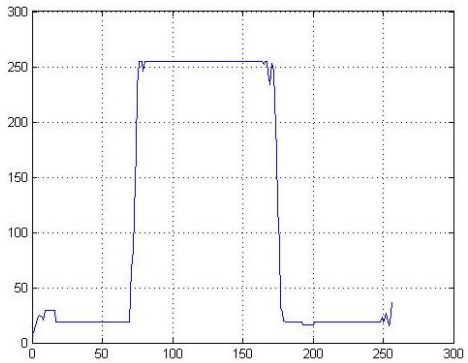


Fig.III.15. Exemple des fonctions prolates d'apodization généralisées **[Slep 64].**

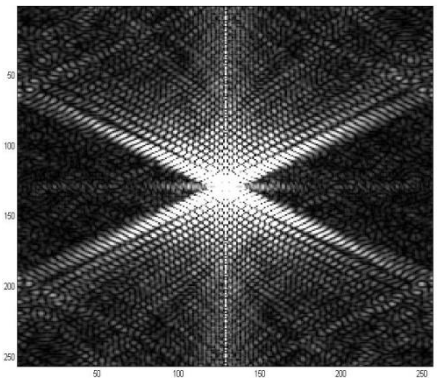
Avec le même programme précédant et avec le masque prolate, les résultats suivants montrent les différentes images de la fonction prolate et de l'interférométrie annulante avec apodisation prolate réalisés par notre simulation. La figure (III.15) montre le résultat de la simulation de fonction prolate. Notons que la fonction d'apodisation $\varphi(r)$ dans notre simulation est compromis entre 1 et 0 ($0 \leq \varphi(r) \leq 1$).



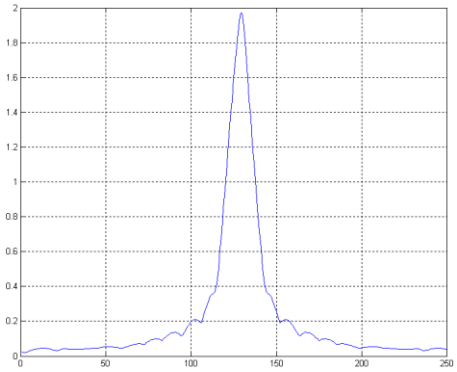
(a) Masque de fonction prolate



(b) Profile d'intensité de masque



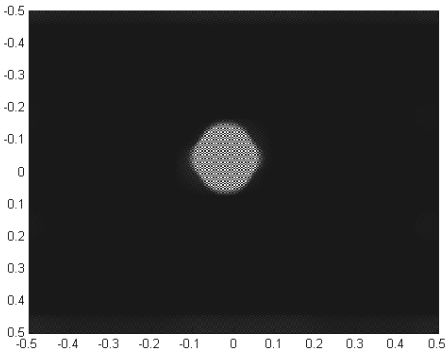
(c) La TF de la fonction prolate



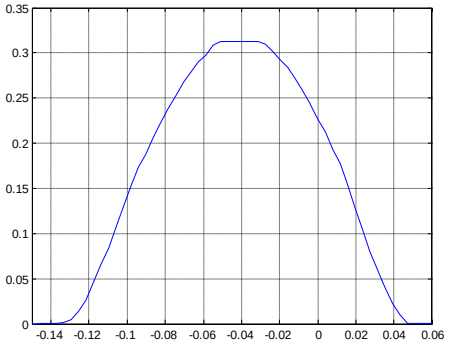
(d) Profil d'intensité de TF de prolate

Fig.III.16.Description de fonction prolate

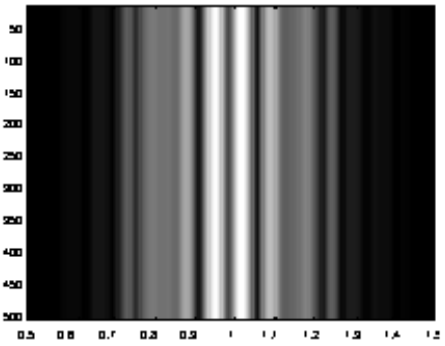
La figure (III.17) montre le résultat de la simulation de la figure de diffraction apodisée avec la fonction prolate.



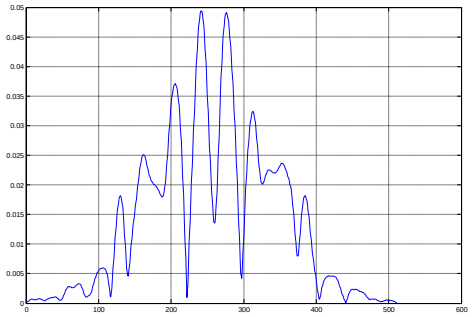
(e) Image de l'apodisation prolate



(f) Profil d'intensité de l'opodisation prolate



(g) Image d'interférence



(h) Profil d'interférence en intensité

Fig.III.17.Images de diffraction et d'interférence obtenues avec une apodisation prolate

- **Discussion**

L'apodisation de masque prolate appliquée a le minimum d'énergie hors du pic central (le contraste maximum entre la hauteur du pic central et les hauteurs des pics secondaires). La figure III.17.g est quasiment similaire à celle de non apodisée.

Si on discute les figures d'interférence obtenues de chaque fonction, on distingue que toutes les figures sont limitées par la diffraction ou par la PSF de la fonction d'apodisation puisqu'elle est rapide que l'interférence, le profil d'intensité obtenu par apodisation gaussienne est étroit par rapport à celui obtenu par les autres fonctions, en outre, les autres fonctions sont étalées et dépendent de leur PSF, bien que le profile d'interférence de la fonction prolate homogène par rapport aux autres fonction d'apodisation, en outre on peu pas atteindre l'extinction totale de la source sauf par modulation de signal de transmission.

III.5.Comparaison entre les fonctions d'apodisation

Pour simplifier et comprendre bien la différence entre les différentes apodisations, on doit simuler toutes les figures des diffractions obtenues (apodisées et non apodisées) sur une échelle logarithmique. L'intensité sera égale à : $\log|figure\ diffraction|^2$

La figure III.18 représente les figures de diffraction sur une échèle logarithmique.

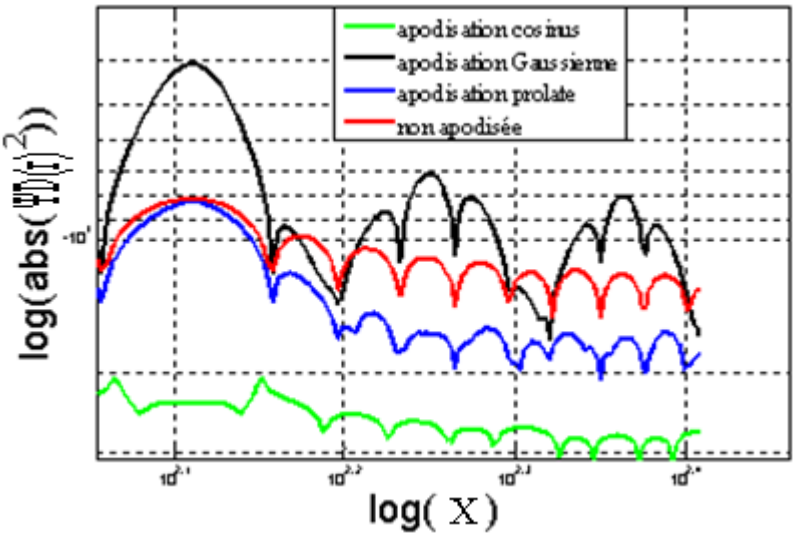


Fig.III.18.Simulation sur une échelle logarithmique des figures de diffraction normalisées et apodisées dans le plan focal.

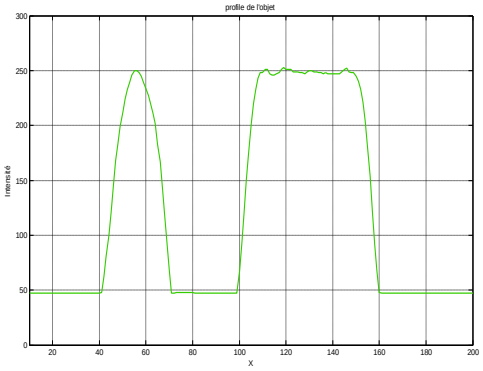
- **Discussion**

Avec une apodisation gaussienne, on distingue que l'intensité de la tache centrale a fortement augmenté par rapport à celle des bords et de la tache non apodisée ; avec la fonction prolate, on remarque que l'intensité de tache centrale est quasiment similaire à celle non apodisée. La fonction prolate permet d'obtenir un niveau d'intensité résiduelle par rapport au maximum de la PSF non apodisée, donc la quantité d'énergie hors du pic central est la plus faible, ainsi, l'apodisation prolate a diminué la brutalité de la transition entre la fonction de transmission décrivant l'intérieur de la pupille et celle décrivant l'extérieur de la pupille. En outre, l'apodisation par une fonction cosinus a quasiment écrasé la tache principale et augmenté les pics des impulsions de Dirac mais leur intensité a beaucoup baissé par rapport à la fonction non apodisée. Donc, la meilleure fonction d'apodisation que l'on peut utiliser c'est bien la fonction prolate.

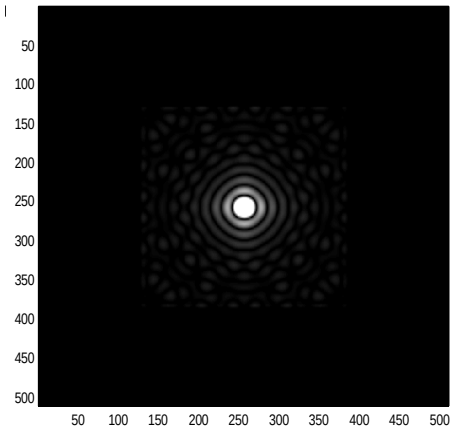
III.6.Visualisation d'une étoile autour du soleil

Pour la distinction d'une étoile autour de soleil, on a utilisé notre système pour trois types d'étoiles publié dans **[Kame 09]**. Cette distinction est visualisée lorsque le soleil devient sombre, par contre, l'étoile n'apparait plus mais participe dans le profil d'intensité. La figure III.18.(a) montre la visualisation de la planète 2M1207 b acquise avec un grand interféromètre à télescope « VLTI » par l'application de l'apodisation et l'interférométrie annulante.

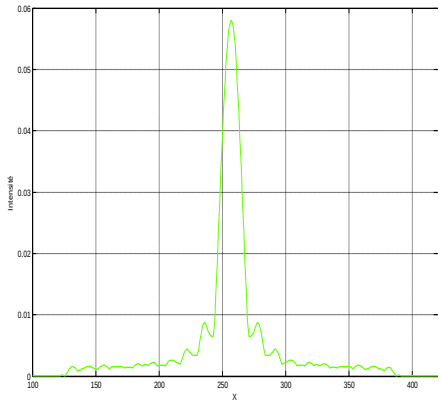
(a) Image de l'objet



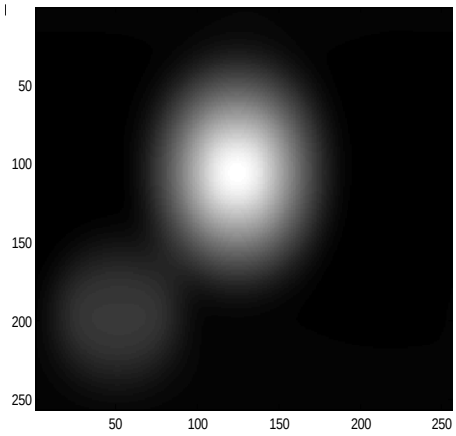
(b) Profil d'intensité de l'objet



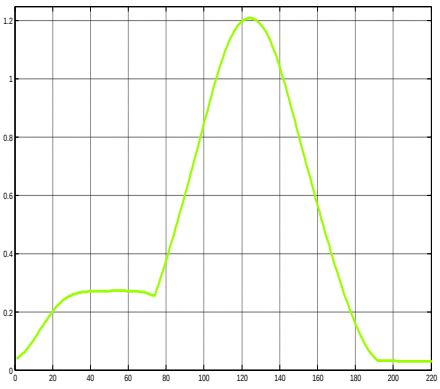
(c) Transformée de Fourier de l'objet



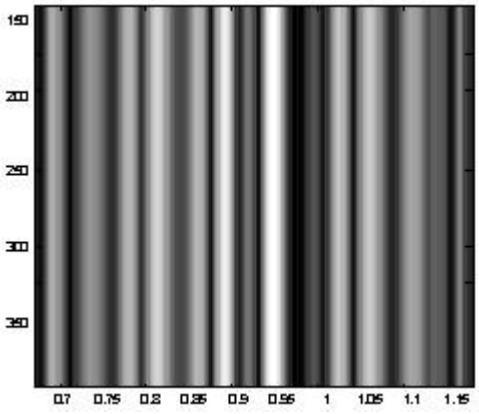
(d) Profil d'intensité de diffraction



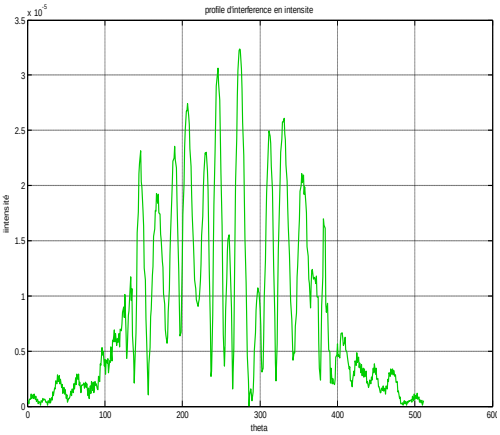
(e) Image de diffraction de l'objet apodisée



(f) Profil d'intensité de diffraction de l'objet apodisée



(g) Image d'interférence de l'objet

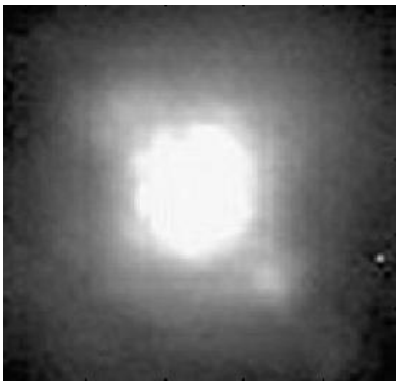


(h) Profil d'interference de l'objet

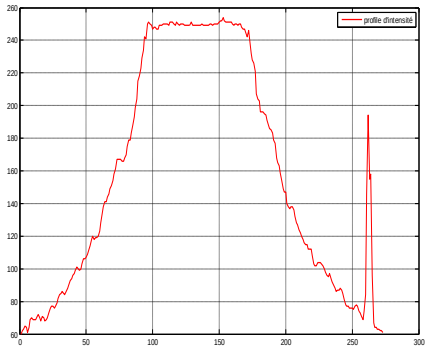
(e) Profil d'intensité de l'image d'interférence de l'étoile

Fig.III.19. Visualisation d'une planète naine brune 2M1 207 par interférométrie annulante

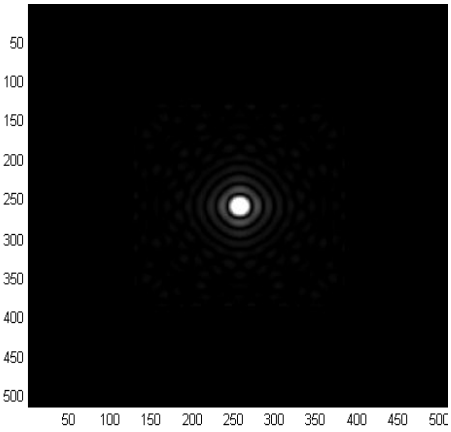
La figure III.18.(a) montre la visualisation de la planète M104 acquise avec un grand interféromètre à télescope le VLT par interférométrie annulante.



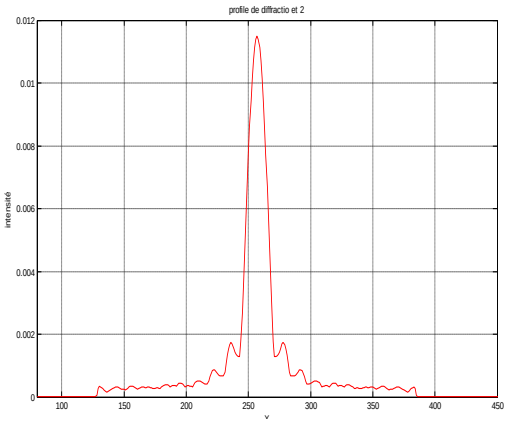
(a) Image de l'objet



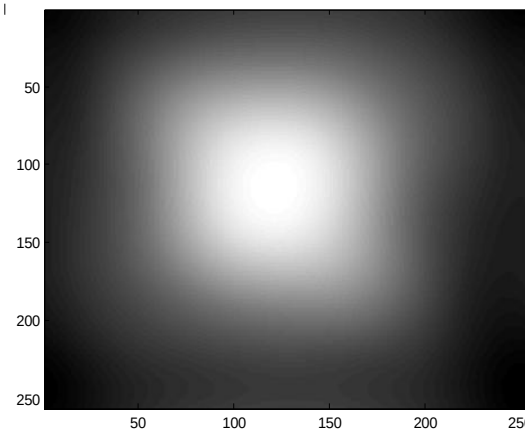
(b) Profil d'intensité de l'objet



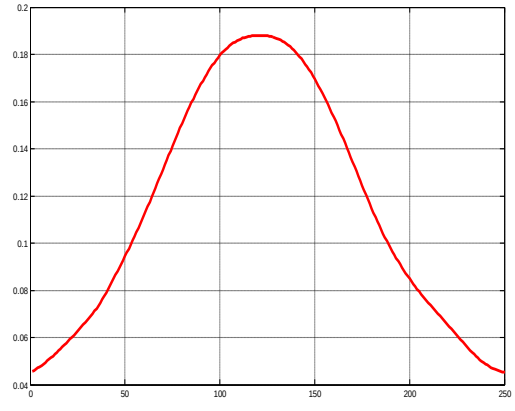
(c) Transformée de Fourier de l'objet



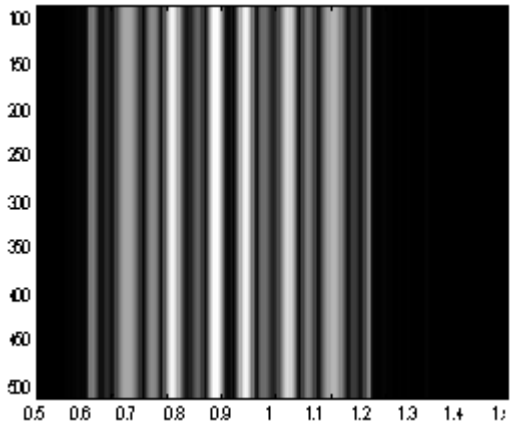
(d) Profil d'intensité de diffraction



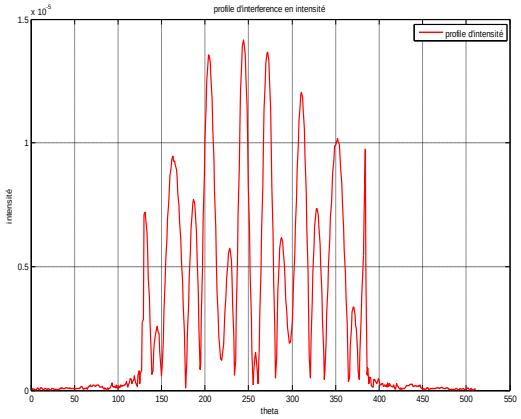
(e) Image de diffraction de l'objet apodisée



(f) Profil d'intensité de diffraction de l'objet apodisée



(g) Image d'interference de l'objet

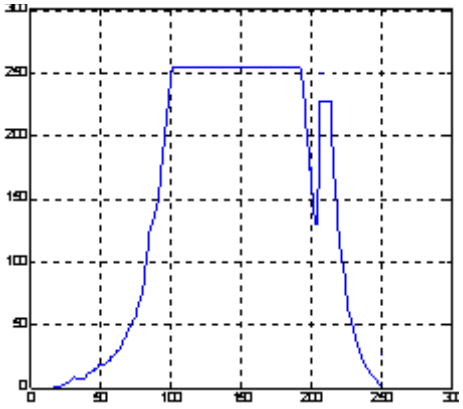


(h) Profil d'interférences de l'objet

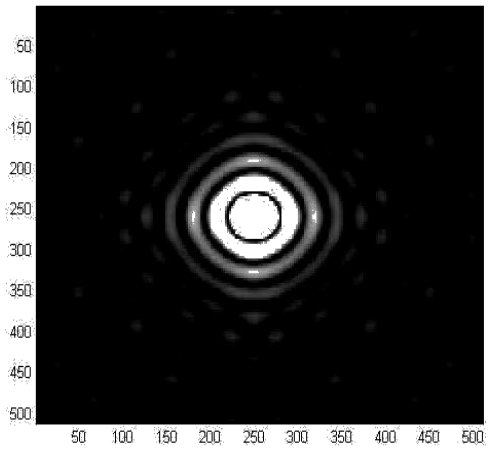
Fig.III.20. Visualisation d'une étoile naine brune par interférométrie annulante

La figure III.18.(a) montre la visualisation du planète GQ Lupi acquise avec un grand interféromètre à télescope VLTI par interférométrie annulante.

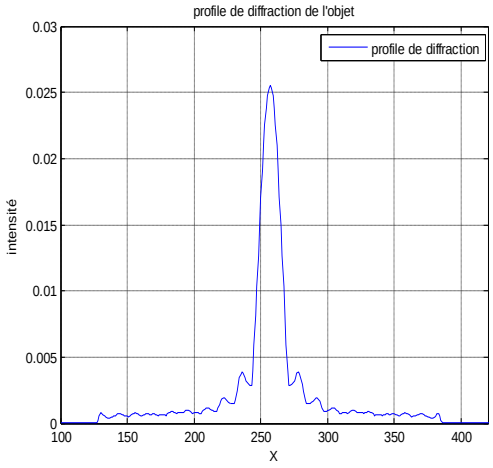
(a) Image de l'objet



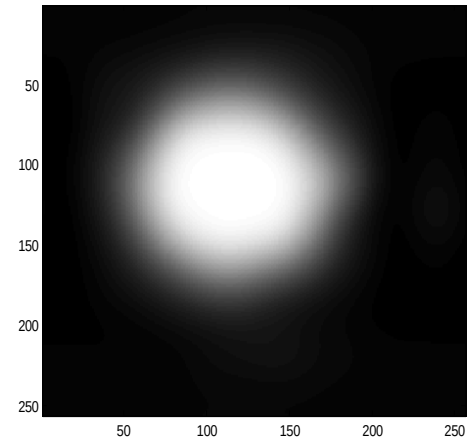
(b) Profil d'intensité de l'objet



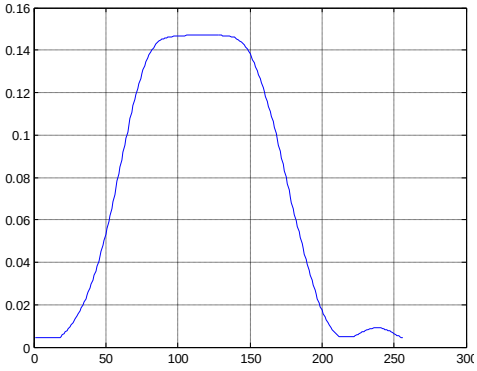
(c) Transformée de Fourier de l'objet



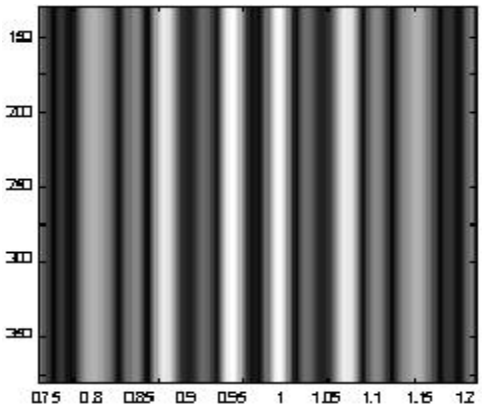
(d) Profil d'intensité de diffraction



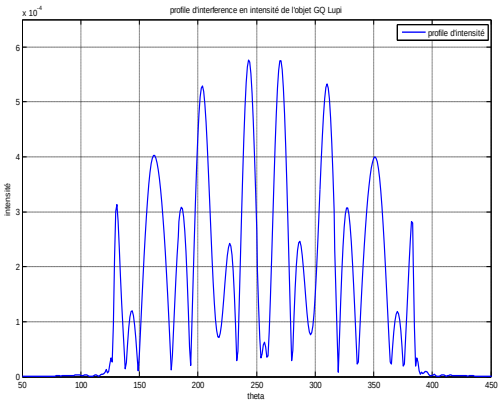
(e) Image de diffraction de l'objet apodisée



(f) Profil d'intensité de diffraction de l'objet apodisée



(g) Image d'interférence de l'objet



(h) Profil d'interférence de l'objet

Fig.III.21.Visualisation d'une étoile GQ Lupi par interférométrie annulante

- **Discussion**

Dans les figures de diffraction apdisées avec une prolate, on distingue que toutes les figures prennent une PSF prolate avec un étalement du pic central et absence presque totale des pics secondaires. On remarque aussi que l'objet devient détectable si sa taille ou son luminosité est importante devant son

étoile hôte comme l'indique les figures (Fig.III.19.f , Fig.III.21.f), par contre, dans le cas où l'objet est peu brillant et petit, on remarque que leur observation reste quasiment difficile ce qui fait appel à des techniques très sensibles telle que la transit photométrique.

D'après le deux premières figures d'interférence Fig.III.19.h, Fig.III.20.h, on distingue que le profil d'intensité est élevé sur le coté de la planète ce qui implique que la planète participe avec son étoile et puis indique l'existence d'une planète autour de cette étoile. Dans la figure d'interférence de la Fig.III.21.h, on remarque que le profil

d'intensité est quasiment uniforme malgré l'existence d'une planète autour de l'étoile c'est en raison de la grande intensité de l'étoile par rapport à celle de la planète ce qui pose le problème de contraste entre les deux objets qui est indiqué au paragraphe I.4.1. Il faut donc un masque de coronographe qui atténue fortement l'étoile et faiblement la planète. Donc, à partir de cette technique , on peut mesurer le signal de transmission.

III.7. Conclusion

Les résultats obtenus lors de notre simulation ont permis de comparer entre les différentes apodisations utilisées, ainsi d'estimer la meilleure apodisation permettant de réduire l'intensité de bord par rapport à l'intensité de tache centrale.

Lors de ce mémoire, nous avons étudié la technique de détection par interférométrie annulante, à la cour de cette simulation, la planète ne peut être vue, car en réalité l'information sera reconstruite à partir des variations temporelles du flux reçu par la pupille, mais connaissant la répartition du profil d'intensité, nous pouvons confirmer son existence.

CONCLUSION GENERALE

La détection directe des photons provenant d'une planète extra-solaire est utile car elle permet d'obtenir des informations sur le spectre de la planète et d'en déduire, entre autres, sa luminosité intrinsèque, sa composition (et éventuellement détecter des bio-signatures) et ses conditions de formation.

Ce travail a été axé autour de l'étude de l'interférométrie annulante. Le but est de détecter directement le rayonnement de la planète. Une étude bibliographique poussée de la méthode de la détection directe des exo-planètes nous a permis de forger une bonne connaissance de son principe et de ses caractéristiques. Pour l'étude de cette technique, nous avons proposé une méthode fondée sur la théorie et le formalisme de Fourier.

Nous avons étudié en premier lieu l'interférométrie annulante sans apodisation et montré que la transmission de l'image est proportionnelle au carrée de l'angle de champ entre l'étoile et la planète θ^2 pour $\theta \cos(\alpha) << \lambda/2B$, ainsi la carte de transmission disparait pour des distances angulaires plus de $\lambda^2/(B\,\Delta\lambda)$ c'est-à-dire que l'on n'obtient pas de franges. L'information donc est reconstruite à partir des variations temporelles du flux reçu par la pupille. Ensuite, nous avons passé à l'étude de l'apodisation en utilisant comme fonction d'apodisation: la gaussienne, le cosinus et la prolate. Pour ce faire, nous plaçons le masque d'apodisation juste devant la pupille d'entrée ; puis nous distinguons l'image de diffraction à la sortie de télescope afin évaluer la meilleure apodisation qui permet de réduire la brutalité de la transition entre la fonction de transmission décrivant l'intérieur de la pupille et celle décrivant l'extérieur de la pupille.

Les profils d'interférence obtenus lors de cette étude sont différents et varient selon l'apodisation adoptée, en conséquence, nous avons trouvé que la fonction qui donne le meilleur résultat est la fonction prolate. Cette dernière a été utilisée dans la technique d'interférométrie annulante pour visualiser des objets autour de leur étoile. Nous n'avons pas pu apercevoir la planète mais connaissant la répartition du profil d'intensité, nous pouvons confirmer son existence.

Les perspectives proposées ici sont de deux types : elles concernent la prise en compte des phénomènes physiques qui n'ont pas été considérés telle que la turbulence atmosphérique et le développement d'autres études en appliquant pour différentes fonctions d'apodisation des pupilles.

LISTE DES ACRONYMES

4QPM : four quadrants mask telescope

AGPM: annular groove phase mask.

ALADDIN: antarctic l-band astrophysics discovery demonstrator for interferometric nulling

CIA: achromatic coronograph interferometric

GI2T : grand interferometre a 2 telescopes

IAU : internetional astronomic agency

IOTA : optique array telescope infrarouge-

ISI : interferometre spatial infrarouge

MIRA : mitaka optique and infrarouge array

MMZ : modified mach-zehnder

NPOI : interferometre navy prototype optical

PIAAC : phase induced amplitude apodisation coronagraph

PKC : phase-knife coronagraph

PSF : point spread function.

PTI : palomar testbed interferometer

SOHO : solar and heliospheric observatory.

SUSI : interferometre de l'universite de sydney stellaire

TPF : terestrial planet finder

UA : astronomical unit

VLTI : very large telescope interfromtry

Annexe A

PROGRAMME DE SIMULATION

```
%% Simulation de coronographie interférométrique %%
%  diffraction  par ouverture circulaire %%,
%% dimenssionement %%
    R=50;
    L=1 ;            %L   : longueur de surface
    N=256;           %N   : numero de point simple
    dx=L/(N-1);      %dx  : taille de pas
    %Create  image circle ,
    N=256;
    M = zeros(N);
    I = 1:N;
    x = I-N/2;
    y = N/2-I;
    [X,Y] = meshgrid(x,y);
    D = 10;
    A = (X.^2 + Y.^2 <= D^2);
    M(A) = 1;
%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%
%% composantes de propagation (x,y,z)
    for k=1:256;
    X(k)=1/255*(k-1)-L/2;
    Y(k)=1/255*(k-1)-L/2;
    %Kx=(2*pi*k)/((N-l)*dx)
    Kz(k)=(2*pi*(k-1))/((N-1)*dx)-((2*pi*(256-1 ))/((N-1)*dx))/2;
    Ks(k)=(2*pi*(k-1))/((N-1)*dx)-((2*pi*(256-1 ))/((N-1)*dx))/2;
    end
%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%
    % transformation de Fourier  d'un circle
    FR=(1/256)^2*fft2(M);
    FR=fftshift(FR);
%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%
%reponse  d'une fonction gaussienne
      sigma =4*10* 1.5*337.5*2;
      z=pi/((0.6328* 10^(-4))*sigma);  % longueur d'onde 0.6328  #m
      for r=1:256,
      for c=1:256,
      %calcul de l'opodization gaussienne
      hg(r,c)=j*(sigma/pi)*exp(-
      4*200*(X(r).^2+Y(c).^2))*exp(j*sigma*(X(r).^2+Y(c).^2));
      end
      end
      H=( 1/256)^2*fft2(hg);
      H=fftshift(H);
      HR1=FR.*H;
      H=( 1/256)^2*fft2(hg);
      H=fftshift(H);
      HR=FR.*H;
      hr=ifft2(HR);
      hr=(256^2)*hr;
      hrg=fftshift(hr);

figure(1)                %Image de la fente circulaire
image(Z,S,255*M);
colormap(gray(256));

figure(3)                % Plot la surface de circle
plot(Z+dx/2,M(:,127))
```

```
grid
axis([-0.5  0.5  -0.1 1.2])

figure(2)           %Plot la partie reel de la diifraction  FR(x,y;z)
image(Z,S,256 *real(FR)/max(max(real(FR))))
colormap(pink(255))

figure(4)            %Plot la surface 1-D   da la diffraction
plot(Z +dx/2,abs(FR(:,127)))
grid
axis([-0.45  0.45  -0.0001 max(max(abs(FR)))*1])

figure(5)           %Plot la partie reel de la diifraction  FR(x,y;z)
image(Z,S,256 *real(h)/max(max(real(h))))
colormap(gray(255))

figure(6)          %Plot la surface 1-D   da la diffraction
plot(Z+dx/2,abs(h(:,127)))
grid
axis([-0.45  0.45  -0.0001 max(max(abs(h)))*1])

figure(7)          %Plot la partie reel de la diifraction  FR(x,y;z)
image(Z,S,256 *real(hrc)/max(max(real(hrc))))
colormap(gray(255))

figure(8)         %Plot la surface 1-D   da la diffraction
plot(Z +dx/2,abs(hrc(:,127)))
grid
axis([-0.45  0.45  -0.0001 max(max(abs(hrc)))*1])

      u1=[-10:20./256.:-10+255.*(-R)/256.];
      u2=[-10:20./256.:-10+255.*(-R)/256.];
      M1=(u1.^2+u2.^2);
      P1=conv2(hr,M2);

figure(9)         %Plot la partie reel de  P1(x,y;z)
image(Z,S,256 *real(P1)/max(max(real(P1))))
colormap(gray(255))

figure(10)          %Plot la surface en 1-d
plot(max(real(P1)))
grid


      u3=[-10:20./256.:-10+255.*0.8*R/256.];
      u4=[-10:20./256.:-10+255.*0.8*R/256.];
      M2=(u4.^2+u3.^2);
      P2=conv2(P1,M2);
      P2=fft2(P2);

figure(11)
image(Z,S,256 *real(P2)/max(max(real(P2))))
colormap(gray(255))

figure(12)         %Plot la surface en 1-d
plot(max(real(P2)))
grid

      I0=K;
      b=100;             %en metre
```

```
      lam=10/1000000;    % en metre
      t=(X(r)+Y(c));
      theta=1;          %en arcseconde
      alpha=0.35;
      s=(sin(pi*t*(b/lam)*theta*cos(alpha)));
      Ib=I0*(i*sqrt(2)*s);

figure(13)          %Plot la surface 1-D   da la diffraction
plot(Z +dx/2,abs(Ib))
grid
axis([-0.1  0.1  -0.00001 max(max(abs(Ib)))*1])
figure(14),plot(abs(Ib));grid
figure(15);imagesc(10*(abs(511*Ib)));colormap(gray);
%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%
%comparaison des apodisations
      figure(40)
      plot(log(max(abs(hrg^2))),'bc');
      grid
      hold on
      plot(log(max(abs(hrc^2))),'g');
      grid
      hold on
      plot(log(max(abs(hrp^2))),'b');
      grid
      hold on
      plot(log(max(abs(FR^2))),'r');
      grid
      hold on
      grid
%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%
```

Bibliographies

[Abe 03] Abe, L., Domiciano de Souza, A., Vakili, F., et Gay, J. (2003). Phase Knife Coronagraph. II - Laboratory results. A&A, 400, 385-392.

[Absi 06] Absil. O, den Hartog R, Gondoin (2006) "Performance study of ground-based infrared Bracewell Interferometers 'Astronomy & Astrophysics manuscript no. 35[50].

[Aime 01a] Aime, C., Soummer, R., et Ferrari, A. (2001a). Interferometric apodization of rectangular apertures. Application to stellar coronagraphy. A&A, 379, 697-707.

[Aime 01b] Aime, C., Soummer, R., et Lopez, B. (2001b). Stellar coronagraphy with a redundant array of telescopes in space The multiple mask coronagraph. A&A, 370, 680-688.

[Aime 04] Aime, C. et Soummer, R. (2004). The Usefulness and Limits of Coronagraphy in the Presence of Pinned Speckles. ApJ , 612, L85-L88.

[Aime 07] Aime C. Apodized apertures for solar coronagraphy. A&A 467, 317–325 (2007).

[Andr 07] André F, Rémi Soummer ,Claude A.(2007). An introduction to stellar coronagraphy. C. R. Physique 8 277–287

[Ange 97] Angel J,Woolf N. j(1997).An Imaging nulling interferometer to study extrasolar planets. the astrophysical journal, 475:373-379,

[Bara 96] Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., Adrianzyk, G., Knispel, G., Kohler, D., Lacroix, D.,Meunier, J.-P., Rimbaud, G., Vin, A.,. ELODIE: (1996) ″a spectrograph for accurate radial velocity measurements ″ Astronomy & Astrophysics 119 , 373–390.

[Beau 06] Beaulieu, j. Bennett, P. Fouqué et al. (2006) ″Discovery of a cool planet of 5.5 Earth masses through gravitational microlensing″, . Nature, 439:437–440.

[Bene 02] Benedict, G.F., McArthur, B.E., Forveille, T., Delfosse, X., Nelan, E., Butler, R.P.,Spiesman,W.,Marcy, G., Goldman, B., Perrier, C., Jefferys,W.H.,Mayor, M., (2002). ″A mass for the extrasolar planet Gliese 876b determined from hubble spacetelescope fine guidance sensor 3 astrometry and high-precision radial velocities″. Astrophysical Journal 581, L115–L118.

[Bened 06] Benedict, G.F., McArthur, B.E., Gatewood, G., Nelan, E., Cochran, W.D., Hatzes, A.,Endl, M., Wittenmyer, R., Baliunas, S.L., Walker, G.A.H., Yang, S., Kürster, M., Els,S., Paulson, D.B.,. (2006)″The extrasolar planete Eridanib: orbit and mass″. Astrophysical Journal 132 , 2206–2218

[Bert 05] Bertrand.M, Alain.L, Marc O (2005) "Direct detection and characterization of extrasolar planets', Icarus 178 570–588.

[Beuz 06] Beuzit, J.-L., Mouillet, D., Oppenheimer, B., & Monnier, J. (2006) ,Protostars and Planets. Astronomy & Astrophysics.

[Beuz 90] Beuzit, J. L., Lacombe, F., Mariotti, J. M., Perrier, C., et Rouan, D. (1990). A Search for Substellar Objets with a Coronographi Near Infrared Camera. In R. Elston, editor, ASP Conf. Ser. 14 : Astrophysics with Infrared Arrays, pages 316-318.

[Bocc 04b] Boccaletti, A., Riaud, P., Baudoz, P., Baudrand, J., Rouan, D., Gratadour, D., Lacombe, F., et Lagrange, A.-M. (2004b). The Four-Quadrant Phase Mask Coronagraph. IV. First Light at the Very Large Telescope. PASP, 1[50], 1061-1071.

[Bord 03] Bordé, P., Rouan, D., Léger, A., (2003) ″Exoplanet detection capability of the COROT space mission″. Astronomy & Astrophysics 405, pp.1137–1144.

[Bouc 05b] Bouchy, F., Pont, F., Melo, C., Santos, N.C., Mayor, M., Queloz, D., Udry, S.,. ″(2005b).Doppler follow-up of OGLE transiting companions in the Galactic bulge″. Astronomy & Astrophysics 431, 1105–1121.

[Brac 78] Bracewell, R.N.,. (1978) ‘’Detection nonsolar planets by spinning infrared interferometer’’. Nature 274, 780–791.

[Camp 88] Campbell, B., Walker, G.A.H., Yang, S., (1988).″ A search for substellar companions to solar-type stars″. Astrophysical Journal 331 (August), 902–921.

[Charb 05] Charbonneau, D., Allen, L. E., Megeath, S. T. et al., , (2005) ″Detection of Thermal Emission from an Extrasolar Planet″, Astrophysical Journal 626, 523–529.

[Chau 05a] Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C. et al., , (2005a) ″Giant planet companion to 2MASSWJ1207334- 393254″, Astronomy & Astrophysics. 438, L25–L28.

[Cock 08] Cockell, C. S., et al. (2008) “DARWIN - A Mission to Detect, and Search for Life on, Extrasolar Planets’. ArXiv e-prints 805.

[Dani 03] Daniel R., (2003)Techinique and instrumentation for Detection of Exoplanets, SPIE, volume 5170. P30-33

[Fran 08] François H (2008).Computing extinction maps of star nulling interferometers. OPTICS EXPRESS 4537.

[Gabor 08a] Gabor, P., Chazelas, B., Brachet, F., Ollivier, M, Labèque, A. (2008a).Stabilising a nulling interferometer using optical path difference dithering.. Astronomy & Astrophysics 483, 365–369

[Gay 96] Gay, J. et Rabbia, Y. (1996). Principe d'un coronographe interférentiel. In C. R. Acad Sci. Paris, 322 Série IIb, pages 265.

[Gill 01] Gillet S, boccaletti A .Hypertelescope for direct imaging and coronography. (2001) . CR Acad Sci Paris t2 . Serie IV P.27-33.

[Good 96] Goodman J W .Introduction to Fourier Optics.edtion the mcgraw-hill companies.(1996)

[Hais 01] Haisch, K.E., Lada, E.A., Lada, C.J ″Disk frequencies and lifetimes in young clusters″. (2001).ApJ 553 ,L153–L156.

[Jacq 64] Jacquinot, P. et Roizen-Dossier, B. (1964). Apodisation. American Journal of Physics, 32, 899-899.

[Kala 08] Kalas, P., Graham, J. R., Chiang, E., Fitzgerald, M. P., Clampin, M., Kite, E. S.,Stapelfeldt, K., Marois, C., & Krist, J, ″Optical Images of an Exosolar Planet 25 Light-Years from Earth″(2008). Science 322, 1345.

[Kalt 05] Kaltenegger.L, Fridlund.M.”The Darwin mission: Search for extra-solar planets’. (2005) Advances in Space Research 36 (2005) 1114–1122

[Kame 09] Kamel H. Cophasage de télescopes multi-pupilles sur point source : application à l’interféromètre en frange noire Persée. Thèse de Doctorat université dénis Diderot -paris 7 P36-43 .2009

[Karl 07] Karl D. M, Claude B. Cours d'optique Simulations et exercices resolus avec Maple, Matlab, Mathematica, Mathcad.édition Springer-Verlag France. ISBN-10 :2- 287-25199-5 .(2007)

[Kuch 02] Kuchner,M. Traub W, ″A coronagraph with a band-limited mask for finding terrestrial planets″, (2002) Astrophysical Journal 570, 900–908.

[Kuch 03] Kuchner, M.. et Spergel J. (2003). Notch-Filter Masks : Pratical Image Masks for Planet-finding Coronagraphs. ApJ , 594, 617626.

[Labe 06] Labeyrie A . An introduction to optical stellar interferometry. Cambridge University Press, 2006

[Labe 96] Laberyrie A, Resolved imaging of extra-solar planets with futur 10-100 km optical interferometric arrays. (1996) . Astronomy & Astrophysics 11, 517-524.

[Lége 96] Léger, A., Mariotti, J.M., Mennesson, B., Ollivier, M., Puget, J.L., Rouan, D., Schneider, J.,. ‘’Could we search for primitive life on extrasolar planets in the near future The DARWIN project’’(1996). Icarus 123, 249–255.

[Lloy 03] Lloyd, J. P., Gavel, D. T., Graham, J. R., Hodge, P. E., Sivaramakrishnan, A., et Voit, G. M. (2003). Four-quadrant phase mask coronagraph : analytical calculation and pupil geometry. In High-Contrast Imaging for Exo-Planet Detection. Edited by Alfred B.Shultz. Procceedings of the SPIE, Volume 4860, pp. 171-181 (2003)., pages 171-181.

[Lyot 79] Lyot, B ″The study of the solar corona and prominences without eclipses″(1979) Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 99 580.

[Mand 02] Mandel, K., Agol, E., ″Analytic light curves for planetary transit searches″(2002). The Astrophysical Journal 580 (December), L171–L175.

[Mao 91] Mao, S., Paczynski, B.,. ″Gravitational microlensing by double stars and planetary systems″(1991). Astrophysical Journal. 374, L37–L40.

[Mawe 05] Mawet, D., Riaud, P., Absil, O., et Surdej, J. (2005). Annular Groove Phase Mask Coronagraph. ApJ , 633, 1191-1200.

[Mawe 06] Mawet, D., Riaud, P., Baudrand, J., Baudoz, P., Boccaletti, A., Dupuis, O., et Rouan, D. (2006). The four-quadrant phase-mask coronagraph : white light laboratory results with an achromatic device. A&A, 448, 801808.

[May 95] Mayor, M., Queloz, D..″A jupiter-mass companion to a solar-type star″ 1995. Nature 378, 355–357.

[Mill 05] Millour, F., Vannier, M., Petrov, R. G., Lopez, B., & Rantakiro, F., In Proc. of the IAU Colloquium ”Direct Imaging of Exoplanets : Science & Techniques”(2005), Nice. Preprint astro-ph/051224.

[Naka 95] Nakajima, T., Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., Golimowski, D. A., Matthews, K., et Durrance, S. T. (1995). Discovery of a Cool Brown Dwarf. Nature, 378, 463.

[Neah 05] Neuhäuser, R., Guenther, E. W., Wuchterl, G. et al., ″Evidence for a co-moving sub-stellar companion of GQ Lup″ (2005), Astronomy & Astrophysics. 435, L13–L16.

[Oliv 06] Olivier A.Astrophysical studies of extrasolar planetary systems using infrared interferometric techniques. (2006) thèse de doctorat université de Liège. P 27-28

[Olli 05] Ollivier M. et al., ″PEGASE : Document de synthèse des objectifs scientifiques″,(2005) Astronomy & Astrophysics.

[Pier 02] Pierre H, Marc B, Pierre K, Isabelle S. .Nulling interferometric breadboard using integrated optics beam combiners, preparation to the IRSI/DARWIN mission.(2002) A&A

[Poll 96] Pollack, J., Hubickyj, O., Bodenheimer, P,. ″Formation of the Giant planets by

[Pont 05b] Pont, F., Melo, C.H.F., Bouchy, F., Udry, S., Queloz, D., Mayor, M., Santos, N.C.,. ″A planet-sized transiting star around OGLE-TR-122. Accurate mass and radius near the hydrogen-burning limit″(2005b). Astronomy & Astrophysics 433 (April), L21–L24.

[Pour 00] Pourbaix, D., Jorissen, A.,. ″Re-processing the Hipparcos transit data and intermediate astrometric data of spectroscopic binaries. I. Ba, CH and Tc-poor S stars″ (2000). Astronomy & Astrophysics 145 (July), 161–183.

[Riau 01] Riaud, P., Boccaletti, A., Rouan, D., Lemarquis, F., et Labeyrie, A. (2001). The Four-Quadrant Phase-Mask Coronagraph. II. Simulations. PASP, 113, 1145-1154.

[Rodd 97] Roddier, F. et Roddier, C. (1997). Stellar Coronograph with Phase Mask. PASP, 109, 815820.

[Rodd 97] Roddier,F . Roddier,C. ″Stellar coronagraph with phase mask″, (1997) Astronomical Society of the Pacific109 815–820.

[Rodd 99] Roddier F, Ridgway. Filling factor and signal to noise ratio in optcal interferometric arrays. (1999) the Astronomical society of pacific 111, 990-996.

[Roua 00] Rouan,D . Riaud,P A. Boccaletti, Y. Clénet, A. Labeyrie, ″The four-quadrant phase-mask coronagraph″ (2000) Principle, Publication of the Astro-nomical Society of the Pacific 112 1479–1486.

[Roua 01] Rouan, D., Riaud, P., et Baudrand, J. (2001). Four quadrants phase mask coronography on large telescopes. Beyond Conventional Adaptive Optics.

[Rutt 99] Rutten & van Venrooij. Telescope optics. Édition Willmann-Bell, Inc. (1999)

[Schn 04] Schneider, J. ″Extrasolar Planets Encyclopaedia. (2004)

[Sera 00] Serabyn, E. Nulling interferometry: symmetry requirements and experimental results. (2000) SPIE vol 4006,.

[Sera 01a] Serabyn E,Colavita M .Fully Symmetric Nulling Beam Combiners. avril (2001a) Applied Optics, 40:[50]68–[50]71.

[Slep 64] Slepian, D., Bell Syst. 1964 Tech. J., 43, 3009

[Soum 03] Soummer R,Aime C, Falloon P,″Stellar coronagraphy with prolate apodized circular apertures″,(2003) Astronomy and Astrophysics 397, pp.1161–1172

[Soum 03a] Soummer, R., Dohlen, K., et Aime, C. (2003a). Achromatic dual-zone phase mask stellar coronagraph. A&A, 403, 369-381.

[Ting 01] Ting-Chung P, Partha P .Contemporary Optical Image Processing with MATLAB.edition ELSEVIER ISBN: 0-08-043788-5 (2001)

[Ting 07] Ting-chung p .Optical Scanning Holography With Matlab.edition. Springer Science ISBN-10: 0-387-36826-4.(2007)

[Trau 03] Traub, W. A. et Vanderbei, R. J. (2003). Two-Mirror Apodization for High-Contrast Imaging. ApJ , 599, 695-701.

[Udal 03] Udalski, A., ″The optical gravitational lensing experiment. Real time data analysis systems in the OGLE-III survey″(2003). Acta Astron. 53,pp.291–305.

[Udry 07] Udry, S., Santos, N.,. ″Statistical Properties of Exoplanets. ″(2007) A&A 45 (July), 397–439.

[Vand 06] Vanderbei, R. J. (2006). Diffration Analysis of Two-dimensional Pupil Mapping for High-Contrast Imaging. ApJ , 636, 528-543.

[Vann 04] Vannier, M., Petrov, R. G., Schoeller, M., et al. ″New Frontiers in Stellar Interferometry″, (2004), SPIE Volume 5491. 577.

[Wall 04] Wallace K, Babtiwale V, Bartos R.Mid-IR interferometric nulling for TPF.(2004) SPIE, volume 5491, pages 862

[Wols 92] Wolszczan, A., Frail, D.A., ″A planetary system around the millisecond pulsar″(1992). Nature 355 (January), 145–147.

Nom : HABIA
Prénom : Mohamed Ilyes
Email : ilyes.mh44@yahoo.fr

ملخص

البحث عن كواكب خارج المجموعة الشمسية هي واحدة من القطاعات العلمية الأكثر وضوحا اليوم، إن البحوث المتعلقة بالكواكب شيء مهم لأنها تخبرنا عن تشكيل الكواكب ، وأصل الحياة ، وتهدف التقنيات الغير مباشرة للتصوير و البحث عن الكواكب لقياس تأثيرات أو الاضطراب التي تنتج حول النجم الذي يدور حوله مثل: القياسات الفلكية ، السرعة الإشعاعية....الخ. كما أن التقنيات المباشرة مصممة لعزل الفوتونات القادمة من رفيق الكواكب هناك عدة تقنيات ممكنة مثل التداخل الإقصائي (التداخل المدمر) الخ .

التداخل الإقصائي (المدمر) هو الأسلوب الذي يقلل من مساهمة الطاقة مع النجم و الكشف مع دقة التفريق الزاوي عالية. مهمتنا هي تقديم محاكاة للتداخل المدمر.

Résumé

La recherche des planètes supplémentaire-solaires est l'un des secteurs scientifiques les plus évidents. **Aujourd'hui**, les techniques d'imagerie appliquées à la recherche des planètes visent à mesurer l'effet ou la perturbation qu'elle produit sur l'étoile autour de laquelle elle gravite telles que les techniques indirectes : astrométrie, vitesse radial, etc. En outre, les techniques directes visent à isoler les photons du compagnon planétaire; plusieurs techniques sont envisageables: la coronographie, l'interférométrie annulante, etc.

L'interférométrie annulante (destructive) est la technique qui permet de réduire la contribution énergétique de l'étoile et rendre la planète détectable avec une haute résolution angulaire. Notre travail consiste à faire une Simulation de la coronographie interférométrique avec différentes apodisations.