



HAL
open science

Interférométrie annulante pour l'exoplanétologie - Étude et développement du recombineur du banc PERSEE

Sophie Jacquinod

► **To cite this version:**

Sophie Jacquinod. Interférométrie annulante pour l'exoplanétologie - Étude et développement du recombineur du banc PERSEE. Astrophysique [astro-ph]. Université Paris Sud - Paris XI, 2010. Français. NNT: . tel-00548789

HAL Id: tel-00548789

<https://theses.hal.science/tel-00548789>

Submitted on 20 Dec 2010

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.



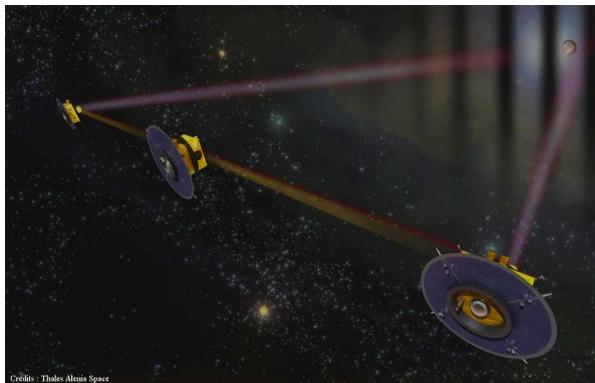
Ecole Doctorale Astronomie et Astrophysique d'Ile-de-France

THESE

présentée pour obtenir le grade de
DOCTEUR de L'Université PARIS-SUD XI - spécialité : Astrophysique

INTERFEROMETRIE ANNULANTE POUR L'EXOPLANETOLOGIE

ETUDE ET DEVELOPPEMENT DU RECOMBINEUR DU BANC PERSEE



SOPHIE JACQUINOD

Thèse soutenue le 10 Mars 2010, devant le jury composé de :

Prof.	Jean-Pierre BIBRING	Président
Dr.	William DANCHI	Examineur
Ing.	Jean-Michel LE DUIGOU	Examineur
Dr.	Thierry LEPINE	Rapporteur
Dr.	Fabien MALBET	Rapporteur
Dr.	Guy PERRIN	Examineur
Prof.	Didier QUELOZ	Examineur
Dr.	Marc OLLIVIER	Directeur de Thèse

L'Astronomie est la science par excellence. C'est la plus belle et la plus ancienne de toutes, puisqu'elle remonte aux temps indéterminés de la plus haute antiquité. Non seulement elle a pour mission de nous faire connaître ces astres innombrables dont nos nuits sont illuminées, mais encore, c'est grâce à elle que nous savons où nous sommes et ce que nous sommes. Sans elle, nous vivrions en aveugles, dans une ignorance éternelle des conditions mêmes de notre existence terrestre. Sans elle, nous serions encore pénétrés de l'erreur naïve qui réduisait l'univers entier à notre minuscule globule, et qui faisait de notre humanité le but de la création, et nous n'aurions aucune idée exacte de l'immense réalité.

*« Astronomie des Dames, Précis d'astronomie descriptive »
Camille Flammarion, 1903*

*à mes parents,
à Manuel Forestini,*

REMERCIEMENTS

Je souhaite tout d'abord remercier Marc Ollivier, mon directeur de thèse pour ses précieux conseils, son aide, ses encouragements et son encadrement enthousiaste de mon travail. Je souhaite également remercier Jean-Michel Le Duigou et Marc Barillot, mes responsables au CNES et à Thales Alenia Space, pour les discussions très enrichissantes et constructives que nous avons pu avoir durant ma thèse. Merci également à tous les autres membres de l'équipe PERSEE : Jean-Michel Reess (dit « JMR »), Frédéric Cassaing, Béatrice Sorrente et tous les gens de l'ONERA, François Hénault, Aurélie Marotto, Paul Girard et tous les gens de l'OCA. Merci aux thésards PERSEE Kamel et Julien (et son fameux Lozitron !) ainsi qu'à Laurie, Emilie et Amandine qui m'ont permis de « manipuler » dans une ambiance chaleureuse avec parfois de grands moments de fous rires notamment lors du clamping du monopix avec Aloysus ! Merci les Minibus !

Je remercie également tous les membres de l'équipe Exoplanètes : Alain, Pascal, Benjamin, Peter, Olivier et Céline. Merci pour les discussions formelles et informelles que nous avons pu avoir lors des revues de presse et des réunions Espresso. Par ailleurs, je remercie l'ensemble de l'équipe Système Solaire et Systèmes Planétaires et plus généralement tous les collègues de l'IAS. Merci à Gilles Morinaud et Cydalise Dumesnil pour leur précieuse collaboration.

Je tiens également à remercier le Centre National d'Etudes Spatiales et Thales Alenia Space qui ont co-financé cette thèse.

Je voudrais ensuite remercier Jean-Pierre Bibring d'avoir présidé mon jury de thèse. Je tiens également à le remercier pour ses encouragements, son soutien et pour les échanges très constructifs que nous avons eus. Je remercie Thierry Lépine et Fabien Malbet de s'être penchés attentivement sur mon manuscrit et d'avoir rapporté mon travail. Je remercie Didier Queloz, Guy Perrin, William Danchi et Jean-Michel Le Duigou d'avoir accepté de faire partie de mon jury.

Merci aux nombreux thésards et post-docs de l'IAS qui créent une excellente ambiance. Ceci m'a permis de travailler plus agréablement et facilement durant ma thèse. Un merci tout particulier aux « anciens » : Papy Denis, Mamy Faustine, Mathieu, Vaitua dit « Vaituna » ou « le Tuneur » (merci pour ta joie de vivre qui a égayé notre bureau), Nathalie, Benjamin S., Papy Pierre qui m'a permis d'enrichir ma culture sportive mais aussi merci à son genou qui m'a permis d'avoir une excuse pour prendre l'ascenseur tous les midis ! Merci aussi à Frank, Bruno, Nicolas F., Pierre G., Nicolas T., Benjamin B., Johan. Merci aux « plus jeunes » : John (avec qui je suis très fière d'avoir été représentante des thésards car nous avons pu accomplir de grandes choses !), Marie, Cédric, Anouck, Aurélie, Eléonore, Matthieu, Céline ... Merci aussi à l'équipe du midi : Vincent, Lionel, Emeric, Didier et tous ceux que j'ai déjà cités plus haut.

Un merci tout particulier à Pavel avec qui j'ai beaucoup appris. Merci pour son soutien, son amitié, ses bons conseils et pour les longues et passionnantes discussions dans le RER. Merci aussi pour sa collaboration dans le développement de notre projet « Hou-Hou Hand ».

Je remercie enfin ma famille et mes amis : mes parents Madeleine et Jean pour leur immense soutien et indéfectible confiance (merci pour tout), mon oncle et ma tante Pierre et Huguette pour leur appui et leur générosité, Emilie, Laurent, Claire, Jérémy, Bernard, Françoise, Micheline, ma marraine Frédérique, Jacqueline, Roger, Nanou, Stéphane, Julie, Mathieu, Isabelle, Christian, Audrey, Marion, Nicolas, Marc, Myriam, Emilie, Benjamin, Sylvain, Yves, Nadine, Thomas, Maxime, Camille, mon parrain Denis, Michel, Arnaud, Marina pour leurs visites à Paris ou leurs coups de fil qui m'ont permis de me changer les idées.

Merci à Emeric et Anne, JC, les deux Guillaume, Sandrine, Benjamin, Julien, Manu pour leur appui. Un énorme merci à ma « popine » Célia pour son soutien et ses encouragements même à longue distance. Merci à Fred. pour son grand soutien, ses encouragements, ses conseils avisés, son aide et son amitié. Un très grand merci aussi à Lydie pour nos longs papotages au téléphone, nos super sorties, sa présence et son amitié.

Enfin, un grand merci à Manuel Forestini qui, même s'il n'est plus là, m'a guidé et m'a permis d'aller au bout de cette formidable aventure qu'est la thèse ...

TABLE DES MATIÈRES

Remerciements	v
Introduction	xv
1 Les Exoplanètes : 15 ans d'observation ...	1
1.1 Détection et caractérisation	2
1.1.1 Problématique	2
1.1.2 Principales méthodes de détection indirecte	5
1.1.2.1 Perturbation gravitationnelle du mouvement de l'étoile	5
1.1.2.1.1 Mesure des vitesses radiales	5
1.1.2.1.2 Astrométrie	10
1.1.2.1.3 Chronométrages	15
1.1.2.2 Perturbation de la photométrie de l'étoile	17
1.1.2.2.1 Photométrie périodique : transits	18
1.1.2.2.2 Les Microlentilles gravitationnelles	22
1.1.3 Principales Méthodes de détection directe	24
1.1.3.1 Imagerie directe	25
1.1.3.1.1 Optique adaptative et Coronagraphie	25
1.1.3.1.2 Interférométrie	29
1.1.3.1.3 Hypertélescope	30
1.1.3.1.4 Observations radio	30

1.1.3.2	Reflexions - Polarimétrie	31
1.1.4	Déjà plus de 420 . . . !	31
1.2	La « Zoologie » des exoplanètes	32
1.2.1	La distribution de masse	32
1.2.2	La distribution de distance	34
1.2.3	Relation masse - période	36
1.2.4	Excentricité de l'orbite	37
1.2.5	Les étoiles hôtes	38
2	Interférométrie annulante	41
2.1	Principe de l'interférométrie annulante	42
2.1.1	Spécification et performances d'un interféromètre annulant	44
2.1.1.1	Le taux de réjection	44
2.1.1.2	Du taux de réjection aux contraintes optiques	45
2.1.1.2.1	Contraintes sur l'amplitude des ondes	46
2.1.1.2.2	Contraintes sur la phase des ondes	46
2.1.1.2.3	Contraintes sur la polarisation	47
2.1.1.2.4	Filtrage optique	48
2.1.2	Réalisation pratique	49
2.1.2.1	Les sources	49
2.1.2.2	Génération des faisceaux	50
2.1.2.3	Egaliseur de flux	50
2.1.2.4	Les lignes à retard	51
2.1.2.5	Les déphaseurs achromatiques	52
2.1.2.6	Le Recombineur	54
2.1.2.7	Filtrage optique et Détection	55
2.2	Projets d'interféromètres annulants	56
2.2.1	Au sol	56
2.2.2	Dans l'espace	58
2.2.2.1	Les projets Darwin et TPF-I	58
2.2.2.2	Les précurseurs de Darwin et TPF-I	59

2.2.2.2.1	PEGASE	59
2.2.2.2.2	FKSI	63
2.2.2.2.3	DAVINCI	64
2.3	Interférométrie annulante en laboratoire	64
2.3.1	Aux USA	65
2.3.2	En France	66
2.3.2.1	MAII	66
2.3.2.2	SYNAPSE	67
2.3.2.3	Nulltimate	67
2.3.2.4	Le banc PERSEE	69
2.3.3	Ailleurs en Europe	69
3	Le banc PERSEE	71
3.1	Principe du banc PERSEE	73
3.1.1	Objectifs détaillés de PERSEE	73
3.2	Spécifications de PERSEE	74
3.2.1	Détermination des spécifications de PEGASE	74
3.2.1.1	Calcul du flux de la planète	75
3.2.1.2	Calcul des diff. biais et bruits de grenaille associés	77
3.2.1.2.1	Bruit de grenaille du signal planétaire	77
3.2.1.2.2	Fuites stellaires	77
3.2.1.2.3	Fond du ciel	78
3.2.1.2.4	Fond thermique de l'instrument	78
3.2.1.3	Autres sources de bruits	79
3.2.1.3.1	Fluctuations thermiques de l'instrument	79
3.2.1.3.2	Incertitude sur le diamètre de l'étoile	79
3.2.1.3.3	Fluctuation de la ddm et du pointage	80
3.2.1.3.4	Bruits de détecteur	80
3.2.1.4	Calcul du RSB total	81
3.2.1.5	Analyse du RSB dans le cas HD 209 458 b	82
3.2.2	De PEGASE à PERSEE	86

3.2.2.1	Echelles spatiales	86
3.2.2.2	Domaine spectral et résolution spectrale	86
3.2.2.3	Etage de recombinaison	88
3.2.2.4	Contrôle de la ddm et du pointage	88
3.2.2.5	Déphasage achromatique	88
3.2.2.6	Module source	89
3.2.2.7	Système d'injection/correction des perturbations	89
3.2.2.8	Module de détection	89
3.3	Description des sous-systèmes	89
3.3.1	Module source et module de séparation des faisceaux	92
3.3.2	Train optique	94
3.3.3	Module de recombinaison	97
3.3.4	Module d'injection de perturbations et module de correction	97
3.3.5	La caméra de pointage fin	98
3.3.6	Le senseur de frange	98
3.3.7	Le système de détection infrarouge	99
3.3.8	Architecture informatique	100
3.4	Budget d'erreur	100
3.4.1	Terme de phase centrale	101
3.4.2	Terme de chromatisme	102
3.4.3	Terme de polarisation	102
3.4.3.1	Différence de phase s-p différentielle	102
3.4.3.2	Rotation de polarisation	103
3.4.4	Terme d'équilibre de flux	103
3.4.5	Allocations de nulling	104
4	Développement d'un recombineur pour PERSEE	105
4.1	Principe du Recombineur de PERSEE	106
4.2	Conception et dimensionnement du Recombineur	108
4.2.1	Concept optique choisi	108
4.2.2	Spécifications du recombineur	109

4.2.3	Dimensionnement	111
4.2.3.1	Géométrie des lames	111
4.2.3.1.1	Types de lame	111
4.2.3.1.2	Calcul des dimensions des lames	113
4.2.3.2	Traitement des lames	117
4.2.3.2.1	Choix du substrat	117
4.2.3.2.2	Choix du traitement semi-réfléchissant	117
4.2.3.3	Géométrie des miroirs	118
4.2.3.4	Traitement des miroirs	119
4.2.3.4.1	Choix du substrat	119
4.2.3.4.2	Choix du traitement	119
4.2.3.5	Géométrie du recombineur	119
4.2.3.5.1	Notations	119
4.2.3.5.2	Positionnement des composants optiques	120
4.2.3.5.3	Positionnement de L3a	124
4.2.3.5.4	Tolérancement optique	125
4.2.4	Caractéristiques détaillées des composants optiques	143
4.2.4.1	Les lames Séparatrices et Recombinatrices	143
4.2.4.1.1	Spécifications	143
4.2.4.1.2	Réalisation	145
4.2.4.2	Les miroirs	152
4.2.4.2.1	Spécifications	152
4.2.4.2.2	Réalisation	153
4.2.5	Mécanique du Recombineur	155
4.2.5.1	Spécifications mécaniques	155
4.2.5.2	Concept mécanique	157
4.2.5.2.1	Choix des montures commerciales	158
4.2.5.2.2	Choix des matériaux	158
4.2.5.2.3	Montures des lames L3	158
4.2.5.2.4	Montures des lames L4	161

4.2.5.2.5	Montures des miroirs M9	161
4.2.5.2.6	Plateau du MMZ et ses lames flexibles	163
4.2.5.2.7	Positionnement des montures du MMZ	163
4.2.5.3	Capotage du MMZ	164
4.2.5.3.1	Conception du capot	164
4.2.5.3.2	Bafflage des faisceaux	165
5	Recette et évaluation des performances du recombineur	167
5.1	Recette du recombineur	169
5.1.1	Intégration et recette de la mécanique	169
5.1.2	Essais réalisés à l'IAS en salle blanche	169
5.1.2.1	Procédure d'alignement du MMZ	170
5.1.2.2	Mesures de stabilité des montures	170
5.1.2.2.1	Stabilité de la monture L3a	170
5.1.2.2.2	Stabilité de la monture M9b	171
5.1.3	Caractérisation du traitement des lames	173
5.2	Evaluation des performances du Recombineur	175
5.2.1	Intégration du recombineur sur le banc PERSEE	175
5.2.2	Caractérisation du vérin NanoPZA12	176
5.2.3	Mesures de vibration	178
5.2.3.1	Essais d'analyse modale avec le marteau	179
5.2.3.2	Mesures de microvibrations	181
5.2.3.2.1	Effets de la climatisation	181
5.2.3.2.2	Efficacité du capotage du MMZ	181
5.2.3.2.3	Estimation des pert. résiduelles en ddm	182
5.2.4	Configuration en Autocollimation de PERSEE	185
5.2.4.1	Description de la configuration	185
5.2.4.2	Premières mesures du taux d'extinction	186
5.2.4.3	Mesure du déphasage sur les sorties II et III	188
5.2.4.4	Mesure de la température	190
5.2.5	Conclusion et perspectives	192

CONCLUSION	193
BIBLIOGRAPHIE	197
LISTE DES FIGURES	205
LISTE DES TABLEAUX	209
Annexes	211
A Organigramme produit de PERSEE	213
B Emission spectrale de la lampe Xénon	215
C Documents de référence PERSEE	217
D COURBES CILAS	219
E Photos du MMZ	221
F Procédure d'alignement du MMZ	223
G Publications	227

INTRODUCTION

La découverte, en 1995, de la première planète extra-solaire autour d'une étoile semblable à notre Soleil par M. Mayor et D. Queloz (Mayor & Queloz 1995), a profondément modifié notre compréhension des systèmes planétaires, de leur structure, de leur formation et de leur évolution, tout en offrant les preuves observationnelles de leur existence. Elle a ouvert un tout nouveau champ d'investigations en astronomie observationnelle et a donné naissance à une nouvelle discipline : l'exoplanétologie. Aujourd'hui¹, après 15 ans d'observations, plus de 420 exoplanètes ont été détectées. Ces découvertes nous ont montré que les systèmes planétaires dans l'univers sont nombreux et variés, à la fois dans leur structure et dans la nature de leur étoile parente. Elles ont également révélé l'existence de planètes ayant des caractéristiques inattendues (distinctes de celles que l'on observe dans notre système solaire) :

- les jupiters chauds, planètes géantes gazeuses qui orbitent très près de leur étoile, et dont la présence à cette position orbitale peut difficilement être expliquée sans invoquer des processus de migration orbitale par interaction avec le disque protoplanétaire ;
- les planètes ayant une très forte excentricité, ceci traduisant vraisemblablement des interactions complexes entre les planètes et leur environnement immédiat (disque protoplanétaire, autres planètes du système, étoiles proches . . .).

L'observation des disques protoplanétaires apporte ainsi des éléments contraignants sur la formation de ces planètes.

On commence maintenant à étudier d'un point de vue statistique les informations fournies par ces objets et à dégager certaines propriétés.

De nombreuses méthodes de détection d'exoplanètes ont été développées ces dernières années. Les premières sont des méthodes de détection dites « indirectes » (détection de la planète par l'observation d'un effet induit par sa présence sur l'étoile parente) car les contraintes pour observer directement une exoplanète sont drastiques, en terme de dynamique, de sensibilité et de résolution angulaire de l'observation, mais aussi du fait de l'environnement stellaire lui-même (présence d'un disque de poussières analogue au disque zodiacal du système solaire très émissif dans le domaine spectral d'observation). Ce sont ces méthodes indirectes qui ont actuellement permis la détection de pratiquement toutes les exoplanètes (plus de 98%)

1. 8 Janvier 2010

actuellement connues. Parmi les méthodes les plus productives, on peut citer la détection par mesure des vitesses radiales ou encore la photométrie de précision des transits (passage des planètes devant le disque stellaire produisant une faible variation périodique de la luminosité des étoiles parentes). Ces méthodes indirectes sont en constant développement et évoluent rapidement. Les futurs instruments ont pour objectifs de permettre la détection de planètes de masse sans cesse plus faible, en particulier les planètes telluriques.

Cependant, pour caractériser plus précisément les exoplanètes et obtenir des informations sur leur nature et leur composition, la spectroscopie apparaît comme une méthode de choix. Pour cela, plusieurs solutions sont envisageables, mais rapidement, on se trouve confronté à la difficulté du contraste nécessitant de réduire le flux stellaire, et par conséquent, la mise en oeuvre de méthodes de détection dite « directe » des photons s'appuyant sur les principes de la haute résolution angulaire. De très gros moyens sont aujourd'hui engagés afin de développer des méthodes telles que la coronagraphie combinée à l'optique adaptative ou encore l'interférométrie annulante. Ces techniques cherchent à s'affranchir au mieux de la lumière de l'étoile visée afin de réduire le contraste étoile/planète et ainsi détecter la présence d'un compagnon planétaire beaucoup plus faible. Ainsi, de grands projets d'instruments au sol ou spatiaux ont vu le jour. Ces instruments ont des objectifs scientifiques variés, mais en particulier, les plus gros projets visent à détecter des planètes telluriques tempérées et à caractériser spectralement la composition chimique de leur éventuelle atmosphère.

Dans le cadre de ce manuscrit, nous nous intéresserons plus particulièrement à l'interférométrie annulante. Proposée par Bracewell à la fin des années 70 (Bracewell 1978; Bracewell & MacPhie 1979) sous la forme d'un concept à 2 télescopes, cette technique consiste à éteindre le flux de l'étoile située sur l'axe optique par interférences destructives et à détecter le signal d'un objet hors axe (en l'occurrence, une planète) dont le flux est détectable par interférence constructive. L'instrument peut être caractérisé globalement par son taux d'extinction, rapport entre la transmission sur l'axe de l'instrument et la transmission maximale hors d'axe. Cette grandeur caractérise la capacité de l'instrument à s'affranchir du contraste entre l'étoile et la planète. Pour un interféromètre fonctionnant dans l'infrarouge moyen (autour de 10 microns), il faut atteindre un taux d'extinction meilleur que 10^{-5} dans toute la gamme spectrale (stabilisé à 10^{-9}) pour pouvoir détecter des planètes comparables en taille, distance et caractéristiques spectrales à la Terre autour d'une étoile de type solaire à 10 pc. Ceci constitue un réel défi. L'obtention de telles performances instrumentales nécessite des concepts instrumentaux bien plus complexes que le concept à 2 télescopes de Bracewell. Il faut en particulier augmenter le nombre de télescopes pour augmenter la dimension de la zone d'extinction interférométrique (et réduire encore plus la contribution stellaire), et permettre la réjection de la lumière zodiacale locale des systèmes observés par modulation interne de sous interféromètres. Il faut également permettre des modifications de la configuration instrumentale (orientation et dimension des lignes de bases interférométriques) pour adapter

l'observatoire à la diversité des systèmes planétaires observés. Pour ce faire, l'utilisation de configurations interférométriques fixes (poutres reliant les télescopes) semble peu adaptée. L'utilisation de configurations combinant plusieurs télescopes libres, contrôlés par des algorithmes de vol en formation semble nettement plus prometteuse.

C'est sur ces bases qu'a été proposé le concept de mission DARWIN, pré-sélectionné en 1993 par l'ESA et étudié durant plus de 10 ans à l'ESA, dans l'industrie et dans les laboratoires pour la partie recombinaison interférométrique. Un projet similaire, TPF-I, a été développé aux Etats-Unis. Il est sorti de ces différentes études, que le concept global de la mission est intéressant et technologiquement très novateur, donc par conséquent très risqué, avec plusieurs points-clé jamais démontrés tels que l'interférométrie spatiale avec plusieurs niveaux de métrologie interne, et en particulier, la maîtrise du vol en formation. Ce dernier point est rapidement apparu comme un véritable défi dans l'analyse système de la mission. Plus généralement, le vol en formation a ouvert de nouvelles perspectives pour la haute résolution angulaire dans différents domaines spectraux (pas uniquement le visible et l'infrarouge, mais aussi X et gamma). Il est aussi apparu qu'il pouvait s'adapter à de nouvelles approches observationnelles pour certains cas scientifiques.

C'est dans ce contexte, que le CNES a lancé en 2004 un appel à propositions pour un concept de mission spatiale scientifique impliquant le vol en formation. Parmi la grosse dizaine de propositions, 4 concepts ont été retenus pour une étude phase 0 par le PASO² du CNES :

- ASPICS (2 satellites) : un concept de coronographe solaire visible avec occulteur et détecteur séparés.
- SIMBOL-X (2 satellites) : un observatoire X mou pour lequel le télescope et le plan focal sont sur des plateformes séparées permettant d'augmenter la focale du télescope et ainsi atteindre de meilleures résolutions angulaires.
- MAX (2 satellites) : un télescope gamma pour lequel lentille et plan focal sont séparés.
- PEGASE (3 satellites) : un concept d'interféromètre annulant type « Bracewell » à 2 télescopes et laboratoire de recombinaison central. C'est le seul concept à 3 plateformes qui a été étudié durant cet exercice.

L'étude de phase 0 a permis une première étude complète du concept et des aspects vol en formation associés. A l'issue de l'ensemble des phases 0 sur les 4 concepts, seul SIMBOL-X a été sélectionné pour une phase A, mais l'intérêt suscité par PEGASE a conduit le Comité des Programmes Scientifiques du CNES à émettre plusieurs recommandations :

- proposer le concept de PEGASE à l'appel à proposition Cosmic Vision 1 de l'ESA en 2007, afin de disposer d'un cadre programmatique et financier plus adapté à la dimension du projet,
- proposer une R&D spécifique sur le recombineur interférométrique de PEGASE, sous la forme d'un banc en laboratoire du système de recombinaison incluant des disposi-

2. Plateau d'Architecture des Systèmes Orbitaux

tifs permettant de simuler sur l'instrument lui-même le comportement des différents satellites évoluant en formation. Dans la pratique, il s'agit d'introduire sur le banc des actuateurs qui permettent d'injecter des perturbations de différence de marche (variation de la distance entre les différents éléments de la configuration) et d'orientation des faisceaux (fluctuations de pointage des sidérostats et du recombineur). Le spectre des fluctuations introduites est issu d'un travail de simulation numérique de vol en formation fait par un industriel.

C'est ainsi qu'est né le banc PERSEE (Pegase Experiment for Research and Stabilization of Extreme Extinction). PERSEE est actuellement développé par un consortium constitué du CNES, de plusieurs instituts de recherche (dont l'Institut d'Astrophysique Spatiale), et de partenaires industriels. Le montage de PERSEE est celui d'une R&D mutualisée, permettant de partager les risques d'une telle initiative, mais également de mobiliser rapidement toutes les compétences nécessaires au projet et réparties dans divers laboratoires français. Chaque partenaire est ainsi responsable d'au moins un sous-système du banc et participe au groupe système chargé de la définition, de l'intégration et de l'opération du banc. Le banc est situé au LESIA, à l'Observatoire de Meudon.

Mon travail de thèse s'inscrit dans le cadre de la conception, de l'étude et du développement d'un des sous-systèmes du banc, le module de recombinaison interférométrique. Ce module a la particularité de combiner à la fois les faisceaux scientifiques permettant de faire de l'interférométrie annulante (dans la bande spectrale [1.65 - 3.3 μm]), et les faisceaux du système de métrologie utilisant une modulation de type ABCD (fonctionnant dans la bande spectrale [0.8 - 1.5 μm]), ceci afin de minimiser les chemins différentiels entre les deux voies. Les faisceaux du système métrologique sont utilisés pour fournir un signal d'erreur au senseur de frange développé par l'ONERA.

Ce manuscrit est conçu en deux parties :

- une première partie d'introduction (chapitres 1 et 2) qui décrit le contexte scientifique dans lequel évolue le projet PERSEE, ainsi que l'aspect instrumental de la technique de l'interférométrie annulante. Le premier chapitre du manuscrit introduit la problématique de la détection d'exoplanètes. Il présente ensuite une revue des principales méthodes de détection directes et indirectes existantes. Puis il fait un état des lieux de la diversité des exoplanètes déjà détectées. Le second chapitre présente la méthode de détection directe appelée interférométrie annulante. Nous verrons les différents projets au sol et spatiaux basés sur cette technique. Nous nous arrêterons plus longuement sur le projet PEGASE (le banc PERSEE étant à l'origine une maquette de la charge utile de ce projet) ;
- une deuxième partie (chapitres 3, 4 et 5) qui traite en détail du banc PERSEE et notamment de son module de recombinaison, dont nous avons eu la charge à l'Institut d'Astrophysique Spatiale. Le troisième chapitre est consacré au banc PERSEE. Après

une présentation de ses objectifs et de son principe de fonctionnement, nous verrons comment, à partir des analyses de rapport signal à bruit de la détection effectuées pour dimensionner PEGASE, nous avons établi les spécifications de PERSEE. Puis nous décrirons plus en détail les différents sous-systèmes du banc. Enfin, nous présenterons le budget d'erreur établi pour PERSEE. Le quatrième chapitre décrit la conception et le développement du module de recombinaison de PERSEE. Nous verrons en particulier les différents modèles qui ont permis, à partir des spécifications établies, de dimensionner et de tolérer ce module. Puis nous verrons comment est conçu son design mécanique. Enfin, le dernier chapitre traite de la recette et de l'évaluation des performances du module de recombinaison. Il présente, entre autres, les premières mesures du taux d'extinction obtenues dans la configuration dite en « autocollimation ». Pour terminer, nous présenterons les premières mesures de dérive de la différence de marche en fonction de la température.

CHAPITRE 1

LES EXOPLANÈTES : 15 ANS D'OBSERVATION ...

Sommaire

1.1	Détection et caractérisation	2
1.1.1	Problématique	2
1.1.2	Principales méthodes de détection indirecte	5
1.1.2.1	Perturbation gravitationnelle du mouvement de l'étoile	5
1.1.2.1.1	Mesure des vitesses radiales	5
1.1.2.1.2	Astrométrie	10
1.1.2.1.3	Chronométrages	15
1.1.2.2	Perturbation de la photométrie de l'étoile	17
1.1.2.2.1	Photométrie périodique : transits	18
1.1.2.2.2	Les Microlentilles gravitationnelles	22
1.1.3	Principales Méthodes de détection directe	24
1.1.3.1	Imagerie directe	25
1.1.3.1.1	Optique adaptative et Coronagraphie	25
1.1.3.1.2	Interférométrie	29
1.1.3.1.3	Hypertélescope	30
1.1.3.1.4	Observations radio	30
1.1.3.2	Reflexions - Polarimétrie	31
1.1.4	Déjà plus de 420 ...!	31
1.2	La « Zoologie » des exoplanètes	32

1.2.1	La distribution de masse	32
1.2.2	La distribution de distance	34
1.2.3	Relation masse - période	36
1.2.4	Excentricité de l'orbite	37
1.2.5	Les étoiles hôtes	38

1.1 Détection et caractérisation

1.1.1 Problématique

Intuitivement, la première méthode envisageable pour détecter une planète autour d'une étoile est l'observation directe de la planète. Cependant, trois obstacles majeurs rendent cette approche très difficile :

- le contraste de luminosité entre l'étoile et la planète est très important. Comparons le spectre du Soleil et celui de la Terre (vu par un observateur situé à 10 parsecs¹) illustrés dans la figure 1.1. Le spectre de la Terre (idem pour le spectre d'une exoplanète) est essentiellement formé d'une composante réfléchie (lumière du Soleil réfléchie par la Terre) et d'une composante d'émission propre. Dans le cas de la Terre (ou d'une exoplanète de type terrestre), c'est l'émission propre qui domine dans l'infrarouge thermique (autour de 10 μm), alors que la composante réfléchie domine dans le visible et le proche-infrarouge. Le contraste de luminosité sera très fort dans le visible : de l'ordre de 10^9 et de quelques 10^6 dans l'infrarouge. Le contraste de luminosité dépend donc du domaine spectral dans lequel on observe le système étoile-planète (cf. Tab. 1.1). Par ailleurs, il dépend aussi de la nature des deux objets. En effet, la composante d'émission de l'étoile dépend de son type spectral. Et la composante d'émission propre de la planète dépend de sa nature mais aussi de sa distance à l'étoile.

- la séparation angulaire entre la planète et son étoile est très faible. Pour s'en rendre compte, prenons l'exemple d'un système de type Soleil-Terre, situé à une distance de 10 parsecs. La séparation angulaire sera de ≈ 0.1 seconde d'angle². Pour un système de type Soleil-Jupiter, elle sera de ≈ 0.5 seconde d'angle (cf. Tab. 1.1). Il est donc

1. 1 parsec (pc) = distance à laquelle une unité astronomique (distance Terre-Soleil) apparaît sous un angle apparent de 1 seconde d'angle $\approx 3.086 \times 10^{16}$ m

2. 1 seconde d'angle = $\frac{1}{3600}$ degré, 1 mas = 1 milli seconde d'angle = $\frac{1}{1000}$ seconde d'angle

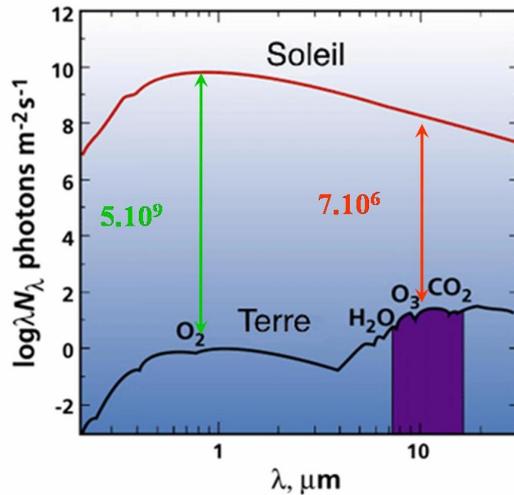


Figure 1.1 - Comparaison entre le spectre du Soleil et celui de la Terre.

nécessaire d'avoir une haute résolution angulaire pour pouvoir séparer les deux objets observés.

- le système exoplanétaire est potentiellement entouré d'un disque de poussière semblable au nuage zodiacal entourant le Soleil. Ce dernier est constitué de grains de poussière provenant de différentes sources telles que la poussière cométaire, les collisions entre astéroïdes ... Il orbite autour du Soleil, dans un plan très proche du plan de l'écliptique (inclinaison $\approx 3^\circ$) et s'étend bien au-delà de l'orbite terrestre. Les grains de poussière sont éclairés et chauffés par le Soleil (la température des poussières est de 300K à 1 UA³). L'émission thermique du nuage zodiacal est donc non négligeable : à 10 μm l'émission intégrée spatialement sur tout le disque zodiacal équivaut à 300 fois l'émission de la Terre. Si le système exoplanétaire contient un nuage exozodiacal, son émission rendra la détection d'exoplanètes plus difficile.

Le tableau 1.1 présente la séparation angulaire ainsi que le contraste dans le visible et l'infrarouge pour différentes planètes du Système Solaire et un jupiter chaud, qui orbiteraient autour d'une étoile de type solaire, à une distance de 10 pc.

Compte tenu de ces difficultés considérables, une solution consiste à détecter les planètes en se basant sur l'observation des perturbations induites par la ou les planètes sur leur étoile parente. C'est ce que l'on appelle les méthodes indirectes de détection, par opposition aux méthodes directes de détection qui cherchent à détecter directement les photons provenant de la planète.

3. 1 UA \approx 149597871 km

Planète	Rayon (R_{\oplus})	Masse (M_{\oplus})	Distance (UA)	Séparation angulaire (mas)	Contraste Visible	Contraste Infrarouge
Jupiter	11.18	317.83	5.2	520	5×10^8	5×10^7
Neptune	3.94	17.23	30.06	3006	10^{11}	10^{10}
Terre	1	1	1	100	5×10^9	7×10^6
Jup. chaud	10	300	0.05	5	4×10^4	10^3

Tableau 1.1 - Distance et contraste (dans le visible et l'infrarouge) d'objets typiques du système solaire et d'un jupiter chaud, supposés orbitant autour d'une étoile de type solaire et situés à 10 pc d'un observateur.

La figure 1.2 nous donne un aperçu de toutes les méthodes directes et indirectes de détection d'exoplanètes qui sont actuellement utilisées mais aussi celles qui sont envisagées dans un futur proche (10 à 20 ans).

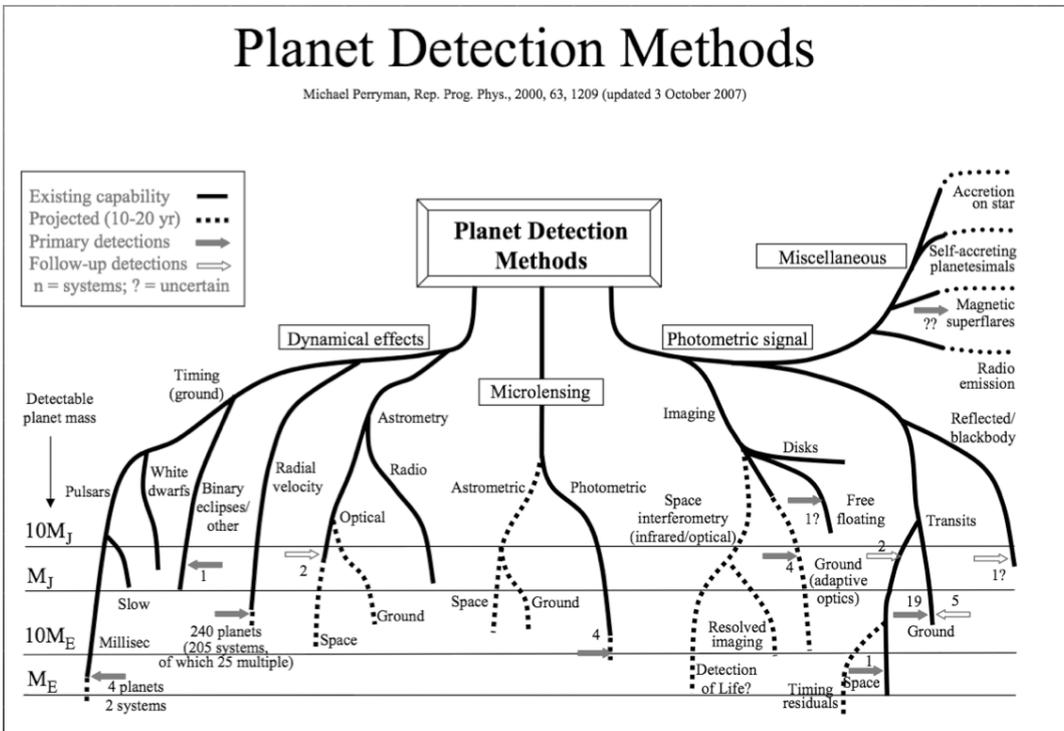


Figure 1.2 - Diagramme regroupant toutes les méthodes de détection d'exoplanètes : celles qui donnent des résultats actuellement (ligne continue noire) et les projets qui sont attendus dans les 10-20 prochaines années (ligne pointillée noire). D'après Perryman (2000), mis à jour en 2007

1.1.2 Principales méthodes de détection indirecte

Actuellement, à l'exception de quelques-unes, toutes les planètes extra-solaires découvertes ont été détectées par des méthodes de détection indirecte. Dans cette partie, nous allons voir les principales méthodes utilisées. Ces méthodes cherchent à observer les différents types de perturbations que la planète induit sur son étoile. Elles peuvent être classées en deux catégories, selon le type de perturbation que l'on cherche à détecter : il y a les méthodes qui observent les variations du mouvement de l'étoile et celles qui mesurent les variations de la photométrie de l'étoile.

1.1.2.1 Perturbation gravitationnelle du mouvement de l'étoile

Comme dans tout système à 2 corps, l'étoile et la (ou les) planète(s) tournent autour du centre de gravité du système. Chaque corps suit une orbite elliptique autour du centre de masse se trouvant à un foyer. Pour l'étoile, cette orbite sera plus ou moins complexe selon le nombre de planètes présentes dans le système. On peut donc mesurer la perturbation gravitationnelle du mouvement de l'étoile causée par la planète. Trois observables nous renseignent sur la présence de planètes : la variation périodique de la vitesse de l'étoile projetée sur la ligne de visée (mesure des vitesses radiales), le déplacement périodique de l'étoile sur le plan du ciel (astrométrie) et, dans certains cas, quand l'étoile émet un signal périodique, la perturbation du temps d'arrivée de ce signal (chronométrage des pulsars ou des étoiles pulsantes). Dans les paragraphes suivants, nous allons voir plus en détail ces trois méthodes.

1.1.2.1.1 Mesure des vitesses radiales

La méthode des vitesses radiales, connue aussi sous le nom de vélocimétrie Doppler, est actuellement la plus productive pour la détection d'exoplanètes. C'est d'ailleurs grâce à elle que Michel Mayor et Didier Queloz de l'observatoire de Genève ont découvert *51 Pegasi b*, la première exoplanète orbitant autour d'une étoile de type solaire en 1995 (Mayor & Queloz 1995).

Considérons notre système « étoile-planète ». Comme décrit précédemment, chacune des composantes tourne autour du centre de masse du système. L'étoile, dans son mouvement induit par la planète, va successivement se rapprocher et s'éloigner de la Terre. On va alors mesurer les variations de vitesse radiale (i.e. le long de la ligne de visée) de l'étoile en observant le décalage des raies d'absorption de son spectre (cf. Fig. 1.3). De la même manière que l'effet Doppler-Fizeau s'applique aux ondes sonores d'une sirène d'ambulance qui nous paraît plus aiguë (fréquence plus haute donc longueur d'onde plus courte) quand elle se rapproche et plus grave (fréquence plus basse donc longueur d'onde plus grande) quand elle s'éloigne de

nous, il s'applique aussi aux ondes électromagnétiques de l'étoile observée qui s'approche ou qui s'éloigne de l'observateur (attention, l'analogie avec les ondes sonores s'arrête là car ce sont des ondes de compression qui se propagent uniquement dans un milieu tel que l'air, elles ne se propagent pas dans le vide comme les ondes électromagnétiques). Les raies du spectre de l'étoile vont se décaler vers une longueur d'onde plus courte (décalage vers le bleu) si l'étoile se rapproche et vers une longueur d'onde plus grande (décalage vers le rouge) si l'étoile s'éloigne.

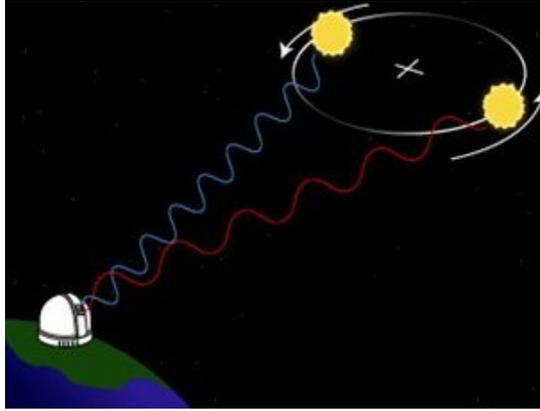


Figure 1.3 - Observation des variations de vitesse radiale de l'étoile. Décalage des raies du spectre de l'étoile vers le rouge ou le bleu selon que l'étoile s'éloigne ou se rapproche.

La formule relativiste de l'effet Doppler-Fizeau nous donne la longueur d'onde observée comme une fonction de la longueur d'onde propre de la source λ_{source} :

$$\lambda_{obs} = \lambda_{source} \sqrt{\frac{1 + V_r/c}{1 - V_r/c}} \quad (1.1)$$

avec V_r la vitesse radiale de la source (> 0 quand l'objet s'éloigne de l'observateur) et c la vitesse de la lumière dans le vide⁴. A partir de cette équation, on déduit le décalage des raies spectrales en longueur d'onde :

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{V_r}{c} \text{ avec } V_r \ll c \quad (1.2)$$

A noter que cette méthode ne nous permet pas d'observer les systèmes qui sont vus de face (plan de l'orbite perpendiculaire à la ligne de visée).

4. $c = 299\,792\,458 \text{ ms}^{-1}$

Obtention des propriétés de la planète : Dans le cas d'un système à deux corps, le mouvement de l'étoile autour du centre de gravité du système « étoile-planète » suit les trois Lois de Kepler. La position de l'étoile sur son orbite est donnée par l'équation suivante :

$$r = \frac{a_{\star}(1 - e^2)}{1 + e \cos(\theta)} \quad (1.3)$$

avec a_{\star} le demi-grand axe et e l'excentricité de l'orbite de l'étoile et θ l'anomalie vraie (cf. Fig. 1.4).

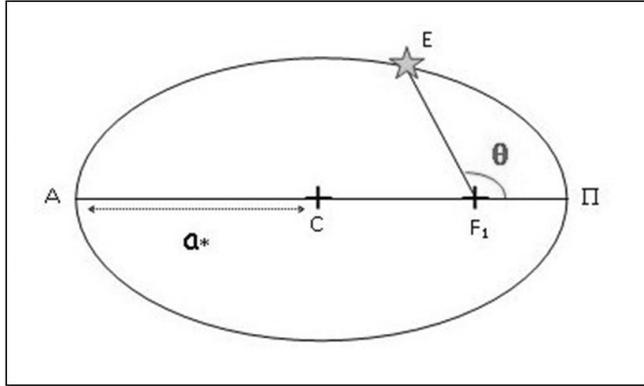


Figure 1.4 - Orbite de l'étoile autour du centre de gravité du système « étoile-planète », avec la représentation de l'anomalie vraie θ .

En dérivant cette équation, on obtient la vitesse V de l'étoile (Eq. 1.4) et en la projetant sur la ligne de visée, on obtient la vitesse radiale de l'étoile, donnée par l'équation 1.5 (cf. Fig. 1.5) :

$$V = r \cdot \frac{d\theta}{dt} = \frac{2\pi a_{\star}^2 \sqrt{1 - e^2}}{rP} \quad (1.4)$$

avec P la période orbitale.

$$V_{rad} = V_0 + K \cdot [\cos(\theta(t) + \omega) + e \cos \omega] \quad (1.5)$$

avec V_0 la vitesse du centre de masse du système, ω l'argument du périastre et i l'inclinaison du plan de l'orbite de l'étoile par rapport au plan du ciel. K est l'amplitude de vitesse radiale. Son expression est la suivante :

$$K = \frac{m_p \sin i}{(M_{\star} + m_p)^{1/2}} \cdot \frac{G^{1/2}}{a_p^{1/2} \sqrt{1 - e^2}} \quad (1.6)$$

avec m_p la masse de la planète, a_p le demi-grand axe de l'orbite de la planète autour de l'étoile et G la constante de gravitation⁵.

5. $G = 6.67428 \times 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ kg}^{-1} \text{ s}^{-2}$

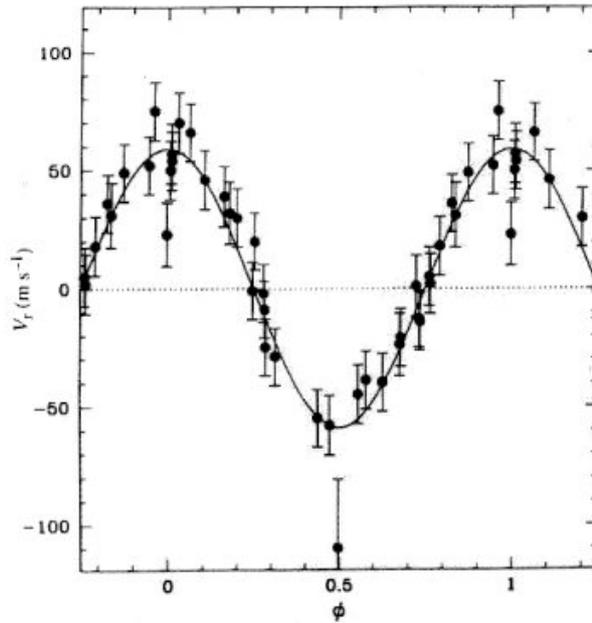


Figure 1.5 - Courbe de vitesse radiale de 51 Peg obtenue par Mayor & Queloz (1995)

Le tableau 1.2 donne les variations de vitesse radiale du Soleil induites par différentes planètes du Système Solaire, ainsi que les variations de vitesse radiale de 51 Peg induites par le jupiter chaud 51 Peg b.

Planète	m_p (m_\oplus)	a_p (UA)	a_\star (r_\odot)	P (jours)	K ($m.s^{-1}$)
Jupiter	317.83	5.2	1.07	4332.6	12.5
Neptune	17.23	30.06	0.33	60189	0.28
Terre	1	1	6.5×10^{-4}	365.25	0.09
51 Peg b	130	0.05	0.004	4.23	50.2

Tableau 1.2 - Variations de vitesse radiale induites sur une étoile par différents compagnons planétaires (Ollivier et al. 2009b).

Si l'on prend le cas du système « Soleil-Jupiter », la variation de vitesse radiale du Soleil est d'environ 12 ms^{-1} , ce qui correspond à un décalage de $\approx 0.2 \text{ m}\text{\AA}$ soit seulement quelques millièmes de la largeur typique des raies spectrales. L'effet observé est donc faible, c'est pourquoi la mesure des vitesses radiales est faite par des spectrographes à haute résolution sur un grand domaine spectral.

L'ajustement de la courbe de vitesse radiale permet de déterminer pour la planète, les paramètres orbitaux suivants :

- la période de révolution de la planète
- le demi-grand axe de l'orbite
- l'excentricité
- l'époque de passage au périastre
- l'argument du périastre

Il permet aussi de déterminer la présence éventuelle d'autres compagnons par analyse des résidus, après soustraction du signal de la planète. Par ailleurs, on peut déterminer la masse minimum de la planète $m_p \sin i$ mais pas la masse exacte à cause de l'indétermination de l'angle d'inclinaison i du système. Cependant, dans certains cas, lorsque le système est vu par la tranche et que la planète peut être aussi détectée par transit devant son étoile, on peut lever l'incertitude du $\sin i$.

Si l'on regarde l'équation 1.6 exprimant l'amplitude de vitesse radiale, on voit que la méthode des vitesses radiales est plus sensible aux planètes qui sont massives, aux planètes qui sont proches de leur étoile et aux étoiles parentes de faible masse. Cette méthode est donc biaisée vers la détection de planètes géantes à courte période telles que les jupiters chauds (cf. §1.2).

Les deux techniques actuellement utilisées : il existe principalement deux techniques : la technique du « Thorium simultané » et la technique de la « cellule à iode ». Ces deux techniques utilisent un spectrographe échelle à dispersion croisée (constitué d'un réseau échelle et d'une combinaison d'un prisme et d'un grisme⁶ pour la dispersion croisée) et une source spectrale stable pour contrôler les dérives instrumentales. Ce système permet de couvrir un large domaine spectral à haute résolution.

Dans la technique du « Thorium simultané », le spectrographe est alimenté par deux fibres optiques, l'une véhiculant la lumière de l'étoile observée, l'autre mesurant simultanément une lampe de calibration au thorium-argon dans le visible. Cette lampe, qui présente plusieurs milliers de raies d'émission fines et contrastées, donne une référence de vitesse précise qui permet de suivre les dérives du spectrographe dues aux variations locales de température et de pression (Baranne et al. 1996). Pour calculer les vitesses radiales, on fait une corrélation dans l'espace des vitesses du spectre de l'étoile observée par un masque binaire, c'est à dire une fonction valant 0 partout, sauf aux positions correspondant aux raies d'absorption caractéristiques à vitesse nulle, ou elle vaut 1. Cette technique est utilisée sur différents spectrographes tels que ELODIE (qui a permis la découverte de *51 Peg. b*), SOPHIE de l'OHP ou HARPS de l'ESO.

Dans la technique de la « cellule à iode », la lumière provenant de l'étoile observée passe à travers une cellule à absorption moléculaire (cellule à iode), de température et pression constantes, dont le spectre bien connu et calibré du gaz se superpose au spectre de l'étoile. La lumière de l'étoile et la calibration suivent donc un chemin optique identique dans le

6. prisme sur lequel est gravé un réseau

spectrographe. Le décalage Doppler est calculé en faisant un ajustement global du spectre composite mesuré par les spectres références de l'étoile et de l'iode à haut rapport signal-sur-bruit convolués par la réponse du spectrographe (PSF) (Butler et al. 1996). Le désavantage de cette technique est que le domaine spectral est limité car la cellule à iode absorbe environ la moitié du flux. De plus, cette technique nécessite des spectres de référence à très haut rapport signal-sur-bruit (Halbwachs et al. 2006, chap 2).

Actuellement, la meilleure précision instrumentale atteinte est de 0.8 ms^{-1} avec l'instrument HARPS sur le télescope de 3.6 m de l'ESO à La Silla. Les futurs instruments Espresso (installé sur le VLT-I, (Pasquini et al. 2009)) et Codex (installé sur ELT⁷, (Pepe & Lovis 2008)) ont pour objectifs d'atteindre respectivement une précision instrumentale de l'ordre de 0.1 ms^{-1} et 0.01 ms^{-1} . Ces instruments pourraient permettre la détection de planètes de masse terrestre.

Limitations de cette méthode de détection : on peut citer deux types de causes limitant la précision des mesures Doppler. Tout d'abord, des causes instrumentales dues à des variations de la calibration en longueur d'onde, un mauvais guidage sur l'entrée de la fibre optique (cas de la technique du « Thorium simultané »), des biais sur la correction de la vitesse de la Terre ou encore des imperfections du détecteur CCD. Puis des causes astrophysiques dues à la variabilité de l'étoile observée (activité photosphérique et sismique), aux systèmes triples non résolus ou à la contamination de la mesure par des étoiles du champ (Halbwachs et al. 2006, chap 2). Les limitations astrophysiques sont souvent plus importantes que les limitations instrumentales.

1.1.2.1.2 Astrométrie

Intéressons-nous maintenant au déplacement périodique de l'étoile sur le plan du ciel, dû à la présence d'un (ou plusieurs) compagnon(s) planétaire(s). La méthode de l'astrométrie consiste à mesurer, avec un instrument donné dans son référentiel local, ce changement de position de l'étoile projetée sur le plan du ciel. Puis on ajuste aux données mesurées un modèle observationnel décrivant ce mouvement afin de calculer les valeurs théoriques des données et ainsi déterminer les paramètres orbitaux théoriques du compagnon planétaire. A titre d'exemple, la figure 1.6 montre le mouvement astrométrique du Soleil, induit par la présence de Jupiter et des autres planètes géantes (essentiellement Saturne), pour un observateur situé à 10 pc.

Quels que soient le mode observationnel et l'instrument utilisé pour réaliser les mesures, 4 types d'information sont à inclure dans le modèle observationnel, conçu comme une fonction de paramètres ajustables (Sozzetti 2005) :

7. *Extremely Large Telescope*

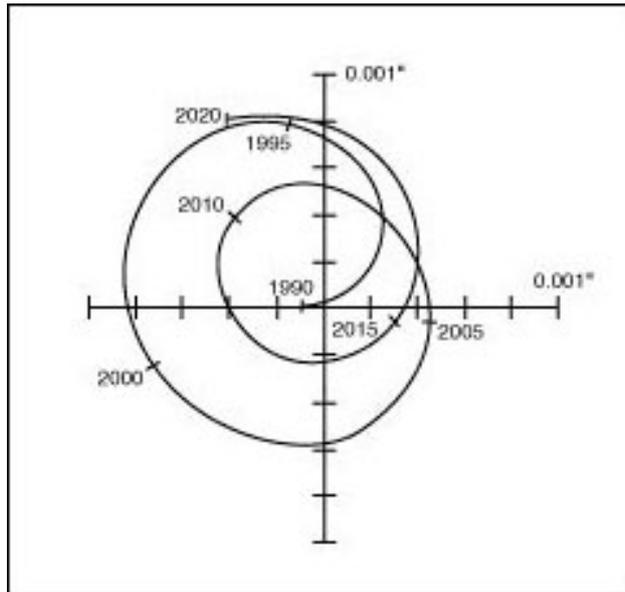


Figure 1.6 - Mouvement astrométrique du Soleil dû à la présence de Jupiter et des autres planètes géantes, pour un observateur situé à 10 pc ([http : //planetquest.jpl.nasa.gov](http://planetquest.jpl.nasa.gov))

- la position et le mouvement de l'étoile cible (et un jeu d'étoiles de référence). Ce sont les 5 paramètres astrométriques basiques : la position sur la sphère céleste (2 paramètres), le mouvement propre (2 paramètres) et la parallaxe. De plus, il faut connaître sa vitesse radiale qui peut être déterminée par des mesures auxiliaires (ou à partir d'une accélération séculaire suffisamment grande).
- la position et le mouvement de l'instrument d'observation (ou l'orientation du satellite si c'est un instrument spatial) afin de pouvoir relier le référentiel de l'instrument et celui de l'étoile cible.
- le nombre, la masse et les paramètres orbitaux du compagnon (ou des compagnons) de l'étoile.
- les effets physiques qui pourraient modifier la position apparente de l'étoile tels que les variations séculaires du mouvement propre et de la parallaxe de l'étoile cible par rapport à l'observateur, le mouvement de l'observateur lui-même ou encore la contribution des champs gravitationnels de corps massifs au voisinage de l'observateur ...

Le modèle observationnel est ajusté au mieux aux données mesurées afin de déterminer des valeurs théoriques pour ces données astrométriques avec une erreur négligeable (prise en compte d'un modèle de bruit qui décrit les erreurs qui altèrent les données astrométriques). Généralement, au moins 12 paramètres sont ajustables dans le modèle : les 5 paramètres astrométriques de l'étoile cible et les 7 paramètres de l'orbite Képlérienne du compagnon planétaire.

Obtention des propriétés de la planète : L'ajustement du modèle observationnel aux données astrométriques permet de déterminer l'orbite Képlérienne de la planète (ou des planètes). On obtient les 7 paramètres orbitaux de la planète, à savoir le demi-grand axe a_p de l'orbite par rapport au centre de gravité du système, la période P , l'excentricité e , l'inclinaison i , la longitude du noeud ascendant Ω , l'argument du périastre ω et l'instant de passage au périastre τ . A partir de ces paramètres, on peut déduire la masse m_p de la planète. En faisant l'approximation que le mouvement de l'étoile projeté sur le plan du ciel est circulaire, on peut calculer la signature astrométrique ou l'amplitude maximale du mouvement de l'étoile en utilisant l'expression suivante :

$$\alpha = \frac{a_\star}{D} = \frac{m_p}{M_\star} \cdot \frac{a_p}{D} \quad (1.7)$$

avec M_\star la masse de la planète et D la distance du système exoplanétaire à l'observateur. Le Tab. 1.3 montre la signature astrométrique induite par les planètes du Système Solaire sur le Soleil, dans le cas où l'observateur se trouverait à 5, 10 et 15 pc. A titre de comparaison, on montre la signature astrométrique induite par le Jupiter chaud HD 189733 b sur son étoile de type K1-K2. On voit que la méthode de l'astrométrie est plus sensible aux planètes qui sont massives et loin de leur étoile. Mais, qui dit loin de l'étoile, dit longues périodes orbitales de la planète et de l'étoile, et donc, la durée de l'observation pour détecter la planète augmente aussi avec la distance de la planète à son étoile. Cependant, l'astrométrie est une des rares méthodes sensibles aux planètes de faible masse orbitant loin de leur étoile. Jusqu'à maintenant, peu de planètes ont été détectées grâce à cette méthode, car les précisions astrométriques requises restent difficiles à atteindre.

Planète	a_\star (r_\odot)	M_\star (M_\odot)	m_p (M_\odot)	α	α	α
				à 5 pc (en μas)	à 10 pc (en μas)	à 15 pc (en μas)
Jupiter	1.07	1.00	9.55×10^{-4}	1000	500	330
Neptune	0.33	1.00	5.15×10^{-5}	310	150	100
Terre	6.5×10^{-4}	1.00	3×10^{-6}	0.6	0.3	0.2
HD 189733 b	9×10^{-3}	0.8	1.08×10^{-3}	8.36	4.18	2.79

Tableau 1.3 - Signatures astrométriques produites par les planètes du Système Solaire influant sur le Soleil, pour un observateur situé à 5, 10 et 15pc. A titre de comparaison, la signature astrométrique produite par le jupiter chaud HD 189733 b influant sur son étoile.

Techniques utilisées : La détection astrométrique d'exoplanètes peut être réalisée avec des instruments au sol ou dans l'espace. L'observable astrométrique est généralement défini comme la position angulaire de l'étoile mesurée par un instrument donné dans son référentiel local. La mesure peut donc être :

- une mesure à une dimension de la position angulaire de l'étoile cible, dans la direction de visée, pour un instrument spatial. C'est, par exemple, le cas des satellites Hipparcos et GAIA (2012) de l'ESA. Le satellite GAIA est composé de deux télescopes astrométriques pointant dans deux directions séparées par un angle de 106° . Il observe simultanément dans les deux directions tout en tournant de manière continue (rotation autour de l'axe du satellite) avec une légère précession, ce qui permet de couvrir graduellement tout le ciel pendant la durée de la mission. Il est aussi équipé d'un spectromètre qui fournit des mesures de vitesses radiales avec une précision d'environ $1\text{-}10\text{ km s}^{-1}$ (Turon et al. 2005).
- une différence de chemin optique entre les deux bras d'un interféromètre au sol (instrument PTI⁸ à l'Observatoire du Mont Palomar (Colavita et al. 1999), instrument PRIMA du VLTI) ou dans l'espace (mission SIM-LITE⁹ de la NASA). C'est la méthode de l'interférométrie différentielle. Par exemple, dans le cas d'un interféromètre composé de deux télescopes, la lumière provenant de l'étoile cible arrive avec un certain retard dans le télescope 2 par rapport au télescope 1 (cf. Fig. 1.7) à cause de l'angle θ entre la direction de l'étoile \vec{s} et la ligne de base \vec{B} de l'interféromètre.

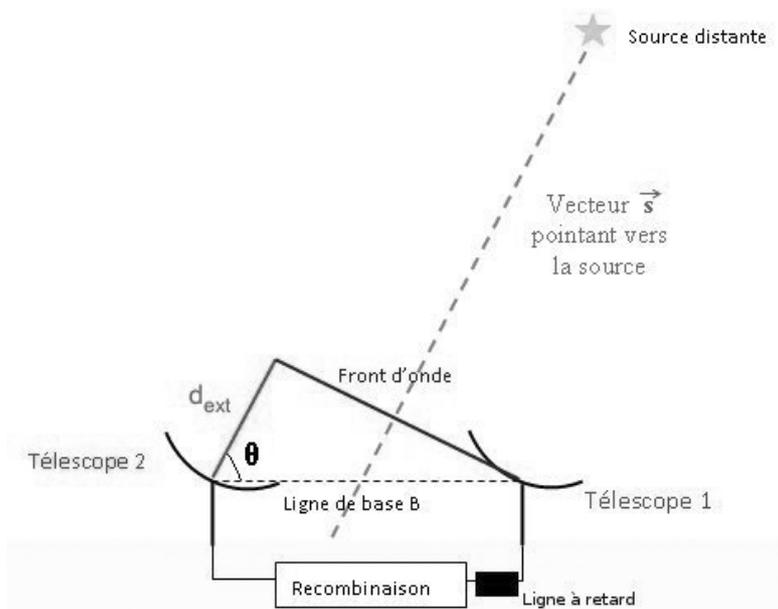


Figure 1.7 - Principe d'un interféromètre à deux télescopes.

8. *Palomar Testbed Interferometer*, conçu pour tester certaines technologies pour l'interféromètre Keck puis la mission spatiale SIM

9. *Space Interferometer Mission Lite*

Ceci crée une différence de chemin optique externe entre les deux bras de l'interféromètre :

$$d_{ext} = \vec{B} \cdot \vec{s} = |B| \cos \theta \quad (1.8)$$

On compense la différence de chemin optique entre les deux bras de l'interféromètre en utilisant une ligne à retard qui permet de faire varier la longueur du chemin optique dans le bras 1. La différence de marche nulle est obtenue lorsque l'enveloppe des franges d'interférence que l'on observe est maximale. La valeur précise de B (déterminée par métrologie optique) ainsi que la mesure de d_{ext} obtenue en mesurant le déplacement de la ligne à retard, permettent de déterminer une valeur précise de l'angle θ , autrement dit la position de l'étoile cible.

La précision des mesures astrométriques effectuées avec des instruments au sol est fortement limitée par le mouvement de l'image dû aux turbulences atmosphériques. Ce mouvement est corrélé sur des angles de quelques minutes d'arc, ce qui permet d'effectuer des mesures astrométriques différentielles sur de petits champs avec une précision meilleure (plusieurs ordres de magnitude) que ce qu'il est possible d'atteindre au sol avec l'astrométrie grand champ. L'astrométrie différentielle est basée sur le principe que la position exacte de l'étoile cible sur le ciel est mesurée par rapport à une ou plusieurs étoiles de référence proches et stables qui constituent un repère supposé fixe (cf. Fig 1.8). La cible et sa référence doivent être observées simultanément à cause du temps de cohérence très court de l'atmosphère. L'instrument PRIMA¹⁰ du VLTI utilise cette technique et possède des lignes à retard différentielles pour corriger le retard différentiel (dû au fait qu'elles ont des positions différentes sur le ciel) entre les franges d'interférence de l'étoile cible et celles de l'étoile de référence (Delplancke et al. 2006).

- la différence normalisée entre les signaux de deux tubes photomultiplicateurs d'un interféromètre spatial (instrument FGS du HST¹¹ (Benedict et al. 2002)).

Jusqu'à maintenant, les meilleures mesures ont été obtenues avec l'interférométrie radio au sol (VLBI¹²) avec laquelle on atteint des précisions de l'ordre de 100 μas . L'interférométrie optique avec l'instrument PRIMA, actuellement en cours d'installation et de « commissioning », permettra d'atteindre une précision astrométrique allant jusqu'à 10 μas . Pour les observations depuis l'espace, le satellite Hipparcos était capable d'atteindre une précision de quelques milli-secondes d'angle. Le satellite européen GAIA qui doit être lancé en Décembre 2011, devrait, quant à lui, atteindre une précision de quelques μas , ce qui permettra la détection des planètes géantes. La mission spatiale SIM Lite (révision du concept initial SIM) proposée par la NASA en 2007 (Goullioud et al. 2008), devrait, si elle voit le jour, atteindre une précision astrométrique allant jusqu'à quelques dixièmes de μas , ce qui permettrait de

10. Phase Reference Imaging and Microarcsecond Astrometry

11. instrument Fine Guidance Sensor du Hubble Space Telescope

12. Very Long Baseline Interferometry

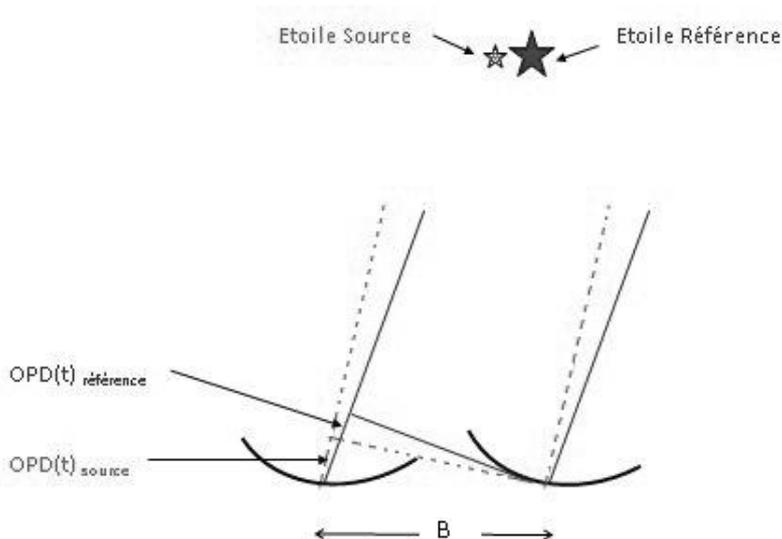


Figure 1.8 - Principe de l'astrométrie différentielle.

détecter des planètes d'une masse terrestre orbitant à 1 AU de leur étoile et situées à 10 pc du Soleil.

Limitations de cette méthode de détection : Dans le cas où l'étoile possède plusieurs planètes, le mouvement de l'étoile devient plus complexe et il est plus difficile d'ajuster un modèle observationnel. Lorsque les perturbations gravitationnelles entre les planètes sont très fortes (dues à une grande différence entre les masses ou des orbites très excentriques ...) il n'est généralement plus suffisant de considérer simplement des orbites képlériennes indépendantes pour chaque planète. Des paramètres supplémentaires tels que l'expression analytique des perturbations gravitationnelles ou la solution directe des équations du mouvement d'un système à N corps, doivent être ajoutés dans le modèle. La reconstruction du mouvement est limitée par la résolution des mesures. Par ailleurs, même si l'on obtient des précisions meilleures que la micro-seconde d'angle avec les futures missions spatiales, la détection de planètes semblables à la Terre pourra être limitée par la non-uniformité d'illumination sur le disque de l'étoile due aux taches solaires¹³.

1.1.2.1.3 Chronométrages

13. Il en est de même pour la méthode de mesure des vitesses radiales

Certains objets tels que les pulsars ou les étoiles pulsantes, émettent un signal de manière périodique. La présence d'un compagnon planétaire orbitant autour de ces objets pourra donc être décelée en regardant simplement les variations de ce signal périodique.

Les pulsars sont des étoiles à neutrons résultant de l'explosion de supernovae (étoiles massives ayant explosé en fin de vie). Ces objets tournent très rapidement sur eux-mêmes et émettent un rayonnement électromagnétique extrêmement intense dans la direction de leur axe magnétique (partant de chaque pôle magnétique). L'axe magnétique d'une étoile à neutrons ne coïncide généralement pas avec son axe de rotation et le faisceau balaye le ciel, selon la période de rotation de l'étoile, tel un phare. Ceci donne lieu à une émission radio périodique. Il existe deux types de pulsars : les pulsars « normaux » qui ont une période de rotation de l'ordre de 1 seconde, et les pulsars millisecondes ou « recyclés » dont la période de rotation est comprise entre 1 et 10 millisecondes. Ces derniers sont parmi les horloges les plus précises et les plus stables de l'univers ! Un pulsar est observable depuis la Terre lorsque celle-ci se trouve dans le cône d'émission balayé par le faisceau du pulsar (cf. Fig. 1.9). Si

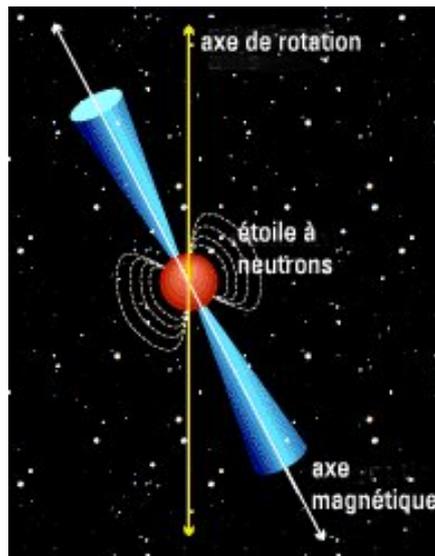


Figure 1.9 - Cône d'émission balayé par un pulsar.

le pulsar est seul, son signal périodique sera constant ; par contre, si une planète est en orbite autour du pulsar, comme on l'a vu précédemment, le pulsar va orbiter autour du centre de masse du système « pulsar - planète ». La distance Terre-pulsar va donc varier et le temps de parcours du signal périodique jusqu'à la Terre va augmenter ou diminuer selon que le pulsar s'éloigne ou se rapproche de la Terre. On va donc observer une variation de la période d'émission du pulsar au cours du temps qui s'exprime de la manière suivante :

$$\delta T_{\star} = \frac{a_{\star} \sin(i)}{c} \quad (1.9)$$

avec a_* le demi-grand axe de l'orbite du pulsar autour du centre de masse du système, i l'angle d'inclinaison de l'orbite par rapport au plan du ciel (avec $i = 0$ quand l'orbite est dans le plan du ciel), et c la vitesse de propagation du faisceau émis par le pulsar dans le vide, soit la vitesse de la lumière. Le tableau 1.4 nous donne l'amplitude des variations de la période d'un pulsar de 1 masse solaire suivant le type de planètes orbitant autour (et pour $\sin(i) = 1$).

Planète	a_* (r_\odot)	δT_* (ms)
Jupiter	1.07	2500
Neptune	0.33	760
Terre	6.5×10^{-4}	1.5
HD 189733 b	9×10^{-3}	20

Tableau 1.4 - Variations de la période d'un pulsar d'une masse solaire en fonction de la planète orbitant autour.

D'après la stabilité des pulsars et la précision des mesures de chronométrage obtenues par les radioastronomes (bien mieux que la milliseconde pour les pulsars les plus rapides), il apparaît que les planètes Joviennes et terrestres sont facilement détectables autour des pulsars « normaux » plus lents, alors que les « lunes » et les gros astéroïdes sont détectables dans les résidus de chronométrage des pulsars millisecondes (Wolszczan 1997).

Historiquement, c'est grâce à cette méthode, qui a l'avantage d'être assez simple et précise, que le premier système exoplanétaire a été détecté autour du pulsar PSR 1257+12 (Période : 6.2 ms, distance au Soleil : ≈ 500 pc) avec au moins 2 compagnons de masse terrestre en 1992 (Wolszczan & Frail 1992). Cependant ces planètes sont considérées de manière un peu distincte par rapport aux planètes orbitant autour d'étoiles de la séquence principale, car l'environnement électromagnétique du pulsar est fortement hostile et ces planètes ont très peu de chance d'être habitables. Néanmoins, elles permettent de poser des contraintes sur le mécanisme de formation des planètes.

Les étoiles pulsantes, telles que les géantes rouges situées dans la branche horizontale extrême du diagramme d'Hertzsprung-Russell brûlent de l'Hélium dans leur cœur et pulsent. En 2007, l'observation de la variation de période de pulsation de V391 Pegasi a permis de détecter une planète géante ($m_p \sin(i) = 3.2M_{Jup}$) située à une distance de 1.7 UA de son étoile avec une période de 3.2 années (Silvotti et al. 2007).

1.1.2.2 Perturbation de la photométrie de l'étoile

Nous venons de voir dans le paragraphe précédent (§1.1.2.1), que la présence d'une planète orbitant autour d'une étoile peut être détectée de manière indirecte en détectant les perturbations gravitationnelles du mouvement de l'étoile. Une autre manière indirecte de

détecter la présence d'une planète est de regarder les effets de cette planète sur la photométrie de l'étoile. C'est ce que nous allons voir dans les paragraphes suivants.

1.1.2.2.1 Photométrie périodique : la méthode des transits

Cette méthode suppose que le transit d'une planète, autrement dit son passage devant le disque de son étoile parente, va occulter une partie du disque de l'étoile (comme c'est le cas lors des éclipses de Soleil) et créer une micro-éclipse, provoquant une baisse de luminosité temporaire de l'étoile et donc un léger creux dans la courbe de lumière de cette dernière (cf. Fig. 1.10).

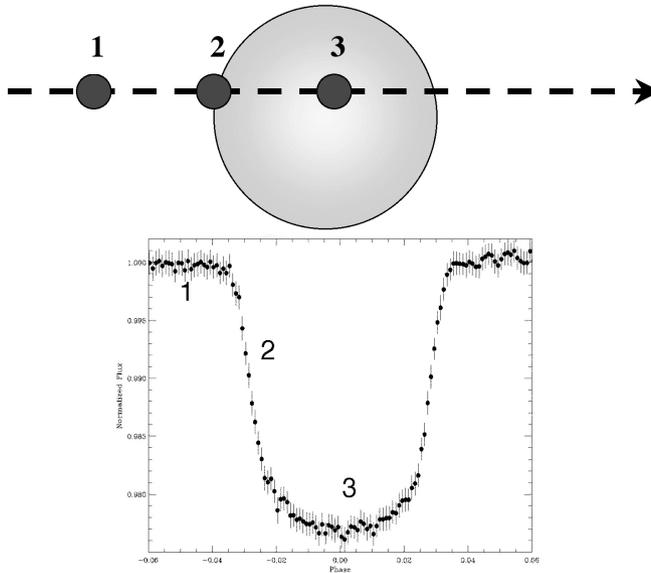


Figure 1.10 - Principe du transit, avec l'allure de la courbe de lumière lors du passage de la planète devant son étoile (courbe CoRoT).

Cette méthode nécessite que les systèmes observés soient vus par la tranche ou très proches de cette inclinaison. La ligne de visée doit être comprise dans le cylindre de rayon a_p (demi-grand axe de l'orbite planétaire) et de hauteur $2 \times r_\star$ (rayon de l'étoile) sinon aucun transit ne pourra être observé. La probabilité de voir un transit, pour une orbite circulaire, est donnée par la relation :

$$P_{Tr} = \frac{r_\star}{a_p} \quad (1.10)$$

Cette relation montre que la probabilité diminue rapidement avec l'augmentation de la distance de la planète à son étoile. La probabilité d'observer le transit d'un jupiter chaud est

d'environ 10% alors que la probabilité d'observer le transit d'une planète comme la Terre (avec $a_p = 1UA$) est de 0.5%. On voit que la détection d'une planète par la méthode des transits est plus favorable pour des planètes proches de leur étoile. Par ailleurs, le demi-grand axe a_p de l'orbite planétaire étant relié à la période orbitale selon la 3ème loi de Kepler, on en déduit que plus la période sera courte, plus la probabilité d'observer le transit sera grande.

Paramètres mesurés : Le transit planétaire que l'on mesure dans la courbe de lumière de l'étoile est décrit par 3 principaux paramètres : sa profondeur, sa durée et sa forme. Selon la latitude du transit sur le disque stellaire (et la taille de la planète), la courbe de lumière du transit aura une forme de U quand l'occultation est centrale et de V quand l'occultation est rasante. Calculons ces paramètres pour le cas simple d'une planète ayant une orbite circulaire et un disque stellaire de brillance uniforme (Halbwachs et al. 2006, chap 3) :

- la profondeur du transit s'écrit :

$$\frac{\Delta F}{F} = \frac{F_{off} - F_{on}}{F_{off}} = \left(\frac{r_p}{r_\star}\right)^2 \quad (1.11)$$

avec F_{off} et F_{on} étant le flux stellaire observé respectivement hors du transit et pendant le transit, et r_p et r_\star les rayons de la planète et de l'étoile. Cette formule ne tient pas compte du phénomène d'assombrissement centre-bord qui rendrait le transit légèrement plus profond et qui donnerait à la courbe de lumière une forme plus arrondie.

- la durée du transit (depuis le début de la phase d'entrée du transit jusqu'à la fin de la phase de sortie) s'exprime en fonction des paramètres orbitaux et du rayon stellaire :

$$\tau \simeq \frac{Pr_\star}{\pi a_p} \sqrt{\left(1 + \frac{r_p}{r_\star}\right)^2 - \left(\frac{a_p}{r_\star} \cos i\right)^2} \quad (1.12)$$

avec P la période orbitale, i l'inclinaison de l'orbite. L'expression $b = \frac{a_p}{r_\star} \cos i$ est le paramètre d'impact du transit. L'expression précédente peut s'écrire d'une manière plus simple :

$$\tau \simeq 13.0 \sqrt{1 - b^2} \frac{r_\star}{M_\star^{1/2}} a_p^{1/2} \simeq 1.8 \sqrt{1 - b^2} \frac{r_\star}{M_\star^{1/3}} P^{1/3} \quad (1.13)$$

en prenant a_p en UA, P en jours et r_\star et M_\star en unités solaires.

- La durée de la phase d'entrée et de sortie du transit est aussi un paramètre temporel du transit.

Le tableau 1.5 présente la probabilité d'observer un transit, ainsi que la profondeur du transit et sa durée, pour différents types de planètes orbitant autour d'une étoile de type solaire.

Planète	Probabilité	Profondeur	Durée (heures)
Jupiter	0.1%	10^{-2}	≈ 30
Neptune	0.015%	1.3×10^{-3}	≈ 70
Terre	0.5%	10^{-4}	≈ 12
HD 189733 b	12%	1.4×10^{-2}	≈ 2

Tableau 1.5 - Caractéristiques du transit de différents types de planètes devant une étoile de type solaire.

Le transit est très riche en informations. On a vu, d'après l'Eq. 1.11, que la profondeur du transit donne directement le rayon de la planète. Connaissant par d'autres observations le rayon de l'étoile, la durée du transit (cf. Eq. 1.12) donne l'inclinaison i de l'orbite. En utilisant les éléments orbitaux obtenus par la méthode des vitesses radiales, on peut aussi déduire la masse de la planète. Enfin, grâce à tous ces paramètres, on peut estimer la densité de la planète et faire la distinction entre une planète gazeuse ou de type terrestre.

A noter que dans certains cas, on peut observer le transit secondaire de la planète (c'est à dire lorsqu'elle passe derrière l'étoile). Ceci permet de déduire des informations spectrales sur la planète. Des observations avec HST ont permis de déduire les informations sur le rayon (Richardson et al. 2006; Knutson et al. 2007) et la densité de plusieurs planètes en sondant leur atmosphère. En observant les transits de HD 209458 b, Charbonneau et al. (2002) ont pu identifier le premier élément atomique (Sodium) dans une atmosphère exoplanétaire. D'autres observations de cette planète ont permis de détecter la présence d'Hydrogène, de Carbone et d'Oxygène et tendent à prouver que son atmosphère est en train de s'évaporer (Vidal-Madjar et al. 2004). Enfin des observations avec Spitzer dans l'infrarouge thermique ont permis d'observer la présence de plusieurs molécules dans certaines atmosphères ; H_2O dans l'atmosphère de HD 209458b (Tinetti et al. 2007; Barman 2007) et CH_4 dans celle de HD 189733 b (Swain et al. 2008).

Toutes ces découvertes ouvrent de nouveaux horizons prometteurs pour la détection et la caractérisation d'exoplanètes : les missions CoRoT et KEPLER devraient bientôt porter leurs fruits et permettre l'étude des planètes de type terrestre. Puis dans un futur plus lointain, de grands projets de détection directe et caractérisation d'exoplanètes de type terrestre devraient voir le jour et permettre de faire de la spectroscopie d'atmosphères afin de déceler la possible présence d'éventuelles biosignatures ...

Observations depuis le sol et dans l'espace Si l'on considère le transit de Jupiter devant le Soleil, l'extinction photométrique engendrée (cf. Eq. 1.11) est de l'ordre de 1% car le rayon de Jupiter est environ 10 fois plus petit que celui du Soleil. Dans le cas de la Terre, l'extinction n'est que de 0.01 %. Pour détecter une planète géante par cette méthode, il faut une précision photométrique d'approximativement une fraction de pourcent et pour une planète

de type terrestre, on a besoin d'atteindre quelques 10^{-5} . La précision atteignable avec les instruments au sol est actuellement d'environ 10^{-3} d'amplitude, elle est principalement limitée par les turbulences atmosphériques. La première détection d'exoplanète par la méthode des transits a eu lieu en 1999 avec l'observation depuis le sol du transit de HD 209458 b (Charbonneau et al. 2000; Henry et al. 2000). Cette planète avait déjà été détectée par vitesses radiales. Actuellement, plus d'une vingtaine de programmes de suivi d'observations de transits tels que OGLE (CHili), STARE (Canaries) ou HATN (USA - Mont Hopkins) existent. Ils utilisent généralement de petits télescopes grand-champ, automatisés.

La détection de planètes de type terrestre n'est possible que depuis l'espace. En 2001, le transit de HD 209458 b a été observé depuis l'espace par le spectrographe STIS de HST¹⁴ (Brown et al. 2001). Deux missions spatiales dédiées en partie à la détection d'exoplanètes par la méthode des transits ont été lancées dernièrement :

- la mission spatiale CoRoT¹⁵ du CNES, lancée en Décembre 2006. Le satellite observe dans 2 directions principales : vers le centre galactique et à l'opposé. Le satellite a été conçu pour observer de manière continue le même champ pendant 5 mois. Entre ces longues périodes d'observation, des programmes plus courts sont effectués. CoRoT est capable d'observer 12000 cibles ayant une magnitude comprise entre 11 et 16, simultanément, pendant 5 mois (Fridlund et al. 2006) et au moins 5 champs durant la durée de la mission, ce qui fait un total de 60000 étoiles (plus autant de séries d'observations courtes). La photométrie de chaque étoile est mesurée toutes les 8.5 minutes (32 s en mode sur-échantillonné) avec une précision de quelques 10^{-4} sur une heure. La particularité de CoRoT est que la photométrie de 80% des objets (les plus brillants) est donnée dans 3 bandes spectrales (Bleu, vert, rouge), ce qui permet de distinguer un événement stellaire d'un transit dans la courbe de lumière et également de distinguer un transit devant une des composantes d'une étoile binaire à éclipses si les composantes sont séparées spatialement.

La première planète a été détectée le 3 Mai 2007 et à ce jour (Septembre 2009), on compte officiellement 7 planètes découvertes par CoRoT, dont plusieurs jupiters chauds (Corot 1b (Barge et al. 2008), 2b (Alonso et al. 2008), 4b (Aigrain et al. 2008), 5b (Rauer et al. 2009) et 6b), une naine brune (Corot 3b (Deleuil et al. 2008)) et une super-Terre CoRoT-7b (Leger et al. 2009).

- la mission spatiale KEPLER de la NASA, lancée en Mars 2009. Son principe est semblable à celui de CoRoT et elle peut être considérée comme une mission de seconde-génération (Borucki et al. 2008). Les différences essentielles avec CoRoT sont :
 - la durée des périodes d'observation : Kepler observe le même champ pendant 4 ans, son but étant de détecter des planètes semblables à la Terre, orbitant autour d'étoiles

14. *Space Telescope Imaging Spectrograph du Hubble Space Telescope*

15. *Convection, Rotation and Transits*

de type solaire en ≈ 1 année terrestre et situées à une distance de ≈ 1 UA de leur étoile,

- la taille du télescope : 95 cm de diamètre contre 27 cm pour CoRoT,
- le large champ d'observation : 105 degrés carrés contre 3.5 degrés carrés pour CoRoT, ce qui permet à Kepler d'observer simultanément environ 100000 étoiles de la séquence principale, de magnitude comprise entre 9 et 15.

A noter que le projet PLATO proposé lors de l'appel à idées pour le programme de l'ESA 2015-2025 (Cosmic Vision) en 2007 est un post-CoRoT et Kepler. Il permettrait d'observer un vaste champ de 1000 degrés carrés et des étoiles plus lumineuses pour faciliter le suivi.

Parmi les autres observatoires spatiaux permettant la détection de transits planétaires, on peut citer le micro-satellite canadien MOST¹⁶, le Hubble Space Telescope avec ses instruments WFPC¹⁷, STIS et NICMOS¹⁸ et le télescope Spitzer avec son spectrographe IRS¹⁹ permettant d'observer les transits secondaires. Le futur observatoire JWST²⁰ devrait permettre d'atteindre une résolution spectrale encore plus grande ainsi qu'une meilleure sensibilité pour ce genre d'observations.

1.1.2.2 Les Microlentilles gravitationnelles

La perturbation de la photométrie d'une étoile par la présence d'un compagnon planétaire peut être détectée d'une autre manière : lors de l'observation de microlentilles gravitationnelles. L'effet de microlentille gravitationnelle est basé sur le principe de lentille gravitationnelle décrit par Einstein (1936) dans sa théorie de la relativité. Si l'on observe une étoile lointaine, et que lors de l'observation, un corps massif, tel qu'une autre étoile, passe dans la ligne de visée entre l'observateur et l'étoile cible, le champ gravitationnel du corps massif va agir comme une lentille et courber la lumière de l'étoile cible distante en l'amplifiant (cf. Fig. 1.11).

Lors d'un effet de lentille simple, la variation de luminosité observée est symétrique et centrée sur la position de l'étoile lentille. Mais si cette dernière possède un compagnon planétaire, le champ gravitationnel de la planète va contribuer à l'effet de microlentille et on va observer une anomalie dans la courbe de l'événement : un second pic d'amplification (cf. Fig. 1.12) dont l'intensité va dépendre de la masse de la planète et de la géométrie du phénomène (si l'objet est ponctuel, l'amplitude est infinie). Par ailleurs, l'événement durera plus longtemps.

16. *Microvariability and Oscillations of STars*

17. *Wide Field and Planetary Camera*

18. *Near Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer*

19. *Infrared Spectrograph*

20. *James Webb Space Telescope*

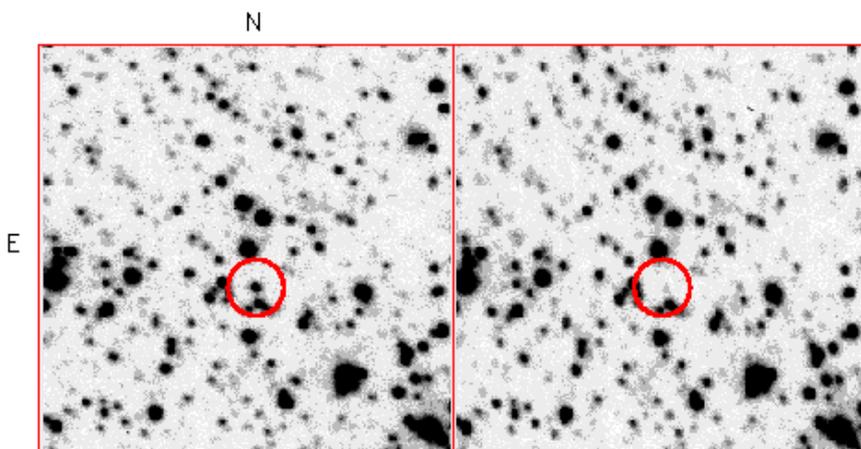


Figure 1.11 - Amplification gravitationnelle (d'un facteur 100) de 98-SMC-01 détectée par l'équipe MACHO (<http://www.planet-legacy.org/MS9801.html>). A gauche : objet observé durant la phase d'amplification, à droite : objet observé deux jours après l'événement. L'événement est attribué à une binaire stellaire dans le Petit Nuage de Magellan. Le champ de vue est d'environ 70 x 70 secondes d'angle.

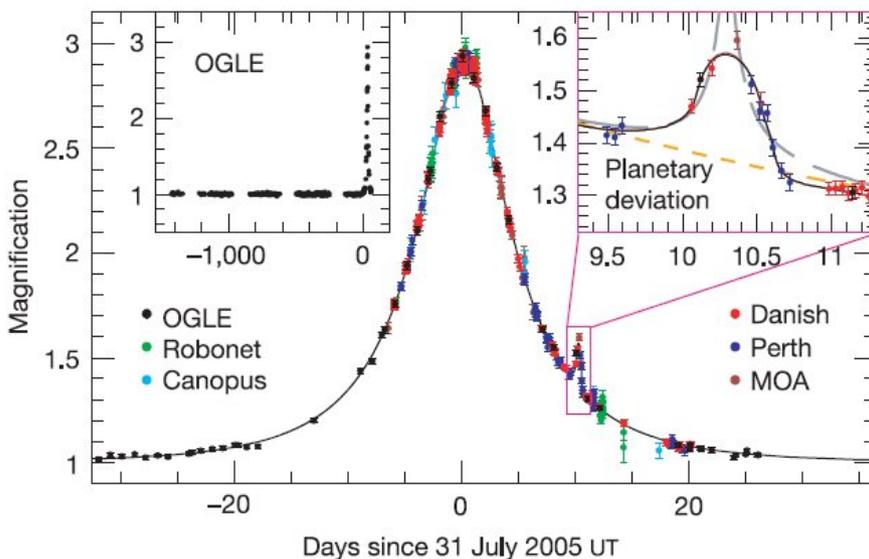


Figure 1.12 - Courbe de lumière de l'événement de microlentille gravitationnelle de OGLE-2005-BLG-390 (Beaulieu et al. 2006).

Cette méthode est capable de détecter des planètes de masse terrestre. Elle est plus sensible aux planètes ayant une orbite comprise typiquement entre celle de la Terre et de Jupiter, c'est à dire avec un demi-grand axe allant de 1 à 5 UA. La sensibilité de cette méthode à la détection de planètes de faible masse est restreinte par la taille angulaire finie de l'étoile source, limitant la détection à des planètes de quelques masses terrestres ²¹ pour les étoiles sources géantes et permettant la détection de planètes allant jusqu'à 0.1 masse terrestre pour des étoiles sources de la séquence principale du centre de la galaxie (bulbe galactique) (Beaulieu et al. 2006). Cet effet se produit uniquement lorsque les étoiles sont pratiquement alignées. Il est donc assez rare et bref, compte tenu du fait que les deux étoiles et la Terre (observateur) bougent les unes par rapport aux autres. Les anomalies provoquées par la présence d'une planète ne durent généralement pas plus d'une journée pour une géante gazeuse et environ une heure pour une planète tellurique de la masse de la Terre. Par ailleurs, l'inconvénient de cette méthode est que l'effet ne se produit qu'une seule fois, on ne peut donc pas répéter l'observation. C'est pourquoi des programmes internationaux d'observation systématique utilisant des réseaux de télescopes automatisés ont été mis en place. Actuellement, le consortium OGLE ²² (USA) et le consortium MOA ²³ (Nouvelle-Zélande et Japon) surveillent les alertes d'amplification gravitationnelle afin d'être capables d'observer au bon moment un événement intéressant. La collaboration PLANET ²⁴ qui regroupe plusieurs télescopes à travers le monde a permis de détecter en 2006 une planète de $\approx 5.5M_{\oplus}$ (Beaulieu et al. 2006). Elle s'est regroupée récemment avec la collaboration MICROFUN ²⁵ qui compte également un grand nombre de télescopes pour le suivi des microlentilles.

A noter que le projet Américain MPF ²⁶ est dédié à la détection de planètes extrasolaires par la méthode des microlentilles gravitationnelles. Par ailleurs, le programme additionnel du projet européen EUCLID (ancien DUNE) permettrait aussi la recherche d'exoplanètes par la méthode des microlentilles. La limitation de cette technique est liée à la précision avec laquelle on va pouvoir modéliser l'événement détecté. La précision photométrique que l'on aura sur l'observation de l'événement conditionnera l'ajustement de la modélisation. La limitation de cette technique est donc une limite en sensibilité.

1.1.3 Principales Méthodes de détection directe

La détection directe de planètes extra-solaires est un enjeu scientifique important car, non seulement elle donne accès à des informations sur la nature et la composition des planètes observées ou au moins sur leur atmosphère, mais elle permet aussi de « voir » une planète dans un système planétaire autre que notre Système Solaire. Comme on l'a vu dans le §1.1.1,

21. $1M_{\oplus} \approx 5,9736 \cdot 10^{24}kg$

22. *Optical Gravitational Lensing Experiment*

23. *Microlensing Observations in Astrophysics*

24. *Probing Lensing Anomaly NETwork*

25. *MICROlensing Follow-up Network*

26. *The Microlensing Planet Finder mission*

elle demande la mise en oeuvre de techniques très pointues permettant d'avoir une haute résolution angulaire et un haut contraste afin d'être capable de distinguer les photons provenant de la planète de ceux émis par l'étoile parente.

1.1.3.1 Imagerie directe

Les avantages de l'imagerie directe sont nombreux (Halbwachs et al. 2006, chap 4) : elle permet la détection directe des photons de la planète donnant ainsi accès à sa température effective, sa masse, son âge, son albédo, sa composition chimique ... Toutes ces données permettent de tester les modèles d'évolution et les modèles atmosphériques. Elle permet aussi de déterminer tous les paramètres orbitaux de la planète, et en particulier son inclinaison i . Elle donne accès à tous les types d'étoiles parentes, notamment celles dont le type spectral est précoce ou les étoiles actives. Mais pour arriver à tout cela, les exigences instrumentales sont drastiques.

La résolution angulaire limite atteignable par un télescope, au sens du critère de Rayleigh, est donnée par la limite de diffraction du télescope :

$$\theta = 1.22 \frac{\lambda}{D} \quad (1.14)$$

avec D le diamètre d'ouverture du télescope et λ la longueur d'onde d'observation. Actuellement, les télescopes mono-pupilles (télescopes au sol équipés d'optique adaptative ou spatiaux) atteignent 50 mas. On voit donc qu'ils sont mieux adaptés aux planètes loin de leur étoile (cf. Tab. 1.1). Pour les planètes proches de leur étoile, l'interférométrie est une des méthodes les mieux adaptées. L'autre contrainte à prendre en compte est le contraste de luminosité entre l'étoile et la planète (cf. §1.1.1) pouvant aller de 10^4 à 10^{10} selon la nature de la planète et le domaine spectral choisi (cf. Tab. 1.1).

Pour réaliser l'imagerie directe d'une exoplanète, il faut donc trouver un bon compromis entre la résolution angulaire de l'instrument et le domaine spectral d'observation. Voyons maintenant les principales techniques de détection directe.

1.1.3.1.1 Optique adaptative et Coronographie

Optique adaptative : lorsqu'on observe une étoile avec un télescope mono-pupille de grand diamètre, au sol, la résolution de l'image n'est pas simplement limitée par la taille du télescope. En effet, la turbulence atmosphérique perturbe le front d'onde et dégrade la résolution de l'image en réduisant les performances du télescope à celles d'un petit instrument de quelques dizaines de centimètres (dépendant de la longueur d'onde d'observation et de la qualité du site d'observation). La technique de l'optique adaptative (OA) va permettre

de corriger partiellement ces perturbations afin d'atteindre au mieux une résolution limitée simplement par la diffraction.

Les systèmes d'OA sont constitués d'un miroir déformable, d'un ordinateur temps réel et d'un capteur de front d'onde. Ils fonctionnent de la manière suivante (cf. Fig. 1.13) :

- un capteur de front d'onde mesure et analyse les aberrations du front d'onde (mesure de sa phase) causées par son passage dans l'atmosphère. Pour ce faire, il mesure le front d'onde d'une étoile brillante de référence située dans le champ de vue et assimilée à une source ponctuelle (il est aussi possible de s'asservir sur l'objet lui-même).
- un ordinateur temps réel permet de transformer le signal mesuré par le capteur en commandes, qui sont envoyées aux actionneurs du miroir déformable et vont permettre de restaurer la forme plane que le front d'onde issu de la référence avait, avant de traverser l'atmosphère.

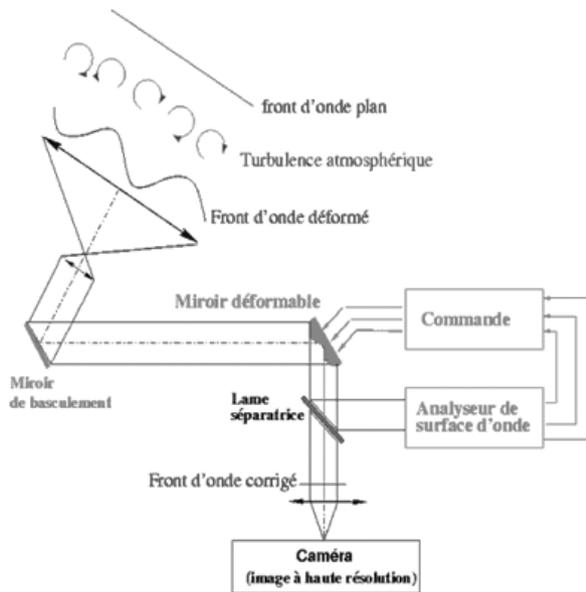


Figure 1.13 - Principe du fonctionnement d'un système d'optique adaptative -
Crédits ONERA.

La boucle mesure-analyse-corrrection, est faite plusieurs centaines de fois par seconde afin que la boucle de correction ne soit pas gênée par l'évolution de la turbulence (temps caractéristique de 1 seconde pour les bons sites). L'un des paramètres utilisés pour quantifier l'efficacité de la correction effectuée est le rapport de Strehl, correspondant au rapport entre la valeur maximale de l'intensité du pic de l'image de l'étoile non corrigée et la valeur du pic de l'image limitée seulement par la diffraction. Un rapport de Strehl de 1 correspond à une image qui est parfaite et totalement cohérente. Actuellement, les systèmes d'OA les plus performants

atteignent un rapport de Strehl de 0.6 (0.5 pour MACAO²⁷ et 0.6 pour NAOS-CONICA²⁸, tous deux sur le VLT). Les futurs projets sol de détection d'exoplanètes devraient atteindre au moins 0.9 : on attend 0.95 avec l'instrument SAXO²⁹ de SPHERE prévu pour 2010 sur le VLT. D'autres projets, analogues à SPHERE, sont prévus à l'Observatoire Gemini (GPI³⁰) et au Keck (KPAO³¹).

A noter que l'instrument NAOS-CONICA a permis d'obtenir la première image d'un compagnon de masse planétaire (cf. Fig. 1.14) autour d'une naine brune 2M1207 (Chauvin et al. 2005). En 2009, Lagrange et al. (2009) ont obtenu l'image d'un candidat « planète géante » dans le disque de poussière de β Pictoris (cf. Fig. 1.15).

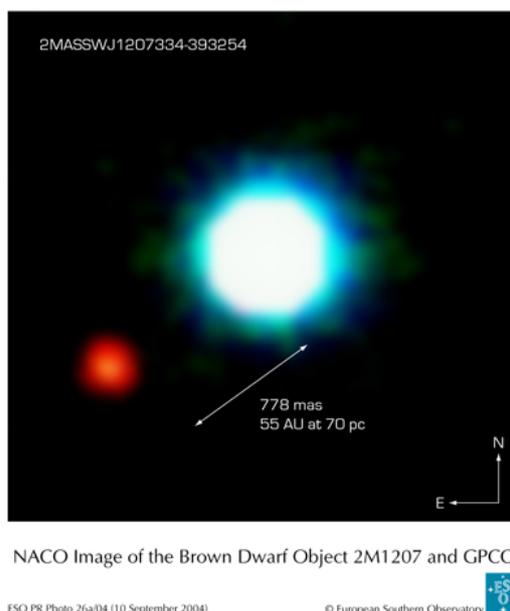


Figure 1.14 - Première image directe d'un compagnon planétaire orbitant autour d'une naine brune 2M1207 (Chauvin et al. 2005).

Coronographie : Même si l'on arrive à séparer angulairement l'étoile et sa planète, il faut encore faire face au problème du contraste de luminosité. La coronographie permet de remédier à cela. Cette technique n'est pas nouvelle, elle a été inventée dans les années 1930 par Bernard Lyot (Lyot 1939) afin d'observer la couronne solaire en dehors des périodes

27. *Multi Application Curvature Adaptive Optics*

28. *Nasmyth Adaptive Optics System*

29. *SPHERE Adaptive optics for eXoplanet Observation*

30. *Gemini Planet Finder*

31. *Keck Precision Adaptive Optics system*

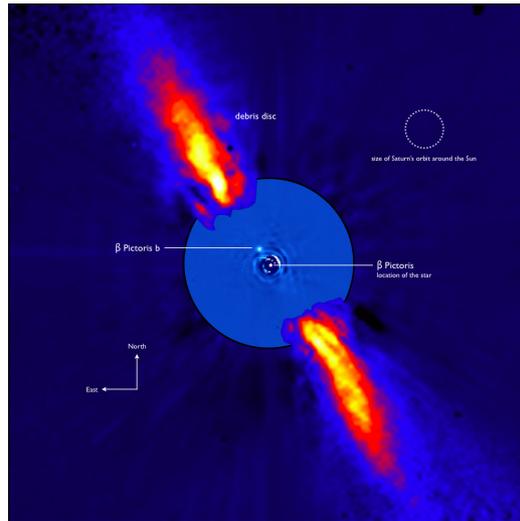


Figure 1.15 - Image d'une planète géante dans le disque de poussière de β Pictoris (Lagrange et al. 2009).

d'éclipse. Le principe de base de la coronagraphie stellaire est simple : il consiste à placer un masque dans le système optique afin d'occulter l'étoile observée et ainsi pouvoir distinguer la présence d'un compagnon planétaire beaucoup plus faible. Cependant le masque, situé dans le plan focal image primaire crée des effets de diffraction. L'astuce de Lyot pour pallier cela consiste à ré-imager le plan image primaire et à placer un diaphragme qui occulter les bords de la pupille afin d'éliminer les résidus stellaires. Dans le plan focal final, le flux de l'étoile est globalement réduit sur toute l'image alors que celui du compagnon planétaire est conservé. On réduit donc ainsi le contraste de luminosité entre l'étoile et la planète.

Une alternative est de remplacer le masque focal par un masque de phase de forme circulaire (Roddier & Roddier 1997) ou composé de quatre quadrants (Rouan et al. 2000). Ce masque fait subir un déphasage à la lumière de l'étoile centrale, ce qui permet une meilleure extinction. Les performances théoriques de tels masques suggèrent que des extinctions de l'ordre de 10^{10} peuvent être atteintes. Une autre technique consiste à réduire le flux de la source en modifiant la forme de la pupille et donc sa transmission à cause de l'occultation partielle de la pupille. Ceci est fait en appliquant une apodisation induite par la phase. C'est le cas de l'instrument PIAAC proposé par Guyon et al. (2005) et qui est actuellement en cours de test sur le ciel après que sa faisabilité ait été démontrée en laboratoire.

Lorsqu'on utilise la technique de la coronagraphie, il est essentiel que l'étoile source soit parfaitement centrée au centre du masque et que son image soit aussi symétrique que possible car toute déviation entraîne des résidus stellaires qui pourraient cacher la présence du compagnon stellaire. C'est pourquoi tous les systèmes coronagraphiques au sol sont conjugués avec des systèmes d'optique adaptative. C'est aussi le cas de tous les futurs projets cités précédemment (cf. §1.1.3.1.1).

1.1.3.1.2 Interférométrie

Nous avons vu dans le §1.1.2.1.2 que l'interférométrie était utilisée en astrométrie pour mesurer le mouvement dans le plan du ciel d'une étoile par rapport à une référence fixe. Rappelons brièvement le fonctionnement d'un interféromètre optique :

pour qu'il y ait interférence entre deux ondes, il faut que ces deux ondes soient cohérentes temporellement et spatialement. Ceci est exprimé par le degré de cohérence qui vaut 1 quand la cohérence est complète et 0 quand il n'y a pas de cohérence. Un interféromètre à deux télescopes est un instrument qui mesure le degré de cohérence spatio-temporel du champ électromagnétique émis par une source. La figure 1.7 (cf. §1.1.2.1.2) montre le principe de fonctionnement d'un interféromètre à deux télescopes comme le VLTI. La lumière provenant de l'étoile cible arrive avec un certain retard dans le télescope 2 par rapport au télescope 1. La différence de chemin optique δ entre les deux bras de l'interféromètre est corrigée par une ligne à retard. Les deux faisceaux sont ensuite recombinaés pour obtenir les franges d'interférence. En faisant varier δ avec la ligne à retard, on obtient un interférogramme (intensité à la sortie du recombineur en fonction de δ). A partir de cet interférogramme, on peut déterminer ce que l'on appelle la visibilité V :

$$V = \frac{I_{max} - I_{min}}{I_{max} + I_{min}} \quad (1.15)$$

avec I_{min} et I_{max} les intensités minimale et maximale sur l'interférogramme.

Visibilité et détection d'exoplanètes : dans le cas de la détection d'exoplanètes par l'interférométrie, on considère l'étoile et son compagnon planétaire comme la combinaison de deux sources mutuellement incohérentes, ayant un fort contraste entre elles. La visibilité de cette combinaison équivaut à la somme des visibilités des 2 objets (V_1 et V_2) pondérée par la prise en compte de leurs intensités relatives (I_1 et I_2). Elle s'exprime ainsi (Bordé 2003) :

$$V^2 = \frac{V_1^2 + V_2^2 + 2rV_1V_2 \cos \theta^2}{1 + r} \quad \text{avec } r = \frac{I_2}{I_1} \quad (1.16)$$

avec θ la position angulaire du système planétaire par rapport à la ligne de base de l'interféromètre.

La détection de planètes requiert des mesures de visibilité très précises. La précision actuelle atteinte est de l'ordre de 10^{-3} avec par exemple les instruments AMBER³² et MIDI³³ du VLTI.

Une autre technique consiste à mesurer la phase différentielle. En effet, la planète va apparaître plus brillante à certaines longueurs d'onde qu'à d'autres. La phase étant liée proportionnellement au rapport de flux entre la planète et l'étoile, la changement de phase va

32. Astronomical Multi-BEam combineR

33. Mid-IR Interferometric Instrument

indiquer un changement de position du photocentre (Vannier et al. 2004, 2006; Halbwachs et al. 2006).

Par ailleurs, un technique potentiellement envisageable est la cloture de phase³⁴ annulante (mesure de la cloture de phase près des premiers zéro de la fonction de visibilité). Cette technique permettrait de s'affranchir des perturbations atmosphériques ou des erreurs instrumentales situées sur chaque bras de l'interferomètre (Chelli et al. 2009).

Interférométrie annulante : l'interférométrie annulante, encore appelée interférométrie en frange noire ou coronagraphie annulante consiste cette fois-ci à recombinaison des ondes provenant de deux télescopes de manière destructive en introduisant un déphasage de π entre les deux bras de l'interféromètre. On aura donc des interférences destructives, l'étoile cible située dans la frange noire sera « éteinte » et le compagnon planétaire pourra être détecté dans la frange brillante. Cette technique fait l'objet du chapitre 2 et sera donc expliquée plus en détail par la suite.

1.1.3.1.3 Hypertélescope

Le projet « d'hypertélescope » proposé par Labeyrie (1996, 2003) a pour but de faire de l'imagerie à très haute résolution spatiale en combinant les capacités d'imagerie des télescopes classiques avec les performances de résolution angulaire obtenues par les interféromètres. Plusieurs petits télescopes sont positionnés de telle sorte qu'ils se répartissent sur le miroir « imaginaire » d'un plus grand télescope afin de synthétiser une ouverture plus grande. Un système appelé « densificateur de pupille » est composé de plusieurs lentilles et permet d'augmenter la couverture fréquentielle dans le plan des fréquences spatiales. L'hypertélescope permet de faire de l'imagerie de la surface d'exoplanètes. Le projet CARLINA mené par l'Observatoire de Haute Provence tente actuellement de démontrer expérimentalement la faisabilité de ces hypertélescopes.

1.1.3.1.4 Observations radio

Si l'on se place dans le domaine des ondes radio, l'objet le plus brillant après le Soleil dans le ciel est Jupiter. En effet dans ce domaine spectral, le contraste entre le flux de l'étoile et de la planète est minimal, particulièrement aux longueurs d'ondes décimétriques. Les planètes ayant un champ magnétique produisent des émissions aurorales non thermiques (interactions entre les particules chargées et le champ magnétique au niveau des pôles) dont l'intensité est

34. somme des phases mesurées sur trois lignes de bases connectées

comparable à l'émission de l'étoile elle-même. Les futurs projets LOFAR³⁵ et SKA³⁶ ont pour but de construire un réseau interférométrique pour détecter, entre autres, ces émissions aurorales.

1.1.3.2 Reflexions - Polarimétrie

La lumière émise par une étoile est non polarisée. Cependant, lorsqu'elle se réfléchit sur une planète, elle est diffusée dans l'atmosphère de celle-ci. La lumière diffusée est alors linéairement polarisée, perpendiculairement au plan de diffusion. Quand la planète tourne autour de l'étoile, l'angle de diffusion change et la polarisation varie. Si l'orbite de la planète est quasi circulaire, on peut observer deux pics par période orbitale (Berdyugina et al. 2008). La variation de polarisation observée peut donc en principe permettre de déterminer la période orbitale de la planète mais aussi l'inclinaison, l'excentricité et l'orientation de l'orbite. Si la précision polarimétrique est assez grande, on peut aussi déterminer la nature des particules diffusantes de l'atmosphère de la planète. Le degré de polarisation attendu est très faible, de l'ordre de $\approx 10^{-5}$ et cette méthode n'avait donné aucun résultat jusqu'à il y a très peu de temps. Cependant, en 2008, Berdyugina et al. (2008) ont annoncé la première détection de lumière polarisée et diffusée de l'atmosphère de l'exoplanète HD 189733 b (jupiter chaud) dans le visible. Les jupiters chauds sont actuellement les meilleurs candidats pour ce type de détection car, du fait qu'ils sont proches de leur étoile, ils ont une atmosphère étendue qui diffuse la lumière de manière très efficace, particulièrement dans le bleu.

1.1.4 Déjà plus de 420 ... !

En se basant sur le catalogue des planètes extra-solaires donné dans l'encyclopédie des planètes créée par Jean Schneider (<http://exoplanet.eu/>), le tableau 1.6 récapitule le nombre de planètes détectées à ce jour (8 Janvier 2010) suivant les principales méthodes de détection énoncées dans les paragraphes précédents. Le nombre total de planètes extrasolaires détectées est de 423.

35. *Low Frequency Array*

36. *Square Kilometric Array*

37. dont quelques observations de transits secondaires. Par exemple : HD 209458 b ou HD 189733 b

Méthodes de détection	Nb de systèmes planétaires	Nb de planètes	Nb de syst. planétaires multiples
Indirecte			
VR ou Astrométrie	333	393	41
Transit ³⁷	69	69	3
Microlentilles gravit.	9	10	1
Chronométrage des pulsars	6	9	2
Directe			
Imagerie	9	11	1

Tableau 1.6 - Nombre d'exoplanètes détectées en date du 8 Janvier 2010 suivant la méthode de détection utilisée (<http://exoplanet.eu/>).

1.2 La « Zoologie » des exoplanètes

Depuis la découverte en 1995 de la première exoplanète orbitant autour d'une étoile de type solaire, plus de 420 planètes ont été découvertes (cf. §1.1.4), regroupées dans plus de 300 systèmes planétaires dont une quarantaine sont multiples. Comme on l'a vu précédemment, la plupart de ces découvertes ont été réalisées avec des méthodes indirectes telles que la méthode des vitesses radiales ou la méthode des transits. Globalement, toutes ces découvertes ont révélé l'existence de planètes ayant une grande variété de caractéristiques générales conduisant notamment à revoir le mécanisme de formation des planètes géantes et même la définition d'une planète. Contrairement aux planètes géantes du Système Solaire, ces « nouveaux mondes » présentent une variété inattendue de masses et de paramètres orbitaux (Santos et al. 2002). On peut citer, notamment, les jupiters chauds qui orbitent très près de leur étoile et qui ont un demi-grand axe plus petit que la distance Soleil-Mercure (10%) ou les planètes dont l'excentricité est très grande et ressemble plus à celle des comètes dans le Système Solaire. Ce paragraphe a pour but de voir d'un point de vue statistique, au travers de ces diversités, les informations que ces objets fournissent.

1.2.1 La distribution de masse

Il est tout d'abord intéressant de regarder la répartition de masse des compagnons stellaires et planétaires des étoiles de type solaire. Santos et al. (2002) montrent (cf. Fig. 1.16) qu'il y a un creux dans la distribution : elle est bimodale. Ce creux sépare les compagnons stellaires de faible masse des objets de masse planétaire. Il est généralement appelé « Désert des Naines Brunes ». Il apporte une indication que ces deux populations d'objets résultent de mécanismes de formation différents : les étoiles se forment par l'effondrement gravitationnel et la fragmentation d'un nuage de gaz et de poussière (dans le modèle classique) alors que les

planètes se forment dans un disque d'accrétion circumstellaire.

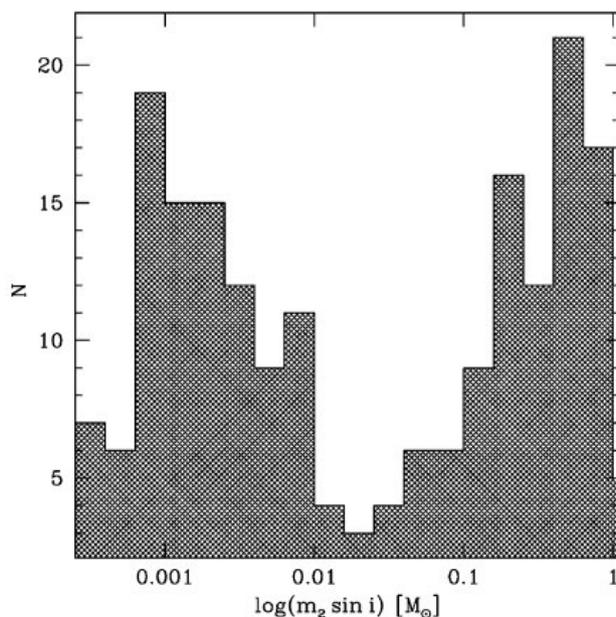


Figure 1.16 - Distribution de la masse minimum des compagnons de faible masse découverts (jusqu'en 2002) autour d'étoiles de type solaire (Santos et al. 2002).

Si l'on regarde maintenant simplement la distribution de masse des exoplanètes, la figure (cf. Fig. 1.17) montre que :

- bien que la méthode des vitesses radiales soit plus sensible aux compagnons massifs, plus de la moitié des objets détectés ont une masse semblable à celle de Jupiter et les objets de plusieurs masses de Jupiter sont rares. Toutefois, il faut noter que l'on considère ici $m_p \sin(i)$, ce qui donne donc une limite inférieure de la masse réelle des planètes. Cependant, une déconvolution de l'histogramme par $\sin(i)$ montre que ce n'est pas un artéfact des effets de projection dus à l'indétermination de l'inclinaison i mais que la tendance montrée par cet histogramme est bien réelle.
- plus d'une quarantaine de planètes ont une masse inférieure à un dixième de masse de Jupiter. La découverte d'objets de masse de plus en plus faible montre que le domaine de masse des exoplanètes s'étend bien jusqu'aux domaines des planètes de masses terrestres.

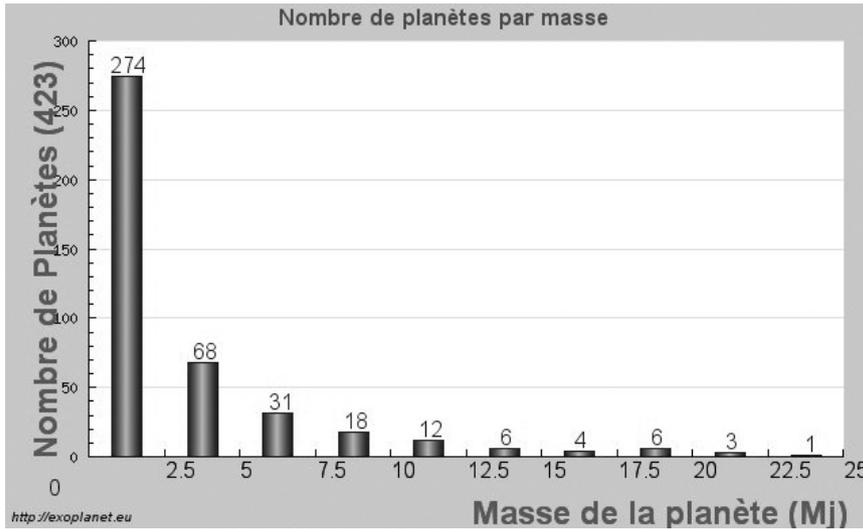


Figure 1.17 - Distribution de masse des exoplanètes connues actuellement (*Janvier 2010*).

1.2.2 La distribution de distance

Si l'on regarde la distribution de distance des exoplanètes (cf. Fig. 1.18, haut), on voit que près de la moitié des objets orbitent à une distance inférieure à 0.4 UA (distance Soleil-Mercure). Un tiers d'entre eux ont une orbite avec un demi-grand axe de l'ordre de 0.05 UA (cf. Fig. 1.18, bas) et orbitent donc très près de leur étoile parente avec une période de seulement quelques jours.

Les jupiters chauds³⁸ ou pégasides (du nom de 51 Peg b la première exoplanète découverte par la méthode des vitesses radiales et qui était de ce type) font partie de ce type d'objets de même que des objets de masse comparable à celle de Neptune et Uranus (appelés neptune chaud, uranus chaud ou uranus tempéré). La découverte de ces objets, inconnus dans le Système Solaire, a permis d'améliorer la modélisation des processus de formation et d'évolution des planètes géantes. Les modèles actuels de formation planétaire ne permettent pas à ces planètes de s'être formées à la position où on les observe actuellement car la température est trop importante à cet endroit pour permettre aux grains du noyau de se condenser, et la densité du disque protoplanétaire est trop faible. Les modèles envisagent que ces planètes se sont formées à des distances plus grandes et se sont rapprochées de leur étoile par « migration orbitale » car leurs paramètres orbitaux ont évolué au cours du temps. A cause de la proximité à leur étoile, ces planètes sont en permanence irradiées. De plus, leur orbite est quasiment circulaire (excentricité très faible) et leur période de révolution est

³⁸. ces objets sont nommés ainsi du fait de leur taille (masse comparable à celle de Jupiter) et de la proximité à leur étoile (qui implique une température élevée)

souvent égale à leur période de rotation (ceci à cause des forts effets de marée), ce qui fait que ces planètes sont en rotation synchrone. A l'exception de ces objets, la distribution est assez uniforme entre 0 et 5 UA.

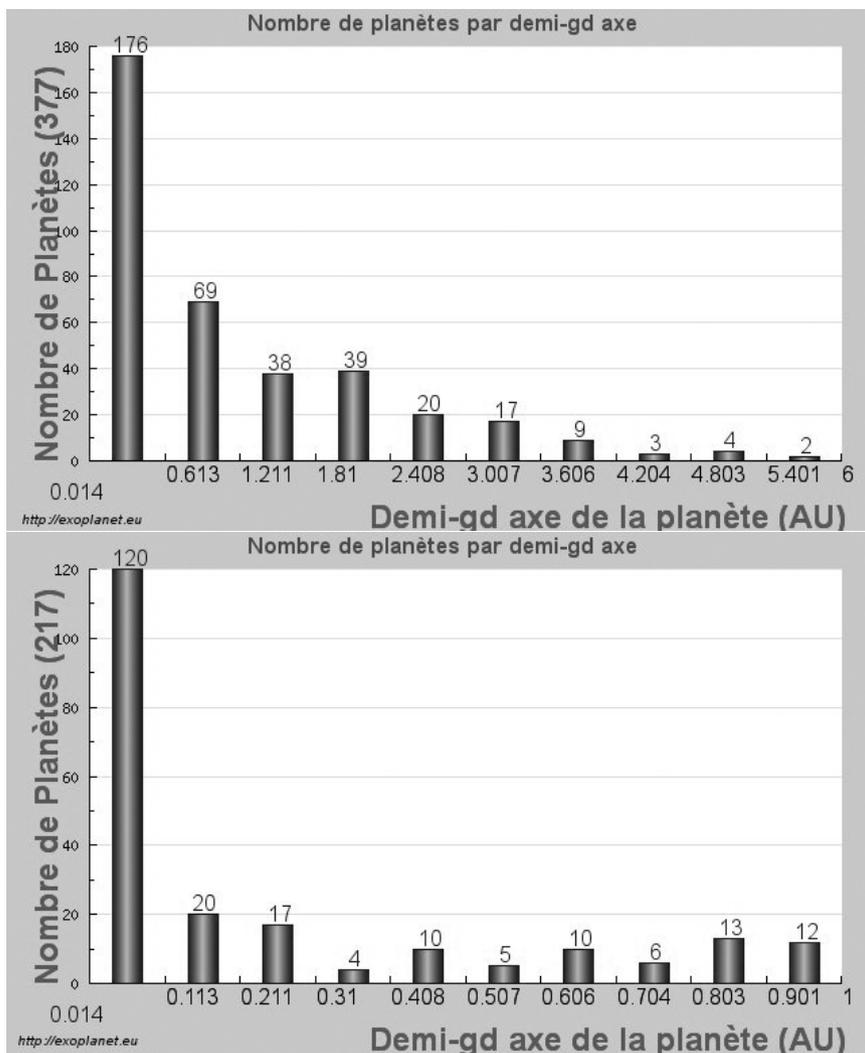


Figure 1.18 - Distribution de distance des exoplanètes connues actuellement. *Haut* : demi-grand axe compris entre 0 et 6 UA, *bas* : demi-grand axe compris entre 0 et 1 UA (Janvier 2010).

1.2.3 Relation masse - période

Des résultats récents ont montré qu'il semble y avoir une relation assez forte entre la masse et la période orbitale pour les exoplanètes géantes. Si l'on regarde le diagramme de corrélation masse - période (cf. Fig. 1.19), on voit :

- qu'il y a peu de planètes de grande masse ($m_p > 2M_J$) orbitant à courte période ($P < 100 \text{ jours}$),
- qu'il y a peu de planètes géantes orbitant à longue période.

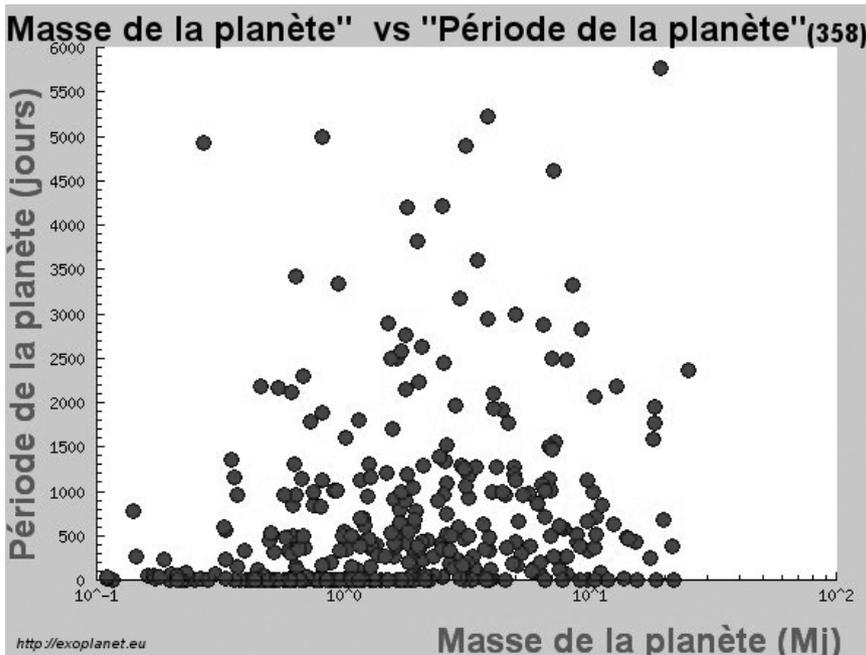


Figure 1.19 - Diagramme de corrélation Masse-Période (Période en échelle logarithmique) pour les exoplanètes connues actuellement (Janvier 2010).

Ces résultats permettent de mieux comprendre les mécanismes de formation planétaire et de migration car ils sont en accord avec les théories actuelles d'évolution orbitale planétaire (Halbwachs et al. 2006; Papaloizou et al. 1999; Bryden & Lin 1999) qui consistent à dire que plus la planète est massive (grande inertie), moins le processus de migration est efficace. Les planètes très massives ont tendance à rester à leur position initiale loin de leur étoile (grande période). A contrario, pour les planètes de plus faible masse, le processus de migration est plus efficace et les planètes sont statistiquement plus abondantes à courtes périodes.

1.2.4 Excentricité de l'orbite

Intéressons-nous maintenant à la relation entre l'excentricité des planètes et leur période orbitale. Le diagramme de corrélation « période vs excentricité » présenté en figure 1.20 nous donne plusieurs informations :

- les planètes à courte période (inférieure à quelques jours) ont une excentricité faible et, par conséquent, une orbite quasi-circulaire. Ceci peut s'expliquer par le fait qu'à courte distance orbitale, les effets de marée sont très forts et ceci provoque de la dissipation d'énergie par friction dans le manteau planétaire. Cette dissipation tend à circulariser l'orbite de la planète et progressivement à synchroniser la période orbitale et la période de rotation (identique pour l'orbite synchrone de la Lune autour de la Terre). Il faut environ 10^9 années pour circulariser un objet dont la période est d'environ 7 à 10 jours (Murray & Dermott 1999; Halbwachs et al. 2005).
- pour les planètes ayant une période supérieure à quelques jours, il n'y a pas de corrélation évidente entre la période et l'excentricité orbitale.
- contrairement aux planètes du Système Solaire dont les excentricités sont faibles (en dessous de 0.1 excepté 0.206 pour Mercure), certaines planètes ont des excentricités très grandes pouvant aller jusqu'à plus de 0.9, ce qui correspondrait plutôt aux orbites cométaires dans notre Système Solaire.

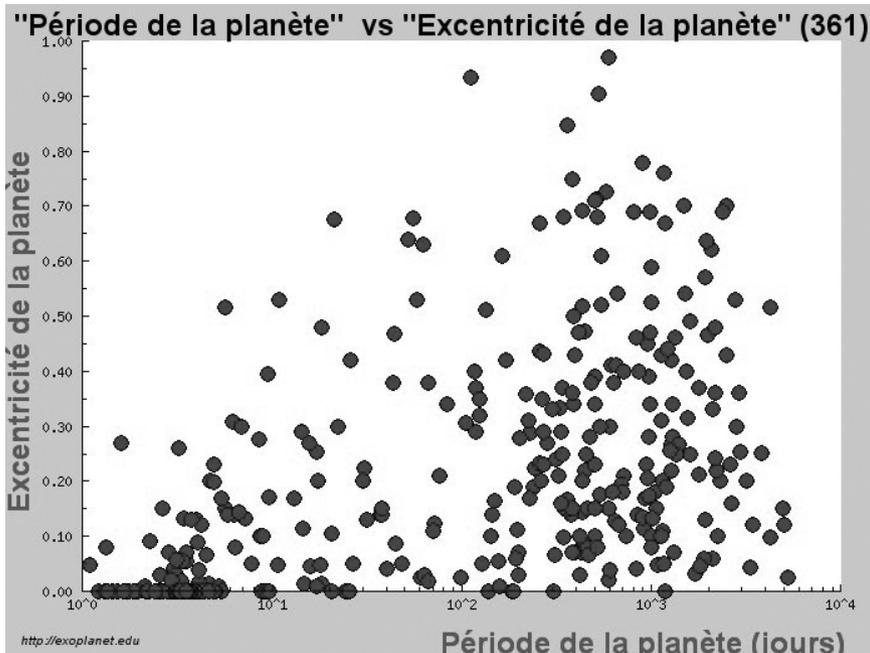


Figure 1.20 - Diagramme de corrélation Excentricité-Période (Période en échelle logarithmique) pour les exoplanètes connues actuellement (Janvier 2010).

A noter que cette distribution excentricité/période est comparable à celle des systèmes stellaires multiples (Halbwachs et al. 2006, chap 1).

1.2.5 Les étoiles hôtes

Jusqu'à maintenant, nous avons passé en revue les résultats obtenus à partir des caractéristiques des planètes découvertes. Cependant, les étoiles hôtes peuvent aussi apporter des informations pour aider à mieux comprendre le mécanisme de formation des planètes. Il existe une grande diversité de types d'étoiles abritant un compagnon planétaire : il y a les étoiles de la séquence principale de type spectral F à M, mais aussi les étoiles géantes, les étoiles naines, les objets jeunes (étoiles T Tauri), les pulsars etc... Si l'on regarde la distribution de métallicité³⁹ des étoiles ayant un compagnon planétaire (cf. Fig. 1.21), on s'aperçoit que les étoiles qui ont une exoplanète présentent généralement un excès de métallicité (2/3 des étoiles ont une métallicité supérieure à celle du Soleil).

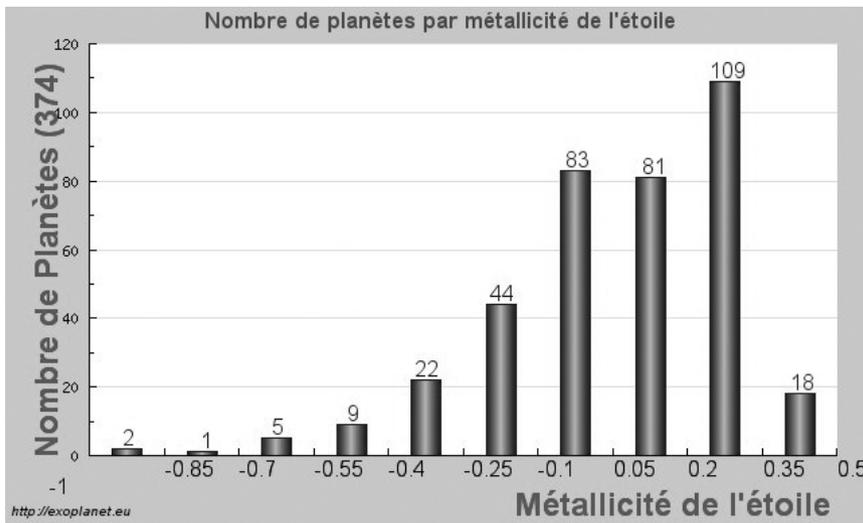


Figure 1.21 - Distribution de la métallicité des étoiles ayant un compagnon planétaire (Janvier 2010).

Pour expliquer cet excès, on peut se référer à la théorie standard de formation des systèmes planétaires : les planètes se forment dans un disque de poussière et de gaz autour d'étoiles jeunes. La composition du disque est semblable à celle de l'étoile. Des noyaux rocheux, constitués d'éléments métalliques, vont se créer pour former les noyaux des futures planètes.

39. donnée par le logarithme de l'abondance de fer dans une étoile par rapport à l'abondance de fer dans le Soleil $[Fe/H] = \log\left(\frac{[Fe]/[H]}{[H]/[Fe]}\right)$, égal à 0 pour des étoiles dont la métallicité est identique au Soleil, négatif pour les objets de faible métallicité et positif quand l'étoile présente un excès de métallicité.

Il n'est donc pas étonnant de trouver des planètes autour d'étoiles métalliques. A noter qu'une autre théorie expliquant cet excès de métallicité repose sur la présence de planètes qui ont été englouties par l'étoile et ont ainsi augmenté sa métallicité.

CHAPITRE 2

INTERFÉROMÉTRIE ANNULANTE

Sommaire

2.1	Principe de l'interférométrie annulante	42
2.1.1	Spécification et performances d'un interféromètre annulant	44
2.1.1.1	Le taux de réjection	44
2.1.1.2	Du taux de réjection aux contraintes optiques	45
2.1.1.2.1	Contraintes sur l'amplitude des ondes	46
2.1.1.2.2	Contraintes sur la phase des ondes	46
2.1.1.2.3	Contraintes sur la polarisation	47
2.1.1.2.4	Filtrage optique	48
2.1.2	Réalisation pratique	49
2.1.2.1	Les sources	49
2.1.2.2	Génération des faisceaux	50
2.1.2.3	Egaliseur de flux	50
2.1.2.4	Les lignes à retard	51
2.1.2.5	Les déphaseurs achromatiques	52
2.1.2.6	Le Recombineur	54
2.1.2.7	Filtrage optique et Détection	55
2.2	Projets d'interféromètres annulants	56
2.2.1	Au sol	56
2.2.2	Dans l'espace	58
2.2.2.1	Les projets Darwin et TPF-I	58
2.2.2.2	Les précurseurs de Darwin et TPF-I	59

2.2.2.2.1	PEGASE	59
2.2.2.2.2	FKSI	63
2.2.2.2.3	DAVINCI	64
2.3	Interférométrie annulante en laboratoire	64
2.3.1	Aux USA	65
2.3.2	En France	66
2.3.2.1	MAII	66
2.3.2.2	SYNAPSE	67
2.3.2.3	Nulltimate	67
2.3.2.4	Le banc PERSEE	69
2.3.3	Ailleurs en Europe	69

Nous avons vu dans le chapitre précédent (cf. §1.1.1) que pour détecter directement une exoplanète, il fallait faire face à un certain nombre de contraintes, telles que le fort contraste de luminosité entre la planète et son étoile parente et la très faible séparation angulaire entre les deux objets. L'interférométrie annulante ou interférométrie en frange noire permet de résoudre simultanément ces deux problèmes.

2.1 Principe de l'interférométrie annulante

Cette idée a vu le jour à la fin des années 1970 avec Bracewell (1978) et MacPhie (Bracewell & MacPhie 1979) qui proposent le concept d'un interféromètre spatial infrarouge qui serait capable d'éteindre le flux de l'étoile visée par interférences destructives, afin de détecter son éventuel compagnon planétaire dont le signal recueilli par les télescopes interférerait de manière constructive. Dans ce paragraphe, nous allons voir le principe de l'interférométrie annulante dans cette configuration dite de Bracewell, à deux télescopes.

Considérons un interféromètre à deux télescopes, ayant une ligne de base B et observant à une longueur d'onde λ . Les deux télescopes pointent en même temps vers le système étoile-planète. La planète et l'étoile sont séparées angulairement d'un angle θ (cf. Fig. 2.1). A cause de la diffraction, chaque télescope ne résout pas le système étoile-planète. Les faisceaux collectés par les deux télescopes sont superposés et recombinaison en opposition de phase (contrairement à l'interférométrie « classique » où la recombinaison est en phase) grâce à un système

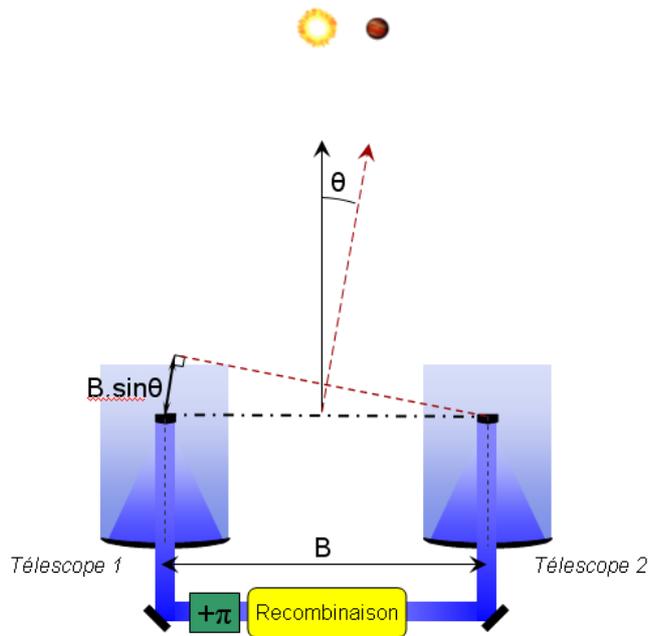


Figure 2.1 - Principe d'un interféromètre annulant.

appelé *déphaseur achromatique* ou APS¹. Ce système permet d'introduire un déphasage de π dans l'un des deux bras de l'interféromètre. On obtient ainsi des interférences destructives ; la transmission sur la ligne de visée devient nulle et on éteint le signal provenant de l'étoile cible. La lumière provenant de la planète située hors de l'axe de visée arrive sur le télescope 1 avec un retard de phase par rapport au télescope 2 :

$$\Delta\varphi = \frac{2\pi\delta}{\lambda} \text{ avec } \delta = B \cdot \sin(\theta) \quad (2.1)$$

δ étant la différence de marche (ou ddm) entre les deux fronts d'ondes. En ajustant la base de l'interféromètre B , on peut obtenir que $B \cdot \sin(\theta) = \lambda/2$ afin que le déphasage introduit par la différence de marche δ compense, à la longueur d'onde λ , celui introduit par l'APS dans un bras de l'interféromètre. On a donc, pour la planète, un état d'interférences constructives. La figure 2.2 montre la réponse de l'interféromètre (carte de transmission) pour une ligne de base $B = 10$ m et une longueur d'onde d'observation $\lambda = 10 \mu\text{m}$, le couple étoile-planète observé est séparé angulairement de $\theta \approx 0.2''$. L'étoile est placée sur la frange centrale « noire » et la planète est sur la frange « brillante » adjacente.

Afin de séparer correctement le flux de la planète de celui provenant de l'étoile, il faut moduler le signal de la planète. Pour ce faire, l'interféromètre tourne sur lui-même autour

1. *Achromatic Phase Shifter*

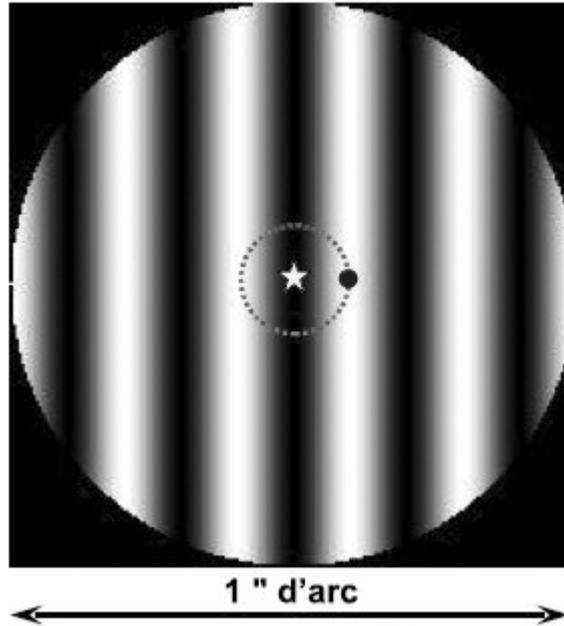


Figure 2.2 - Carte de transmission d'un interféromètre de Bracewell pour un système étoile-planète. $B = 10m$, $\lambda = 10\mu m$ et $\theta \simeq 0.1''$

de la ligne de visée, ce qui permet de moduler spatialement la transmission de l'instrument hors de la ligne de visée. De cette manière, la planète passe alternativement dans une zone angulaire où la transmission de l'instrument est élevée puis dans une zone où elle est quasi nulle. Le signal est ainsi modulé lors de la rotation de l'interféromètre.

2.1.1 Spécification et performances d'un interféromètre annulant

2.1.1.1 Le taux de réjection

La première grandeur à considérer pour estimer les performances d'un interféromètre est une quantité appelée le taux de réjection (noté ρ). Il se définit par la relation suivante ² :

$$\rho(\lambda) = \frac{I_{max}}{I_{min}} \quad (2.2)$$

avec I_{max} (respectivement I_{min}) la transmission maximale (respectivement minimale) de l'interféromètre.

2. on se place dans le cas d'une étoile ponctuelle.

Le taux de rejection est infini pour un instrument parfait car les deux faisceaux recombines sont identiques en termes d'amplitude, de phase et de polarisation. Dans la pratique, il reste toujours de légères fluctuations entre les deux fronts d'onde (dues à des défauts d'alignement ou des défauts sur les optiques) limitant le taux de réjection et faisant apparaître des fuites stellaires³.

On trouve aussi parfois la performance de l'instrument exprimée en terme de *taux de nulling* ou *extinction* $N(\lambda)$, qui est en fait l'inverse du taux de réjection. Cette valeur nous permet de comparer facilement la performance de l'interféromètre avec le contraste étoile-planète que l'on souhaite atteindre.

A noter que l'on peut exprimer la visibilité (plus couramment utilisée en interférométrie) en fonction du taux de rejection par l'expression suivante :

$$V = \frac{I_{max} - I_{min}}{I_{max} + I_{min}} = \frac{\rho - 1}{\rho + 1} \quad (2.3)$$

2.1.1.2 Du taux de réjection aux contraintes optiques

Nous avons vu dans le paragraphe précédent que, dans la pratique, le taux de réjection ne peut pas être infini. Voyons comment cela se traduit en termes de contraintes pour l'instrument lui-même.

Par la suite, nous nous placerons dans le cas le plus simple possible, c'est à dire celui d'un interféromètre plan-pupille à deux ouvertures, en monochromatique.

Si l'on recombine deux ondes électromagnétiques cohérentes temporellement, issues des bras de l'interféromètre, l'onde résultante est la somme algébrique de ces deux ondes Si A_1 et A_2 sont les amplitudes des deux ondes incidentes et, ϕ_1 et ϕ_2 leurs phases, on peut alors exprimer l'intensité de l'onde résultante I de la manière suivante :

$$I = |A_1|^2 + |A_2|^2 + 2 \cdot |A_1| \cdot |A_2| \cdot \cos(\phi_2 - \phi_1) \quad (2.4)$$

$$= I_1 + I_2 + 2 \sqrt{I_1 I_2} \cdot \cos(\Delta\phi) \quad (2.5)$$

Si les deux ondes sont identiques et ont la même intensité I_0 , alors :

- en frange noire ($\Delta\phi = \pi$), l'intensité sera nulle,
- en frange brillante ($\Delta\phi = 0$), l'intensité vaudra $I = 4 I_0$,

on aura donc un taux de réjection infini. Dans la pratique, le chemin optique suivi par les deux faisceaux n'est jamais exactement égal et par conséquent, les déformations d'amplitude, de phase et de polarisation subies par les faisceaux ne sont pas identiques. Nous allons voir dans la suite de ce paragraphe, quelles sont les contraintes en termes d'amplitude, de phase et de polarisation sur les deux ondes à recombinaison.

3. il y a deux origines aux fuites stellaires : les fluctuations de la ddm et la taille finie de la frange noire.

2.1.1.2.1 Contraintes sur l'amplitude des ondes

Le but ici est de déterminer quel taux de réjection on peut atteindre pour un défaut d'intensité ϵ entre les deux ondes qui sont recombinaées. Le défaut d'intensité entre les deux ondes s'exprime ainsi :

$$I_2 = I_1(1 + \epsilon) \quad (2.6)$$

En remplaçant I_2 dans la relation 2.5, on obtient alors :

$$I = I_1(2 + \epsilon) + 2I_1 \sqrt{1 + \epsilon} \cos(\Delta\phi) \quad (2.7)$$

Les intensités minimale et maximale de l'onde résultante s'écrivent alors :

$$I_{min} = I_1(2 + \epsilon) - 2I_1 \sqrt{1 + \epsilon} \quad (2.8)$$

$$I_{max} = I_1(2 + \epsilon) + 2I_1 \sqrt{1 + \epsilon} \quad (2.9)$$

On a donc un taux de réjection qui vaut :

$$\rho = \frac{I_{max}}{I_{min}} = \frac{2 + \epsilon + 2\sqrt{1 + \epsilon}}{2 + \epsilon - 2\sqrt{1 + \epsilon}} \quad (2.10)$$

En faisant un développement limité à l'ordre de 2 de $\sqrt{1 + \epsilon} = 1 + \frac{1}{2}\epsilon - \frac{1}{8}\epsilon^2 + o(\epsilon^2) \dots$ au voisinage de 0, il vient :

$$\rho \approx \frac{16}{\epsilon^2} \text{ soit } \epsilon \approx \frac{4}{\sqrt{\rho}} \quad (2.11)$$

On voit donc que pour obtenir une extinction de l'ordre de 10^{-4} , il faut contrôler la différence d'intensité entre les deux bras de l'interféromètre à mieux que 4%.

2.1.1.2.2 Contraintes sur la phase des ondes

Nous voulons maintenant déterminer quel taux de réjection on peut atteindre pour une différence de phase $\delta\phi$ entre les deux ondes recombinaées. Comme précédemment, en utilisant l'expression 2.5, on a :

$$I_{min} = I_1 + I_2 + 2\sqrt{I_1 I_2} \cdot \cos(\pi + \delta\phi) \quad (2.12)$$

$$I_{max} = I_1 + I_2 + 2\sqrt{I_1 I_2} \cdot \cos(\delta\phi) \quad (2.13)$$

On suppose que l'intensité des deux ondes est parfaitement égale ($I_1 = I_2 = I_0$). le taux de rejection vaut alors :

$$\rho = \frac{I_{max}}{I_{min}} = \frac{1 + \cos(\delta\phi)}{1 - \cos(\delta\phi)} \quad (2.14)$$

On utilisant le développement limité de $\cos(\delta\phi) = 1 - \frac{(\delta\phi)^2}{2!} + o(\delta\phi^2) \dots$ au voisinage de 0, on obtient :

$$\rho \approx \frac{4}{(\delta\phi)^2} \text{ soit } \delta\phi \approx \frac{2}{\sqrt{\rho}} \quad (2.15)$$

Pour obtenir une extinction de l'ordre de 10^{-4} , il faut donc avoir des différences de phase, en deux points quelconques de la recombinaison, inférieures à 2×10^{-2} rad. Cela signifie que les défauts de planéité de la surface de la recombinaison doivent être inférieurs à $\approx \lambda/300^4$, ce qui est drastique.

Les inégalités de différence de marche entre les deux bras de l'interféromètre se traduisent en erreur de phase, ce qui nous permet de déduire l'influence d'une inégalité de ddm sur le taux de réjection :

$$\rho \approx \left(\frac{\lambda}{\pi ddm} \right)^2 \quad (2.16)$$

Si l'on se place à une longueur d'onde de $2 \mu\text{m}$ (longueur d'onde utilisée lorsque l'on travaille en monochromatique sur le banc PERSEE étudié durant cette thèse), pour atteindre un taux de réjection de $\approx 10^4$, il faudra égaliser la ddm à mieux que 6.5 nm. Dans le cas polychromatique (bande large), cette contrainte sera majorée par la longueur d'onde minimale de la bande spectrale utilisée.

Dans le cas expérimental, on peut en conclure que, pour un même taux de rejection, il sera plus facile de corriger un défaut d'intensité à l'aide, par exemple, d'un système de cou-teaux de Foucault pour égaliser l'intensité des flux entre les deux bras de l'interféromètre (vrai seulement s'il l'on dispose d'un filtrage modal) que de maîtriser un défaut de phase qui peut avoir plusieurs origines telles qu'un défaut d'épaisseur de substrat ou de traitement sur la recombinaison, ou la dilatation thermique . . .

Nous ne parlerons pas ici du calcul de l'effet d'un erreur de phase ou d'intensité sur le taux de réjection dans le cas polychromatique. Pour une description détaillée, je vous renvoie à la thèse de Frank Brachet (Brachet 2005).

2.1.1.2.3 Contraintes sur la polarisation

Outre les défauts de phase et d'amplitude sur les ondes à recombinaison, il faut aussi prendre en compte les effets de la polarisation. En effet, chaque réflexion (et transmission dans certains matériaux biréfringents) sur une surface réfléchissante introduit un déphasage entre les états de polarisation. Ce qui signifie que chaque réflexion dans un bras de l'interféromètre doit être identique dans l'autre bras, la symétrie ne doit pas être rompue. Il existe deux types de dissymétrie introduite par les défauts de polarisation :

4. avec $\lambda = 632.8 \text{ nm}$

- des défauts de phase différents entre les deux composantes⁵ s (perpendiculaire au plan d'incidence) et p des ondes (parallèle au plan d'incidence) : les deux ondes s seront déphasées de $\pi + \delta\varphi_s$ et les ondes p de $\pi + \delta\varphi_p$ avec $\delta\varphi_s \neq \delta\varphi_p$
- des effets de rotation de polarisation.

Les défauts de polarisation sont le plus souvent dus aux défauts d'alignement entre les différents composants optiques des deux bras de l'interféromètre.

Cet effet est plus faible que celui des défauts de phase ou d'intensité. Pour le banc PERSEE, des études ont été réalisées par le CNES et ont montré que pour un taux de réjection de 10^4 , une spécification d'alignement relatif des différents éléments du banc de 10 secondes d'angle semble suffisante pour ne pas être gêné par des défauts de polarisation.

Pour une étude détaillée des effets de polarisation, je vous renvoie à la thèse de Bruno Chazelas (Chazelas 2007).

2.1.1.2.4 Filtrage optique

Pour relaxer toutes les contraintes vues précédemment, une solution consiste à utiliser le filtrage optique. Celui-ci va permettre, en filtrant le front d'onde, de corriger la plupart de ses défauts (ceci à condition d'optimiser l'injection en permanence). Deux techniques de filtrage sont généralement utilisées en interférométrie annulante :

- **le filtrage spatial** : il consiste à filtrer le front d'onde en utilisant un trou filtrant. On place le trou dans le plan de Fourier du plan pupille afin d'éliminer les hautes fréquences spatiales de la partie centrale de la tache de diffraction (Ollivier & Mariotti 1997). Pour avoir un filtrage efficace sans perdre trop de flux, un bon compromis consiste à utiliser un trou de rayon égal à celui de la tache centrale d'Airy (Mennesson et al. 2002)(le trou est ainsi placé sur le premier zéro de la fonction d'Airy afin de ne conserver que le disque d'Airy). Cependant, le principal inconvénient de cette méthode appliquée à l'interférométrie annulante reste la non-corrrection des bas ordres : si le rayon du trou équivaut au premier zéro de la fonction d'Airy, la perte globale de transmission est de 16% (Ollivier & Mariotti 1997). De plus, cette méthode est très efficace pour corriger les petits défauts (dont la taille est petite devant la taille du faisceau à filtrer) comme par exemple les défauts de polissage ou les poussières sur les miroirs, mais elle n'est pas efficace pour les défauts de bas ordre tels que les défauts de pointage ou les aberrations de bas ordre dont les dimensions caractéristiques sont voisines de la taille du disque d'Airy.
- **le filtrage modal** : il consiste à filtrer le front d'onde en utilisant cette fois-ci un guide d'onde monomode (ex. : fibre optique monomode). Celui-ci laisse les ondes électromagnétiques se propager selon un seul mode. Ainsi, peu importe la forme du front d'onde en entrée de la fibre, à la sortie, le front d'onde aura la forme du mode de la

5. si l'on décompose la polarisation de la lumière en deux composantes rectilignes orthogonales entre elles.

fibre. D'après Mennesson et al. (2002) qui ont réalisé une étude comparative entre le trou filtrant et la fibre monomode, l'avantage du filtrage modal est qu'il permet de corriger à la fois les défauts de basses et de hautes fréquences spatiales. Le seul défaut qui n'est pas filtré est le piston différentiel mais celui-ci est corrigé par les lignes à retard. Toutes les variations du front d'onde en terme de phase et d'amplitude vont se traduire en fluctuations de couplage, i.e. en fluctuations d'intensité à la sortie de la fibre (Coudé du Foresto 1994). Le filtrage modal va donc permettre de réduire fortement les contraintes sur la qualité des surfaces optiques (attention : il faut quand même avoir des surfaces optiques convenables sinon presque tout le flux va être perdu car la fibre ne prélève que le faisceau dans l'étendue de cohérence) ainsi que sur les défauts de pointage.

Un certain nombre d'études sont actuellement menées pour développer des fibres monomodes dans l'infrarouge moyen (Labadie & Wallner 2009), ou pour déterminer la longueur de fibre minimale qui permet de rejeter les modes non guidés (Wallner et al. 2003; Leproux et al. 2003).

2.1.2 Réalisation pratique

Dans cette partie nous allons voir concrètement de quels sous-systèmes on a besoin pour faire un interféromètre annulant.

2.1.2.1 Les sources

Le premier sous-système à considérer dans un interféromètre annulant est la source. Dans le cas d'un interféromètre au sol ou dans l'espace, la source sera l'objet astrophysique observé. La lumière des étoiles et des planètes est polychromatique et on va observer dans un certain domaine de longueur d'onde (visible, infrarouge ...). Dans le cas des expériences d'interférométrie annulante en laboratoire, on va utiliser des sources à large bande afin de simuler la lumière de l'étoile. Parmi les différentes sources utilisées, on peut citer la lampe au xénon, les corps noirs ou bien les sources de « lumière blanche » ou sources supercontinuum (telle que la source Fianium utilisée sur le banc Nulltime de l'IAS⁶). Cependant, il est souvent utile de travailler, dans un premier temps, en lumière monochromatique afin de tester l'interféromètre dans un cas « plus simple » car on peut toujours décomposer une onde polychromatique en une somme d'une infinité d'ondes monochromatiques incohérentes. On utilise généralement des lasers (ou des diodes lasers) car ce sont des sources quasiment monochromatiques. De plus, elles ont l'avantage d'être assez puissantes et leur faisceau est unidirectionnel. Nous reviendrons plus en détail par la suite sur le type de source choisie sur le banc PERSEE qui fait l'objet de cette thèse.

6. *Institut d'Astrophysique Spatiale*

2.1.2.2 Génération des faisceaux

Pour générer les deux faisceaux (cohérents spatialement et temporellement) à recombinaison, il existe deux méthodes : la division de front d'onde et la division d'amplitude.

La division de front d'onde consiste à prélever deux sous-faisceaux d'un faisceau plus grand qui est cohérent spatialement. Dans le cas d'un interféromètre à deux télescopes, ceci est réalisé grâce aux deux ouvertures qui prélèvent une sous-partie du front d'onde incident. Dans le cas d'un interféromètre en laboratoire, la division peut être faite grâce à un système de collimateur et de masque à deux ouvertures (l'inconvénient de cette méthode est que l'on perd une partie du flux de la source).

La division d'amplitude utilise des composants optiques semi-réfléchissants tels que les lames séparatrices pour diviser le faisceau incident (c'est ce principe qui entre en jeu dans l'interféromètre de Michelson). Avec cette méthode, tout le flux incident est conservé mais elle est plus difficile à mettre en place car il faut avoir des lames séparatrices dont les coefficients de transmission et de réflexion se rapprochent le plus de 50% afin d'avoir deux faisceaux le plus identiques possible (sauf si l'on utilise un séparateur symétrique). De plus, ces lames introduisent des défauts de polarisation qu'il faut corriger et de la lumière parasite qu'il faut éliminer.

Nous verrons par la suite que le banc PERSEE utilise un système de division de front d'onde.

2.1.2.3 Egaliseur de flux

Nous avons vu précédemment (cf. 2.1.1.2.1) que les intensités dans les deux bras d'un interféromètre ne sont jamais parfaitement identiques. Il est donc nécessaire d'avoir un dispositif permettant de corriger cette différence d'intensité en égalisant les flux. La solution la plus simple consiste à placer, dans chaque bras de l'interféromètre, un système de couteaux que l'on peut translater (couteaux de Foucault) et qui viennent obstruer une partie du faisceau. Ce dispositif ne peut être utilisé que si on dispose d'un filtrage modal car les couteaux modifient la structure globale des faisceaux.

On peut aussi citer d'autres systèmes :

- le système à prismes qui permet de faire varier l'intensité des faisceaux par absorption différentielle entre les deux voies. Il a été utilisé sur le banc d'interférométrie annulante développé lors de la thèse de Marc Ollivier (Ollivier 1999) et sur le banc SYNAPSE de l'IAS. Il consiste en deux prismes tête-bêche (épaisseur homogène de matériau absorbant sur toute la pupille et axes de faisceaux colinéaires) placés dans chaque bras de l'interféromètre. Le prisme de sortie se translate afin de faire varier l'épaisseur de matériau traversée par le faisceau et ainsi modifier la transmission d'un bras par rapport

à l'autre. Cependant cette méthode est très chromatique.

- le très faible dépointage d'un des faisceaux grâce, par exemple, à un miroir monté sur un système piézo-électrique. Ce système doit être utilisé en adéquation avec un système de filtrage modal. Le dépointage du faisceau à atténuer provoque une diminution du taux de couplage dans le système de filtrage modal, donc une baisse de l'énergie injectée qui va se traduire par une diminution de l'intensité du bras dépointé. Cette méthode a l'avantage de ne pas modifier la structure globale des faisceaux en sortie du système de filtrage optique. Cependant, en introduisant un dépointage, on introduit aussi un piston supplémentaire qui devra être corrigé par les lignes à retard. Par ailleurs, cette méthode est aussi chromatique.

2.1.2.4 Les lignes à retard

Les lignes à retard servent à corriger la différence de chemin optique qui est présente entre les deux bras de l'interféromètre et qui provoque une différence de phase globale (piston) entre les deux ondes à recombinaison. Ce système est composé d'éléments optiques comme des miroirs ou des systèmes rétroreflecteurs que l'on va translater afin de diminuer ou d'augmenter le chemin optique dans l'un des bras de l'interféromètre pour compenser les différences de marche (ddm) introduites par le train optique. La ligne à retard ne doit pas introduire des perturbations du faisceau. La translation doit donc être quasiment pure et ne pas introduire de tangage, de roulis ou de lacet. La précision du déplacement doit être nanométrique ou sub-nanométrique car elle doit permettre de corriger des fluctuations de ddm très faibles⁷. Enfin, la course de la ligne à retard doit être suffisante et rapide pour pouvoir effectuer des balayages de la ddm et trouver le point de fonctionnement de l'interféromètre (là où la frange noire centrale est maximale dans le cas polychromatique). Il existe plusieurs types de lignes à retard. On trouve par exemple :

- les coins de cubes. Ce système rétroreflecteur conserve le parallélisme entre le faisceau qui y entre et celui qui en sort. Il est insensible aux erreurs de positionnement des mécanismes de translation,
- les lignes à retard en « oeil de chat ». Dans ce système, on utilise un miroir parabolique primaire que l'on focalise sur un miroir plan secondaire. Comme précédemment, ce dispositif rétroreflecteur conserve le parallélisme entre les faisceaux entrant et sortant, et ce quel que soit l'angle d'incidence du faisceau entrant. Nous verrons par la suite que le banc PERSEE est équipé de ce type de ligne à retard.
- les prismes en toit (utilisés sur le banc d'interférométrie annulante SYNAPSE de l'IAS (Brachet 2005) qui ont un design un peu plus simple que les deux systèmes précédents.

Tous ces systèmes optiques sont montés sur des mécanismes de translation de très grandes précision et stabilité.

7. de l'ordre du nanomètre.

2.1.2.5 Les déphaseurs achromatiques

Le principe de l'interférométrie annulante repose sur le fait d'introduire un déphasage de π entre les deux bras de l'interféromètre afin de positionner l'étoile cible, à différence de marche nulle, sur une frange noire. Dans le cas monochromatique, ce déphasage se résume à une ddm de $\lambda/2$. Mais la lumière de l'étoile observée est polychromatique. Le déphasage introduit entre les bras de l'interféromètre doit donc être achromatique et valoir $\approx \pi$ dans toute la bande spectrale d'observation. Il ne peut donc s'obtenir par une simple ddm. Le système permettant d'introduire ce déphasage est appelé *déphaseur achromatique*. Il existe un grand nombre de méthodes permettant d'avoir un déphasage achromatique et plusieurs APS ont été développés. Parmi les plus connus, on peut en citer trois, qui ont été testés à l'IAS :

- le déphaseur à lames dispersives (cf. Fig. 2.3). Ce système permet, en introduisant dans les deux bras de l'interféromètre un certain nombre de lames diélectriques d'épaisseur et de matériau différents, d'obtenir un déphasage voisin de π entre les deux bras. La combinaison du nombre de lames, des matériaux et de leurs épaisseurs permet d'obtenir n'importe quelle valeur de déphasage avec des précisions d'achromatisation plus ou moins grandes (Rabbia et al. 2000). Ce système n'est pas intrinsèquement achromatique, mais est à chromatisme compensé. Il est utilisé sur le banc SYNAPSE de l'IAS.



Figure 2.3 - APS à lames dispersives, prismatiques. Dans chaque voie, chaque lame peut être dans un matériau différent, d'épaisseur et d'angles différents.

- le déphaseur achromatique à passage par le foyer (cf. Fig. 2.4). Ce système utilise « l'effet Gouy » : toute onde lumineuse qui passe par un foyer optique subit un déphasage de π , quelle que soit sa longueur d'onde. Ce déphaseur a été étudié et testé en laboratoire par Gay & Rabbia (1996); Baudoz et al. (2000a) (tests de cette méthode sur le ciel par Baudoz et al. (2000b)). Un déphaseur de ce type est en cours de test sur le banc d'interférométrie annulante Nulltimate de l'IAS.
- le déphaseur achromatique à retournement de champ électrique (cf. Fig. 2.5). Le prin-

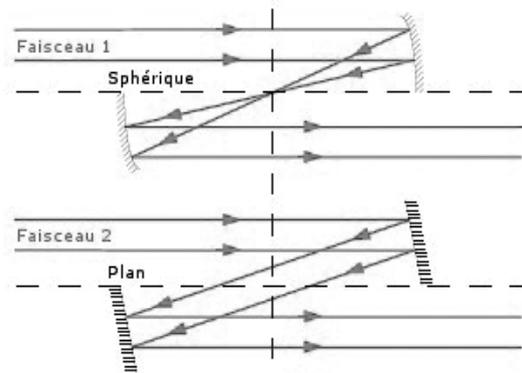


Figure 2.4 - APS à passage par le foyer.

cipe consiste, grâce à deux miroirs croisés (périscope) dans chaque bras de l'interféromètre, à permuter les polarisations s et p des faisceaux. Après deux réflexions sur les miroirs, elles auront des directions opposées et lors de la recombinaison, on aura un déphasage de π . Serabyn & Colavita (2001) ont développé un système de périscoptes qui permet de retourner les champs électriques entre les deux bras de l'interféromètre. C'est ce système qui est utilisé sur le banc PERSEE.

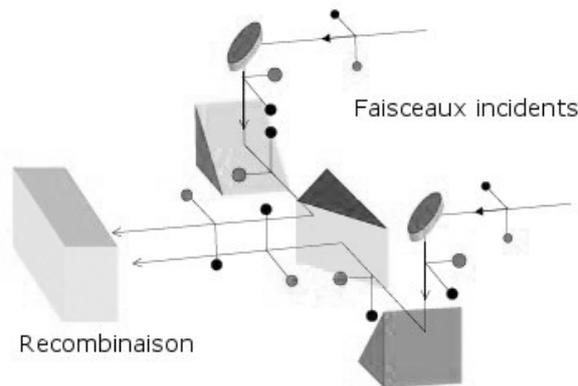


Figure 2.5 - APS à retournement de champ électrique.

Pour une description d'autres concepts (rhomboides, réseaux sub-lambda, ...) de tous les déphaseurs achromatiques, je vous renvoie à la thèse de Frank Brachet (Brachet 2005) et à l'article de Rabbia et al. (2000).

2.1.2.6 Le Recombineur

Il existe deux types fondamentaux de recombinaison des faisceaux : la recombinaison en plan-image et la recombinaison en plan-pupille. Tous les interféromètres au sol ou dans l'espace utilisent une de ces deux méthodes.

La recombinaison multi-axiale (en plan image) consiste à focaliser chacun des deux faisceaux de l'interféromètre en un foyer commun de telle sorte que les franges d'interférences se forment à ce foyer à partir du faisceau recombinaison. La recombinaison mono-axiale (en plan pupille) consiste à recombinaison deux faisceaux parallèles en utilisant une lame semi-réfléchissante (lame recombinaison) ou équivalent. Il en résulte deux faisceaux de sortie (en général un constructif et un destructif) qui sont chacun focalisés sur un détecteur. Cette méthode est la plus fréquemment utilisée pour les interféromètres optiques visibles ou infrarouges. Nous nous intéresserons donc par la suite à ce dernier type de recombinaison.

Nous avons vu précédemment combien il est important que la recombinaison des faisceaux soit symétrique en terme d'amplitude, de phase et de polarisation. Serabyn & Colavita (2001) ont proposé plusieurs configurations de recombineurs, basées sur différents interféromètres : un interféromètre de Michelson, de Sagnac (Flatscher et al. 2003) ou de Mach-Zehnder. Nous ne nous intéresserons ici qu'à la configuration basée sur l'interféromètre de Mach-Zehnder car le recombineur de PERSEE est dérivé de ce concept. Cette configuration repose sur un interféromètre de Mach-Zehnder (cf. Fig. 2.6) dans lequel on introduit un miroir supplémentaire afin de permettre la recombinaison de deux faisceaux (l'interféromètre de Mach-Zehnder classique composé d'une lame séparatrice, d'une lame recombinaison et de deux miroirs, n'a qu'un seul faisceau en entrée). Les faces traitées des lames des séparatrices et recombinaison sont symétrisées. Cette configuration appelée *Modified Mach Zehnder* (désignée ci-après par MMZ) permet une recombinaison symétrique optimale en terme de phase, d'amplitude et de polarisation.

D'après la figure 2.6, on note :

- r le coefficient de réflexion du traitement 50/50 des lames séparatrices et recombinaison,
- r' le coefficient de réflexion de la face non traitée des lames séparatrices et recombinaison (à l'interface substrat/traitement),
- t le coefficient de transmission du traitement 50/50 des lames séparatrices et recombinaison,
- t' le coefficient de transmission de la face non traitée des lames séparatrices et recombinaison (à l'interface substrat/traitement).

On voit qu'avec deux faisceaux déphasés de π en entrée, cette configuration crée quatre faisceaux en sortie qui vont par paires. Deux des faisceaux sont constructifs, d'amplitudes proportionnelles à rr' et t^2 . Les deux autres faisceaux sont destructifs et d'amplitudes proportionnelles à tr et rt' . Plus les coefficients t et t' seront identiques et meilleure sera la recombinaison, il faut donc avoir des lames les plus identiques possible. L'inconvénient de cette méthode

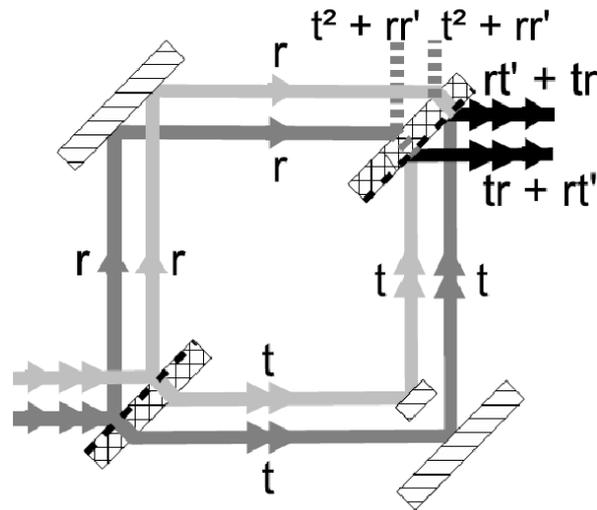


Figure 2.6 - Géométrie de l'interféromètre de Mach-Zehnder Modifié, proposé par Serabyn & Colavita (2001).

de recombinaison est que l'on perd la moitié du flux. Les deux sorties constructives peuvent être utilisées pour mettre en place un système de métrologie.

A noter que la configuration du recombineur de type MMZ est la configuration la plus simple car c'est celle qui comporte le moins de miroirs.

2.1.2.7 Filtrage optique et Détection

Comme nous l'avons vu dans le §2.1.1.2.4, le filtrage optique est un point essentiel pour obtenir un bon taux de réjection. Le type de filtrage utilisé diffère selon les interféromètres et les bancs d'interférométrie. Nous avons vu que le filtrage modal était plus efficace que le filtrage spatial, mais le développement des fibres optiques n'en est pas au même stade pour les différents domaines de longueur d'onde, notamment pour l'infrarouge thermique où les premières fibres développées commencent seulement à donner des résultats (Lobachinsky et al. 2008). Sur PERSEE, en infrarouge proche, nous utilisons des fibres en verre fluoré.

Finalement en bout de chaîne, on trouve les détecteurs. Il en existe beaucoup de types. On peut notamment citer ceux utilisés sur PERSEE, comme les détecteurs monopixels de type Mercure-Cadmium-Tellure (HgCdTe) ou encore en Indium-Antimoine (InSb) (qui peuvent être fibrés), ou bien les détecteurs matriciels qui permettent d'imager les faisceaux. De plus, combiné à un prisme, le détecteur matriciel permet d'avoir un spectromètre à basse résolution.

2.2 Projets d'interféromètres annulants

Il existe actuellement un certain nombre de projets d'interféromètres annulants, au sol ou dans l'espace, dédiés à l'étude des environnements stellaires (disques exozodiacaux), et à la détection et à la caractérisation des planètes extrasolaires. Nous allons maintenant passer en revue les principaux projets existants.

2.2.1 Au sol

KIN⁸ : en 2004, le système d'interférométrie annulante KIN a été installé sur l'interféromètre du Keck qui combine les deux télescopes de 10 mètres Keck-I et Keck-II. Il fonctionne en infrarouge thermique (bande N ; 10 μm) et il permet d'atteindre une extinction de l'objet observé de l'ordre de 10^{-3} (Serabyn et al. 2006). Son but principal est d'observer les étoiles proches et d'étudier l'émission exozodiacale, mais aussi d'autres sources d'émission circum-stellaire telles que les disques autour des étoiles jeunes et les Jupiters Chauds, afin de préparer les futurs projets spatiaux de détection directe d'exoplanètes. Les performances de l'instrument ainsi que les premiers résultats récemment obtenus sont décrits dans le papier de Colavita et al. (2009).

LBTI : le *Large Binocular Telescope Interferometer* est un projet dont l'intégration a débuté en 2002⁹. Il utilise les deux miroirs de 8.4 m du LBT et un recombineur central (UBC¹⁰) qui permet deux modes de recombinaison : un mode « imagerie directe Fizeau » (instrument LINC-NIRVANA) et un mode « interféromètre annulant ». Ce dernier mode utilise 2 instruments : le système d'interférométrie annulante proprement dit NIL¹¹ permettant d'atteindre un taux d'extinction d'environ 10^{-4} et la caméra NOMIC¹² qui fonctionne en bandes M (à 5 μm) et N (à 10 μm). Cet instrument est conçu pour explorer les régions entourant les étoiles proches et les disques de débris.

GENIE¹³ : initialement prévu dans le cadre de la préparation des futures missions de détection directe et caractérisation d'exoplanètes telles que Darwin (cf. §2.2.2.1), le projet GENIE devait être installé sur le VLT-I (Gondoin et al. 2004) et bénéficier des infrastructures existantes telles que le système d'optique adaptative, les lignes à retard, les senseurs de franges et le système de recombinaison des faisceaux. Il devait permettre :

- de valider le concept de l'interférométrie annulante,
- d'acquérir de l'expérience dans la conception, la fabrication et le fonctionnement d'un interféromètre en frange noire utilisant les spécifications et contraintes définies pour la

8. *Keck Interferometer Nuller*

9. <http://lbt.as.arizona.edu/LBTI-Main/Project.html>

10. *Universal Beam Combiner*

11. *Nulling Interferometer for the LBT*

12. *Nulling Optimized Mid-Infrared Camera*

13. *Ground-based European Nulling Interferometer Experiment*

mission Darwin,

- de préparer le programme scientifique de Darwin en faisant un suivi systématique des étoiles cibles du catalogue de Darwin, ceci afin d'éliminer les étoiles dont le disque circumstellaire empêcherait la détection de planètes de type terrestre.

Des études préliminaires conduites par l'ESA et des consortiums industriels ont montré que la bande spectrale d'observation L' ($3.8 \mu\text{m}$) était la mieux adaptée afin de faire un bon compromis entre les effets de la turbulence atmosphérique et ceux du fond de ciel. Mais elles ont aussi montré que l'infrastructure actuelle du VLT-I n'est pas adaptée pour faire de l'interférométrie en frange noire, notamment en raison d'un dispositif optique compliqué (trop d'optiques) et d'un environnement trop lourd lié aux aspects opérationnels du VLT (trop de vibrations et turbulences atmosphériques). Finalement, le projet d'installation de GENIE sur le VLT-I a été abandonné.

ALADDIN¹⁴ : le projet ALADDIN (Coudé du Foresto et al. 2006) a lui aussi vu le jour dans le cadre de la préparation à la mission Darwin, son but étant, d'un point de vue instrumental, de démontrer la faisabilité d'un interféromètre annulant, mais aussi, d'un point de vue scientifique, de caractériser les environnements circumstellaires des étoiles cibles de Darwin (environ 30%). Suite à l'abandon du projet GENIE, la question s'est posée de trouver un site approprié et un concept instrumental adéquat. Le projet ALADDIN propose de s'implanter en Antartique, au Dome C, là où les conditions d'observation dans l'infrarouge sont optimales. Il se base sur les spécifications scientifiques déterminées pour GENIE mais sans avoir à prendre en compte les spécifications et les contraintes techniques du VLT-I. Le concept d'ALADDIN est basé sur un interféromètre de type Bracewell. Il est composé de deux sidérostats de 1 m de diamètre, montés sur un rail permettant de modifier les bases d'observations de quelques mètres à 20 m, et d'un recombineur central (cf. Fig. 2.7). La bande L a été choisie comme bande spectrale de fonctionnement.

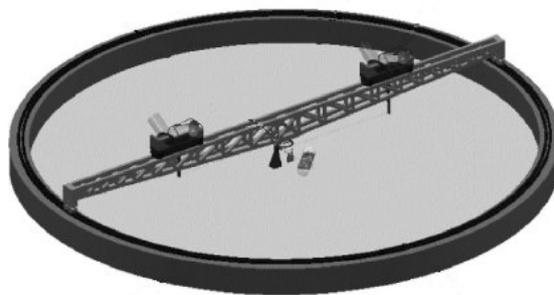


Figure 2.7 - Vue d'artiste de l'instrument Aladdin (Coudé du Foresto et al. 2006). Les deux sidérostats sont montés sur un rail permettant de changer la base de l'interféromètre. L'orientation de la base peut aussi changer.

14. Antarctic L-band Astrophysics Discovery Demonstrator for Interferometric Nulling

2.2.2 Dans l'espace

2.2.2.1 Les projets Darwin et TPF-I

Le projet spatial *Darwin* (proposé à l'ESA) (Léger et al. 1996; Leger & Herbst 2007; Fridlund 2000; Cockell et al. 2009) et son homologue américain TPF-I¹⁵ de la NASA (Angel & Woolf 1997; Beichman et al. 1999) ont pour but de détecter les planètes extrasolaires, en particulier les exoplanètes telluriques se trouvant dans la zone habitable (où l'eau liquide peut exister à la surface) autour de leur étoile, et de faire l'analyse spectroscopique de leur atmosphère afin d'éventuellement déceler de possibles traces de vie sur celles-ci. La spectroscopie est réalisée en infrarouge moyen (6 à 20 μm), là où le contraste entre l'étoile et la planète est le plus avantageux. Elle permet de caractériser l'état physique et chimique de l'atmosphère des planètes et de rechercher des biosignatures.

Ces deux missions sont basées sur le même principe. La lumière de plusieurs télescopes séparés est recombinaée pour donner une observation avec une résolution spatiale équivalente à celle d'un télescope monolithique de taille comparable à la distance entre les différents télescopes du réseau. Ce système de télescopes doit donc évoluer en formation. Plusieurs configurations du réseau de télescopes ont été proposées. La dernière configuration vers laquelle Darwin et TPF-I ont convergé est la configuration « Emma » (cf. Fig. 2.8). Elle est composée de quatre sidérostats de 2 m de diamètre disposés sur une parabole et d'un recombineur interférométrique au foyer. Les cinq satellites volent en formation et la base de l'interféromètre peut varier de 10 m à 500 m. Les quatre télescopes sont recombinaés deux à deux (sous-réseau) et modulés entre eux.

Ces deux missions sont très exigeantes car il faut maîtriser, non seulement le concept d'interférométrie annulante pour atteindre un taux d'extinction meilleur que 10^{-5} (stabilisé à 10^{-9}) dans le domaine spectral considéré, mais aussi le concept de vol en formation afin de positionner les satellites entre eux avec une précision de l'ordre du centimètre sur des bases de 20 à 500 m.

Au vu des exigences technologiques et instrumentales que requièrent ces deux missions, certains projets précurseurs ont été proposés pour permettre de tester la faisabilité du concept dans une version plus simple. Nous allons décrire plus en détail ces projets dans les paragraphes suivants.

La mission Darwin n'a pas été retenue par l'ESA en 2007 lors de l'appel à idée Cosmic Vision car jugée immature scientifiquement et technologiquement.

15. *Terrestrial Planet Finder Interferometer*

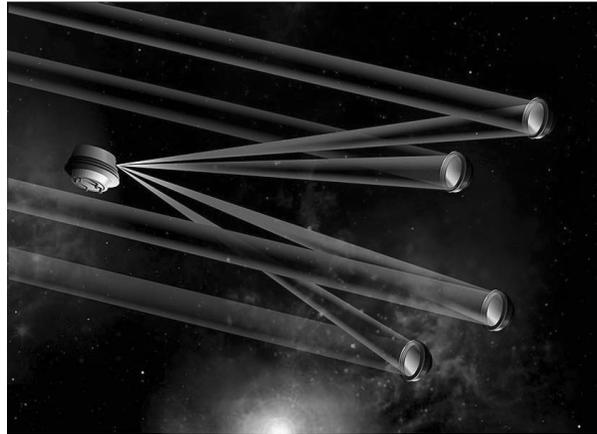


Figure 2.8 - Vue d'artiste de la configuration Emma de Darwin : 4 sidérostats sur une parabole et un recombineur au foyer qui sert aussi de station de communication et de référence métrologique pour le vol en formation.

2.2.2.2 Les précurseurs de Darwin et TPF-I

2.2.2.2.1 PEGASE

Nous avons vu précédemment que les missions spatiales de détection et caractérisation d'exoplanètes telluriques sont très exigeantes et certains points critiques tels que la maîtrise du vol en formation, ou l'obtention d'un taux de rejection assez élevé et stable (sur tout le domaine spectral d'observation), ont repoussé la faisabilité de ce type de mission vers un futur indéfini. Dès lors, des concepts d'interféromètres simplifiés ont été proposés comme précurseurs. Ainsi, le projet FKSI est en cours d'étude à la NASA et le projet PEGASE a été proposé au CNES en 2004 puis à l'ESA en 2007.

Le projet PEGASE est un concept similaire à FKSI, dédié à l'exploration de l'environnement des étoiles jeunes et des étoiles de type solaire, ainsi qu'à l'observation des compagnons de faible masse autour des étoiles proches (Ollivier et al. 2009a). PEGASE a tout d'abord été proposé au CNES¹⁶ en 2004, dans le cadre de l'appel à idée des missions de « Vol en formation ». Après une première sélection et une étude de phase 0, le projet a été soumis à l'ESA en réponse à l'appel à idée « Cosmic Vision » visant à préparer le plan de mission 2015-2020. Dans ce paragraphe, nous allons entrer plus en détail dans la description du projet PEGASE, car le banc PERSEE, qui fait l'objet de cette thèse, est à l'origine, un démonstrateur au sol de la charge utile de cet observatoire.

16. Centre National d'Etudes Spatiales

les objectifs scientifiques :

Les objectifs scientifiques de PEGASE peuvent être classés en deux parties. Tout d'abord, le programme principal pour lequel l'instrument a été spécialement conçu. Il comprend :

- l'observation des disques proto-planétaires et des disques de débris afin de mieux comprendre les mécanismes de formation planétaire. La cartographie de ces disques proto-planétaires pourrait permettre de détecter le sillon créé par une planète en phase de migration orbitale dans le disque.
L'observation des disques de débris (disques exo-zodiacaux) devrait permettre de mieux comprendre leur nature (activité planétaire, collision d'astéroïdes et dégazage des comètes. . .) et de connaître leur intensité (étude statistique).
- l'étude de la quantité et de la distribution de la lumière exozodiacale autour des étoiles de la séquence principale afin de mieux cibler le choix des étoiles cibles pour les futures missions de caractérisation.
- la caractérisation spectrale des compagnons de faible masse (Jupiters Chauds) autour des étoiles proches, dans la bande spectrale [1.5 - 6 μm]. Ces objets n'ont pas d'équivalent dans le Système Solaire et peu de théoriciens avaient prédit leur existence avant leur découverte. Une analyse spectrale de ces objets avec une résolution spectrale de quelques dizaines dans le proche infrarouge, permettrait de contraindre les modèles atmosphériques de ces objets. De plus, dans ce domaine spectral, plusieurs signatures de composés gazeux tels que le CH_4 et CO (dont la profondeur de raie est un traceur de l'épaisseur des nuages), ainsi que H_2O (qui a une forte raie d'absorption à 2.6 μm difficile à détecter depuis le sol) sont détectables.
A noter que ce cas scientifique a un peu perdu de son intérêt avec l'essor de la spectroscopie des transits en 2006-2007.
- l'observation des naines brunes afin d'étudier leur structure interne et leur atmosphère. Le but est de mieux appréhender la formation des objets substellaires et de mieux comprendre où se situe la limite entre une étoile et une planète, qui se forment a priori par deux mécanismes différents.

Ensuite, le programme additionnel correspond aux autres buts scientifiques que peut atteindre l'instrument. Il comprend différents objectifs astrophysiques tels que l'étude des noyaux actifs de galaxies, la mesure de la dimension des disques d'accrétion des quasars, la caractérisation temporelle de différentes classes d'objets pulsants rapides, la formation du disque et l'évolution des étoiles chaudes actives.

La charge utile de PEGASE :

La charge utile de PEGASE est composée d'un interféromètre infrarouge (IR) , d'un système de cophasage et d'une caméra de pointage fin. L'interféromètre IR peut fonctionner dans deux modes : un mode « interférométrie stellaire » où l'on mesure des visibilités

(interférométrie constructive), et un mode « interférométrie annulante ». Il observe dans la bande spectrale [1.5 - 6 μm] avec une résolution $R = 60$. Les bras de l'interféromètre sont constitués par deux satellites portant chacun un sidérostat. Les sidérostats envoient le flux stellaire vers un satellite central (cf. Fig. 2.9). Celui-ci contient deux télescopes situés en vis-à-vis des sidérostats ainsi qu'un banc optique de recombinaison pour recombinaison les deux faisceaux et produire les franges d'interférences. La base de l'interféromètre peut varier de 20 à 500 m suivant la résolution nécessaire. Les trois satellites volent en formation.

Le système de cophasage (ou senseur de frange) opère dans la bande spectrale [0.8 - 1.5 μm]. La caméra de pointage fin ([0.6 - 0.8 μm]) permet de corriger les erreurs de tip/tilt (superposition des fronts d'onde).

En mode « interférométrie annulante », le taux d'extinction désiré est de l'ordre de 10^{-4} avec une stabilité sur 10h de 10^{-5} . Ceci correspond à une stabilité de la différence de marche de 2.5 nm rms et à une précision d'équilibrage des flux de 1% rms.



Figure 2.9 - Vue d'artiste de PEGASE - Crédits : Thales Alenia Space

Voyons un peu plus en détail chacun des sous-systèmes.

L'interféromètre IR, dans sa configuration linéaire, utilise une ligne de base variable. Une configuration triangulaire peut être envisagée. La ligne de base est alors réduite à 20 m et la charge utile doit être conçue avec un angle $\leq 120^\circ$ (au lieu de 180° pour la configuration linéaire) entre les deux sidérostats.

La résolution angulaire peut être adaptée en fonction de ce que l'on souhaite observer et peut varier de 0.5 mas ($\lambda = 1.5\mu\text{m}$ et $B = 500\text{m}$) à 30 mas ($\lambda = 6\mu\text{m}$ et $B = 40\text{m}$). Le diamètre collecteur des sidérostats est de 30 à 40 cm.

Le cophasage est réalisé par une boucle interne de contrôle fin de la différence de marche et une ligne à retard. Le contrôle fin de la ddm est fait en utilisant un senseur de frange qui mesure la cible centrale observée dans l'infrarouge proche.

Le contrôle de l'intensité est effectué par une boucle de pointage fin utilisant la caméra FRAS¹⁷ qui fonctionne dans le visible, et des miroirs à rotation rapide (basés sur des systèmes piézo-électriques (FSM¹⁸)). Ces miroirs permettent de faire varier la direction du faisceau le plus intense en le dépointant légèrement afin d'équilibrer les intensités.

Le système de recombinaison est basé sur le principe d'un interféromètre de Mach-Zehnder modifié (MMZ) proposé par Serabyn & Colavita (2001). Il intègre au mieux le senseur de frange et la voie IR afin de garantir une stabilité différentielle maximale entre les deux voies. Pour relâcher les contraintes sur la qualité des optiques, un filtrage modal est utilisé. Ainsi les défauts de front d'onde sont transformés en inégalités d'intensité plus faciles à corriger. Le système de détection IR est basé sur un détecteur matriciel en HgCdTe, de type Hawaii avec un spectromètre basse résolution basé sur un prisme. La figure 2.10 montre un aperçu du banc optique avec :

- les sidérostats : M1,
- les compresseurs de faisceaux : M2 et M3,
- le déphaseur achromatique à retournement de champ : M4 (combiné avec M1),
- des miroirs actifs (FSM) (M3 et M4),
- les lignes à retard de type « oeil de chat » : miroirs M5 et M6,
- l'étage de recombinaison : le MMZ,
- le FRAS,
- le FS,
- le système d'injection : de petites paraboles hors-axes focalisent les quatre sorties du MMZ dans des fibres monomodes,
- le système de détection refroidi à 55 K.

Choix de l'orbite :

L'observatoire PEGASE est placé en orbite de halo autour du point de Lagrange L2, dos au Soleil, avec un débattement autorisé de plus ou moins 30°. Ceci permet d'observer la quasi-totalité des objets ciblés. L'orbite est choisie en tenant compte de la stabilité de température de la charge utile ainsi que des gradients de gravité nécessaires pour le vol en formation. Une autre orbite est aussi envisagée ; l'orbite HEO¹⁹ (Ollivier et al. 2009a). La mission PEGASE n'a pas été retenue par l'ESA en 2007 lors de l'appel à idée Cosmic Vision.

17. *Fine Relative Angular Sensor*

18. *Fast Steering Mirrors*

19. *High Elliptical Orbit*

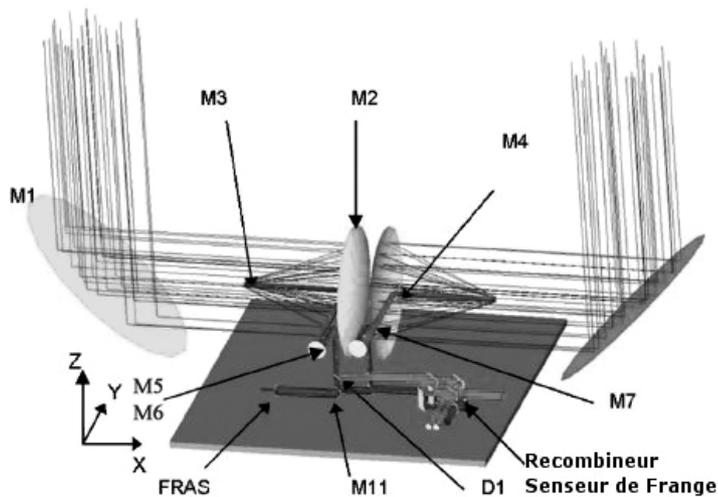


Figure 2.10 - Modélisation optique de la charge utile de PEGASE (Ollivier et al. 2009a)

2.2.2.2.2 FKSI

Un concept similaire à PEGASE, la mission FKSI (*Fourier-Kelvin Stellar Interferometer*), est en cours d'étude au Goddard Space Flight Center (Danchi et al. 2003b,a; Danchi & Lopez 2007). Elle est basée sur un concept d'interféromètre spatial de type Bracewell, permettant de faire de l'interférométrie annulante, dans le but de caractériser un échantillon de planètes extrasolaires déjà détectées. Elle permettrait aussi d'étudier les disques de débris, les systèmes protostellaires et les systèmes stellaires évolués. Enfin elle peut permettre de faciliter l'étude des régions de formation d'étoiles extra-galactiques et le voisinage étendu des noyaux actifs de galaxies. Son domaine spectral d'observation va du proche infrarouge à l'infrarouge moyen (de 3 à 8 μm). FKSI est composé de deux télescopes de 0.5 m de diamètre (refroidis passivement à 60 K) et d'un système de recombinaison. La grande différence avec PEGASE est que le tout est monté sur une poutre rigide, et constitue une ligne de base fixe de 12.5 m (cf. Fig. 2.11). Il n'y a donc plus les contraintes liées au vol en formation présentes pour PEGASE.

Une collaboration pourrait prochainement voir le jour entre l'équipe PERSEE et l'équipe FKSI car le banc PERSEE semble adapté pour tester certains aspects de la faisabilité de FKSI.

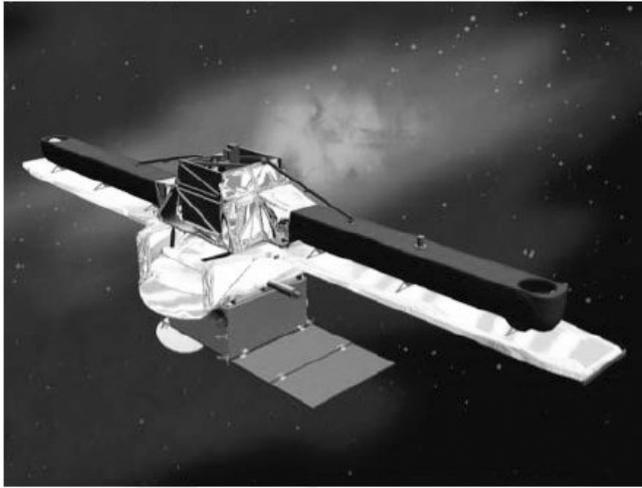


Figure 2.11 - Vue d'artiste de FKSI (Danchi & Lopez 2007)

2.2.2.2.3 DAVINCI

Le projet DAVINCI²⁰ est un concept hybride entre TPF-I et TPF-C²¹. L'instrument utilise 4 petits télescopes (4 sous-pupilles) séparés par une ligne de base variable, pour synthétiser une pupille plus grande. La lumière est recombinaison interférométriquement dans un instrument de coronagraphie annulante couplé à une camera et un spectromètre (Shao et al. 2009a,b). Il fonctionne dans le visible. Il a pour objectif d'observer l'environnement d'au moins une centaine d'étoiles proches.

Parmi les performances requises pour les missions PEGASE ou Darwin, l'extinction du flux stellaire (10^{-5} pour Darwin, 10^{-4} pour PEGASE) et sa stabilité (durant les temps d'intégration nécessaires pour observer et caractériser des planètes) sont deux points importants. Il est donc nécessaire de valider tout d'abord en laboratoire le concept de l'interférométrie en frange noire. Plusieurs bancs d'interférométrie annulante existent dans le monde, nous allons les voir plus en détail dans le paragraphe suivant.

2.3 Interférométrie annulante en laboratoire

Depuis maintenant plus de 10 ans, différentes équipes dans le monde étudient expérimentalement en laboratoire l'interférométrie annulante. La figure 2.12 nous montre l'état de

20. *Dilute Aperture Visible Nulling Coronagraph Imager*

21. *Terrestrial Planet Finder Coronagraph*

l'art actuel dans ce domaine en terme de taux d'extinction atteint et de largeur de bande sur laquelle celui-ci est atteint. On peut voir qu'en lumière monochromatique, le meilleur taux d'extinction atteint est 10^{-7} . La zone bleue délimite les performances à atteindre pour démontrer la faisabilité en laboratoire des spécifications de réjection et de largeur de bande spectrale des missions Darwin/TPF-I.

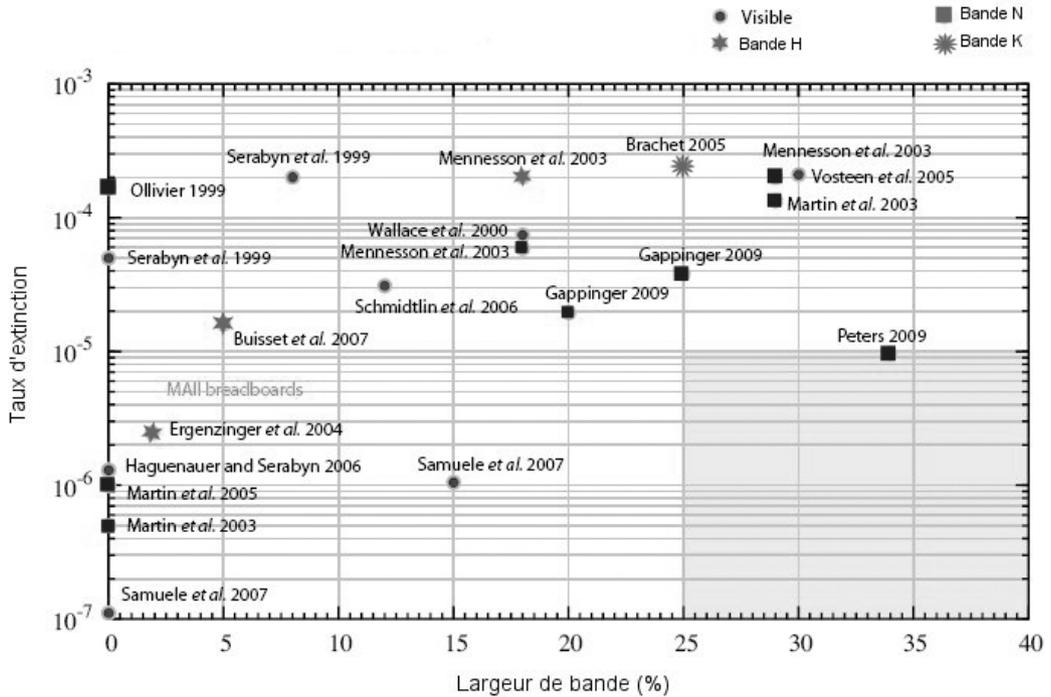


Figure 2.12 - Compilation des taux d'extinction atteints depuis 1999 en laboratoire. La zone bleue montre les performances à atteindre en laboratoire dans le cadre de la préparation aux missions Darwin/TPF-I - *Crédits : P. R. Lawson.*

2.3.1 Aux USA

Plusieurs groupes travaillent depuis plusieurs années sur des bancs d'interférométrie annulante dans le cadre de la préparation à la mission TPF-I.

Planet Detection Testbed : ce banc est développé au JPL dans le cadre de la préparation à la mission TPF-I. Le banc est composé d'un interféromètre annulant fonctionnant à $10\ \mu\text{m}$, d'un capteur de frange opérant à $2\ \mu\text{m}$ et d'un système de pointage fin fonctionnant dans le visible (Booth et al. 2008). Il permet aussi d'injecter un faisceau simulant la lumière provenant d'une planète lorsque la lumière de l'étoile centrale est éteinte. Ceci permet ainsi de tester

les méthodes de détection de la planète. Ce banc a permis d'obtenir un taux d'extinction de 10^{-6} en recombinaison 4 télescopes (configuration Emma de Darwin/TPF-I). Il a aussi permis la détection d'une planète simulée avec un niveau de contraste de 2×10^6 .

Adaptative Nuller : ce banc, également développé au JPL, a été conçu pour corriger les variations de phase et d'amplitude du front d'onde incident, en fonction de la longueur d'onde (pour les deux polarisations linéaires) et ainsi atteindre un fort taux de réjection à chaque longueur d'onde (Peters et al. 2008). Son domaine spectral de fonctionnement est centré sur $10 \mu\text{m}$ ($[8 - 12 \mu\text{m}]$). Son principe repose sur l'utilisation d'un miroir déformable pour ajuster l'amplitude et la phase, indépendamment dans 12 canaux spectraux. Actuellement, c'est avec ce banc que les meilleures performances de taux de réjection ont été atteintes (cf. Fig. 2.12) avec un taux d'extinction de 10^{-5} sur une large bande (34%) à environ $10 \mu\text{m}$.

APEP : ce banc de test est destiné à démontrer la faisabilité de certains points technologiques du projet DAVINCI, en particulier l'obtention du niveau requis pour l'imagerie haut contraste (Levine et al. 2010). Il est conçu pour un environnement sous-vide. Il est développé au JPL.

Banc de Test FKSI : dans le cadre de la préparation à la mission FKSI, un banc de test simulant les éléments principaux du système de détection de FKSI est en cours de développement au Goddard Space Flight Center (Barry et al. 2006). Ce banc comprend, entre autre, un système de recombinaison (un MMZ), des lignes à retard type oeil de chat, un système de filtrage optique et des détecteurs. Les sources simulant la lumière de l'étoile sont un laser et un corps noir. Le taux d'extinction attendu est de 10^{-4} en large bande.

2.3.2 En France

2.3.2.1 MAII

Le banc d'interférométrie annulante MAII est développé par Thales Alenia Space (anciennement Alcatel Alenia Space) sur la base d'un contrat ESA depuis 2001 (bien que le contrat soit fini, le banc est toujours exploité et a subi différentes évolutions). Ce banc fonctionne en infrarouge proche, à $1.55 \mu\text{m}$.

Ses principaux objectifs sont :

- tester un système de recombineur basé sur un composant en optique intégré,
- démontrer l'obtention d'un fort taux de réjection en éclairage monochromatique.

Dans sa 3^{ème} version, le banc comporte un système de recombinaison multi-axiale en optique intégrée. Le système de séparation des faisceaux se fait par séparation du front d'onde. Le déphaseur achromatique utilisé est aussi un APS à lames dispersives (deux paires de lames légèrement prismatiques, dans deux matériaux différents : BK_7 et F_2). Plusieurs systèmes de

recombinaison en optique intégrée ont été développés au LAOG²² et testés sur MAII. Pour une étude détaillée du banc et de ses performances, je vous renvoie aux travaux de thèse de V. Weber et C. Buisset (Weber 2004; Buisset 2007). Les meilleurs taux d'extinction obtenus avec la version 3 du banc sont (en bande H, largeur de 5%) :

- \approx quelques 10^{-5} en lumière non polarisée,
- 1×10^{-5} avec un seul polariseur dans chaque bras,
- 8.6×10^{-6} avec un polariseur devant les fibres d'entrée et de sortie du banc.

La stabilisation du taux de réjection à 1×10^{-5} près pendant une heure a été démontrée.

2.3.2.2 SYNAPSE

Le banc d'interférométrie annulante SYNAPSE²³ est développé à l'Institut d'Astrophysique Spatiale sous contrat R&T CNES depuis 2000. C'est un banc polychromatique, fonctionnant en bande K (de 2 à 2.5 μm). Il fait suite à un premier banc d'interférométrie annulante monochromatique (10 μm) développé durant la thèse de Marc Ollivier (Ollivier 1999).

Ses principaux objectifs sont :

- démontrer l'obtention d'un fort taux de réjection (10^4) en bande spectrale large (20%),
- tester différents types de déphaseurs achromatiques,
- Stabiliser le taux de réjection sur quelques heures.

La figure 2.13 montre le schéma général du banc. Afin d'améliorer la symétrie, le système de séparation et de recombinaison sont tous les deux des interféromètres de Mach-Zehnder modifiés d'après le principe de Serabyn & Colavita (2001). Le déphaseur achromatique est un APS à lames dispersives (deux paires de lames en fluorine (CaF_2)). Les lignes à retard sont des prismes en toit. Le système de détection comprend un détecteur monopixel et une caméra IR (caméra CIRCUS). Un système de métrologie est superposé à la voie de mesure pour contrôler et corriger la différence de marche dans les deux bras de l'interféromètre. Ce système est un interféromètre métrologique de marque *Agilent*, utilisé dans sa configuration Michelson, qui peut mesurer des variations de chemin optique avec une précision de 0.3 nm rms.

Pour une étude détaillée du banc et de ses performances, je vous renvoie aux travaux de thèse de Frank Brachet et Pavel Gabor (Gabor 2009). Le tableau 2.1 récapitule les performances du banc SYNAPSE en terme de taux d'extinction et de stabilité.

2.3.2.3 Nulltimate

Le banc Nulltimate²⁴ est le troisième banc d'interférométrie annulante développé par l'IAS. Tout d'abord conçu pour fonctionner à froid (version cryogénique étudiée par Bruno

22. Laboratoire d'Astrophysique de l'Observatoire de Grenoble

23. SYmmetric Nuller for Achromatic Phase Shifter Evaluation

24. NULLing Low Temperature Interferometer for Multi Achromatic phase shifter TEsting

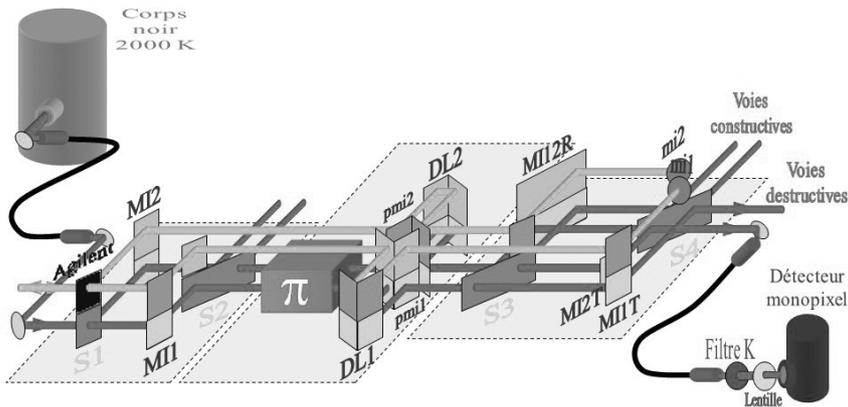


Figure 2.13 - Schéma du banc SYNAPSE.

λ	Taux d'extinction	Stabilité
3.39 μm	6×10^{-5}	5×10^{-7} sur 10s
Bande K	1.9×10^{-4}	/
Bande L (avec fibres bande K)	$< 2.1 \times 10^{-4}$	/

Tableau 2.1 - Performances du banc SYNAPSE (travaux de thèse de Pavel Gabor (Gabor 2009)).

Chazelas (Chazelas 2007)), la conception de la version cryogénique a été arrêtée en 2006 pour des questions de difficultés techniques, de financement et de planning. Une nouvelle version a donc été développée pour fonctionner à température ambiante. Ses principaux objectifs sont :

- démontrer l'obtention d'un fort taux de réjection stable en bande K, puis en bande N à $\lambda = 10\mu\text{m}$,
- tester différents types de déphaseurs achromatiques,
- Stabiliser le taux de réjection sur quelques heures par la technique du « dithering » (Gabor et al. 2008).

Nulltimate (cf. Fig. 2.14) est aussi basé sur un interféromètre de Mach-Zehnder. Le déphaseur achromatique est un APS à passage par le foyer (conçu par l'OCA). Mais il est prévu de tester aussi un APS à retournement de champ électrique (conçu par le MPIA) et un APS à lames dispersives (3 paires de lames en Germanium, KRS5 et ZnSe, développé par Thales Alenia Space). Le développement du banc a fait l'objet des travaux de thèse de Bruno Chazelas et Pavel Gabor. Le tableau 2.2 récapitule les performances du banc Nulltimate en terme de taux d'extinction et de stabilité.

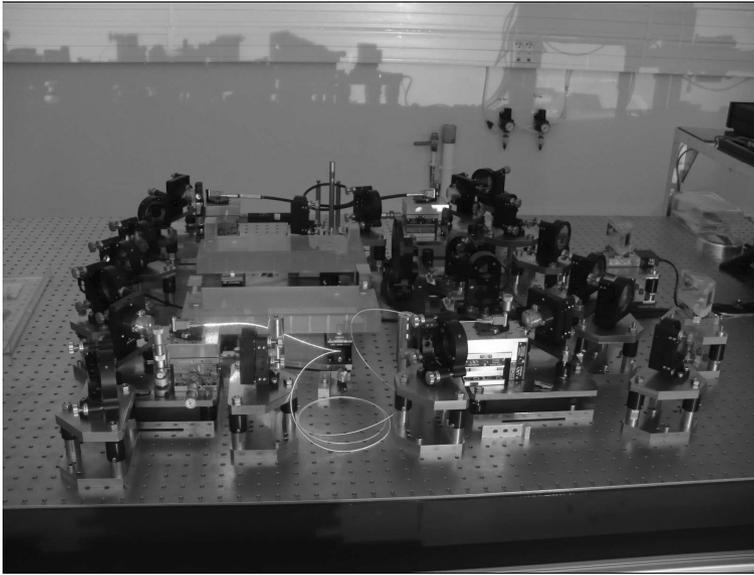


Figure 2.14 - Photo du banc Nulltime.

λ	Taux d'extinction	Stabilité
source supercontinuum en bande K	7×10^{-4}	/
$3.39 \mu\text{m}$	3.7×10^{-5}	0.4×10^{-5}
$2.32 \mu\text{m}$	5×10^{-4}	/

Tableau 2.2 - Performances du banc Nulltime (travaux de thèse de Bruno Chazelas et Pavel Gabor).

2.3.2.4 Le banc PERSEE

Le banc PERSEE a été développé dans le cadre de l'étude de faisabilité de la mission PEGASE. Sa description détaillée fait l'objet du chapitre suivant.

2.3.3 Ailleurs en Europe

D'autres bancs ont été développés par des industriels (TNO-TPD, EADS Astrium (Flat-scher et al. 2003) ...), sous contrat avec l'ESA, dans le cadre de la préparation à la mission Darwin. En particulier, le banc d'Astrium GmbH, dont les objectifs étaient identiques à ceux de MAII, et où étaient privilégiées une conception en optiques massives avec une recombinaison symétrique sur le principe d'un interféromètre de Sagnac symétrisé (Serabyn & Colavita 2001).

CHAPITRE 3

LE BANC PERSEE

Sommaire

3.1	Principe du banc PERSEE	73
3.1.1	Objectifs détaillés de PERSEE	73
3.2	Spécifications de PERSEE	74
3.2.1	Détermination des spécifications de PEGASE	74
3.2.1.1	Calcul du flux de la planète	75
3.2.1.2	Calcul des diff. biais et bruits de grenaille associés	77
3.2.1.2.1	Bruit de grenaille du signal planétaire	77
3.2.1.2.2	Fuites stellaires	77
3.2.1.2.3	Fond du ciel	78
3.2.1.2.4	Fond thermique de l'instrument	78
3.2.1.3	Autres sources de bruits	79
3.2.1.3.1	Fluctuations thermiques de l'instrument	79
3.2.1.3.2	Incertitude sur le diamètre de l'étoile	79
3.2.1.3.3	Fluctuation de la ddm et du pointage	80
3.2.1.3.4	Bruits de détecteur	80
3.2.1.4	Calcul du RSB total	81
3.2.1.5	Analyse du RSB dans le cas HD 209 458 b	82
3.2.2	De PEGASE à PERSEE	86
3.2.2.1	Echelles spatiales	86
3.2.2.2	Domaine spectral et résolution spectrale	86
3.2.2.3	Etage de recombinaison	88

3.2.2.4	Contrôle de la ddm et du pointage	88
3.2.2.5	Déphasage achromatique	88
3.2.2.6	Module source	89
3.2.2.7	Système d'injection/correction des perturbations	89
3.2.2.8	Module de détection	89
3.3	Description des sous-systèmes	89
3.3.1	Module source et module de séparation des faisceaux	92
3.3.2	Train optique	94
3.3.3	Module de recombinaison	97
3.3.4	Module d'injection de perturbations et module de correction	97
3.3.5	La caméra de pointage fin	98
3.3.6	Le senseur de frange	98
3.3.7	Le système de détection infrarouge	99
3.3.8	Architecture informatique	100
3.4	Budget d'erreur	100
3.4.1	Terme de phase centrale	101
3.4.2	Terme de chromatisme	102
3.4.3	Terme de polarisation	102
3.4.3.1	Différence de phase s-p différentielle	102
3.4.3.2	Rotation de polarisation	103
3.4.4	Terme d'équilibre de flux	103
3.4.5	Allocations de nulling	104

Suite à l'étude de phase 0 du projet PEGASE (2004 à 2006), le CNES a décidé en 2006 de poursuivre avec une étude R et D et de développer en laboratoire, un banc de test représentant la maquette de la charge utile de l'interféromètre annulant PEGASE. Plus généralement, ce banc peut aussi permettre de simuler tout interféromètre annulant à deux télescopes subissant des perturbations tels que FKSI, ALADDIN Le banc PERSEE (PEGASE Experiment for Research and Stabilization of Extreme Extinction) est le premier banc de test permettant de coupler à la fois une expérience d'interférométrie annulante avec une expérience de simulation du vol en formation. Il est développé par un consortium composé du CNES, de l'Institut d'Astrophysique Spatiale (IAS), du LESIA (Observatoire de Paris), du Laboratoire René Fizeau (Observatoire de la Côte d'Azur), de l'ONERA-DOTA et de Thales Alenia Space (TAS). Après deux ans d'étude et de conception, le banc a commencé à être intégré début 2009 à

l'Observatoire de Meudon. Chaque membre du consortium est en charge d'un ou plusieurs sous-systèmes du banc. L'IAS est en charge du module de recombinaison qui fait l'objet de cette thèse. Le tableau 3.1 montre la répartition des contributions de chaque organisme. Un organigramme-produit plus détaillé de PERSEE se trouve en annexe A.

Module	Responsable
Source et séparation	OCA
Train optique	OCA + TAS
Senseur de pointage	ONERA
Recombinaison	IAS
Senseur de frange	ONERA
Caméra IR	LESIA
Injection/correction des perturbations	ONERA + CNES + TAS
Laboratoire	LESIA

Tableau 3.1 - Contribution de chaque organisme sur PERSEE.

3.1 Principe du banc PERSEE

3.1.1 Objectifs détaillés de PERSEE

La philosophie du banc PERSEE est de coupler un interféromètre annulant avec un système d'injection de perturbations (en ddm et en tip/tilt) calibrées, typiques du vol en formation (par exemple les perturbations dues au système de propulsion des satellites) et de corriger ces perturbations avec des boucles internes contrôlant la différence de marche et le pointage. Les perturbations injectées proviennent des résultats du simulateur GNC¹ de vol en formation de PEGASE réalisé par EADS-Astrium (Jacquinod et al. 2008b). Ce banc doit permettre :

- d'obtenir un taux d'extinction moyen de 10^{-4} avec une stabilité de 10^{-5} sur quelques heures dans la bande spectrale [1.65 à 3.3 μm],
- de cophaser le réseau avec une vitesse de dérive différentielle des sidérostats induisant une variation linéaire de ddm de $150 \mu\text{m s}^{-1}$ au plus,
- de caractériser les bruits et les dérives extérieures admissibles par les 2 boucles actives d'asservissement, afin de déterminer les perturbations maximales que peut accepter l'interféromètre annulant sans que ses performances ne soient détériorées lors du vol en formation,
- d'explorer l'interaction entre les différentes boucles de ddm, de tip/tilt et de flux,
- de démontrer la stabilité différentielle entre la voie de l'interféromètre annulant et celle du senseur de frange,

1. *Guidance, Navigation & Control*

- de développer des procédures de calibration en se basant sur les mesures des différentes boucles de cophasage,
- de valider le fonctionnement global des deux étages de pointage des satellites de PEGASE et valider l'enchaînement des différents modes : pointage fin, acquisition des franges et poursuite, désaturation des mécanismes de correction,
- d'étudier les effets de polarisation induits par les variations des angles d'incidence dans chacun des bras de l'interféromètre, variations dues à des perturbations externes et affectant les performances du taux d'extinction.

3.2 Spécifications de PERSEE

Dans le paragraphe qui suit, nous allons voir comment, à partir des analyses de « rapport signal à bruit » (RSB) effectuées pour le projet PEGASE, nous avons déterminé les spécifications du banc PERSEE. Bien que PERSEE puisse également être utilisé pour vérifier la faisabilité de la charge utile d'autres instruments du même type que PEGASE, tels que ALADDIN ou FKSI, nous ne présenterons ici que la représentativité par rapport à PEGASE (PERSEE ayant été initialement créé pour simuler la charge utile de PEGASE).

3.2.1 Détermination des spécifications de PEGASE par analyse du rapport signal à bruit de la détection

Pour établir les spécifications de l'instrument PEGASE, une analyse de RSB a été effectuée (Ollivier et al. 2009a). Le principe de cette analyse est d'identifier les principales sources de bruit qui entrent en jeu lors de l'observation d'un système « étoile - planète » et de calculer le RSB total qui en découle en fonction des paramètres définis pour l'instrument. Cette analyse a été faite pour une trentaine de jupiters chauds connus ainsi que quelques naines brunes. Elle a été réalisée en 2004 lors de la définition du projet. Le critère validant les spécifications finales de l'instrument est l'obtention d'un RSB total supérieur à 10 sur l'ensemble de la bande spectrale d'observation de PEGASE (1.5 à 6 μm), pour la majeure partie des cibles étudiées. Le RSB total se calcule selon les étapes suivantes :

1. on calcule le signal planétaire $F_{planete}$, c'est à dire le flux provenant de la planète,
2. on identifie les biais (constants dans le temps) et on calcule le bruit de grenaille associé à chacun de ces biais,
3. on identifie les autres sources de bruit : bruits instrumentaux (ddm, pointage), bruits astrophysiques.
4. on calcule le RSB total en prenant en compte les différents bruits identifiés. On remarquera que les bruits se traduisent par une dégradation du taux de réjection autour de la valeur nominale attendue et, dans tous les cas, par un nombre de photons

supplémentaires, sans possibilité de compenser un effet par un autre (ex : ddm et intensité). Statistiquement les bruits ne doivent donc pas s'additionner de manière quadratique mais de manière linéaire.

Le tableau 3.2 récapitule les différents signaux, biais et bruits associés qui ont été identifiés et entrent en jeu lors d'une détection avec l'instrument PEGASE. Dans la suite de ce paragraphe, nous allons détailler les différentes étapes de calcul du RSB total énumérées précédemment. On prendra la convention de notation suivante :

- les biais sont notés $b_{...}$,
- les bruits sont notés $B_{...}$.

Signal	Biais	Bruit
Signal planétaire $F_{planete}$		Bruit de grenaille $B_{grenaille_{pl}}$
	Signal dû aux fuites stellaires $b_{fuites_{\star}}$	Bruit de grenaille $B_{grenaille_{fuites_{\star}}}$
	Fond du ciel b_{zodi}	Bruit de grenaille $B_{grenaille_{zodi}}$
	Fond thermique de l'instrument $b_{th_{instru}}$	$B_{grenaille_{th_{instru}}}$
		Fluctuation de la température de l'instrument $B_{fluctuation_{th_{instru}}}$
		Incertitude sur le diamètre de l'étoile $B_{\epsilon_{r_{\star}}}$
	Fluctuations de ddm et de pointage	Bruit associé $B_{\rho_{instru}}$
		Bruit de lecture $B_{lecture}$ (bruit de détecteur)
	Courant d'obscurité	Bruit de détecteur

Tableau 3.2 - Différents biais et bruits qui entrent en jeu dans le calcul du RSB d'une détection avec PEGASE.

3.2.1.1 Calcul du flux de la planète

Comme nous l'avons vu précédemment, la première étape consiste à calculer le signal planétaire. Ce signal correspond au flux de la planète $F_{planete}(phe^-/s)$ reçu sur le détecteur. Il contient deux composantes. La première est le flux émis par la planète, que nous appellerons par la suite le flux thermique de la planète. Son expression se calcule à partir de la fonction de Planck (elle est donnée en Jansky (Jy)²) :

$$F_{th_{pl}}(Jy) = (1 - \alpha) \cdot 10^{26} \cdot \frac{2h\nu^3}{c^2} \cdot \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT_{pl}}} - 1} \cdot \pi \left(\frac{r_{pl}}{d} \right)^2 \quad (3.1)$$

2. 1 Jansky (Jy) = $10^{-26} \text{ Wm}^{-2}\text{Hz}^{-1}$

avec α l'albédo de la planète à la fréquence $\nu = c/\lambda$, c la vitesse de la lumière³, λ la longueur d'onde, h la constante de Planck⁴, r_{pl} le rayon de la planète, d la distance à laquelle se situe le système « étoile-planète » par rapport à l'observateur et T_{pl} la température de la planète. Cette dernière se calcule à partir de l'expression de la température de corps noir d'une planète⁵ :

$$T_{pl} = \sqrt[4]{\frac{r_{\star}^2(1-\alpha)}{4a^2}} \cdot T_{eff\star} \quad (3.2)$$

avec r_{\star} le rayon de l'étoile, a le demi grand-axe de l'orbite de la planète et $T_{eff\star}$ la température effective de l'étoile.

La deuxième composante du flux de la planète est le flux réfléchi par celle-ci. Son expression est la suivante :

$$F_{refpl}(Jy) = \frac{1}{2} \cdot \alpha \cdot \left(\frac{r_{pl}}{a}\right)^2 \cdot f_{\star}(Jy) \quad (3.3)$$

On suppose ici que la fonction de phase est de 1/2 car l'étoile n'éclaire que la moitié de la planète lorsque le système est vu à l'élongation maximale dans le cas d'une orbite circulaire. f_{\star} est le flux émis par l'étoile, exprimé en Jansky. Son expression se calcule à partir de l'expression de la luminance spectrique d'un corps noir en fonction de la fréquence :

$$f_{\star}(Jy) = 10^{26} \cdot \frac{2h\nu^3}{c^2} \cdot \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT_{\star}}} - 1} \cdot \pi \cdot r_{angulaire\star}^2 \quad (3.4)$$

avec $r_{angulaire\star}$ le rayon angulaire de l'étoile.

Finalement, l'expression du flux de la planète reçu sur le détecteur s'écrit :

$$F_{planete}(Jy) = \left(F_{thpl}(Jy) + F_{refpl}(Jy)\right) \cdot \tau_{elongmax} \cdot \tau_{instru} \quad (3.5)$$

Il faut prendre en compte la transmission de l'instrument mais aussi la transmission globale $\tau_{elongmax}$ du système d'interférométrie annulante qui est fonction de la position de la planète sur la carte de transmission. Ici on prend en compte la transmission lorsque la planète est à élongation maximale. Son expression est :

$$\tau_{elongmax} = \sin\left(\frac{\pi \theta_{max}}{2 R_{\theta}}\right)^2 \quad (3.6)$$

avec $R_{\theta} = \lambda/2B$ la résolution angulaire de l'instrument⁶ (position de la première frange brillante) et $\theta_{max} = a/d$ la séparation angulaire maximale de la planète.

3. $c = 299\,792\,458 \text{ ms}^{-1}$

4. $h = 6.63 \times 10^{-34} \text{ J s}$

5. cette expression se déduit à partir de la loi de Stefan-Boltzmann qui permet de calculer la puissance totale émise par l'étoile et la planète.

6. B : longueur de la ligne de base

Le flux de la planète exprimé en photo-électrons par seconde s'écrit :

$$F_{planete}(phe^-/s) = \frac{F_{planete}(Jy)}{10^{26}} \cdot \frac{S_{coll} \Delta\nu}{h\nu} \quad (3.7)$$

avec $S_{coll} = 2\pi(D/2)^2$ la surface totale collectrice⁷ et $\Delta\nu = (c \cdot \Delta\lambda)/\lambda^2$ la bande passante (avec $\Delta\lambda = \lambda/R_\lambda$ la bande spectrale où R_λ est la résolution spectrale de l'instrument).

3.2.1.2 Calcul des différents biais et bruits de grenaille associés

La deuxième étape consiste à identifier les différents biais existants et calculer les bruits de grenaille associés à ces biais, ainsi que le bruit de grenaille associé au signal planétaire.

3.2.1.2.1 Bruit de grenaille associé au signal planétaire

Le bruit de grenaille (ou bruit shot en anglais) tient au caractère aléatoire du flux de photons arrivant sur le détecteur qui se transmet au courant électrique : les photo-électrons sont créés aléatoirement dans le détecteur⁸. Il correspond au bruit de photon traduit en terme de courant. Il va entraîner des fluctuations statistiques du signal mesuré. Ces fluctuations autour de la valeur moyenne du flux reçu sur le détecteur vont s'exprimer comme la racine carrée du nombre de photo-électrons reçus sur le détecteur. Le bruit de grenaille associé au signal planétaire s'exprime donc comme la racine carrée du nombre de photo-électrons (provenant du signal planétaire) reçus sur le détecteur :

$$B_{grenaille_{pl}} = \sqrt{F_{planete}(phe^-/s)} \quad (3.8)$$

3.2.1.2.2 Fuites stellaires

Le premier biais à considérer (cf. tableau 3.2) est le signal stellaire b_{fuites_\star} reçu effectivement sur le détecteur après réjection en plaçant l'étoile sur une interférence destructive. Il s'agit donc du biais dû aux fuites stellaires. Son expression est la suivante :

$$b_{fuites_\star}(Jy) = \frac{f_\star}{\rho_{TOT}} \times \tau_{instru} \quad (3.9)$$

avec ρ_{TOT} le taux de réjection total du flux stellaire et τ_{instru} la transmission de l'instrument incluant le rendement quantique du détecteur. Le taux de réjection total équivaut à :

$$\rho_{TOT} = \frac{1}{\frac{1}{\rho_{instru}} + \frac{1}{\rho_{Geom}}} \quad (3.10)$$

7. D : diamètre des télescopes

8. le flux de photo-électrons suit une statistique de Poisson

Il est composé du taux de rejection que l'on obtient sur la ligne de visée ρ_{instru} grâce au système d'interférométrie annulante. On détermine sa valeur à partir de trois budgets d'erreur : les erreurs de phase (traduites en erreurs de ddm), les erreurs d'intensité (traduites en erreurs de tip-tilt) et les erreurs de polarisation. Dans cette analyse, nous considérerons que les erreurs de polarisation sont négligeables.

Il est également composé du taux de réjection géométrique⁹ ρ_{Geom} , c'est à dire le taux de réjection du flux de l'étoile en tenant compte de l'étendue finie du disque stellaire.

Comme précédemment, pour convertir le biais dû aux fuites stellaires en photo-électrons par seconde, on écrit :

$$b_{fuites\star}(ph - e^-/s) = \frac{b_{fuites\star}(Jy)}{10^{26}} \cdot \frac{S_{coll} \Delta\nu}{h\nu} \quad (3.11)$$

On calcule ensuite le bruit de grenaille associé à ce biais $B_{grenaille_{fuites\star}}$:

$$B_{grenaille_{fuites\star}} = \sqrt{b_{fuites\star}(phe^-/s)} \quad (3.12)$$

3.2.1.2.3 Fond du ciel

Le deuxième biais à prendre en compte est l'émission du nuage zodiacal entourant le Soleil $b_{zodi}(Jy)$. Ce flux émis peut être estimé à partir de différentes modélisations du nuage zodiacal. On multiplie cette valeur par le champ de vue de l'instrument afin d'avoir le flux effectif reçu sur le détecteur.

Comme précédemment, le bruit de grenaille associé à ce biais $B_{grenaille_{zodi}}$ s'exprime comme la racine carrée du nombre de photo-électrons reçus sur le détecteur :

$$B_{grenaille_{zodi}} = \sqrt{b_{zodi}(phe^-/s)} \quad (3.13)$$

3.2.1.2.4 Fond thermique de l'instrument

Le troisième biais est la contribution du fond thermique de l'instrument $b_{thinstru}$, c'est à dire la luminance de l'instrument. Il se calcule à partir de l'expression de l'émissivité de l'instrument considéré comme un corps gris. Son expression est (en Jansky par stéradian¹⁰) :

$$b_{thinstru}(Jy/sr) = \epsilon_{instru} \cdot 10^{26} \cdot \frac{2h\nu^3}{c^2} \cdot \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT_{instru}}} - 1} \quad (3.14)$$

9. $\rho_{Geom} = \frac{4}{\pi^2} \left(\frac{\lambda/B}{r_{angulaire\star}} \right)^2$

10. le stéradian (sr) est défini comme étant l'angle solide qui, ayant son sommet au centre d'une sphère, découpe, sur la surface de cette sphère, une aire équivalente à celle d'un carré dont le côté est égal au rayon de la sphère.

avec ε_{instru} l'émissivité de l'instrument (c'est à dire du télescope) et T_{instru} la température de l'instrument. Pour avoir le flux effectif, dû à cette contribution, reçu sur le détecteur, on multiplie cette valeur par l'étendue géométrique de l'instrument.

Le bruit de grenaille associé à ce biais $B_{grenaille_{th_{instru}}}$ s'écrit :

$$B_{grenaille_{th_{instru}}} = \sqrt{b_{th_{instru}}(phe^-/s)} \quad (3.15)$$

3.2.1.3 Autres sources de bruits

3.2.1.3.1 Fluctuations thermiques de l'instrument

La température de l'instrument varie au cours du temps. Ces fluctuations entraînent une variation de la luminance de l'instrument et donc une variation du biais dû au fond thermique de l'instrument (cf. équation 3.14). L'amplitude pic à pic des fluctuations s'écrit :

$$B_{fluctuation_{th_{instru}}}(Jy/sr) = \varepsilon_{instru} \cdot 10^{26} \cdot \frac{2h\nu^3}{c^2} \cdot \left(\frac{1}{e^{\frac{h\nu}{k(T_{instru} + \frac{T_{fluct}}{2})} - 1}} - \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{k(T_{instru} - \frac{T_{fluct}}{2})} - 1}} \right) \quad (3.16)$$

avec T_{fluct} l'incertitude sur la valeur de la température de l'instrument (valeur rms). Pour obtenir ce bruit en photo-électrons par seconde, on multiplie l'expression précédente par la valeur de l'étendue géométrique de l'instrument et on utilise la même expression de conversion que dans les équations 3.7 et 3.11.

3.2.1.3.2 Incertitude sur le diamètre de l'étoile

On ne connaît pas avec précision le diamètre de l'étoile que l'on observe. Cette valeur va dépendre de la précision avec laquelle on a pu mesurer le rayon angulaire de l'étoile, mais aussi de l'activité de l'étoile (les taches stellaires affectent l'estimation de la photosphère de l'étoile et donc l'estimation de son diamètre). On a donc une certaine incertitude ε_{r_\star} sur la connaissance de cette valeur. Compte-tenu de cette incertitude, le biais dû aux fuites stellaires est mal évalué, ce qui va entraîner un biais supplémentaire. Le bruit associé à cette incertitude $B_{\varepsilon_{r_\star}}$ s'exprime comme le produit du biais dû aux fuites stellaires par l'incertitude sur le diamètre de l'étoile :

$$B_{\varepsilon_{r_\star}} = b_{fuites_\star}(phe^-/s) \cdot \varepsilon_{r_\star} \quad (3.17)$$

3.2.1.3.3 Fluctuation de la ddm et du pointage

Les fluctuations de la différence de marche et du pointage vont introduire un biais sur le calcul de la profondeur du taux de réjection sur la ligne de visée ρ_{instru} (le bruit de grenaille associé à cette composante du taux de rejection est pris en compte dans le calcul du bruit de grenaille dû aux fuites stellaires dans l'équation 3.9). Le bruit associé $B_{\rho_{instru}}$ à ce biais s'exprime ainsi :

$$B_{\rho_{instru}}(phe^-/s) = b_{fuites_*}(phe^-/s) \cdot \frac{\rho_{TOT}}{\rho_{instru}} \quad (3.18)$$

L'expression de ρ_{instru} contient deux composantes :

- un composante qui tient compte des fluctuations de ddm. Ces fluctuations sont dues aux dilatations thermiques, aux vibrations, à la dérive des satellites.
- une composante qui tient compte des variations de pointage des satellites (superposition des faisceaux).

L'équation est la suivante :

$$\rho_{instru} = \frac{1}{\left(\frac{2\pi\sigma_{\delta rms}}{\lambda}\right)^{2/4} + \left(\frac{\pi D\sigma_{\alpha rms}}{\lambda}\right)^{4/64}} \quad (3.19)$$

avec $\sigma_{\delta rms}$ l'écart type sur la ddm (rms) et $\sigma_{\alpha rms}$ l'écart type sur le pointage (rms), D le diamètre des télescopes, λ la longueur d'onde d'observation.

3.2.1.3.4 Bruits de détecteur

Bruit de lecture :

Le bruit de lecture $B_{lecture}$ (« Read Out Noise » en anglais) est causé par les circuits électroniques qui lisent les charges dans un détecteur intégrateur (détecteur CCD¹¹) et qui effectuent la conversion analogique/numérique (CAN). Ce bruit va faire fluctuer le nombre de charges créées par les photons détectés (qui constituent le vrai signal). Il s'exprime ainsi en photo-électrons :

$$B_{lecture}(phe^-) = RON \cdot \sqrt{Nb_{lecture}} \quad (3.20)$$

avec RON le bruit de lecture donné en $e^-/pix/lecture$ et $Nb_{lecture}$ le nombre de lectures effectuées (le bruit est donné pour un pixel).

11. Charge Coupled Device

Courant d'obscurité et bruit associé :

Le courant d'obscurité correspond au signal enregistré alors qu'aucune source n'éclaire le détecteur. Il correspond à la création de photo-électrons par simple agitation thermique. Il va donc introduire un biais au signal utile détecté. Le bruit associé à ce biais fait fluctuer le nombre de photo-électrons. Nous considérons ici le courant d'obscurité négligeable, nous négligerons donc le bruit associé.

3.2.1.4 Calcul du RSB total

Le RSB total peut se diviser en plusieurs composantes :

- une composante photométrique liée au bruit de grenaille total et au bruit de détecteur. Ces deux bruits sont indépendants, on peut donc faire leur somme quadratique. Cette composante est la seule qui augmente avec le temps d'intégration T_{integ} du détecteur.
- une composante instrumentale. Le taux de réjection instrumentale ρ_{instru} fluctue dans le temps. On ne peut pas réduire ce bruit en augmentant le nombre d'observations ou le temps d'intégration, car il est proportionnel au flux de l'étoile lui-même. Ce comportement est décrit comme un processus de Poisson doublement stochastique par Goodman (1985, chap 9). Cette composante instrumentale fixe une limite supérieure au RSB que l'on peut atteindre.
- une composante de calibration due à l'incertitude sur le diamètre de l'étoile (biais dû aux fuites stellaires mal évalué). Comme pour la composante précédente, ce bruit est proportionnel au flux de l'étoile¹² et cette composante fixe une limite supérieure au RSB que l'on peut atteindre.
- une composante due aux fluctuations du fond thermique de l'instrument. Comme pour la composante instrumentale, on a un signal qui fluctue dans le temps à cause des fluctuations de température de l'instrument. Le bruit associé à ces fluctuations fixe également une limite supérieure au RSB que l'on peut atteindre. On fera donc la somme linéaire des deux bruits précédents et de celui-ci.

L'équation du RSB total est la suivante :

$$RS B_{TOT} = \frac{F_{planete}(phe^- / s)}{\underbrace{\sqrt{(B_{grenaille_{TOT}}^2 + \sigma_{lecture}^2)} \cdot T_{integ}}_{\text{Composante Photométrique}} + \underbrace{B_{fluctuation_{th_{instru}}}}_{\text{Composante Fond}} + \underbrace{B_{\epsilon_{r\star}}}_{\text{Comp. Fuites}_{\star}} + \underbrace{B_{\rho_{instru}}}_{\text{Comp. Instru.}}} \quad (3.21)$$

avec $B_{grenaille_{TOT}}$ le bruit de grenaille total prenant en compte tous les bruits de grenaille calculés précédemment.

12. les deux bruits sont donc corrélés

A titre d'exemple, nous allons voir dans le paragraphe suivant, l'analyse de RSB réalisée dans le cas de l'observation d'un jupiter chaud connu.

3.2.1.5 Analyse du RSB dans le cas de l'observation de HD 209 458 b

Comme nous l'avons mentionné précédemment, le calcul du RSB total de l'instrument PEGASE a été fait pour une trentaine de jupiters chauds connus, choisis comme cibles pour PEGASE. Il se présente sous la forme d'un tableur élaboré par Olivier Absil dans le cadre de la préparation du projet PEGASE. Nous présentons ici le calcul réalisé pour HD 209458 b. Ce calcul est fait à la longueur d'onde de $3 \mu\text{m}$, il est généralisable sur toute la bande spectrale de PEGASE. Les paramètres de l'instrument sont choisis pour avoir un $\text{RSB} > 10$ sur toute la bande spectrale, ce qui était le critère de validation des spécifications de l'instrument.

Le tableau 3.3 présente les paramètres de la configuration instrumentale de PEGASE. Le tableau 3.4 présente les caractéristiques de l'étoile HD 209458¹³. Le tableau 3.5 présente les caractéristiques de la planète HD 209458 b.

Le tableau 3.6 donne les valeurs des différents taux de rejection ainsi que la valeur du taux de rejection total.

La valeur du signal planétaire ainsi que des différents biais énumérés précédemment est donnée dans le tableau 3.7. On donne aussi à titre indicatif le contraste initial (avant réjection) entre le flux de l'étoile et de la planète.

A partir des valeurs obtenues dans les tableaux 3.6 et 3.7, on calcule les différents bruits qui entrent en jeu dans le calcul du RSB total. Le tableau 3.8 donne les valeurs de ces bruits.

Finalement, on peut calculer le RSB total estimé pour l'observation du jupiter chaud HD 209458b avec l'instrument PEGASE. Le tableau 3.9 présente les valeurs des différents RSBs et du RSB total.

Les valeurs données dans les tableaux sont calculées pour une longueur d'onde de $3 \mu\text{m}$. Ce calcul est généralisable sur toute la bande spectrale d'observation de PEGASE. La figure 3.1 montre le RSB de chaque contribution ainsi que le RSB total en fonction de la longueur d'onde. On peut voir qu'au delà de $4.8 \mu\text{m}$, c'est le bruit de fond thermique de l'instrument qui domine et qui contraint la valeur du RSB total. Un moyen de diminuer cette contribution serait de refroidir l'instrument avec un système cryogénique (dans sa configuration actuelle, PEGASE est refroidi passivement) mais ceci entraînerait une complexité supplémentaire et en conséquence une hausse certaine des coûts du projet.

13. Hypothèse : diamètre de l'étoile mesuré avec précision (0.1%) par interférométrie

Paramètres instrumentaux	
Diamètre des télescopes D (m)	0.40
Surface collectrice totale S_{coll} (m ²)	0.25133
Ligne de base B (m)	260.0
Longueur d'onde λ (μm)	3.0
Fréquence ν (Hz)	9.99×10^{13}
Résolution spectrale R_λ	60
Bande passante $\Delta\nu$ (Hz)	1.67×10^{12}
Résolution angulaire R_θ (mas)	1.19
Rayon du champ de vue FOV (mas)	696.39
Transmission τ_{instru}	0.05
Emissivité instrumentale ε_{instru}	0.70
Température de l'instrument T_{instru} (K)	100.00
Fluctuations de la température (rms) T_{fluct} (K)	1.0
Ecart type de l'erreur sur la ddm (rms) $\sigma_{\delta_{rms}}$ (nm)	3.00
Ecart type de l'erreur sur le pointage (rms) $\sigma_{\alpha_{rms}}$ (mas)	40.00
Temps d'intégration (détecteur) T_{integ} (s)	3.60×10^4

Tableau 3.3 - Paramètres de l'instrument.

Etoile HD 209458	
Distance d (pc)	47
Magnitude en bande V	7.65
Type spectral	G0 V
Rayon r_\star ($R_{solaire}$)	1.100
Rayon angulaire $r_{angulaire_\star}$ (mas)	0.109
Incertitude sur la valeur du rayon angulaire ε_{r_\star} (%)	0.1
Température effective T_{eff_\star} (K)	6030

Tableau 3.4 - Caractéristiques de l'étoile HD 209458.

Planète HD 209458 b	
Demi grand-axe a (UA)	0.045
Séparation angulaire maximale θ_{max} (mas)	0.957
Masse $\times \sin(i)$ ($M_{jupiter}$)	0.69
Rayon r_{pl} ($R_{jupiter}$)	1.43
Albédo moyen ([1.5-6 μm]) α	0.10
Température T_{pl} (K)	1401

Tableau 3.5 - Caractéristiques de la planète HD 209458 b.

Taux de rejection	
ρ_{instru}	94787
ρ_{Geom}	193.62
Taux de rejection total ρ_{TOT}	193.23

Tableau 3.6 - Valeur des différents taux de rejection.

Flux	
Flux initial de la planète (Jy)	7.08×10^{-4}
flux thermique $F_{th_{pl}}$	6.94×10^{-4}
flux réfléchi $F_{ref_{pl}}$	1.22×10^{-5}
Flux planétaire reçu sur le détecteur F_{pl}	3.22×10^{-5}
Flux émis par l'étoile f_{\star} (Jy)	1.06
Contraste initial étoile/planète	~ 1500
Biais	
$b_{fuites_{\star}}$	2.74×10^{-4} (Jy)
Contribution du fond après rejection	4.91×10^{-6} (Jy)
b_{zodi} (Jy) = 1.37×10^5 Jy/sr	$17.34 \text{ phe}^{-}/s$
$b_{th_{instru}}$ = 1.53×10^{-3} Jy/sr	$1.55 \times 10^{-2} \text{ phe}^{-}/s$

Tableau 3.7 - Calcul des flux détectés.

Bruits	
$B_{grenaille_{TOT}}$ (phe^{-}/\sqrt{s})	4.40
$\sigma_{lecture}$ (phe^{-}/\sqrt{s})	1.00
$B_{fluctuation_{th_{instru}}}$ (phe^{-}/s)	1.67×10^{-9}
$B_{\varepsilon_{r_{\star}}}$ (phe^{-}/s)	0.017
$B_{\rho_{instru}}$ (phe^{-}/s)	0.035

Tableau 3.8 - Valeur des différents bruits.

RSB pour chaque contribution (à 3 μm)	
RSB Photométrique	85.48
RSB Fond	1.21×10^9
RSB Fuites stellaires	117.31
RSB Instrumental	57.55
RSB total à 3 μm largeur de bande : 50 nm	26.60

Tableau 3.9 - Calcul du RSB total à 3 μm .

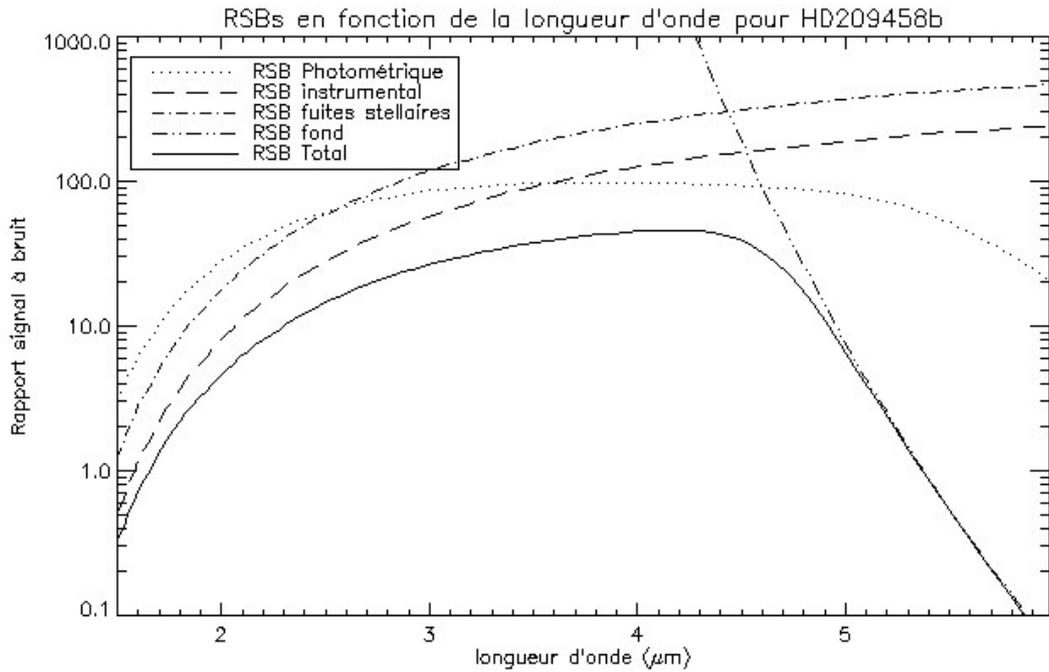


Figure 3.1 - Calcul des RSBs pour le cas de HD209458b, en fonction de la longueur d'onde.

En conclusion, l'analyse de RSB réalisée a permis de dégager les spécifications de PEGASE validant le critère de $RSB > 10$ pour toutes les cibles considérées à quelques exceptions près. Ces spécifications sont rappelées dans le tableau 3.10.

Diamètre des télescopes D (m)	0.30 à 0.40
Résolution spectrale R_λ	60
Transmission τ_{instru}	0.05
Emissivité instrumentale ϵ_{instru}	0.70
Température de l'instrument T_{instru} (K)	100.00
Fluctuations de la température (rms) T_{fluct} (K)	1.0
Ecart type de l'erreur sur la ddm (rms) $\sigma_{\delta_{rms}}$ (nm)	3.00
Ecart type de l'erreur sur le pointage (rms) $\sigma_{\alpha_{rms}}$ (mas)	40.00

Tableau 3.10 - Principales spécifications de PEGASE.

3.2.2 De PEGASE à PERSEE

Les spécifications de PERSEE découlent directement de l'analyse de RSB faite pour PEGASE et des spécifications obtenues pour l'instrument, le but étant de respecter au mieux la représentativité des spécifications de PEGASE.

3.2.2.1 Echelles spatiales

A partir de la spécification du diamètre des télescopes, on peut établir la spécification sur la taille des faisceaux dans PERSEE. Les télescopes de PEGASE font 40 cm de diamètre, on a donc deux faisceaux collimatés de ce diamètre qui proviennent des sidérostats. On ne peut évidemment pas travailler avec des faisceaux collimatés de cette taille en laboratoire. Cette spécification est donc représentée avec un facteur d'échelle (fixé à 1/10), le diamètre des faisceaux en entrée du train optique de PERSEE est fixé à 40 mm.

Le système de compression de faisceaux de PEGASE réduit la taille des faisceaux à 2 cm de diamètre en aval. En laboratoire, on trouve plutôt des diamètres de faisceaux de l'ordre de quelques dizaines de millimètres. Pour des raisons d'encombrement et de taille des optiques, on choisit d'utiliser un système de compression qui réduit les faisceaux à 10 mm de diamètre (si l'on avait choisi un facteur d'échelle de 1/10 soit un diamètre de 20 mm, cela aurait conduit à des composants optiques volumineux et un trop grand encombrement dans le module de recombinaison, ainsi que des difficultés de réalisation trop grandes dans le cadre de PERSEE).

3.2.2.2 Domaine spectral et résolution spectrale

PERSEE a été conçu pour étudier la faisabilité du projet PEGASE. Dans ce cadre, la bande spectrale a été choisie pour être la plus représentative possible de PEGASE tout en prenant en compte les contraintes imposées par une expérience en laboratoire. Le domaine spectral de PERSEE s'étend de 0.8 à 3.3 μm . La limite inférieure de la bande spectrale est imposée par les traitements en or des miroirs. Le domaine scientifique s'étend de 1.65 à 3.3 μm . Il a été légèrement décalé et réduit par rapport à celui de PEGASE ([1.5 - 6 μm]) afin de réduire les coûts de l'expérimentation mais une largeur de bande spectrale relative, similaire d'une octave, a été maintenue. Pour aller au delà de 3.3 μm , il aurait fallu utiliser d'autres détecteurs ainsi que d'autres optiques avec des traitements différents, ce qui aurait entraîné un coût largement supérieur au budget prévu.

La bande scientifique (que l'on dénommera par la suite « voie IR ») est divisée en 5 sous-bandes :

- 4 canaux spectraux compris entre 1.65 à 2.5 μm ,
- un canal entre 3.0 à 3.3 μm .

C'est dans ces canaux que l'on effectue les mesures de taux de réjection. Le canal compris entre 2.5 à 3.0 μm n'est pas utilisé à cause de l'absorption de la vapeur d'eau dans cette bande

spectrale.

Le système de cophasage couvre la gamme spectrale de 0.8 à 1.5 μm :

- l'identification de la frange centrale est faite dans deux canaux spectraux par le senseur de frange (noté par la suite SF) : [0.8 - 1.0 μm] et [1.0 - 1.5 μm].
- initialement, la caméra de pointage (notée par la suite FRAS¹⁴) devait fonctionner dans la bande [0.6 - 0.8 μm] mais la source prévue n'était pas compatible. La bande [0.8 - 1.0 μm] lui a donc été attribuée.

Le tableau 3.11 regroupe l'allocation des différents canaux spectraux de PERSEE et leur bande photométrique selon la désignation astronomique conventionnelle.

Longueur d'onde (μm)	Allocation	Nom
[0.8 – 1.0]	canal du senseur de pointage canal 1 du SF	I
[1.0 – 1.5]	canal 2 du SF	J
[1.65 – 2.5]	voie scientifique IR : 4 canaux [1.65 - 1.82 μm] - $\lambda_{c_1} = 1.74 \mu\text{m}$ [1.82 - 2.02 μm] - $\lambda_{c_2} = 1.92 \mu\text{m}$ [2.02 - 2.23 μm] - $\lambda_{c_3} = 2.12 \mu\text{m}$ [2.23 - 2.46 μm] - $\lambda_{c_4} = 2.35 \mu\text{m}$	H + K <i>canal 1</i> <i>canal 2</i> <i>canal 3</i> <i>canal 4</i>
[3.0 – 3.3]	voie scientifique IR [3.00 - 3.32 μm] - $\lambda_{c_5} = 3.16 \mu\text{m}$	L <i>canal 5</i>

Tableau 3.11 - Allocation des différentes bandes spectrales de PERSEE. λ_{c_i} est la longueur d'onde centrale du canal i.

En ce qui concerne la résolution spectrale (pour la voie IR), nous avons vu que pour PEGASE, elle était fixée à 60. Des analyses de RSB effectuées pour PERSEE montrent qu'elle ne peut pas être représentée sur le banc. A titre d'exemple, on présente dans le tableau 3.12, le résultat de ces analyses pour la configuration du banc PERSEE telle qu'elle était établie fin 2006¹⁵. On suppose une transmission optique du banc de 0.6%. Les détecteurs sont des détecteurs monopixels avec leurs amplificateurs à détection synchrone. La source est un corps noir. Le RSB est donné pour la sortie destructive. Si l'on veut respecter la spécification du RSB > 10, on voit que même avec un corps noir à 5000 K, ce n'est pas possible. Avec une résolution spectrale de 1, on ne peut pas étudier plusieurs canaux spectraux. On choisit donc le compromis de $R_\lambda = 10$.

14. *Field Relative Angle Sensor*

15. ici, on ne simule que l'étoile

Source	2500 K			5000 K		
Résolution	60	10	1	60	10	1
RSB total	2.32	13.9	13.9	7.26	43.6	43.6

Tableau 3.12 - Calcul du RSB total de PERSEE en fonction de la résolution spectrale. La constante de temps de l'amplificateur à détection synchrone est fixée à 10 s

3.2.2.3 Etage de recombinaison

La recombinaison interférométrique dans PEGASE est effectuée par un système de type MMZ qui couple à la fois la voie scientifique et la voie du senseur de frange, dans le but de minimiser les dérives entre ces deux voies (Jacquinod et al. 2008a,b). Sur PERSEE, nous avons décidé de tester ce système original afin de valider sa faisabilité. Nous verrons plus en détail dans le chapitre suivant les spécifications du recombineur de PERSEE.

3.2.2.4 Contrôle de la ddm et du pointage

Le système de métrologie de PERSEE doit être conçu pour représenter au mieux les spécifications définies pour PEGASE (erreur sur la ddm $\sigma_{\delta_{rms}}$ et sur le pointage $\sigma_{\alpha_{rms}}$). On fixe comme objectif de maintenir une stabilisation fine de la ddm à 2 nm rms avec le senseur de frange (en mode poursuite). La spécification du système de pointage fin de PEGASE est de 40 mas sur le ciel, ce qui équivaut, au niveau de la charge utile, à 600 mas (à cause du taux de compression des faisceaux à l'entrée de la charge utile). On fixe donc comme objectif sur PERSEE de stabiliser, avec le système de pointage fin (en mode poursuite), la ligne de visée du faisceau avec une précision d'environ 600 mas en présence de perturbations d'entrée comparables à celles de PEGASE.

Concernant la fréquence d'échantillonnage de la boucle de pointage fin, on souhaite pouvoir faire des mesures en boucle ouverte jusqu'à 5 kHz afin de détecter la présence éventuelle de perturbations à haute fréquence. En boucle fermée la spécification est de 1 kHz, ce qui devrait permettre d'atteindre une bande passante de l'ordre de 100 Hz. De même, pour le senseur de frange, la fréquence de travail est spécifiée à ≈ 5 kHz.

3.2.2.5 Déphasage achromatique

Dans l'instrument PEGASE, le déphasage achromatique est créé naturellement d'après la configuration optique du banc. Deux miroirs du système permettent de créer un déphaseur à retournement de champ (APS dont nous avons parlé dans le chapitre 2). Cette configuration, si elle fonctionne, permet d'économiser l'ajout d'un composant optique supplémentaire. Nous avons donc décidé de reprendre cette configuration optique sur PERSEE afin de tester sa faisabilité.

A noter qu'il sera peut-être nécessaire de rajouter un compensateur de chromatisme constitué de couples de lames dispersives. En effet, il se peut que les autres composants du banc (en particulier le système de recombinaison) introduisent un chromatisme résiduel. Ce système peut également servir d'APS au cas où la solution précédente ne fonctionnerait pas.

3.2.2.6 Module source

Pour générer les deux sous-pupilles représentant les deux bras de l'interféromètre, le système retenu est un système de séparation de front d'onde avec collimateur. Ce système a déjà été étudié à l'ONERA sur le banc Brise et chez Thales Alenia Space sur le banc MAII. Pour la source IR, afin de couvrir toute les bandes spectrales, il faut simuler un corps noir. La solution retenue est une lampe Xénon. On effectue un filtrage modal avec des fibres optiques monomodes en bande K, ceci afin de réduire les contraintes sur la qualité des surfaces optiques et sur le système de pointage. Pour le système de métrologie, nous avons choisi des diodes laser pour les différents canaux spectraux prévus. Nous décrirons plus en détail le module source dans le paragraphe suivant.

3.2.2.7 Système d'injection/correction des perturbations

Le système d'injection et de correction des perturbations prévu sur PERSEE doit avoir l'amplitude nécessaire afin d'injecter puis de corriger les perturbations provenant des résultats du simulateur GNC de vol en formation de PEGASE développé par EADS-Astrium. Il faut donc choisir les actionneurs avec des courses en adéquation avec les résultats du simulateur.

3.2.2.8 Module de détection

Pour la voie IR, les analyses de RSB de PERSEE ont montré que l'idéal est d'avoir une caméra IR faible bruit. Ce système de détection sera décrit plus en détail dans le paragraphe suivant.

3.3 Description des sous-systèmes

Le banc PERSEE est composé de plusieurs modules (cf. Fig. 3.3) que nous allons décrire dans le paragraphe suivant. La figure 3.2 présente le modèle CAO¹⁶ du banc PERSEE, réalisé par Thales Alenia Space.

16. *Conception Assistée par Ordinateur*

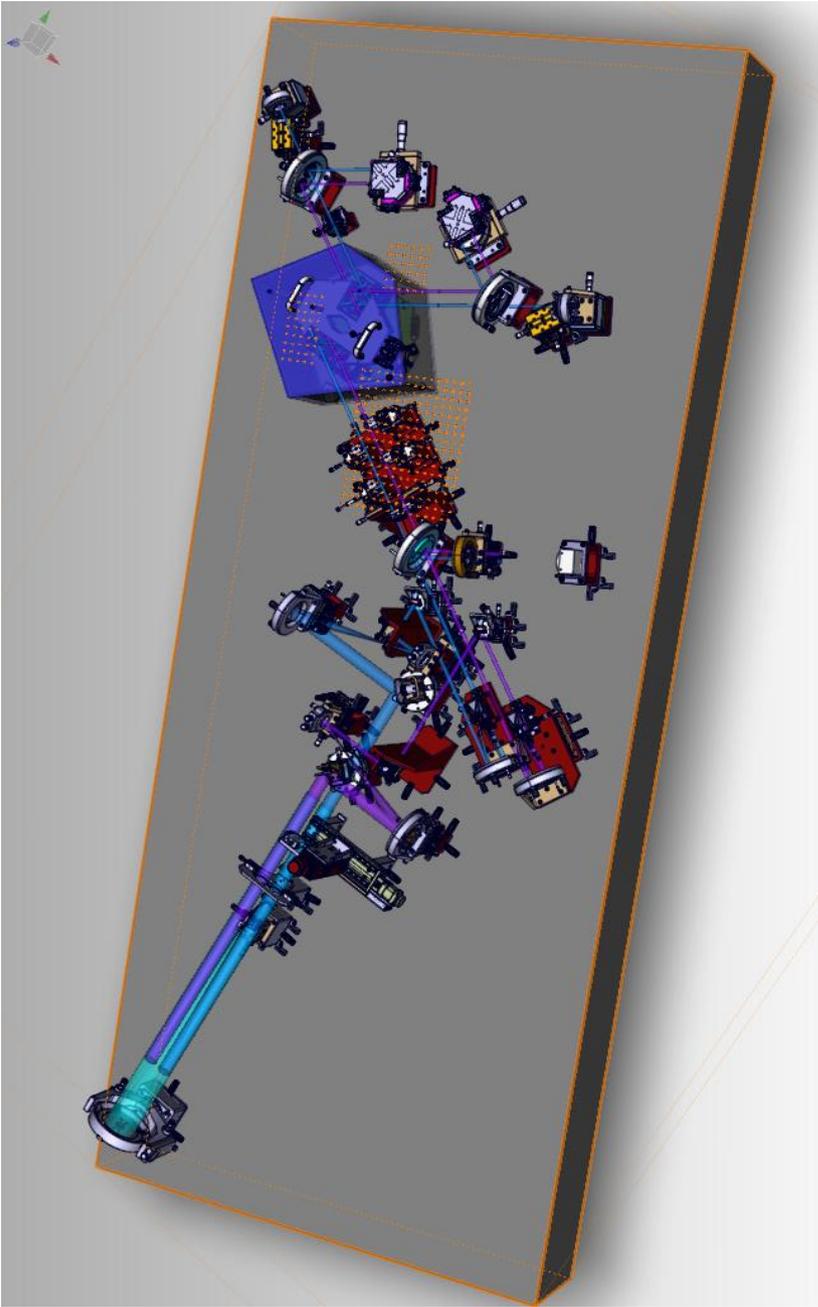


Figure 3.2 - Modèle CAO du banc PERSEE - Crédits : TAS.

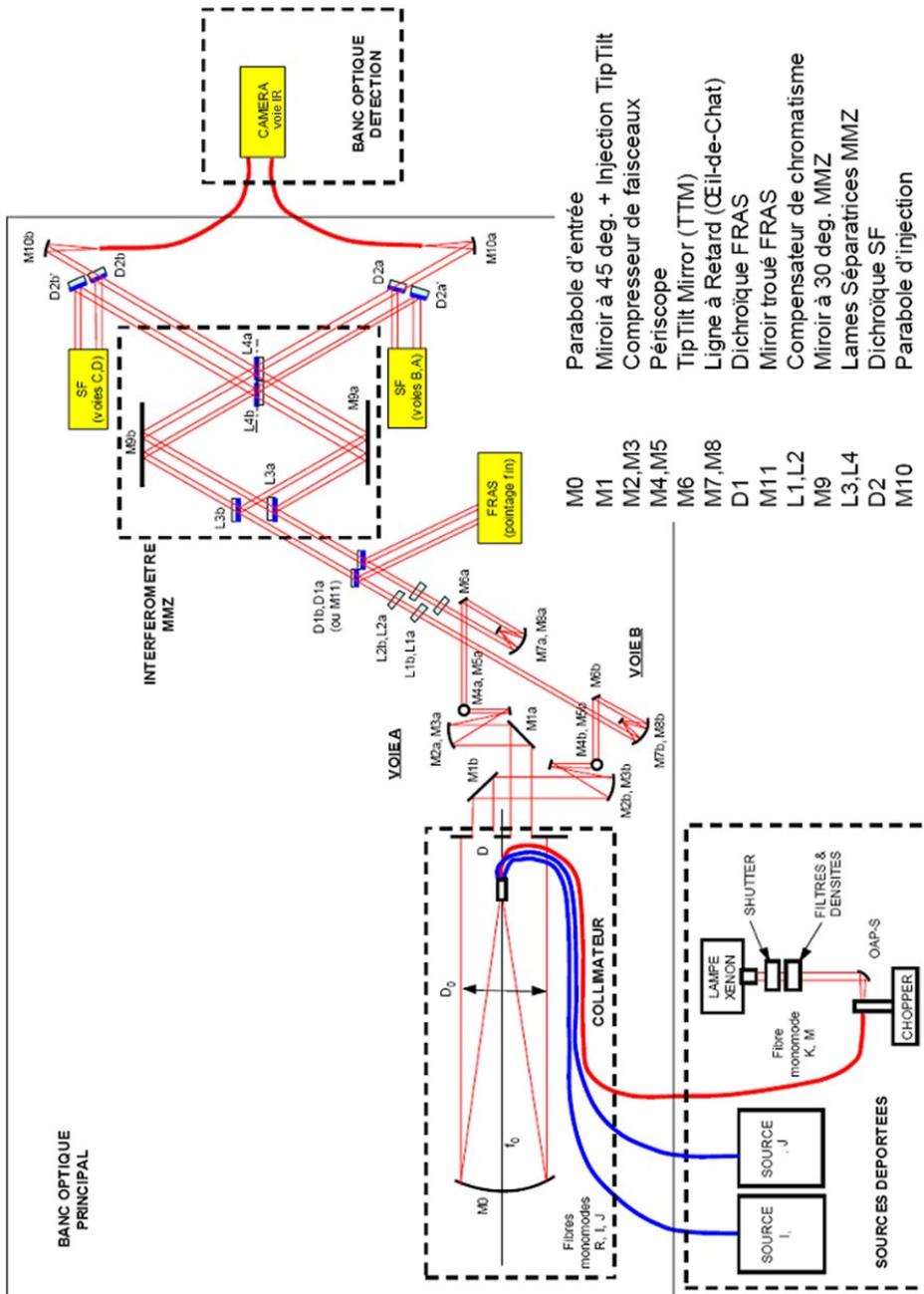


Figure 3.3 - Schéma optique du banc PERSEE avec ses différents modules.

3.3.1 Module source et module de séparation des faisceaux

Les sources : suite à l'étude des spécifications de PERSEE ainsi qu'à l'analyse des différents bilans radiométriques du banc (cf. documents PE-NT-SYS-030-IAS-1.0 et PE-NT-SYS-031-AAS-1.1 référencés en annexe C), il a été montré qu'il était impossible de couvrir tout le domaine spectral de PERSEE en utilisant une seule source. Le module source est donc divisé en deux sous-systèmes :

- une lampe Xénon (5000 K) de chez *Oriel* (cf. Fig. 3.4) permet de simuler l'étoile centrale observée par l'interféromètre dans les bandes H, K et L (cf. courbe d'émission spectrale de la lampe en annexe B). Afin d'obtenir un faisceau cohérent spatialement et non aberrant, la lumière de la lampe est injectée dans une fibre monomode (notée par la suite SMF¹⁷) en verre fluoré (provenant de l'entreprise *Le verre Fluoré*) ayant une longueur d'onde de coupure à 1.65 μm ,

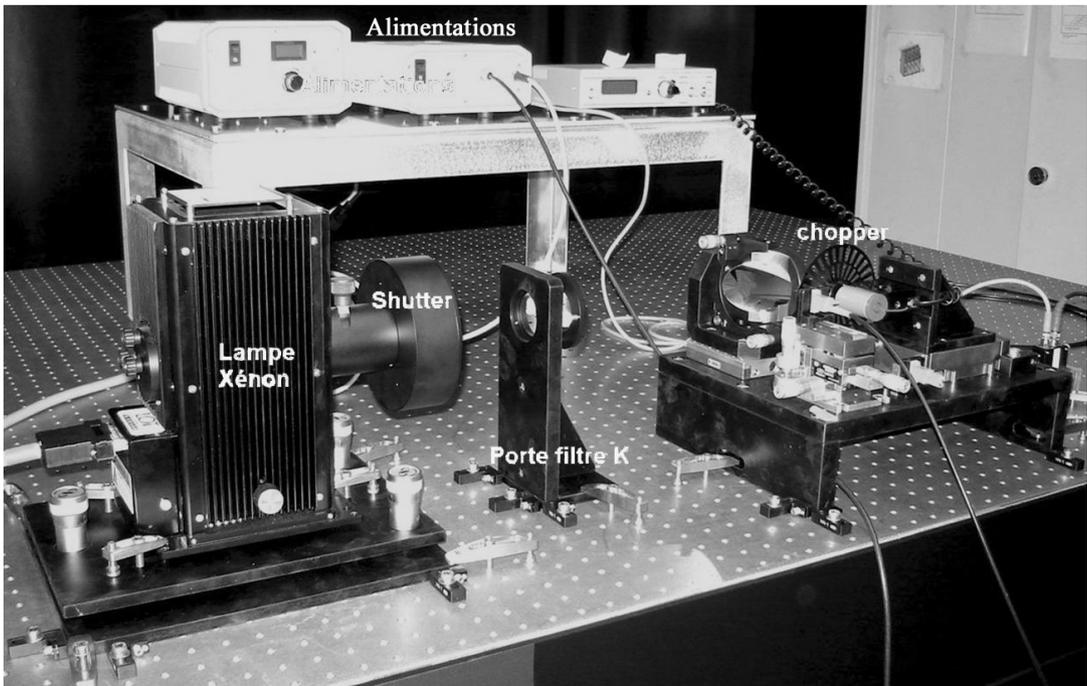


Figure 3.4 - Module d'illumination de la voie IR avec la lampe Xénon - *Crédits : OCA.*

- Le système de cophasage (senseur de frange + senseur de pointage) utilise une combinaison de plusieurs diodes lasers. Ces diodes sont fibrées avec des fibres monomodes en silice. Pour une description plus détaillée de ces sources, je vous renvoie à la thèse de Kamel Houairi (Houairi 2009).

¹⁷. *Single Mode Fiber*

Outre le filtrage optique, l'autre avantage d'injecter les sources dans des fibres optiques est de pouvoir déporter les sources sur un banc annexe afin de ne pas perturber la stabilité du banc optique principal.

La séparation des faisceaux : elle se fait par division du front d'onde. Les fibres arrivent au foyer d'un collimateur parabolique. Ses caractéristiques sont données dans le tableau 3.13. Elles sont liées par un connecteur 3-fibres (V-groove) fabriqué spécialement par *Le verre Fluoré* (cf. Fig. 3.5 à droite). Un premier connecteur avait été réalisé par Leukos (cf. Fig. 3.5 à gauche) mais sa réalisation peu soignée nous a conduits à le rejeter (fibres en dehors du V-groove et entourées de colle). Ce connecteur permet d'assurer un espace stable entre les axes des trois fibres. La séparation entre les trois fibres est verticale afin qu'elle ne soit pas résolue par la ligne de base horizontale de l'interféromètre. Pour générer les deux faisceaux de l'interféromètre, on utilise un masque à deux sous-pupilles qui est placé en sortie du collimateur.

Spécifications	Valeurs
Type de surface	Parabolique
Distance focale F	750 mm \pm 5 mm
Diamètre utile optique	100 mm
Diamètre mécanique	120 mm
Matériau	Zérodur
Réflectivité dans la bande IR	$\geq 97\%$
Réflectivité dans la bande totale	$\geq 95\%$
Traitement	Or non protégé
Qualité de surface (rugosité)	<1 nm RMS
Qualité de front d'onde	< $\lambda/25$ RMS à $\lambda = 0.633 \mu\text{m}$

Tableau 3.13 - Caractéristiques du Collimateur.

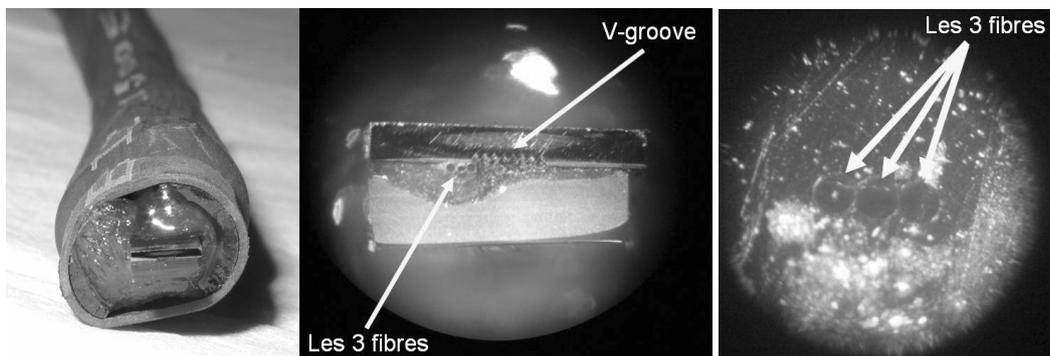


Figure 3.5 - A gauche et au milieu : V-groove réalisé par Leukos, à droite : V-groove réalisé par Le Verre Fluoré - Crédits : OCA.

3.3.2 Train optique

Après le module de séparation, les deux faisceaux suivent des chemins identiques tout au long du train optique. La figure 3.6 montre le schéma optique du banc principal.

Les miroirs plans $M1$, sont orientés à 45° . Ils représentent les deux sidérostats de l'interféromètre PEGASE. Ils sont montés sur des systèmes piézo-électriques pour permettre d'injecter des perturbations en tip/tilt et piston.

Les miroirs paraboliques $M2$ et $M3$ forment des systèmes afocaux symétriques. Ils permettent de réaliser la compression des faisceaux. Il n'est pas possible de représenter la compression réelle des faisceaux de PEGASE qui est de $M = 20$. Un facteur d'échelle sera utilisé pour extrapoler les résultats dans le cas de PEGASE. L'étude des spécifications a conduit à choisir une compression de $M = 3$ (c'est un bon compromis pour ne pas trop réduire les déplacements latéraux des sous-pupilles en présence de perturbations/corrections de tip/tilt et donc ne pas trop réduire le couplage avec les variations d'intensité (prélèvement dans une gaussienne)). Le diamètre des faisceaux passe de 40 mm en sortie des $M1$ à 13 mm après $M3$.

Les miroirs $M4$ et $M5$ forment des périscopes et orientent les faisceaux dans la bonne direction. La combinaison des $M4$ avec les miroirs $M1$ forme un déphaseur achromatique π (géométrique) à retournement de champ électrique (cf. §2.1.2.5). Comme ce déphaseur est obtenu naturellement d'après le schéma optique de PERSEE, ce type d'APS sera testé ici. Cependant un système à lames dispersives est aussi implémenté avant l'étage de recombinaison pour corriger les défauts de chromatisme différentiels. Si l'on rencontre des problèmes avec l'APS à retournement de champ (alignement, polarisation), on pourra utiliser ce système comme un APS à lames dispersives et enlever l'APS géométrique.

Les miroirs $M6a$ et b sont des miroirs plans montés sur des systèmes piézo-électriques de grande précision afin de corriger les perturbations introduites par les $M1$. Ils sont orientés à 30° pour minimiser les effets de polarisation différentielle provenant de leurs différentes positions. Ils font donc partie du module de correction.

Les lignes à retard sont composées des miroirs $M7$ et $M8$. Elles ont une géométrie de type « oeil de chat ». Les miroirs $M7$ sont paraboliques (rayon de courbure : 300 ± 1 mm) et les miroirs $M8$ sont sphériques (rayon de courbure : 50 ± 1 mm). Ils sont utilisés pour corriger le piston ou pour introduire des perturbations (et pour imager la pupille).

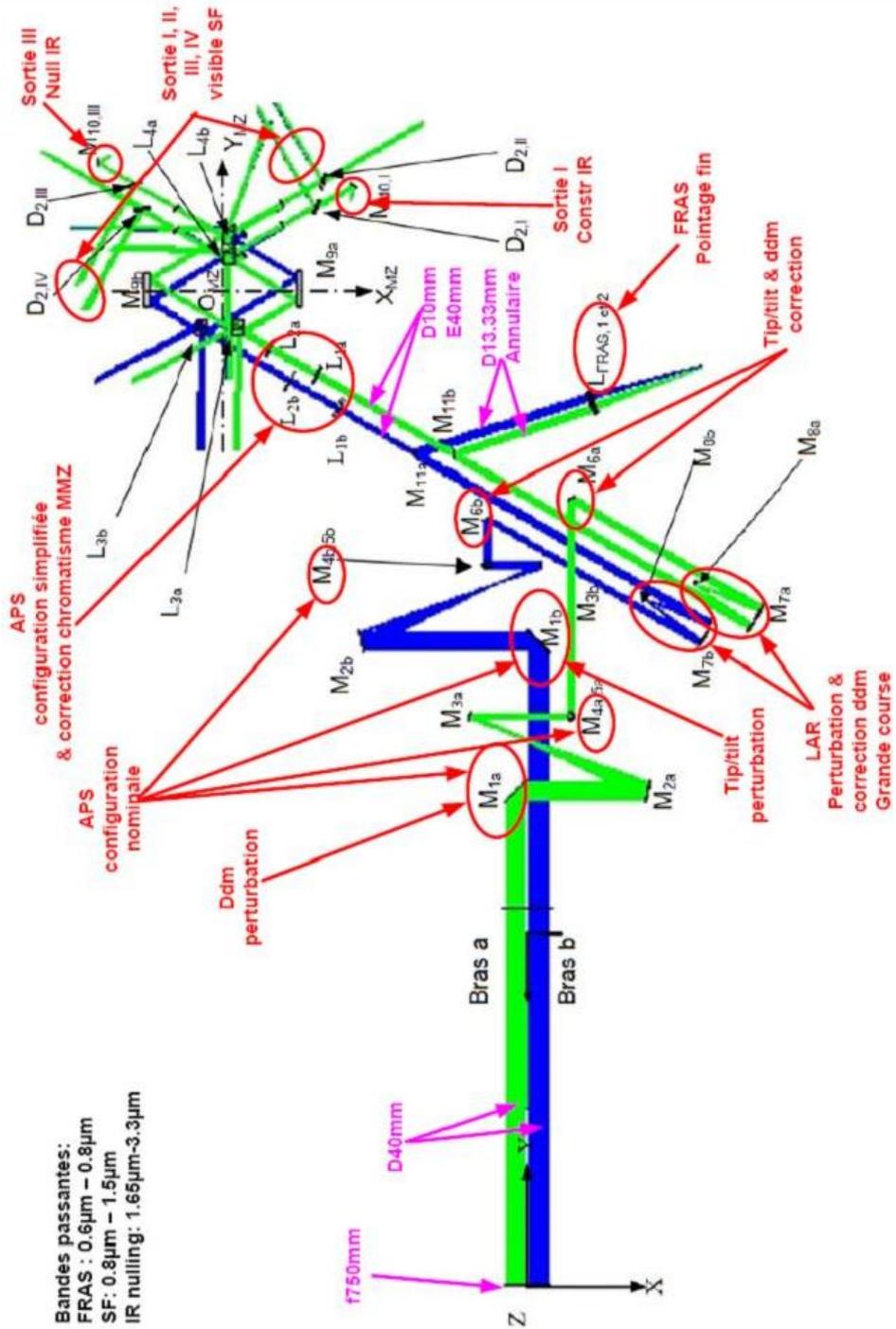


Figure 3.6 - Schéma optique (modélisation Zemax) du banc principal de PERSEE.

Les miroirs *M11* sont des miroirs annulaires. Ils permettent de prélever une partie des faisceaux afin de l'envoyer vers le FRAS. L'anneau extérieur des miroirs réfléchit une petite partie des faisceaux vers la caméra FRAS. La partie centrale des faisceaux passant à travers le trou dans les miroirs, comme illustré sur la figure 3.7, est envoyée vers le recombineur et le senseur de franges. Dans un premier temps, il avait été envisagé que la séparation entre les faisceaux du FRAS et ceux du SF et de la voie IR soit faite par des lames dichroïques afin d'avoir une transmission sur la voie IR (meilleure solution d'après l'analyse des traitements optiques). Cependant, la complexité du traitement séparateur requis et le chromatisme induit nous ont conduits à développer une autre solution.

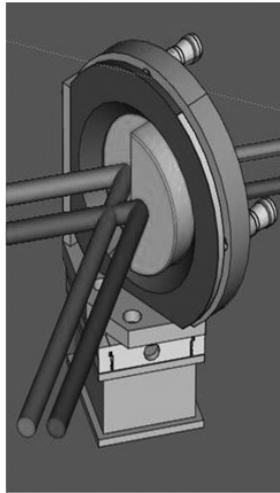


Figure 3.7 - Vue CAO des miroirs annulaires du FRAS - *Crédits : TAS.*

Par ailleurs, dans la configuration actuelle (Février 2010) du banc (dite en « Autocollimation »), dont nous parlerons dans le chapitre suivant, une astuce permet de positionner le FRAS sur des faisceaux parasites du recombineur, on n'a donc plus besoin du système des miroirs annulaires. Cependant, cette méthode fonctionne actuellement car on dispose de beaucoup de flux, mais quand le banc sera dans sa configuration finale, l'intensité des faisceaux parasites ne sera peut-être pas suffisante pour que le FRAS fonctionne à cet endroit (ceci est à démontrer).

Les lames dichroïques *D2* permettent de séparer la bande spectrale scientifique IR de la bande spectrale du SF après la recombinaison.

Enfin, les miroirs paraboliques *M10* injectent les sorties constructives et destructives du recombineur dans les fibres optiques monomodes en verre fluoré identiques à celles utilisées dans le module source IR. Les faisceaux sont ensuite envoyés vers le module de détection IR. Un diaphragme est placé juste après les miroirs *D1* et est réimagé en arrière sur les miroirs *M6* avec les lignes à retard.

N.B. : Tous les miroirs du train optique ont un traitement or non-protégé.

3.3.3 Module de recombinaison

Nous ne décrivons ici que brièvement ce module car il fait l'objet du chapitre 4. Le principe du module de recombinaison de PERSEE (cf. Fig. 3.8) est de combiner à la fois le nuller et le système du senseur de frange afin de minimiser les chemins différentiels entre les deux voies. Les deux systèmes partagent ainsi les mêmes composants optiques (Jacquinod et al. 2008a,b). Il est dérivé du principe du MMZ développé par Serabyn & Colavita (2001) dont nous avons parlé dans le chapitre précédent. Il fournit deux sorties achromatiques pour la voie IR. Il permet aussi, par le positionnement adéquat de l'une de ses lames séparatrices de fournir 4 sorties ABCD déphasées de $\pi/2$ pour la voie du SF. Ce module est un point clef du banc PERSEE.

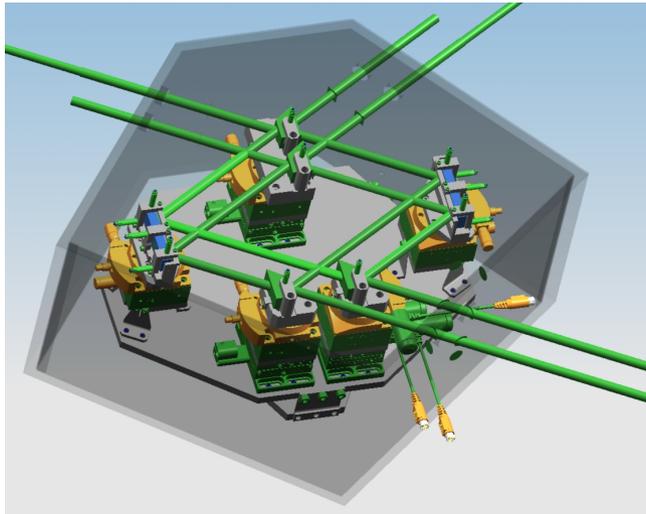


Figure 3.8 - Vue CAO du module de recombinaison - Gilles Morinaud, IAS.

3.3.4 Module d'injection de perturbations et module de correction

Comme nous l'avons vu dans la description du train optique, les étages d'injection/correction de perturbations sont constitués de plusieurs miroirs montés sur des systèmes piézo-électriques de grande précision.

Les miroirs *M6* sont montés sur un système piézo PI S316-10 de très grande précision, provenant de chez *Physik Instrument*. Ce système permet des mouvements en tip/tilt et en translation. Ce sont les correcteurs principaux pour le FRAS et le SF. Dans une première phase de

l'exploitation de PERSEE, ils ne joueront que le rôle de correcteurs. Puis dans une deuxième phase, ils serviront à la fois à introduire et à corriger de petites perturbations en tip/tilt et en piston (Houairi et al. 2008).

Par la suite, les miroirs *MI* introduiront des perturbations dynamiques. Le miroir *MIa* est monté sur un système piézo P752 de chez *Newport* qui permet d'introduire de petites rampes de piston. Le miroir *MIb* est monté sur un système piézo PI S330 de chez *Physik Instrumente* qui permet d'introduire des perturbations en tip/tilt.

Dans une troisième phase, des perturbations de grande course en piston seront introduites en utilisant une ligne à retard de grande résolution (1 nm) et grande course (1 cm). Ceci sera fait par les lignes à retard en « oeil de chat » (miroirs *M7* et *M8*) montées sur des platines de translation XSM50 de très grande précision (*Newport*). Par la suite, ce système pourra être remplacé par des lignes à retard plus représentatives de la charge utile de PEGASE, du type de celles développées par *TPD-TNO* lors d'un contrat de R&T ESA (van den Dool 2006).

Les profils typiques de toutes ces perturbations injectées par les miroirs *MI* et les lignes à retard proviennent d'une étude réalisée par *EADS-ASTRIUM* sur le système GNC de PEGASE (document GNC-T.TCN.712953.ASTR référencé en annexe C).

Les mesures permettant de corriger toutes les perturbations sont fournies par la caméra FRAS et le capteur de frange dont nous allons parler dans les paragraphes suivants.

3.3.5 La caméra de pointage fin

Le système de pointage fin (ou *Fine Relative Angle Sensor (FRAS)* en anglais) est constitué d'une caméra IPX-VGA210-L de chez *Imperx*. Cette caméra est commune aux deux faisceaux de l'interféromètre. Comme nous l'avons vu dans le paragraphe §3.3.2, un système de miroirs annulaires est prévu pour renvoyer les faisceaux vers la caméra. Les deux faisceaux sont focalisés sur la caméra grâce à une lentille commune (diamètre = 50mm, focal = 300mm). L'arrangement de *DI* et de la lentille permet de réduire l'entre-axe entre les deux faisceaux et d'introduire l'angle différentiel nécessaire pour avoir les deux images de l'étoile (ou ici du point source) sur la caméra. La zone utile de la caméra est une région de 100x100 pixels qui inclut les deux champs et qui est lue à environ 500 Hz. À partir des mesures de la caméra, les corrections de tip/tilt sont effectuées par les miroirs *M6*. L'ONERA est en charge du développement de ce module.

3.3.6 Le capteur de frange

Le capteur de frange (ou *Fringe Tracker* en anglais) comprend le recombineur, deux spectromètres, des lames dichroïques, des fibres multimodes et des détecteurs monopixels PIN. Le SF utilise les quatre sorties en quadrature de phase (déphasées de $\pi/2$ l'une par rapport à l'autre : sorties ABCD) du recombineur pour effectuer une modulation spatiale de type

ABCD¹⁸ (technique déjà développée pour l'interférométrie stellaire au sol (Shao & Staelin 1977; Shao et al. 1988; Cassaing et al. 2000)). Après réflexion sur lames dichroïques *D2*, les faisceaux sont envoyés deux à deux vers les spectromètres où des lames dichroïques les séparent en deux canaux spectraux (I et J). Puis les huit faisceaux obtenus sont injectés dans des fibres multimodes. Ces fibres guident la lumière vers des détecteurs monopixels en In-GaAs (Indium Gallium Arsenide) pour la bande J et en silicium pour la bande I. Les mesures du SF permettent de fournir un signal d'erreur utilisé pour la correction des fluctuations en différence de marche. L'ONERA est en charge de l'étude et du développement de ce module.

3.3.7 Le système de détection infrarouge

Le système de détection de la voie scientifique de l'interféromètre annulant (voie IR) utilise les deux sorties achromatiques du recombineur (une destructive et une constructive) dans les bandes H, K et L. Des fibres optiques monomodes (identiques à celles utilisées pour guider la lumière de la source IR) guident les faisceaux constructifs et destructifs vers le détecteur. Les deux fibres sont aboutées par un connecteur spécifique et les faisceaux sont ré-imaginés sur la caméra. Les franges de la sortie destructive sont dispersées grâce à un prisme qui donne ainsi accès à tous les canaux spectraux de la voie IR. Pour les bandes spectrales H et K, le détecteur est une caméra utilisant un plan focal Picnic de 256x256. Cette caméra a un très faible bruit, ce qui permet d'avoir un très bon rapport signal à bruit (RSB) avec une grande bande passante de fréquence en mode « interféromètre annulant » (RSB > 20 pour une bande passante de 100 Hz). Cela permet aussi de ne pas être gêné par la transmission très faible de l'interféromètre (cf. Tableau 3.14 : trois bilans de transmission du banc ont été réalisés par TAS, l'IAS et le CNES, les résultats présentés dans le tableau sont ceux du dernier bilan mis à jour par le CNES). Cette caméra a été développée (cryostat et électronique) par le LESIA et est actuellement (Février 2010) en cours de test et de calibration.

Par ailleurs, nous disposons aussi d'un détecteur monopixel Judson (J10D-M204-R500U-60) dont la surface active est en InSb. La taille du pixel est de 0.5 mm de diamètre. Un filtre froid SP35 est placé sur la fenêtre du détecteur et transmet dans la bande spectrale $[1.7 - 3.5\mu\text{m} \pm 0.3\mu\text{m}]$. Le pré-ampli PA-9-50 est utilisé pour amplifier le signal. Lorsque l'on utilise le détecteur monopixel, le signal est modulé (grâce à un hacheur ou « chopper ») à la sortie de la source. Le signal détecté par le monopixel est lu par un ampli à détection synchrone SR830 *Stanford Research*. Le détecteur monopixel nous permet de mesurer facilement le taux de réjection en bande K et L pendant que la caméra IR est en cours de test.

18. cette technique sera détaillée dans le chapitre 4.

Module	canal 1 $\lambda_{c_1}=1.74_{\mu\text{m}}$	canal 2 $\lambda_{c_2}=1.92_{\mu\text{m}}$	canal 3 $\lambda_{c_3}=2.12_{\mu\text{m}}$	canal 4 $\lambda_{c_4}=2.35_{\mu\text{m}}$	canal 5 $\lambda_{c_5}=3.16_{\mu\text{m}}$
Séparation	0.03	0.03	0.03	0.03	0.03
Train optique	0.67	0.67	0.67	0.67	0.74
Recombineur	0.17	0.17	0.17	0.17	0.16
Injection fibre de sortie	0.17	0.19	0.21	0.24	0.16
Caméra (optiques)	0.73	0.73	0.73	0.73	1.00
Rend. quant. caméra	0.60	0.60	0.60	0.60	1
Transm. (%) sortie de M1 au détecteur	1.39	1.57	1.75	1.96	1.94
Transm. (%) sortie fibre IR au détecteur	0.04	0.05	0.05	0.06	0.06

Tableau 3.14 - Bilan de transmission du banc PERSEE pour la sortie destructive III, en bande IR (λ_c est la longueur d'onde centrale de chaque canal spectral). Le tableau donne la transmission de chaque module et la transmission globale (en %) du banc de la sortie des miroirs M1 (représentant les sidérostats) au détecteur, et de la sortie de la fibre du module source au détecteur. Sur le canal 5, le module de détection envisagé est un détecteur monopixel et son chopper car la caméra IR ne fonctionne par en bande L.

3.3.8 Architecture informatique

Le système d'injection et correction des perturbations ainsi que les détecteurs sont gérés grâce à une architecture Labview. Cette architecture est développée par l'ONERA (cf. travaux de thèse de Kamel Houairi (Houairi 2009) et thèse en cours de Julien Lozi).

3.4 Budget d'erreur

L'établissement du budget d'erreur de PERSEE a été réalisé suivant la méthode décrite par Serabyn (2000). Il permet de lister toutes les contributions qui dégradent la profondeur du taux d'extinction¹⁹ (nous utiliserons par la suite le terme de « nulling » pour désigner le taux

19. qui est l'inverse du taux de rejection défini dans le paragraphe §2.1.1.1, équation 2.2

d'extinction), puis d'effectuer ensuite les allocations de nulling sur les différents postes pour répondre aux besoins de PERSEE.

La spécification générale de PERSEE concernant le nulling est d'obtenir un taux de 10^{-4} avec une stabilité de 2×10^{-5} sur quelques heures, dans plusieurs bandes spectrales situées entre 1.65 et 3.3 μm . Ce choix est lié à la représentativité par rapport à PEGASE²⁰. Cette spécification doit être tenue sous l'effet :

- des perturbations dues à l'environnement du laboratoire (bruits acoustiques, sismiques, électriques),
- des perturbations calibrées introduites pour simuler les bruits résiduels de l'étage de contrôle des satellites (bruits de couples des roues, microvibrations des roues, dérives de pointage et de la ddm sur l'effet des perturbations solaires différentielles entre les satellites ...)

D'après Serabyn (2000) le taux de nulling s'exprime comme la somme des différentes contributions qui entrent en jeu dans la profondeur du nulling. On quantifie ces contributions par l'effet qu'elles ont sur le taux de nulling moyen $\langle N \rangle$. Dans le cas de PERSEE, le taux de nulling s'écrit :

$$\langle N \rangle = \underbrace{\langle N_\phi \rangle}_{\text{phase centrale}} + \underbrace{\langle N_\lambda \rangle}_{\text{Chromatisme}} + \underbrace{\langle N_{polar} \rangle}_{\text{polarisation}} + \underbrace{\langle N_I \rangle}_{\text{équilibre des flux}} \quad (3.22)$$

avec $\langle N_X \rangle$ la contribution moyenne de l'effet X au nul.

La stabilité est définie comme l'écart type du taux de nulling moyen.

Cette équation ne prend pas en compte les défauts de front d'onde. On suppose qu'une fibre monomode filtre les effets associés et les convertit en défauts d'intensité. De plus, on suppose que la contribution de la différence de phase se décompose en une différence de marche géométrique à la longueur d'onde centrale de la bande spectrale (terme de phase centrale) et un effet chromatique sur la largeur de la bande spectrale (terme de chromatisme). Explicitons chacune des contributions.

3.4.1 Terme de phase centrale

Ce terme correspond à une différence de phase géométrique $\delta\phi$ entre les deux ondes recombinaées (moyennée sur les deux polarisations), au centre de la bande spectrale. Ceci se produit lorsque les franges sont translatées sur la carte de transmission, la frange noire centrale ne se situe plus sur l'axe optique. Ce terme est directement lié au contrôle de la ddm effectué par les lignes à retard (pilotées par le SF). Il évolue donc au cours du temps. Comme nous l'avons vu dans le paragraphe §2.1.1.2.2 du chapitre 2, son expression est :

$$\langle N_\phi \rangle = \frac{(\delta\phi)^2}{4} \quad (3.23)$$

20. rappel de la spécification sur le nulling de PEGASE : 10^{-4} avec une stabilité de 10^{-5} sur 10 h, sur [1.5-6 μm]

soit en terme de ddm :

$$\langle N_\phi \rangle = \left(\frac{\pi ddm}{\lambda} \right)^2 \quad (3.24)$$

3.4.2 Terme de chromatisme

Ce terme correspond à la dispersion chromatique de la différence de phase (et donc de la ddm) sur la bande spectrale IR de PERSEE ([1.65-3.3 μm]), moyennée sur les deux polarisations. Son expression est :

$$\langle N_\lambda \rangle = \frac{\langle (\delta\phi)^2 \rangle}{4} \quad (3.25)$$

avec :

$$\langle (\delta\phi)^2 \rangle = \int_{\lambda_{\min}}^{\lambda_{\max}} S(\lambda) (\delta\phi)^2 d\lambda \quad (3.26)$$

avec $S(\lambda)$ le spectre de la source vue par l'interféromètre (soit le produit du spectre de la source par la transmission de l'instrument). On suppose que cette contribution est un biais, elle n'évolue pas dans le temps. Elle peut être dû au chromatisme des traitements des composants semi-réfléchissants mais aussi à une épaisseur différentielle entre deux lames appariées du recombineur.

3.4.3 Terme de polarisation

La contribution de la polarisation se décompose en deux effets :

- la différence de phase s-p différentielle $\langle N_{s-p} \rangle$,
- la rotation de polarisation $\langle N_\alpha \rangle$.

Détaillons chacun de ces deux effets.

3.4.3.1 Différence de phase s-p différentielle

On définit :

$$\delta\phi_s = \phi_{s1} - \phi_{s2} \quad (3.27)$$

$$\delta\phi_p = \phi_{p1} - \phi_{p2} \quad (3.28)$$

la différence de phase pour, respectivement, la polarisation s et la polarisation p, entre les deux bras (1 et 2) de l'interféromètre, au niveau de la recombinaison. La différence de phase s-p différentielle entre les deux bras correspond à :

$$\delta\phi_{s-p} = \delta\phi_s - \delta\phi_p \quad (3.29)$$

Ce terme est principalement lié aux différences d'angle d'incidence sur les surfaces appairées entre les deux bras de l'interféromètre. Il peut s'agir d'un biais lié à un défaut d'intégration des composants optiques (défaut d'alignement entre deux surfaces appairées), et dans ce cas, ce déphasage est indépendant du temps. Mais ce terme peut également être dû aux défauts d'alignement des surfaces activement contrôlées qui corrigent les défauts de tip/tilt, auquel cas, il varie dans le temps. D'après Serabyn (2000), la contribution de cet effet au taux de nulling s'écrit :

$$\langle N_{s-p} \rangle = \frac{(\delta\phi_{s-p})^2}{16} \quad (3.30)$$

3.4.3.2 Rotation de polarisation

Ce terme correspond à la rotation différentielle entre les vecteurs de base, décomposant la polarisation en deux axes, du bras 1 par rapport au bras 2 de l'interféromètre. On définit α_{rot} comme l'angle entre la polarisation s (ou p) du bras 1 et celle du bras 2. La contribution de cet effet de rotation de polarisation à la profondeur du nulling s'écrit alors (Serabyn 2000) :

$$\langle N_{\alpha} \rangle = \frac{\alpha_{rot}^2}{4} \quad (3.31)$$

Au final la contribution de la polarisation s'écrit :

$$\langle N_{polar} \rangle = \langle N_{s-p} \rangle + \langle N_{\alpha} \rangle = \frac{1}{4} \left(\frac{(\delta\phi_{s-p})^2}{4} + \alpha_{rot}^2 \right) \quad (3.32)$$

On considérera ici la contribution de la polarisation comme un biais. En réalité, comme on l'a dit précédemment, le tip/tilt étant corrigé en temps réel, il est fort probable que la polarisation ne soit pas statique. Un des objectifs du banc PERSEE est justement d'étudier les aspects de polarisation. Les résultats expérimentaux permettront de déterminer la contribution réelle de la polarisation à la stabilité de la profondeur du taux de nulling.

3.4.4 Terme d'équilibre de flux

Cette dernière contribution correspond à un défaut d'intensité entre les deux bras de l'interféromètre, au niveau de la recombinaison. Si on définit ϵ le défaut d'intensité, comme on l'a vu dans le chapitre 2, §2.1.1.2.1, on aura :

$$\langle N_I \rangle = \frac{\epsilon^2}{16} \quad (3.33)$$

3.4.5 Allocations de nulling

Sur PERSEE, on définit trois horizons de temps sur lesquels le nulling doit être maintenu²¹ :

- T_1 qui correspond au temps d'intégration total d'une mesure de nulling sur PEGASE, soit 10 heures.
- T_2 qui correspond à un créneau élémentaire de 100 secondes. Ce créneau correspond à une phase où les satellites dérivent relativement sous l'effet de la pression de radiation solaire. Le seul contrôle est le maintien de l'attitude des sidérostats par des roues à réaction (plus la correction en ddm par les lignes à retard). Le temps total T_1 est obtenu en sommant les créneaux élémentaires T_2 .
- T_3 qui correspond à la fréquence de coupure des boucles fines sur PEGASE soit 1 Hz. $T_3 = 1$ s.

Nous présenterons ici les allocations de nulling pour l'horizon de temps T_2 . Les allocations définies pour les autres horizons de temps (ainsi que l'étude détaillée permettant d'obtenir ce budget d'erreur) sont décrites en détail dans le document interne PERSEE « Allocations de nulling, de transmission et de WFE » réalisé par le CNES. La référence de ce document est donnée en annexe C. Le tableau 3.15 spécifie la contribution moyenne (ainsi que la stabilité) allouée à chacun des termes cités précédemment, afin de répondre à la spécification générale de nulling de PERSEE.

	N_ϕ	N_λ	N_{polar}	N_I	TOTAL
$\langle N_X \rangle$	3.50×10^{-5}	3.50×10^{-5}	1.00×10^{-5}	2.00×10^{-5}	1.00×10^{-4}
σ_{N_X}	1.50×10^{-5}	0	0	3.00×10^{-6}	1.53×10^{-5}

Tableau 3.15 - Budget d'erreur de PERSEE - Allocations de nulling pour chaque contribution.

A noter que le poste de chromatisme est à priori réparti sur l'ensemble des éléments dispersifs du banc, c'est à dire les lames séparatrices et recombinaisons du module de recombinaison. Ce poste est donc directement alloué au recombineur. Le chromatisme inclut les effets d'écart d'épaisseur entre les différents composants dispersifs appairés ainsi que les effets de phase différentielle liés aux dispersions des traitements. Cette spécification a donc été utilisée lors du tolérancement des composants optiques du recombineur. Nous y reviendrons plus en détail dans le chapitre suivant.

21. choisis pour être représentatif de PEGASE

CHAPITRE 4

DÉVELOPPEMENT D'UN RECOMBINEUR POUR PERSEE

Sommaire

4.1	Principe du Recombineur de PERSEE	106
4.2	Conception et dimensionnement du Recombineur	108
4.2.1	Concept optique choisi	108
4.2.2	Spécifications du recombineur	109
4.2.3	Dimensionnement	111
4.2.3.1	Géométrie des lames	111
4.2.3.1.1	Types de lame	111
4.2.3.1.2	Calcul des dimensions des lames	113
4.2.3.2	Traitement des lames	117
4.2.3.2.1	Choix du substrat	117
4.2.3.2.2	Choix du traitement semi-réfléchissant	117
4.2.3.3	Géométrie des miroirs	118
4.2.3.4	Traitement des miroirs	119
4.2.3.4.1	Choix du substrat	119
4.2.3.4.2	Choix du traitement	119
4.2.3.5	Géométrie du recombineur	119
4.2.3.5.1	Notations	119
4.2.3.5.2	Positionnement des composants optiques	120
4.2.3.5.3	Positionnement de L3a	124

4.2.3.5.4	Tolérancement optique	125
4.2.4	Caractéristiques détaillées des composants optiques	143
4.2.4.1	Les lames Séparatrices et Recombinatrices	143
4.2.4.1.1	Spécifications	143
4.2.4.1.2	Réalisation	145
4.2.4.2	Les miroirs	152
4.2.4.2.1	Spécifications	152
4.2.4.2.2	Réalisation	153
4.2.5	Mécanique du Recombineur	155
4.2.5.1	Spécifications mécaniques	155
4.2.5.2	Concept mécanique	157
4.2.5.2.1	Choix des montures commerciales	158
4.2.5.2.2	Choix des matériaux	158
4.2.5.2.3	Montures des lames L3	158
4.2.5.2.4	Montures des lames L4	161
4.2.5.2.5	Montures des miroirs M9	161
4.2.5.2.6	Plateau du MMZ et ses lames flexibles	163
4.2.5.2.7	Positionnement des montures du MMZ	163
4.2.5.3	Capotage du MMZ	164
4.2.5.3.1	Conception du capot	164
4.2.5.3.2	Bafflage des faisceaux	165

Mon travail de thèse, dans le cadre du projet PERSEE, porte sur la conception, le suivi de réalisation et la validation du recombineur et plus particulièrement de la partie nuller (l'ONERA étant en charge de la partie senseur de frange). En partenariat avec le CNES et l'ONERA, nous avons établi les concepts optique et mécanique du recombineur. J'ai ensuite géré la réalisation des composants optiques et mécaniques, en relation avec les industriels. Ce chapitre décrit ce travail.

4.1 Principe du Recombineur de PERSEE

Le recombineur de PERSEE est un système optique qui permet de faire une recombinaison mono-axiale des deux faisceaux parallèles arrivant du train optique et simulant les deux bras de l'interféromètre annulant (cf. chapitre 3). Sa particularité est qu'il combine à la fois

le système permettant de faire de l'interférométrie annulante dans la bande spectrale « scientifique » (nous appellerons par la suite cette fonction le « nuller ») et le système qui génère les quatre sorties ABCD nécessaires au senseur de frange (Jacquinod et al. 2008a,b). En effet, pour minimiser les chemins différentiels entre l'interféromètre annulant et le système de métrologie, F. Cassaing et Marc Barillot ont eu l'idée d'utiliser le même interféromètre pour ces deux fonctions (dans le cas de PEGASE, ceci permettrait d'asservir l'interféromètre en utilisant le signal de l'étoile). Le nuller et le senseur de frange partagent donc le même système optique basé sur un interféromètre de Mach Zehnder modifié :

- dans la bande spectrale IR « scientifique » (voie du nuller), le recombineur fournit une sortie achromatique destructive (notée D par la suite) et une sortie constructive (notée B par la suite),
- dans la bande spectrale du senseur de frange, il doit générer quatre sorties en quadrature de phase pour effectuer une modulation spatiale de type ABCD et ainsi mesurer la ddm entre les deux bras de l'interféromètre.

Le défi de ce concept est de pouvoir coupler ces deux fonctions et ainsi garantir une stabilité différentielle à mieux que 2 nm.

Voie du senseur de frange : Pour mesurer la différence de marche $\delta(t)$ entre les deux bras de l'interféromètre à un instant t , le senseur de frange utilise une modulation de type ABCD. Le principe de cette méthode est d'échantillonner une frange sur quatre points en quadrature de phase et de mesurer l'intensité en ces quatre points. Ensuite, à partir de ces mesures, on effectue la démodulation qui nous permet de calculer $\delta(t)$. Pour PERSEE, nous définirons ces points sur l'interférogramme de la manière suivante (cf. Fig. 4.1) :

- D pour Dark¹ : intensité minimum correspondant à la frange noire.
- B pour Bright : intensité maximum correspondant à la frange brillante
- A pour Aurore : correspond au point d'inflexion du front ascendant. C'est à ce point que la sensibilité de l'intensité, due au déphasage entre les deux bras de l'interféromètre, est maximum (front montant, la pente de la tangente est élevée).
- C pour Crépuscule : correspond au point d'inflexion du front descendant. Là aussi, la sensibilité de l'intensité, due au déphasage, est maximum.

Le modulation ABCD temporelle (Shao & Staelin 1977; Shao et al. 1988) utilise la ligne à retard pour échantillonner une frange entière. Celle-ci va se déplacer quatre fois de $\frac{\lambda}{4}$ et un détecteur va intégrer l'intensité au cours des déplacements. Sur PERSEE, le recombineur est dérivé du concept du MMZ de Serabyn & Colavita (2001) et possède donc quatre sorties dont seulement deux sont utilisées par le nuller. L'idée a donc été d'exploiter ces quatre sorties pour faire la modulation ABCD. Naturellement, les quatre sorties sont en opposition de phase deux à deux (deux sorties destructives et deux sorties constructives). Le déphasage

1. le nom donné à chaque point est un moyen mnémotechnique pour retrouver à quoi correspond chaque point sur l'interférogramme

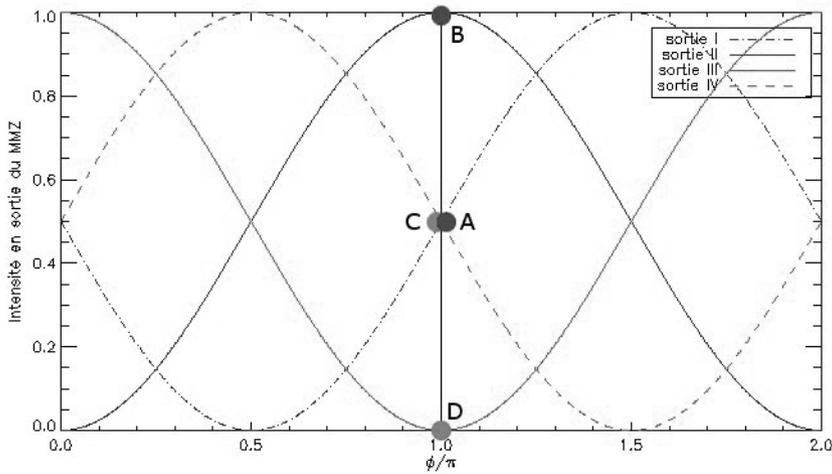


Figure 4.1 - Sorties du MMZ en fonction de la phase ϕ en entrée, lorsqu'on crée une modulation interne de $\pi/2$.

supplémentaire de $\pi/2$ pour avoir une sortie A et une sortie C est obtenu en tradant une des lames séparatrices de $\lambda/4 \pm 50nm$ (pour $\lambda = 1 \mu m$). On introduit ainsi la ddm supplémentaire nécessaire dans la bande spectrale du senseur de frange. On fait ici une modulation ABCD spatiale, l'état d'interférence est constant et ne nécessite pas de mouvement de la ligne à retard comme dans la modulation ABCD temporelle.

Le senseur de frange de PERSEE a fait l'objet des travaux de thèse de Kamel Houairi. Je vous renvoie donc à son manuscrit pour avoir la description détaillée des algorithmes de démodulation (et du formalisme matriciel utilisé) ainsi que la procédure de calibration du système de cophasage utilisée sur PERSEE. Dans le paragraphe suivant nous allons décrire plus en détail le recombineur.

4.2 Conception et dimensionnement du Recombineur

4.2.1 Concept optique choisi

Dans le but d'être le plus représentatif possible de la charge utile de PEGASE, le concept optique du recombineur est celui du MMZ. Nous avons choisi de modifier la configuration de « Serabyn-Colavita » (cf. chapitre 2) pour avoir une géométrie plus compacte et ainsi avoir une meilleure stabilité entre les deux bras de l'interféromètre. Les modifications apportées sont les suivantes :

- les deux miroirs de la configuration « Serabyn-Colavita » ont été remplacés par un seul miroir (cf. Fig.4.2),
- la lame séparatrice a été divisée en deux (une lame pour chacun des deux faisceaux arrivant dans le recombineur). Les deux lames résultantes sont plus petites et décalées afin de maintenir la symétrie de la configuration.
- la lame recombinaire a, elle aussi, été divisée en deux plus petites lames côte à côte. Ceci nous a permis d'utiliser des lames avec une géométrie spéciale destinée à éliminer les faisceaux parasites (cf. §4.2.3.1).

Le recombineur a donc deux lames séparatrices, deux lames recombinaires et 2 miroirs. Dans le concept de « Serabyn-Colavita », l'angle d'incidence des faisceaux est de 45° . Ceci permet d'avoir une géométrie plus simple et un système plus facile à aligner. Toutefois, pour réduire les effets de polarisation différentiels entre les deux bras du recombineur, nous avons décidé d'imposer un angle de réflexion plus petit. L'étude de Frédéric Lemarquais de l'Institut Fresnel (Marseille) (document PE-SP-MMZ-040-FRE-1.0 référencé en annexe C) nous a permis de conclure que 30° était l'angle d'incidence le plus adéquat pour avoir un bon équilibre entre les coefficients de transmission et de réflexion pour les polarisations s et p. Le recombineur de PERSEE est donc une version modifiée du MMZ, soit un MMMZ ! Cependant, pour des questions de simplicité, nous l'appellerons MMZ dans la suite du manuscrit.

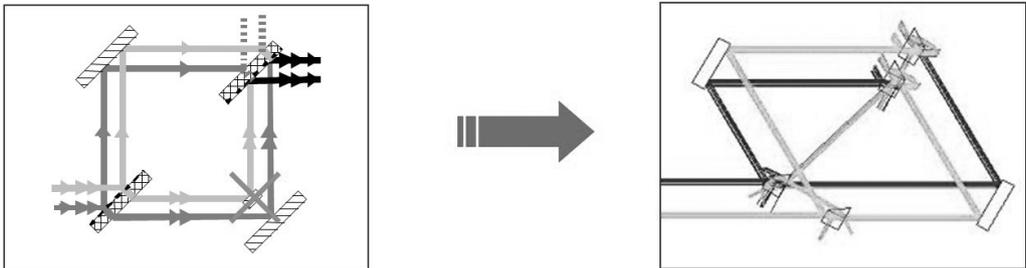


Figure 4.2 - A droite : MMZ de Serabyn & Colavita (2001), A gauche : MMZ de PERSEE

Dans le paragraphe suivant, nous allons voir les spécifications à partir desquelles le recombineur a été conçu.

4.2.2 Spécifications du recombineur

Suite aux études menées par le groupe système PERSEE durant l'année 2006, les spécifications du banc, et en particulier celles du recombineur, ont été établies. Celles-ci ont permis de concevoir les composants optiques et mécaniques du MMZ. Ci-après, voici ces spécifications ainsi que l'origine de leur choix :

1. comme nous l'avons dit précédemment, le recombineur est basé sur le concept d'un MMZ. Il doit permettre de superposer au mieux les chemins optiques des voies du nuller et du senseur de frange, ceci afin de maximiser la stabilité différentielle entre les deux voies.

Origine : être le plus représentatif de la charge utile de PEGASE dont le recombineur est un MMZ.

2. dans la bande spectrale du nuller, le recombineur doit être dimensionné pour obtenir sur la voie destructive D (qui doit être achromatique), un taux d'extinction moyen de 10^{-4} avec une stabilité σ de 2.0×10^{-5} sur environ 10 heures (temps d'intégration total d'une mesure en frange noire de Pégase).

Origine : taux d'extinction nécessaire pour PEGASE.

3. dans la bande du senseur de frange, le recombineur doit fournir 4 sorties A, B, C, et D permettant de mesurer la ddm par modulation spatiale. **Origine :** choix du type de senseur de frange à modulation ABCD spatiale.

4. la stabilité différentielle entre la ddm mesurée sur les 4 sorties ABCD dans la bande spectrale du SF et la ddm mesurée sur la voie D dans la bande spectrale du nuller doit être meilleure que 2 nm rms sur 10h dans les conditions de laboratoire.

Origine : provient des spécifications de stabilité du banc et des allocations du taux d'extinction pour le banc.

5. les 2 faisceaux en entrée du MMZ ont un diamètre de 10 mm. Ils sont espacés de $E = 40\text{mm}$. La hauteur de l'axe optique par rapport au banc est de 170 mm.

Origine : pour le diamètre des faisceaux, le choix vient d'un compromis entre le respect de la représentativité de PEGASE (où le diamètre des faisceaux est de 20 mm) et les difficultés technologiques qui apparaissent lorsque $d > 10$ mm. Pour l'entre-axe E des faisceaux, la spécification est imposée par la géométrie du MMZ avec ses lames à géométrie spécifique et l'angle d'incidence des faisceaux à 30° .

6. le volume alloué (encombrement maximum) pour le recombineur sur le banc est de $L \times l \times h = 400 \times 300 \times 100 \text{ mm}^3$.

Origine : provient de l'étude préliminaire réalisée par F. Brachet pour minimiser la taille du recombineur et avoir une meilleure stabilité entre les bras de l'interféromètre.

7. la transmission sur la voie IR (entre l'intensité d'un des faisceaux incidents et l'énergie reçue sur la sortie D) doit être > 0.17 . La transmission sur la voie SF (entre l'intensité d'un des faisceaux incidents et l'énergie reçue sur l'une des 4 voies de sortie A, B, C ou D) doit être > 0.12 sur la bande $[0.8-1 \mu\text{m}]$ et > 0.15 sur la bande $[1-1.65 \mu\text{m}]$.

Origine : provient de l'étude des traitements réalisée par F. Lemarquis ainsi que des allocations de transmission pour le banc.

8. le recombineur opérera dans l'air. Il sera fixé sur le banc optique, dans un environnement ayant une température régulée de $21^\circ \pm 1^\circ$. La propreté de l'environnement sera celle d'une salle blanche de classe 100000². L'isolation phonique devra aussi être prise

2. 100000 particules de poussières par m^3

en compte pour éviter au maximum les micro-vibrations.

Origine : provient des spécifications de l'environnement du banc PERSEE.

9. les quatre sorties du SF doivent être déphasées de $\pi/2$. La précision sur ce déphasage n'est pas un point critique. En pratique, les quatre sorties ne sont jamais exactement déphasées de $\pi/2$, mais l'algorithme du SF permet de rattraper cela car dans la procédure de calibration, il calcule les phases présentes à chaque sortie.

A partir de ces spécifications, nous avons pu dimensionner le recombineur. Ce dimensionnement est décrit dans les paragraphes suivants.

4.2.3 Dimensionnement

4.2.3.1 Géométrie des lames

La première étape dans le dimensionnement du recombineur a été de déterminer la géométrie des lames séparatrices et recombinaatrices. En effet, la géométrie du système dépend de la géométrie des lames envisagées.

4.2.3.1.1 Types de lame

Plusieurs types de lame ont été étudiés :

- la lame à faces parallèles : cette lame est mince et de forme géométrique simple. Cependant les faces parallèles de la lame forment une cavité Fabry-Perot et de nombreux faisceaux parasites, qui interfèrent entre eux, sont créés. Ils émergent parallèlement aux faisceaux principaux transmis et réfléchis (cf. Fig. 4.3) mais dans un état différent en terme de phase. Ceci entraîne une dégradation importante des performances de réjection qui n'est pas compatible avec les spécifications du recombineur définies précédemment (cf. §4.2.2). Nous avons donc éliminé ce choix pour PERSEE.
- la lame prismatique : cette lame est mince (épaisseur moyenne de quelques millimètres) et de forme prismatique. Cette géométrie permet d'éliminer efficacement les faisceaux parasites en inclinant d'un certain angle une face de la lame par rapport à l'autre, afin de dévier les faisceaux parasites émergeant parallèlement aux faisceaux principaux (cf. Fig. 4.4). Le volume de matériau n'est pas important, ce type de lame n'est donc pas très coûteux. Cependant, le principal inconvénient de cette géométrie est qu'elle introduit une dispersion angulaire du faisceau principal. Cette dispersion va entraîner une différence d'incidence pour chaque longueur d'onde sur les miroirs du MMZ, provoquant des différences de polarisation entre les deux bras du MMZ. Elle va aussi entraîner des pertes par couplage avec les fibres monomodes. On peut néanmoins remédier à ce problème en introduisant des lames compensatrices aux endroits adéquats dans les deux

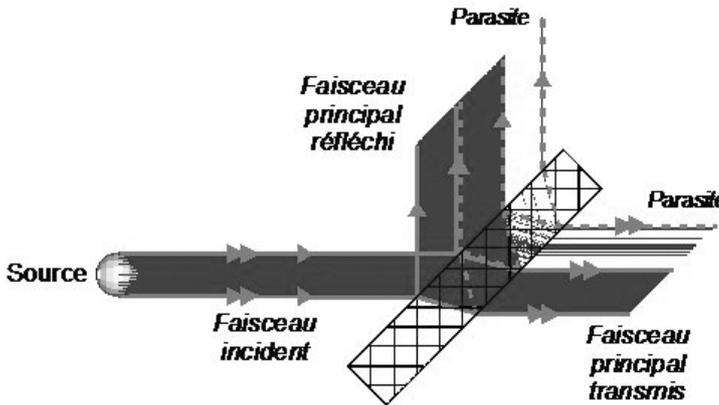


Figure 4.3 - Lame à faces parallèles.

bras du MMZ, mais cela rend la géométrie du système plus complexe. Cette solution n'a pas été retenue.

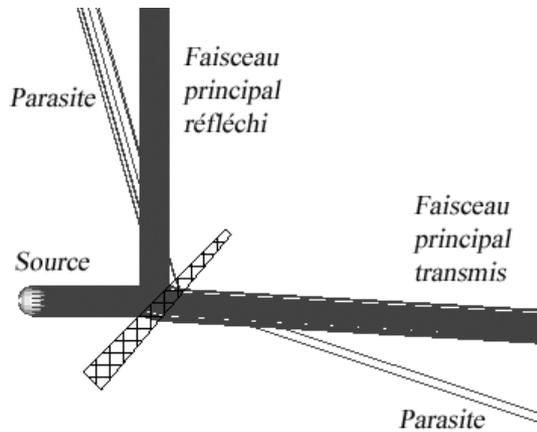


Figure 4.4 - Lame prismatique.

- la lame trapézoïdale : le principe de cette géométrie est d'utiliser des lames épaisses (> 10 mm) à faces parallèles et à incidence $\neq 0^\circ$, et d'introduire un biseau dans la géométrie de la lame afin d'éliminer les faisceaux parasites parallèles au faisceau principal, tout en atténuant au maximum leur intensité. En calculant l'angle du biseau adéquat ainsi que la position du faisceau incident sur la face d'entrée de la lame, on peut renvoyer

la majeure partie des faisceaux parasites internes soit sur la tranche de la lame, soit dans une direction bien distincte des faisceaux principaux (cf. Fig. 4.5). Cependant, ces lames sont relativement épaisses et ceci a plusieurs inconvénients qu'il faut considérer. Tout d'abord, il peut y avoir des défauts d'homogénéité du matériau de la lame : des défauts locaux de type bulle ou inclusion ou des défauts d'homogénéité d'indice (dus au matériau lui-même ou à un gradient de température entre les deux extrémités de la lame). L'influence des défauts locaux peut être corrigée par l'utilisation d'une fibre monomode en sortie de l'interféromètre (on a alors juste un déséquilibre d'amplitude entre les deux voies de l'interféromètre). Les défauts d'homogénéité d'indice (sauf s'ils se traduisent par un piston chromatique) ne dégradent, eux aussi, le taux d'extinction que sous la forme d'une inégalité des amplitudes des faisceaux. Par ailleurs, il y a aussi le problème du volume important de matériau nécessaire pour fabriquer ces lames. Le coût d'approvisionnement est alors beaucoup plus élevé que pour des lames minces. Enfin, la thermalisation de lames ayant un grand volume est lente et il peut y avoir des écarts de température importants entre les différentes lames (selon la spécification de régulation thermique imposée au banc).

Nous avons retenu cette solution car cette géométrie de lame a été implémentée et testée sur le banc SYNAPSE de l'IAS, nous avons donc pu bénéficier du savoir-faire et des résultats de cette expérimentation³.

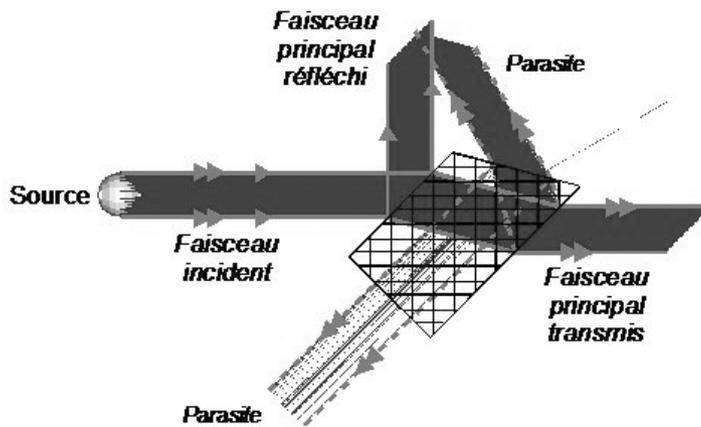


Figure 4.5 - Lame trapézoïdale.

4.2.3.1.2 Calcul des dimensions des lames

3. J'ai pu participer à l'exploitation du banc SYNAPSE durant un CDD de 9 mois en 2006 puis durant le début de ma thèse

Avant de calculer les dimensions des lames, il est nécessaire de définir certaines notations. La figure 4.6 montre les paramètres à évaluer pour dimensionner une lame :

- e : l'épaisseur de la lame,
- γ : l'angle du biseau,
- M : la distance à laquelle le faisceau incident doit être positionné par rapport au biseau,
- b : la dimension de la petite base du trapèze (face semi-réfléchissante de la lame)
- h : la hauteur de la lame (perpendiculairement au plan de la figure).

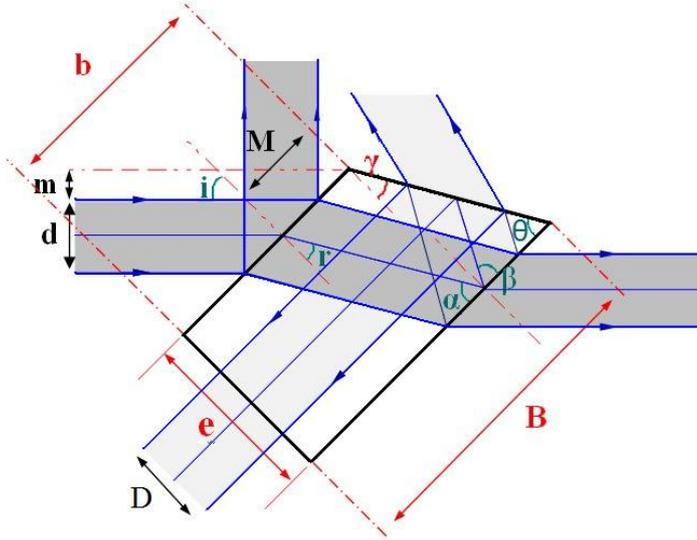


Figure 4.6 - Notations utilisées pour le dimensionnement des lames. *En gris foncé* : le faisceau principal incident, *en gris clair* : le faisceau parasite sortant.

On peut entièrement dimensionner ces paramètres grâce au diamètre du faisceau incident d et à l'indice du matériau de la lame $n_{matériau}$. A partir des Lois de Snell-Descartes, on a les relations suivantes :

$$n_{air} \cdot \sin(i) = n_{matériau} \cdot \sin(r) \quad (4.1)$$

$$D \cdot \cos(i) = d \cdot \cos(r) \quad (4.2)$$

avec i l'angle d'incidence r l'angle réfracté, D le diamètre du faisceau parasite sortant, d le diamètre du faisceau principal incident. En utilisant les relations trigonométriques, on déduit :

$$\alpha = \frac{\pi}{2} - r \quad (4.3)$$

$$\alpha = \beta \quad (4.4)$$

$$\gamma = \frac{\pi}{2} - \theta \quad (4.5)$$

où θ est l'angle aigu du trapèze, α et β sont définis sur la figure 4.6.

La première condition à poser est que le faisceau parasite interne doit être réfléchi sur le biseau et ressortir parallèle à la face d'entrée de la lame. Cela se traduit par la relation :

$$\frac{\beta}{2} = \frac{\pi}{2} - r - \gamma \quad (4.6)$$

d'où :

$$\theta = \frac{\pi}{4} + \frac{r}{2} \quad (4.7)$$

Un fois que l'on a déterminé θ , on peut ainsi calculer la valeur de l'angle du biseau de la lame γ en utilisant l'équation 4.5.

Il faut ensuite déterminer l'épaisseur minimale de la lame, le cas extrême étant lorsque les rayons inférieurs du faisceau, après réflexion sur la face de sortie de la lame, atteignent la face biseautée sur l'arête. Ce cas est représenté sur la figure 4.7. Pour éviter cela, il faut ajouter une marge entre les rayons réfléchis sur le biseau et l'arête du biseau, ce qui signifie augmenter l'épaisseur de la lame. On traduit cette condition par l'équation suivante :

$$2 \cdot e \cdot \tan(r) \geq \frac{d}{\cos(i)} \quad (4.8)$$

soit :

$$e_{\text{minimale}} = \frac{d}{2 \cdot \cos(i) \cdot \tan(r)} \quad (4.9)$$

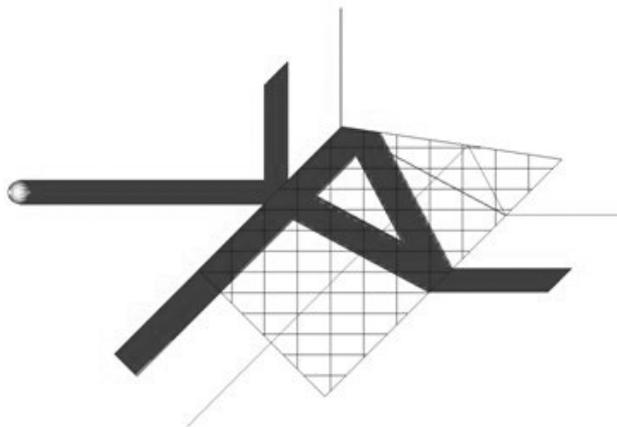


Figure 4.7 - Dimensionnement d'une lame trapézoïdale, cas extrême.

On doit ensuite calculer à quelle distance M (cf. Fig. 4.6), le faisceau incident doit être positionné par rapport au biseau. Afin d'éviter les phénomènes de diffraction et, en pratique,

compte-tenu de la précision que l'on peut avoir pour positionner un faisceau infrarouge (que l'on ne voit pas !), il faut prendre une marge m (cf. Fig. 4.6) entre les rayons supérieurs du faisceau incident et le bord du biseau. On a donc :

$$M = \frac{d + 2m}{2 \cos(i)} \quad (4.10)$$

En prenant en compte cette marge de positionnement, l'expression précédente (4.9) de l'épaisseur minimale de la lame devient :

$$e_{\text{minimale}} = \frac{d + 2m}{2 \cdot \cos(i) \cdot \tan(r)} = \frac{M}{\tan(r)} \quad (4.11)$$

Le dernier paramètre à déterminer est la longueur de la petite base du trapèze b , c'est à dire la longueur de la face semi-réfléchissante de la lame. Il n'y a pas de dimension idéale : une lame courte réduit la possibilité de réglage de la position du faisceau incident sur la face d'entrée ; une lame longue permet d'atténuer un peu plus l'énergie des faisceaux parasites ressortant de la lame. Cependant, elle nécessite une quantité plus importante de substrat et conduit à une augmentation de l'entre-axe des faisceaux dans le MMZ qui utilise 2 lames recombinautrices disposées côte à côte (cf. §4.2.1). Nous avons tout d'abord choisi de prendre une longueur de $2M$ pour les lames séparatrices. Cependant, pour les lames recombinautrices, il faut prendre en compte le faisceau incident qui arrive sur la face arrière de la lame. Il ne doit pas être vignetté, ce qui conduit à imposer une longueur minimale pour la grande base de ces lames. Cette condition est donnée par l'équation suivante (en utilisant les relations trigonométriques) :

$$B_{\text{recombinautrice}} \geq 2 \cdot M + \tan(r) \cdot e + \tan(\gamma) \cdot e \quad (4.12)$$

A partir de cette équation, on peut déterminer la longueur de la petite base des recombinautrices :

$$b_{\text{recombinautrice}} = B - \tan(\gamma) \cdot e \quad (4.13)$$

$$= 2 \cdot M + \tan(r) \cdot e \quad (4.14)$$

Les lames recombinautrices sont donc plus grandes que les lames séparatrices. Néanmoins, pour faciliter la réalisation des composants optiques, nous avons choisi de faire des lames séparatrices de la même dimension que les lames recombinautrices, on prendra $b_{\text{separatrice}} = b_{\text{recombinautrice}}$ et $B_{\text{separatrice}} = B_{\text{recombinautrice}}$. Au final, on aura donc quatre lames identiques.

Pour la hauteur, il faut prendre en compte le diamètre des faisceaux. On prend une marge entre les rayons supérieurs du faisceau incident et les bords de la lame. L'expression de la hauteur est :

$$h \geq d + 2 \cdot m \quad (4.15)$$

Les dimensions des lames obtenues à partir de ces équations, seront données dans le paragraphe §4.2.4.1.1.

4.2.3.2 Traitement des lames

4.2.3.2.1 Choix du substrat

Nous avons sélectionné le substrat des lames en fonction de quatre critères :

- le substrat doit être transparent dans toute la bande spectrale de PERSEE (FRAS + SF + Nuller),
- son indice doit être le plus faible possible afin de minimiser les pertes de Fresnel,
- les variations d'indice doivent être faibles dans les bandes spectrales du SF et du nuller,
- il doit permettre d'avoir une bonne stabilité différentielle (< 2 nm) entre les voies A et C du SF et la voie D du nuller.

Plusieurs matériaux tels que le saphir (Al_2O_3), le sélénure de zinc (ZnSe), le sulfure de zinc (ZnS) multispectral, la fluorine (CaF_2), le fluorure de strontium (SrF_2), le fluorure de magnésium (MgF_2), le Fluorure de Baryum (BaF_2), le verre fluoré à base de fluorure de zirconium et d'aluminium ($\text{ZrF}_4\text{-AlF}_3$) et la silice (SiO_2) ont été comparés. L'étude comparative est décrite dans le document PE-NT-MMZ-062-CNES (référéncé en annexe C). La fluorine semble être un bon compromis, compte tenu des critères de sélection. Nous avons donc choisi ce matériau dont les propriétés sont rappelées dans le tableau 4.1.

n à 1.65 μm	Δn [0.8- 1.5 μm]	Δn [1.6- 3.3 μm]	dn/dT à 1.65 μm (K^{-1})	CTE (K^{-1})	Solubilité	Remarque
1.4255	$4.27 \cdot 10^{-3}$	$9.92 \cdot 10^{-3}$	$-9.6 \cdot 10^{-6}$	$18.9 \cdot 10^{-6}$	$1.7 \cdot 10^{-3}$	incolore

Tableau 4.1 - Propriétés de la fluorine - *Source : Handbook of Infrared optical materials, Edited by Paul Klocek, 1991. Avec CTE : coefficient de dilatation thermique.*

4.2.3.2.2 Choix du traitement semi-réfléchissant

Nous avons d'abord proposé un empilement théorique de 3 couches Si/YF₃ (silicium/fluorure d'yttrium) suite à l'étude réalisée par l'Institut Fresnel (cf. doc. PE-SP-MMZ-040-FRE-1.0 référéncé en annexe C) lors de la définition préliminaire de PERSEE. Toutefois, l'étude de faisabilité réalisée par CILAS⁴ avant de procéder au traitement des lames, a montré que le matériau YF₃ ne peut pas être associé au silicium. CILAS s'est alors orienté vers le SiO₂.

Le traitement choisi est un empilement de 3 couches Si/SiO₂ déposées sur le CaF₂. A noter

4. CILAS Marseille - Z.I. Saint Mître - Avenue de la Roche Fourcade - 13400 Aubagne - France

que la géométrie spécifique des lames qui élimine les faisceaux parasites permet de ne pas utiliser de traitement anti-reflet.

4.2.3.3 Géométrie des miroirs

Les miroirs sont de forme rectangulaire. Trois paramètres sont à déterminer (cf. Fig. 4.8) :

- la longueur L ,
- la hauteur h ,
- l'épaisseur e_{miroir}

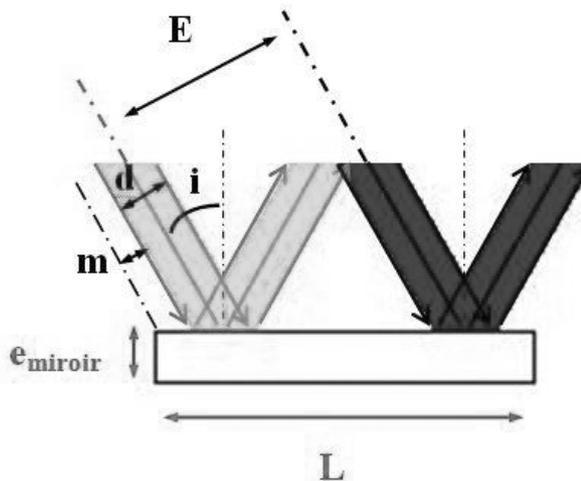


Figure 4.8 - Notations utilisées pour le dimensionnement des miroirs.

Pour déterminer la longueur du miroir, il faut prendre en compte l'entre-axe E des deux faisceaux incidents arrivant sur le miroir et le diamètre d des faisceaux. Par ailleurs, comme pour les lames, il est préférable de prendre une marge m entre les rayons supérieurs des faisceaux incidents et le bord du miroir. La longueur d'un miroir peut donc s'exprimer selon l'équation suivante :

$$L \geq \frac{(E + d + 2 \cdot m)}{\cos(i)} \quad (4.16)$$

Pour la hauteur, il faut prendre en compte le diamètre des faisceaux. Comme précédemment, on prend une marge entre les rayons supérieurs des faisceaux incidents et les bords du miroir. L'expression de la hauteur est :

$$h \geq d + 2 \cdot m \quad (4.17)$$

Pour l'épaisseur, il n'y a pas de critère particulier. On choisira un miroir plus ou moins épais selon le type de fixation et de monture utilisé pour porter le miroir.

A noter que les miroirs de PERSEE ont la particularité d'être « percés⁵ » ! En effet, un trou est percé dans chaque miroir : sur l'un des miroirs, le trou est décalé vers la droite par rapport au centre du miroir, sur l'autre miroir, il est décalé vers la gauche. Cette astuce permet de faire des visées avec une lunette autocollimatrice ou un théodolite, à travers un des miroirs, sur le miroir d'en face lors de la procédure d'alignement du MMZ. La position des trous ainsi que leur diamètre doivent être spécifiés pour ne pas empiéter sur les zones utiles des miroirs où arrivent les faisceaux.

4.2.3.4 Traitement des miroirs

4.2.3.4.1 Choix du substrat

Le substrat choisi pour les miroirs est le zérodur. Ce matériau est couramment utilisé pour les miroirs. Son CTE est très faible ($0.1 \times 10^{-6} \text{ K}^{-1}$ - *source : Winlight Optics*⁶) ce qui permet d'avoir une très grande stabilité thermique.

4.2.3.4.2 Choix du traitement

Le traitement réfléchissant des miroirs du MMZ est de l'or non protégé (une éventuelle protection pourrait détériorer le taux d'extinction), comme le traitement de tous les miroirs de PERSEE. Ce traitement permet d'assurer une bonne réflectivité dans l'infrarouge.

4.2.3.5 Géométrie du recombineur

4.2.3.5.1 Notations

Tout d'abord, faisons un point sur les notations utilisées pour les différents composants du MMZ afin de pouvoir mieux situer chaque pièce. Le tableau 4.2 récapitule les noms des différents composants optiques.

5. On remarquera que le banc « PERSEE » porte bien son nom !

6. Winlight-Optics : 135 Rue Benjamin Franklin - ZAC St Martin - 84120 Pertuis - France

Composant	Nom
Lames séparatrices	L3a et L3b
Lames recombinaatrices	L4a et L4b
Miroirs	M9a et M9b

Tableau 4.2 - Noms des différents composants optiques

Par ailleurs, les deux faisceaux incidents sont nommés *a* et *b*. Si l'on regarde le MMZ vu de dessus (cf. Fig. 4.9), le faisceau *a* est le faisceau inférieur et le faisceau *b* est le faisceau supérieur. Nous parlerons parfois dans la suite du manuscrit de bras a et b.

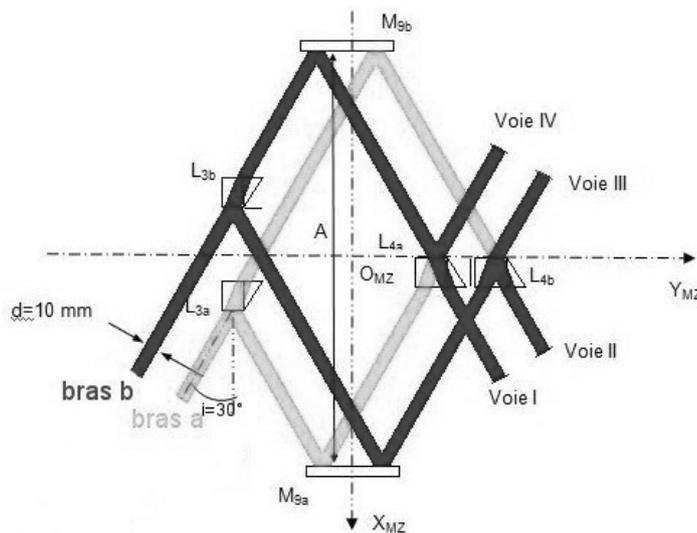


Figure 4.9 - Schéma du MMZ vu de dessus.

4.2.3.5.2 Positionnement des composants optiques

A partir de la géométrie des lames et des miroirs décrite précédemment, nous avons pu établir la géométrie du recombineur. Celle-ci doit répondre à plusieurs critères, outre les spécifications 1, 3 et 6 déjà citées dans le paragraphe §4.2.2 :

- l'entre-axe des faisceaux est fixé à $E=40$ mm et leur angle d'incidence est $i=30^\circ$.
- la distance entre les faces réfléchissantes des miroirs *A* doit être minimisée afin de respecter la spécification d'encombrement ($A \leq 320$ mm).

Afin de trouver la géométrie la plus adaptée, nous avons créé un modèle analytique (développé à l'IAS) en langage Matlab. Ce modèle utilise les lois de Snell-Descartes. Il permet de tracer le rayon central et les deux rayons extérieurs des faisceaux, ainsi que leurs points d'impact

sur les composants optiques (cf. Fig. 4.10). Ce modèle ne prend pas en compte les traitements des lames.

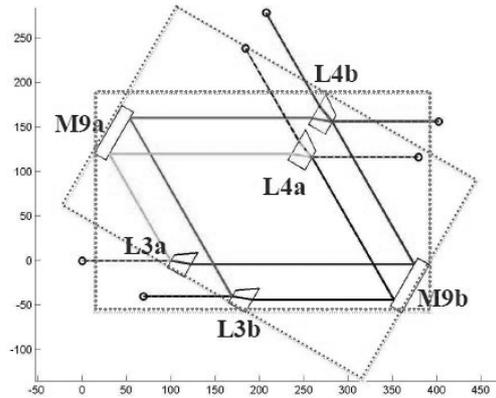


Figure 4.10 - Schéma de la géométrie du MMZ obtenue avec Matlab. Ici, seul le rayon central du faisceau est tracé.

A partir de ce modèle, nous avons pu déterminer une géométrie où la position des miroirs est symétrique par rapport au centre du MMZ défini par l'intersection entre la droite reliant les centres optiques des deux miroirs et le plan des faces traitées des lames L4. Cette géométrie permet également de rendre la position des lames L3 symétrique par rapport au plan des faces traitées des lames L4. Les relations suivantes (obtenues en utilisant les lois de Snell-Descartes et les relations trigonométriques) nous ont permis de déterminer la position des points d'impact des faisceaux sur les faces traitées (point O) et sur les faces arrière (point H) des lames à partir du centre des faces traitées des lames (point S) (cf. Fig. 4.11 pour les notations) :

$$OS = \frac{b}{2} - \frac{d + 2m}{2 \cdot \cos(i)} \quad (4.18)$$

$$O'O'' = e \cdot \tan(i) \quad (4.19)$$

$$O''H = e \cdot (\tan(i) - \tan(r)) \quad (4.20)$$

Suite à cela, un modèle réalisé avec le logiciel de simulation *Zemax* (prenant en compte les traitements optiques) a été développé en collaboration avec le CNES. Il nous a permis de vérifier par une autre méthode indépendante (tracé de rayons), que le positionnement des composants optiques était correct. La figure 4.12 présente le schéma optique du MMZ obtenu avec ce modèle. Le repère du MMZ est centré au point O_{MZ} (cf. Fig. 4.12). Ce point est situé à l'intersection de la normale à M9a et du plan des faces traitées des lames L4, en position idéale.

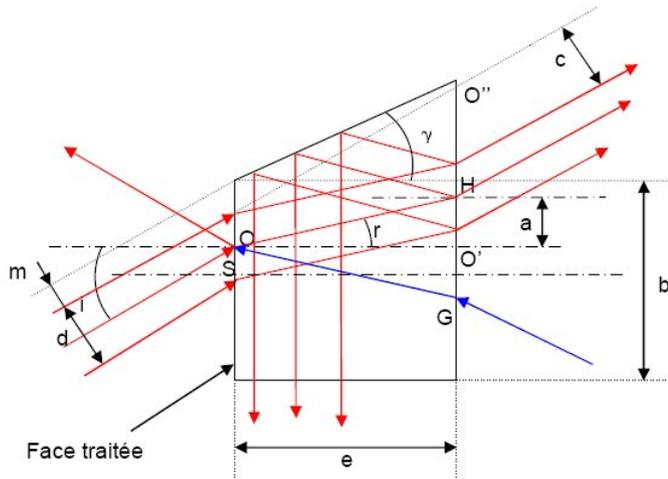


Figure 4.11 - Notations utilisées pour la géométrie des lames.

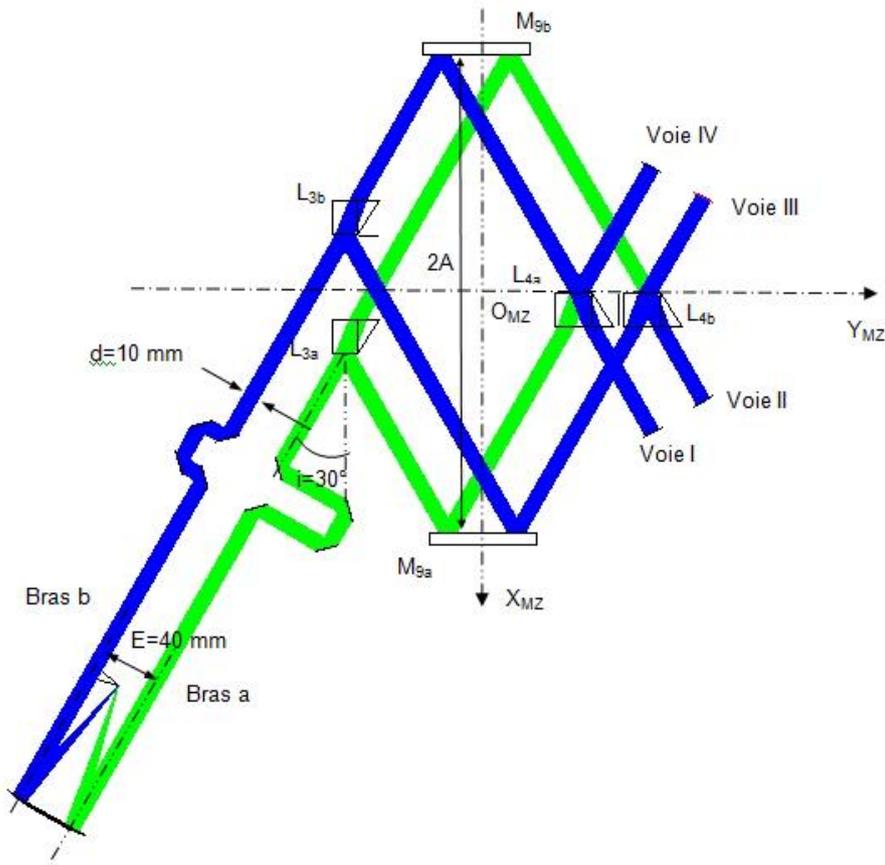


Figure 4.12 - Schéma optique du MMZ obtenu avec Zemax

Chaque composant optique a un repère local dont l'origine, O_i , est située sur sa face traitée, à la position idéale du point d'impact du faisceau incident (cf. Fig. 4.13). Pour les miroirs, l'origine du repère est située au centre de la face traitée.

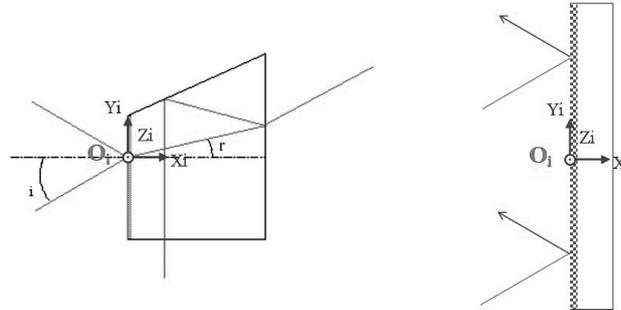


Figure 4.13 - Position du point O_i sur la face traitée d'une lame (à gauche) et d'un miroir (à droite), dans le repère local du composant.

Le tableau 4.3 donne la position du point O_i de chaque composant optique obtenue avec nos deux modèles, dans le repère du MMZ.

	X_{MZ} (mm)	Y_{MZ} (mm)	Z_{MZ} (mm)
O_{L3a}	40.00	-92.38	0.0
O_{L3b}	-40.00	-92.38	0.0
O_{L4a}	0.0	64.82	0.0
O_{L4b}	0.0	111.01	0.0
O_{M9a}	160.00	0.0	0.0
O_{M9b}	-160.00	-4.462	0.0

Tableau 4.3 - Position des points O_i dans le repère du MMZ

Ces points définissent le positionnement idéal de chaque composant du MMZ. A noter que le miroir M9b est décalé par rapport au miroir M9a, ceci de façon à maintenir le point O_{M9b} au milieu des deux points d'impact des faisceaux sur le miroir.

Du fait du décalage des deux lames séparatrices L3, cette géométrie crée une différence de marche fixe Δ en entrée du MMZ qu'il faut compenser. Sa valeur est donnée par l'expression suivante :

$$\Delta = \frac{E}{\tan(i)} = 69.28 \text{ mm} \quad (4.21)$$

Ce décalage a donc été pris en compte dans le dimensionnement du reste du banc et notamment le positionnement des lignes à retard.

Avec cette géométrie, si l'on introduit un déphasage de π en entrée du MMZ, on obtient une sortie destructive (achromatique) sur les voies III et IV, et une sortie constructive sur les voies I et II (cf. Fig. 4.12). Du fait de la géométrie des lames, la lame L4b renvoie potentiellement une partie de ses faisceaux parasites vers la lame L4a. Nous avons donc choisi de placer la sortie destructive du nuller sur la voie III, qui ne sera pas affectée, et la sortie constructive sur la voie II. Il faut maintenant modifier la position d'une des lames séparatrices de manière à introduire le déphasage de $\pi/2$ nécessaire pour créer les quatre sorties ABCD du SF.

4.2.3.5.3 Positionnement de L3a

Plusieurs méthodes ont été étudiées pour introduire un déphasage de $\pi/2$:

- introduire une différence d'épaisseur entre les deux lames séparatrices,
- introduire une rotation d'une des lames séparatrices afin de tilter un des deux faisceaux,
- translater une des lames séparatrices.

Nous avons choisi de translater une lame, les autres solutions étant techniquement plus difficiles à réaliser. Les translations affectent les faisceaux qui subissent une réflexion sur la lame. On voit donc que, si l'on ne veut pas perturber la voie III destructive du nuller (ni la voie II constructive), il faut translater L3a. Ainsi le faisceau b qui est transmis en L3a ne sera pas affecté et pourra se recombinaison correctement avec le faisceau réfléchi provenant de L3b. Par contre, les voies I et IV subiront le déphasage de $\pi/2$ souhaité. Au final, pour le senseur de frange, nous aurons les voies I et IV de type A ou C, la voie II de type B et la voie III de type D.

La translation est chromatique ; nous avons donc calculé la position idéale de la lame L3a pour introduire une différence de marche de $\lambda/4$ à la longueur d'onde centrale du canal 1 du SF, soit $\lambda_{SFc1}=0.925 \mu\text{m}$. Le déplacement x de L3a selon X_{MZ} s'exprime ainsi :

$$x = \frac{\lambda_{SFc1}}{8 \cdot \cos(i)} = 0.134 \mu\text{m} \quad (4.22)$$

On génère ainsi un déphasage chromatique de :

$$\phi_c = \frac{\pi}{2} \cdot \frac{\lambda_{SFc1}}{\lambda} \quad (4.23)$$

L'allocation des voies du SF et du nuller est donnée dans le tableau 4.4.

Senseur de frange	
voie I	A ou C
voie II	B
voie III	D
voie IV	A ou C
Nuller	
voie III	D
voie II	B

Tableau 4.4 - Allocation des voies du SF et du nuller

4.2.3.5.4 Tolérancement optique

A partir des spécifications du recombineur établies par le groupe système, nous avons défini les tolérances de dimensionnement et de positionnement des composants optiques, nécessaires pour concevoir par la suite la mécanique du MMZ. Pour ce faire, deux modèles du recombineur ont été développés en parallèle : un modèle Zemax fait par le CNES et un modèle analytique fait par l'IAS. Ces modèles simulent :

- la rotation des lames et des miroirs autour du point de positionnement O_i (défini précédemment),
- la translation des lames et des miroirs selon X,
- la translation des lames et des miroirs selon Y,
- une différence d'épaisseur entre les lames.

Décrivons plus en détail chacun de ces deux modèles.

Modèle analytique :

Ce modèle, développé par l'IAS, simule le tracé de 1000 rayons (représentant des faisceaux de 10 mm). Il contient 23 paramètres libres que l'utilisateur peut modifier :

- la longueur d'onde,
- une rotation et deux translations pour chaque lame,
- un différentiel d'épaisseur pour chaque lame (par rapport à la cote nominale),
- une rotation et deux translations pour les miroirs.

Il ne prend pas en compte le traitement des composants optiques. Il simule simplement le phénomène de réflexion de Fresnel. A partir de ces paramètres, il permet de calculer les positions des points d'impact des faisceaux sur les différents composants optiques, puis de calculer la ddm, le déphasage, ainsi que l'écart entre les faisceaux et le tilt résiduel pour les 4 voies du MMZ. Les calculs présentés ici sont donnés pour le rayon central des faisceaux se propageant dans le MMZ.

Pour chaque composant optique, on définit sa position à partir de son point O_i exprimé dans le repère global du MMZ (centré au point O_{MZ}). L'axe X est selon l'axe de propagation des faisceaux en amont du MMZ. Y est complémentaire. Ce repère $O_{MZ}XYZ$ est représenté sur la figure 4.14.

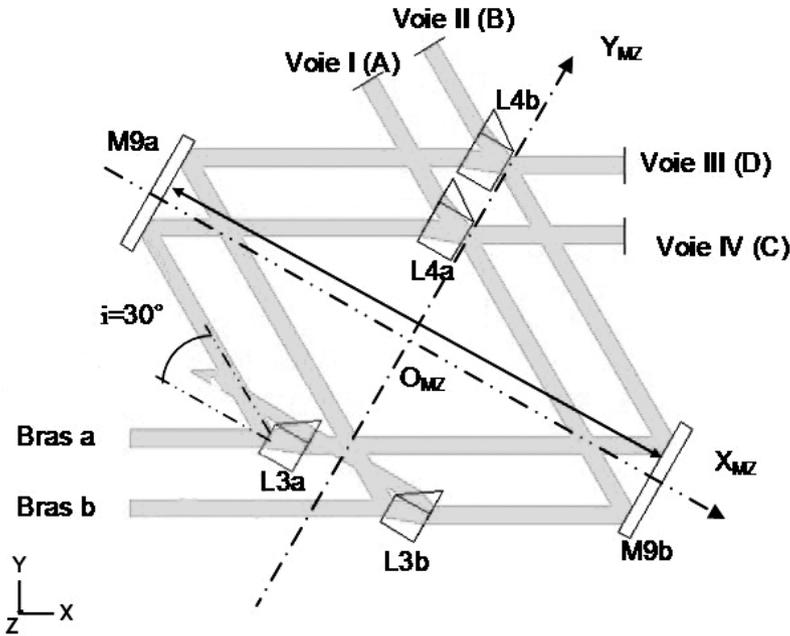


Figure 4.14 - Repère $O_{MZ}XYZ$ global utilisé pour le modèle analytique du MMZ.

La position initiale (c'est à dire dans la situation idéale où tous les composants sont parfaitement alignés) du point O_i de chaque objet est donnée dans le tableau 4.5.

	X (mm)	Y (mm)	Z (mm)
O_{L3a}	-80.829	-60.000	0.000
O_{L3b}	-11.547	-100.000	0.000
O_{L4a}	32.410	56.136	0.000
O_{L4b}	55.504	96.136	0.000
O_{M9a}	-138.564	80.000	0.000
O_{M9b}	136.333	-83.864	0.000

Tableau 4.5 - Position des points O_i dans le repère $O_{MZ}XYZ$ global du MMZ

Cette position est transposée dans le repère local du composant, centré sur le point O_i et dont les axes X, Y et Z sont parallèles aux axes X, Y et Z du repère global. Ce repère local

est illustré dans la figure 4.15.

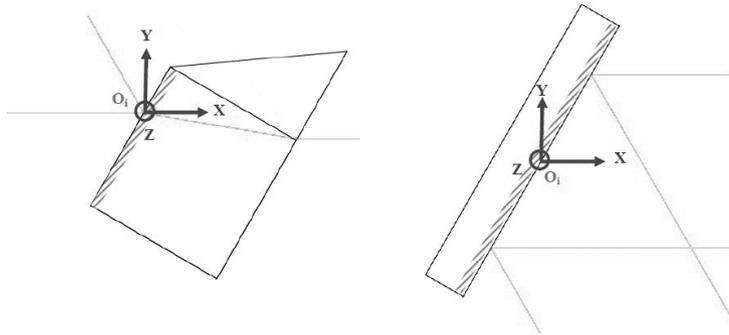


Figure 4.15 - Repère local $O_{MZ}XYZ$ pour une lame et un miroir.

On modélise ensuite les différentes faces du composant optique dans ce repère et on calcule les points d'impact P_j des faisceaux sur ces faces.

Prenons l'exemple de la lame L3a. Pour simuler le trajet du rayon central du faisceau a dans ce composant, il faut modéliser les deux faces optiques de la lame, le faisceau incident, le faisceau transmis et le faisceau en sortie de la lame. Pour cela, on utilise une représentation sous forme de droites. Les faces optiques ainsi que les trajets des faisceaux sont représentés par des équations de droite du type $y = Ax + B$. Cette représentation est utilisée pour tous les composants du MMZ. On doit aussi déterminer les points d'impact du faisceau P_j en entrée et en sortie de la lame.

Il y a quatre paramètres libres possibles : une translation δX_i selon X, une translation δY_i selon Y, une rotation d'un angle $\delta\alpha_i$ autour du point O_i , et une différence d'épaisseur δe_i par rapport à la valeur nominale (seulement pour les lames). Pour modéliser la face semi-réfléchissante, on utilise le fait que la droite va passer par le point O_{L3a} (coordonnées (X_{L3a}, Y_{L3a})), décalé de δX_{L3a} et (ou) δY_{L3a} s'il y a translation de la lame. De plus, en position idéale, la lame fait un angle α_{L3a} . S'il y a rotation de la lame, il faut ajouter un angle $\delta\alpha_{L3a}$. L'équation de la droite représentant la face semi-réfléchissante va donc s'écrire :

$$y_{\text{semi-ref } L3a} = \tan(\alpha_{L3a} + \delta\alpha_{L3a}) \times x + \delta Y_{L3a} - \delta X_{L3a} \times \tan(\alpha_{L3a} + \delta\alpha_{L3a}) \quad (4.24)$$

A noter que tous les angles sont définis à partir de l'axe X, dans le sens trigonométrique. Le faisceau incident est modélisé par une droite d'équation :

$$y_{\text{inci } L3a} = \tan(\alpha_{\text{inci}}) \times x + Y_{\text{source}_a} - X_{\text{source}_a} \times \tan(\alpha_{\text{inci}}) \quad (4.25)$$

avec α_{inci} l'angle d'incidence que fait le faisceau avec l'axe X, $(X_{\text{source}_a}, Y_{\text{source}_a})$ la position du point source du faisceau provenant du bras a.

On calcule ensuite la position du point d'impact 1 ($X1_{L3a}$ et $Y1_{L3a}$) du faisceau incident sur la face semi-réfléchissante de la lame (cf. Fig. 4.16).

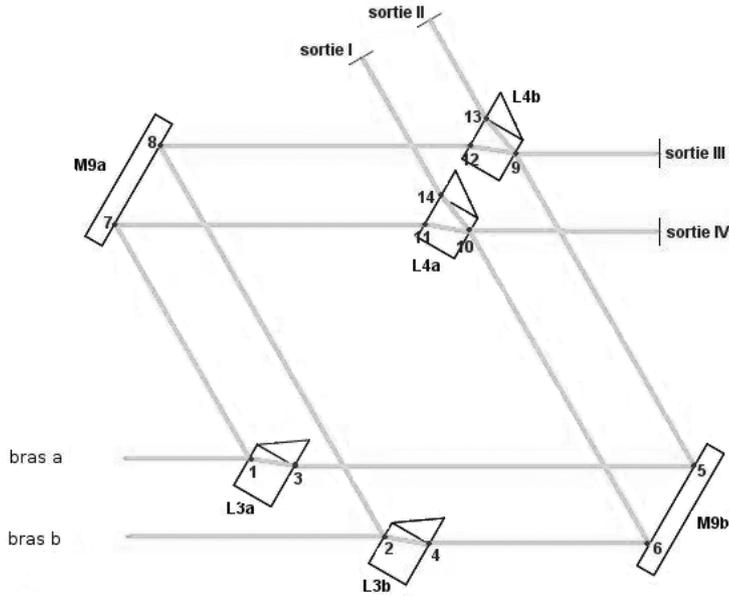


Figure 4.16 - Points d'impact des faisceaux sur les faces des différents composants optiques.

Cette position est obtenue à partir des deux équations précédentes en supposant que le point 1 se trouve à l'intersection de la droite représentant la face de la lame et la droite représentant le faisceau incident. On obtient :

$$y_{semi-refL3a} = y_{inciL3a} \quad (4.26)$$

$$\Rightarrow X1_{L3a} = \frac{(\delta Y_{L3a} - \delta X_{L3a} \times \tan(\alpha_{L3a} + \delta\alpha_{L3a})) - (Y_{source_a} - X_{source_a} \times \tan(\alpha_{inci}))}{\tan(\alpha_{inci}) - \tan(\alpha_{L3a} + \delta\alpha_{L3a})}$$

$$\Rightarrow Y1_{L3a} = \tan(\alpha_{inci}) \times X1_{L3a} + Y_{source_a} - X_{source_a} \times \tan(\alpha_{inci}) \quad (4.27)$$

Pour modéliser la face arrière de la lame, on considère que la droite passe par un point (X_{arL3a} et Y_{arL3a}) dont la position est déterminée par rapport à l'épaisseur de la lame e_{L3a} + δe_{L3a} et au point 1. Les coordonnées de ce point sont données par les équations suivantes :

$$X_{arL3a} = X1_{L3a} + \cos(\alpha_{inci \perp}) \times (e_{L3a} + \delta e_{L3a}) \quad (4.28)$$

$$Y_{arL3a} = Y1_{L3a} - \sin(\alpha_{inci \perp}) \times (e_{L3a} + \delta e_{L3a}) \quad (4.29)$$

avec $\alpha_{inci \perp}$ l'angle d'incidence défini par rapport à la normale aux faces de la lame. L'angle que fait la face arrière avec l'axe X est identique à celui de la face avant. L'équation de la face arrière est la suivante :

$$y_{far L3a} = A_{far L3a} \times x + B_{far L3a} \quad (4.30)$$

avec

$$A_{far L3a} = \tan(\alpha_{L3a} + \delta\alpha_{L3a}) \quad (4.31)$$

$$B_{far L3a} = Y_{ar L3a} - X_{ar L3a} \times \tan(\alpha_{L3a} + \delta\alpha_{L3a}) \quad (4.32)$$

Le faisceau transmis dans la lame passe par le point 1. Il fait un angle $\alpha_{refract L3a}$ par rapport à l'axe X, que l'on détermine en utilisant la relation de Snell-Descartes :

$$\alpha_{refract L3a} = \arcsin\left(\frac{n_{air} \times \sin(\alpha_{inci})}{n_{CaF_2}}\right) \quad (4.33)$$

avec n_{air} et n_{CaF_2} ⁷ les indices de réfraction de l'air et du substrat (CaF₂). L'équation du faisceau transmis s'écrit alors :

$$y_{trans L3a} = \tan(\alpha_{refract L3a}) \times x + Y1_{L3a} - X1_{L3a} \times \tan(\alpha_{refract L3a}) \quad (4.34)$$

Après avoir été transmis dans la lame, le faisceau ressort parallèlement au faisceau incident d'après les lois de la réfraction, mais il est décalé à cause de la déviation subie dans le substrat. On doit donc calculer ce décalage Δ_{L3a} . Il s'exprime en fonction :

- de l'angle du faisceau incident α_{inci} ,
- de l'angle du faisceau réfracté par rapport à l'axe X $\alpha_{refract L3a}$ et par rapport à la normale aux faces de la lame $\alpha_{refract L3a \perp}$,
- de l'épaisseur de la lame.

Son expression est la suivante :

$$\Delta_{L3a} = \sin(\alpha_{inci} - \alpha_{refract L3a}) \times \frac{(e_{L3a} + \delta e_{L3a})}{\cos(\alpha_{refract L3a \perp})} \quad (4.35)$$

L'équation du faisceau en sortie de la lame s'écrit :

$$y_{sortie L3a} = A_{sortie L3a} \times x + B_{sortie L3a} \quad (4.36)$$

avec

$$A_{sortie L3a} = \tan(\arcsin(n_{CaF_2} \times \sin(\alpha_{refract L3a}))) \quad (4.37)$$

$$B_{sortie L3a} = Y_{source a} - X_{source a} \times \tan(\alpha_{inci}) - \Delta_{L3a} \quad (4.38)$$

$$(4.39)$$

7. n_{CaF_2} varie en fonction de la longueur d'onde. Le calcul de l'indice est fait à partir du catalogue Harshaw : Born and Wolf, Principals of Optics, p96 (1964).

On peut alors calculer le point d'impact 3 du faisceau transmis sur la face arrière, le faisceau allant du substrat vers l'air. Les coordonnées de ce point peuvent être déterminées en supposant que le point se trouve à l'intersection de la droite représentant la face arrière de la lame et de la droite représentant le faisceau en sortie :

$$y_{far\ L3a} = y_{sortie\ L3a} \quad (4.40)$$

$$\Rightarrow X_{3L3a} = \frac{(B_{sortie\ L3a} - B_{far\ L3a})}{(A_{far\ L3a} - A_{sortie\ L3a})} \quad (4.41)$$

$$\Rightarrow Y_{3L3a} = A_{sortie\ L3a} \times x + B_{sortie\ L3a} \quad (4.42)$$

La lame L3b est modélisée de la même manière. On calcule les points d'impact 2 (sur la face semi-réfléchissante) et 4 sur la face arrière de la lame.

Pour les miroirs, de la même manière, on définit la face réfléchissante et les points d'impact des faisceaux incidents. Prenons le cas du miroir M9a. Le centre du repère local du miroir est le point O_{M9a} défini dans le tableau 4.5. On définit tout d'abord l'équation de la droite représentant la face réfléchissante du miroir. Cette droite passe par le point O_{M9a} décalé de δX_{M9a} et (ou) δY_{M9a} s'il y a translation du miroir. En position idéale, le miroir fait un angle α_{M9a} (défini par rapport à l'axe X, s'il y a rotation, il faut ajouter un angle $\delta\alpha_{M9a}$). L'équation de la droite s'écrit donc :

$$y_{ref\ M9a} = A_{ref\ M9a} \times x + B_{ref\ M9a} \quad (4.43)$$

avec

$$A_{ref\ M9a} = \tan(\alpha_{M9a} + \delta\alpha_{M9a}) \quad (4.44)$$

$$B_{ref\ M9a} = \delta Y_{M9a} - \delta X_{M9a} \times \tan(\alpha_{M9a} + \delta\alpha_{M9a}) \quad (4.45)$$

Deux faisceaux incidents arrivent sur le miroir, l'un étant le faisceau réfléchi par la lame L3a et l'autre, celui réfléchi par la lame L3b. Intéressons-nous à celui provenant de la lame L3a. Ce faisceau incident passe par le point d'impact 1 calculé précédemment, dont on transpose les coordonnées dans le repère local du miroir ($X1_{M9a}, Y1_{M9a}$). Il fait un angle α_{inci1} avec l'axe X que l'on déduit à partir de l'angle incident sur la lame L3a. L'équation de la droite représentant le faisceau s'exprime ainsi :

$$y_{inci1} = A_{inci1} \times x + B_{inci1} \quad (4.46)$$

avec

$$A_{inci1} = \tan(\alpha_{inci1}) \quad (4.47)$$

$$B_{inci1} = Y1_{M9a} - X1_{M9a} \times \tan(\alpha_{inci1}) \quad (4.48)$$

On procède de la même manière pour modéliser le faisceau provenant de la lame L3b. On peut ensuite calculer la position des points d'impact 7 et 8 sur le miroir. Exprimons par exemple les coordonnées du point 7 qui se situe à l'intersection entre la droite représentant la face réfléchissante du miroir et la droite représentant le faisceau incident provenant de L3a.

$$y_{ref\ M9a} = y_{inci_1} \quad (4.49)$$

$$\Rightarrow X_{7\ M9a} = \frac{(B_{ref\ M9a} - B_{inci_1})}{(A_{inci_1} - A_{ref\ M9a})} \quad (4.50)$$

$$\Rightarrow Y_{7\ M9a} = A_{inci_1} \times X_{7\ M9a} + B_{inci_1} \quad (4.51)$$

De la même façon, on peut calculer la position du point 8. Pour le miroir M9b, on fait la même chose, avec cette fois-ci, les faisceaux incidents qui sont les faisceaux transmis provenant des lames L3a et b.

Pour les lames L4a et b, on procède de la même manière. On détermine les équations des faces des lames, les équations des différents faisceaux et les positions des points d'impact. A noter que pour les lames L4, il y a un point d'impact supplémentaire, créé par les faisceaux incidents arrivant sur les faces arrières des lames et provenant du miroir M9a. Par ailleurs, si l'on prend l'exemple de la lame L4a, il faut calculer la position du point d'impact 10b sur la face semi-réfléchissante créé par le faisceau incident provenant du miroir M9b. Mais il faut aussi calculer la position du point d'impact 10a sur cette même face, créé par le faisceau transmis dans la lame. Ces deux points ne sont pas superposés dans le cas où une lame L3 ou (et) un miroir est tilté et (ou) translaté. C'est aussi le cas pour les points d'impact 9a et b.

Au final, les faisceaux arrivent sur des écrans modélisés eux aussi par une droite. On calcule le point d'impact D_k du faisceau sur l'écran en calculant les coordonnées du point d'intersection de la droite représentant le faisceau arrivant sur l'écran et la droite représentant l'écran.

Après avoir calculé tous les points d'impact P_j des faisceaux sur les composants optiques dans leurs repères locaux, on peut transposer leurs coordonnées dans le repère global $O_{MMZ}XYZ$ et ainsi calculer les longueurs de chemin optique L_{k_a} et L_{k_b} en sortie du MMZ (pour les quatre voies) pour les bras a et b. Puis on calcule la ddm qui correspond à la différence entre la longueur de chemin optique du bras b et celle du bras a, pour chacune des sorties ⁸. Pour illustrer cela, calculons la différence de marche Δ_{III} sur la sortie III (sortie destructrice achromatique) :

$$\Delta_{III} = L_{IIIb} - L_{IIIa} \quad (4.52)$$

avec L_{IIIa} et L_{IIIb} la longueur de chemin optique respectivement sur les bras a et b s'exprimant ainsi :

$$L_{IIIb} = n_{air} \cdot \|\overrightarrow{S_b P_2}\| + n_{air} \cdot \|\overrightarrow{P_2 P_8}\| + n_{air} \cdot \|\overrightarrow{P_8 P_{12}}\| + n_{CaF2} \cdot \|\overrightarrow{P_{12} P_9}\|$$

8. on choisit comme convention (bras b - bras a) pour le modèle analytique et le modèle Zemax

$$+n_{air} \cdot \|\overrightarrow{P_9 D_{III}}\| \quad (4.53)$$

$$L_{IIIa} = \Lambda + n_{air} \cdot \|\overrightarrow{S_a P_1}\| + n_{CaF_2} \cdot \|\overrightarrow{P_1 P_3}\| + n_{air} \cdot \|\overrightarrow{P_3 P_5}\| + n_{air} \cdot \|\overrightarrow{P_5 P_9}\| + n_{air} \cdot \|\overrightarrow{P_9 D_{III}}\| \quad (4.54)$$

avec S_a et S_b les positions des points source des bras a et b, et Λ la différence de marche fixe en entrée du MMZ due à la géométrie du système. La longueur du chemin optique $\|\overrightarrow{P_j P_{j'}}\|$ entre deux points est calculée en utilisant l'expression de la norme du vecteur $\overrightarrow{P_j P_{j'}}$:

$$\|\overrightarrow{P_j P_{j'}}\| = \sqrt{(X_j - X_{j'})^2 + (Y_j - Y_{j'})^2} \quad (4.55)$$

A partir de la ddm, on peut calculer le déphasage sur chaque sortie, pour une longueur d'onde λ donnée. Pour cela, il faut prendre en compte les déphasages introduits par les différentes réflexions sur les faces des composants (cf. Fig. 4.17). En effet, un déphasage de π est introduit :

- soit lors d'une réflexion lorsque le milieu n_1 a un indice plus faible que le milieu n_2 . C'est le cas pour l'interface « air-CaF₂ » dans une lame lorsque le faisceau arrive sur la face traitée⁹,
- soit lors d'une réflexion métallique sur un miroir.

Pour illustrer cela, calculons le déphasage sur la sortie III (sortie destructive achromatique) : Pour le bras a, le faisceau subit :

- une transmission dans la lame L3a : ceci n'introduit aucun déphasage,
- une réflexion sur le miroir M9b : ceci introduit un déphasage de π ,
- une réflexion sur la face traitée de la lame L4b : ceci introduit un déphasage de π

Pour le bras b, le faisceau subit :

- une réflexion sur la face traitée de la lame L3b : ceci introduit un déphasage de π ,
- une réflexion sur le miroir M9a : ceci introduit un déphasage de π ,
- une transmission dans la lame L4b : ceci n'introduit aucun déphasage.

De plus, on suppose que les faisceaux passent par un déphaseur achromatique avant d'entrer dans le MMZ, on a donc un déphasage supplémentaire de π sur l'un des bras. Ici on choisira arbitrairement le bras b. Le déphasage sur la sortie III s'écrit donc :

$$\Delta\Phi_{III} = \Phi_{IIIb} - \Phi_{IIIa} \quad (4.56)$$

avec Φ_{IIIa} et Φ_{IIIb} la phase respectivement sur les bras a et b, en sortie III :

$$\Phi_{IIIa} = \frac{2\pi L_{IIIa}}{\lambda} + \underbrace{0}_{\text{transmission L3a}} + \underbrace{\pi}_{\text{réflexion M9b}} + \underbrace{\pi}_{\text{réflexion L4b}} \quad (4.57)$$

9. on ne prend pas en compte ici le chromatisme du traitement des lames, on considère que la réflexion introduit un déphasage de π à toutes les longueurs d'onde.

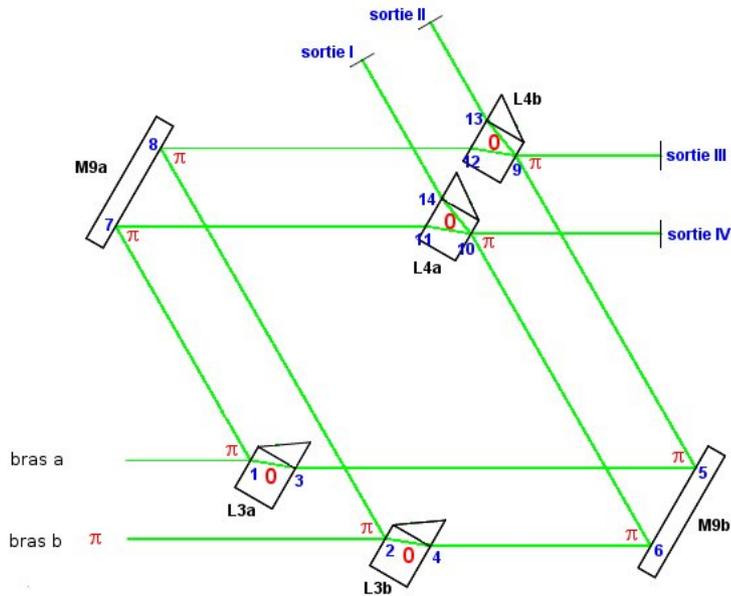


Figure 4.17 - Déphasages introduits par les différentes réflexions dans le MMZ.

$$\Phi_{IIIb} = \underbrace{\pi}_{\text{dephasage APS}} + \frac{2\pi L_{IIIb}}{\lambda} + \underbrace{\pi}_{\text{reflexion L3b}} + \underbrace{\pi}_{\text{reflexion M9a}} + \underbrace{0}_{\text{transmission L4b}} \quad (4.58)$$

$$(4.59)$$

On procède de même pour calculer la ddm et le déphasage sur les trois autres sorties.

En conclusion, grâce à ce modèle, nous avons pu vérifier que (cf. documents internes PE-SP-MMZ-037-IAS-1.0 et PE-NT-MMZ-062-CNES référencés en annexe C) :

- la symétrie du concept optique choisi pour le MMZ était bien respectée,
- la position des composants optiques (position des points O_i) était correcte. La figure 4.18 montre la ddm et le déphasage en fonction de la longueur d'onde, sur les quatre sorties lorsque l'on est dans le cas idéal, c'est à dire tous les composants sont alignés parfaitement et la lame L3a n'est pas tradatée. On vérifie bien que l'on a deux sorties destructives (voies III et IV) et deux sorties constructives (voies I et II).
- la translation de la lame L3a de $\lambda_{SFc1}/4$ (cf. §4.2.3.5.3) introduit bien le déphasage attendu de $\pi/2$ à λ_{SFc1} . La figure 4.19 montre le déphasage sur les quatre sorties en fonction de la longueur d'onde. On peut voir le chromatisme induit par le CaF_2 .

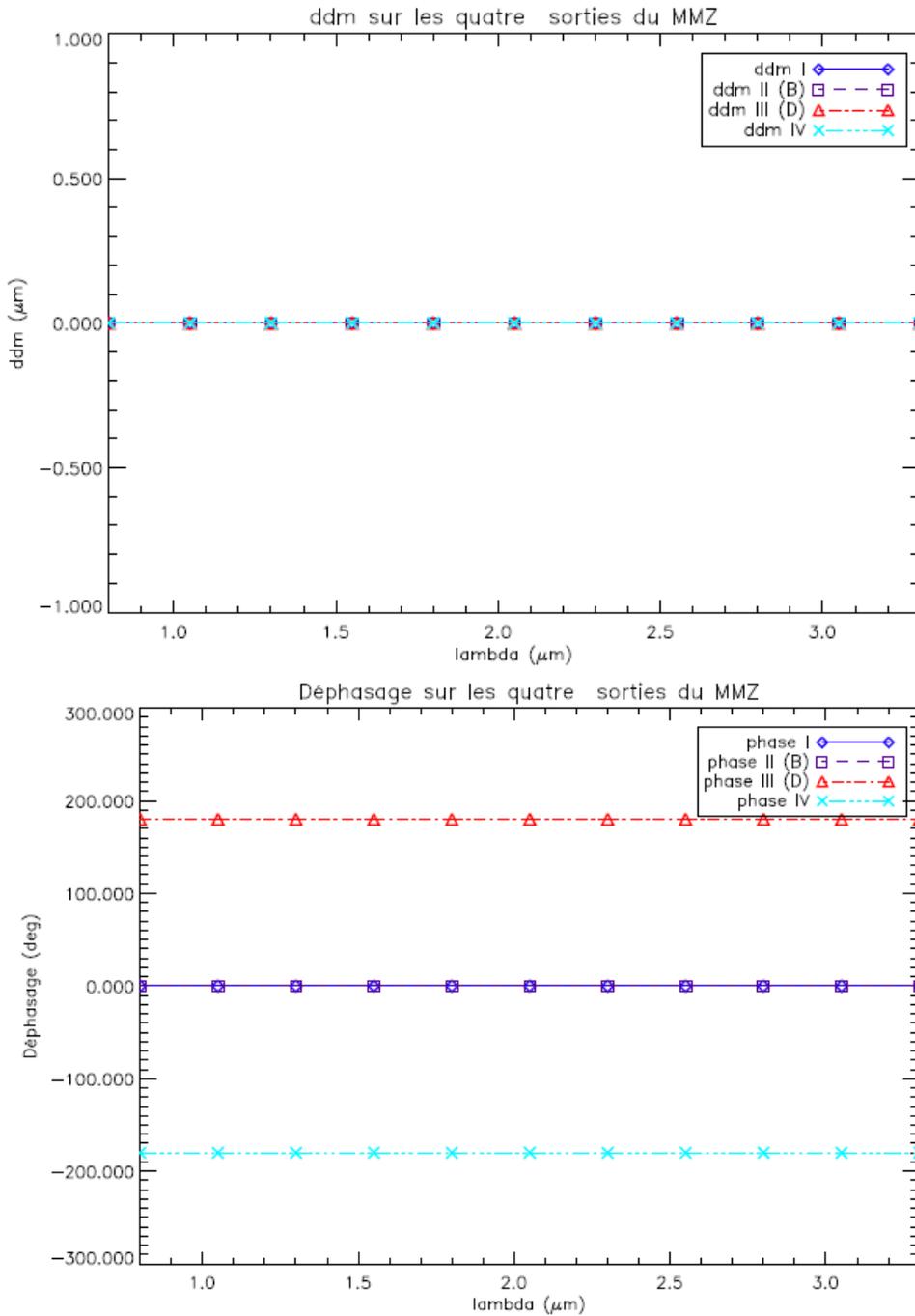


Figure 4.18 - (En haut) ddm et (en bas) déphasage sur les quatre sorties du MMZ dans le cas idéal.

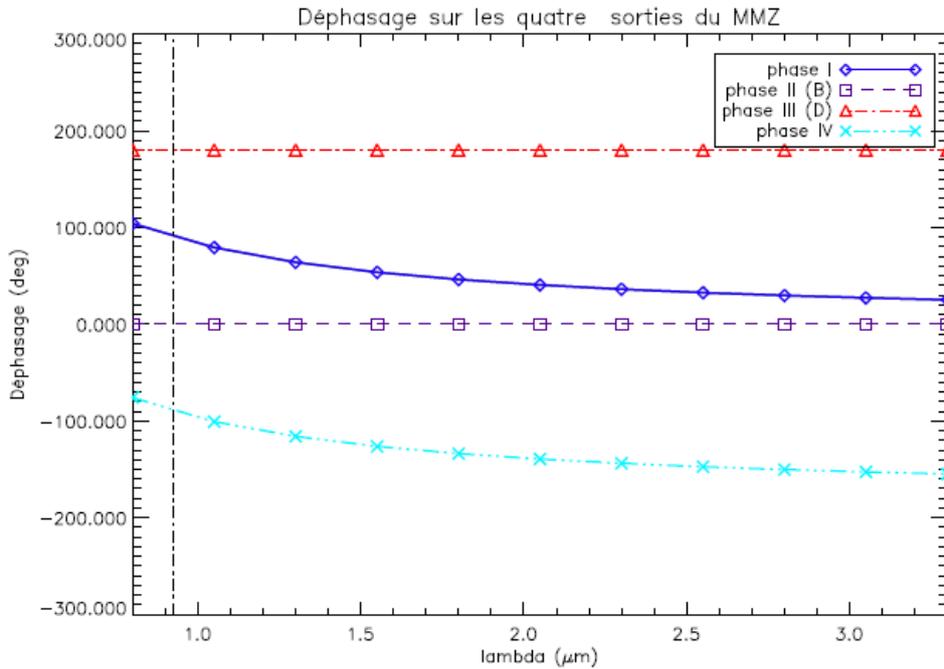


Figure 4.19 - Déphasage sur les quatre sorties du MMZ dans le cas où L3a est translatée. Le trait en pointillés noir montre la longueur d'onde λ_{SFc1} , on voit que le déphasage sur les voies I et IV vaut bien $\pi/2$ à cette longueur d'onde.

A titre d'exemple, on montre la simulation analytique de l'effet du chromatisme lié à une variation d'épaisseur de la lame L3a (par rapport aux autres lames), sur le taux d'extinction. En effet, nous avons vu dans le paragraphe §3.4.2 du chapitre 3, qu'un différentiel d'épaisseur entre deux lames appairées (L3a/L4b) introduit du chromatisme, qui contribue à détériorer la profondeur du taux d'extinction. La figure 4.20 trace le taux d'extinction en fonction de la longueur d'onde pour un différentiel d'épaisseur de 10 et 100 nm. On calcule le taux d'extinction de manière à ce que l'effet du chromatisme soit nul à $\lambda_{c1} = 1.74 \mu\text{m}$, c'est à dire à la longueur d'onde centrale du canal 1 de la bande spectrale IR¹⁰.

Ce modèle a cependant plusieurs limites :

- il ne tient pas compte des traitements (uniquement de la réflexion de Fresnel). On ne voit pas, en particulier, l'effet de l'absorption du silicium ni le chromatisme induit par le traitement,
- il ne tient pas compte des états de surface des composants,
- il ne traite pas l'aspect de la polarisation
- il ne traite pas le cas de la rotation des composants autour de l'axe Y.

10. on calcule la ddm en faisant : $\Delta_{III} = \Delta_{III\lambda} - \Delta_{III\lambda_{c1}}$

- il ne simule pas les miroirs tip/tilt (miroirs M6 de PERSEE) et les Lignes à retard en amont du MMZ, qui permettent d'optimiser la recombinaison sur la sortie III lorsque l'on introduit des erreurs de positionnement, d'alignement ou d'épaisseur.

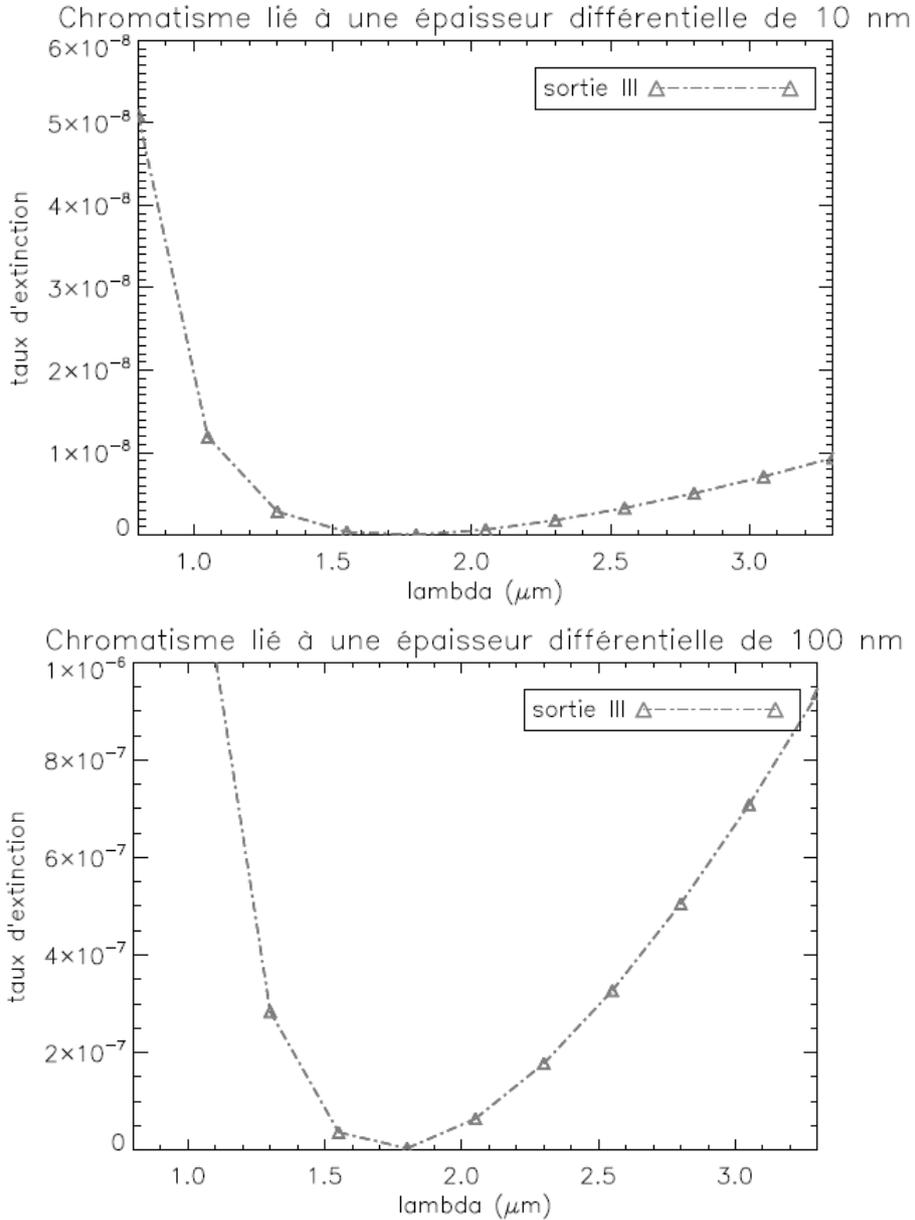


Figure 4.20 - Chromatisme lié à une épaisseur différentielle de 10 (*haut*) et 100 nm (*bas*). Ici la lame L3a n'est pas translétée.

Nous nous sommes rapidement rendu compte que ce niveau de modélisation ne suffisait pas pour tolérancer complètement le MMZ. En particulier, la simulation des effets des traitements était un point critique compte tenu de la complexité du traitement. Nous avons donc décidé de réaliser un modèle avec le logiciel d'optique Zemax. Ce modèle analytique a donc servi à confirmer le concept optique, le positionnement des composants et les tolérances de positionnement obtenues avec le modèle Zemax beaucoup plus complet.

Modèle Zemax :

Un modèle non séquentiel Zemax du MMZ a été développé par le CNES. Ce modèle simule le MMZ dans le cas idéal (aucun défaut). Il utilise les mêmes paramètres (géométrie et positionnement) des composants optiques que ceux utilisés dans le modèle analytique. Les faisceaux des bras a et b proviennent de deux sources cohérentes monochromatiques placées au foyer d'un collimateur de focale 100 mm et de traitement réfléchissant idéal. Ces sources éclairent dans un cône de demi-angle de 2.83° pour générer deux faisceaux de 10 mm de diamètre. Le puissance du flux injecté dans chaque bras est de 1 Watt. Les sources sont polarisées linéairement. Selon le formalisme de Jones, $J_x = 1.0$ et $J_y = 0.0$ correspond à un champ selon Y (polarisation s) en sortie du collimateur, et $J_x = 0.0$ et $J_y = 1.0$ selon Z (polarisation p). Un système de 4 miroirs idéaux positionnés à 45° permet de simuler une ligne à retard, sans modifier la polarisation des faisceaux. La position de cette ligne à retard est ajustée afin de minimiser l'intensité collectée sur la sortie III. Ce modèle est représenté sur la figure 4.21.

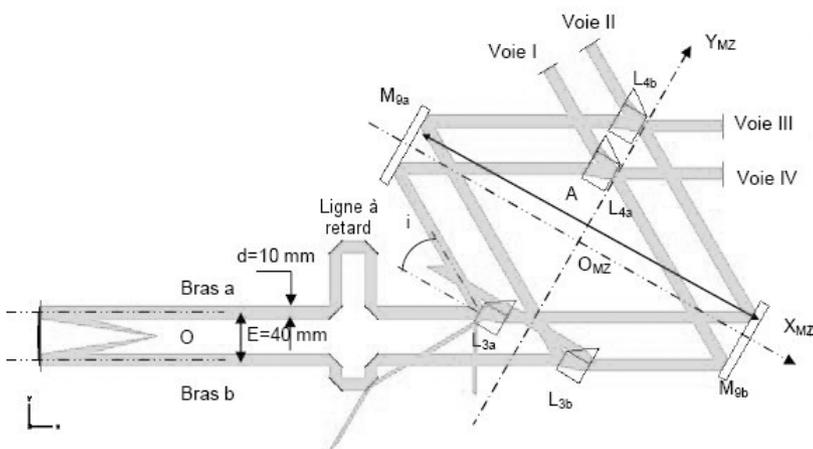


Figure 4.21 - Représentation de la modélisation Zemax du MMZ.

Concernant les traitements, les indices utilisés sont ceux donnés par la société CILAS qui a effectué les traitements des composants optiques (cf. §4.2.4.1.2). On a :

- pour les lames : substrat CaF_2 , traitement 3 couches Si/SiO_2 . L'absorption du CaF_2 est modélisée.
- pour les miroirs : substrat : zérodur, traitement or non protégé.

La lame L3a peut être positionnée comme dans le cas idéal (aucun défaut), ou être traduite de $\lambda_{SF}/4$ (avec $\lambda_{SF} = 0.925\mu\text{m}$) pour introduire un déphasage de $\pi/2$ à λ_{SF} et ainsi créer les quatre sorties ABCD. Ce modèle idéal a ensuite été adapté pour pouvoir introduire les mêmes défauts que ceux décrits dans le modèle analytique (rotation autour de Z, translation selon X et Y, et différence d'épaisseur pour les lames) sur chaque composant. De plus, il simule :

- le cas de la rotation des composants autour de leur axe local Y_{MZ} , parallèle à l'axe Y_{MZ} du MMZ (cf. Fig. 4.21),
- l'introduction de variations de température entre les différents composants,
- les traitements semi-réfléchissants des lames (épaisseurs et indices des matériaux),
- les traitements des miroirs,
- les aspects de polarisation,
- un système de ligne à retard permettant d'optimiser la ddm en sortie III selon la perturbation introduite.

Il permet d'obtenir, pour une polarisation :

- la ddm et la phase sur les quatre sorties,
- les intensités cohérentes I_a et I_b sur chaque sortie, ainsi que leur somme,
- l'évolution du taux d'extinction en fonction des différentes erreurs introduites,

Pour tester une perturbation sur un composant, on crée un fichier *.pob* (qui contient les caractéristiques du composant optique sur lequel on veut introduire la perturbation) dans lequel on introduit le défaut et on lance la simulation en utilisant ce fichier. Comme Zemax ne permet pas une automatisation facile en mode non séquentiel, un seul modèle perturbé a été généré pour tester les effets de différentes perturbations cumulées en essayant de simuler un cas pire. On a choisi les signes des erreurs introduites de telle sorte qu'elles ne se compensent pas. Par exemple, pour les lames appairées (L3a/L4b), on introduit des différences d'épaisseurs opposées, ce qui augmente le chromatisme. Idem pour les variations de températures. Les défauts de rotation des miroirs ont le même signe car leurs effets sont similaires sur les différences de marche.

Grâce à ces modèles nous avons pu étudier le tolérancement optique du MMZ et nous avons dégagé les points suivants :

- Il y a plusieurs degrés de liberté non critiques. Tout d'abord la translation des composants optiques dans le plan des surfaces traitées¹¹, c'est à dire selon l'axe Y_{MZ} et Z_{MZ} des repères locaux. Nous avons donc choisi de prendre ± 0.5 mm comme tolérance de positionnement. De même, la rotation autour de l'axe X_{MZ} local, c'est à dire autour de la normale au plan des surfaces traitées n'est pas un point critique. Nous avons choisi

11. aux effets de non homogénéité de traitement et de WFE près, qui n'ont pas été évalués lors de l'étude

de prendre une tolérance de $\pm 0.5^\circ$.

- La différence d'épaisseur entre les lames L3a et L4b est un point important car elle entraîne du chromatisme sur la ddm de la sortie III. A titre d'exemple parmi les résultats obtenus avec le modèle Zemax, détaillons ce point.

L'allocation de nulling pour le chromatisme, définie dans le chapitre 3 (§3.4.5) est de 3.5×10^{-5} . On choisit d'allouer 5×10^{-6} à l'effet du différentiel d'épaisseur et 3×10^{-5} à l'effet des traitements. Ce choix a été fait en fonction des premiers retours des fabricants en terme de niveau d'uniformité d'épaisseur accessible pour les lames et de la faisabilité des traitements. L'expression théorique qui donne le déphasage en fonction de la variation d'indice et d'épaisseur est la suivante (dans le cas où la ligne à retard est réglée pour absorber l'effet du chromatisme à λ_{c1}) :

$$\Delta\delta\phi \cong \frac{2\pi}{\lambda} \frac{\delta n \delta e}{\cos(r)} \quad (4.60)$$

Comme on l'a vu précédemment, l'effet sur le nulling pour ce poste est $N \cong (\Delta\delta\phi)^2/4$. La figure 4.22 présente les courbes obtenues avec Zemax pour un différentiel d'épaisseur de 10 et 100 nm. Les courbes théoriques obtenues à partir des expressions données ci-dessus sont tracées à titre de comparaison.

On voit que les résultats zemax sont en accord avec la théorie. Dans le cas où $\delta e = 10$ nm, les variations sur la courbe Zemax (aux alentours de 10^{-9} de taux d'extinction), indiquent que l'on se trouve dans la limite de bruit numérique du logiciel. Dans le cas où $\delta e = 100$ nm, l'écart de translation observé entre la courbe théorique et la courbe Zemax peut s'expliquer par le fait que la ddm n'est pas tout à fait optimisée pour λ_{c1} dans Zemax. On remarque que les courbes obtenues avec le modèle analytique pour le même type de défaut sont en accord avec ces résultats (cf. Fig. 4.20).

En conclusion, à partir de ces modèles, nous avons déduit qu'une spécification sur δe de $0.2 \mu\text{m}$ sur la bande $[1.65 - 3.3 \mu\text{m}]$ permet d'être en accord avec l'allocation de nulling de 5×10^{-6} alloué au poste « différentiel d'épaisseur », cette spécification étant réalisable, d'après le fabricant.

- Les effets de non-uniformité des traitements en terme de différence d'épaisseur et de non-uniformité dans la pupille ont été étudiés. Nous n'en parlerons pas ici. Cette étude est décrite en détail dans le document interne PERSEE « Dimensionnement optique du MMZ de Persée » (cf. référence en Annexe C). On retiendra simplement que pour les lames, l'allocation de nulling de 3×10^{-5} au poste de chromatisme dû à l'effet des traitements impose une uniformité d'épaisseur des couches de ± 0.2 nm et une non-uniformité centre-bord dans la pupille de 0.5%.
S'il s'avère que le chromatisme induit par le traitement ou les épaisseurs différentielles entre composants est trop fort, alors un compensateur (système de lames dispersives) sera placé avant le MMZ afin de corriger cet effet.

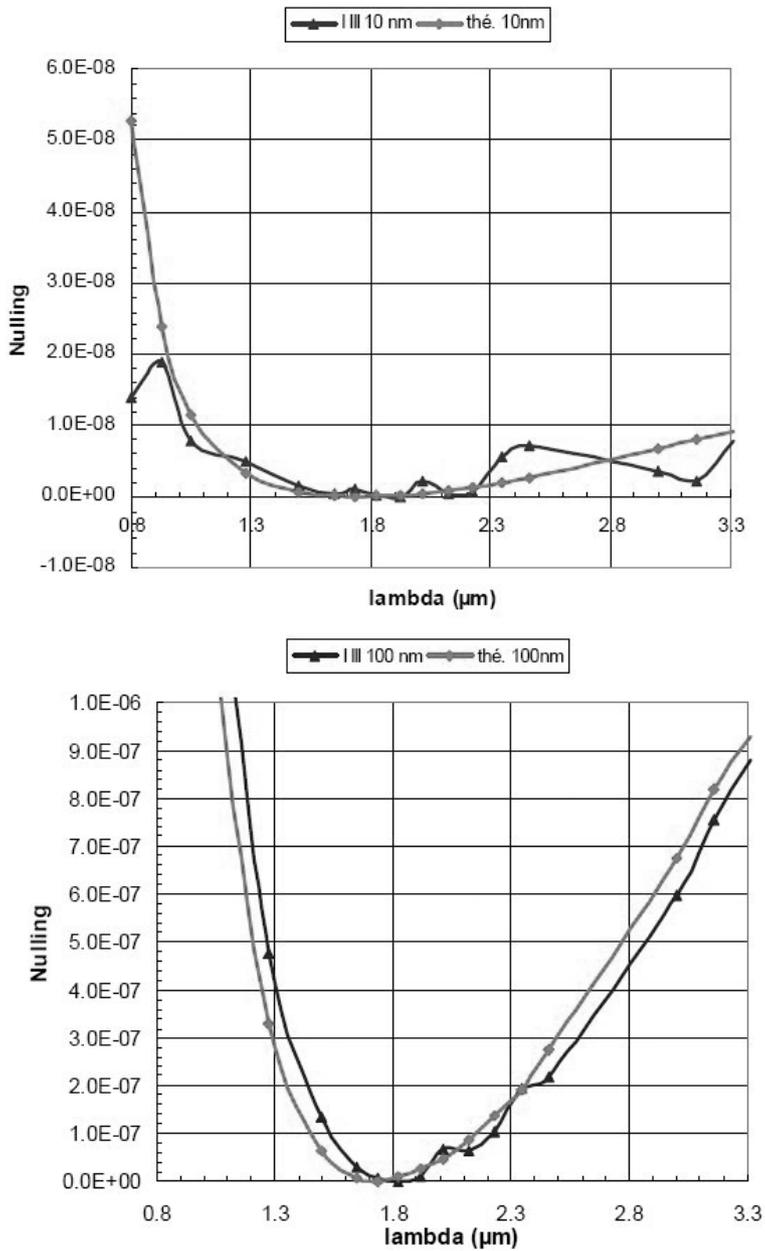


Figure 4.22 - Chromatisme lié à une épaisseur différentielle de 10 (en haut) et 100 nm (en bas). Les courbes bleues représentent les résultats Zemax, les courbes rouges tracent les résultats théoriques. Ici la lame L3a n'est pas translattée.

- Le modèle a permis de simuler les effets liés à la présence d'absorption dans le traitement. Nous reviendrons plus en détail sur ce point dans le paragraphe §4.2.4.1.2 consacré au traitement des lames.
- Lorsque l'on introduit une rotation $\delta\alpha_i$ autour de l'axe Z sur un élément, il en résulte un effet angulaire de $\pm 2\delta\alpha_i$ sur une ou plusieurs sorties (selon l'élément sur lequel on introduit une rotation). De même, pour une rotation autour de l'axe Y_{MZ} , il en résulte un effet angulaire de $\pm \sqrt{3} \cos(i)\delta\alpha_i$. On voit que la rotation des lames n'affecte qu'une seule sortie alors que la rotation des miroirs affecte toutes les voies mais en sens opposé entre III et IV ou II et I.

Si l'on suppose que ces erreurs de rotation qui affectent la voie III sont corrigées (ce que l'on prend en compte dans le modèle Zemax) en valeur moyenne par les miroirs tip/tilt (TTM) situés en amont du MMZ sur le banc, on obtient un écart entre les deux faisceaux superposés sur les voies III et IV $\alpha_{ecart} < 0.6$ arcsec. On a alors un taux d'extinction résiduel de (Mennesson et al. 2002) :

$$N = \frac{a_i^4}{16} \quad (4.61)$$

avec a_i un défaut de tilt, représenté par le polynôme de Zernike n°2 : $Z_2 = 2x$ d'où :

$$2a_2 = \frac{\alpha_{ecart} x D}{2} \quad (\text{en ddm}) \implies a_2 = \frac{\pi}{2} \left(\frac{\alpha_{ecart} x}{\lambda_{IR}/D} \right) \quad (4.62)$$

De la même manière pour a_3 :

$$a_3 = \frac{\pi}{2} \left(\frac{\alpha_{ecart} y}{\lambda_{IR}/D} \right) \quad (4.63)$$

avec D le diamètre des faisceaux et λ_{IR} une longueur d'onde de la bande spectrale IR. On obtient $N < 10^{-7}$ sur chacun des angles différentiels.

- Concernant la polarisation, si l'on a un écart d'angle entre le bras a et le bras b, cela va générer des réflexions avec des angles différents sur les 2 miroirs et donc introduire une polarisation différentielle entre les deux bras. Le modèle Zemax nous a permis de voir que l'effet sur les deux polarisations est semblable sauf pour des angles élevés où là, une légère différence apparaît. Les effets sur le taux d'extinction sont très faibles dans le cas d'une seule réflexion. On fixe la spécification d'alignement des composants optiques à 10 arcsec. Cette valeur est la même pour tous les autres composants optiques du banc PERSEE (valeur obtenue lors de l'étude de polarisation du banc effectuée par le CNES et Thales Alenia Space).

- Une étude concernant les effets de la température sur le déphasage différentiel entre les voies SF et IR (étude des variations d'indices et d'épaisseur des lames, ainsi que la translation des composants en fonction des variations de température) a été réalisée. Nous n'en parlerons pas dans ce manuscrit car cette partie du dimensionnement du MMZ a été faite dans l'optique de la réalisation d'un troisième MMZ qui serait très stable thermiquement et mécaniquement. On suppose, dans cette étude, que les composants sont adhésés sur un support ayant un coefficient de dilatation thermique très faible. La fabrication de ce MMZ n'est plus envisagée actuellement car la fabrication d'un tel système dépasserait de loin le budget prévu sur PERSEE. A titre d'indication, cette étude montre qu'une variation de température de 10 mK sur une lame (lame L3a) entraîne une dérive de ≈ 0.37 nm sur la voie III. Pour que les spécifications du nulling soient respectées (spécifications sur les dérives lentes différentielles entre les voies SF et IR), il faut un gradient thermique entre les différentes lames inférieur à 10 mK.
- Une étude succincte des faisceaux parasites a été menée avec le modèle Zemax. Il en ressort que les lames trapézoïdales jouent leur rôle et renvoient les faisceaux parasites dans les directions prévues (cf. Fig. 4.5). Ces faisceaux ne sont donc pas coalignés avec les faisceaux de sortie. Les quelques faisceaux parasites qui ressortent du MMZ parallèles aux faisceaux de sortie, et qui arrivent sur le détecteur en sortie III, ont une intensité 1×10^{-7} fois plus faible que les deux faisceaux principaux. Le taux d'extinction n'est donc pas détérioré par cet effet. Nous ne jugeons pas ce point bloquant, nous n'envisageons donc pas d'études supplémentaires là-dessus.

Toute l'étude détaillée du dimensionnement du MMZ est décrite dans un document interne PERSEE intitulé « Dimensionnement optique du MMZ de Persée ». Ce document est référencé en annexe C.

En conclusion, le tableau 4.6 récapitule les tolérances de positionnement des composants optiques que nous avons fixées.

Grâce au dimensionnement du recombineur et de ses composants optiques, nous avons pu déterminer les caractéristiques détaillées des composants optiques. Par ailleurs, il nous a aussi permis de concevoir le concept mécanique du recombineur. Nous allons voir ces deux points dans les paragraphes suivants.

Composant	Spécifications
L3a	Translation selon Xi : ± 20 nm Translation selon Yi et Zi : ± 0.5 mm Rotation autour de Y (en tip) : ± 2 arcsec Rotation autour de Z (en tilt) : ± 2 arcsec
L3b, L4a, L4b, M9a, M9b	Translation selon Xi : ± 0.1 mm Translation selon Yi et Zi : ± 0.5 mm Rotation autour de Yi (en tip) : ± 10 arcsec Rotation autour de Zi (en tilt) : ± 10 arcsec
MMZ	Rotation autour de Z_{MZ} : ± 30 arcsec Rotation autour de X_{MZ} et Y_{MZ} : ± 10 arcsec par rapport au reste du banc

Tableau 4.6 - Tolérances de positionnement des composants optiques et du recombineur.

4.2.4 Caractéristiques détaillées des composants optiques

4.2.4.1 Les lames Séparatrices et Recombinatrices

4.2.4.1.1 Spécifications

D'après les études de dimensionnement décrites précédemment (cf. §4.2.3), nous avons pu établir les spécifications des lames. Elles sont présentées dans les tableaux 4.7 et 4.8. Concernant l'uniformité des traitements, la spécification peut s'exprimer en terme d'uniformité d'épaisseur des couches ¹² :

- épaisseur des couches : ± 0.2 nm
- erreur centre/bord : 0.5% de l'épaisseur du traitement.

En terme de phase, la spécification peut se ramener (à la longueur d'onde la plus pénalisante de la bande spectrale du nuller ($1.65 \mu\text{m}$) à :

- en moyenne, entre deux lames, sur un disque de 15 mm de diamètre, centré sur la face traitée : les coefficients r et t doivent avoir moins de 0.8% d'écart en module et 0.3° (r) / 0.6° (t) en phase, pour les polarisations s et p.

12. les valeurs ont été établies en supposant les erreurs maximales sur toutes les couches, opposées entre deux lames

Substrat	
Matériau	CaF ₂
Homogénéité d'indice entre les 4 lames	$>10^{-5}$
Valeur et dispersion des coeff. α et dn/dT pour le lot approvisionné	à fournir
Géométrie	
Épaisseur moyenne e	22 ± 0.1 mm
Différentiel d'épaisseur moyenne entre deux lames	<0.2 μ m
Hauteur	20 ± 0.1 mm
Petite base b	24 ± 0.1 mm
Angle du biseau γ	$35^\circ \pm 5$ arcmin
Parallélisme face avant/face arrière	0.2 arcsec
État de surface des faces avant et arrière	$\lambda_{visible}/30$ rms
Zone utile de la face traitée	diamètre de 15 mm - placée à 2 mm du biseau - centrée en hauteur

Tableau 4.7 - Spécifications des lames - partie 1

Traitement	
Produit rt dans la bande spectrale du nuller	>0.17
Produit rt dans la bande spectrale du SF	>0.12
Répartition t/r	entre 40/60 et 50/50 dans les bandes spectrales du SF et du nuller, pour les deux polarisations ($i=30^\circ$)
Nombre de couches	minimisé et <10
Empilement proposé (étude de l'Institut Fresnel)	Épaisseurs mécaniques en μ m : Substrat CaF ₂ couche 1 Si : 0.014 couche 2 YF ₃ : 0.095 couche 3 Si : 0.093 Air
Uniformité	Concerne l'écart entre les propriétés des traitements, entre les zones utiles de deux lames cf. §4.2.4.1.1

Tableau 4.8 - Spécifications des lames - partie 2

4.2.4.1.2 Réalisation

Caractéristiques géométriques :

Les lames ont été fabriquées par la société Winligh-Optics (WO). Nous avons fait réaliser six lames : quatre pour le MMZ et deux de rechange. Winlight-Optics a fabriqué en tout neuf lames et nous a livré les six dont les caractéristiques correspondaient le plus aux spécifications attendues. Le fabricant nous a aussi livré deux témoins sur lesquels ont été faites les mesures d'uniformité des traitements. La liste des documents de recette des lames ainsi que la référence du PV de Contrôle se trouvent en annexe C.

Le traitement ainsi qu'une pré-étude de faisabilité ont été sous-traités à la société CILAS.

Le tableau de la figure 4.23 est issu du PV de contrôle des lames réalisé par le fabricant et recense les caractéristiques de nos six lames.

6 lames séparatrices			
Item	Spécifications	Résultats	C/NC
Matière	CaF2 grade UV	Voir certificat	C
Homogénéité Matière	L'homogénéité entre les 4 lames $<10^{-5}$.	Lames issues du même bloc de matière	C
dn/dt	$dn/dT : < -10^{-5} K^{-1}$ (-810^{-5} serait idéal)	$-1.1 \cdot 10^{-5} K^{-1}$ (cf OFW0652-C)	C
Hauteur	$h=20 \text{ mm} \pm 0.1 \text{ mm}$	20.045mm	C
Petite base	$24 \text{ mm} \pm 0.1 \text{ mm}$	24.02mm	C
Angle biseau	$35^\circ \pm 5 \text{ arcmin}$	$35^\circ 0' 24''$	C
épaisseur	$22 \pm 0.1 \text{ mm}$.	21.93mm	C
Identité d'épaisseur	$\pm 0.2 \mu\text{m}$ entre les 6 lames	280 μm PTV	C
Zone utile	$\varnothing 15\text{mm}$ placé à 2mm du biseau et centré en hauteur	$\varnothing 15\text{mm}$	C
Rugosité	1nm RMS	0.4nm et 0.8nm RMS	C
Aspect	40/20	Toutes les faces sont polies D-F2 3 pts HZU I-F2 1 marque HZU	C C
Traitement séparateur		Voir rapport ET-A-0802042-0040 et 0050	C
Emballage	Absence de particule et dépôt organique	Emballage Nylon	C

Item	Spécifications	Résultats								C/NC
		C	D	E	F	G	I			
Parallélisme des faces	1 μrd	0.7	1.0	0.9	0.8	0.9	0.9	0.9	C	
Planéité des faces	$< 21\text{nm RMS}$	6.3	20.4	6.9	9.4	15.2	7.6	7.6	C	

Figure 4.23 - Caractéristiques des lames, issues du PV de Contrôle WO

Le nom de chaque lame est gravé sur une face non utile, dans le coin opposé au biseau (cf. Fig. 4.24). Sur la figure 4.24, on peut voir le traitement séparateur sur la face avant (petite base) de la lame. On peut voir aussi que le biseau (angle le plus aigu) a été « coupé » et poli afin que toutes les lames puissent rentrer en même temps dans le bâti pour le traitement.

N.B : la lame D comporte une frayure¹³ sur sa face traitée. Les autres lames ne comportent que de petites filandres¹⁴ < 5 µm de profondeur.

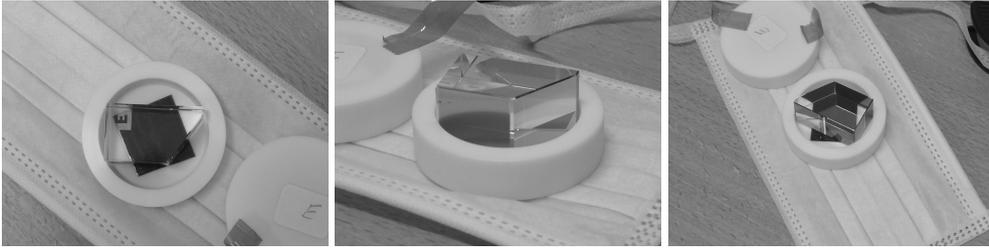


Figure 4.24 - Photo des lames du recombineur. *A gauche* : vue du nom gravé, *au centre* : vue du traitement sur la face avant, *à droite* : vue de la face arrière.

Traitement :

Le traitement réalisé par CILAS est un empilement de 3 couches Si/SiO₂ déposées sur le CaF₂. Les épaisseurs de couches proposées par l'étude de l'Institut Fresnel (données dans les spécifications) ont été le point de départ. Puis elles ont été ajustées afin de se rapprocher au mieux des spécifications demandées. Le silicium absorbe beaucoup, notamment dans la bande [0.8-1.5 µm] et il n'a pas été facile de trouver le bon jeu d'épaisseurs permettant de respecter les spécifications en terme de répartition R/T et de produit R×T. Les épaisseurs données par CILAS sont présentées dans le tableau 4.9.

Empilement	Matériau	Epaisseur mécanique
Substrat	CaF ₂	/
Couche 1	Si	9 nm
Couche 2	SiO ₂	95 nm
Couche 3	Si	65 nm

Tableau 4.9 - Epaisseurs des couches du traitement des lames, données par CILAS. La longueur d'onde de référence est $\lambda = 1.65 \mu\text{m}$.

13. petite rayure superficielle continue

14. rayures microscopiques de quelques millimètres de long et de quelques microns de profond, visibles seulement sous certaines incidences

Grâce aux simulations Zemax, on peut tracer l'évolution du déphasage sur les sorties du MMZ en fonction des différents traitements qui ont été étudiés. Sur la figure 4.25, on trace le déphasage en sortie III et II (les deux sorties qui ne sont pas affectées par la translation de la lame L3a) pour :

- le traitement initial proposé par l'étude de l'Institut Fresnel,
- le traitement proposé par CILAS lors de l'étude de faisabilité (épaisseurs de couche du traitement de l'Institut Fresnel, mais le YF_3 est remplacé par du SiO_2),
- le traitement réalisé par CILAS (optimisation des épaisseurs de couche pour diminuer l'absorption).

Le modèle Zemax est paramétré pour optimiser la voie III (sortie achromatique). Sur cette sortie, on voit que le déphasage ne change pas, il reste à 180° pour les trois traitements. Sur la voie II (sortie chromatique), on voit que les courbes ne sont pas plates, ceci est dû à l'absorption. Le traitement réalisé par CILAS est celui qui présente le moins d'absorption.

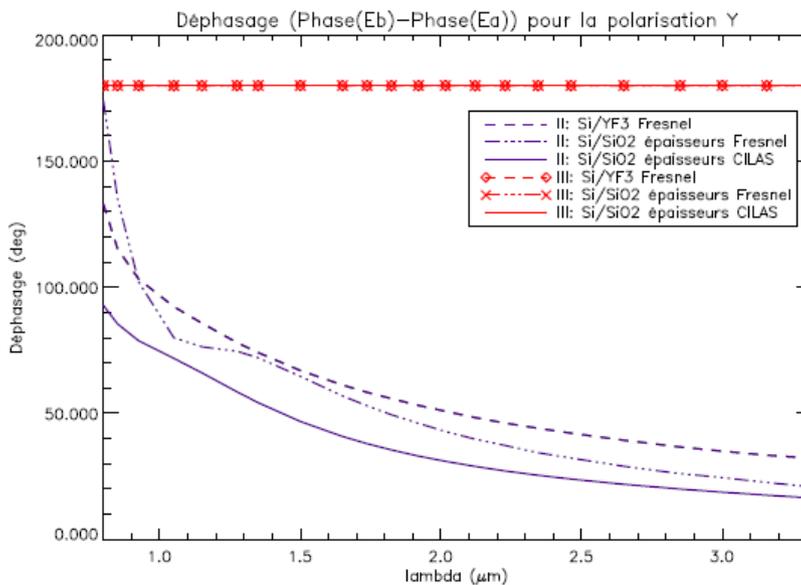


Figure 4.25 - Evolution du déphasage sur les sorties II et III en fonction des spécifications de traitement. Les courbes violettes représentent la sortie II, les courbes rouges la sortie III. Les courbes en pointillés représentent le traitement proposé dans l'étude de l'Institut Fresnel. Les courbes en traits/points représentent le traitement Si/SiO₂ de CILAS avec les épaisseurs de couche proposées par l'Institut Fresnel. Les courbes en trait plein représentent le traitement Si/SiO₂ effectué par CILAS avec les épaisseurs de couches optimisées. La lame L3a est translaturée. Résultats donnés pour la polarisation Y.

La simulation met un autre point en évidence : la présence d'absorption (due au silicium) dans le traitement compense le déphasage introduit au niveau de L3a et transforme la sortie II constructive (B) en une sortie de type A ou C. On voit qu'à λ_{SFc1} , le déphasage est d'environ 90° . La sortie I devient une sortie B. La figure 4.26 illustre ce résultat du modèle. Elle montre le déphasage sur les quatre sorties du MMZ, pour le traitement réalisé par CILAS.

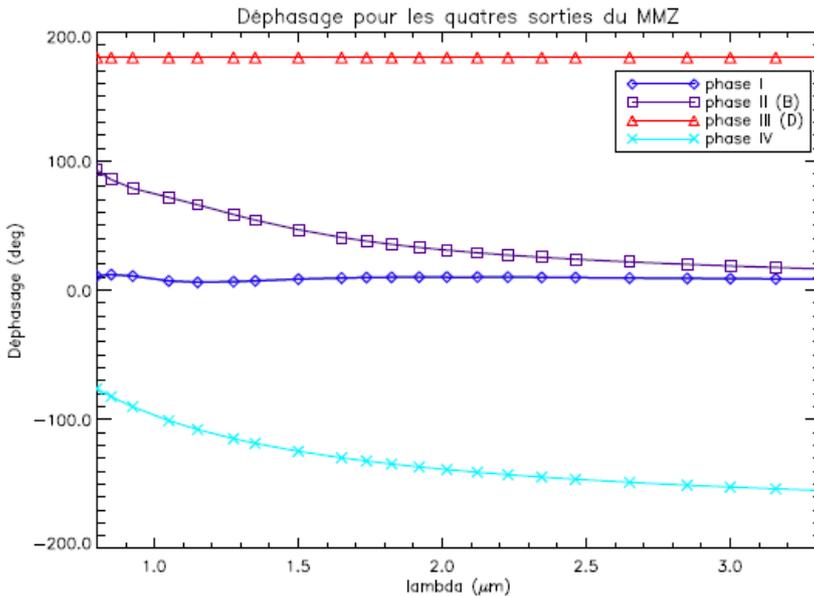


Figure 4.26 - Déphasage sur les quatre sorties du MMZ pour le traitement réalisé par CILAS (modélisation Zemax). La lame L3a est translattée. Résultats donnés pour la polarisation Y.

Si ce résultat est confirmé par les mesures, ceci permettrait de placer une sortie A ou C sur la lame qui génère aussi la voie de D du nuller, ce qui serait un avantage car c'est surtout ce type de sorties qui porte le plus d'information de cophasage. Des études sont en cours à l'ONERA sur ce sujet. Les résultats finaux de ces travaux ne sont pas encore connus ; nous considérerons donc, dans la suite du manuscrit, l'allocation des voies du SF et du nuller donnée dans le tableau 4.4.

La figure 4.27 montre les courbes de transmission, de réflexion, et d'absorption à incidence normale (les deux polarisations sont confondues) et pour $i = 30^\circ$, cas du MMZ (les deux polarisations sont différentes), obtenues avec le modèle Zemax, à partir des données fournies par CILAS. En annexe D, on trouvera les courbes de transmission et réflexion mesurées par CILAS sur les témoins des lames. On peut voir que les simulations Zemax sont en accord

avec les mesures fournies dans le document de livraison des lames. La figure 4.28 montre les courbes de phase à incidence normale (identiques pour les 2 polarisations) et pour $i=30^\circ$ (les deux polarisations sont différentes), obtenues avec le modèle Zemax, d'après les données fournies par CILAS.

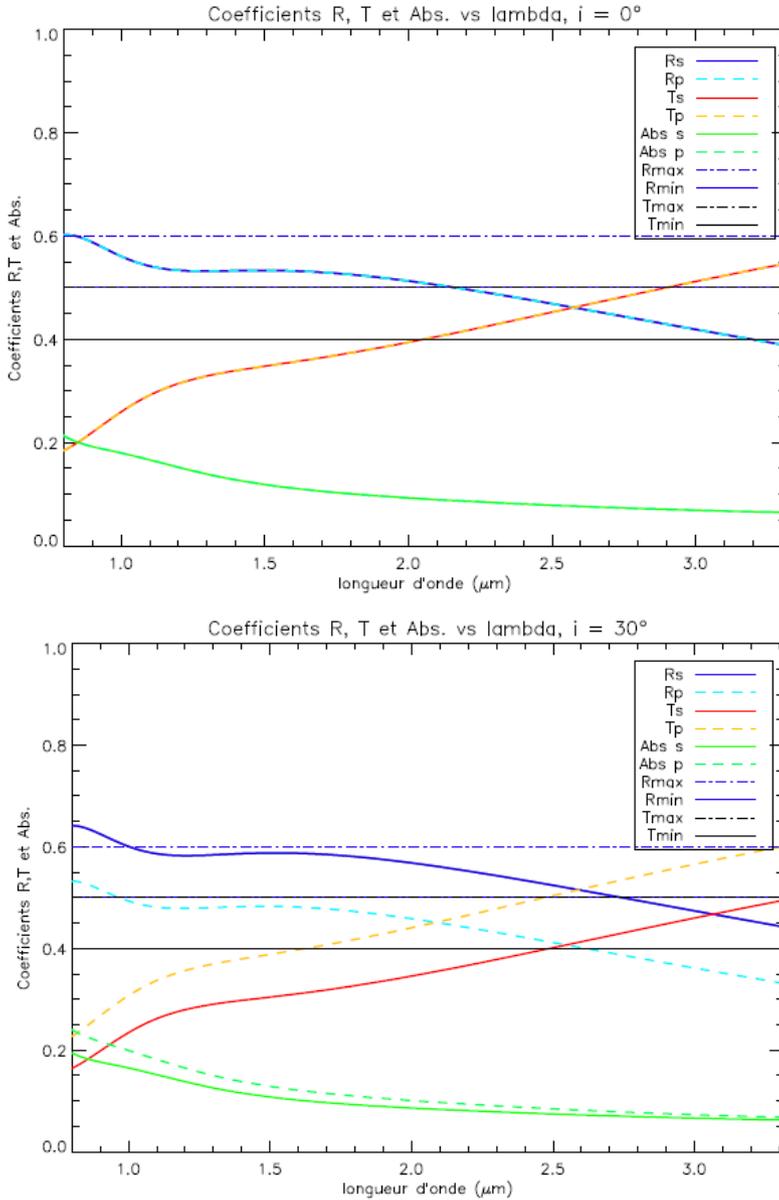


Figure 4.27 - Courbes de transmission, réflexion, et d'absorption des lames à incidence normale (*en haut*) et pour $i=30^\circ$ (*en bas*).

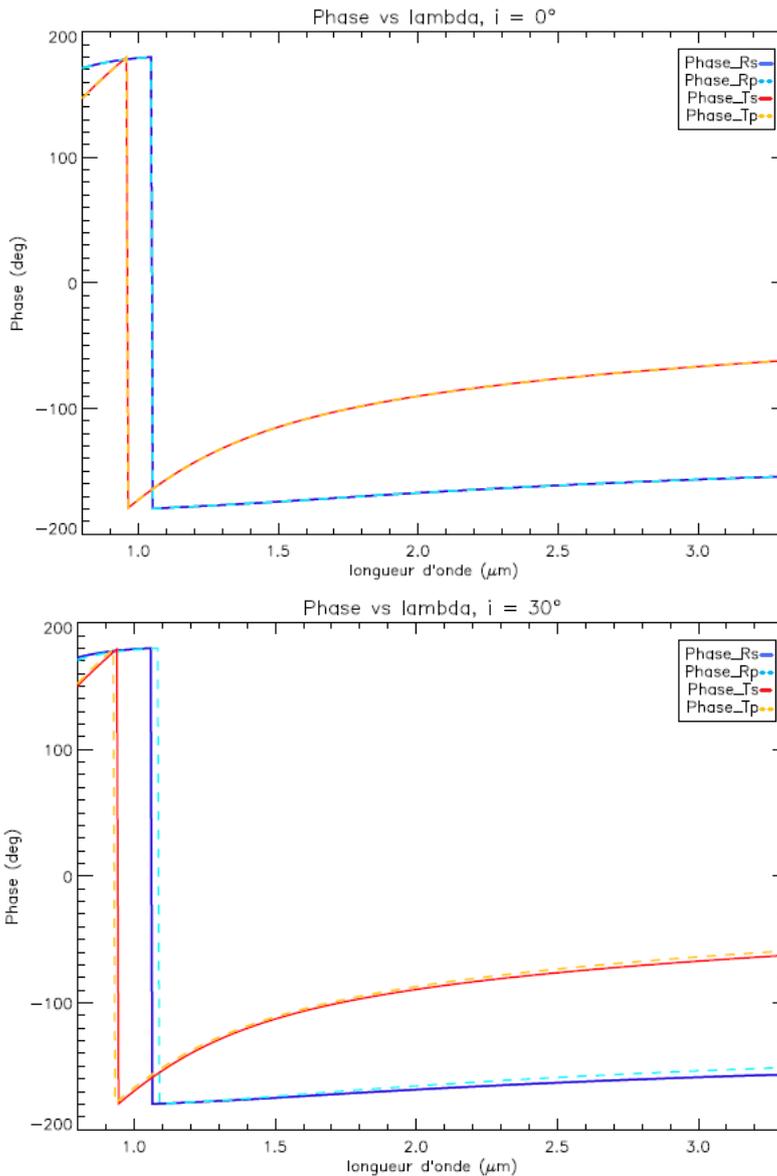


Figure 4.28 - Courbes de Phase des lames à incidence normale (*en haut*) et pour $i=30^\circ$ (*en bas*).

Les figures 4.29 et 4.30 représentent les mesures d'uniformité du traitement réalisées sur les cinq témoins. La figure 4.29 montre la réponse spectrale en transmission, mesurée au centre d'un témoin et en 9 points uniformément répartis autour du centre sur un rayon de 8 mm, à incidence normale dans la bande [800-1700 nm]. L'uniformité est de l'ordre de 0.2% spectralement et de 0.9% en transmission sur le domaine considéré (les mesures d'uniformité

ne vont pas au-delà de $1.7 \mu\text{m}$ car CILAS n'avait pas les moyens techniques d'effectuer les mesures).

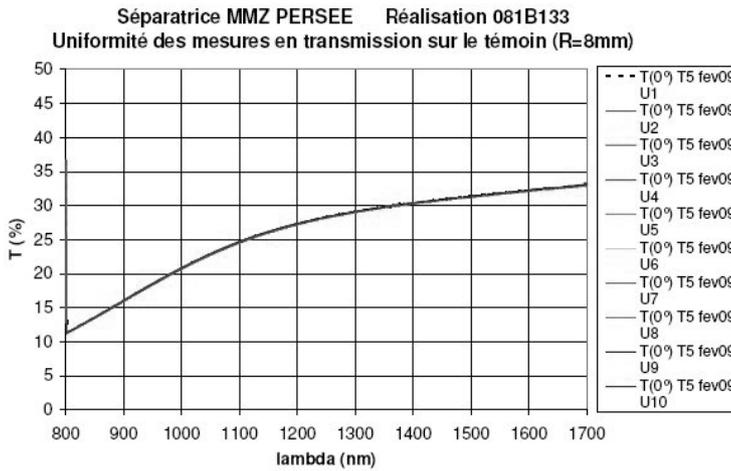


Figure 4.29 - Mesures d'uniformité du traitement réalisées sur les cinq témoins.

La figure 4.30 trace la dispersion des mesures en transmission des cinq témoins, à incidence normale. La dispersion relative entre les réponses de ces témoins est de l'ordre de 0.2% spectralement et de 1.5% en transmission (Par bande : 1.48% de 0.8 à 1.5 μm , 1.52% de 1.65 à 2.4 μm , 1.54% de 3.0 à 3.3 μm)

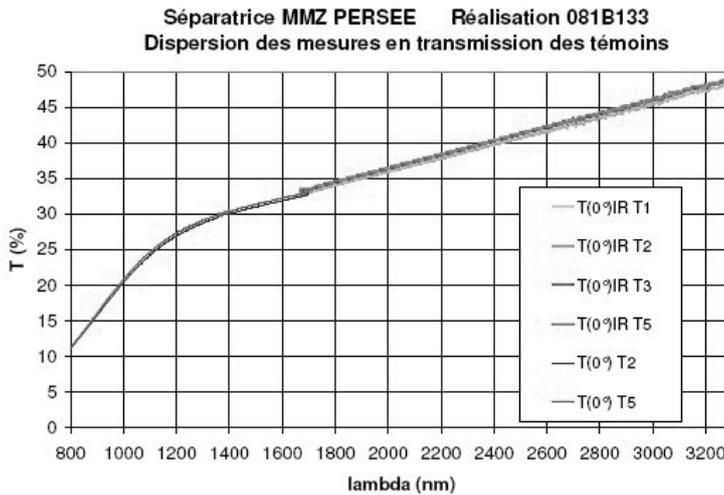


Figure 4.30 - Dispersion des mesures en transmission des cinq témoins à incidence normale.

Toutes les autres mesures réalisées par CILAS sont disponibles dans les documents de livraison des traitements listés en annexe C.

Conclusion :

D'après les mesures fournies par les fabricants dans le PV de contrôle et les documents de livraison, les caractéristiques géométriques des lames ainsi que leur traitement sont tout à fait conformes aux spécifications que nous avons établies. Nous avons donc accepté les lames.

4.2.4.2 Les miroirs

4.2.4.2.1 Spécifications

D'après les études de dimensionnement décrites précédemment (cf. §4.2.3), nous avons pu établir les spécifications des miroirs. Elles sont présentées dans le tableau 4.10.

Substrat	
Matériau	Zérodur
Géométrie	
Epaisseur moyenne e_{miroir}	10 ± 0.1 mm
Hauteur	20 ± 0.1 mm
Longueur	72 ± 0.1 mm
Parallélisme face avant/face arrière	10 arcsec
Rugosité	<2 nm rms
Etat de surface de la face réfléchissante	$\lambda_{visible}/30$ rms
Diamètre du trou	10 mm
Position du trou : par rapport au centre de la face traitée, en longueur (et Centré en hauteur)	à +7 mm pour M9 _a à -7 mm pour M9 _b
Traitement	
Traitement face réfléchissante	or non protégé
Coefficient de réflexion	>0.97 sur toute la bande spectrale de PERSEE
Uniformité entre les deux miroirs sur les 2 zones utiles (15 mm) à 1.65 nm pour les deux polarisations	moins de 0.8% d'écart en module moins de 0.3° d'écart en phase
Les deux miroirs doivent être traités en même temps	

Tableau 4.10 - Spécifications des miroirs

4.2.4.2.2 Réalisation

Caractéristiques géométriques :

Les miroirs ont aussi été fabriqués par la société WO. Nous avons fait réaliser deux miroirs. Le fabricant nous a également fourni un témoin sur lequel ont été faites les mesures d'uniformité des traitements. La liste des documents de recette des miroirs ainsi que la référence du PV de Contrôle se trouvent en annexe C. Le tableau de la figure 4.31 est issu du PV de contrôle des miroirs réalisé par le fabricant et recense les caractéristiques de nos deux miroirs. Les miroirs

2 miroirs plans percés			
Item	Spécifications	Résultats	C/NC
Matériau du substrat	ZERODUR		C
Epaisseur	10 +/- 0.1mm	10.05mm	C
Longueur	72 +/- 0.1mm	72.05mm	C
Largeur	20 +/- 0.1mm	20.05mm	C
WFE	53nm RMS	Planéité de le totalité des faces avant : 7nm RMS Soit WFE : 14nm RMS	C
Position du trou	29 +/- 0.2mm	29.0mm	C
	10 +/- 0.1mm	10.0mm	C
Entraxe des faisceaux	46.2mm	46.2mm	C
Diamètre des sous pupilles	15mm	> 15mm	C
Tilt face arrière	10 secondes	3.8 secondes Planéité faces arrières 13.5 et 16nm RMS	C
Rugosité face avant	1nm RMS	0.55nm RMS	C
Aspect face avant	20/10	RAS	C
Traitement	Or non protégé	Voir rapport ET-A-0802042-0050	C
Emballage	Absence de particule et dépôt organique	Emballage Nylon	C

Figure 4.31 - Caractéristiques des miroirs, issues du PV de Contrôle WO

sont répertoriés par un numéro qui est noté au crayon à papier sur une face non utile (petit côté). Sur la figure 4.32, on peut voir le traitement réfléchissant d'un miroir sur sa face avant, ainsi que sa face arrière polie.

Traitement :

Le traitement réalisé par CILAS est un traitement en or non protégé. Nous n'avons pas eu accès à l'épaisseur de ce traitement¹⁵. La figure 4.33 présente la réponse spectrale en réflexion du traitement, mesurée sur un des témoins pour une incidence de 8°, sur la bande spectrale de PERSEE. La figure 4.34 présente la même mesure pour une incidence de 30°, sur la bande spectrale [800-2500 nm].

15. En général, c'est quelques centaines d'angströms d'or sur une couche de chrome (pour l'accrochage)

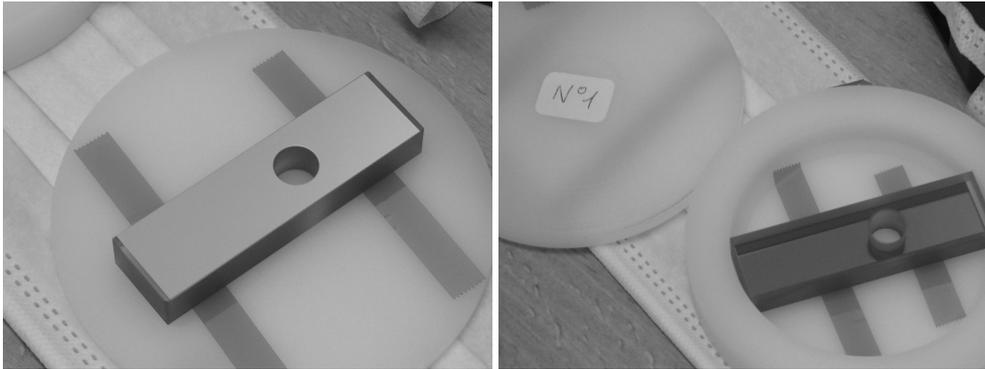


Figure 4.32 - Photo des miroirs du recombineur. *A gauche* : vue de la face traitée, *à droite* : vue de la face arrière polie.

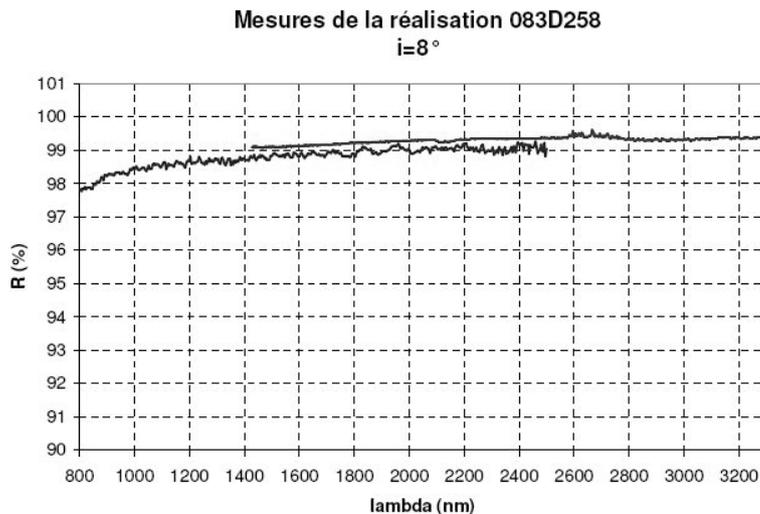


Figure 4.33 - Réponse spectrale en réflexion du traitement des miroirs pour une incidence de 8° .

Conclusion :

D'après les mesures fournies par les fabricants dans le PV de contrôle et les documents de livraison, les caractéristiques géométriques des miroirs ainsi que leur traitement sont tout à fait conformes aux spécifications que nous avons établies. Nous avons donc accepté les miroirs.

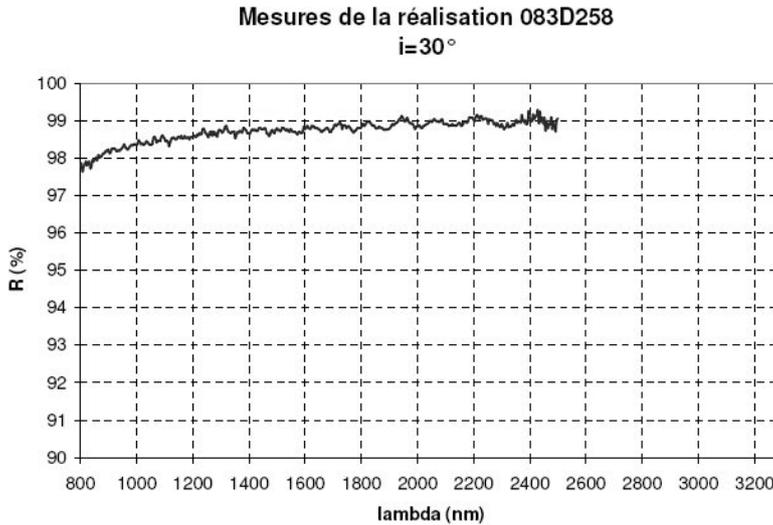


Figure 4.34 - Réponse spectrale en réflexion du traitement des miroirs pour une incidence de 30°.

4.2.5 Mécanique du Recombineur

4.2.5.1 Spécifications mécaniques

A l'aide des modèles dont nous avons parlé précédemment, nous avons pu établir une liste de spécifications mécaniques pour le recombineur. Ces spécifications sont détaillées ci-après.

Stabilité thermique sur un horizon de 10h de temps :

Ces spécifications sont données pour un MMZ réalisé en optique adhérent, très stable, elles ne pourront donc pas être tenues avec le concept mécanique actuel du MMZ.

- La variation du gradient thermique entre les différentes lames doit être inférieure à 10 mK.
- Les deux miroirs doivent avoir des déplacements par rapport à leur position nominale tels que : $|\delta x_{9a} + \delta x_{9b}| < 1nm$. Cette condition se traduit en terme de variation de température homogène du support ΔT par :

$$\Delta T \times \alpha_{support} \times a < 4.1 \cdot 10^{-10} m \quad (4.64)$$

avec a la précision de positionnement selon X_{MZ} des miroirs (en mètres) et $\alpha_{support}$ le CTE du support. Elle se traduit également en terme stabilité du gradient dans le support entre M9a et M9b par :

$$\Delta T \times \alpha_{support} \times A < 1.6 \cdot 10^{-10} m \quad (4.65)$$

avec A la distance entre les deux faces réfléchissantes des miroirs (en mètres).

- Les 4 lames doivent avoir des déplacements tels que :

$$|\delta x L4a| < 1nm \text{ et } |\delta x L4b| < 1nm \quad (4.66)$$

$$|\delta x L3a + \delta x L3b| < 1nm \quad (4.67)$$

- La stabilité angulaire d'origine thermoélastique des éléments, autour de Z_i (cf. figure 4.13), doit être meilleure que 10 mas pour L4a et L4b, 20 mas pour L3a et L3b, et 80 mas pour M9a et b. La stabilité angulaire autour de Y_i doit être < 0.25 arcsec.

Stabilité mécanique sur un horizon de temps de 100s¹⁶ :

- Pour les miroirs et les lames, les spécifications de déplacement sont identiques à celles énoncées ci-dessus pour la stabilité thermique.
- La stabilité angulaire autour de Z_i des éléments doit être meilleure que 30 mas pour L4a et L4b, 60 mas pour L3a et L3b, et 0.25 arcsec pour M9a et M9b. La stabilité angulaire autour de Y_i doit être > 0.4 arcsec.

Stabilité d'ensemble¹⁷ :

- Rotations : mieux que 0.25 arcsec autour de X_{MZ} , Y_{MZ} et Z_{MZ}
- Déplacements latéraux : mieux que 0.2 μm en thermique et 0.02 μm en vibrations.
- Déplacement vertical : mieux que 0.1 mm.

Positionnement de L3a :

- Translation selon X_i : résolution 20 nm, course ± 5 mm.
- Rotation selon Z_i et Y_i : résolution 2 arcsec, course 5 arcmin.

Ces réglages ne doivent pas dissiper de chaleur pendant les phases de mesure. En cas de dispositifs actifs, ils doivent donc pouvoir être hors-tension, sans perdre leur position. On envisage 50 réglages au cours de la durée de PERSEE.

Montage des éléments optiques :

- La reprise mécanique (contact entre l'optique et la mécanique) des lames doit être au plus près de la face réfléchissante.
- Les lames doivent pouvoir se dilater librement dans le sens de l'épaisseur.

16. Ces spécifications de stabilité correspondent à des microvibrations du banc

17. Il s'agit des déplacements de la plaque d'intégration du MMZ par rapport au banc sous environnement thermique et microvibratoire.

- La distance entre l'axe de rotation Y_i des miroirs et le milieu des deux faisceaux doit être inférieure à 1 mm.
- Les composants optiques doivent pouvoir être démontés du support pour un échange standard, au maximum 5 fois.

Rigidité : Le MMZ intégré, avec ses composants optiques, devra avoir sa première fréquence de résonance supérieure à 200 Hz.

Découplage thermique : Le MMZ sera protégé par un capotage thermique pour découpler au mieux des fluctuations thermiques de l'environnement. Ce capotage sera repris sur le support. Les faisceaux optiques passeront par des trous de diamètre >15 mm au niveau des deux entrées et 4 sorties. Les fixations du support sur le banc devront avoir une fonction de découplage conductif.

4.2.5.2 Concept mécanique

Le concept mécanique du MMZ a été conçu à l'IAS, en collaboration avec Gilles Morinaud du Bureau d'Etude, à partir des spécifications mécaniques établies ci-dessus. Il est fait pour intégrer les éléments optiques sur des montures commerciales de précision. Il permet aussi de garder trois degrés de liberté réglables par composants :

- la rotation autour de l'axe Y_i (tip)
- la rotation autour de l'axe Z_i (tilt)
- la translation selon l'axe X_i

Le point O_i est le centre de rotation et de translation des composants optiques. Ces montures sont fixées sur un plateau en invar, découplant le MMZ des déformations de la table en nid d'abeille.

A noter que pour tester le senseur de frange et ses algorithmes avant l'intégration sur le banc PERSEE, l'ONERA a fabriqué un MMZ avec un concept mécanique totalement différent, développé par le GEPI¹⁸. Sa description détaillée se trouve dans le manuscrit de thèse de Kamel Houairi (Houairi 2009). Par ailleurs, dans la version finale du banc PERSEE, un troisième recombineur beaucoup plus stable (en optique adhérente par exemple) devait être développé. Cependant, suite à un appel d'offre, aucune des propositions reçues n'étant satisfaisante, nous avons donc décidé de garder le MMZ conçu par l'IAS et d'optimiser au maximum sa stabilité.

18. *Galaxie Etoile Physique Instrumentation*, laboratoire de l'Observatoire de Paris

4.2.5.2.1 Choix des montures commerciales de précision

Après investigations auprès de plusieurs fabricants, les montures qui répondaient le mieux aux spécifications sont (chez *Newport*) :

- pour le mouvement de basculement vertical (rotation autour de l'axe Y_i) : un goniomètre M-GON65-U,
- pour le mouvement de basculement horizontal (rotation autour de l'axe Z_i) : un plateau tournant M-RS65,
- pour le mouvement de translation : une platine M-462-X-M.

Les miroirs sont réglables uniquement en Tip/Tilt, la translation a été supprimée pour plus de stabilité.

A noter, qu'à cause de la faible rigidité des ressorts présents dans ces montures sur étagères, on sait qu'on ne pourra pas respecter la spécification de rigidité qui fixe la première fréquence de résonance du MMZ à 200 Hz.

4.2.5.2.2 Choix des matériaux

Nous avons choisi les matériaux en contact avec les composants optiques pour que leur coefficient de dilatation thermique soit proche de celui du substrat optique. Le tableau 4.11 présente ces matériaux et donne leur CTE¹⁹. Toutes les platines du commerce sont en Aluminium.

Composant	Matériau du composant	Matériau du support
Miroirs	Zérodur : $\alpha = 0.1 \times 10^{-6} \text{ K}^{-1}$	Invar 36 : $\alpha = 1.1 \times 10^{-6} \text{ K}^{-1}$ de 293 K à 373 K
Lames	CaF ₂ : $\alpha = 16.7 \times 10^{-6} \text{ K}^{-1}$	Inox : $\alpha \approx 16.8 \times 10^{-6} \text{ K}^{-1}$
Plaques d'interface entre les différentes platines : Al 2618A ($\alpha \approx 23 \times 10^{-6} \text{ K}^{-1}$)		

Tableau 4.11 - Matériaux des supports mécaniques.

4.2.5.2.3 Montures des lames L3

Assemblage :

La platine de translation (1) (cf. Fig. 4.35) est vissée sur le plateau en invar. Une plaque en aluminium 2618A (2) fait l'interface entre la platine et le goniomètre (3). Le plateau tournant

19. Coefficient de dilatation thermique

(4) est directement vissé sur le goniomètre. Puis le support de lame (5) est vissé sur le plateau tournant. Cette pièce est usinée spécialement pour que la lame repose en 3 points. Une équerre de pression (6) avec une touche et un ressort permet de plaquer la lame sur ces 3 points. De plus, le bas de la face traitée de la lame est plaqué (avec un système de doigt (7) en Delrin noir et de ressort de 1 N de pression environ) sur 2 mm de hauteur contre deux points. Ceci permet de maintenir avec précision et de manière stable la lame. Ce montage permet de positionner avec précision le point de rotation des lames au point O_i spécifié précédemment.

Il ne faut pas exercer une trop grande pression sur les lames en CaF_2 (1 N maximum) pour ne pas introduire de contraintes. Les ressorts des équerres de pressions ne sont donc pas très rigides. Ceci est le deuxième point qui fait qu'on ne remplit pas la spécification de rigidité du MMZ.

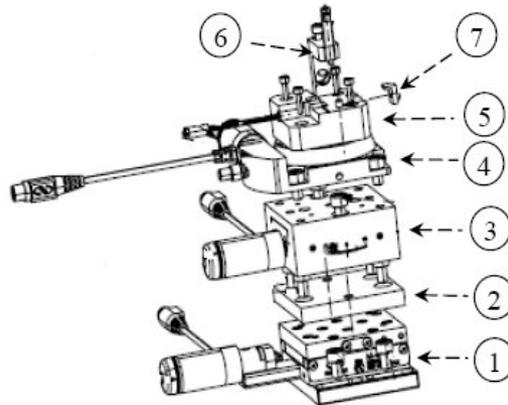


Figure 4.35 - Assemblage des montures L3 et fixation des lames.

Particularité de l'équerre de pression :

Lors de l'étape de fonctionnement en autocollimation (cf. chapitre 5) du banc PERSEE, l'astuce trouvée par F. Cassaing a été d'utiliser les faisceaux parasites sortant des lames comme signal pour la caméra du FRAS. On place la caméra sur la sortie 8 (cf. Fig. 4.36) des faisceaux parasites sortant des lames L3 du MMZ.

Il a fallu modifier l'équerre de pression maintenant les lames pour laisser sortir ce faisceau. Nous avons donc percé un trou (cf. Fig. 4.37) de 9 mm de diamètre dans le bras de l'équerre (le diamètre des faisceaux est de 10 mm mais le bras de l'équerre devant rester rigide, nous ne pouvions percer un trou plus grand).

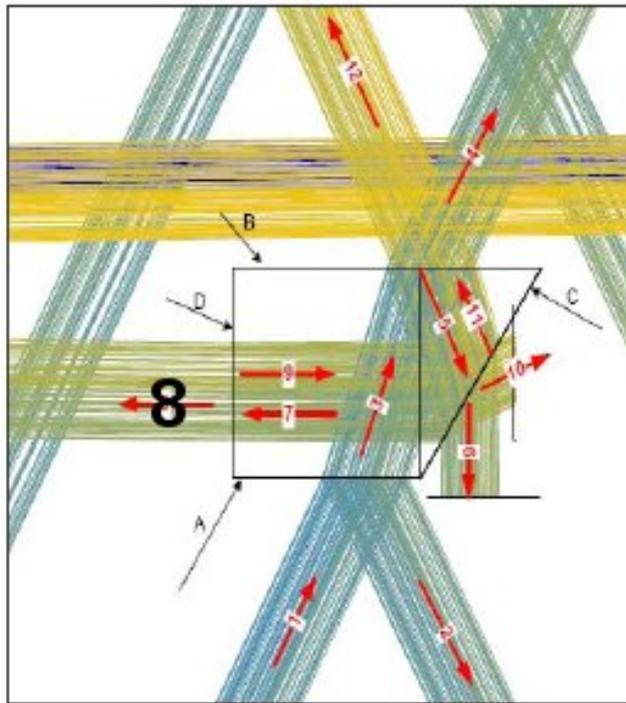
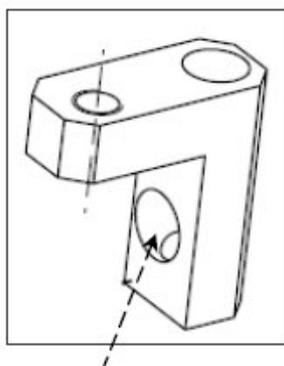


Figure 4.36 - Faisceaux parasites des lames L3.



Trou de $\text{Ø} = 9\text{mm}$

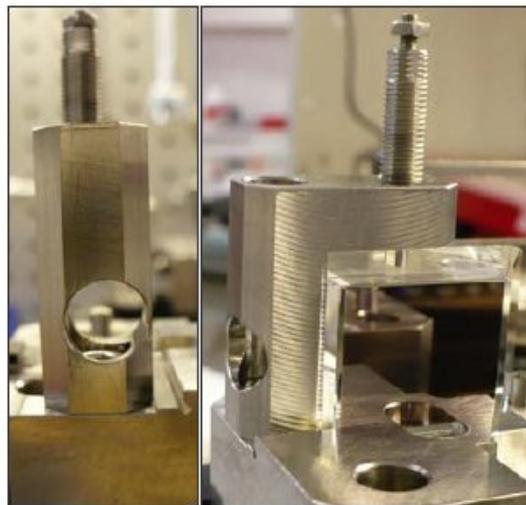


Figure 4.37 - Trou dans le bras des équerres de pression des lames L3.

Vérins :

Pour la lame L3b, les tolérances de positionnement nous permettent d'utiliser des vérins manuels micrométriques *Newport*. :

- SM25 pour la translation (course : 25 mm)
- SM13 pour le goniomètre (course 13 mm)
- HR6 pour le plateau tournant (course : 6 mm)

Pour la lame L3a, qui demande des réglages de plus grande résolution (notamment pour la translation), nous avons opté pour des vérins motorisés NanoPZA12 Newport de résolution 30 nm et de course 12.5 mm. Nous ne sommes pas tout à fait en accord avec la spécification de résolution de la translation définie à 20 nm mais après discussion avec l'ONERA, cette résolution est acceptable pour le réglage du SF (l'algorithme du SF pourra compenser cet effet). La platine de translation ayant une course de 25 mm, nous avons dû coller une petite cale à l'endroit où le vérin vient pousser la platine pour compenser la course trop juste du vérin.

4.2.5.2.4 Montures des lames L4**Assemblage :**

Les 2 lames recombinaatrices L4a et b sont sur la même monture pour des raisons d'encombrement entre les deux lames. Nous utilisons le même assemblage de platines que pour les lames séparatrices. Une pièce spéciale a été usinée pour servir de support commun aux deux lames. Cette plaque est usinée avec précision, de telle façon que les deux faces traitées des lames soient plaquées contre un plan. Le système de fixation est identique à celui utilisé pour les lames L3.

Vérins :

Nous avons opté pour les mêmes vérins manuels que la lame L3b.

4.2.5.2.5 Montures des miroirs M9**Assemblage :**

Nous avons remplacé la translation par trois lames flexibles en Invar 36 (cf. Fig. 4.38) pour une meilleure stabilité car le critère de stabilité en positionnement des miroirs est un

point critique (cf. §4.2.5.1). Le reste de l'assemblage des platines reste identique à celui des lames. Le support de miroir est usiné de façon à ce que le miroir repose en six points d'appui : trois points sur la face traitée (face de référence), deux points en dessous du miroir et un point sur le côté. Des ressorts (≈ 1 N de pression) appuient « au droit des appuis » selon la formule classiquement utilisée dans les bureaux d'études.

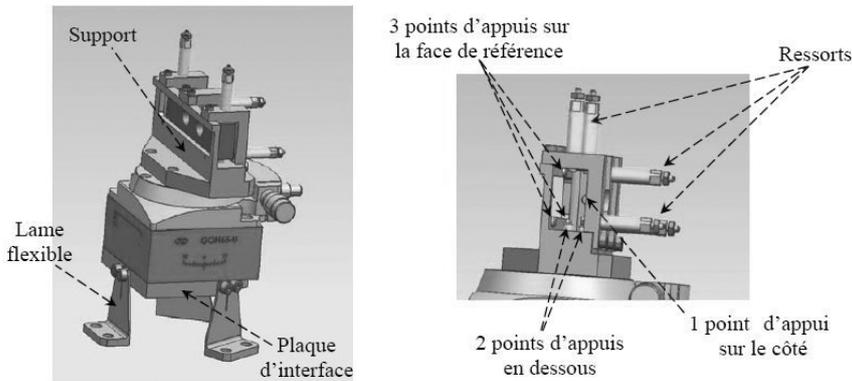


Figure 4.38 - Assemblage des montures M9 et fixation des miroirs.

Vérins :

Nous avons opté pour les mêmes vérins manuels que la lame L3b.

Le tableau 4.12 reprend les caractéristiques de toutes les platines avec leurs vérins et les compare aux spécifications demandées.

Spécification	Caractéristique de la platine (+ vérin)	Conformité
Pour L3b, L4a et b, M9a et b		
Rot. selon Yi : résolution de ± 10 arcsec	M-GON65-U : < 2 arcsec	C
Rot. selon Zi : résolution de ± 10 arcsec	M-RS65 : < 2 arcsec	C
Trans. selon Xi : résolution de ± 0.1 mm	M-462-X-M : $\pm 1 \mu\text{m}$	C
Pour L3a		
Rot. selon Yi : résolution de ± 2 arcsec	M-GON65-U : < 2 arcsec	C
Rot. selon Zi : résolution de ± 2 arcsec	M-RS65 : < 2 arcsec	C
Trans. selon Xi : résolution de ± 20 nm	M-462-X-M : ± 30 nm	NC

Tableau 4.12 - Conformité des platines (+ vérins) en fonction des spécifications.

4.2.5.2.6 Plateau du MMZ et ses lames flexibles

Les montures des lames et des miroirs sont fixées sur un plateau en invar reposant sur trois lames flexibles (cf. Fig. 4.39), en invar 36 également. Ces trois lames sont positionnées symétriquement par rapport au point O_{MZ} , à 120° . Ceci permet, s'il y a une dilatation thermique, que la structure se dilate de manière symétrique par rapport à l'axe Y_{MZ} . Les lames flexibles permettent par ailleurs de découpler le MMZ des déformations de la table en nid d'abeille.

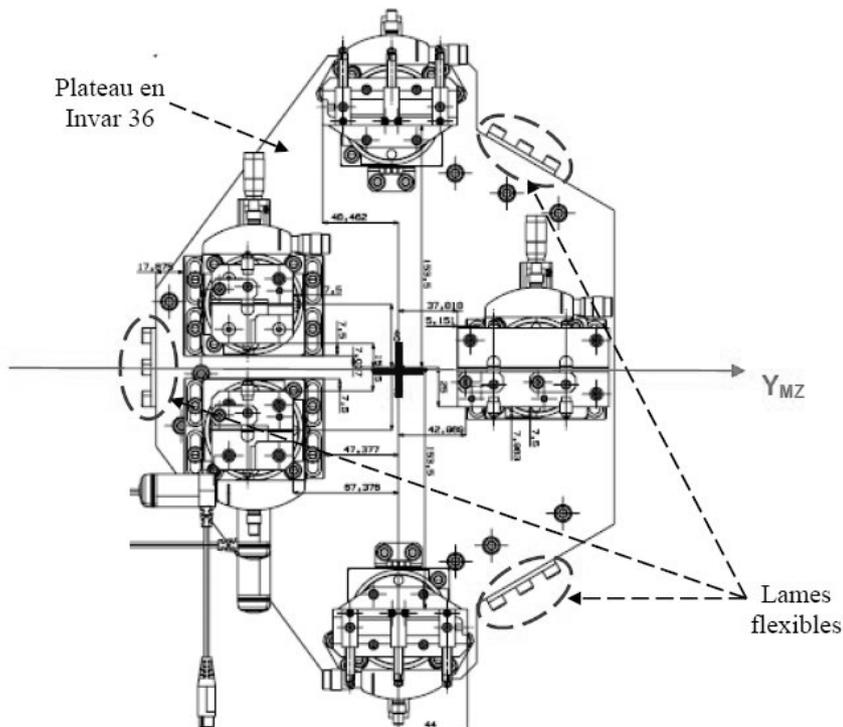


Figure 4.39 - Plateau du recombineur et ses lames flexibles.

4.2.5.2.7 Positionnement des montures du MMZ

Méthode de positionnement :

On connaît la position nominale des points O_i dans le repère du MMZ (donnée par les modèles décrits précédemment) et donc, par conséquent, la position de la face de référence (face traitée) de chaque composant. Le modèle CAO nous donne la position du plan de

référence usiné sur chaque support de composant et sur lequel vient s'appuyer cette face de référence, ce qui nous permet de déterminer la position des montures.

Pour positionner toutes les montures en respectant les tolérances établies précédemment, nous avons utilisé un bras *Faro*. Cet appareil de mesure a son propre système de coordonnées spatiales. Nous avons réglé le bras pour que l'origine de son repère coïncide avec le point O_{MZ} du repère du MMZ qui est matérialisé par un trou dans le plateau. Ensuite, nous avons utilisé des cales étalon Johansson pour positionner avec précision les montures sur le plateau, puis nous les avons vissées. Nous avons ensuite revérifié le positionnement des plans de référence avec le bras. Pour les miroirs, par exemple, on mesure la position du plan défini par les trois points d'appui usinés sur le support, par rapport au point O_{MZ} .

Bilan des Erreurs de positionnement :

Après vérification avec le bras *Faro*, les tolérances de positionnement sont respectées pour toutes les montures (la précision des valeurs mesurées est de ± 0.005 mm : précision de mesure du bras *Faro*). Ces valeurs sont répertoriées dans le document IAS-PEG-2009-002-v1 référencé en annexe C.

N.B : Les montures des lames L3 et L4 ont été positionnées selon X_{MZ} avec un pied à coulisse, de moins bonne précision que le bras *Faro*, car le réglage en translation disponible pour ces montures nous permettra de corriger les erreurs de positionnement lors de l'alignement optiques du MMZ. Les erreurs de positionnement des montures n'ont pas été mesurées pour cet axe.

4.2.5.3 Capotage du MMZ

D'après les spécifications au niveau du découplage thermique (cf. §4.2.5.1), nous avons conçu un capotage autour du MMZ ainsi qu'un bafflage des faisceaux. Ce capotage joue un peu aussi le rôle d'isolant phonique par rapport à l'environnement extérieur.

4.2.5.3.1 Conception du capot

Le capotage est constitué de plaques d'aluminium de 1 mm d'épaisseur (cf. Fig. 4.40), anodisées en noir pour limiter le renvoi des faisceaux parasites. Autour de ces plaques, de la mousse noire PTZ33 a été collée pour isoler au mieux au niveau thermique et phonique. Le capot a une forme hexagonale pour s'adapter au mieux autour du MMZ en prenant le moins de place possible. Huit trous sont percés dans le capot pour laisser passer les faisceaux (deux pour les faisceaux d'entrée, quatre pour les faisceaux de sortie et deux pour les faisceaux parasites qui sortent des lames L3 (pour le FRAS)). D'après les spécifications, ces trous sont de diamètre de 20 mm dans les plaques d'aluminium et 25 mm dans la mousse pour ne pas

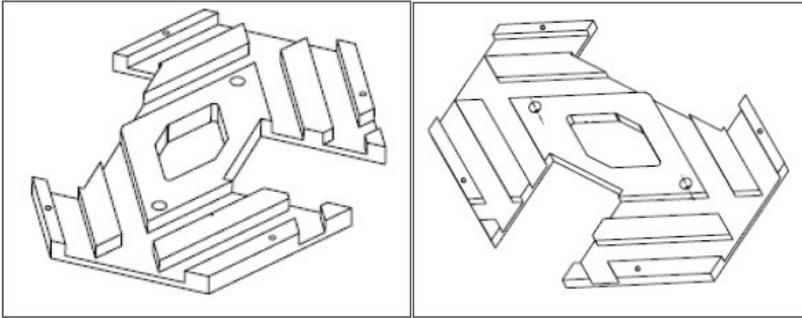


Figure 4.41 - Bafflage des faisceaux.

D'après le critère d'instabilité de Rayleigh-Bénard, des cellules de convection peuvent apparaître dans une couche de fluide limitée en haut et en bas par une interface, quand un gradient de température vertical, orienté vers le bas, apparaît (Drazin & Reid 1981; Ollivier 1999). Pour une hauteur de couche d'air (hauteur entre les deux interfaces du bafflage) de 20 mm, des cellules de convection se forment lorsqu'un gradient de température $\Delta T \approx 2.4^\circ\text{C}$ apparaît. La température de la salle PERSEE est régulée à $\pm 1.0^\circ$ et il n'y a pas d'élément dissipatif dans l'enceinte du MMZ, on est donc a priori en-dessous de ce ΔT et on ne sera pas gêné.

Ce bafflage est vissé par deux tiges dans le couvercle du capot. Pour ne pas heurter les composants optiques en positionnant le couvercle du capot avec le bafflage, un système d'indexation qui vient se glisser dans des colonnes est utilisé.

CHAPITRE 5

RECETTE ET ÉVALUATION DES PERFORMANCES DU RECOMBINEUR

Sommaire

5.1	Recette du recombineur	169
5.1.1	Intégration et recette de la mécanique	169
5.1.2	Essais réalisés à l'IAS en salle blanche	169
5.1.2.1	Procédure d'alignement du MMZ	170
5.1.2.2	Mesures de stabilité des montures	170
5.1.2.2.1	Stabilité de la monture L3a	170
5.1.2.2.2	Stabilité de la monture M9b	171
5.1.3	Caractérisation du traitement des lames	173
5.2	Evaluation des performances du Recombineur	175
5.2.1	Intégration du recombineur sur le banc PERSEE	175
5.2.2	Caractérisation du vérin NanoPZA12	176
5.2.3	Mesures de vibration	178
5.2.3.1	Essais d'analyse modale avec le marteau	179
5.2.3.2	Mesures de microvibrations	181
5.2.3.2.1	Effets de la climatisation	181
5.2.3.2.2	Efficacité du capotage du MMZ	181
5.2.3.2.3	Estimation des pert. résiduelles en ddm	182
5.2.4	Configuration en Autocollimation de PERSEE	185
5.2.4.1	Description de la configuration	185

5.2.4.2	Premières mesures du taux d'extinction	186
5.2.4.3	Mesure du déphasage sur les sorties II et III	188
5.2.4.4	Mesure de la température	190
5.2.5	Conclusion et perspectives	192

Les étapes clef de la réalisation du recombineur durant l'année 2008 ont été :

- le dimensionnement optique et mécanique,
- la conception du design mécanique,
- la réalisation des composants,
- la réalisation des pièces mécaniques,

Une fois les composants optiques et mécaniques du recombineur réalisés, mon travail de thèse a porté sur l'intégration mécanique du recombineur, son intégration sur le banc PERSEE, sa recette et l'évaluation de ses performances :

- Fin 2008, nous avons intégré la mécanique à l'IAS afin de la tester. Nous avons réalisé des mesures de stabilité des montures.
- En Janvier 2009, nous avons réceptionné les composants optiques. Nous avons effectué une mesure du spectre en transmission d'une lame afin de caractériser le traitement réalisé par CILAS.
- Début Février, nous avons livré le recombineur à Meudon et nous l'avons intégré et aligné sur le banc. Nous avons ensuite réalisé des mesures de vibration afin de caractériser le comportement dynamique du banc et du recombineur.
- Mi-2009, nous avons intégré le banc dans sa configuration dite « en autocollimation ». Grâce à cette configuration, nous avons pu effectuer différentes mesures, notamment les premières mesures de taux d'extinction. Ceci nous a permis de commencer à évaluer les performances du recombineur, tout en les comparant aux résultats prédits par le modèle Zemax.

Ce chapitre présente ces différents travaux et résultats.

5.1 Recette du recombineur

5.1.1 Intégration et recette de la mécanique

L'intégration mécanique a été réalisée à l'IAS par Gilles Morinaud et moi-même. Une première intégration a eu lieu en salle grise pour recetter les composants mécaniques et ainsi vérifier que toutes les pièces étaient bien conformes aux spécifications et aux plans. Ensuite, les pièces ont été nettoyées pour répondre aux spécifications de propreté d'une salle blanche de classe 100000. La mécanique a été à nouveau intégrée. Lors de cette intégration, nous avons positionné les montures avec précision, de manière à répondre aux spécifications de tolérance de positionnement. La méthode de positionnement ainsi que le bilan d'erreur sont décrits dans le chapitre précédent (cf. §??). Après cela, la structure mécanique du recombineur a été transférée dans la salle blanche Nullimate de l'IAS afin de réaliser plusieurs essais décrits ci-après, en intégrant les composants optiques. La figure 5.1 présente des photos du MMZ intégré et de son capot. D'autres photos sont présentées en annexe E.

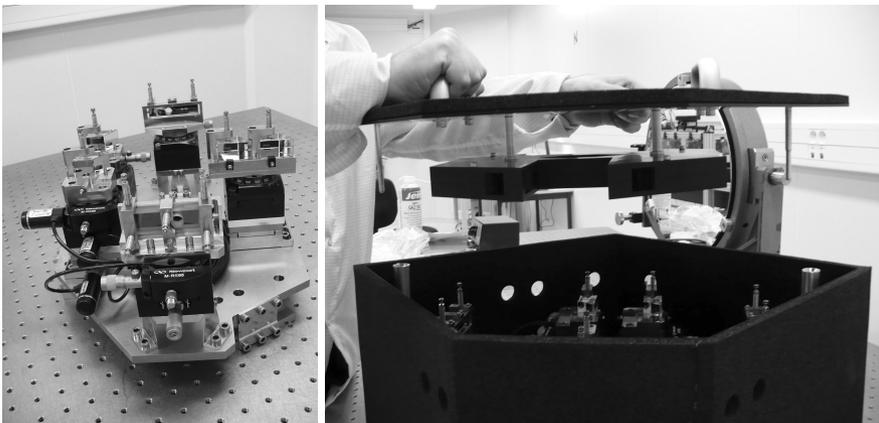


Figure 5.1 - Photos du MMZ : *A gauche* : mécanique et composants optiques du MMZ intégrés, *A droite* : Capot et bafflage.

5.1.2 Essais réalisés à l'IAS en salle blanche

Avant l'intégration finale du recombineur sur le banc PERSEE à Meudon, nous avons souhaité procéder à quelques tests. Nous avons donc intégré le recombineur (mécanique + composants optiques) sur une table en nid d'abeille suspendue de la salle Nullimate. L'intégration des composants optiques nous a permis de vérifier que les mécanismes de fixation conçus pour les lames et les miroirs fonctionnaient correctement. Les essais suivants ont ensuite été réalisés :

- validation de la procédure d'alignement du MMZ,

- tests de stabilité des montures,
- évaluation du traitement sur une lame.

5.1.2.1 Procédure d’alignement du MMZ

En se basant sur la procédure d’alignement utilisée pour le banc SYNAPSE (Brachet 2005), nous avons conçu une procédure permettant d’aligner le MMZ à l’aide d’un grand miroir de référence (diamètre : 300 mm) et d’un théodolite (ou d’une lunette autocollimatrice). Nous avons testé cette procédure à l’IAS. Ceci nous a permis :

- de valider l’utilisation des trous dans les miroirs pour effectuer des visées d’alignement vers un miroir en passant « au travers » de l’autre,
- d’améliorer certains points avant l’intégration finale sur le banc PERSEE. Nous nous sommes notamment aperçus que nous pouvions utiliser les faces arrières polies des miroirs pour régler ces derniers en autocollimation sur le miroir de référence. En effet, le parallélisme des faces avant/arrière est de 3.8 arcsec d’après le PV de contrôle. Or, la spécification d’alignement des miroirs est de 10 arcsec en tip/tilt. On peut donc tout à fait se servir des faces arrières pour aligner les miroirs. Cette astuce rend l’alignement du MMZ plus simple, car on peut ainsi aligner tous les composants optiques par rapport au miroir de référence, seulement en translatant le théodolite sur un rail.

La procédure d’alignement du MMZ est décrite en annexe F.

5.1.2.2 Mesures de stabilité des montures

Nous avons mesuré la stabilité d’une monture de lame et d’une monture de miroir (M9b). Pour faire les mesures, la mécanique du MMZ est vissée sur une table en nid d’abeille (similaire à celle utilisée sur PERSEE). On intègre l’optique sur sa monture et on utilise une lunette autocollimatrice (Moeller-Wedel GmbH), placée sur la table également, que l’on règle en autocollimation sur l’optique (cf. Fig. 5.2). La lunette mesure le décalage en élévation/azimut de l’optique. Sa précision est de 0.1 arcsec. Les acquisitions ont duré 14 heures, à raison de 1 mesure toutes les 10 minutes. La monture de la lunette est constituée d’un gros bloc de métal très lourd, elle est donc stable. Les mesures sont réalisées dans la salle blanche de Nullimate à l’IAS, afin de se placer dans des conditions de température ($20^{\circ}\text{C} \pm 1^{\circ}\text{C}$) et de propreté (classe 100000) similaires à celles de la salle PERSEE.

5.1.2.2.1 Stabilité de la monture L3a

La conception mécanique de toutes les montures des lames est identique. Nous avons choisi de mesurer la stabilité de la monture L3a, celle-ci étant la plus accessible par rapport à la place dont nous disposons pour positionner la lunette. La figure 5.3 représente la courbe de

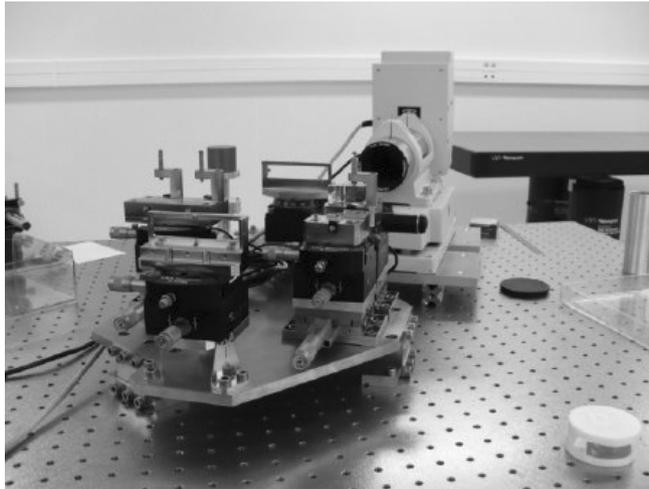


Figure 5.2 - Mesures de la stabilité des montures avec la lunette autocollimatrice.

mesure obtenue. Les spécifications de stabilité de la lame L3a sont les suivantes (cf. chapitre précédent, §4.2.5.1) :

- Azimut : < 0.06 arcsec
- Élévation : < 0.4 arcsec

La précision de notre lunette autocollimatrice ne permet de vérifier que la spécification de stabilité en élévation. La valeur moyenne de l'élévation, calculée sur 14h est : 0.15 arcsec \pm 0.10 arcsec. On est donc bien en accord avec la spécification.

5.1.2.2.2 Stabilité de la monture M9b

La conception mécanique des montures des deux miroirs est identique. Nous avons mesuré la stabilité de la monture M9b. La figure 5.4 représente la courbe de mesure obtenue. Les spécifications de stabilité du miroir sont les suivantes (cf. chapitre précédent, §4.2.5.1) :

- Azimut : < 0.25 arcsec
- Élévation : < 0.4 arcsec

Les valeurs moyennes obtenues sur 14h sont :

- Azimut : 0.72 arcsec \pm 0.12 arcsec
- Élévation : 0.17 arcsec \pm 0.2 arcsec

Comme pour la monture précédente, la spécification en élévation est bien respectée. Cependant, pour l'azimut, elle ne l'est pas (bien qu'ici on ne soit pas limité par la précision de la lunette). Mais si l'on regarde la courbe (cf. Fig 5.4), on voit que l'azimut varie fortement entre 0 et 4h, puis se stabilise à partir de 4h avec une valeur moyenne de ≈ 0.2 arcsec. Ceci est sûrement dû à la thermalisation de la lunette ou du montage.

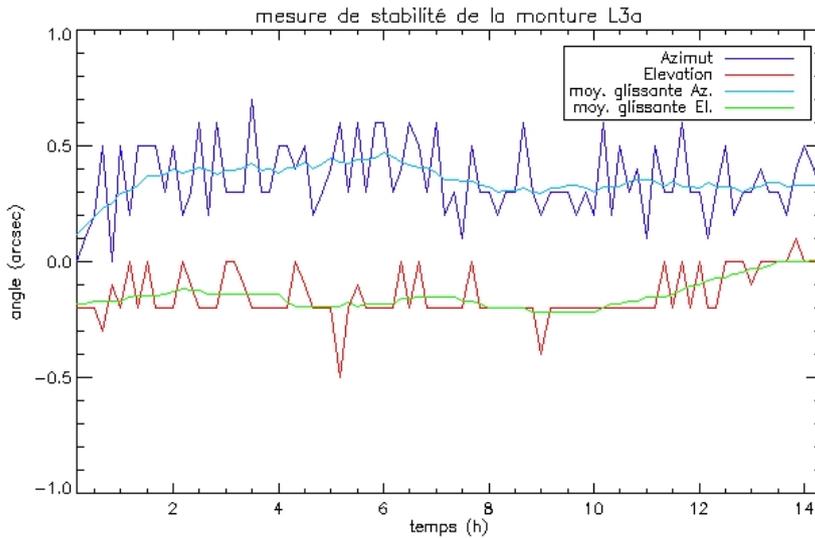


Figure 5.3 - Stabilité de la monture L3a. *En bleu* : variation en azimut à partir de la position de départ en autocollimation. *En rouge* : variation en élévation à partir de la position de départ en autocollimation. Les courbes en cyan et vert représentent la moyenne glissante sur 2 heures respectivement pour l'azimut et l'élévation.

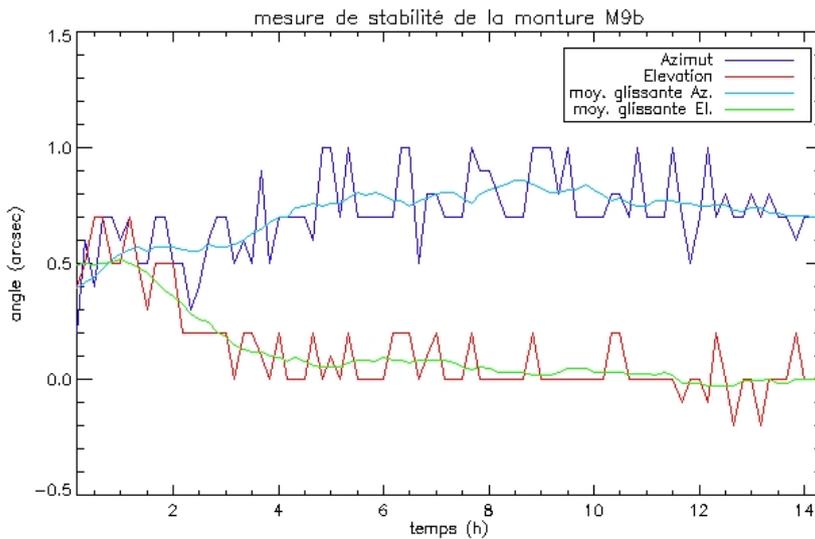


Figure 5.4 - Stabilité de la monture M9b. *En bleu* : variation en azimut à partir de la position de départ en autocollimation. *En rouge* : variation en élévation à partir de la position de départ en autocollimation. Les courbes en cyan et vert représentent la moyenne glissante sur 2 heures respectivement pour l'azimut et l'élévation.

En conclusion, la méthode de la lunette autocollimatrice nous a seulement permis de valider la spécification de stabilité mécanique des montures en élévation. Cette méthode n'est pas adaptée pour tester la stabilité en azimut des montures des lames. Ces mesures sont à refaire sur le banc PERSEE avec, par exemple, un interféromètre métrologique dont la résolution sera mieux adaptée.

5.1.3 Caractérisation du traitement des lames

Nous avons réalisé une mesure du spectre de transmission de l'une des lames du MMZ avec un spectromètre Bruker IFS 66. Ces mesures ont été réalisées en collaboration avec Emmanuel Dartois à l'IAS. Le spectromètre n'étant pas prévu à l'origine pour mesurer des transmissions de lames épaisses, nous avons dû faire réaliser spécialement une pièce mécanique pour pouvoir placer la lame dans le spectromètre. Les mesures ont été réalisées sur la lame dénommée « D » (lame qui a les moins bonnes performances d'après le PV de contrôle). Nous avons réalisé plusieurs mesures en modifiant certains paramètres du spectromètre pour limiter au mieux les pertes en transmission. Le faisceau du spectromètre n'étant pas collimaté, il diverge légèrement, ce qui entraîne une perte en transmission. De plus, la grande épaisseur de la lame mesurée accentue cette divergence. On estime la perte en transmission entre 10 et 20%. La figure 5.5 représente les mesures réalisées avec notre spectromètre.

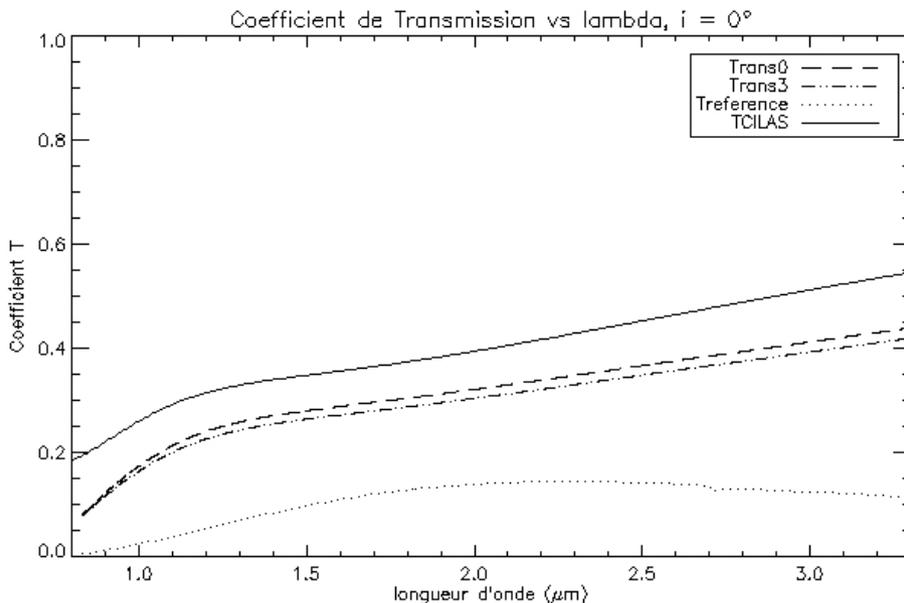


Figure 5.5 - Spectre en transmission de la lame D. *En pointillés rouges* : spectre de transmission donné par CILAS. *En pointillés verts* : spectre de la source de référence utilisée dans le spectromètre.

L'écart entre nos deux mesures est dû au fait que nous avons réaligné les 2 miroirs du spectromètre afin d'essayer de diminuer la divergence du faisceau. Le tableau 5.1 récapitule les paramètres de réglage du spectromètre lors des mesures.

Paramètres généraux	
Nombre de scans	300
Résolution	4 cm ⁻¹
Séparatrice	CaF ₂
Lampe	Tungstène
Mesure Trans0 (courbe noire)	
Angle d'incidence	0°
Temps d'intégration	5 minutes
Diaphragme physique du spectromètre	8 mm
Ouverture	7 mm
Mesure Trans3 (courbe bleue)	
Angle d'incidence	0°
Temps d'intégration	2 minutes
Diaphragme physique du spectromètre	18 mm on diaphragme directement à la sortie de la source
Ouverture	7 mm

Tableau 5.1 - Paramètres de réglage du spectromètre.

Conclusion : On peut voir qu'il y a bien une perte d'environ 10% entre nos mesures et la courbe des données CILAS. Ceci est certainement dû au fait que le spectromètre utilisé n'est pas totalement adapté pour réaliser des mesures sur des lames épaisses, comme expliqué ci-dessus. Malgré cela, ces mesures nous permettent au moins de vérifier que l'allure du spectre de transmission de la lame est bien conforme à ce que l'on attendait.

N.B : d'autres mesures pour déterminer la transmission de la lame D à 2 μm en utilisant une diode laser et un détecteur monopixel ont été réalisées. Ces résultats ne sont pas présentés ici. En effet, lors des mesures, nous avons utilisé des densités pour ne pas détériorer le détecteur, mais leur transmission n'était pas homogène sur le champ. Ces mesures ne sont donc pas valables.

5.2 Evaluation des performances du Recombineur

5.2.1 Intégration du recombineur sur le banc PERSEE

L'intégration du banc PERSEE a commencé début 2009. Le premier élément mis en place a été le recombineur. Nous avons transporté la mécanique du recombineur dans un caisson propre et étanche. Ce caisson a été adapté spécialement par Gilles Morinaud pour fixer le plateau du recombineur sur une plaque reposant sur des amortisseurs et permettant ainsi d'atténuer les vibrations durant le transport. Nous avons positionné la structure mécanique à son emplacement prévu, sur le banc, par le modèle CAO. Nous avons ensuite intégré les composants optiques et procédé à leur alignement. Le tableau 5.2 donne la précision de l'alignement de chacun des composants par rapport au miroir de référence. La précision numérique du théodolite utilisé est de ± 0.3 arcsec, cependant l'oeil de l'utilisateur intervient pour positionner correctement les croix d'autocollimation. On estime donc la précision de nos alignements à ± 1 arcsec.

Composant	Spécification	Précision de l'alignement en Azimut et Elévation	Conformité
L3a	± 2 arcsec	± 1 arcsec	C
L3b	± 10 arcsec	± 1 arcsec	C
M9a	± 10 arcsec	± 1 arcsec	C
M9b	± 10 arcsec	± 1 arcsec	C
L4b	± 10 arcsec	± 1 arcsec	C
L4a	± 10 arcsec	Azimut : 1 arcsec Elévation : 83,88 arcsec	C NC

Tableau 5.2 - Précision d'alignement des composants optiques du MMZ.

On notera que, comme les lames L4a et L4b sont sur la même monture, nous n'avons qu'un seul système de réglage pour les deux lames. Nous avons choisi d'aligner la lame L4b sur le miroir de référence car c'est la lame qui fournit les voies D et B du nuller. Donc elle doit être alignée avec le plus de précision possible. On voit alors que la spécification d'alignement de L4a en élévation n'est pas respectée. Ceci est dû au fait que la perpendicularité entre la face traitée et la face inférieure des lames a été spécifiée au fabricant à $90^\circ \pm 1$ arcmin. Une meilleure perpendicularité aurait augmenté drastiquement le coût des lames déjà très élevé. Cependant, cette erreur d'alignement pourra être compensée par les miroirs tip/tilt M6 du banc. Des tests pourront aussi être réalisés pour trouver, parmi les 6 lames à notre disposition, le couple pour lequel la perpendicularité des faces est la plus proche.

5.2.2 Caractérisation du vérin NanoPZA12

Lors des premiers tests du MMZ sur le banc PERSEE et notamment lors de la recherche du positionnement de la lame L3a pour régler le senseur de frange, nous avons constaté un comportement anormal du vérin nanoPZA12 motorisé qui fait bouger la platine de translation de la lame L3a. Le vérin n'avancait pas du nombre de pas (noté par la suite μ -step) souhaité, et il y avait un facteur 3 entre le nombre de pas nécessaires pour avancer d'une certaine quantité dans un sens et pour revenir dans l'autre sens. Nous avons donc, tout d'abord, renvoyé en réparation le vérin chez le fabricant. Puis nous avons réalisé des mesures avec un interféromètre métrologique. Cet interféromètre permet de mesurer des déplacements à quelques nanomètres près. Nous avons ainsi pu caractériser la course de notre vérin. Pour effectuer les mesures, nous ne pouvions pas enlever la platine de translation du MMZ, nous avons donc utilisé à la place une platine de la même famille dont nous disposions. Cette platine est plus petite mais elle possède le même système d'entraînement¹. Nous avons positionné notre vérin à mi-course sur la platine et nous avons effectué différentes excursions de sa course, par pas plus ou moins grands. Le tableau 5.3 récapitule les différentes mesures réalisées et indique les figures correspondantes.

N° de la mesure	Paramètres	Figure
Mesure 1 Mesure 2	Aller et retour par pas de 32000 μ -step	Figure 5.6
Mesure 6	Aller et retour par pas de 2000 μ -step	Figure 5.7
Mesure 5	Cycle d'hystérésis complet par pas de 4000 μ -step	Figure 5.8

1 μ -step = 10 nm

Tableau 5.3 - Paramètres des mesures de caractérisation du vérin NanoPZA12.

Le déplacement du vérin est donné en microns sur les courbes. Pour chaque courbe, nous avons fait un ajustement par régression linéaire. Dans le tableau 5.4, on retrouve les paramètres de ces ajustements.

N° de la mesure	Pente de la droite	Ordonnée à l'origine
Mesure 1	-0.011	-45.343
Mesure 2	-0.011	-121.272
Mesure 6	-0.009	-1.983
Mesure 5	-0.009	10.000

Tableau 5.4 - Paramètres des ajustements pour la caractérisation du vérin NanoPZA12 - Données en micron.

1. platine M-461-X-M) de chez Newport

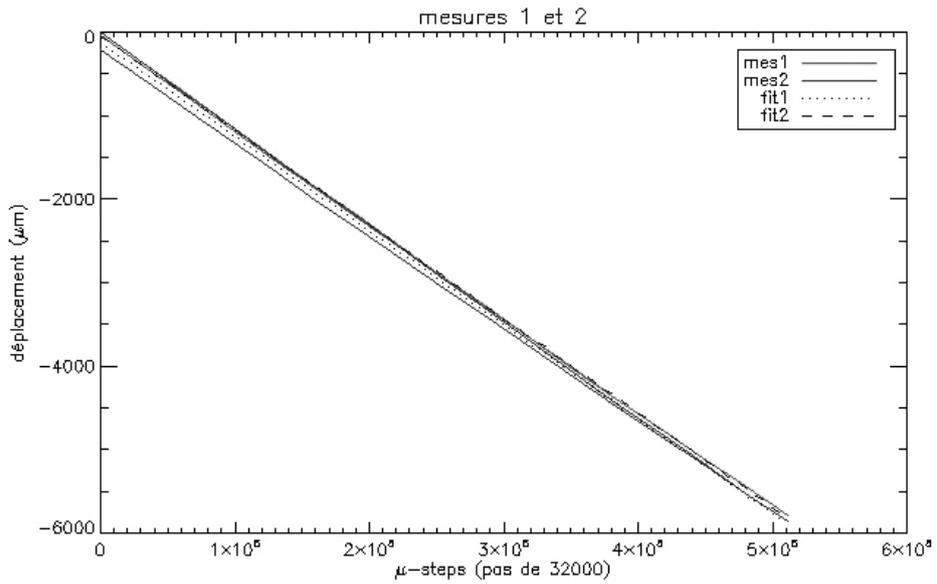


Figure 5.6 - Caractérisation du vérin NanoPZA12, mesures n° 1 et 2. *En pointillés* : ajustements des courbes.

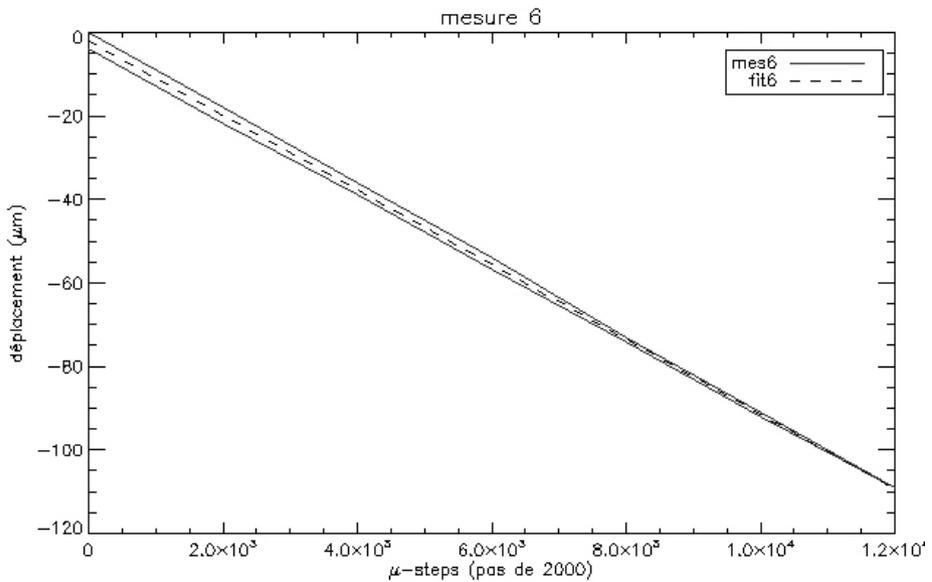


Figure 5.7 - Caractérisation du vérin NanoPZA12, mesure n° 6. *En pointillés* : ajustement de la courbe.

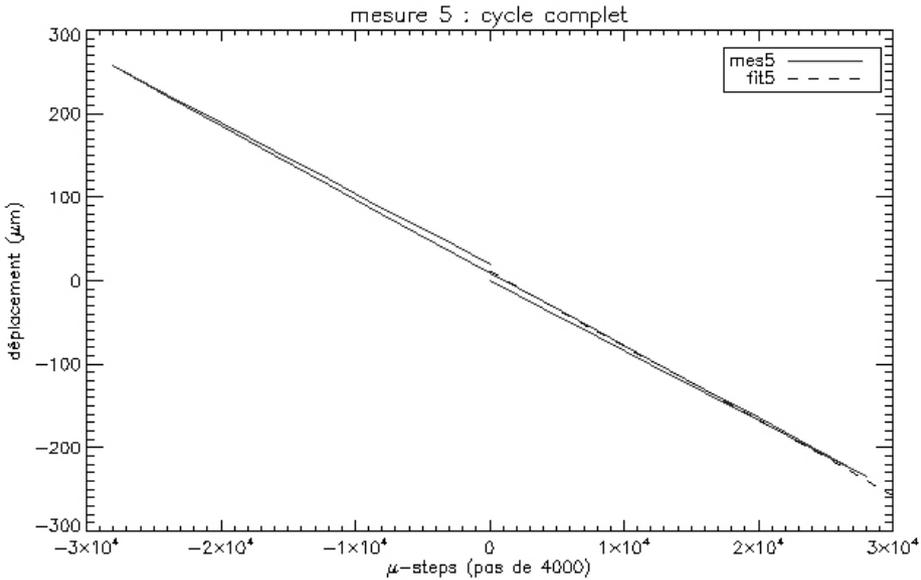


Figure 5.8 - Caractérisation du vérin NanoPZA12, mesure n°5. *En pointillés* : ajustement de la courbe.

En conclusion : On peut déduire de ces mesures, que le pas de 1 μ -step vaut bien 10 nm comme spécifié dans la documentation du NanoPZA12 (cf. les pentes de droite du tableau 5.4). Cependant, au démarrage, le vérin a du mal à avancer régulièrement. Peut-être est-ce dû à une trop grande résistance de la platine. Ce n'est pas, a priori, une question de charge sur la platine car lors des mesures, la platine n'était pas chargée. De plus, ces vérins sont faits pour pousser des charges allant jusqu'à 5 kg. D'autres mesures seront nécessaires pour conclure véritablement, en surveillant cette fois-ci le déplacement, directement avec le senseur de frange (observation du décalage des franges). A noter qu'un comportement similaire a été observé sur les deux autres vérins de la monture L3a et sur des vérins similaires utilisés sur le banc Nulltimate de l'IAS.

5.2.3 Mesures de vibration

Après l'intégration du recombineur, nous avons réalisé des mesures de vibration ainsi qu'une analyse modale afin de caractériser le comportement dynamique du banc principal (table en nid d'abeille) de PERSEE et du recombineur. Ces mesures avaient pour but de déterminer comment réagissait la mécanique du MMZ (ainsi que le banc PERSEE) lorsque le banc est soumis à différents types de perturbations (sismiques, acoustiques, sollicitations avec un marteau...). Un des points critiques était de voir si le MMZ possédait des fréquences de résonances en dessous de 200 Hz car la spécification de rigidité définie dans le chapitre 4

fixe sa première fréquence de résonance à 200 Hz. Un deuxième point était de déterminer les effets de la climatisation de la salle PERSEE en terme de vibrations. Un troisième aspect était de tester l'efficacité du capotage du MMZ.

Ces mesures ont été réalisées en collaboration avec Cydalise Dumesnil de l'IAS et Jean-Michel Le Duigou du CNES.

Le description détaillée de ces mesures est rapportée dans le document PE-NT-SF-112-CNES référencé en annexe C.

La liste du matériel utilisé est présenté dans le tableau 5.5. Les composants installés sur la banc lors des mesures étaient le MMZ, le SF et le FRAS. La masse totale du matériel fixé sur la table a été estimée à $50 \text{ kg} \pm 10 \text{ kg}$. Pendant toutes les mesures, le SF et le FRAS n'étaient pas en marche.

Type de mesure	Matériel
Analyse modale	- un marteau muni d'une cellule de force - deux accéléromètres
Mesures de microvibrations	4 micro-accéléromètres Endevco + un logiciel d'analyse

Tableau 5.5 - Matériel utilisé pour les mesures de vibration et l'analyse modale.

5.2.3.1 Essais d'analyse modale avec le marteau

Les capteurs sont disposés selon le schéma 5.9, c'est donc là où les points de mesures sont pris. Les accéléromètres A,B et E sont placés sur le banc, les points D et C sur le MMZ. On tape avec le marteau sur le banc et on mesure la réponse obtenue par chacun des

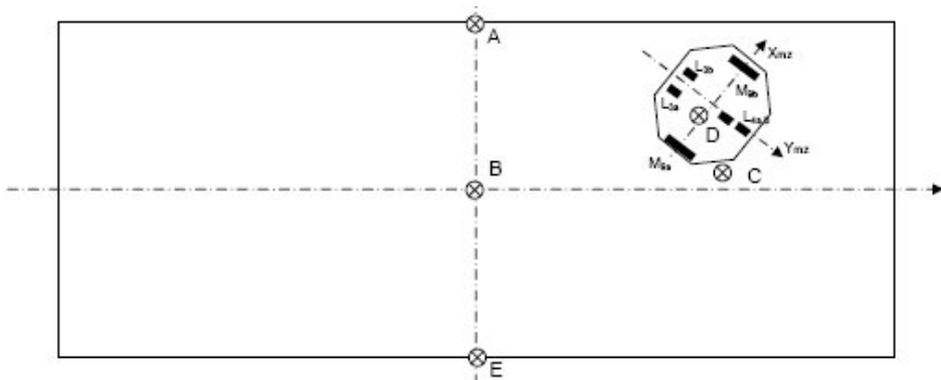


Figure 5.9 - Implantation des capteurs de mesure de vibration sur le banc.

accéléromètres. On obtient ainsi les modes de résonance du banc et du MMZ. La figure 5.10 montre un exemple de fonction de transfert (module seulement) obtenue sur l'accéléromètre placé au milieu de la plaque du MMZ et sur celui positionné sur la monture du miroir M9b. La réponse est selon Z, pour une excitation selon Z au milieu du grand côté de la table en nid d'abeille (la table est suspendue).

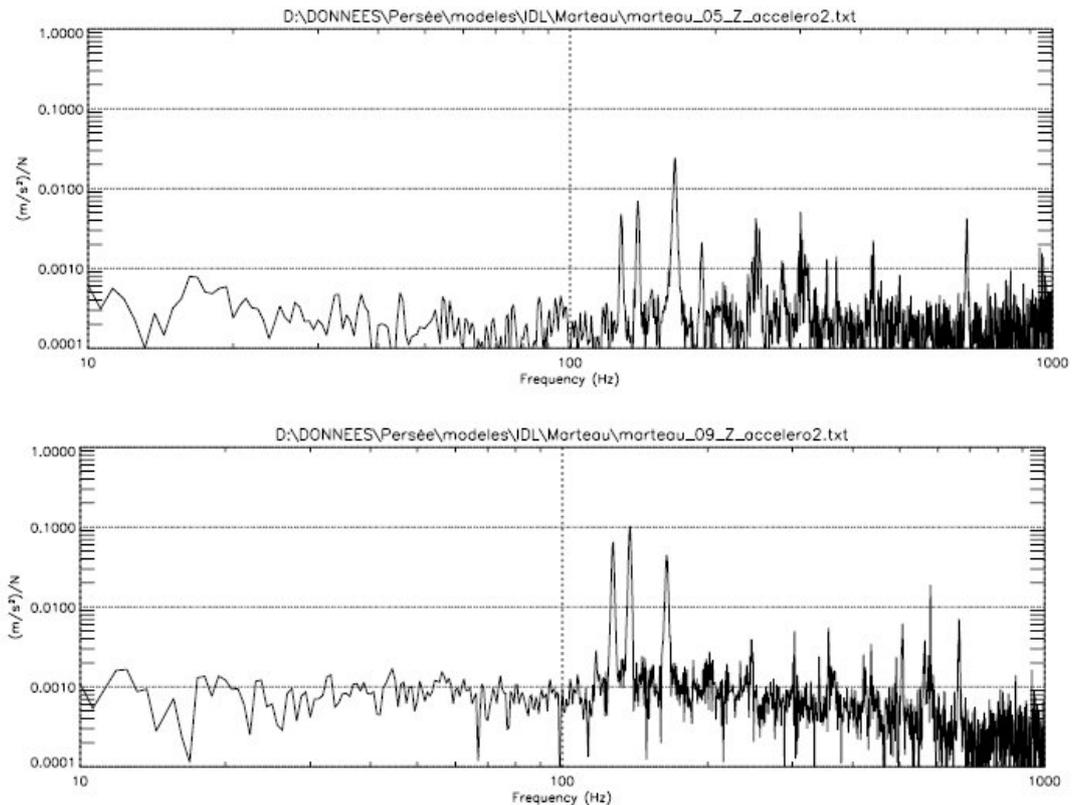


Figure 5.10 - Réponse au milieu de la plaque du MMZ et sur la monture de M9B selon Z, pour excitation avec le marteau selon Z.

Les modes qui nous intéressent sont les modes en dessous de 200 Hz car la spécification de rigidité du MMZ fixe la première fréquence de résonance à 200 Hz. On voit sur la figure 5.10 que 4 pics distincts apparaissent 127.5 Hz, 138.0 Hz, 165.0 Hz et 187.0 Hz avec des niveaux de 0.005, 0.007, 0.025 et 0.002 $\text{m/s}^2/\text{N}^1$. En se basant sur le design mécanique du MMZ, on peut penser que ce sont des modes locaux. Celui à 165 Hz semble correspondre à un mode de type peau de tambour de la plaque du MMZ, chargée par les différents montures des composants optiques. Les deux modes autour de 130 Hz doivent correspondre à des modes de flexion des « tours » portant les lames et les miroirs autour de leurs bases (ceci est combiné

avec des modes latéraux de l'ensemble du MMZ en suspension sur ses trois lames flexibles disposées à 120°). En effet, ces montures sont composées de différentes platines superposées, ce qui fait un empilement assez haut. On a 6 tours, ce qui fait 6×2 modes. Au final, on a donc probablement un couplage entre le premier mode de la table en nid d'abeille et les modes locaux du MMZ. L'ajout des différents éléments du train optique sur le banc devrait améliorer les choses.

5.2.3.2 Mesures de microvibrations

5.2.3.2.1 Effets de la climatisation

Nous avons réalisé différents essais de microvibrations pour déterminer quel était l'impact de la climatisation dans la salle et dans le laboratoire jouxtant la salle PERSEE. La figure 5.11 montre la réponse fréquentielle obtenue sur quatre capteurs placés respectivement au centre de la plaque du MMZ (graphique en haut à gauche), sur une lame flexible du support du MMZ (graph. en haut à droite), au centre de la table en nid d'abeille (graph. en bas à gauche) et sur la monture d'un miroir (graph. en bas à droite). Toutes les mesures sont en accélération g dans le domaine fréquentiel. Nous avons réalisé les mesures dans trois configurations :

- climatisation salle PERSEE et salle d'en face allumée (courbe noire trait plein),
- climatisation salle PERSEE allumée, salle d'en face éteinte (courbe bleue en pointillés),
- toutes les climatisations coupées (courbe rouge en pointillés).

On voit que les modes sont excités par le bruit induit par la climatisation entre 120 et 200 Hz. On peut voir des réponses élevées dans le MMZ ainsi qu'au centre de la table (ce qui n'était pas le cas lors des mesures avec le marteau). Une composante acoustique directe basse doit ici rentrer en jeu. Par ailleurs, une composante sismique doit aussi jouer car l'arrêt de la climatisation de la salle voisine se voit clairement sur les courbes. Les deux salles sont séparées par plusieurs cloisons et un sas, ce qui exclut que l'effet soit dû à une composante acoustique. De plus, les machineries de la climatisation sont situées dans un local proche de la salle PERSEE, et le table n'est pas sur une dalle anti-sismique.

5.2.3.2.2 Efficacité du capotage du MMZ

Nous avons réalisé des mesures dans la même configuration que précédemment, mais cette fois-ci en s'intéressant à l'efficacité du capotage du MMZ. Nous avons donc fait les mesures, climatisations allumées, avec dans un cas le capotage du MMZ mis en place (cf. Fig. 5.12 courbe bleue en pointillés) et sans le capotage (courbe noire en trait plein). On voit ici que le capotage du MMZ ne semble pas diminuer le niveau des vibrations sur le MMZ. Un possibi-

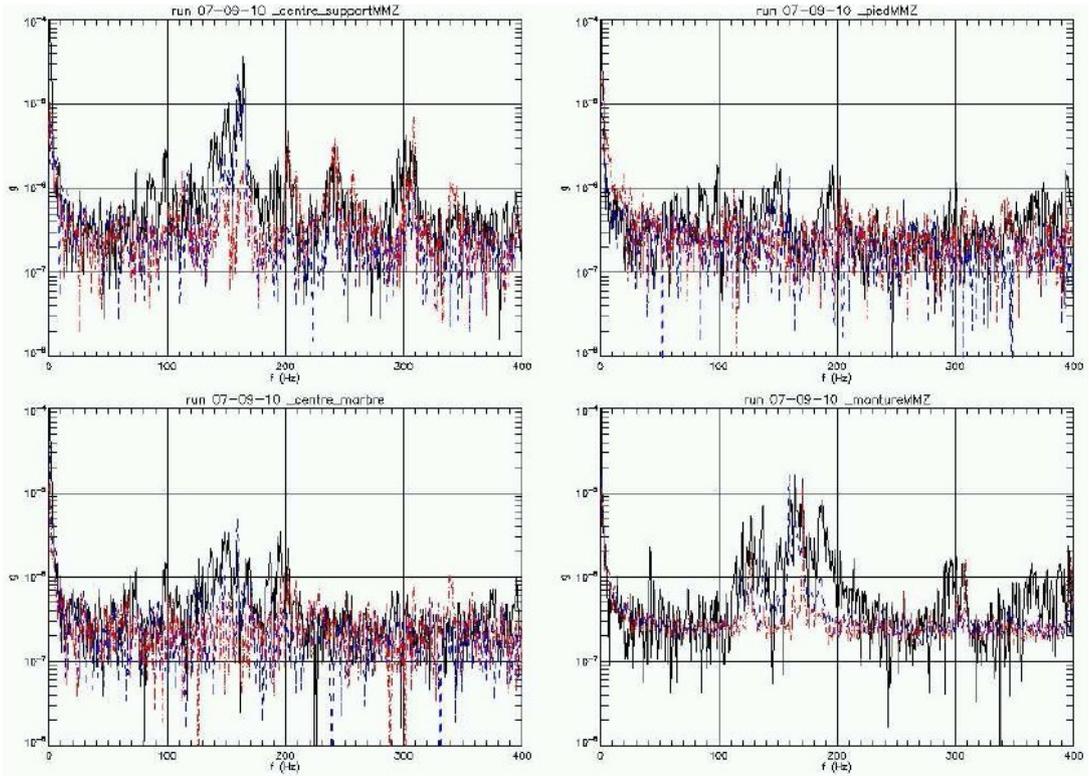


Figure 5.11 - Effets de la climatisation sur le niveau de bruit. FFT obtenues sur les quatre micro-acéléromètres placés au centre de la plaque du MMZ, sur une lame flexible du support du MMZ, au centre de la table en nid d'abeille, sur la monture d'un miroir (courbes respectivement de haut en bas et de gauche à droite). Les mesures sont réalisées pour différentes configurations de fonctionnement de la climatisation.

lité est que le capotage soit trop mince par rapport à la composante acoustique (à noter que le MMZ est situé juste au dessous d'une arrivée du flux de la climatisation). Une autre possibilité est que les perturbations sont plutôt d'ordre sismique (transmises par le sol) comme on l'a dit dans le paragraphe précédent, et dans ce cas le capotage ne peut avoir aucun effet contre cela.

5.2.3.2.3 Estimation d'un niveau de perturbation résiduel en différence de marche

En effectuant des mesures au niveau des lames L4 (là où s'effectue la recombinaison interférométrique des faisceaux), on peut essayer d'estimer, par une double intégration des

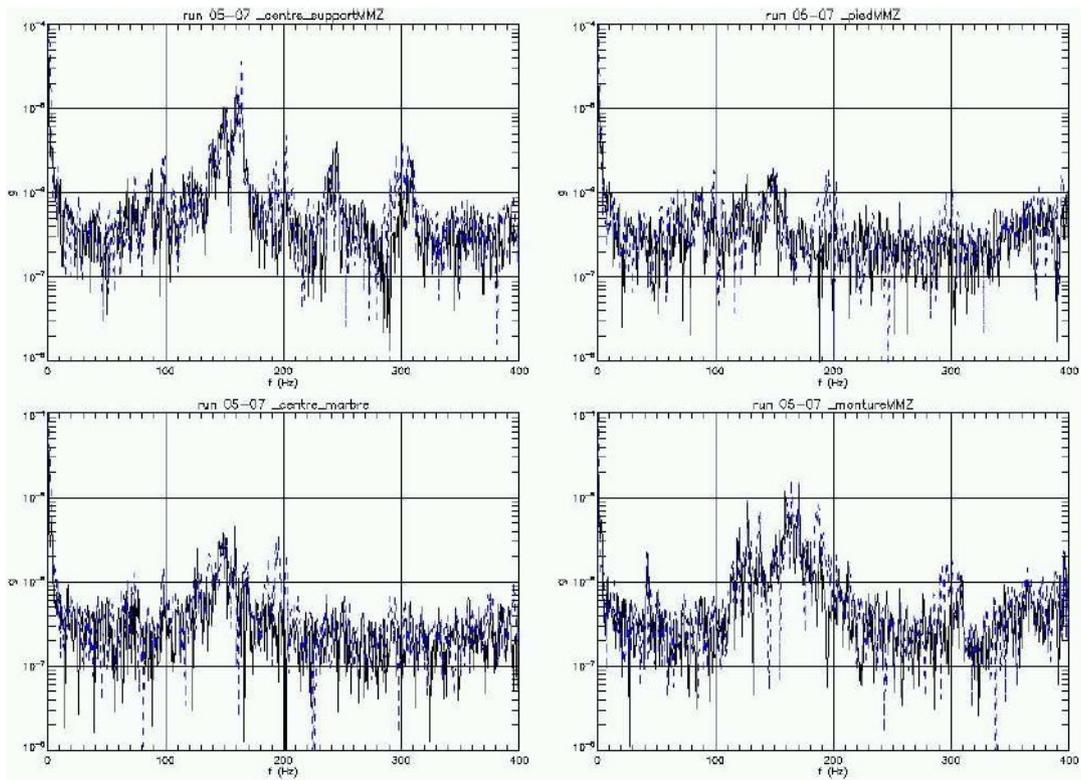


Figure 5.12 - Efficacité du capotage du MMZ. FFT obtenue sur les quatre micro-accéléromètres placés au centre de la plaque du MMZ, sur une lame flexible du support du MMZ, au centre de la table en nid d'abeille, sur la monture d'un miroir (courbes respectivement de haut en bas et de gauche à droite. Les mesures sont réalisées pour différentes configurations du MMZ.

courbes d'accélération, un niveau de perturbation en terme de déplacement selon l'axe X_{MZ} . Ceci correspond à une composante géométrique de la différence de marche. On peut donc essayer d'estimer grossièrement un niveau de bruit de ddm.

Le niveau de vibrations sismiques et acoustiques induit par la climatisation crée un bruit qui a un spectre fréquentiel assez large. Les modes du MMZ autour de 140 Hz sont excités et répondent. Il y a par ailleurs des contributions plus basses fréquences (turbulences) et plus hautes fréquences qui entrent en jeu. Le système du senseur de frange pourra corriger seulement une partie de ce bruit. En effet, la fréquence d'échantillonnage f_e du système est d'environ 1 kHz. On pourra donc corriger et réduire le niveau de bruit de manière efficace jusqu'à une fréquence d'environ $f_e/10$. Pour aller un peu plus loin, il faut utiliser des algorithmes d'asservissement beaucoup plus complexes, mais on reste limité. Cela signifie qu'au delà de 100 Hz, le bruit de ddm ne peut être diminué que très difficilement, ce qui contribue à

détériorer la profondeur du taux d'extinction. On estime le niveau résiduel de bruit à 1.5 nm quand la climatisation est coupée et à 3 nm lorsqu'elle est en marche. La climatisation dégrade d'un facteur 2 le résidu de ddm, et lorsqu'elle est en marche, elle devient un facteur limitant pour le taux d'extinction.

En conclusion :

L'analyse de ces mesures montre, pour le recombineur, que :

- une dynamique complexe apparaît entre 125 et 200Hz. Elle mêle des modes locaux des supports d'optique et du plateau du recombineur, et éventuellement du banc PERSEE lui-même. Elle entraîne des mouvements selon X_{MZ} des optiques et donc des perturbations de la ddm. La spécification de rigidité (cf. chapitre précédent §4.2.5.1) qui fixe la première fréquence de résonance supérieure du recombineur à 200Hz n'est pas respectée. Cependant, cette spécification avait été établie pour la conception du troisième MMZ, beaucoup plus stable. Nous savions qu'avec l'utilisation de montures du commerce, et notre système d'équerre de pression, elle ne serait pas respectée (cf. §4.2.5.2.1 et 4.2.5.2.3).
- la zone [125-200Hz] est sensible à des excitations provenant du sol. La suspension du banc PERSEE, montée sur une dalle standard, ne semble pas très efficace pour filtrer les perturbations sismiques. Sans un capotage global du banc, cette zone de fréquence est nettement excitable par la climatisation de la salle, mais aussi par celle du laboratoire voisin. La transmission de ces vibrations est sans doute un combiné d'acoustique et de bruit sismique transmis par le bâtiment (proximité de la machinerie).
- avec les climatisations et sans capotage global du banc, le bruit résiduel de ddm au-delà de 100Hz est estimé à 3 nm rms. Sans climatisation, il descend 1.5 nm rms. Il est prévu qu'un capotage global du banc soit installé. Celui-ci devrait permettre de diminuer au moins la composante acoustique du bruit. Lors des campagnes de mesure pour la recherche d'un taux d'extinction profond, il faudra couper la climatisation des deux salles. Cependant il faut noter que lorsque les climatisations seront coupées, l'équilibre thermique dans la salle ne sera plus maintenu, ce qui risque de dégrader le taux d'extinction, mais du fait de l'inertie thermique, il devrait être possible de faire des mesures pendant au moins une heure après l'arrêt des machines avant que cela n'impacte sur les mesures.
- le capotage du recombineur n'apporte pas énormément d'amélioration. Il y a deux possibilités à cela : soit il est trop léger par rapport au bruit acoustique, soit les perturbations sont plutôt majoritairement d'origine sismique. Cependant, ce capotage a été conçu pour limiter les turbulences thermiques et sert donc principalement à cela.

L'ambiance acoustique et sismique devront être le plus calme possible pour ne pas risquer de limiter le taux d'extinction. Des efforts sont à faire pour réduire le bruit de la climatisation et améliorer le filtrage par suspension de la table.

5.2.4 Configuration en Autocollimation de PERSEE

La première configuration du banc PERSEE a été mise en place en début d'année 2009 à Meudon. Cette configuration dite en « autocollimation » a pour but de nous permettre de valider dans un premier temps le fonctionnement du recombineur, aussi bien pour sa partie nuller (en lumière monochromatique) que pour sa partie senseur de frange, ainsi que le FRAS, sans attendre le reste du train optique et l'intégration du reste des modules. Dans les paragraphes suivants, nous présentons cette configuration et donnons les premiers résultats du taux d'extinction obtenus avec ce montage.

5.2.4.1 Description de la configuration

Le montage en autocollimation est présenté dans la figure 5.13. Dans cette configuration,

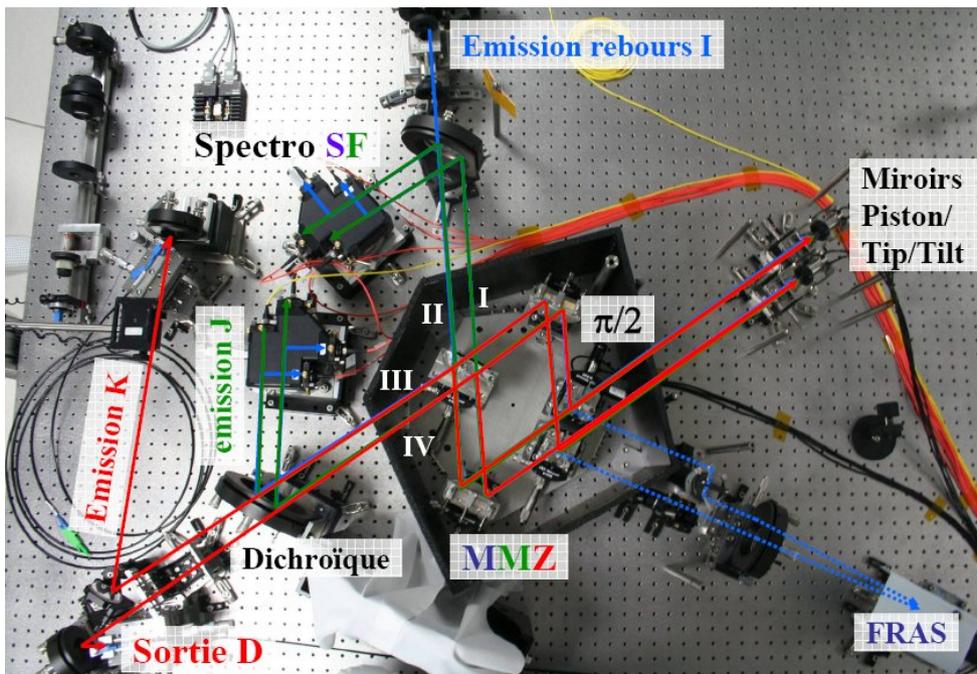


Figure 5.13 - Configuration en autocollimation de PERSEE

les différentes sources utilisées par le SF, le FRAS et le nuller arrivent dans le montage à rebours, c'est à dire par les sorties du MMZ. Pour la source IR (bande K), nous n'utilisons pas pour l'instant la lampe Xénon prévue pour PERSEE, car comme ce montage ne dispose pas d'APS, nous ne pouvons mesurer le taux d'extinction qu'en lumière monochromatique. Nous utilisons donc une diode laser DFB Nanoplus de longueur d'onde $\lambda_{IR} = 2.32 \mu\text{m}$. Les sources sont émises de la manière suivante :

- la source I du SF est émise par la voie II (faisceau bleu sur la figure). Elle traverse une lame séparatrice (avant de rentrer dans le MMZ), ce qui permet de réfléchir les faisceaux sortant au final du MMZ dans les blocs spectromètres du SF.
- la source J du SF est émise par la voie III (faisceau vert).
- la source IR est également émise par la sortie III.

Après un premier passage dans le MMZ, le faisceau émis (pour les trois canaux) est divisé en deux. Les deux faisceaux créés vont se réfléchir à incidence normale sur les miroirs de correction² (ou TTMs : tip/tilt Mirrors). Après cela, les deux faisceaux rentrent, cette fois-ci à l'endroit, dans le MMZ. Ils matérialisent les bras a et b du banc qui proviendraient du train optique dans la configuration finale du banc. Ils se recombinent alors dans le MMZ. On peut donc mesurer :

- dans la bande spectrale I, le flux sur les quatre sorties du MMZ.
- dans la bande spectrale J, le flux sur les sorties I, II et IV. Comme on utilise la sortie III du bloc spectromètre pour l'injection de la source J, on ne peut pas l'utiliser pour la détection. On ne pourra donc cophaser qu'avec trois sorties sur ce canal.
- à λ_{IR} , le flux sur la sortie IV. C'est cette sortie qui est utilisée pour mesurer le taux d'extinction (du fait de l'agencement de cette configuration, c'est la sortie IV achromatique, et non la III comme dans la configuration finale, qui est utilisée).

Les détecteurs utilisés, sont ceux décrits dans le chapitre 3. Pour la voie du nuller, on utilise le détecteur monopixel car la caméra IR est en cours d'intégration. La caméra de pointage fin (FRAS) utilise, quant à elle, les faisceaux parasites sortant des lames L3.

Grâce à cette configuration, nous avons pu réaliser les premières mesures du taux d'extinction en lumière monochromatique.

5.2.4.2 Premières mesures du taux d'extinction

Les premières mesures du taux de rejection ont été effectuées début Juin 2009. Le tableau 5.6 récapitule les paramètres de ces mesures.

Configuration	Autocollimation
Sources	SF : sources I et J IR : diode laser à 2.320 μm
Senseur de frange en poursuite en bande I	
Durée de la mesure : 10 secondes	

Tableau 5.6 - Paramètres des mesures du taux d'extinction réalisées en Juin 2009.

Comme on ne dispose que d'un seul détecteur monopixel en bande K, on ne peut pas mesurer l'intensité de la sortie constructive et de la voie destructive en même temps. On se

2. M6a et b dans la configuration finale du banc présentée précédemment)

place donc sur la voie IV, et on effectue un balayage en piston avec les miroirs de correction (TTMs) afin de passer de la frange blanche à la frange noire tout en mesurant le flux.

La figure 5.14 présente les mesures de l'intensité de la frange brillante et de la frange noire stabilisée en bande I.

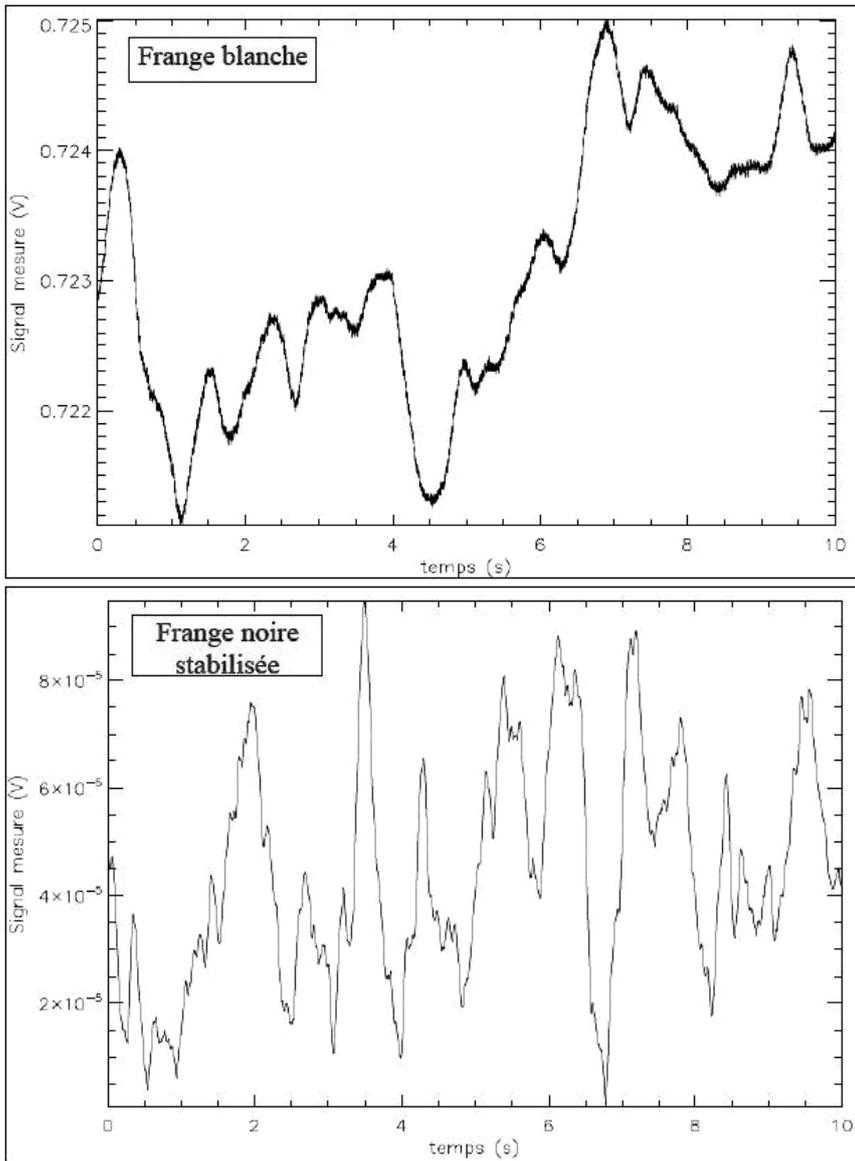


Figure 5.14 - Mesure du taux d'extinction - Juin 2009. *En haut* : Intensité de la frange blanche, *en bas* : intensité de la frange noire stabilisée en bande I.

On obtient un taux d'extinction de :

$$\rho = 6.0 \cdot 10^{-5} \pm 2.8 \cdot 10^{-5} \quad (5.1)$$

Nous avons fait une deuxième mesure avec la frange noire non stabilisée, sur 10s. On obtient un taux d'extinction de :

$$\rho = 4.0 \cdot 10^{-4} \pm 3 \cdot 10^{-5} \quad (5.2)$$

En conclusion : ces premiers résultats sont très encourageants car ils montrent qu'en lumière monochromatique, sur 10s, on est proche des spécifications d'extinction attendues sur PERSEE ($10^{-4} \pm 10^{-5}$: spécification totale pour le banc).

D'autres mesures ont été réalisées en optimisant les conditions de mesure :

- climatisation coupée
- jauges de contrainte des TTMs coupées
- personne dans la salle d'expérimentation (l'expérimentation est contrôlée depuis la salle de commande PERSEE)

Ceci nous a permis d'obtenir un taux d'extinction de (sur 10s) :

$$\rho = 6.0 \cdot 10^{-5} \pm 4 \cdot 10^{-6} \quad (5.3)$$

On voit que la stabilité du taux d'extinction est améliorée lorsque l'ambiance acoustique et sismique sont optimisées, comme l'avait prédit l'analyse modale. Par ailleurs, nous avons réussi à obtenir une ddm résiduelle mesurée par le senseur de frange inférieure à 0.2 nm après avoir déporté tous les systèmes électroniques bruyants hors de la salle. Ce qui est très encourageant car on atteint ainsi largement la spécification sur la stabilisation fine de la ddm, fixée à 2 nm.

5.2.4.3 Mesure du déphasage sur les sorties II et III dans la bande spectrale du senseur de frange

En Novembre 2009, à partir des mesures des intensités sur les sorties du senseur de frange, avec les sources I et J, Jean-Michel Le Duigou (CNES) et Julien Lozi (ONERA) ont réussi à obtenir la valeur du déphasage sur les quatre sorties du MMZ à deux longueurs d'onde (longueurs d'ondes centrales des canaux du SF : $\lambda_{SFc1} = 0.83 \mu\text{m}$ et $\lambda_{SFc2} = 1.32 \mu\text{m}$). Pour remonter à la valeur de la phase, ils ont utilisé les algorithmes de démodulation développés par l'ONERA. Ces premières mesures nous permettent de comparer avec les simulations Zemax estimant le déphasage sur les quatre sorties d'après les caractéristiques du traitement données par CILAS. Sur la figure 5.15, on trace ces mesures pour les sorties II et III. On trace, à titre

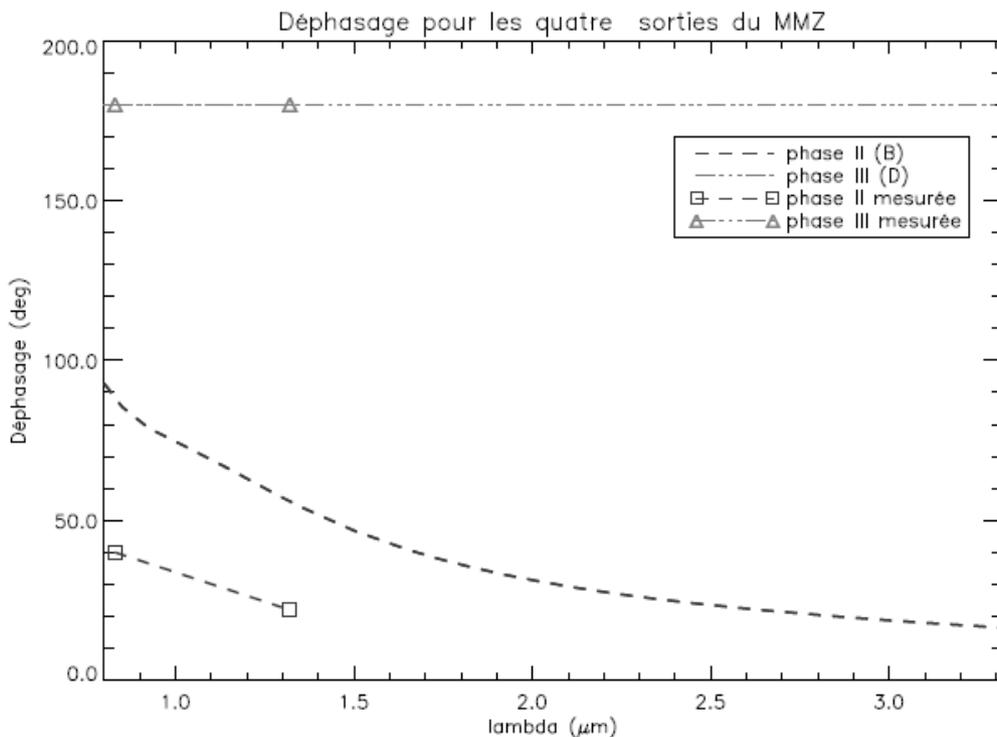


Figure 5.15 - Déphasage mesuré sur les sorties II (courbe violette avec les carrés) et III (courbe rouge avec les triangles) du MMZ, dans les deux canaux spectraux du SF. Les courbes sans les marqueurs sont les simulations obtenues avec le modèle Zemax. La lame L3a est translattée. Le système est réglé pour optimiser la sortie III.

de comparaison, les courbes obtenues avec le modèle Zemax (cf. Fig. 4.26). Pour la sortie III, les points de mesure sont bien en accord avec les résultats du modèle. En revanche, pour la sortie II, les points sont nettement en dessous de la courbe du modèle, et l'allure de la courbe de mesures semble plus plate (moins d'absorption).

En conclusion, ce que l'on peut dire, c'est qu'il semble y avoir moins d'absorption (due au silicium dans le traitement des lames) que ce que prévoyait le modèle Zemax. La propriété, déduite à partir du modèle, qui permettait d'envisager de placer une sortie de type A/C sur la sortie II ne semble pas se confirmer (le déphasage est bien inférieur à 90°). Cependant, pour conclure définitivement, il faut attendre d'avoir plus de données. L'ONERA réalise actuellement d'autres mesures plus approfondies. Les résultats de ces travaux ne sont pas encore connus au moment de la rédaction de ce manuscrit. On garde donc, pour l'instant, l'allocation des voies du SF donnée dans le tableau 4.4 du chapitre 4 (sortie I de type A/C et sortie II de type B).

5.2.4.4 Mesure de la température

La stabilité thermique du MMZ étant un point important, nous avons placé des sondes de température sur les montures des composants optiques et sur le plateau du recombineur (cf. Fig. 5.16). Ces sondes n'ont pas pu être collées directement sur les composants optiques car ces derniers étaient trop fragiles. De plus, les câbles qui relient les sondes au contrôleur sont très rigides et les ressorts des équerres de pression n'arriveraient pas à maintenir les composants en place. Ces sondes ont une précision de 1 mK. On peut ainsi suivre la dérive en température du système et voir si elle corrélée avec la dérive de la ddm.

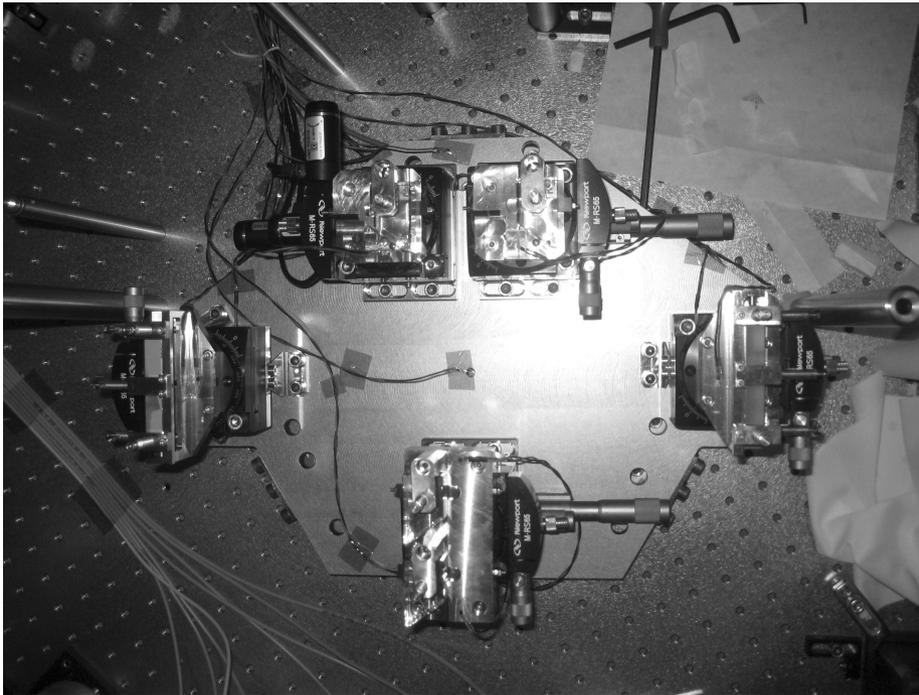


Figure 5.16 - Sondes de température placées sur le recombineur.

Une première série de mesures a été effectuée pendant un week-end, courant Septembre. La climatisation ainsi que la suppression de la salle PERSEE (et de la salle voisine) étaient coupées. Le SF de frange était en marche afin de mesurer la dérive de la ddm. Les premières conclusions montrent que la dérive de la ddm est bien corrélée avec les variations de température. C'est ce que l'on peut voir sur la figure 5.17 qui trace les variations de la température mesurées sur la monture de la lame L3a, ainsi que la dérive de la ddm mesurée en même temps avec le senseur de frange (canal J : $1.320 \mu\text{m}$). On observe une dérive d'environ $1.2 \mu\text{m}/\text{K}$. Comme on est actuellement dans la configuration en autocollimation, il faut diviser cette valeur par

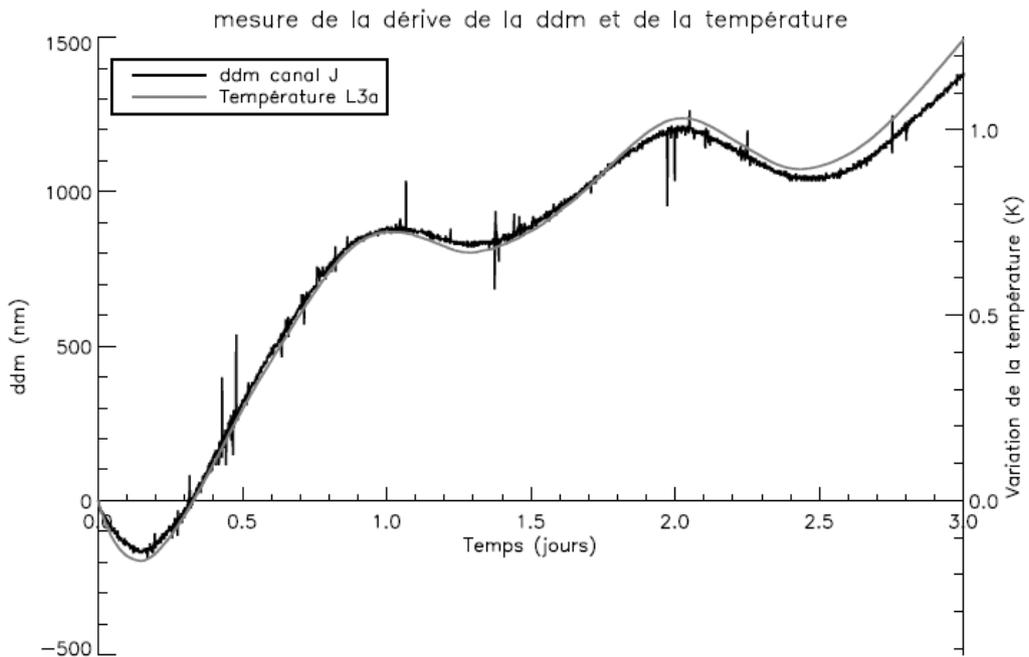


Figure 5.17 - Mesure de la variation de la température et de la dérive de la ddm. La courbe noir trace la ddm mesurée sur le canal J avec le senseur de frange (*ordonnée de gauche*), la courbe rouge trace les variations de la température (*ordonnée de droite*). Les mesures commencent le 18/09/09 à 17h20 et de terminent le 21/09/09 à 9h20.

deux car on passe deux fois dans le MMZ. La dérive thermique entraîne donc une dérive de la ddm estimée à $\approx 0.5 \mu\text{m}/\text{K}$. L'étude des effets thermiques lors du dimensionnement du MMZ (cf. §4.2.3.5.4, modèle Zemax) avait montré que pour une variation de 10 mK, on doit observer une dérive de $\approx 0.37 \text{ nm}$ soit environ $0.037 \mu\text{m}/\text{K}$. La dérive observée ici est bien supérieure, ce qui est normal car ces spécifications sont données pour un MMZ en optique adhérent, très stable. Notre MMZ n'est pas stable thermiquement, il possède des montures en aluminium qui sont sensibles aux variations de température. De plus, il se peut que la monture L3a qui possède des vérins motorisés pouvant très légèrement dégager de la chaleur, soit la plus instable des montures.

En conclusion, ces premières mesures montrent que le MMZ est sensible aux dérives thermiques. Cependant, ceci n'est pas limitant : comme on peut suivre ces variations en temps réel, il est envisagé d'optimiser l'algorithme du SF pour compenser en temps réel la dérive de la ddm d'après les mesures de température (thèse en cours de Julien Lozi).

5.2.5 Conclusion et perspectives

Les premiers résultats du taux d'extinction (en monochromatique) obtenus sont très encourageants. D'autres mesures en optimisant les conditions (ambiance acoustique, sismique ...) sont en cours. Les premières mesures de déphasage sur les quatre sorties du MMZ semblent montrer que le traitement des lames est moins absorbant que prévu. D'autres mesures sont en cours afin de conclure sur la possibilité de placer une sortie de type A/C sur la sortie II. Par ailleurs, la stabilité thermique du MMZ étant un point important, nous avons placé des sondes de température sur les montures des composants optiques et sur le plateau du recombineur. On a pu voir que la dérive de la ddm était corrélée avec la dérive de la température. L'ONERA étudie actuellement de nouveaux algorithmes pour le senseur de frange permettant de corriger en temps réel les variations de la ddm causées par la dérive de la température. Début Décembre 2009, toute la mécanique du train optique a été implantée sur le banc et les lignes à retard ont été intégrées. Le banc PERSEE devrait encore fonctionner en autocollimation (avec les lignes à retard en plus par rapport à la configuration décrite dans ce manuscrit) durant le début de l'année 2010. Ceci devrait permettre de faire les premières mesures du taux d'extinction avec la caméra IR qui vient de donner ses premières images fin Novembre 2009.

CONCLUSION ET PERSPECTIVES

Depuis maintenant 15 ans, le domaine de la détection d'exoplanètes s'est largement développé. L'utilisation de méthodes de détection, indirectes d'abord, a permis de découvrir pas moins de 420 nouveaux « mondes », parfois surprenants. Forts de cela, les scientifiques cherchent maintenant à caractériser ces exoplanètes. Ainsi des projets spatiaux, se basant sur la méthode de l'interférométrie annulante, ont pour but de réaliser des spectres de planètes géantes et telluriques. Ces spectres devraient permettre de faire de la planétologie comparée et de rechercher d'éventuelles biosignatures dans le but d'obtenir des indices possibles de traces de vie à la surface de ces planètes. Compte tenu de la complexité de ces missions, la nécessité de tester, d'abord en laboratoire, certains aspects technologiques comme le principe de l'interférométrie annulante, est rapidement apparue. C'est dans le cadre de PERSEE, banc de test permettant de simuler un interféromètre annulant à deux télescopes (typiquement l'instrument PEGASE) subissant des perturbations typiques du vol en formation, que ma thèse s'est inscrite. Mes travaux ont porté sur la conception, l'étude et le développement du module de recombinaison du banc, dont l'IAS avait la charge.

Jusqu'à fin 2007, le groupe système de PERSEE a mis au point le design optique et mécanique du banc en se basant sur l'expérience acquise sur les différents bancs d'interférométrie annulante existants (Thales Alenia Space, ONERA, Institut d'Astrophysique Spatiale). Les spécifications de PERSEE ont été établies à partir des analyses de rapport signal à bruit effectuées pour dimensionner PEGASE, le but étant de respecter au mieux la représentativité des spécifications de la charge utile de PEGASE. Pour le module de recombinaison, en collaboration avec le groupe système, nous avons donc développé différents outils de dimensionnement. En particulier, nous avons conçu un modèle analytique et un modèle avec un logiciel de simulation optique permettant de dimensionner et tolérer ce module.

Le concept optique choisi est basé sur un interféromètre de Mach-Zehnder Modifié (Serabyn & Colavita 2001), ceci dans le but d'être représentatif de la charge utile de PEGASE.

Nous avons modifié la configuration proposée par Serabyn & Colavita (2001) afin d'avoir une géométrie plus compacte et une meilleure stabilité entre les deux bras de l'interféromètre. Nous avons dimensionné la géométrie des lames séparatrices et recombinaisons de manière à éliminer les faisceaux parasites parallèles au faisceau principal. Le traitement de ces lames a fait l'objet de plusieurs études, compte tenu de sa complexité, car il doit être transparent à la fois sur la bande spectrale de la voie scientifique et sur la bande spectrale de la voie métrologique.

Le design mécanique permet d'utiliser des montures du commerce que l'on a adaptées pour intégrer les différents composants optiques. Les matériaux ont été choisis en adéquation avec les substrats des optiques, ceci afin de limiter les dilatations thermiques entre l'élément optique et son support.

Le développement du banc a fait l'objet du travail et des efforts collectifs de tout le groupe système. Ma contribution personnelle au sein de ce projet s'est portée plus particulièrement sur :

- la conception de ses spécifications optiques. J'ai réalisé une modélisation du concept optique de l'interféromètre en langage IDL. En parallèle, j'ai collaboré à la réalisation d'un autre modèle élaboré par le CNES avec un logiciel de simulation optique. Ces deux modèles nous ont permis de corroborer nos résultats et d'établir les spécifications optiques appropriées ;
- la conception de sa mécanique. J'ai participé à l'élaboration du design mécanique dont le concept final a été figé mi-Septembre 2008 ;
- le suivi de fabrication de ses composants auprès des différents fournisseurs ;
- les tests préliminaires. J'ai réalisé des tests sur la mécanique et les optiques du recombineur à l'IAS (avant l'intégration sur le banc PERSEE). J'ai notamment étudié la stabilité du design mécanique ainsi que les performances en transmission des lames séparatrices. Nous avons pu conclure que le système était bien conforme aux spécifications établies ;
- l'intégration sur le banc PERSEE : elle a été faite en début d'année 2009. Pour cette étape, nous avons utilisé la méthode d'alignement que j'avais élaborée au préalable en m'inspirant de l'expérience acquise lors des expérimentations sur les bancs d'interférométrie annulante de l'IAS ;
- les tests en vibration. J'ai participé aux mesures de vibrations résiduelles sur la mécanique du recombineur interférométrique ainsi que sur le banc optique PERSEE, avec l'aide du bureau d'étude de l'IAS et du CNES. Ceci nous a permis de caractériser les niveaux de vibrations présents et pouvant détériorer le taux d'extinction ;
- la participation à l'intégration du banc ;
- l'évaluation de ses performances avec les premières mesures du taux d'extinction en lumière monochromatique.

A partir de 2008, les premiers sous-systèmes du banc ont été fabriqués puis intégrés et le banc fonctionne actuellement dans une configuration permettant de tester le module de re-

combinaison et le système de cophasage sans attendre les autres modules. En ce qui concerne le module de recombinaison, les composants optiques et mécaniques ont été fabriqués durant l'année 2008 et l'intégration mécanique a eu lieu fin 2008. Début 2009, nous avons intégré et aligné le module sur le banc PERSEE à Meudon. Les premiers tests de recette (mesure de la stabilité des montures, mesures de vibrations . . .) ont eu lieu début 2009. Puis nous avons intégré le banc dans sa configuration dite en « autocollimation ». Dans cette configuration, on injecte les sources à rebours dans le recombineur. On effectue un double passage dans celui-ci. Cette configuration nous a permis d'obtenir récemment les premières mesures du taux d'extinction. D'autres mesures sont actuellement en cours afin de pousser plus avant l'étude des performances du recombineur et du système de métrologie. La suite de l'intégration du banc devrait avoir lieu courant 2010.

En conclusion, nous pouvons d'ores et déjà dire que le recombineur de PERSEE, couplant la voie de l'interféromètre annulant et la voie du senseur de frange, est opérationnel et semble répondre aux spécifications attendues. Les tests effectués sur ce module sont concluants et en accord avec les résultats attendus. Les spécifications sur la stabilisation fine de la différence de marche (ddm) à 2 nanomètres et du pointage à 600 milli-secondes d'angle sont largement atteintes.

Les premières mesures du taux d'extinction en lumière monochromatique, dans la configuration en autocollimation, sont encourageantes, notamment en terme de stabilité.

Les mesures de vibration nous ont permis de voir que l'un des points cruciaux qui risque de limiter cette stabilité est l'ambiance sismique et acoustique. C'est ce que l'on constate déjà sur les premières mesures de taux d'extinction, car en éteignant la climatisation et la surpression de la salle, on obtient une meilleure stabilité et une ddm résiduelle plus faible. La future mise en place d'un capot global autour du banc devrait permettre d'améliorer ces conditions. Par ailleurs, les premières mesures de la dérive de la ddm, nous ont montré que celle-ci était fortement corrélée à la dérive de la température, ce que nous avons prédit avec la modélisation Zemax du MMZ. Il est donc capital que l'environnement thermique du banc soit le plus stable possible. Les premières mesures de déphasage obtenues avec le senseur de frange tendent à montrer que le traitement des lames serait moins absorbant que ne le prévoyait le modèle Zemax. Des études approfondies de ce point sont en cours à l'ONERA et devraient aboutir début 2010.

La prochaine étape consistera à pousser au maximum l'exploitation de cette configuration avant de mettre en place le train optique et les autres modules. Nous souhaitons aussi tester la caméra IR de PERSEE, développée au LESIA, en faisant une mesure du taux de rejection. Cette caméra étant à très faible bruit, elle devrait permettre de diminuer le niveau de bruit de nos mesures et ainsi, améliorer la stabilité du taux d'extinction.

Mi-Novembre 2009, les lignes à retard ont été rajoutées sur le banc qui fonctionne toujours en autocollimation. Début 2010, nous devrions commencer l'intégration des autres compo-

sants afin de passer à la configuration finale. Ainsi, en milieu d'année, le banc PERSEE devrait, je l'espère, donner ses premiers résultats. L'exploitation du banc devrait durer jusqu'à début 2011. Par la suite, il est prévu que l'utilisation du banc soit ouverte à la communauté scientifique. Un partenariat avec le projet FKSI³, développé par la NASA au Goddard Space Flight Center, est déjà envisagé. Ce concept d'interféromètre annulant à deux télescopes utilise une poutre fixe reliant les trois satellites, avec une ligne de base variable de 12 à 20 mètres, pour s'affranchir des contraintes liées au vol en formation. Ce projet pourrait tirer parti des résultats d'injection/correction de perturbations obtenus et simuler certains aspects de sa charge utile. Le but serait d'adapter PERSEE pour simuler le contexte de FKSI, en particulier les aspects vibrations et déformées thermo-élastiques liés à la configuration de l'instrument. Il faudrait donc développer de nouveaux spectres de perturbateurs (différents de ceux développés initialement pour PERSEE) afin de simuler ces perturbations.

La route est encore bien longue vers l'obtention des premiers spectres de planètes telluriques. Les grands projets spatiaux d'interférométrie annulante ont été repoussés au delà de 2020 car ils ont été jugés immatures technologiquement, mais aussi trop coûteux. Ainsi, ces missions ne pourront voler que si l'on est capable de démontrer la maturité des techniques utilisées. Il sera probablement nécessaire de démontrer tout d'abord les capacités scientifiques de l'interférométrie annulante. Ce pourrait être le cas avec le projet SIM ou encore le projet FKSI. Dans un premier temps, on pourrait même envisager d'élaborer un interféromètre très simple, à objectif purement technologique, utilisant le vol ballon (poutre fixe reliant les télescopes, suspendue sous un ballon stratosphérique). Durant les prochaines années, des efforts sont à fournir pour mieux contraindre et dimensionner de telles missions, en essayant de réduire les coûts et les points technologiques bloquant au maximum. En particulier, un gros effort devra être fourni concernant l'aspect critique du vol en formation. Les bancs de tests développés actuellement en laboratoire (notamment au JPL) ainsi que le développement de futurs projets spatiaux tels que PRISMA ou PROBA-3 devraient permettre d'avancer dans cette direction.

En ce qui concerne PERSEE, il devrait contribuer à montrer que l'on peut relâcher certaines contraintes au niveau du vol en formation en dimensionnant de manière adéquate la charge utile de l'instrument. En cela, le développement d'un recombineur couplant à la fois la voie scientifique et la voie métrologique devrait être un atout.

Forts de tous ces retours d'expérience, il sera alors possible de redéfinir une grande mission utilisant la technique qui aura été jugée la plus pertinente et la plus aboutie technologiquement, au regard des expériences en laboratoire et en vol. C'est en avançant dans ce sens que la communauté des exoplanètes pourra se fédérer autour d'un grand projet permettant de caractériser spectralement la composition atmosphérique des exoplanètes de tous types, ouvrant un vaste champ pour l'exoplanétologie comparée, et la recherche d'éventuelles biosignatures.

3. *Fourier-Kelvin Stellar Interferometer*

BIBLIOGRAPHIE

- Aigrain, S., Collier Cameron, A., Ollivier, M., et al. 2008, *A&A*, 488, L43
- Alonso, R., Auvergne, M., Baglin, A., et al. 2008, *A&A*, 482, L21
- Angel, J. R. P. & Woolf, N. J. 1997, *ApJ*, 475, 373
- Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, *A&AS*, 119, 373
- Barge, P., Baglin, A., Auvergne, M., et al. 2008, *A&A*, 482, L17
- Barman, T. 2007, *ApJ*, 661, L191
- Barry, R. K., Danchi, W. C., Deming, L. D., et al. 2006, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 6265, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*
- Baudoz, P., Rabbia, Y., & Gay, J. 2000a, *A&AS*, 141, 319
- Baudoz, P., Rabbia, Y., Gay, J., et al. 2000b, *A&AS*, 145, 341
- Beaulieu, J.-P., Bennett, D. P., Fouqué, P., et al. 2006, *Nature*, 439, 437
- Beichman, C. A., Woolf, N. J., & Lindensmith, C. A. 1999, *The Terrestrial Planet Finder (TPF) : a NASA Origins Program to search for habitable planets*, ed. W. N. J. . L. C. A. Beichman, C. A.
- Benedict, G. F., McArthur, B. E., Forveille, T., et al. 2002, *ApJ*, 581, L115
- Berdyugina, S. V., Berdyugin, A. V., Fluri, D. M., & Piirola, V. 2008, *ApJ*, 673, L83
- Booth, A. J., Martin, S. R., & Loya, F. 2008, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 7013, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*

- Bordé, P. 2003, PhD thesis, AA(Université Pierre & Marie Curie (Paris 6) LESIA (UMR 8109), Observatoire de Paris, France)
- Borucki, W., Koch, D., Basri, G., et al. 2008, in IAU Symposium, Vol. 249, IAU Symposium, ed. Y.-S. Sun, S. Ferraz-Mello, & J.-L. Zhou, 17–24
- Bracewell, R. N. 1978, *Nature*, 274, 780
- Bracewell, R. N. & MacPhie, R. H. 1979, *Icarus*, 38, 136
- Brachet, F. 2005, PhD thesis, Paris XI
- Brown, T. M., Charbonneau, D., Gilliland, R. L., Noyes, R. W., & Burrows, A. 2001, *ApJ*, 552, 699
- Bryden, G. & Lin, D. N. C. 1999, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 31, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 1130–+
- Buisset, C. 2007, PhD thesis, Nice
- Butler, R. P., Marcy, G. W., Williams, E., et al. 1996, *PASP*, 108, 500
- Cassaing, F., Fleury, B., Coudrain, C., et al. 2000, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 4006, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, ed. P. Léna & A. Quirrenbach, 152–163
- Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., & Mayor, M. 2000, *ApJ*, 529, L45
- Charbonneau, D., Brown, T. M., Noyes, R. W., & Gilliland, R. L. 2002, *ApJ*, 568, 377
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C., et al. 2005, *A&A*, 438, L25
- Chazelas, B. 2007, PhD thesis, Paris XI
- Chelli, A., Duvert, G., Malbet, F., & Kern, P. 2009, *A&A*, 498, 321
- Cockell, C. S., Herbst, T., Léger, A., et al. 2009, *Experimental Astronomy*, 23, 435
- Colavita, M. M., Serabyn, E., Millan-Gabet, R., et al. 2009, *PASP*, 121, 1120
- Colavita, M. M., Wallace, J. K., Hines, B. E., et al. 1999, *ApJ*, 510, 505
- Coudé du Foresto, V. 1994, PhD thesis, Université Paris VII
- Coudé du Foresto, V., Absil, O., Swain, M., Vakili, F., & Barillot, M. 2006, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 6268, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*

- Danchi, W. C., Allen, R. J., Benford, D. J., et al. 2003a, in *ESA Special Publication*, Vol. 539, *Earths : DARWIN/TPF and the Search for Extrasolar Terrestrial Planets*, ed. M. Fridlund, T. Henning, & H. Lacoste, 83–90
- Danchi, W. C., Deming, D., Kuchner, M. J., & Seager, S. 2003b, *ApJ*, 597, L57
- Danchi, W. C. & Lopez, B. 2007, *Comptes Rendus Physique*, 8, 396
- Deleuil, M., Deeg, H. J., Alonso, R., et al. 2008, *A&A*, 491, 889
- Delplancke, F., Derie, F., Lév^oque, S., et al. 2006, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 6268, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*
- Drazin, P. G. & Reid, W. H. 1981, *NASA STI/Recon Technical Report A*, 82, 17950
- Einstein, A. 1936, *Science*, 84, 506
- Flatscher, R., Sodnik, Z., Ergenzinger, K., Johann, U., & Vink, R. 2003, in *ESA Special Publication*, Vol. 539, *Earths : DARWIN/TPF and the Search for Extrasolar Terrestrial Planets*, ed. M. Fridlund, T. Henning, & H. Lacoste, 283–291
- Fridlund, C. V. M. 2000, in *ESA Special Publication*, Vol. 451, *Darwin and Astronomy : the Infrared Space Interferometer*, ed. B. Schürmann, 11–+
- Fridlund, M., Baglin, A., Lochard, J., & Conroy, L., eds. 2006, *ESA Special Publication*, Vol. 1306, *The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding*
- Gabor, P. 2009, PhD thesis, Paris XI
- Gabor, P., Chazelas, B., Brachet, F., et al. 2008, *A&A*, 483, 365
- Gay, J. & Rabbia, Y. 1996, *Academie des Science Paris Comptes Rendus Serie B Sciences Physiques*, 322, 265
- Gondoin, P. A., Absil, O., den Hartog, R. H., et al. 2004, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 5491, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, ed. W. A. Traub, 775–+
- Goodman, J. W. 1985, *Statistical optics*, ed. Michelson, A. M. & Levesque, A. H.
- Goullioud, R., Catanzarite, J. H., Dekens, F. G., Shao, M., & Marr, IV, J. C. 2008, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 7013, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*
- Guyon, O., Pluzhnik, E., Woodruff, R., et al. 2005, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 37, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 1487–+

- Halbwachs, J.-L., Egret, D., & Hameury, J.-M. 2006, SF2A-2006 : Formation planétaire et exoplanètes, Ecole thématique du CNRS, Goutelas (Loire), 23 au 27 mai 2005 Edited by J.-L. Halbwachs, D. Egret, and J.-M. Hameury. Strasbourg : Observatoire astronomique de Strasbourg et Société Française d'Astronomie et d'Astrophysique (SF2A), 2006 <http://astro.u-strasbg.fr/goutelas/g2005/>, 28
- Halbwachs, J. L., Mayor, M., & Udry, S. 2005, *A&A*, 431, 1129
- Henry, G. W., Marcy, G. W., Butler, R. P., & Vogt, S. S. 2000, *ApJ*, 529, L41
- Houairi, K. 2009, PhD thesis, Université Paris VII
- Houairi, K., Cassaing, F., Le Duigou, J. M., et al. 2008, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7013, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series
- Jacquino, S., Cassaing, F., Le Duigou, J., et al. 2008a, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7013, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series
- Jacquino, S., Houairi, K., Le Duigou, J., et al. 2008b, in 7th International Conference on Space Optics
- Knutson, H. A., Charbonneau, D., Noyes, R. W., Brown, T. M., & Gilliland, R. L. 2007, *ApJ*, 655, 564
- Labadie, L. & Wallner, O. 2009, *Optics Express*, 17, 1947
- Labeyrie, A. 1996, *A&AS*, 118, 517
- Labeyrie, A. 2003, in EAS Publications Series, Vol. 8, EAS Publications Series, ed. C. Aime & R. Soummer, 327–342
- Lagrange, A.-M., Gratadour, D., Chauvin, G., et al. 2009, *A&A*, 493, L21
- Leger, A. & Herbst, T. 2007, ArXiv e-prints
- Léger, A., Mariotti, J. M., Mennesson, B., et al. 1996, *Ap&SS*, 241, 135
- Leger, A., Rouan, D., Schneider, J., et al. 2009, ArXiv e-prints
- Leproux, P., Weber, V., Schanen-Duport, I., et al. 2003, in Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference, Vol. 4838, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, ed. W. A. Traub, 1324–1333
- Levine, B. M., Aguayo, F., Chapsky, J., et al. 2010, in American Astronomical Society Meeting Abstracts, Vol. 215, American Astronomical Society Meeting Abstracts, 421.24–+

- Lobachinsky, L., Millo, A., & Katzir, A. 2008, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7056, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series
- Lyot, B. 1939, MNRAS, 99, 580
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, Nature, 378, 355
- Mennesson, B., Ollivier, M., & Ruilier, C. 2002, Journal of the Optical Society of America A, 19, 596
- Murray, C. D. & Dermott, S. F. 1999, Solar system dynamics, ed. Murray, C. D. & Dermott, S. F.
- Ollivier, M. 1999, PhD thesis, Paris XI
- Ollivier, M., Absil, O., Allard, F., et al. 2009a, Experimental Astronomy, 23, 403
- Ollivier, M., Encrenaz, T., Roques, F., Selsis, F., & Casoli, F. 2009b, Planetary Systems, ed. M. Ollivier, T. Encrenaz, F. Roques, F. Selsis, & F. Casoli
- Ollivier, M. & Mariotti, J.-M. 1997, Appl. Opt., 36, 5340
- Papaloizou, J. C. B., Terquem, C., & Nelson, R. P. 1999, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 160, Astrophysical Discs - an EC Summer School, ed. J. A. Sellwood & J. Goodman, 186–+
- Pasquini, L., Manescau, A., Avila, G., et al. 2009, in Science with the VLT in the ELT Era, ed. A. Moorwood, 395–+
- Pepe, F. A. & Lovis, C. 2008, Physica Scripta Volume T, 130, 014007
- Perryman, M. A. C. 2000, Reports on Progress in Physics, 63, 1209
- Peters, R. D., Lay, O. P., Hirai, A., & Jeganathan, M. 2008, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7013, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series
- Rabbia, Y., Gay, J., & Bascou, E. 2000, ICSO'2000 - Conference Internationale d'Optique Spatiale, Toulouse, France, Dec.5-7, 2000) CNES Eds., 389
- Rauer, H., Queloz, D., Csizmadia, S., et al. 2009, ArXiv e-prints
- Richardson, L. J., Harrington, J., Seager, S., & Deming, D. 2006, ApJ, 649, 1043
- Roddier, F. & Roddier, C. 1997, PASP, 109, 815
- Rouan, D., Riaud, P., Boccaletti, A., Clénet, Y., & Labeyrie, A. 2000, PASP, 112, 1479

- Santos, N. C., Mayor, M., Queloz, D., & Udry, S. 2002, *The Messenger*, 110, 32
- Serabyn, E. 2000, in Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference, Vol. 4006, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, ed. P. Léna & A. Quirrenbach, 328–339
- Serabyn, E., Booth, A., Colavita, M. M., et al. 2006, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 6268, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series
- Serabyn, E. & Colavita, M. 2001, *Appl. Opt.*, 40, 1668
- Shao, M., Bairstow, S., Deems, E., et al. 2009a, in American Astronomical Society Meeting Abstracts, Vol. 214, American Astronomical Society Meeting Abstracts, 606.03–+
- Shao, M., Clampin, M. C., Lawson, P., et al. 2009b, in *Astronomy*, Vol. 2010, AGB Stars and Related Phenomena 2010 : The Astronomy and Astrophysics Decadal Survey, 52–+
- Shao, M., Colavita, M. M., Hines, B. E., Staelin, D. H., & Hutter, D. J. 1988, *A&A*, 193, 357
- Shao, M. & Staelin, D. H. 1977, *Journal of the Optical Society of America (1917-1983)*, 67, 81
- Silvotti, R., Schuh, S., Janulis, R., et al. 2007, *Nature*, 449, 189
- Sozzetti, A. 2005, *PASP*, 117, 1021
- Swain, M. R., Vasisht, G., & Tinetti, G. 2008, *Nature*, 452, 329
- Tinetti, G., Liang, M.-C., Vidal-Madjar, A., et al. 2007, *ApJ*, 654, L99
- Turon, C., O’Flaherty, K. S., & Perryman, M. A. C., eds. 2005, *ESA Special Publication*, Vol. 576, *The Three-Dimensional Universe with Gaia*
- van den Dool, T. C. 2006, in *ESA Special Publication*, Vol. 621, *ESA Special Publication*
- Vannier, M., Petrov, R. G., Lopez, B., & Millour, F. 2006, *MNRAS*, 367, 825
- Vannier, M., Petrov, R. G., Schoeller, M., et al. 2004, in Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference, Vol. 5491, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, ed. W. A. Traub, 577–+
- Vidal-Madjar, A., Désert, J.-M., Lecavelier des Etangs, A., et al. 2004, *ApJ*, 604, L69
- Wallner, O., Leeb, W. R., & Flatscher, R. 2003, in Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference, Vol. 4838, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, ed. W. A. Traub, 668–679

Weber, V. 2004, PhD thesis, Université de Nice-Sophia Antipolis

Wolszczan, A. 1997, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 119, *Planets Beyond the Solar System and the Next Generation of Space Missions*, ed. D. Soderblom, 135–+

Wolszczan, A. & Frail, D. A. 1992, *Nature*, 355, 145

LISTE DES FIGURES

1.1	Comparaison entre le spectre du Soleil et celui de la Terre	3
1.2	Diagramme de Perryman (2000), mis à jour en 2007	4
1.3	Méthode des vitesses radiales	6
1.4	Anomalie vraie	7
1.5	Courbe de vitesse radiale de 51 Peg	8
1.6	Mouvement astrométrique du Soleil dû à la présence des planètes géantes . .	11
1.7	Principe d'un interféromètre à deux télescopes	13
1.8	Principe de l'astrométrie différentielle	15
1.9	Cône d'émission balayé par un pulsar	16
1.10	Principe du transit.	18
1.11	Événement	23
1.12	microlentille gravitationnelle de OGLE-2005-BLG-390	23
1.13	Principe d'un système d'optique adaptative	26
1.14	Image de 2M1207	27
1.15	Image de β Pictoris	28
1.16	Distribution de la masse minimum des compagnons de faible masse	33
1.17	Distribution de masse des exoplanètes connues actuellement	34
1.18	Distribution de distance des exoplanètes connues actuellement	35
1.19	Diagramme de corrélation Masse-Période	36
1.20	Diagramme de corrélation Excentricité-Période	37

1.21	Distribution de la métallicité des étoiles ayant un compagnon planétaire . . .	38
2.1	Principe d'un interféromètre annulant	43
2.2	Carte de transmission	44
2.3	APS à lames dispersives	52
2.4	APS à passage par le foyer	53
2.5	APS à retournement de champ électrique	53
2.6	Géométrie de l'interféromètre de Mach-Zehnder modifié	55
2.7	Vue d'artiste de l'instrument Aladdin	57
2.8	Vue d'artiste de la configuration Emma de Darwin	59
2.9	Vue d'artiste de PEGASE	61
2.10	Modélisation optique de la charge utile de PEGASE	63
2.11	Vue d'artiste de FKSI	64
2.12	Compilation des taux d'extinction atteints	65
2.13	Schéma du banc SYNAPSE	68
2.14	Photo du banc Nullimate	69
3.1	Calcul des RSBs en fonction de la longueur d'onde	85
3.2	Modèle CAO du banc PERSEE	90
3.3	Schéma optique du banc PERSEE	91
3.4	Module d'illumination IR	92
3.5	V-groove Leukos et Le Verre Fluoré	93
3.6	Modèle zemax du banc PERSEE	95
3.7	Miroirs annulaires du FRAS	96
3.8	Vue CAO du module de recombinaison	97
4.1	Sorties ABCD du MMZ	108
4.2	MMZ Serabyn vs MMZ PERSEE	109
4.3	Lame à faces parallèles	112
4.4	Lame prismatique	112
4.5	Lame trapézoïdale	113
4.6	Notations utilisées pour le dimensionnement des lames	114

4.7	Dimensionnement d'une lame trapézoïdale, cas extrême	115
4.8	Notations utilisées pour le dimensionnement des miroirs	118
4.9	MMZ vu de dessus	120
4.10	Schéma de la géométrie du MMZ obtenue avec Matlab	121
4.11	Notations utilisées pour la géométrie des lames.	122
4.12	Schéma optique du MMZ obtenu avec Zemax	122
4.13	Position des points O_i	123
4.14	Repère $O_{MZ}XYZ$	126
4.15	Repère local $O_{MZ}XYZ$	127
4.16	Points d'impact des faisceaux sur les faces des différents composants optiques	128
4.17	Déphasages introduits par les réflexions dans le MMZ	133
4.18	ddm et déphasages dans le cas idéal - IDL	134
4.19	Déphasages dans le cas où L3a est translate - IDL	135
4.20	Chromatisme lié à une épaisseur différentielle - IDL	136
4.21	Modélisation Zemax du MMZ	137
4.22	Chromatisme lié à une épaisseur différentielle - Zemax	140
4.23	Caractéristiques des lames, issues du PV de Contrôle WO	145
4.24	Photo des lames	146
4.25	Evolution du déphasage (voie II) en fonction du traitement	147
4.26	Déphasage sur les quatre sorties du MMZ (traitement CILAS)	148
4.27	Courbes de transmission, réflexion, et d'absorption, $i=0^\circ$	149
4.28	Courbes de Phase, $i=0^\circ$	150
4.29	Mesures d'uniformité du traitement réalisées sur cinq témoins, $i=0^\circ$	151
4.30	Dispersion des mesures en transmission des cinq témoins, $i=0^\circ$	151
4.31	Caractéristiques des miroirs, issues du PV de Contrôle WO	153
4.32	Photo des miroirs	154
4.33	Réponse spectrale en réflexion des miroirs ($i=8^\circ$)	154
4.34	Réponse spectrale en réflexion des miroirs ($i=30^\circ$)	155
4.35	Assemblage des montures L3	159
4.36	Faisceaux parasites des lames L3	160

4.37	Trou dans le bras des équerres de pression	160
4.38	Assemblage des montures M9	162
4.39	Plateau et lames flexibles	163
4.40	Capotage du MMZ	165
4.41	Bafflage des faisceaux	166
5.1	MMZ intégré	169
5.2	Photo du montage des mesures de stabilité	171
5.3	Mesure de stabilité de la monture L3a	172
5.4	Mesure de stabilité de la monture M9b	172
5.5	Spectre en transmission de la lame D	173
5.6	Caractérisation du vérin NanoPZA12 : Mesures n°1 et 2	177
5.7	Caractérisation du vérin NanoPZA12 : mesure n°6	177
5.8	Caractérisation du vérin NanoPZA12 : mesure n°5	178
5.9	Implantation des capteurs sur le banc	179
5.10	Réponse du MMZ à une excitation selon Z	180
5.11	Effets de la climatisation sur le niveau de bruit	182
5.12	Efficacité du capotage du MMZ	183
5.13	Configuration en autocollimation de PERSEE	185
5.14	Mesure du taux d'extinction en Juin 2009	187
5.15	Mesure du déphasage sur la sortie II du MMZ	189
5.16	Sondes de température placées sur le recombineur	190
5.17	Mesure de la dérive de la température et de la ddm	191
A.1	Organigramme produit de PERSEE	214
B.1	Emission spectrale de la lampe Xénon	216
D.1	Courbes de réflexion et de transmission, mesurées par CILAS	220
E.1	Photos de la mécanique du MMZ	222

LISTE DES TABLEAUX

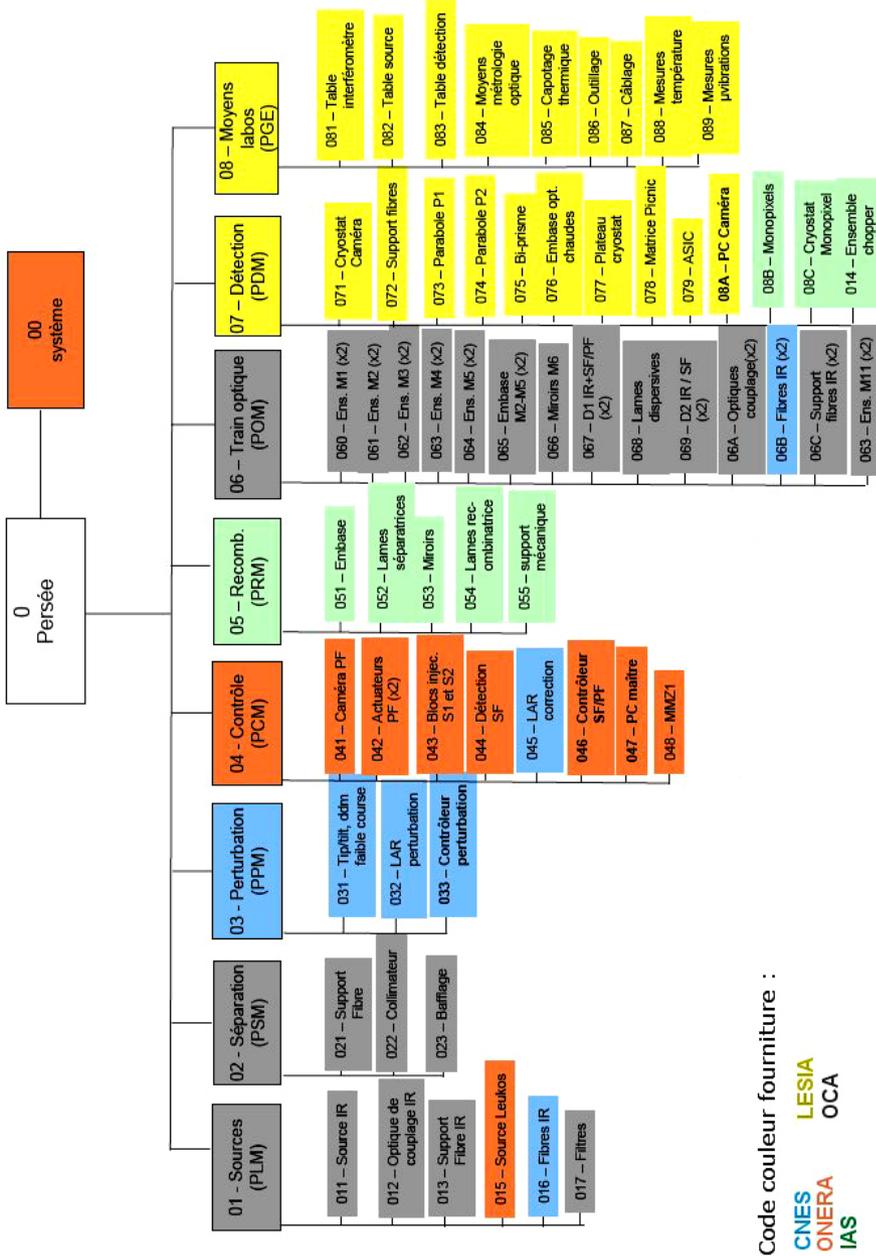
1.1	Propriétés d'objets typiques du Système Solaire	4
1.2	Variations de vitesse radiale induites par différents objets	8
1.3	Signatures astrométriques induites par différents objets	12
1.4	Variations de la période d'un pulsar	17
1.5	Caractéristiques du transit de différents types de planètes	20
1.6	Nombre d'exoplanètes détectées en date du 8 Janvier 2010	32
2.1	Performances du banc SYNAPSE	68
2.2	Performances du banc Nulltime	69
3.1	Contribution de chaque organisme sur PERSEE	73
3.2	Différents biais et bruits	75
3.3	Paramètres de l'instrument	83
3.4	Caractéristiques de l'étoile HD 209458	83
3.5	Caractéristiques de la planète HD 209458 b	83
3.6	Valeur des différents taux de rejection	84
3.7	Calcul des flux détectés	84
3.8	Valeur des différents bruits	84
3.9	Calcul du RSB total	84
3.10	Principales spécifications de PEGASE	85
3.11	Canaux Spectraux de PERSEE	87

3.12	Calcul du RSB total de PERSEE en fonction de la résolution spectrale	88
3.13	Caractéristiques du Collimateur	93
3.14	Bilan de transmission de PERSEE	100
3.15	Budget d'erreur de PERSEE	104
4.1	Propriétés de la fluorine	117
4.2	Noms des différents composants optiques	120
4.3	Position des points O_i dans le repère du MMZ	123
4.4	Allocation des voies du SF et du nuller	125
4.5	Position des points O_i dans le repère $O_{MZ}XYZ$ global du MMZ	126
4.6	Tolérances de positionnement des composants optiques	143
4.7	Spécifications des lames - partie 1	144
4.8	Spécifications des lames - partie 2	144
4.9	Épaisseurs des couches du traitement des lames	146
4.10	Spécifications des miroirs	152
4.11	Matériaux des supports mécaniques	158
4.12	Conformité des platines en fonction des spécifications	162
5.1	Paramètres du spectromètre	174
5.2	Précision d'alignement des composants optiques	175
5.3	Paramètres des mesures de caractérisation du vérin NanoPZA12	176
5.4	Paramètres des ajustements - vérin NanoPZA12	176
5.5	Matériel pour les mesures de vibration	179
5.6	Paramètres des mesures d'extinction de Juin 2009	186
C.1	Documents de référence PERSEE	218

Annexes

ANNEXE **A**

ORGANIGRAMME PRODUIT DE PERSEE



Code couleur fourniture :
 CNES
 LESIA
 ONERA
 OCA
 IAS

Figure A.1 - Organigramme produit de PERSEE avec les différentes contributions de chaque organisme.

ANNEXE **B**

EMISSION SPECTRALE DE LA LAMPE
XÉNON

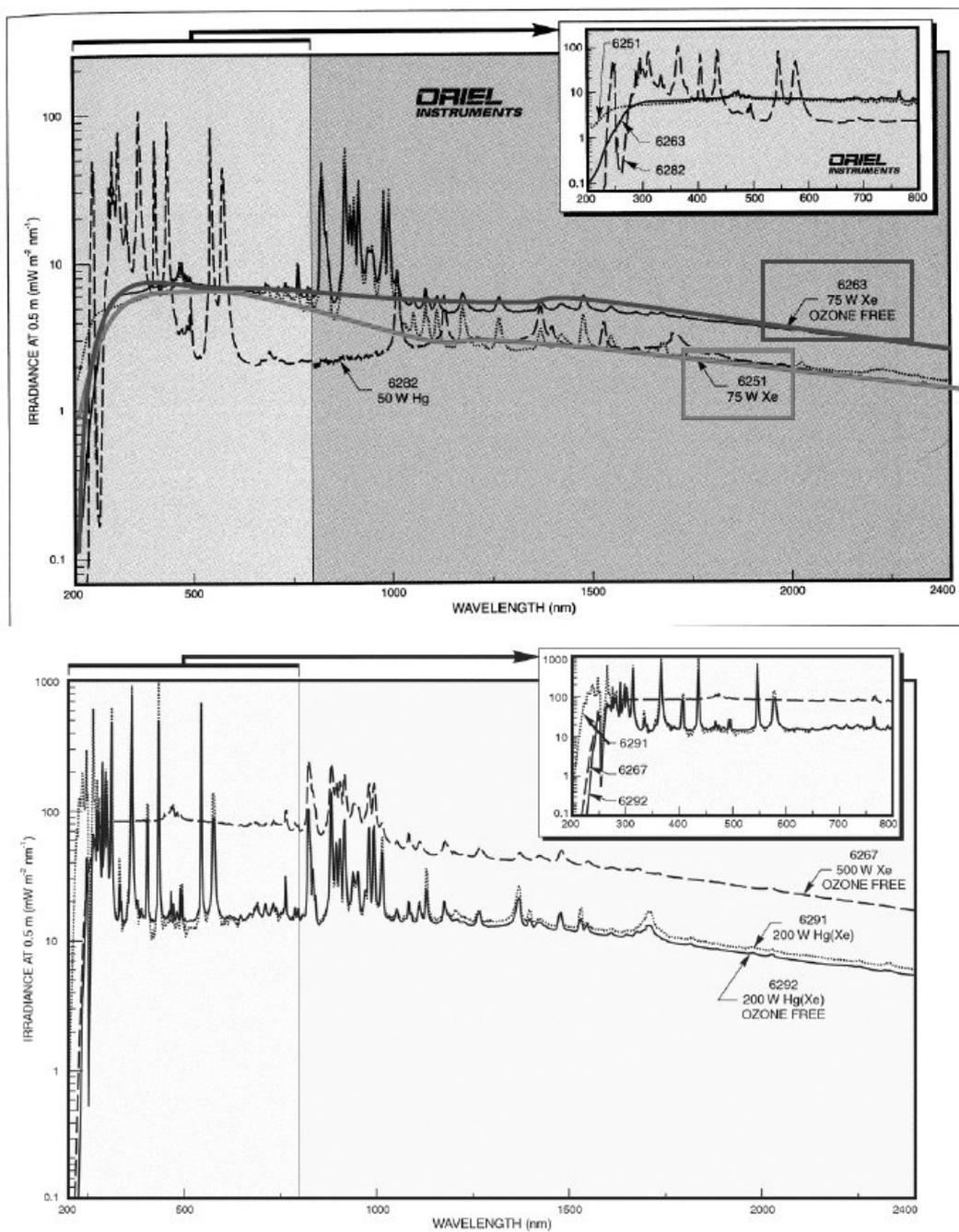


Figure B.1 - Emission spectrale de la lampe Xénon Oriel, de 250 à 2400 nm.

ANNEXE **C**

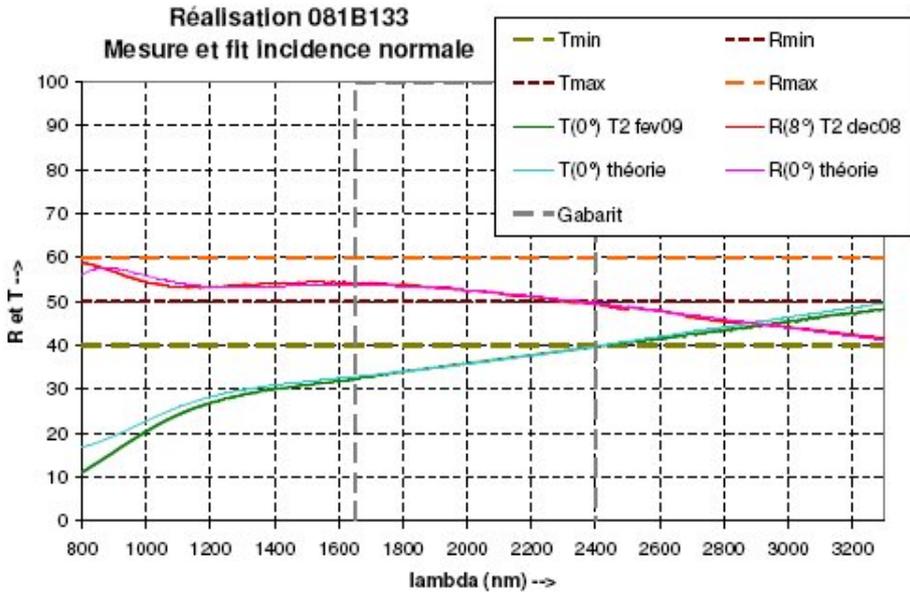
DOCUMENTS DE RÉFÉRENCE PERSEE

Référence	Titre
PE-STB-PR-003-CNES-1.2	Persée : spécification technique de besoin
PE-SP-SYS-029-CNES	Allocation de nulling de transmission et de WFE
PE-NT-SYS-010-CNES-1.0	Etude des trade-off pour Persée
PE-NT-SYS-030-IAS-1.0	PERSEE : Bilans radiométriques voie IR (IAS)
PE-NT-SYS-031-AAS-1.1	Bilan radiométrique voie IR (TAS)
PE-NT-SYS-032-ONERA-2.0	Persée : performances des boucles de contrôle PF/SF
PE-SP-PF-034-ONERA-2.0	Persée : spécifications et def. préliminaire des boucles PF et SF
PE-SP-DET-035-LESIA-1.1	Spécification et def. Préliminaire de la caméra IR
PE-DEF-PR-036-AAS-2.0	Dossier de définition préliminaire Persée
PE-SP-MMZ-037-IAS-1.0	Spécification et def. Préliminaire du MMZ
PE-SP-LAR-038-ONERA-1.0	Spécification et def. Préliminaire de la LAR
OCA-PER-SPE-002-2.0	Spécification et def. Préliminaire du module source
PE-SP-MMZ-040-FRE-1.0	Etude des traitements optiques Pégase et persée
PE-NT-SYS-057-OCA	Allocations de WFE
PE-NT-MMZ-062-CNES	Dimensionnement optique du MMZ de Persée
PE-NT-MMZ-063-CNES	Spécifications du MMZ de PERSEE
Doc. sans référence	Procédure d'alignement du MMZ2 de PERSEE
PE-NT-OPT-067-CNES	DJ optique de PERSEE
PE-NT-AIV-082-LESIA	Plan AIV
Doc. ONERA sans ref.	Calcul de ddm
GNC-T.TCN.712953.ASTR	Etude du GNC pour une mission d'interférométrie
PE-NT-SF-091-ONERA	Abandon de la source Leukos et nouvelles solutions
PE-NT-SF-112-CNES	Analyse modale et microvibratoire du banc principal de PERSEE
IAS-PEG-2009-002-v1	Réalisation et recette du MMZ2 PERSEE
Documents WO et CILAS	
PVC529-A	PV de contrôle WO
ET-A-0802042-0050	Livraison des composants optiques traités

Tableau C.1 - Documents de référence PERSEE.

ANNEXE **D**

COURBES DE RÉFLEXION ET DE
TRANSMISSION, MESURÉES PAR CILAS



Nous avons recalculé cet empilement à l'incidence 30° pour les polarisations S et P et nous avons tracé successivement les réponses R et T et le produit R x T.

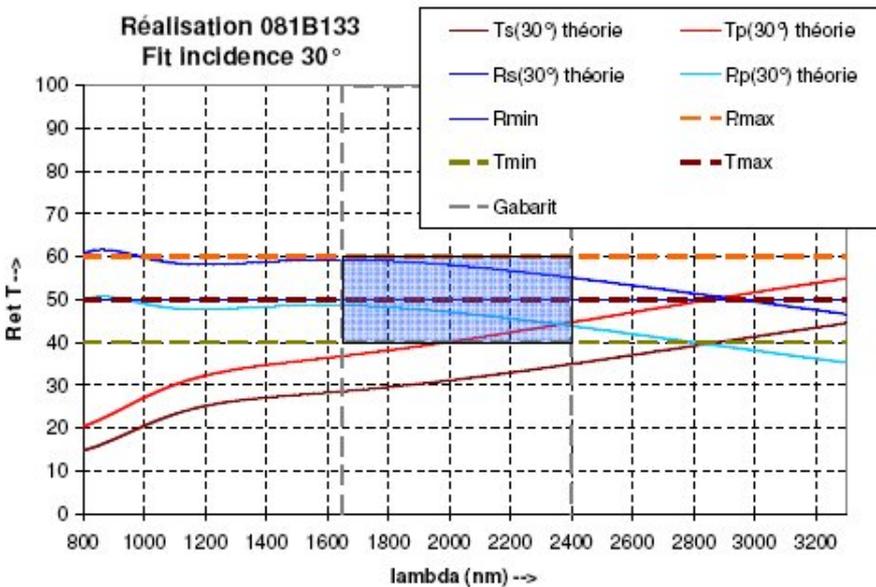


Figure D.1 - Courbes de réflexion et de transmission, mesurées par CILAS sur les témoins. Courbes figurant dans le document de livraison des lames.

ANNEXE **E**

PHOTOS DU MMZ



Figure E.1 - Photos de la mécanique du MMZ. De haut en bas et de gauche à droite :
 monture des lames L4, monture des miroirs, monture des lames L3, MMZ complet,
 couvercle et bafflage en place sur les colonnes, capot, mise en place du capot,
 capot fermé.

ANNEXE **F**

PROCÉDURE D'ALIGNEMENT DU MMZ

Procédure d'alignement du MMZ

Ci-après, est décrite la procédure à utiliser pour aligner le MMZ sur le banc PERSEE. Cette procédure a d'abord été testée à l'IAS.

1. Matériel nécessaire

Un théodolite ou une lunette autocollimatrice au choix.

2. Etape 1 : Positionnement et fixation du plateau du MMZ

- 1.1 - Positionnement grossier du plateau du MMZ d'après les plans du banc de façon à ce qu'il soit bien perpendiculaire au miroir de référence $\varnothing 300$ mm déjà en place sur le banc.
- 1.2 - Estimation du positionnement et de l'encombrement des autres modules sur le banc
- 1.3 - Réajustement de la position du plateau du MMZ si nécessaire
- 1.4 - Fixation des lames flexibles supportant le plateau

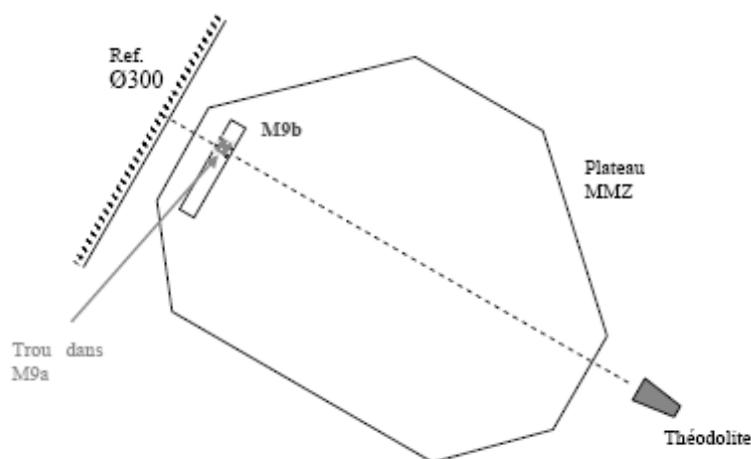
Pour la suite de la procédure d'alignement, la table n'est pas suspendue.

3. Etape 2 : Réglage de M9b

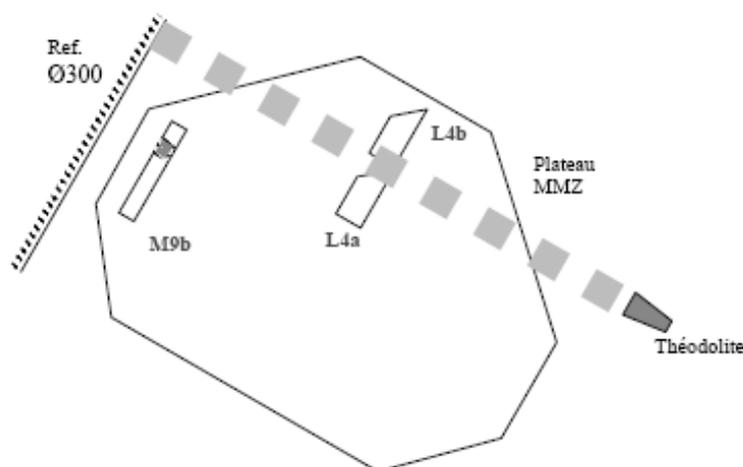
Le miroir $\varnothing = 300$ mm sera notre surface de référence (Ref) pour toute la procédure d'alignement.

Il aura été positionné au préalable à sa position nominale (cf. DR2) et réglé pour être bien perpendiculaire à la table. L'intégration de la mécanique du MMZ a été réalisée à l'IAS et a été livrée au LESIA.

On positionne M9b sur sa monture. On positionne le théodolite de manière à ce qu'on puisse viser en même temps le miroir M9b et le miroir de référence à travers le trou percé dans M9b. On règle le théodolite en autocollimation sur le miroir de référence. Puis on règle M9b en autocollimation par rapport au miroir de référence.



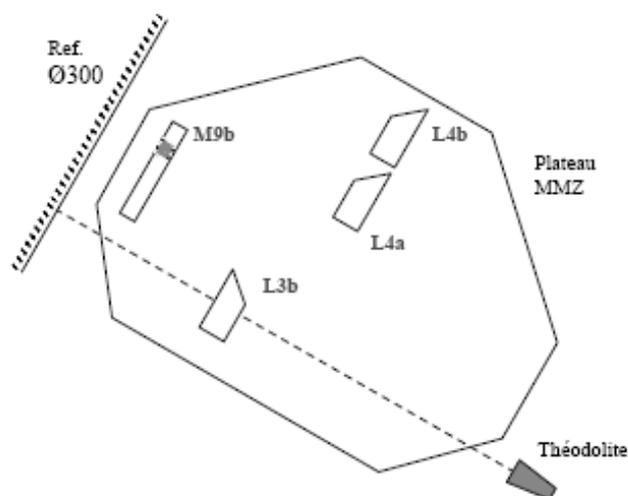
4. Etape 3 : Réglage de L4a et L4b



On positionne L4a et L4b sur leur monture. Comme le miroir de référence est assez grand on peut viser à la fois notre surface de référence Ø300 et nos lames L4a et L4b et les régler en autocollimation sans bouger le théodolite pour passer de l'une à l'autre.

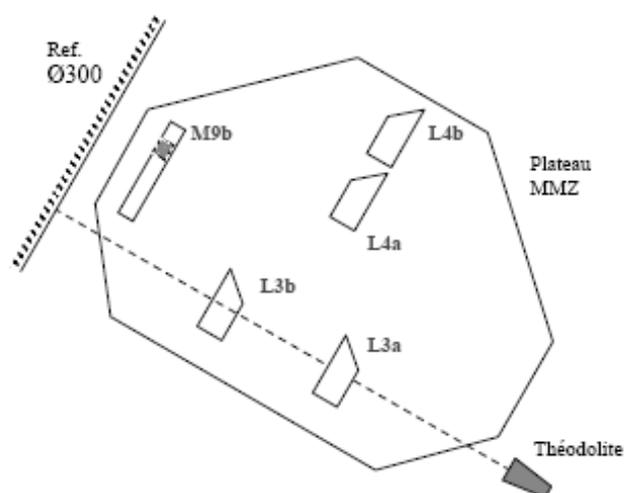
N.B : les 2 lames sont sur la même monture, on va donc aligner au mieux L4a et on notera l'erreur d'alignement de L4b.

5. Etape 4 : Réglage de L3b



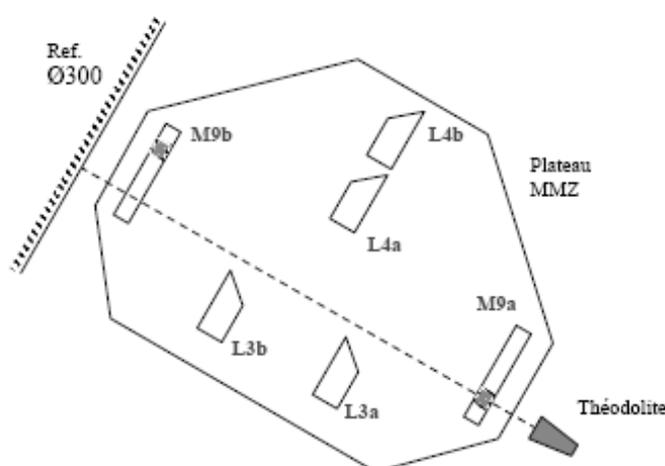
Même méthode que précédemment, on positionne L3b sur sa monture, puis on se place en autocollimation sur le miroir référence Ø300. On vise à la fois le miroir et la lame, et on règle la lame en autocollimation par rapport au miroir de référence.

6. Etape 5 : Réglage de L3a



Le miroir de référence est assez grand pour viser à la fois le miroir de référence et en dessous la lame L3a. Donc on règle L3a en autocollimation par rapport au miroir de référence. On peut aussi vérifier notre réglage en vérifiant si les croix de L3a, L3b et du miroir de référence sont bien superposées dans le théodolite.

7. Etape 6 : Réglage de M9a



Grâce au grand champ du théodolite, on peut viser à la fois, l'arrière de M9a, M9b à travers le trou de M9a et le miroir de référence. Donc on règle la face arrière de M9b en autocollimation sur le miroir de référence et on vérifie qu'on est bien aussi en autocollimation par rapport à M9a en regardant si la croix du miroir de référence, de M9a et M9b (face arrière) sont bien superposées dans le théodolite.

N.B. : le tilt de la face arrière des miroirs est de 3.8 arcsec. Or la spécification de positionnement des miroirs est de 10 arcsec, donc on peut utiliser la face arrière du miroir pour l'alignement.

ANNEXE **G**

PUBLICATIONS

Jacquinod, S., Cassaing, F., Le Duigou, J., et al. 2008a, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7013

Jacquinod, S., Houairi, K., Le Duigou, J., et al. 2008b, in 7th International Conference on Space Optics

PERSEE: description of a new concept for nulling interferometry recombination and OPD measurement

Sophie Jacquino^a, Frédéric Cassaing^b, Jean-Michel Le Duigou^c, Marc Barillot^d, Marc Ollivier^a,
Kamel Houairi^b, Frederic Lemarquis^e, Jean-Philippe Amans^f

^aInstitut d'Astrophysique Spatiale, Bt. 121, Université Paris 11, Campus d'Orsay, 91405 Orsay Cedex, France

^bOffice National d'Etudes et de Recherches Aérospatiales, DOTA, 29 Av. de la Division Leclerc, BP 72, 92322 Chatillon, France

^cCNES, DCT/PO/EU, BPI 2003, 18 Av. E. Belin, 31401 Toulouse Cedex 09, France

^dThales Alenia Space, 100 Bd. Du Midi, BP 99, 06156 Cannes La Bocca Cedex, France

^eInstitut Fresnel, Université Aix-Marseille, Campus de Saint Jérôme, Av. Escadrille Normandie, 13397 Marseille Cedex 20, France

^fObservatoire de Paris-Meudon – GEPI, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France

ABSTRACT

Nulling interferometry requires, among other things, a symmetric recombination module and an optical path difference control system. The symmetric recombination stage has been particularly studied over the last ten years and several concepts are now well known. One of them is the "Modified Mach Zehnder" (MMZ) interferometer, proposed by Serabyn and Colavita (2001) [1]. In this paper, we describe a new version of the MMZ beam combiner which provides a deep null signal in the science channel and, at the same time, phase-sensitive signals in the so-called co-phasing channel. From the latter, accurate optical path difference measurements can be derived. This beam combiner works in the 0.8 to 3.3 μm spectral range (0.8 to 1.5 μm for the co-phasing channel and 1.65 to 3.3 μm for the science channel). Both optical functions can be implemented in the same device thanks to an original optical design involving dedicated phase shifts. In this paper, we describe its principle and detail the optical and mechanical design.

Keywords: PERSEE, Modified Mach-Zehnder interferometer, OPD, nulling interferometry, beam combiner, free flying

1. INTRODUCTION

Nulling interferometry is one of the direct detection methods assessed to find and characterize extrasolar planets and particularly telluric ones. Within this framework, several space based projects, such as Darwin [2;3], TPF-I [4;5], PEGASE [6;7] or FKSI [8], are based on free flying techniques with very stringent constraints on positioning and stability to reach the deep and stable rejection of central-star light required for exoplanets detection. Satisfying all these requirements is a great challenge and a key issue of these missions. Therefore, we decided, in the context of the PEGASE mission, to study this question experimentally. PERSEE (Pegase Experiment for Research and Stabilization of Extreme Extinction) [9] laboratory test bench has been under development since 2006 by a consortium composed of Centre National d'Etudes Spatiales (CNES), Institut d'Astrophysique Spatiale (IAS), Observatoire de Paris-Meudon (LESIA), Observatoire de la Côte d'Azur (OCA), Office National d'Etudes et de recherches Aéronautiques (ONERA), and Thales Alenia Space (TAS) who shared its experience on MAII [10]. It is funded by CNES R&D. The aim of PERSEE is to couple a nulling interferometer with a free flying Guidance Navigation and Control (GNC) simulator introducing realistic perturbations and correcting them with active internal loops controlling the optical path difference and the pointing. One of the key sub-systems of PERSEE is the recombination module which must allow, deep nulling and an optical path difference (OPD) control at the same time. ONERA is in charge of the accurate OPD-measurements subsystem (Fringe sensor (FS) channel) and develops a first simplified test beam combiner. IAS develops the deep nulling subsystem (scientific channel). The final beam combiner for PERSEE is developed jointly by IAS (master-builder), CNES and ONERA. In this paper, we present its working concept and the optical and mechanical design.

* Corresponding author: sophie.jacquino@ias.u-psud.fr; phone +33 1 69 85 87 32; fax +33 1 69 85 86 75

2. BEAM COMBINER PRINCIPLE

The recombination stage of PERSEE has two functions. The first is to provide a nulled output to perform nulling interferometry in the IR “scientific” band (1.65 to 3.3 μm). The second is to generate four “ABCD” outputs [11] in the fringe sensor band (0.8 to 1.5 μm). The two-beam interference pattern is generally sampled in four quadratic points ($\pi/2$ phase-shifted). These quadratic points have special positions: two extrema and two inflexion points (Figure 1):

- D (Dark): the minimum corresponding to the dark fringe. It’s the working point of the nulling channel.
- B (Bright): the maximum corresponding to the second complementary output of the nulling channel.
- A (Ascending): inflexion point on the ascending front. It’s at this point that the intensity’s sensibility due to the phase-shift between the beams is maximum.
- C (desCending): inflexion point on the descending front, the sensibility of the intensity due to the phase-shift is also maximum here.

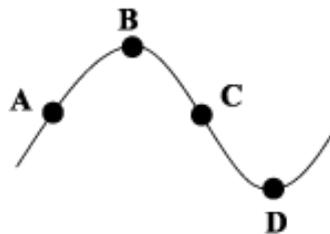


Figure 1: ABCD points of the interference pattern

The fringes have to be stabilized at the level of 1.0 nm rms. Both the scientific and FS bands share the same optical components. The integration of these two functions in the same module is one of PERSEE’s key points because it reduces the differential stability requirements between the co-phasing metrology and the nulling interferometer.

3. OPTICAL DESIGN OF THE BEAM COMBINER

To perform deep nulling interferometry we need a **symmetric** recombination module [1]. Several concepts have been studied over the last ten years such as the Michelson or Mach Zehnder interferometer. On the basis of the experience acquired on the IAS’s test bench SYNAPSE [12], we decided to develop an interferometer based on a modified Mach Zehnder (MMZ) geometry.

3.1 The Modified Mach-Zehnder geometry

The geometry of the Mach-Zehnder-like beam combiner was proposed by Serabyn and Collavita in 2001 [1]. It is an achromatic beam combiner, based on the Mach-Zehnder interferometer, in which there is an additional mirror to become a **double** beam combiner (Figure 2). This system allows an optimally symmetric beam combination in terms of phase, amplitude and polarization. Among the interferometric beam combiners, the MMZ is one of the simplest because it has a few mirrors. Thus it is more compact and has fewer reflections. This concept was tested during the study of the laboratory performance of the Keck Nuller [13]. It also was implemented and verified on the SYNAPSE test bench [12]. It produced a 10^{-4} nulling level in the K band. On PERSEE, we propose an improvement of this design to reach PERSEE’s requirements.

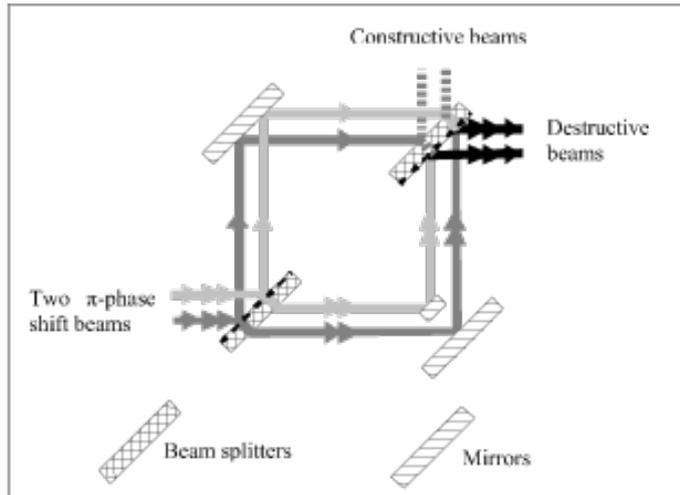


Figure 2: Modified Mach Zehnder interferometer geometry

3.2 PERSEE's beam combiner requirements

During the definition phase of PERSEE in 2006, a list of requirements was established for the recombination module. We will describe them here.

The module will work in the spectral range from 0.8 to 3.3 μm . The scientific channel covers the range from 1.65 to 3.3 μm (cut in 5 spectral bands) and the FS channel covers the range from 0.8 to 1.5 μm (cut in 2 spectral bands). In the infrared spectral band, the combiner is designed to reach an average null of 10^{-1} with a stability of 10^{-5} over a few hours. Moreover, it generates four outputs A, B, C, and D in the FS band. To produce the FS $\pi/2$ phase-shift, we introduce an optical path difference of $\lambda/4 \pm 50 \text{ nm}$ at $\lambda = 1 \mu\text{m}$ between the BD and AC outputs. The stability of the AC optical path has to be better than 0.5 nm rms versus BD. The input beams have a diameter of 10 mm and the distance between them is 40 mm at the entry of the beam combiner. The module is as compact as possible, the dimensions not exceeding 400 x 300 x 100 mm³.

From these specifications, we developed the dedicated optical design.

3.3 PERSEE's beam combiner optical design

The system is made of 4 beam splitters and 2 mirrors (Figure 3). We have chosen to modify the "Serabyn-Colavita" configuration somewhat [1] to obtain a more compact geometry. We have transformed the two "Serabyn-Colavita" mirrors into one and separated the entry beam splitter into two shifted beam splitters to maintain the symmetry of the concept.

The incident angle in Serabyn-Colavita's classical configuration is 45° [1]. This allows for a simple geometry, more compact and easier to align. However, in order to reduce differential-polarization effects between the two arms of the system, we impose a narrower reflection angle. Thanks to Frédéric Lermaquis' (Institut Fresnel, Marseille, France) studies, we conclude that 30° is the best angle for a good balance between s and p polarization transmission and reflection factors.

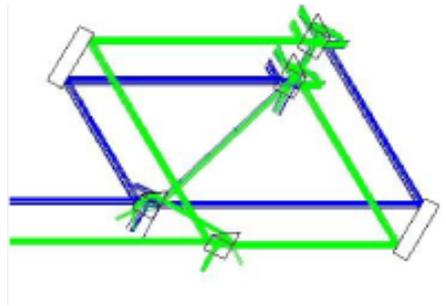


Figure 3: PERSEE's beam combiner optical design

3.4 Beam splitters geometry

To avoid collinear stray light generated by parallel plates (Figure 4), we use special plate geometry. This concept has been proposed and successfully verified on the SYNAPSE test bed [12]. The idea is to combine a trapezoidal design (Figure 4) with an adequate plate thickness (>10 mm) in order to eliminate the major part of stray light parallel to the main beam.

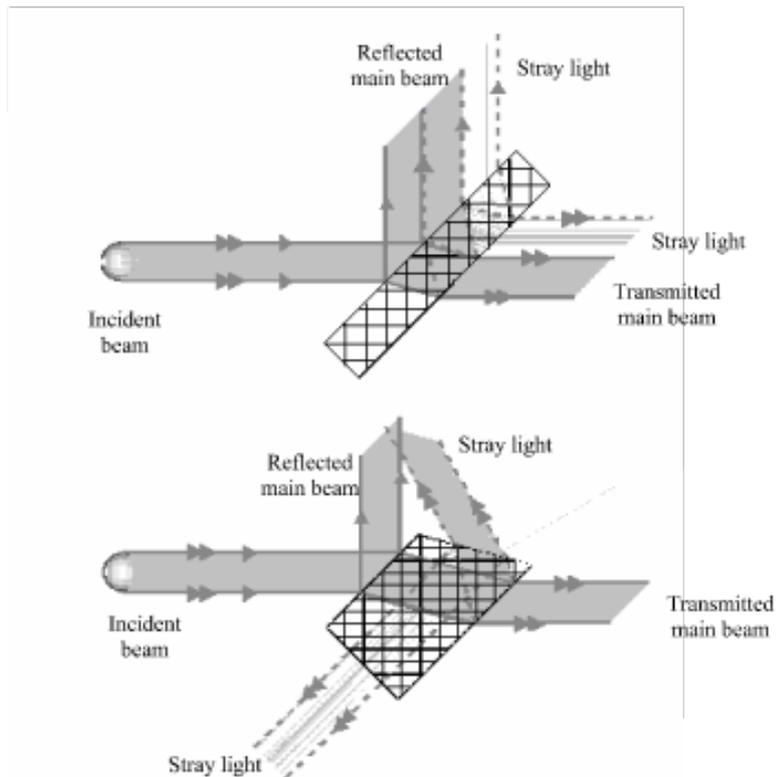


Figure 4: Parallel-plate geometry (top) and Trapezoidal geometry (bottom)

Thanks to this particular geometry and a appropriate positioning of the incident beam on the entry face of the plate, the main part of the internal stray light is rejected toward the plate's edges or in a direction other than the useful beam.

3.5 Substrates and coatings

Concerning the plate substrate, as the spectral domain ranges from visible to infrared (0.8 to 3.3 μm), two materials seem to be particularly appropriate: CaF_2 ($n \approx 1.4$ at $\lambda = 2 \mu\text{m}$) and ZnSe ($n \approx 2.4$ at $\lambda = 2 \mu\text{m}$). We have chosen CaF_2 because it has the advantage of having a low index of refraction. This allows avoiding anti-reflective coatings on the reverse surface of the plates. For the mirror substrate, we have chosen Zerodur because of its extremely low thermal expansion coefficient.

Concerning the plate coatings, we need to deal with the whole spectral range applying a minimum number of layers (inferior to 10). The rt product has to be greater than 0.17 between 1.65 μm and 3.3 μm and greater than 0.12 between 0.8 to 1.5 μm in order to reach the intended performance. A study has been carried out by Frédéric Lermarquis to find the best trade-off between the materials and the number of layers. The ideal pair is ZnS ($n \approx 2.2$ at $\lambda = 2 \mu\text{m}$) and YF_3 ($n \approx 1.4$ at $\lambda = 2 \mu\text{m}$), but to cover the whole spectral domain, a complex stack formula and a high number of layers is needed. It would be very difficult to realize. The study has shown that we could considerably simplify the coating by using silicon as high-index layers (but this leads to absorption losses under 1.2 μm). Therefore, we have opted for a three-layer Si-YF_3 coating (Figure 5) with a few 0.1 nm rms uniformity of the layer thickness.

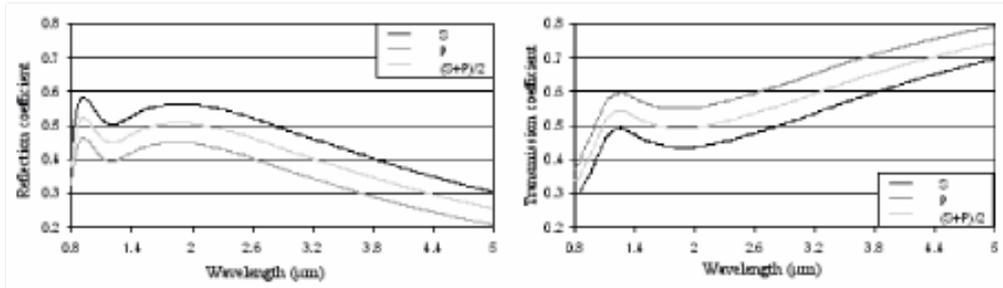


Figure 5: Reflection (left) and transmission (right) coefficients for a three-layer Si-YF_3 coating with an incidence of 30° .

For the mirrors, we use non-protected gold with a reflection coefficient better than 0.97 in the whole spectral range.

4. MECHANICAL DESIGN

4.1 Requirements

To determine the different specifications (optical, positioning, mechanical and thermal) we compute two models of the optical design. One model is made using Zemax software and the other is an IDL routine. The IDL model is less developed than the Zemax one. Its goal is to check and compare the results of the other model. The two models allow to introduce alignment and positioning errors, and differential thickness between two beam splitters. Zemax model allows, furthermore, to introduce defaults in the layer thickness of the coatings and thermal effects (dilation due to temperature increase). All these simulations have allowed us to determine the specifications and the maximum positioning tolerances that the beam combiner could accept in order to achieve the predicted performances. Thanks to an appropriate design, we could minimize the differential OPD between IR and SF channels and make the system intrinsically very stable.

4.2 Concepts

The mechanical and thermal stability is crucial for our beam combiner, thus, a study of several mechanical concepts is currently under way. A first solution is to develop a design where the optical components are assembled by molecular adherence. This approach, however, has the advantage and the drawback of making further adjustments impossible after the adhesion. A second solution is a custom mechanical design with dedicated plates, allowing adjustment without loosing the alignment. We want a maximum of 50 alignment sequences during the lifetime of PERSEE.

5. CONCLUSION

PERSEE's beam combiner optical design is now well-defined. It is based on a modified Mach-Zehnder interferometer. The system is designed to combine a nulling beam combiner and a fringe sensor. We have determined all the optical and mechanical specifications. Work on the mechanical design is currently in progress. The manufacturing of the optical components will begin in June 2008 and the whole system should be ready for test in January 2009. ONERA's prototype for FS channel [14] validation will give its first results this Summer.

ACKNOWLEDGEMENTS

Sophie Jacquinod's PhD Thesis is funded by CNES and TAS.

REFERENCES

- ^[1] Serabyn, E. and Colavita, M. M., "Fully Symmetric Nulling Beam Combiners", *Applied Optics* **40**, 1668-1671 (Apr. 2001).
- ^[2] Léger, A., et al., "Darwin: Mission concept for the ESA Horizon 2000+ program", ESA, 1993.
- ^[3] Léger, A., et al., "Darwin, a proposal for Cosmic Vision 2015-2025 ESA Plan", ESA, 2007.
- ^[4] Lawson, P. R. and Dooley, J. A., "Technology plan for the Terrestrial Planet Finder Interferometer", JPL 05-5, NASA, 2005.
- ^[5] Angel, J. P. R. and Woolf, N. J., "An Imaging Nulling Interferometer to Study Extrasolar Planets", *ApJ*, **475**, 373A (1997).
- ^[6] Ollivier, M., et al., "PEGASE: an infrared interferometer to study stellar environments and low mass companions around nearby stars", proposal for Cosmic Vision 2015-2025 ESA Plan, ESA, 2007.
- ^[7] Le Duigou, J. M., et al., "PEGASE: a space-based nulling interferometer", *Proc. SPIE* **6265**, pp. 62651M (2006).
- ^[8] Danchi, W. C. and Lopez, B., "The Fourier Kelvin Stellar Interferometer (FKSI) – A practical infrared space interferometer on the path to the discovery and characterization of Earth-like planets around nearby stars", *Comptes Rendus Physique* **8**, 396–407 (Apr. 2007).
- ^[9] Cassaing, F. et al., "PERSEE: a nulling demonstrator with real-time correction of external disturbances", *To be presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference* **7013**, paper 7013-70 (June 2008).
- ^[10] Weber, V., Barillot, M., et al., "Nulling interferometer based on an integrated optics combiner", *Proc. SPIE* **5491**, pp. 842-850 (2004).
- ^[11] Shao, M., Colavita, M. M., et al., "The Mark III Stellar Interferometer", *Astronomy and Astrophysics* **193**, 357-371 (1988).
- ^[12] Brachet F., Etude et développement d'un déphaseur achromatique pour l'interférométrie en frange noire, PhD thesis, University of Paris-Sud (XI), 2007.
- ^[13] Mennesson, B., et al., "Laboratory performance of the Keck Interferometer nulling beam combiner", in *Towards Other Earths: DARWIN/TPF and the Search for Extrasolar Terrestrial Planets*, ed. M. Fridlund & T. Henning (ESA SP-539; Noordwijk: ESA), 525-528.
- ^[14] Houairi, K., "PERSEE, the dynamic nulling demonstrator: recent progress on the cophasing system", *To be presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference* **7013**, paper 7013-67 (June 2008).

PERSEE: A NULLING INTERFEROMETER WITH DYNAMIC CORRECTION OF EXTERNAL PERTURBATIONS

S. Jacquino¹⁾, K. Houairi^{1,2,3)}, J.M. Le Duigou⁴⁾, M. Barillot⁵⁾, F. Cassaing^{2,6)}, J.M. Reess^{6,7)}, F. Henault⁸⁾, B. Sorrente^{2,6)}, G. Morinaud¹⁾, J.P. Amans^{7,8)}, V. Coudé du Foresto^{6,8)}, M. Ollivier⁹⁾

¹⁾Institut d'Astrophysique Spatiale, Bt. 121, Université Paris-Sud, 91405 Orsay Cedex, France, sophie.jacquino@ias.u-psud.fr, marc.ollivier@ias.u-psud.fr

²⁾ONERA DOTA, 29 Av. de la Division Leclerc, BP 72, 92322 Chatillon, France, kamel.houairi@onera.fr

³⁾Centre National d'Etudes Spatiales, 18 Av. E. Belin, 31401 Toulouse, France, jean-michel.leduigou@cnes.fr

⁴⁾Thales Alenia Space, 100 Bd. Du Midi, 06322 Cannes-la-Bocca, France, marc.barillot@thalesaleniaspace.com

⁵⁾LESIA, Observatoire de Paris, 5 place J. Janssen, 92195 Meudon Cedex, France, jean-michel.reess@obspm.fr

⁶⁾Observatoire de la Côte d'Azur, Av. N. Copernic, 06130 Grasse, France, francois.henault@obs-azur.fr

⁷⁾GEPI, Observatoire de Paris, 5 place J. Janssen, 92195 Meudon Cedex, France, J.P.Amans@obspm.fr

⁸⁾PHASE, the high angular resolution partnership between ONERA, Obs. De Paris, CNRS & Univ. Denis Diderot Paris

ABSTRACT

Nulling interferometry is one of the direct detection methods assessed to find and characterize extrasolar planets and particularly telluric ones. Several projects such as Darwin [1;2], TPF-I [3;4], PEGASE [5;6] or FKI [7], are currently considered. One of the main issues is the feasibility of a stable polychromatic null despite the presence of significant disturbances, induced by vibrations, atmospheric turbulence on the ground or satellite drift. Satisfying all these requirements is a great challenge and a key issue of these missions. In the context of the PEGASE mission, it was decided (in 2006), to build a laboratory demonstrator named PERSEE. It is the first laboratory setup which couples deep nulling interferometry with a free flying GNC simulator [8]. It is developed by a consortium composed of CNES, IAS, LESIA, OCA, ONERA, and TAS. In this paper, we detail the main objectives, the set-up and the function of the bench. We describe all the sub-systems and we focus particularly on two key points of PERSEE: the beam combiner and the Fringe tracker.

1. INTRODUCTION

PERSEE (Pegase Experiment for Research and Stabilization of Extreme Extinction) [8] laboratory test bench has been under development since 2006 by a consortium composed of Centre National d'Etudes Spatiales (CNES), Institut d'Astrophysique Spatiale (IAS), Observatoire de Paris-Meudon (LESIA), Observatoire de la Côte d'Azur (OCA), Office National d'Etudes et de recherches Aéronautiques (ONERA), and Thales Alenia Space (TAS) who shared its experience on MAII [9]. It is funded by CNES R&D. The aim of PERSEE is to couple a nulling interferometer with a free flying Guidance Navigation and Control (GNC) simulator. In this paper, we present a general description of PERSEE with a focus on two sub-systems.

2. OVERALL DESCRIPTION OF PERSEE

2.1 Detailed objectives

The idea of PERSEE is to couple a nulling interferometer with a free flying Guidance Navigation and Control (GNC) simulator allowing introducing realistic disturbances and correcting them with active internal loops controlling the optical path difference (opd) and the pointing [8]. Therefore, PERSEE includes a nuller (a beam combiner and a detection), a co-phasing system (a Star Tracker system (ST) and a Fringe Tracker (FT)) and a perturbation injection system. The aim is to achieve all of the detailed objectives listed below:

- Produce an average null of 10^{-4} with a stability of 10^{-5} over a few hours in the spectral range from 1.65 to 3.3 μm
- Validate the fringe acquisition with a drift speed up to 150 $\mu\text{m/s}$
- Determine the external noise acceptable for the two active loops on tip/tilt and opd
- Study the interaction between the opd/tip-tilt/flux loops
- Demonstrate the differential stability between the nuller and the co-phasing sensor
- Develop the calibration procedures, basing on measurements produced by the co-phasing loops
- Validate the global operation with realistic external perturbations in all modes: tracking, star/fringe acquisition, unloading of small-stroke fine correctors
- Study the effects of polarization induced by variations of the angles of incidence on each arm of the interferometer due to external perturbations and affecting the nulling performance.

2.2 Working spectral range

PERSEE being the laboratory test bench designed to study the feasibility of the PEGASE mission, the spectral band was chosen to be as representative as

possible of PEGASE and to take all the constraints into account. PERSEE's spectral range is 0.6 to 3.3 μm . The lower limit of the band is imposed by the gold coating of the mirrors.

The scientific domain covers the range from 1.65 to 3.3 μm . It has been shifted with respect to the scientific range of PEGASE ([2.5 – 5] μm) to reduce cost but similar relative width was maintained (one octave). Had we wanted to go beyond 3.3 μm , we would have had to use a very efficient detector (such as the HAWAI type) and it would have been too expensive. The band is divided in 5 sub-bands. We have 4 channels between 1.65 and 2.5 μm and one between 3.0 and 3.3 μm . They are used to perform nulling measurements. The channel between 2.5 and 3.0 μm is unused due to water absorption. The spectral resolution is $R=10$.

The co-phasing system covers the range from 0.6 to 1.5 μm . The identification of the central fringe is performed in two channels by the FT: [0.8 – 1.0] μm and [1.0 – 1.5] μm . The [0.6 – 0.8] μm band was originally dedicated to the Star Tracker system but the [0.8 – 1.0] μm is now preferred because the source initially planned is not suitable.

Table 1 summarizes the distribution of the spectral sub-bands of PERSEE and their astronomical conventional designations.

Table 1: Spectral bands of PERSEE

Wavelength (μm)	Allocation	Name
[0.6 – 0.8]	Ancient ST channel	R
[0.8 – 1.0]	FT channel 1 + ST channel	I
[1.0 – 1.5]	FT channel 2	J
[1.65 – 2.5]	IR Scientific channels (4)	H + K
[3.0 – 3.3]	IR Scientific channel 5	L

3. OPTICAL SET-UP

PERSEE is composed of several modules presented in the Fig. 2. Their description and function are detailed below. Fig. 1 shows the CAD model of the main optical bench, designed by TAS (July 2008).

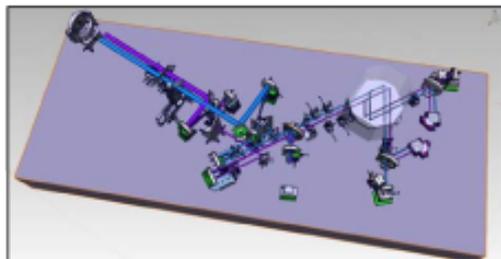


Fig. 1: CAD model of the main optical bench of PERSEE (TAS courtesy)

3.1 Source and separation modules

Relying on the SNR analysis and the trade-off study of PERSEE, it has been shown that it was impossible to

cover the whole spectral range of PERSEE with a single source. Therefore, the source module comprises two subsystems.

The source allowing to simulate the observed central star (H, K and L bands) is a Xenon lamp (5000K). In order to ensure good spatial coherence and high wavefront quality, the light is injected into a single-mode fiber (SMF) in fluorid glass from Le Verre Fluoré with a cut-off wavelength of 1.65 μm .

The co-phasing system (I and J bands) uses a combination of laser diodes. They are injected into silica SMFs. The fibers also allow to place the sources on a dedicated bench, not to disturb the stability of the main optical bench.

The fibers arrive at the focus of a parabolic collimator ($f = 0.75$ m). They are firmly linked by a dedicated connector designed to assure a stable spacing between the axes of the fibers. Their separation is along a vertical axis, this ensure that it is unresolved by the horizontal interferometer baseline.

To delimit the two PERSEE's beams, we use the principle of wavefront separation. A mask is placed at the output of the parabola to produce the beams.

3.2 Optical train

After the separation system, the two beams follow identical paths along the optical train (cf. Fig. 2). All mirrors are coated with unprotected gold.

The M1 flat mirrors, turned by 45° , represent the siderostats of a Bracewell type space interferometer such as PEGASE. They are mounted on piezo-systems to inject disturbances on tip/tilt and opd (detailed description in §3.4).

M2 and M3 (parabolic mirrors) form symmetric off-axis afocal systems to perform beam compression. We cannot represent the real magnification of PEGASE ($M = 20$), thus we will use a scale factor to extrapolate results to real systems. The trade-off study led to $M = 3$, because of the limited allowable inertia of M1 (perturbation injection) and of the coupling of injected tip/tilt disturbances at this level with the flux mismatch (gaussian output of the collimator). The diameter beam passes from 40 mm after M1 to 13 mm after M3.

The folding mirrors M4 and M5 orient the beams in the good direction. Another function of this periscope is that the combination of M4 and M1 form a geometrical achromatic π phase shifter (APS) or field reversal APS.

As the π -APS, required for the achromatic null, is naturally present in the optical design, PERSEE will first test this solution. Furthermore, a more classical system based on dispersive sliding prisms (such as those tested on SYNAPSE [10] and MAII [9] benches) is implemented before the combination stage to correct any defaults of differential chromatism. In case of unexpected problems (alignment, polarization), it can be converted into a π -APS and the geometrical APS removed.

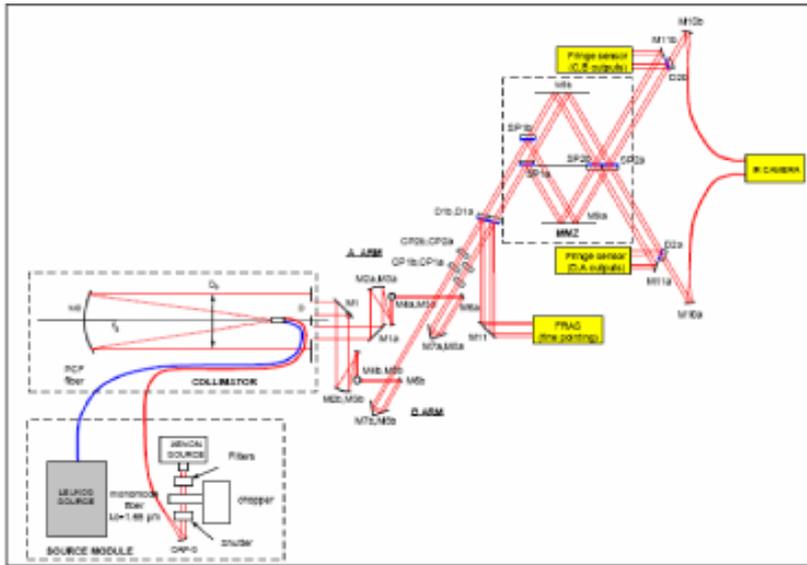


Fig. 2: Optical design of PERSEE (designed by TAS in June 2008)

M6a et b are flat mirrors, turned by 30° to minimize the effects of differential polarization coming from their different positions. The mirrors are mounted on very precise piezo-system to correct perturbations. They are a part of the correction stage detailed in §3.4.

The optical delay lines (ODL) have a cat's eye geometry. They are composed of the parabolic mirrors M7 and the spherical mirrors M8. They are used for opd perturbation or correction, and for pupil imaging.

D1 are annular mirrors. Their goal is to separate the ST band from the others (IR and FT). The outer ring of the beams is reflected toward the ST camera while the main beams go through the inner hole, towards the combination stage. At first, D1 were intended to be dichroic plates to have a transmission on the IR channel (better solution according the optical coating analysis) but the complexity of the coating and the induced chromatism led us to develop another solution.

D2 are dichroic plates. They separate the scientific band from the FT band after the combination. They only influence the nulled output at the SMF injection through the total WFE budget.

M10 Parabolic mirrors inject the destructive and constructive beams into SMFs from Le Verre Fluoré. The beams are sent to the IR camera (cf. §3.7).

The pupil stop is placed just after D1 and reimaged backwards on the M6 mirrors with the cat's eye ODLs.

3.3 Combination stage

This module combines the nuller and the FT system in order to minimize differential paths. The integration of these two functions, which share the same optical components, is a key point of PERSEE [18]. The beam combiner is developed jointly by IAS, CNES and ONERA. It is based on a Modified Mach Zehnder (MMZ) geometry [11]. The incidence angle is 30° .

The concept and the design of the combination stage are detailed in §4.

3.4 Perturbation injection and correction stages

M6 mirrors are mounted on the very precise piezo-system PI S316-10 from Physik Instrumente which allow tip/tilt and translation movement. They are the main correctors for the ST and the FT systems. At first, they will be the only correctors. They will be used to correct for alignment errors (static errors) and laboratory disturbances. Then, they will serve both to introduce and correct small tip/tilt and opd perturbations [12].

Subsequently, M1 mirrors will introduce dynamic perturbations. M1a is mounted on the piezo-system P752 from Newport and will inject small-range opd. M1b is mounted on the piezo-system PI S330 from Physik Instrumente and will introduce tip/tilt.

In a third step, long stroke perturbations of the opd will be introduced using a high resolution (1 nm) and long stroke (1 cm) ODL. First, this will be implemented by the M7-M8 cat's eye mounted on the very precise XMS50 translation stage (Newport). This could be replaced later by a more representative ODL, such as the one developed by TPD-TNO under an ESA R&D contract [13].

Typical profiles of injected perturbations, which drive M1a, M1b and M7-M8a mirrors, are derived from the EADS-ASTRIUM study of the PEGASE GNC (CNES R&D contract [14]).

The measurements used to perform corrections are provided by the Star Tracker camera (cf. §3.5) and the fringe sensor module (cf. §3.6).

3.5 Star Tracker

The ST camera is a IPX-VGA210-L from Imperx.

It is common to both beams. D1 reflect the beams. They go through a common lens (diameter: 50 mm, focal length: 300 mm) towards the camera. The arrangement of the optical components allows reducing the baseline and introducing the differential angle required to separate the images of the two stars on the camera. The useful zone of the camera is a 100x100 region which include the two fields. It is read out at about 500 Hz. On the basis of these measurements, the correction in tip/tilt is performed by the M6 mirrors (cf. §3.4).

3.6 Fringe tracker

The fringe tracker module is composed of the beam combiner, two spectrometers, dichroic plates, multimode fibers and analog single pixel PIN detectors. The fringe sensor uses the four $\pi/2$ phase-shifted outputs (ABCD outputs) of the beam combiner, which perform a spatial modulation (already investigated for stellar interferometry on the ground [15]). After reflection on D2, the beams are sent pairwise through the spectrometers where dichroic plates separate them in two spectral channels (I and J). Then, light goes through small lenses and is injected into multimode fibers. Those fibers lead the light to Silicon (I band) and InGaAs (J band) analog single-pixel PIN detectors [12]. On the basis of these measurements, the correction in opd (piston) is done (cf. §3.4).

3.7 IR detection

The IR detection uses the nulled (D) and bright (B) outputs of the beam combiner in the H, K and L bands. SMFs are used to lead the light towards the detector. Then, they are linked together and reimaged on the camera. The fringes of D output are dispersed thanks to a direct-vision prism. It allows simultaneous access to all IR channels.

For the H and K bands, the detector is a camera using a Picnic 256x256 focal plane. This camera has a very low noise, which allows excellent signal to noise ratio (SNR) with a high frequency passband in the nulling mode (SNR > 20 at 100 Hz). It will improve the results in comparison with the previous systems based on single-pixel detectors (SYNAPSE [10], MAI [9]). It also allows the interferometer to have a lower transmission: about 1% from M1 to the detection and 0.05% from the source to the detection, including the quantum efficiency of the detector.

An InSb single-pixel detector from Judson is considered for the L band. Performances will be reduced to SNR \approx 10 at 0.5 Hz.

3.8 Computer and electronics set-up

A PXI chassis from National Instrumente hosts the real-time LabVIEW software of the co-phasing system and electronics interface cards. It is linked to a standard PC. This computer hosts the Graphic User Interface in LabVIEW and allows flexible communications with

other modules, such as the IR camera or later the GNC simulator. At first, we use datafiles of preliminary computed perturbations. All the electronics units, power supply and detectors (except the ST camera) are deported from the main optical bench not to disturb its stability.

3.9 Status of the modules

In the table 2, the status and the name of the consortium's members responsible of the development are listed for each module. The legend for the status is: D = under end of Definition, M = under Manufacturing, A = under Assembly.

Table 2: Status of PERSEE's modules

Module	Responsible	Status
Source and Separation	OCA	D
Optical train	OCA + TAS	D
ST system	ONERA	A
Combination	IAS+CNES+ONERA	D*
FT system	ONERA	A
IR detection	LESIA	M
Perturbation	TAS+LESIA+ONERA	D
Laboratory	LESIA	M

*optical components are under manufacturing

In the following parts, we describe in details the beam combiner and the fringe tracker.

4. THE BEAM COMBINER

The beam combiner has two functions:

- to provide a nulled achromatic output (D) and a constructive achromatic output (C) in the IR scientific range to perform nulling interferometry
- to generate four ABCD outputs [16] spatially in the FT range.

The challenge of the concept is to couple these two functions in the same optical device in order to minimize the differential paths. It allows to reduce differential stability requirements between the co-phasing metrology and the nulling interferometer. The nuller and the fringe sensor share the same optical components [18].

4.1 Optical design

The chosen design for the beam combiner is based on the Modified Mach Zehnder interferometer (MMZ) concept proposed by Serabyn and Colavita in 2001 [11]. This type of interferometer was tested during the study of the laboratory performance of the Keck Nuller [17] and on the "nulling bench" SYNAPSE (10^{-4} nulling level in the K band) [10]. It allows an optimally symmetric beam combination in terms of phase, amplitude and polarization, which are required for deep nulling interferometry. This geometry has been improved to reach the specifications of PERSEE [18]. The Fig. 3 shows the design of the optical device.

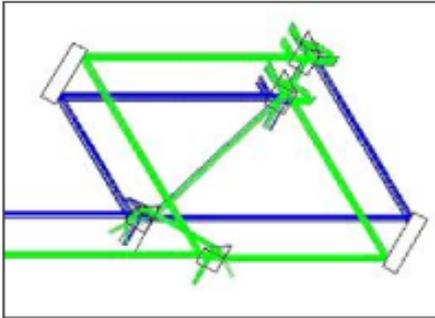


Fig. 3: Optical design of the PERSEE's beam combiner

This design is compact and the property of symmetry is maintained. The beam combiner is composed of 4 beam splitters and 2 mirrors. The 45° incidence angle of the classical Serabyn-Colavita's configuration hasn't been maintained [11], although it allows for a simple, more compact and easier to align geometry. We opted for 30° which is a trade-off to have a good balance between s and p polarization transmission and reflection factors.

4.1.1 The $\pi/2$ phase-shift

To produce the $\pi/2$ phase-shift between the four ABCD outputs of the FT, we introduce an opd of $\lambda/4 \pm 50$ nm at $\lambda = 1$ nm between the BD and AC outputs. The stability of the AC optical path has to be better than 0.5 nm rms with respect to BD. An appropriate and very precise positioning of one of the beam splitters allows to generate this opd.

4.1.2 Beam splitters geometry

The four beam splitters have a trapezoidal geometry [18] (cf. Fig. 4) to avoid stray light. The principle is to combine this design with an adequate thickness (> 10 mm) in order to eliminate the major part of stray light collinear to the main beams.

This concept has been implemented and successfully tested on the SYNAPSE test bench [10].

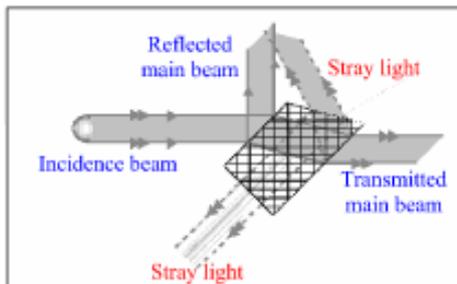


Fig. 4: Trapezoidal geometry of the beam splitters

4.2 Substrates and coatings

The substrate of the beam splitters is CaF_2 ($n \approx 1.4$ at $\lambda = 2 \mu\text{m}$). It has been chosen because of its low index of refraction. Concerning the coatings, the difficulty is to find some that would cover the whole spectral range of the nuller and the FT ($[0.8 - 3.3] \mu\text{m}$) with adequate phase dispersion properties. In order to reach desired performances, the rt product has to be greater than 0.17 between 1.65 μm and 3.3 μm and greater than 0.12 between 0.8 to 1.5 μm . After several studies, we have opted for a three-layer Si-SiO₂ coating with a few 10^{-10} m rms uniformity of the layer thickness.

Concerning the mirrors, the selected substrate is Zerodur because of its extremely low thermal expansion coefficient. The coating is unprotected gold with a reflection coefficient better than 0.97 in the whole spectral range.

4.3 Mechanical Design

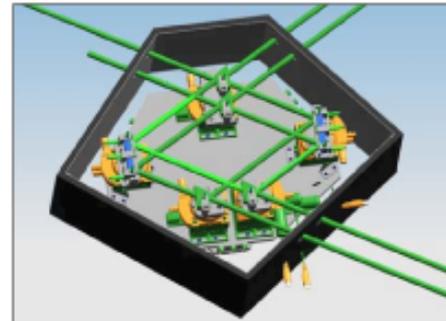


Fig. 5: Mechanical design of the beam combiner

The requirements in term of maximum positioning tolerances and stability that the beam combiner could accept in order to achieve the predicted performances have been determined [18]. Thanks to an appropriate design, we could minimize the differential opd between IR and SF channels and make the system intrinsically very stable. All the plates are on a special breadboard for a better stability. The whole device is enclosed in a protective housing to improve the thermal stability (cf. Fig. 5). This design has currently reached its final stages at IAS.

4.4 Status

The beam combiner is jointly developed by IAS, CNES and ONERA. IAS is also in charge of the supervision of manufacturing. It should be ready for integration on PERSEE and for its first tests in January 2009. In parallel, ONERA has developed a prototype to validate the FT system [12]. Its first results are described in §6.

5. THE FRINGE TRACKER

The fringe tracker is one of the key components of PERSEE. It belongs to the co-phasing system [12]. Its

goal is to minimize the mismatch path with respect to the science channel. The co-phasing system is implemented within two parallel servo loops: the OPD control loop (FT) and the tip/tilt control loop (ST). Preliminary results of this last loop are presented in [8]. The fine loops compensate the external disturbances by corresponding displacements of optical delay lines and fast steering mirrors. The optical components which perform these corrections are detailed in §3.4.

5.1 Specifications

The fringe sensor operates in $[0.8 - 1.5] \mu\text{m}$. In order to reach an average null depth of 10^{-4} with a 10^{-5} stability, the residual OPD must be lower than 2 nm rms. To reach this specification, two correction levels are implemented: a centimetric level with an accuracy of $\sim 1 \mu\text{m}$ and a nanometric level with an accuracy of 0.2 nm. The system operates within three modes described below.

5.1.1 Detection mode

Detecting the fringes is the first step to perform in interferometry. In this mode, the loop is open. When the star (on each arm) or fringes are detected (for example when the SNR of fringe visibility is larger than 5), their drift speed and direction are estimated and the acquisition mode is activated. For the ST, the field of the camera and the accuracy of the absolute positioning system should make this task easy. Things are more difficult for the FT as the ratio between the coherence length and the opd uncertainty is much lower. It is thus necessary to perform a fringe search, by moving the ODL with a linear scan or waiting for the fringes to pass while the spacecrafts drift.

5.1.2 Acquisition mode

At the begin beginning of the acquisition phase, the opd between the two arms of the interferometer can be much larger than the FT operating wavelength. The goal of this phase is to locate the central dark fringe and to decrease the opd under the FT operating wavelength. To do so, the FT spectral band is dispersed into two spectral channels. When the opd residual is lower than a fraction of the FT operating wavelength, the system automatically goes through the tracking mode.

5.1.3 Tracking mode

The tracking phase is the period during which the fringes are stabilized and the science channel makes observations. The main requirements are that the residual opd must be lower than 2 nm rms and the star position stabilized at 600 mas. To reach these specifications, it has been specified that the phase tracking must be performed with a sampling rate close to 1 kHz. Finally, in the case of fringe jumps, the dispersion will ensure dark fringe tracking by removing the main ambiguities.

5.2 Design of the Fringe sensor

As we have already said (cf. §4), the fringe tracker shares optical components with the scientific channel. The beam combination is performed by a kind of modified-Mach-Zehnder interferometer. The demodulation is carried out by the ABCD algorithm [12], the $\{0 - \pi/2 - \pi - 3\pi/2\}$ modulation is performed by adding a $\pi/2$ phase-shift in the beam combiner. Real time computing is carried out by the software LabVIEW Real Time running on a PXI chassis.

6. FIRST RESULTS OF THE CO-PHASING SYSTEM

A preliminary integration of the co-phasing system is currently performed at ONERA, based on the setup shown in Fig. 6. The (blue) light from a laser diode is injected through an output of the MMZ and the two generated beams are used as input (red) beams after autocollimation on the S316 mirrors. The star sensor is fed by a beam splitter, which also generates the pointing reference by retro-reflection of the illumination beams (dashed lines). The green beams are used to align the MMZ on a large reference mirror with an autocollimator. Since tests are done in parallel of the MMZ manufacturing, a dedicated MMZ has been developed by GEPI. It has been specially designed in order to reach the thermal stability requirement. GEPI has also manufactured the spectrometer blocs shown in grey-hatched in Fig. 6b.

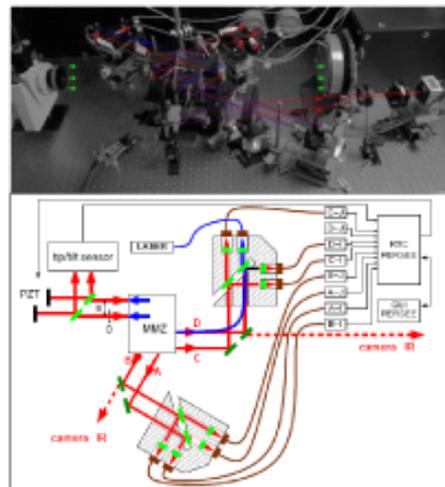


Fig. 6a and b: Photograph and diagram of the preliminary FT+ST integration at ONERA.

Using only two complementary outputs, the loop has very recently been closed with AC algorithm [19].

Fig. 7 shows a 50 second acquisition when the fringe tracker is successively:

- in open-loop: the measured phase induced by environmental perturbations is 12 nm rms
- in closed-loop, the environmental perturbations are reduced to 4.7 nm rms
- in open loop with a calibrated sinusoidal piston perturbation with an amplitude of 240 nm P-V.

It validates the successful operation of the fringe tracker with a bandwidth of only 5 Hz. A nanometric opd residue with a 100 Hz bandwidth is expected when the FS will operate at its nominal sampling rate of 1 kHz after software optimization.

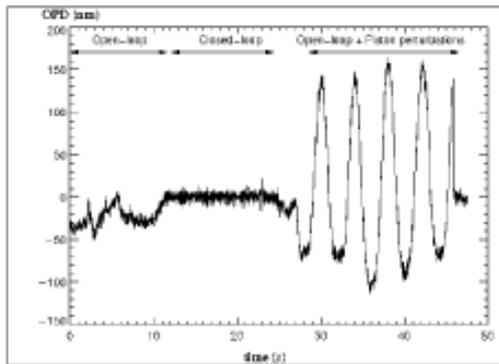


Fig. 7: First OPD tracking obtained at Onera

7. PERSPECTIVE

Bench development has currently reached its final stages and the integration of PERSEE will begin early 2009. Its first results are expected in mid 2009.

Concerning the beam combiner:

- the mechanical design should be ready mid-October
- the optical components are being manufactured
- the system should be ready for integration and first tests in January 2009.

ACKNOWLEDGEMENTS

Sophie Jacquinod's PhD Thesis is funded by CNES and TAS.

REFERENCES

1. Léger, A., et al., "Darwin: Mission concept for the ESA Horizon 2000+ program", ESA, 1993.
2. Léger, A., et al., "Darwin, a proposal for Cosmic Vision 2015-2025 ESA Plan", ESA, 2007.
3. Lawson, P. R. and Dooley, J. A., "Technology plan for the Terrestrial Planet Finder Interferometer", JPL 05-5, NASA, 2005.

4. Angel, J. P. R. and Woolf, N. J., "An Imaging Nulling Interferometer to Study Extrasolar Planets", *ApJ*, 475, 373A, 1997.

5. Ollivier, M., et al., "PEGASE: an infrared interferometer to study stellar environments and low mass companions around nearby stars", proposal for Cosmic Vision 2015-2025 ESA Plan, ESA, 2007.

6. Le Duigou, J. M., et al., "PEGASE: a space-based nulling interferometer", *Proc. SPIE* 6265, pp. 62651M, 2006.

7. Danchi, W. C. and Lopez, B., "The Fourier Kelvin Stellar Interferometer (FKSI) – A practical infrared space interferometer on the path to the discovery and characterization of Earth-like planets around nearby stars", *Comptes Rendus Physique* 8, 396–407, Apr. 2007.

8. Cassaing, F. et al., "PERSEE: a nulling demonstrator with real-time correction of external disturbances", *Proc. SPIE* Vol. 7013, 70131Z, Jul. 28, 2008.

9. Weber, V., Barillot, M., et al., "Nulling interferometer based on an integrated optics combiner", *Proc. SPIE* 5491, pp. 842-850, 2004.

10. Brachet F., *Etude et développement d'un déphaseur achromatique pour l'interférométrie en frange noire*, PhD thesis, University of Paris-Sud (XI), 2007.

11. Serabyn, E. and Colavita, M. M., "Fully Symmetric Nulling Beam Combiners", *Applied Optics* 40, 1668-1671, Apr. 2001.

12. Houairi, K., "PERSEE, the dynamic nulling demonstrator: recent progress on the cophasing system", *Proc. SPIE* Vol. 7013, 70131W, Jul. 28, 2008.

13. Van den Dool, T. et al., "The darwin breadboard cryogenic optical delay line Darwin", *ICSO* 2006.

14. Villien, A. et al., "Gnc for the pegase mission," in [17th IFAC Symposium on Automatic Control in Aerospace], June 2007.

15. Cassaing, F., et al., "An optimized fringe tracker for the VLTI/PRIMA instrument," in [Interferometry in optical astronomy], Léna, P. J. and Quirrenbach, A., eds., 4006, 152–163, *Proc. Soc. Photo-Opt. Instrum. Eng.*, SPIE 2000.

16. Shao, M., Colavita, M. M., et al., "The Mark III Stellar Interferometer", *Astronomy and Astrophysics* 193, 357-371, 1988.

17. Mennesson, B., et al., "Laboratory performance of the Keck Interferometer nulling beam combiner", in *Towards Other Earths: DARWIN/TPF and the Search for Extrasolar Terrestrial Planets*, ed. M. Fridlund & T. Henning (ESA SP-539; Noordwijk: ESA), 525-528.

18. Jacquinod, S. et al., "PERSEE: description of a new concept for nulling interferometry recombination and OPD measurement", *Proc. SPIE* Vol. 7013, 70131T, Jul. 28, 2008.

19. Cassaing, F., "Optical path difference sensors," in [Comptes Rendus de l'Académie des Sciences], IV Physics, 1–12, 2001.

Depuis maintenant 15 ans, le domaine de la détection d'exoplanètes s'est largement développé. L'utilisation de méthodes de détection, indirectes d'abord, a permis de découvrir pas moins de 420 nouveaux « mondes », parfois surprenants. Forts de cela, les scientifiques cherchent maintenant à caractériser ces exoplanètes. Ainsi des projets spatiaux, se basant sur la méthode de l'interférométrie annulante, ont pour but de réaliser des spectres de planètes géantes et telluriques. Compte tenu de la complexité de ces missions, la nécessité de tester, d'abord en laboratoire, certains aspects technologiques comme le principe de l'interférométrie annulante, est rapidement apparue. En 2006, le CNES a décidé de mener une étude R&D de la charge utile d'un interféromètre annulant à deux télescopes (typiquement l'instrument PEGASE). Ainsi, le banc de test PERSEE (Pegase Experiment for Research and Stabilization of Extreme Extinction) est né. Ce banc est le premier banc de test couplant un interféromètre annulant avec un système permettant d'introduire des perturbations calibrées typiques du vol en formation et de les corriger grâce à des boucles actives. Cette thèse s'inscrit dans le cadre de la conception, de l'étude et du développement d'un des sous-systèmes du banc : le module de recombinaison interférométrique. Ce module est dérivé du concept de l'interféromètre de « Mach-Zehnder Modifié » proposé par Serabyn et al. (2001). Il a la particularité de combiner à la fois les faisceaux scientifiques permettant de faire de l'interférométrie annulante et les faisceaux du système de métrologie, ceci afin de minimiser les chemins différentiels entre les deux voies.

Abstract : For the past 15 years, the field of exoplanets detection has considerably expanded. Detection methods, first indirect, have allowed to discover no less than 420 new « worlds », sometimes astonishing. Scientists want now to characterize these exoplanets (particularly telluric ones) and Nulling interferometry is one of the direct detection methods assessed to do this. Within this framework, several space based projects are developed. Due to the complexity of these missions, it is necessary to test, first in laboratory, some technological aspects, as the principle of nulling interferometry. In 2006, CNES has decided to conduct an R&D on the payload of a two-telescope space based interferometer (typically the PEGASE instrument). Thus, the PERSEE test bench (Pegase Experiment for Research and Stabilization of Extreme Extinction) was conceived. The idea of PERSEE is to couple a nulling interferometer with a free flying simulator allowing introducing realistic disturbances and correcting them with active internal loops controlling the optical path difference and the pointing. This PhD work presents the design, the study and the development of one of the sub-systems of the bench : the beam combiner. This module is a new version of the « Modified Mach-Zehnder » beam combiner proposed by Serabyn et al. (2001). It has the particularity to combine the nuller and the Fringe Tracker system in order to minimize differential paths.

Contact : *sophie.jacquinod@hotmail.fr*