

Étude préliminaire de l'instrument proche-infrarouge/rouge du VLTI et de GI2T

V. Coudé du Foresto (DESPA, Obs. Paris-Meudon), F. Malbet (LAOG, Obs. Grenoble),
D. Mékarnia (Fresnel, Obs. Nice), R. Petrov (Astrophysique, Univ. Nice),
F. Reynaud (IRCOM, Univ. Limoges), M. Tallon (CRAL, Obs. Lyon)

7 mars 1997

Abstract

This report covers the different points that have been addressed by the Working Group on the near-IR/red instrumentation of VLTI and GI2T. The mandate of our group was to study an interferometric instrument that:

- could become operational on VLTI in a 2-beam version as soon as the first two UTs come in-line (early 2000);
- could be used in that version to provide unique scientific results within the 30 nights reserved on the UTs for interferometric operation;
- could easily be upgraded to accommodate 3 beams (the ATs) when they come in-line (mid-2001);
- could be developed fully within the French community and for a budget envelope of 3-4MF, even though an international collaboration is most likely to occur;
- could possibly be used and/or tested on GI2T.

Our work is to be inspired from the previous works and documents released on the topic (Interferometry Panels and ISAC at ESO, IVOIRE group in France, trilateral ESO/MPG/INSU Memorandum on VLTI). An additional assumption is made that the instrument will benefit from a low-cost adaptive optics system (whose feasibility is studied in parallel by another Working Group), so that single-mode operation with decent efficiency can be considered for the UTs in K and the ATs in the red.

Our group realized that the interferometric combination of two UTs is unique essentially for the sensitivity it provides, and therefore identified as a priority target for the UTs the study of the central core of active galactic nuclei, whose observation at decametric baselines can lead to important new science in relatively little telescope time. Major science objectives for the ATs are the study of low-mass objects (brown dwarfs and "hot Jupiter" exoplanets), the circumstellar environment of YSOs (also a backup program with spectral resolution on the UTs), stellar surface structures and Be stars, and AGBs with their circumstellar environment at high spectral resolution.

Based on numerical simulations and the observed behavior of PUE'O (the CFHT adaptive optics bonnette), we have analyzed the performance of the low-cost, 31-actuator curvature-sensing AO system proposed by the AO Working Group. For the UTs the maximum correction will be achieved at magnitudes $V < 12$. The average Strehl ratio in K would then be in the range 0.1–0.3. For the 20% best seeings, the Strehl ratio would still be 0.2 at $V = 14$. With the ATs, the average Strehl would be best at 0.8–0.9 in K and 0.05–0.2 in H-alpha, for magnitudes $V < 10$.

The time and budget constraints and the expected performance of the adaptive optics lead us to recommend a simple instrument (single-mode, single-field) for the K band (non-thermal IR), based on proven designs with a capacity for spectral resolution of up to 10000. It features spatial filters and photometric calibration to provide high precision visibility measurements. The instrument is upgradable towards the red. Such an instrument has the capability to perform the recommended science programs; it is clear, however, that in a cophased mode its sensitivity at low spectral resolutions will be limited by the fringe sensor. The faintest sources can only be observed in coherent mode.

We present a preliminary work breakdown structure and a census of the internal resources (expertise and manpower) in each of the laboratories affiliated to the National Program for High Angular Resolution. They are found to be sufficient in most domains to undertake the project fully within the community, with the exception of a relative lack of computer scientists/programmers.

Résumé

Ce document recense les différents points qui ont été abordés par le groupe de travail sur l'instrumentation proche-infrarouge/rouge du VLTI et de GI2T. La mission de notre groupe était de dresser une esquisse pour un instrument interférométrique devant fonctionner sur l'interféromètre du VLT et si possible sur l'interféromètre GI2T. Le domaine de longueur d'onde ciblé est le proche-infrarouge avec une possible extension dans le rouge. La résolution spectrale doit pouvoir atteindre 10000. Une optique adaptative est incluse qui permet d'observer en monomode sur les télescopes de 8m (UT) en K et sur les télescopes de 1.8m (AT) dans le rouge. L'instrument doit pouvoir accepter à terme trois faisceaux en entrée sans trop de modifications.

Nous avons donc mené une étude fonctionnelle de cet instrument s'appuyant sur des objectifs scientifiques prioritaires clairement affichés. Il nous semble que l'utilisation des UT permettra d'aborder une cible scientifique jamais atteinte à ce jour, l'observation des régions centrales des noyaux actifs de galaxie avec une résolution inférieure au parsec. Par ailleurs les AT permettront une étude détaillée de l'environnement des étoiles en formation et plus particulièrement les disques proto-planétaires. Sur ces bases, nous avons passé en revue les fonctionnalités de l'instrument afin de dégager les meilleurs concepts instrumentaux. Après une comparaison détaillée des différents concepts, nous avons montré que le recombineur multiaxial à trois voies d'entrée dans une configuration linéaire non redondante couplé à un spectrographe à réseau est sans doute le meilleur choix pour cet instrument. À partir des performances globales de l'instrument, nous montrons que le programme scientifique est complètement réalisable, à l'exception peut-être des observations à moyenne et haute résolution spectrale sur des sources relativement peu brillantes. En effet la principale limitation vient de la limite en sensibilité du senseur de franges de l'ESO qui ne permet pas de cophaser ces sources.

Finalement nous avons fait un rapide tour d'horizon des laboratoires et des personnes susceptibles de participer à l'étude détaillée, à la réalisation, à l'intégration et à la mise en opération de cet instrument. Notre estimation grossière du coût donne un chiffre de 0.5-1 MF pour l'instrument focal, 1.8 MF pour les deux optiques adaptatives et 0.7-1 MF pour le détecteur, soit un coût total compris entre 3 et 3.8 MF.

Table des matières

1	Introduction	5
1.1	Contexte VLTI	5
1.2	Contexte GI2T	7
1.3	Mandat du groupe de travail	8
1.4	Autres groupes de travail	9
1.5	Conclusion	9
2	Programme scientifique	10
2.1	Utilisation des télescopes unitaires	10
2.2	Programme scientifique sur les AT	11
2.3	Programme scientifique sur GI2T	12
2.4	Cahier des charges scientifique	13
3	Environnement interférométrique sur le VLTI et sur GI2T	15
3.1	Systèmes externes sur le VLTI	15
3.2	Interaction de l'instrument avec les systèmes externes	17
3.3	Fonctions de service sur GI2T	19
3.4	Transmission optique	20
4	Fonctions de l'instrument	22
4.1	Adaptation des faisceaux d'entrée	23
4.2	Inversion de champ	23
4.3	Analyse et correction du front d'onde	23
4.4	Correction du piston – cophasage et cohérence	24
4.5	Contrôle et analyse de la polarisation	25
4.6	Filtrage spatial	26
4.7	Exploration de la différence de marche	26
4.8	Extraction de signaux de calibration	26
4.9	Recombinaison et modulation	27
4.10	Résolution spectrale	27
4.11	Détection	28
4.12	Calibration et alignement	29
5	Optique adaptative et senseur de franges	30
5.1	Introduction	30
5.2	Modélisation du système	30
5.3	Comparaison avec d'autres calculs	35
5.4	Télescopes du VLTI	36
5.5	Télescopes du GI2T	38
5.6	Température de couleur et magnitude limite	38
5.7	Performances du PFSU en mode cophasé	38
5.8	Conclusion	40

6	Concepts instrumentaux	43
6.1	Solutions techniques proposées	43
6.2	Les différents concepts	47
6.3	Comparaison des instruments	51
6.4	Conclusion	54
7	Performances attendues	56
7.1	Magnitudes limites provenant de l'optique adaptative et du senseur de franges	56
7.2	Valeurs utilisées pour les calculs de performances	56
7.3	Importance du bruit de détecteur et du fond thermique	57
7.4	Performances de l'instrument	59
7.5	Programmes scientifiques réalisables	63
8	Réalisation	64
8.1	Organigramme des produits	64
8.2	Liste des métiers	66
8.3	Estimation du coût	67
8.4	Ressources humaines disponibles	67
8.5	Planning	68
8.6	GI2T et VLT1	68
9	Recommandations	69
A	Bibliographie	71
A.1	Rapports	71
A.2	Articles	72
B	Abréviations et acronymes utilisés	74

Table des figures

1.1	Plan de développement de la phase I du VLTI	6
2.1	Histogramme cumulé des magnitudes V des AGN	11
2.2	Profil radial de NGC1068 en K	11
2.3	Histogrammes cumulés des magnitudes V et K des étoiles jeunes	12
3.1	Diagramme fonctionnel entre l'instrument et les systèmes externes	16
4.1	Diagramme des fonctions de l'instrument	23
4.2	Comparaison des performances entre un détecteur InSb et un détecteur NICMOS III	28
5.1	Rendement quantique global pour l'analyseur de surface d'onde au VLTI et au GI2T	34
5.2	Comparaison de l'atténuation du Strehl entre PUE'O et le modèle	36
5.3	Rapport de Strehl pour un UT	37
5.4	Rapport de Strehl pour un AT	37
5.5	Rapport de Strehl pour un télescope du GI2T	39
5.6	Gains en magnitude dus au rougissement de la source	39
5.7	Performances du PFSU sur le VLTI	41
5.8	Performances du PFSU sur le GI2T	41
6.1	Module d'adaptation des faisceaux d'entrée et inversion de champ	44
6.2	Configuration optique du module d'optique adaptative	44
6.3	Recombinaison de type coaxial	45
6.4	Modulation de la phase par des polariseurs et lames quart d'onde.	45
6.5	Recombinaison de type multiaxiale dans une configuration linéaire non-redondante.	46
6.6	Recombineur multiaxial avec spectrographe dispersif	48
6.7	Table de recombinaison à trois télescopes avec des fibres monomodes	49
6.8	Recombineur coaxial avec spectrographe FTS	50
7.1	Rapport signal à bruit de l'instrument pour 2 UT en bande K	61
7.2	Rapport signal à bruit de l'instrument pour 2 AT en bande K	61
7.3	Rapport signal à bruit de l'instrument pour GI2T en bande K	61

Liste des tableaux

1.1	Spécifications fonctionnelles des instruments VLTI par l'ESO	7
1.2	Spécifications de l'instrument rouge/infrarouge définies par le PNHRAA	8
2.1	Cahier des charges scientifiques de l'instrument rouge/infrarouge du VLTI	13
2.2	Cahier des charges scientifiques de l'instrument infrarouge de GI2T	13
3.1	Transmission théorique du VLTI (sans dichroïque M9).	20
3.2	Transmission et réflexion de la dichroïque M9.	20
3.3	Transmission théorique du VLTI (avec dichroïque M9).	20
3.4	Transmission estimée du VLTI (sans dichroïque M9, et, atmosphère et vieillissement inclus).	20
4.1	Conditions de <i>seeing</i> au Paranal et sur le plateau du Calern	24
4.2	Magnitudes limites dans la bande H du PFSU	25
5.1	Mesure des aberrations fixes faites sur PUE'O	35
5.2	Modèles de turbulence pour le VLTI au Paranal.	38
5.3	Modèles de turbulence pour le GI2T au Calern.	38
6.1	Tableau récapitulatif de comparaison entre les différents concepts instrumentaux.	55
7.1	Magnitudes limites V de l'optique adaptative	57
7.2	Magnitudes limites équivalentes en V du senseur de franges	57
7.3	Caractéristiques des différentes bandes photométriques.	57
7.4	Rayonnement du corps noir intégré sur chaque bande photométrique	58
7.5	Résolutions à partir desquelles le fond thermique du réseau domine en K.	58
7.6	Valeur de l'émission thermique E_{th} en $W\ cm^{-2}\ st^{-1}\ \mu m^{-1}$ dans la bande K.	59
7.7	Magnitude K_t de prédominance du fond thermique.	59
7.8	Magnitude J_d de prédominance du bruit de lecture du détecteur.	60
7.9	Magnitude H_d de prédominance du bruit de lecture du détecteur.	60
7.10	Magnitude K_d de prédominance du bruit de lecture du détecteur.	60
7.11	Magnitudes limites pour les UT	62
7.12	Magnitudes limites pour les AT	62
7.13	Magnitudes limites pour GI2T	62
7.14	Magnitudes limites pour 2UT et 1AT	62
8.1	Ressources humaines: chercheurs instrumentalistes en interférométrie	67
8.2	Ressources humaines: ingénieurs et techniciens	68

Chapitre 1

Introduction

Lors de la réunion, le 20 septembre 1996, du conseil scientifique et du bureau, le PNHRRAA (*Programme National "Haute Résolution Angulaire en Astronomie"*) a décidé de mettre en place un groupe de travail sur l'instrumentation rouge et infrarouge du VLTI et de GI2T. Ce groupe composé de:

- V. Coudé du Foresto (DESPA, Obs. Paris-Meudon) ;
- F. Malbet (LAOG, Obs. Grenoble), responsable du groupe ;
- D. Mékarnia (Fresnel, Obs. Nice) ;
- R. Petrov (Astrophysique, Univ. Nice) ;
- F. Reynaud (IRCOM, Limoges) ;
- M. Tallon (CRAL, Obs. Lyon)

est chargé d'étudier l'instrumentation proche infrarouge/rouge du VLTI et de GI2T et de rendre un rapport avant la fin du mois de janvier. C'est ce rapport qui est détaillé dans le présent document. Dans ce chapitre, nous allons rappeler le contexte scientifique et technique du VLTI et de GI2T avant d'expliciter le mandat dont nous avons été chargés.

1.1 Contexte VLTI

Pour mieux situer l'objectif de ce groupe, il nous est apparu opportun de rappeler le contexte scientifique et technique du VLTI. Depuis décembre 1993, le mode interférométrique du VLTI avait été reporté sans date précise en raison de problèmes budgétaires. L'ESO a cependant continué à étudier l'implantation du VLTI et a mis sur pied un comité scientifique ISAC (*Interferometry Science Advisory Committee*) chargé d'émettre des recommandations sur le mode interférométrique [1]. Ce comité faisait suite à une série d'*Interferometry Panels* qui avaient produit deux rapports ESO [2, 3].

ISAC a remis ses recommandations à l'ESO (The ESO Messenger 83, Mars 1996 [1]) en vue de redéfinir les fonctionnalités du mode interférométrique du VLT, maximisant les retombées scientifiques tout en minimisant l'impact budgétaire. Ces recommandations sont les suivantes:

1. le VLTI doit être opérationnel le plus tôt possible ;
2. le développement du VLTI doit être effectué par phases successives de complexité croissante, jusqu'à aboutir à l'implantation complète du VLTI comme spécifié par les comités précédents ;
3. les premières phases doivent se concentrer sur :
 - (a) l'infrarouge proche et moyen ($1 - 5\mu\text{m}$ et $10 - 20\mu\text{m}$) ;
 - (b) l'utilisation d'instruments monomodes (c'est-à-dire un combinateur de faisceaux dont le champ de vue est égal à la taille de la tache d'Airy d'un télescope individuel du réseau) pour chacun des domaines de longueur d'onde ;
 - (c) l'implantation d'une fonctionnalité astrométrique petits-angles dans le proche infrarouge ;

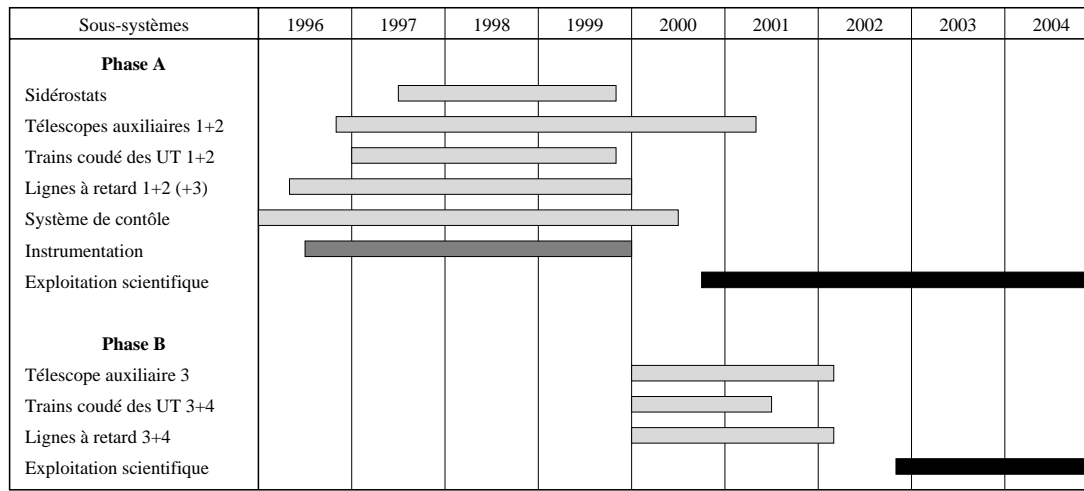


FIG. 1.1 – Plan de développement de la phase I du VLTI

- (d) le développement de 3 télescopes auxiliaires de 1.8m de diamètre avec correction du tip-tilt ;
- (e) l'utilisation le plus tôt possible de 2 télescopes unités de 8m de diamètre avec correction du tip-tilt ;
- (f) la possibilité d'utiliser jusqu'à 4 éléments du réseau interférométrique en simultanément de façon à pouvoir faire de la clôture de phase et de l'imagerie ;

4. les phases suivantes devront permettre :

- (a) le fonctionnement du VLTI à des longueurs d'onde plus courtes ;
- (b) le recours à des niveaux plus élevés de correction par optique adaptative ;
- (c) l'utilisation des 4 UT ainsi que des télescopes auxiliaires.

Par la suite, l'équipe VLTI de l'ESO a donc proposé un plan de développement pour le mode interférométrique du VLT respectant ces recommandations [4]. Il leur est apparu que les spécifications scientifiques contenu dans le rapport ISAC [1] imposent des spécifications techniques de premier niveau:

1. le VLTI doit acquérir des franges d'ici la fin 1999 afin de rester compétitif avec les autres projets interférométriques ;
2. le développement du VLTI doit être phasé, la première phase devant inclure les UT et être centrée sur les domaines spectraux qui permettent leur utilisation à la limite de la diffraction ;
3. Les télescopes auxiliaires doivent avoir un diamètre de 1.8m ;
4. un champ de vue de $2''$ est suffisant. De façon à pouvoir utiliser les techniques de référence de phase et l'astrométrie, il faut que le VLTI soit capable de pointer sur une deuxième position dans un rayon de 1 minute d'arc de la première position ;
5. le VLTI doit être capable de recombinaison simultanément 4 télescopes ;
6. la recombinaison doit fonctionner dans le rouge, le proche infrarouge et l'infrarouge moyen avec une résolution spectrale jusqu'à 10000 ;
7. la précision du mode astrométrique doit atteindre au moins $50\mu\text{as}$

Par conséquent, la première phase d'implantation du VLTI (phase I) se fera en deux sous-phases (phases I-A et I-B). La phase I-A qui a déjà débuté se déroulera jusqu'à la fin 2001 en ce qui concerne les développements techniques. Deux sidérostats de 10cm de diamètre sont utilisés pour tester l'équipement interférométrique (lignes à retard, système de contrôle, senseur de franges et stabilisateurs d'images) avant l'installation

TAB. 1.1 – Spécifications fonctionnelles des instruments VLTI par l’ESO [4]

Instrument proche infrarouge	Instrument infrarouge thermique
<p>Phase I-A</p> <ul style="list-style-type: none"> – combine 2 faisceaux venant des AT – domaine spectral: $0.7 - 4\mu\text{m}$ – résolution spectrale: bandes larges $\rightarrow 10000$ – calibration des visibilités par filtrage spatial (fonctionnement monomode) – possibilité de fournir un signal pour le suiveur de franges interne – permet l’utilisation des champs doubles <p>Phase I-B</p> <ul style="list-style-type: none"> – combine 3 faisceaux venant des AT 	<p>Phase I-A</p> <ul style="list-style-type: none"> – combine 2 faisceaux venant des UT – domaine spectral: bande N et Q (extension à M) – résolution spectrale: bandes larges jusqu’à 1000 – calibration des visibilités par filtrage spatial (fonctionnement monomode) – possibilité de fournir un signal pour le suiveur de franges interne – détection des franges par modulation temporelle <p>Phase I-B</p> <ul style="list-style-type: none"> – combine 4 faisceaux venant des UT

des deux premiers télescopes auxiliaires (pas avant 2001 à cause des délais de réalisation). Les deux premiers trains coudés pour les UT sont construits pour former la première ligne de base disponible permettant de voir les “premières franges” avant la fin 1999¹. Il est prévu de construire deux lignes à retard actives et une passive. L’instrumentation infrarouge (proche et moyen) est réalisée et installée. Le programme scientifique peut commencer après que ces différents éléments ont été testés et approuvés.

La phase I-B commence au début de 2000 et s’étend pour la partie technique jusqu’à la fin 2002. Les deux trains coudés des UT qui manquent sont réalisés et installés. Le troisième AT est construit et installé sur le site, ainsi que les troisième et quatrième lignes à retard. Il est prévu d’obtenir les “premières franges” avec trois AT d’ici la fin 2002, permettant une exploitation scientifique complète du VLTI à partir de 2003.

Dans le plan de développement de la phase I du VLTI [4], le chapitre 3.8.2 décrit plus particulièrement l’implantation des instruments dans le VLTI. Lors de la modification de l’accord tripartite [5], le CNRS, l’ESO et les MPG sont d’accord pour que les instruments soient fournis par les instituts des pays membres de l’ESO et plus particulièrement la France et l’Allemagne signataires de l’accord. Deux instruments sont prévus dans un premier temps: un instrument proche infrarouge et un instrument travaillant dans la bande atmosphérique à $10\mu\text{m}$. Les spécifications fonctionnelles pour ces instruments sont résumées dans la table 1.1. L’instrument proche infrarouge ne fait référence qu’aux AT et l’instrument infrarouge thermique qu’aux UT parce que dans l’esprit de l’ESO les télescopes ne sont équipés que de correction de *tip-tilt*. L’instrument proche infrarouge peut très bien combiner les faisceaux provenant de 2 UT si ces faisceaux sont corrigés de la turbulence atmosphérique par une optique adaptative.

Il est aussi demandé aux équipes qui fourniront l’instrumentation de fournir les fonctions générales suivantes: environnement cryogénique, filtrage spatial, recombinaison, dispersion spectrale, détection de franges, acquisition des données et archivage, interfaces avec le système de contrôle du VLTI.

1.2 Contexte GI2T

Le besoin d’observer à très haute résolution angulaire dans l’infrarouge avec des sensibilités importantes ont conduit trois laboratoires à proposer l’insertion d’une voie infrarouge sur la table REGAIN de GI2T [6]. Ces trois laboratoires sont le Laboratoire d’Astrophysique de l’Observatoire de Grenoble (LAOG), le Département Fresnel de l’Observatoire de la Côte d’Azur (OCA) et le Département de Recherche Spatiale (DESPA) de l’Observatoire de Paris-Meudon.

GI2T, depuis 3 ans, est en totale reconfiguration consistant en une jouvence des télescopes, mais aussi en

1. si installés sur UT1 et UT2

TAB. 1.2 – *Spécifications de l'instrument rouge/infrarouge définies par le PNHRAA*

Phase (a)	Phase (b)
<ul style="list-style-type: none"> – simplicité; – faisabilité dans les délais (avant 1999); – opération dans le proche-infrarouge; – alimentation par deux télescopes; – utilisation de techniques bien maîtrisées aujourd'hui; – utilisation d'optique adaptative sur chaque voie propre à l'instrument. 	<ul style="list-style-type: none"> – extension au Rouge; – capacités additionnelles (spectroscopie, extraction fibrée des UT, double entrée, etc...); – alimentation par trois télescopes (2AT+1UT).

un changement de la table de recombinaison. La nouvelle table, appelée REGAIN, couvrira les fonctions de service (rotation de champ, retard optique, correction d'optique adaptative,...) pour des instruments situés sur des étages différents. Le premier instrument est un instrument visible. L'idée du rapport IVOIRE est de proposer un instrument infrarouge pour une exploitation scientifique qui réponde aux objectifs suivants d'ici 1998:

- les objectifs scientifiques prioritaires impliquent que la sensibilité atteigne $K = 7 - 8$, un accès à N et à de la résolution spectrale.
- l'objectif est tout d'abord une exploitation scientifique et non pas un développement technologique.
- utiliser les acquis technologiques que sont les expériences SOIRDETE, FLUOR et le projet Ultimatech
- placer cet instrument dans la perspective du VLTI.

Dans ce cadre, le PNHRAA a décidé en septembre 1996 de mettre en commun le plus de développements possibles entre la voie infrarouge de GI2T et celle du VLTI.

1.3 Mandat du groupe de travail

La lettre du président du PNHRAA, M. Pierre Léna, explicite le mandat de notre groupe de travail. En voici un résumé.

La tâche du groupe est de définir l'instrument Rouge/Infrarouge destiné à GI2T et au VLTI, qui résultent des réflexions successivement conduites par les Panels Interférométrie de l'ESO, le groupe ISAC de l'ESO, le groupe IVOIRE en France, les négociateurs de la mise à jour du Memorandum de l'accord tripartite VLTI.

Cet instrument devra être conçu en deux phases:

Phase (a): opérationnelle sur GI2T puis sur les deux télescopes de 8m à Paranal fin 1999

Phase (b): opérationnelle sur deux AT en 2001

Cet instrument devra être en conformité avec les calendriers actuels de l'ESO et les objectifs inscrits dans le Memorandum mis à jour. Par conséquent, l'instrument devra répondre aux critères résumés dans le tableau 1.2.

Il a été demandé en outre au groupe:

- de définir l'objectif scientifique prioritaire de l'instrument, tant sur GI2T que sur les UT;
- de prendre en compte la compatibilité de la phase (a) avec les développements extérieurs requis par la phase (b) pour éviter toute redondance;

- d’estimer les ressources humaines nécessaires et disponibles et de produire un organigramme en évitant la trop grande dispersion des actions entre groupes et instituts ;
- d’estimer le coût ;

dans l’hypothèse d’un travail réalisé exclusivement par des équipes françaises. Les partenariats seront envisagés dans la phase qui suivra immédiatement l’achèvement de la phase de définition de l’instrument.

Le passage de l’instrument sur le GI2T est considéré comme essentiel et devra être soigneusement pris en compte dans le calendrier de développement.

1.4 Autres groupes de travail

Par ailleurs le PNHRAA a créé deux autres groupes de travail sur les thèmes “optique adaptative” et “mode astrométrique du VLTI”. Les objectifs du “groupe optique” adaptative sont :

- de définir le système d’optique adaptative destiné à l’instrument rouge/infrarouge destiné à GI2T puis au VLTI ;
- de définir le système d’optique adaptative qui pourrait équiper durablement GI2T ;
- de définir les systèmes d’optique adaptative qui pourraient équiper d’autres télescopes de taille moyenne.

avec pour objectif de trouver une solution aussi standardisée que possible.

Les objectifs du groupe “mode astrométrique du VLTI” sont d’étudier la particularité de la voie astrométrique du VLTI en collaboration avec les partenaires allemands et l’ESO.

1.5 Conclusion

Le groupe de travail sur l’instrumentation rouge/infrarouge du VLTI et de GI2T s’est donc donné comme objectif la définition d’un concept pour un instrument proche infrarouge pour le VLTI. Les modalités d’adaptation sur GI2T doivent être examinées. Ce concept réalisable dans le calendrier de l’ESO (avant la fin 1999 pour la phase (a)) et compatible avec l’environnement du VLTI doit pouvoir passer de la combinaison de 2 faisceaux à 3 faisceaux, atteindre la résolution spectrale 10000, être extensible vers les longueurs d’onde visible sans changements majeurs dans la conception. Par ailleurs le groupe de travail ne s’intéresse pas à la recherche de composants pour l’optique adaptative (rôle dévolu au groupe “optique adaptative”), ni à l’implantation d’un mode astrométrique (rôle dévolu au groupe “mode astrométrique du VLTI”).

Les recommandations du groupe qui sont regroupées dans le dernier chapitre (chap. 9) se sont appuyées sur une analyse des objectifs scientifiques de l’interférométrie infrarouge sur le VLTI et GI2T (chap. 2), l’étude de l’environnement interférométrique de ces deux sites (chap. 3), l’analyse fonctionnelle de l’instrument (chap. 4) comprenant l’étude des performances de l’optique adaptative et de l’interface avec le senseur de franges de l’ESO (chap. 5) pour aboutir au choix d’un concept instrumental (chap. 6). Nous détaillons les performances attendues d’un tel instrument ainsi que le programme scientifique réalisable (chap. 7). Nous finissons cette étude par l’ébauche d’un plan de réalisation par les laboratoires nationaux (chap. 8).

Chapitre 2

Programme scientifique

Les programmes scientifiques réalisables avec un interféromètre ont été identifiés depuis longtemps [1, 2, 3, 6, 7]. Le colloque *Science with the VLTI* organisé en juin 1996 par ISAC à Garching a permis de mettre en évidence la richesse des observations scientifiques à réaliser avec le VLTI. C'est un instrument qui ouvre des perspectives nombreuses et variées. Parmi celles-ci, nous détaillons ici les programmes qui profiteront pleinement des possibilités uniques du VLTI et de GI2T. Le chapitre 7 qui analyse les performances attendues de l'instrument permettra de vérifier que ces programmes seront finalement réalisables.

2.1 Utilisation des télescopes unitaires

Nous restreignons notre étude au domaine de l'infrarouge proche, puisque c'est celui pour lequel l'instrument sera limité par la diffraction (grâce à l'utilisation de l'optique adaptative). L'infrarouge thermique n'entre pas dans nos prérogatives et le domaine rouge sera dominé par de nombreuses tavelures et il sera donc peu efficace de travailler en monomode. Le domaine de longueurs d'onde considéré est donc le domaine couvrant les bandes J ($1.25\mu\text{m}$), H ($1.68\mu\text{m}$) et K ($2.2\mu\text{m}$).

Dans un premier temps, le programme scientifique ne peut s'appuyer ni sur l'obtention d'une image (une seule base disponible), ni sur un gain en résolution (la base d'environ 40m est relativement courte par rapport aux autres interféromètres). La nouveauté du VLTI se situe plutôt au niveau de sa sensibilité (ouvertures de 8m). Dans la liste des priorités scientifiques affichées par l'ESO [4] (compagnons faible masse d'étoile séquence principale et pré-séquence principale, environnement circumstellaire d'étoiles proches, centre galactique et régions centrales des noyaux actifs de galaxies), nous avons sélectionné le programme "noyaux actifs de galaxies". En effet une majeure partie du programme sur les compagnons de faible masse et sur les environnements circumstellaires est réalisable avec des télescopes de la classe des 1 à 2m comme les AT (cf. §2.2 et §2.3).

L'intérêt majeur de l'utilisation des UT est la sensibilité, ce qui permet d'envisager d'observer pour la première fois les régions centrales des noyaux actifs de galaxies (AGN). Malbet, Petitjean & Henri [14] ont montré qu'il était possible d'explorer le cœur des AGN par interférométrie infrarouge et que l'on pouvait en tirer des informations importantes sur les phénomènes physiques en jeu. Par exemple, il est possible de faire la distinction entre un tore de poussière optiquement épais et compact, et, une région globalement optiquement mince contenant des nuages de poussières optiquement épais et s'étendant sur des distances plus importantes. Ces deux modèles ont la même signature spectrophotométrique mais pas les mêmes visibilité interférométriques.

Nous avons représenté l'histogramme cumulé des magnitudes V des AGN du catalogue de Véron-Cetty & Véron [15] inférieures à $V=15$ et dont les déclinaisons sont comprises entre -70° et $+10^\circ$ (fig. 2.1). À titre d'exemple il y a 5 AGN plus brillantes que $V=12$ et 30 plus brillantes que $V=13$. Il faut cependant être prudent, car même si l'émission des AGN est concentrée au centre, la magnitude visible utilisable par le VLTI sera la magnitude intégrée sur 2 secondes d'arc taille du champ disponible avec le VLTI. Cette magnitude sera vraisemblablement plus faible.

Une des AGN les plus lumineuses en K est NGC1068. Elle a une magnitude intégrée de $K=7.7$, mais est étendue à cette longueur d'onde comme l'ont mis en évidence les observations avec l'optique adaptative [16]

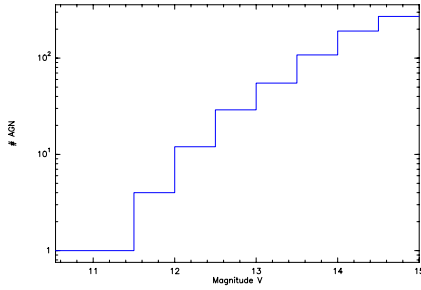


FIG. 2.1 – Histogramme cumulé des magnitudes V des AGN de magnitude inférieure à $V=15$ et situées entre -70 et $+10$ degrés de déclinaison (d’après Véron-Cetty & Véron [15])

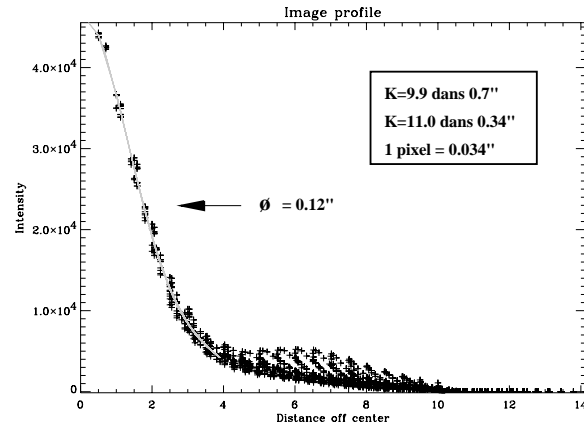


FIG. 2.2 – Profil radial de NGC1068 en K (d’après Rouan et al. [16]). Un pixel vaut $0.0344''$.

présentées sur la figure 2.2. En supposant que le cœur de NGC1068 n’est pas résolu et en intégrant le flux contenu dans 60mas de diamètre (tache d’Airy d’un UT) on obtient le flux réellement utilisable par le VLTI, soit une magnitude de $K \approx 11$. La magnitude visible de NGC1068 est de 10.8. Il est intéressant de remarquer que la différence $V-K$ est de 3 quand on considère les magnitudes intégrées. Si on considère la magnitude intégrée sur toute la source en visible et la magnitude intégrée sur 60mas en K alors $V-K$ est pratiquement nul. Ceci nous permet d’estimer que les magnitudes présentées sur l’histogramme de la figure 2.1 peuvent donner une idée des magnitudes K utiles. Les AGN sont sans doute moins résolues que NGC1068 qui est une des plus proches et donc cet histogramme présente une vision probablement un peu pessimiste.

Si les conditions d’observation sont médiocres (*inférieur à la moyenne*), nous proposons comme programme de remplacement l’observation des disques d’étoiles T Tauri. Comme indiqué dans le paragraphe 2.2, ce programme est presque totalement couvert par l’observation en mode VISA. Cependant les étoiles T Tauri les plus faibles dans le visible et dans le proche infrarouge sont souvent aussi les plus enfouies. Elles ne pourront être étudiées qu’avec les télescopes de 8m. Leur magnitude visible est comprise entre $V=10$ et $V=13$ et leur magnitude infrarouge entre $K=8$ et $K=11$. Par ailleurs l’observation des étoiles T Tauri plus brillantes permettra d’utiliser de la résolution spectrale et donc d’étudier la cinématique de l’environnement circumstellaire (cf. Eisloffel et Dougados [17] au colloque VLTI sur les jets).

2.2 Programme scientifique sur les AT

Les AT vont permettre d’explorer plusieurs bases et donc donner accès à l’imagerie avec une sensibilité importante bien qu’inférieure à celle des UT. Nous rappelons ici les thèmes scientifiques principaux¹ qui seront abordés [1]:

- détection et étude des planètes extra-solaires. Une précision sur les visibilitées de moins de 0.1% est nécessaire;
- étude de l’environnement circumstellaire des étoiles jeunes;
- étude des étoiles de faible masse et des naines brunes;
- étude des structures à la surface des étoiles;
- étude des étoiles AGB et de leur environnement circumstellaire à haute résolution spectrale;
- étude des étoiles Be;

Parmi les différents programmes prioritaires identifiés par l’ESO, nous pensons que l’étude de l’environnement circumstellaire des étoiles jeunes est suffisamment novateur et particulièrement adapté à une exploitation rapide des données. Nous l’avons donc sélectionné comme programme prioritaire sur les AT.

1. L’étude du centre galactique n’est malheureusement pas possible sans l’utilisation de la méthode de référence de phase pour cophaser l’interféromètre sur IRS7.

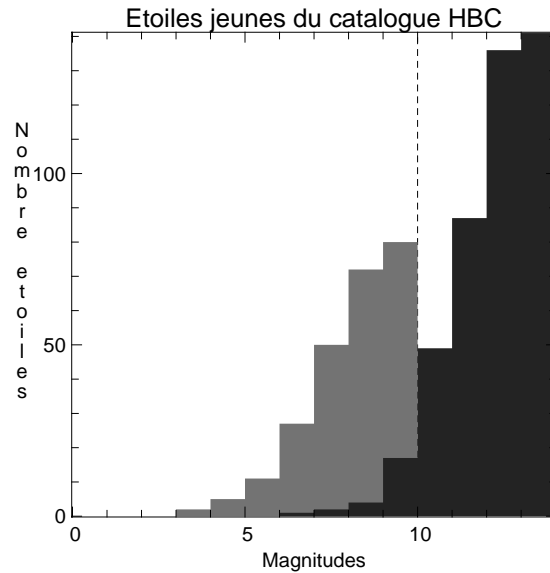


FIG. 2.3 – *Histogramme cumulé des magnitudes V (sombre) et K (clair) des étoiles jeunes extraites du catalogue HBC [20] dont la déclinaison est comprise en -70 et 10 degrés et de magnitude $V < 14$ et $K < 10$.*

La problématique de l’environnement circumstellaire des étoiles jeunes consiste essentiellement à comprendre la formation, l’évolution et les propriétés d’un environnement très complexe constitué d’un disque proto-planétaire optiquement épais, enfoui dans un résidu d’enveloppe de poussière moins aplatie et partiellement optiquement mince, auxquels s’ajoute un système de flots de perte de masse dont l’axe est probablement perpendiculaire au plan du disque. De plus il a été montré que la plupart des objets stellaires jeunes étaient en fait des systèmes multiples. Ce schéma général de l’environnement des étoiles jeunes découle principalement de l’analyse spectrale de ces objets. Reste encore à démontrer la véracité de ces modèles en obtenant des images directes de cet environnement ou plus simplement des mesures de visibilités. Malbet & Bertout (1995, [18]) ont montré que l’observation de ces disques nécessitait l’utilisation de l’interférométrie infrarouge. Ménard et al. (1996 [19]) ont prolongé cette étude aux environnements circumbinaires ainsi qu’aux mécanismes de diffusion multiples dans des enveloppes vues de côté pour lesquelles le contraste avec l’étoile est faible.

La taille caractéristique du système disque/enveloppe/flots est de l’ordre de quelques dizaines d’unités astronomiques, soit quelques dixièmes de seconde d’arc à la distance des régions de formation stellaires les plus proches (150 pc). Cette taille caractéristique est aisément accessible avec les AT. D’autre part, l’émission des poussières du disque et de l’enveloppe domine dans l’IR proche, ce qui rend une voie IR du VLTI particulièrement adaptée à leur étude. Les visibilités attendues se situent autour de $0.8 - 0.9$ pour les objets les moins résolus (étoiles T Tauri) et inférieures à 0.5 pour les plus résolus (étoiles FU Orionis). Une précision inférieure à 1% voire 0.1% est absolument nécessaire pour observer ces objets. Quant à la sensibilité, la figure 2.3 montre l’histogramme des magnitudes V et K cumulées. Une magnitude limite de 6 est donc nécessaire pour commencer à étudier ces phénomènes, et une magnitude de $K \geq 8$ permettra de commencer des études statistiques. Une magnitude de 10 ouvrira le champ d’investigation à des objets plus faibles.

Il est aussi extrêmement intéressant d’étudier les divers stades évolutifs de cet environnement. Cela concerne les différentes phases des étoiles jeunes, mais aussi les phases les plus évoluées qui semblent montrer que les étoiles possèdent de la matière circumstellaire sous forme plus ténue (cf. disque de β Pictoris).

2.3 Programme scientifique sur GI2T

Le rapport IVOIRE [6] fait état du programme scientifique que la communauté scientifique souhaite mener sur GI2T. Il est à remarquer que GI2T doit permettre d’observer à des longueurs d’onde comprises

TAB. 2.1 – Cahier des charges scientifiques de l'instrument rouge/infrarouge du VLTI

Paramètres instrumentaux	Valeurs souhaitées
sensibilité	le mieux possible ($K > 11$, $V > 12 - 13$)
résolution spectrale	$R = \text{pleines bandes} - 100 - 1000 - 10000$
résolution spatiale	dépend des lignes de base disponibles
couverture spectrale	$[0.6 - 2.6 \mu\text{m}]$
champ de l'instrument	champ monomode \Rightarrow rayon de la tache d'Airy (8m : 60mas en K, 1.8m : 250mas en K) \Rightarrow champ non vignetté de $2''$
réponse temporelle	limitée par les effets de supersynthèse
traitement de la polarisation	possibilité de calculer les paramètres de Stokes pour des taux de polarisation $> 1\%$

TAB. 2.2 – Cahier des charges scientifiques de l'instrument infrarouge de GI2T

Paramètres instrumentaux	Valeurs souhaitées
sensibilité	le mieux possible ($K > 7-8$, $V > 10$)
résolution spectrale	$R = \text{pleines bandes} - 100 - 1000$
résolution spatiale	dépend des lignes de base disponibles
couverture spectrale	$[2.2 - (12) \mu\text{m}]$
champ de l'instrument	champ monomode \Rightarrow rayon de la tache d'Airy (environ $0.3''$ en K) \Rightarrow champ non vignetté de $5''$
réponse temporelle	limitée par les effets de supersynthèse

autour de $2.2\mu\text{m}$ et $10\mu\text{m}$ dans un deuxième temps. De plus GI2T se trouve dans l'hémisphère Nord et permettra d'observer les objets de cet hémisphère avec une sensibilité légèrement inférieure à celle du VLTI en mode VISA, mais supérieure aux interféromètres infrarouges actuels (IOTA, PTI).

Les programmes qui ont été proposés sont les suivants :

- enveloppes circumstellaires des étoiles AGB et post-AGB ;
- étude des étoiles B actives: détermination de la perte de masse ;
- systèmes symbiotiques ;
- environnement circumstellaire des étoiles jeunes ;
- étoiles de type β Pictoris ;
- recherche de binaires rouges – fonction initiale de masse ;
- environnement circumstellaire des étoiles évoluées et des étoiles OB ;

2.4 Cahier des charges scientifique

Le cahier des charges scientifique doit spécifier les critères concernant la source astrophysique, soient :

- flux ;
- distribution spectrale ;
- distribution spatiale ;

- domaine spectral ;
- champ ;
- variation temporelle ;
- taux et états de polarisation ;

Ces critères qui peuvent être examinés au cas par cas pour chaque programme scientifique sont directement liés aux paramètres instrumentaux. La table 2.1 résume les souhaits formulés par les scientifiques quant aux performances de l'instrument VLTI afin de pouvoir mettre en œuvre leur programme d'observation. La table 2.2 résume les mêmes paramètres sur GI2T.

Chapitre 3

Environnement interférométrique sur le VLTI et sur GI2T

La fonction principale de l'instrument interférométrique infrarouge/rouge est de combiner plusieurs faisceaux optiques provenant de télescopes, afin de mesurer le degré de cohérence spatio-temporelle de la source astrophysique observée. L'infrastructure interférométrique utilisée est celle du VLTI développée par l'ESO au Paranal et celle du GI2T développée par l'OCA sur le plateau du Calern. Les domaines de longueurs d'onde souhaités sont ceux de l'infrarouge proche (1-2.5 microns) et ceux du rouge (0.6-1 microns).

L'analyse a d'abord débuté par la définition du système (ici l'instrument) par l'identification des systèmes externes avec lequel il interagit. Cela a permis de tracer la frontière entre le système lui-même et l'extérieur. La liste des systèmes extérieurs est donnée dans la section 3.1. Nous avons ensuite établi la liste des fonctions (service, usage, contraintes, consignes) de l'instrument dans son interaction avec les systèmes externes (section 3.2). Ces analyses ont été faites dans le cadre du VLTI et la section 3.3 explicitera les différences rencontrées dans le cadre du GI2T.

3.1 Systèmes externes sur le VLTI

Les systèmes externes qui sont énumérés ci-dessous ne sont pas toujours identifiables à des systèmes physiques. Ce sont plutôt des systèmes fonctionnels qui ont été isolés par le type de fonction. La liste qui suit est représentée sur la figure 3.1

1. Source

C'est la source de photons qui alimente l'instrument. Cela peut-être la source astrophysique dont les photons sont recueillis par les télescopes et propagés dans l'interféromètre. Cela peut-être aussi des sources internes à l'interféromètre pour des raisons d'alignement ou de calibration (par exemple, lasers d'alignement).

2. Télescopes

Nous avons identifié sous le nom "Télescopes" l'ensemble du système optique de pointage et son contrôle. Les caméras et les asservissements d'acquisition font partie de ce système.

3. Compensation du tip-tilt

Ce système correspond au système de correction de la turbulence atmosphérique placé sur les télescopes. Actuellement sur le VLTI, ce sont des compensateurs de tip-tilt, mais à terme selon le type de télescope ils pourront être remplacés par des optiques adaptatives. Ce qui compte ici c'est la fonction "correction de la turbulence atmosphérique" sur les télescopes.

4. Transport des faisceaux

Ce système n'a pas de correspondant physique unique. Il interagira sur l'instrument principalement sous forme de contrainte. Ainsi, par exemple, dans le cas de l'utilisation de fibres pour l'extraction du

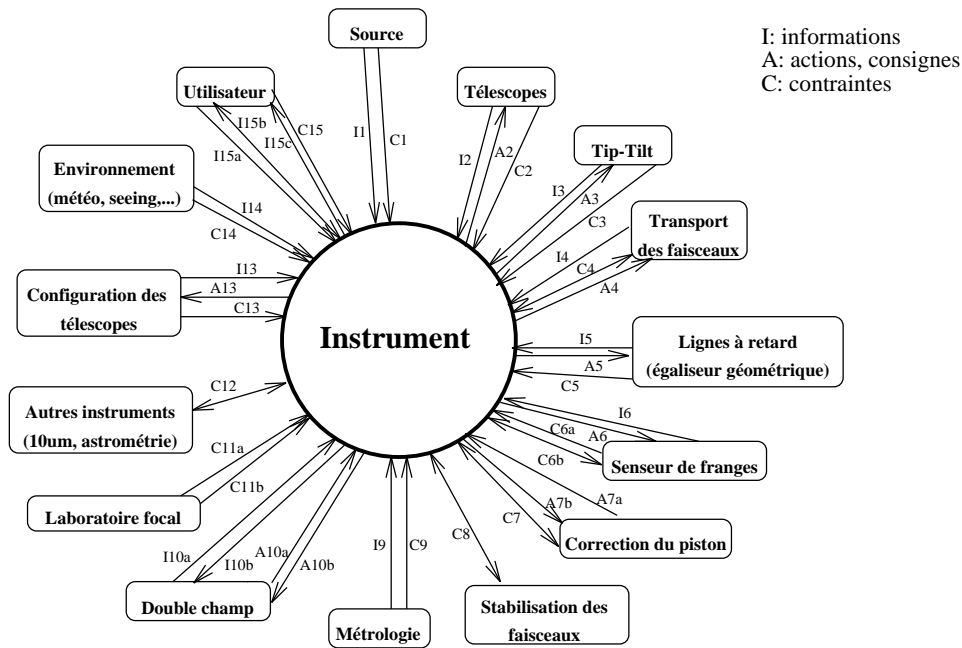


FIG. 3.1 – Diagramme fonctionnel entre l'instrument et les systèmes externes. Les fonctions sont indiquées avec le code suivant: I pour l'échange d'information, A pour les actions ou consignes, C pour les contraintes. Les numéros réfèrent à la numérotation des systèmes externes.

signal à un foyer Nasmith après l'optique adaptative, les contraintes pourront être le domaine spectral et la dispersion.

5. Lignes à retard

Il s'agit ici de l'ensemble des systèmes qui corrigent le retard optique entre les télescopes dû essentiellement à la position de la source dans le ciel. Nous ne considérons pas ici la partie de compensation active qui sert à corriger le piston atmosphérique.

6. Senseur de Franges

C'est le senseur de franges fourni par l'ESO. Ce pourrait être le Prototype Fringe Sensor Unit (PFSU) développé à l'OCA. Sa vocation est de prélever du signal sur chacune des voies pour en sortir un signal d'erreur qui est envoyé au correcteur de piston (cf. système 7). Le senseur de franges peut travailler soit sur le faisceau primaire, soit sur le faisceau secondaire.

7. Correction du piston

C'est l'élément chargé de corriger le piston atmosphérique. Il reçoit l'information soit du senseur de franges (cf. système 6) soit d'un signal envoyé par l'instrument.

8. Stabilisation des faisceaux en entrée

C'est la fonction qui assure la stabilisation des faisceaux en entrée. Cela consiste à la fois en une stabilisation de l'image et de la pupille. L'instrument doit se conformer à la direction et à la position du faisceau d'entrée.

9. Métrologie

C'est le système qui assure la mesure des chemins optiques dans la partie externe à l'instrument. Cette métrologie donne à la fois des renseignements sur des systèmes isolés, comme la position de la ligne à retard, comme aussi sur la différence de chemin optique globale à l'entrée de l'instrument.

10. Double champ

C'est le système qui permet de séparer le champ du télescope en deux champs de 2 secondes d'arc.

11. Laboratoire focal

C'est l'environnement du laboratoire focal qui joue un rôle notamment au niveau de l'encombrement possible de l'instrument.

12. Autres instruments

Ce sont les autres systèmes. Ils ont un rôle à jouer au niveau position et encombrement dans le laboratoire focal. Il ne nous est pas apparu clairement quelles devaient être les contraintes au niveau des observations simultanées avec les autres instruments. Ces contraintes devront être définies plus tard. Dans le cadre du VLTI ces autres instruments sont l'instrument MIR et l'instrument astrométrique.

13. Configuration des télescopes

Le système *configuration des télescopes* n'est pas un système physique. Cependant il contraint un certain nombre de paramètres au niveau de l'instrument.

14. Environnement et senseurs

Ce sont l'ensemble des paramètres extérieurs mesurés sur le site. Cela comprend les mesures météorologiques, la ou les mesures du *seeing*, les mesures de l'échelle externe,....

15. Utilisateur et programme scientifique

C'est le bout de la chaîne. Cependant il nous a semblé judicieux de mettre la limite entre l'instrument et l'utilisateur¹ au niveau du clavier et de l'écran. Par conséquent, l'utilisateur n'a pas d'action à mener autres que des décisions sur les séquences d'observation en fonction de son programme scientifique. C'est aussi l'instrument qui prend en charge les communications avec les autres systèmes externes.

3.2 Interaction de l'instrument avec les systèmes externes

Nous avons recensé trois types de fonctions externes:

- les échanges d'information,
- les actions soit en provenance, soit en direction de l'instrument,
- les contraintes imposées soit par l'instrument vers les systèmes externes, soit des systèmes externes vers l'instrument.

Nous avons décidé de codifier ces fonctions: I pour les échanges d'information, A pour les actions, C pour les contraintes. Une flèche de gauche à droite (\rightarrow) pour les fonctions en provenance d'un système externe en direction de l'instrument, et une flèche de droite à gauche pour les fonctions en provenance de l'instrument et en direction de systèmes externes (\leftarrow). Dans notre représentation, le système externe se situe à gauche et l'instrument à droite. Nous avons donc repris la liste des différents systèmes externes pour étudier leurs liens avec l'instrument.

1. Source

I1 \rightarrow Identité (source celeste, interne, laser,...)

C1 \rightarrow Flux, type spectral, polarisation, variabilité

2. Télescopes

I2 \rightarrow Ascension droite et déclinaison. Statut. Heure.

A2 \leftarrow Pointage, offset

C2 \rightarrow Vitesse de pointage, couverture du ciel

3. Compensations du tip-tilt

I3 \rightarrow Flux, erreur sur la détermination du centroïde (influence sur contraste instrumental)

1. Nous avons considéré l'*utilisateur* comme un utilisateur ayant une parfaite connaissance de l'instrument.

A3← consignes on-off, offset (mesure des darks)

C3→ sensibilité limite, domaine spectral

4. Transport des faisceaux

I4→ nature des faisceaux (parcours aériens et/ou en fibres) et identification des faisceaux (provenant des UT ou des AT), polarisation, rotation de champ

A4← Rotation de champ

C4↔ polarisation, rotation de champ, transmission spectrale

5. Lignes à retard

I5→ position et vitesse

A5← position et vitesse

C5→ temps de repositionnement de la ligne à retard discrète, autonomie de la ligne à retard continue, précision de déplacement

6. Senseur de Franges

I6→ Piston, mode (poursuite: cohérençage ou cophasage, recherche)

A6← mise en service, paramètres d'utilisation (temps d'intégration, filtrage,...), mode

C6a← sensibilité (magnitude limite, sensibilité spectrale)

C6b↔ localisation et compatibilité, insertion dans le train optique, dérivation de flux

7. Correction du piston

A7a→ corrige le faisceau

A7b← signal d'erreur du senseur de franges interne

C7↔ liées à l'asservissement (hystérésis,...)

8. Stabilisation des faisceaux en entrée

C8↔ encombrement (géométrie et diamètre des faisceaux)

9. Métrologie

I9→ Métrologies (ddm interne, ...)

C9→ précision

10. Double champ

I10a→ position et déplacement du champ secondaire

I10b← position de la source

A10a→ séparer les faisceaux en faisceaux primaire et secondaire

A10b← choisir le faisceau, détermination du champ secondaire

11. Laboratoire focal

C11a→ Encombrement et propreté (vibrations, lumière)

C11b← Thermalisation

12. Autres instruments

C12→ Encombrement

13. Configuration des télescopes

I13 → description de la configuration

A13 ← configuration désirée

C13 → temps de reconfiguration et d'aiguillage

14. Environnement et senseurs

I14 → Informations sur la *seeing* (r_0 et t_0), conditions météo, échelle externe, sismicité, signal horaire

C14 → turbulence atmosphérique, taux d'humidité,...

15. Utilisateur et programme scientifique

I15a → identification de la source (estimation des caractéristiques), paramètres d'observation

I15b ↔ séquence d'observation (liste d'objets, de calibrateur,...) optimisation

I15c ← données, diagnostics (pré-traitement, logfile), logfile

C15 → ergonomie, documentation

3.3 Fonctions de service sur GI2T

Les fonctions de service sur GI2T ont à peu près les mêmes fonctionnalités que celle du VLTI. Les différences principales sont :

Télescopes

GI2T possède deux télescopes "Boules" de 1.52m de diamètre. Un troisième télescope est prévu.

Tip-Tilt

Pas de tip-tilt de prévu.

Transport des faisceaux

Transport aérien des faisceaux vers la table REGAIN. La table REGAIN est prévue pour 3 faisceaux. À la sortie de la table, 3 voies seront disponibles.

Lignes à retard

- Une ligne à retard mobile est installée.
- La deuxième LAR est fixe. Elle sera remplacée par une LAR mobile quand le troisième télescope sera disponible. Pour le moment cette deuxième LAR n'est pas financée.

Senseur de Franges

Le PFSU sera installé pour une période non déterminée. L'avenir de cet instrument sur le GI2T n'est pas encore discuté.

Double Champ

Pas de double champ prévu.

Laboratoire focal

La table infrarouge sera installée à côté de la table REGAIN dans le même laboratoire focal. Son emplacement est déjà prévu. Les piliers sont déjà installés.

Autres instruments

En dehors des tables optiques visible (REGAIN) et proche infrarouge, il est prévu d'installer un instrument infrarouge thermique. Quelque soit le concept de l'instrument proche-infrarouge, les deux instruments IR seront installés sur la même table. D'où un sérieux problème d'encombrement si les deux instruments ne sont pas compacts.

TAB. 3.1 – *Transmission théorique du VLTI (sans dichroïque M9).*

Longueur d'onde (nm)	Transmission moyenne
450 – 700	35%
1500 – 12000	50%

TAB. 3.3 – *Transmission théorique du VLTI (avec dichroïque M9).*

Longueur d'onde (nm)	Transmission moyenne
450 – 700	7%
1500 – 12000	45%

TAB. 3.2 – *Transmission et réflexion de la dichroïque M9.*

Longueur d'onde (nm)	Transmission/réflexion
450 – 700	$T > 80\%$ ^a
1500 – 12000	$R > 90\%$

TAB. 3.4 – *Transmission estimée du VLTI (sans dichroïque M9, et, atmosphère et vieillissement inclus).*

Longueur d'onde (nm)	Transmission moyenne
450 – 700	20%
1500 – 12000	30%

^a c'est-à-dire $R < 20\%$ pour la voie scientifique

Environnements et senseurs

Il n'est pour le moment pas prévu d'autres mesures que les mesures météorologiques.

Utilisateur et programme scientifique

L'instrument infrarouge doit s'intégrer dans la chaîne totale d'acquisition et de traitement du système REGAIN.

3.4 Transmission optique

Un des paramètres importants pour l'évaluation des performances est la transmission optique jusqu'à l'instrument. Nous avons fait une estimation de celle-ci pour le VLTI [11] et GI2T [12]. Les traitements optiques définitifs n'étant pas encore choisis, et les effets de vieillissement n'étant pas inclus il convient d'être prudent.

3.4.1 Sur le VLTI

Les traitements des miroirs M1 à M3 sont fait à l'aluminium². Les miroirs M4 à M16 utilisent l'argent protégé. M9 est une dichroïque qui dépend de la longueur d'onde d'observation.

La transmission totale après M16 en entrée du laboratoire de recombinaison (excepté M9) est donnée dans la table 3.1. La dichroïque M9 située au foyer coudé du télescope peut être choisie en fonction de la bande d'observation désirée au niveau du laboratoire. Sa fonction est de transmettre le visible (vers le senseur de tip-tilt ou de front d'onde situé au coudé) et de réfléchir la voie scientifique. La solution nominale est une dichroïque visible/infrarouge à transition "douce" pour éviter des effets de polarisation trop importants. Ses caractéristiques prévues sont données dans la table 3.2. Au total pour la voie scientifique en entrée du laboratoire, cela correspond aux transmissions de la table 3.3.

Comme dans le cadre de l'instrument proposé l'optique adaptative fait aussi la correction de tilt, nous n'utiliserons pas le senseur de front d'onde situé en M9. Nous remplacerons la dichroïque M9 par un miroir. Par conséquent en prenant des facteurs grossiers pour le vieillissement des traitements (0.8) et pour la transmission atmosphérique (0.8), nous pensons qu'il est réaliste d'utiliser les coefficients de transmission de la table 3.4.

2. Il est possible que M2 et M3 des UT soient traités à l'argent car cela semble maintenant techniquement possible (ils le seront de toutes facons pour les AT). Dans ce cas, une légère amélioration de quelques pourcents dans le visible est possible.

3.4.2 Sur GI2T

Les télescopes boules comportent 3 miroirs : le primaire difficile à nettoyer réfléchit environ 70%. Le secondaire qui transmet 10% en visible pour l'acquisition, réfléchit au moins 90% dans l'infrarouge. Le tertiaire qui peut être traité à l'argent protégé réfléchit 98%. Par conséquent le rendement de chaque télescope est de 62%.

La table REGAIN comporte un réducteur de faisceau Cassegrain formé de 2 miroirs réfléchissant 98% chacun, un dérotateur de champ à trois miroirs, un système correcteur de front d'onde à 5 réflexions et une dichroïque (90%), une ligne à retard avec 5 réflexions, trois miroirs et deux dichroïques (vers la voie visible et vers le senseur de franges) ce qui donne un rendement global pour la table infrarouge de 50% dans l'infrarouge.

Par conséquent on peut estimer que la transmission totale de GI2T dans l'infrarouge est 30%, donc très similaire à celle estimée pour le VLTI.

Chapitre 4

Fonctions de l'instrument

Dans ce chapitre nous résumons l'analyse fonctionnelle que nous avons menée au cours de nos réunions. La fonction principale de l'instrument proche infrarouge/rouge du VLTI est :

Mesurer le degré complexe de cohérence spatio-temporelle entre trois (deux dans un premier temps) faisceaux provenant d'une source astrophysique.

Cette fonction doit être réalisée dans le contexte suivant. L'instrument recueille à son entrée trois faisceaux provenant de trois télescopes parmi quatre du VLTI (2 UT et 2 AT). Deux de ces faisceaux traversent des lignes à retard mobiles et le dernier une ligne à retard fixe incrémentale. Le VLTI délivre trois faisceaux parallèles dans un état de rotation de champ et de polarisation en principe identique. Les images et les pupilles sont stabilisées. La position des pupilles peut être modifiée à volonté grâce aux miroirs VCM (miroirs zooms) des lignes à retard. Les lignes à retard assurent le cophasage des faisceaux si elles reçoivent un signal de mesure de la DDM résiduelle.

Afin de mesurer la cohérence des faisceaux d'entrée dans l'instrument, il convient d'effectuer les fonctions suivantes :

- adaptation des faisceaux d'entrée ;
- inversion de champ (facultatif) ;
- correction du front d'onde (si possible) ;
- correction du piston – cophasage et cohérencage (si possible) ;
- contrôle et analyse de la polarisation ;
- filtrage spatial ;
- exploration de la différence de marche ;
- extraction de signaux de calibration ;
- recombinaison et modulation ;
- résolution spectrale (si nécessaire) ;
- détection ;
- calibration et alignement.

Ces fonctions ne sont pas ordonnées de manière séquentielle et ne correspondent pas forcément à un élément physique unique de l'instrument. Un même sous-système peut réaliser plusieurs fonctions à la fois (cf. figure 4.1).

Trois modes sont à considérer pour le fonctionnement de l'instrument focal :

- **mode cophasé**, dans lequel les différences de marche entre les faisceaux sont stabilisées à une fraction de longueur d'onde ;
- **mode cohérencé**, dans lequel le suiveur de franges (cf. section 6) permet de rester dans la longueur de cohérence de l'instrument ;
- **mode "suivi en aveugle"**, sans senseur de franges dans lequel la qualité métrologique de l'interféromètre est telle que l'on est assuré d'être dans la longueur de cohérence¹.

1. Ce mode pourra être utilisé quand la métrologie de l'interféromètre sera bien connue pour des objets faibles ou pour des objets dans la bande H (où opère le senseur de franges)

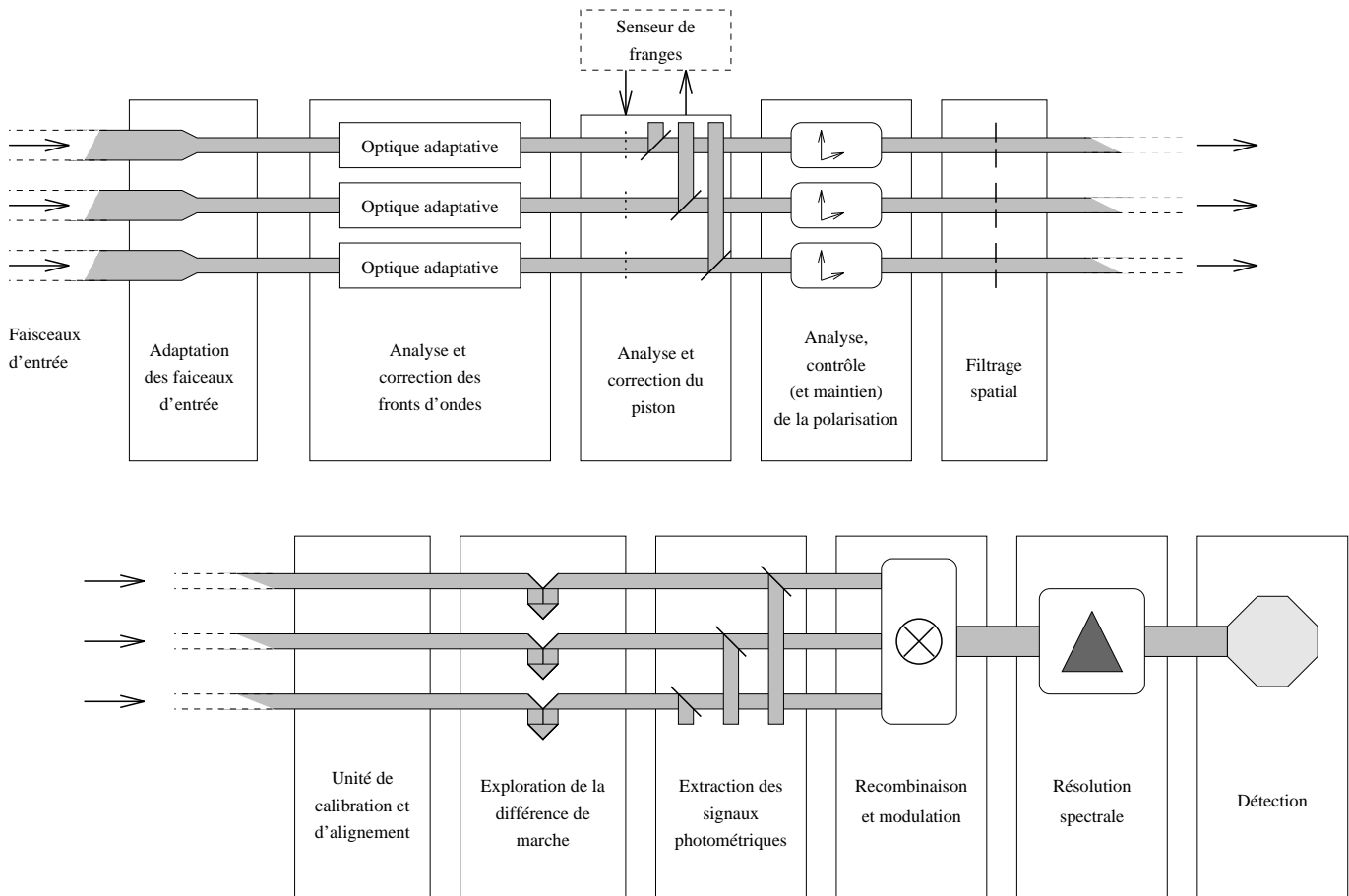


FIG. 4.1 – Diagramme des fonctions de l'instrument

4.1 Adaptation des faisceaux d'entrée

Les faisceaux qui proviennent des UT font 80mm de diamètre. Les faisceaux qui proviennent des AT font 18mm de diamètre. Le diamètre imposé par le miroir déformable de l'optique adaptative se situe entre 50mm et 55mm. Il est possible de réduire les faisceaux jusqu'à 40mm. L'adaptateur de faisceau permet donc de mettre le faisceau provenant des télescopes à la taille du miroir déformable.

4.2 Inversion de champ

Pour certaines applications, on peut aussi s'intéresser à l'inversion de la direction sous laquelle est vue l'objet rapidement et fréquemment. Cela revient à faire pivoter l'image de l'objet de 180 degrés. Ce module est indispensable si on veut faire des mesures en interférométrie différentielle pour pouvoir éliminer des défauts instrumentaux à mieux que $\lambda/1000$. Les effets instrumentaux s'ajoutent à la différence de marche d'un objet entre deux canaux spectraux. En inversant l'objet sur le ciel grâce à ce module, on inverse la DDM de l'objet mais pas celle de l'instrument. En prenant l'ensemble des mesures faites avec et sans inversion de champ on élimine les défauts instrumentaux. Ce module peut être développé dans une phase ultérieure.

4.3 Analyse et correction du front d'onde

Les faisceaux d'entrée ont subi des perturbations dues à la turbulence atmosphérique ainsi qu'à l'optique de transfert. Les fronts d'onde sont donc déformés sur des échelles spatiales r_0 caractéristiques de la longueur d'onde d'observation et des conditions météorologiques (état du *seeing*). Ces échelles sont résumées dans le tableau 4.1 pour des conditions moyennes (50% des nuits) et excellentes (20% meilleures nuits). Au Paranal

TAB. 4.1 – Conditions de seeing au Paranal [8] et sur le plateau du Calern [9]

Site	r_0	r_0	D/r_0 sur les UT		D/r_0 sur les AT		D/r_0 sur GI2T	
	à $2.2\mu\text{m}$	à $0.6\mu\text{m}$	K	K	V	K	V	
Paranal ($0.66''$)	92cm	19cm	8.7	1.9	9.3			
Paranal ($0.5''$)	122cm	26cm	6.6	1.5	7			
Calern ($1.25''$)	49cm	10cm				3.1	14.6	
Calern ($1.0''$)	61cm	13cm				2.5	11.7	

(VLTI) le *seeing* est meilleur que $0.66''$ pour 50% des nuits et meilleur que $0.5''$ pour 20% des nuits [8]. Sur le plateau du Calern (GI2T) le *seeing* est meilleur que $1.25''$ pour 50% des nuits et meilleur que $1''$ pour 20% des nuits [9].

Le tableau 4.1 permet de voir que dans l'infrarouge proche les AT et GI2T seront bien corrigés par un système de tip-tilt. Par ailleurs, nous pouvons voir que les conditions de turbulence ramenées au diamètre des télescopes sont comparables pour les UT dans l'infrarouge proche et pour les AT dans le rouge avec un D/r_0 compris entre 7 et 9. Par conséquent il semble cohérent d'utiliser la même optique adaptative pour l'infrarouge sur les UT et pour le rouge sur les AT. Le chapitre 5 aborde avec plus de détail l'étude du sous-système d'optique adaptative avec la descriptions des composants et les performances attendues en rapport de Strehl. Comme l'instrument fonctionne en monomode, la fonction de l'optique adaptative est de concentrer la lumière dans le plan focal où se situe le filtrage spatial.

4.4 Correction du piston – cophasage et cohérencage

L'analyse du piston² (différence de marche optique entre deux télescopes) est prévue à la fois sur le VLTI et sur GI2T (cf. chapitre 3). C'est un système extérieur qui reçoit une partie du flux provenant des télescopes (dans la bande H à $1.6\mu\text{m}$) et qui mesure les différences de marche optique entre les trois faisceaux d'entrée. Cette information peut être exploitée et peut permettre d'asservir les lignes à retard. Un prototype est en cours de réalisation à Limoges et à Nice [21, 22].

Le capteur de franges mesure la phase et l'enveloppe des franges. Il existe trois modes de fonctionnement du PFSU :

- **cophasage** : mesure de la phase à une fraction de longueur d'onde. La valeur la plus souvent retenue est 33nm ;
- **cohérencage fin** : mesure de la phase avec une précision d'une longueur d'onde ;
- **cohérencage** : mesure du centre de l'enveloppe cohérente avec une précision de l'ordre de la longueur de cohérence, soit $\lambda^2/\Delta\lambda$.

Il convient de placer le capteur de franges après l'optique adaptative. Une raison fondamentale est que l'instrument (en K ou en R) doit voir le même mode que le suiveur de frange (en H). La seule façon de le garantir est de former un cœur cohérent *blanc* par l'optique adaptative. Sans cela, le suiveur de frange serait inutile, même avec un rapport signal à bruit infini. De plus le capteur de franges fonctionne avec des fibres monomodes à $1.6\mu\text{m}$. Par conséquent les déformations du front d'onde sont transformées en fluctuations photométriques. Il est alors indispensable d'extraire la lumière des faisceaux d'entrée après l'optique adaptative pour avoir une amélioration du rapport de Strehl et donc du nombre de photons entrant dans le capteur de franges.

Les performances qui ont été données lors de la dernière revue de projet du capteur de franges (février 1997) sont résumées en table 4.2. Les magnitudes limites ont été calculées pour différentes configurations. La première est un rappel des magnitudes limites données dans le rapport de la phase A avec le concept LAMP (les différentes bases étaient séparées par multiplexage en fréquence). Les 3 autres lignes donnent les magnitudes limites en H avec le concept qui a été retenu pour différents paramètres. Le nouveau concept

2. La principale source de piston est l'atmosphère, mais il existe d'autres sources : vibrations, flexions des montures,...

TAB. 4.2 – *Magnitudes limites dans la bande H du senseur de franges ESO (PFSU) pour une précision de 33nm.*

	2 AT Strehl=0.3 (tip-tilt)	2 UT Strehl=0.2 (OA)
ancien concept (LAMP)	5.4	8.2
2 détecteurs, $t = 24\%$	6.4	9.2
4 détecteurs, $t = 24\%$	6.8	9.6
4 détecteurs, $t=12\%$	6.1	8.9

optique utilise une recombinaison coaxiale avec 4 détecteurs. La transmission optique de 24% correspond à la transmission optique théorique calculée pour un traitement de toutes les optiques avec les performances annoncées par les constructeurs. Sans aucun traitement la transmission optique serait de 6%. 12% semble donc être un bon compromis pour rendre compte de la qualité réelle des traitements lors de l'utilisation de l'instrument. Les magnitudes indiquées sont celles donnant un bruit sur le signal de DDM équivalent à 33nm RMS à une fréquence de 4ms. Le calcul est très simple et ne prend pas en compte d'éventuelles sources de bruits autres que celle venant des détecteurs (dont le niveau de bruit n'est pour l'instant encore qu'estimé): résidu de l'asservissement de DDM interne, bruit de photons, variations de flux dues a la turbulence, etc...

On peut remarquer que si l'on se contente d'une précision de $\lambda/10$ à $2.2 \mu\text{m}$ et d'une mesure toutes les 10ms, on gagne 5.1 magnitudes par rapport au tableau 4.2. Les performances dépendent évidemment du rapport de Strehl obtenu après l'optique adaptative et par conséquent les performances attendues seront discutées dans le chapitre 7.

4.5 Contrôle et analyse de la polarisation

Il existe de nombreux travaux qui ont été menés sur la conservation de la polarisation à l'intérieur d'un interféromètre [10, 23, 24]. En principe les interféromètres sont construits de manière à ce que les faisceaux optiques provenant de chaque télescope subissent le même nombre de réflexions et parcourent des chemins optiques symétriques. C'est le cas sur le VLTI. Ceci devrait assurer une des directions de polarisation parallèles en entrée de l'instrument. Cependant les traitements optiques des miroirs ne sont pas toujours réalisés dans les mêmes conditions (sous la même cloche par exemple) et il a été souvent observé des écarts à la théorie. Cela résulte principalement en une baisse du contraste à la détection due à une rotation différentielle de la polarisation entre deux bras de l'interféromètre et à un retard de phase entre les polarisations s et p.

Nous distinguons deux points:

1. l'état de polarisation de la lumière qui rentre dans l'instrument doit être le même pour *tous les faisceaux*. Bien que le cahier des charges du VLTI suppose que c'est l'ESO qui est en charge de ce point, nous considérons qu'il ne peut y avoir de certitudes, notamment à cause des éventuelles imperfections de traitements optiques. Il faut donc un système de correction (prisme de Babinet ou correcteur à fibres optiques), le système de mesure étant l'instrument lui-même (maximisation du contraste). Ce module nous semble indispensable.
2. par ailleurs pour certains programmes astrophysiques il y a un intérêt certain à pouvoir comparer visibilités et phases pour différents états de polarisation. Cela suppose un dispositif capable d'injecter deux états de polarisation dans l'instrument et de les permuter entre eux (par exemple prisme biréfringent tournant et diverses lames de retard de phase amovibles [24]). Malgré l'intérêt scientifique certain, ce module nous a semblé être de seconde priorité. La facilité de passer deux états de polarisation dans le reste de l'instrument est discutée dans chaque concept.

4.6 Filtrage spatial

L'instrument devra fonctionner en monomode. Cela permet de transformer les résidus de correction du front d'onde en fluctuations photométriques. La fonction de filtrage spatial se fait dans un plan focal par la transmission à travers un masque possédant un trou en son centre de diamètre $2.44\lambda/D$.

Le filtrage est donc une fonction essentiellement chromatique puisque la taille du trou filtreur doit être proportionnelle à la longueur d'onde.

Le couplage avec le trou ou la fibre n'est pas très bon. Si le filtrage se fait au premier anneau sombre d'Airy, le couplage théorique n'est donc pas meilleur que 78%. En pratique nous prendrons 70% qui est plus proche de ce que l'on peut réaliser. Par ailleurs l'image de l'objet observé n'est pas totalement corrigée et donc il faut multiplier au couplage précédent le rapport de Strehl de l'image. Si le rapport de Strehl est de 0.1 la transmission totale de l'interféromètre est donc inférieure à $0.3 \times 0.7 \times 0.1 = 0.02$. C'est pourquoi dans la suite nous avons souvent pris 1% comme transmission globale jusqu'au détecteur (cf. section 7.2.1).

Il est essentiel que le filtrage spatial soit le même pour tous les instruments (ou modes instrumentaux) actifs à un moment donné et notamment pour le suiveur de franges en H et pour l'instrument focal. Cela suppose une compensation ou une correction active de la réfraction différentielle de l'atmosphère.

Dans le cas où l'on désire atteindre une grande sensibilité, on peut enlever le filtrage spatial. On récupère alors tout le flux provenant de l'objet, mais le signal est alors multimodal. Par conséquent, la mesure de la visibilité est alors moins précise et moins stable.

4.7 Exploration de la différence de marche

Cette fonction a plusieurs objectifs : balayage temporel des interférogrammes, compensation de retard différentiel, mode spectroscopie de Fourier.

En mode cophasé, on se contentera d'explorer un très petit nombre de franges (éventuellement une seule). La variation de DDM correspondante, faible mais extrêmement précise sera créée au niveau du recombineur. Par contre en mode cohérencé, une bonne calibration semble exiger de parcourir toute la longueur de cohérence, soit une cinquantaine de franges. Cette DDM, d'une centaine de microns avec des contraintes moindres en précision et en vitesse, fait appel à une technologie différente de la précédente. Cette fonction peut être assurée éventuellement par d'autres modules.

4.8 Extraction de signaux de calibration

Il a été montré par Coudé du Foresto et al. (1997 [25]) que la calibration photométrique des signaux d'entrée était extrêmement importante pour obtenir de bonnes visibilitées. En régime monomode, le signal interférométrique se met sous la forme:

$$I = \kappa_1 P_1 + \kappa_2 P_2 + 2\kappa_{12} \sqrt{P_1 P_2} \operatorname{Re}(\mu_{12} e^{-j\Phi_{12}}) \quad (4.1)$$

avec P_1 et P_2 les signaux photométriques, $\mu_{12} e^{-j\Phi_{12}}$ le degré de cohérence complexe. Les coefficients κ_1 , κ_2 et κ_{12} sont les coefficients de transmission photométriques et interférométrique. Formellement on obtient la mesure de la visibilité lorsque l'on peut estimer $2 \operatorname{Re}(\mu_{12} e^{-j\Phi_{12}})$. Sous l'effet de la turbulence atmosphérique P_1 et P_2 peuvent varier et la mesure de la visibilité suppose une connaissance précise de P_1 et P_2 pendant l'acquisition de l'interférogramme. Cela est d'autant plus important si l'on travaille en monomode, parce que les fluctuations de *seeing* sont converties en fluctuations photométriques.

Après discussion, il ne nous semble pas nécessaire que cette calibration soit spectrophotométrique. En effet les variations spectrales rapides sont certainement négligeables comparées aux variations du niveau d'intensité. Il convient donc d'extraire et de mesurer une partie du signal provenant des faisceaux d'entrée avant la recombinaison interférométrique. La détection peut se faire sur le même détecteur que le signal interférométrique.

4.9 Recombinaison et modulation

C'est le module qui mélange les faisceaux de manière interférométrique. Il a aussi pour fonction une exploration du train de franges limitée à au moins une frange.

Le rapport VLTI No 65 [3] a dressé une classification des différents concepts de recombinaison. Dans le cas monomode qui nous intéresse, il existe deux procédés: recombinaisons co-axiale (interféromètre de Michelson par utilisation d'une séparatrice) et multi-axiale (interférences des trous d'Young). L'exploration du train de frange en co-axial se fait par modulation temporelle de la DDM alors que pour le multi-axial elle se fait par modulation spatiale de la DDM entre deux points spatialement séparés sur le détecteur. Pour une recombinaison co-axiale, on peut aussi moduler la DDM en introduisant des polariseurs et des lames de phase qui retardent le train de franges en des fractions de longueur d'onde.

4.10 Résolution spectrale

Cette fonction a pour objectif d'analyser la lumière spectralement. Il existe plusieurs possibilités:

1. séparer les longueurs d'onde avant de faire interférer les faisceaux, ce qui revient à faire n interférences pour n canaux spectraux ;
2. analyser l'information spectrale après recombinaison par dispersion ;
3. analyser l'information spectrale après recombinaison par spectroscopie à transformée de Fourier (FTS) ;
4. détecter directement le spectre des photons reçus (avec des détecteurs de type JSET).

Pour atteindre des résolutions proche de 10000, seules les solutions 2 et 3 sont crédibles. Il convient de noter que dans le cas du FTS, il n'est pas nécessaire de découpler la partie recombinaison et la partie analyse spectrale. On peut alors utiliser la technique de la double transformée de Fourier (DFT) décrite par Mariotti et Ridgway (1988 [26]).

Il convient de noter les différences dans les rapports signaux à bruits (RSB) entre la spectroscopie par dispersion et le FTS (cf. Maillard 1988 [27]) en fonction des bruits dominants :

- **bruit de photons** : le RSB du spectroscopie par dispersion est supérieur à celui du FTS d'un facteur égal à $\sqrt{n_{\text{spect}}}$, la racine carrée du nombre d'éléments spectraux ;
- **bruit de lecture du détecteur et bruit thermique sur l'axe** : les deux types de techniques sont équivalents ;
- **bruit thermique hors axe** : ne concerne pas le FTS qui est un instrument co-axial. Pour le spectrographe par dispersion, le bruit thermique hors axe (de l'environnement) qui est réfléchi sur le réseau est reçu par chaque élément spectral.

En ce qui concerne la couverture spectrale, le spectrographe à dispersion est limité par le nombre de pixels disponibles. Le FTS explore toute la bande sélectionnée, mais doit faire autant de poses individuelles que le nombre d'éléments spectraux imposés par la résolution.

Pour changer de résolution, le FTS n'a pas besoin de changer de matériel, mais a juste besoin de recueillir des points de mesure sur une plus longue différence de marche. Par contre le spectroscopie à dispersion doit changer de réseau (ou d'élément disperseur). Cependant pour le FTS, il n'est pas possible de multiplier les points de mesure pendant un temps donné sauf à perdre en RSB. Il faut donc sélectionner une bande spectrale plus étroite avec un filtre étroit.

La calibration spectrale est interne au FTS puisqu'elle est contenue dans la métrologie de la ligne à retard. Pour le spectrographe à dispersion il faut disposer d'une source de calibration pour calibrer les spectres en longueurs d'onde.

Le choix entre dispersion et FTS se fera au chapitre 6 grâce à une comparaison plus poussée.

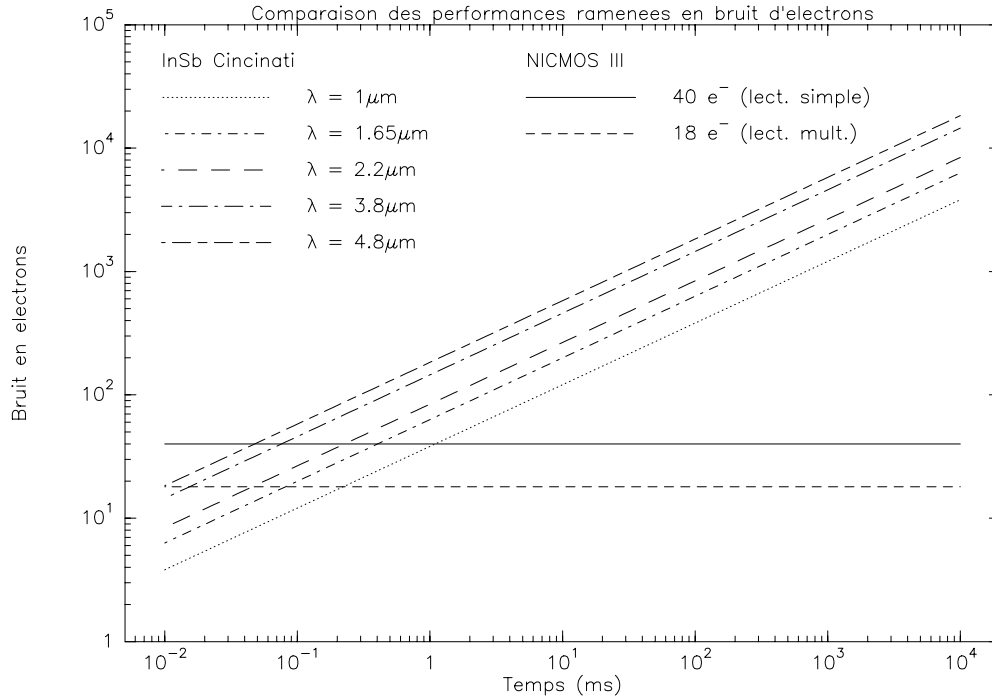


FIG. 4.2 – *Comparaison des performances ramenees en bruit d'électrons entre un détecteur InSb de NEP $4 \times 10^{-16} \text{ W/Hz}^{1/2}$ et un pixel d'une mosaïque NICMOS 3 en lecture simple ($40e^-$) et en lecture multiple ($18e^-$) (d'après le rapport IVOIRE [6]).*

4.11 Détection

4.11.1 Infrarouge non-thermique: de 1 à 2.6 μm

Jusqu'à très récemment on utilisait dans l'infrarouge des détecteurs mono-pixel. Depuis quelques années la technologie a beaucoup évolué et permet la fabrication de mosaïques de pixels. Nous avons choisi les cibles mosaïques pour deux raisons:

1. les performances en terme de sensibilité pour un pixel est meilleure dans le cas des mosaïques que dans le cas des détecteurs monopixels (cf. figure 4.2) sauf pour des temps élémentaires d'intégration très courts. Cela est encore plus vrai avec les nouvelles cibles SBRC qui atteignent des bruits inférieurs à $10e^-$ de bruit de lecture;
2. le nombre de pixels est nettement plus important et donc c'est un facteur réducteur de coût. Actuellement on peut se baser sur des cibles ayant 256×256 pixels.

Les détecteurs supraconducteurs à effet tunnel (JSET) sont des détecteurs très intéressants puisque qu'ils autorisent le comptage de photons dans l'infrarouge. Cependant la technologie n'est pas assez développée pour une utilisation à court et moyen terme.

4.11.2 Extension vers l'infrarouge thermique et le rouge

Les détecteurs sont différents de ceux utilisés dans l'infrarouge non thermique. Nous n'avons pas étudié en profondeur ce point puisque l'accent est mis d'abord sur la bande K puis sur le proche infrarouge. Les détecteurs utilisés dans l'infrarouge thermique permettent la détection dans l'infrarouge proche. Cependant ces cibles nécessitent un puit de potentiel important à cause du fond thermique au détriment des performances en bruit de lecture.

En ce qui concerne le détecteur rouge, pour des images longues poses (mode cophasé), la meilleure solution est un CCD classique. Pour des images courtes poses (mode cohérencé ou aveugle) où il faut figer la turbulence, un détecteur à comptage, tel celui utilisé sur GI2T ou les photodiodes à avalanches, est le plus approprié.

4.12 Calibration et alignement

Il est nécessaire de disposer d'une unité de calibration et d'alignement propre à l'instrument. Cette unité permet l'alignement des différentes pièces optiques à l'intérieur de l'instrument, mais aussi l'alignement de l'instrument sur le reste de l'interféromètre. Par ailleurs l'instrument a besoin de sources de calibration pour étalonner la réponse instrumentale et calibrer les longueurs d'onde du spectrographe.

Chapitre 5

Optique adaptative et senseur de franges

5.1 Introduction

L'optique adaptative est un élément fondamental pour l'instrument focal, d'autant plus que celui-ci est conçu pour un régime monomode. C'est elle qui donne toute la sensibilité à l'interféromètre, en particulier dans la bande K sur les UT et dans la bande R sur les AT. L'efficacité du PFSU dépend aussi directement de cette optique adaptative qui lui fournit un faisceau partiellement corrigé. Le chiffrage des performances de l'interféromètre passe donc d'abord par celui de l'optique adaptative.

Dans ce but, nous avons utilisé le code de simulation de Miska Le Louarn, après quelques modifications qui sont exposées ci-après.

Les caractéristiques du système simulé sont celles connues à ce jour :

- Miroir déformable bimorphe à 31 actuateurs de CILAS (1/6/12/12). Tel que ce miroir est prévu pour le moment, le diamètre de la pupille doit être compris entre 50 et 55 mm. Ce diamètre pourrait être réduit jusqu'à 40 mm environ si nécessaire ;
- Analyseur de surface d'onde de type courbure à 31 photodiodes à avalanche travaillant en comptage ;
- Pour son utilisation sur le VLTI, il est prévu que le miroir de tip-tilt M8 soit contrôlé par l'analyseur de surface d'onde. La dichroïque M9 qui normalement prélève le flux nécessaire pour la mesure du tip-tilt est donc supposée être remplacée par un miroir. Dans le cas du GI2T, les modes de tilt sont corrigés par le miroir déformable lui-même ;
- La modulation de la membrane de l'analyseur de surface d'onde devrait être comprise entre 1 et 5 kHz. D'après A. Blazit, la bande passante en boucle ouverte est actuellement limitée à 250 Hz par la présence d'une résonance dans l'électronique, particulièrement dans les amplificateurs haute-tension (en cours d'amélioration) ;
- Commande avec optimisation modale ;

En fin de chapitre, le code de simulation est utilisé pour calculer le rapport de Strehl en bande H, domaine de fonctionnement du PFSU, et estimer le flux injecté dans ses fibres d'entrée. Des courbes montrent l'erreur résiduelle sur la différence de marche que laisse le PFSU en mode cophasé, dans divers conditions de turbulence.

5.2 Modélisation du système

5.2.1 Le code utilisé

Dans le cadre de sa thèse, Miska Le Louarn a développé un code de simulation semi-analytique d'un système d'optique adaptative avec étoile laser. Son objectif est de quantifier l'impact de l'utilisation d'une étoile laser sur les programmes d'observation de certaines classes d'objet.

A l'origine, son code a été écrit pour un système d'optique adaptative du même type qu'ADONIS (miroir "piezo-stack" et analyseur de type Shack-Hartmann). Il a fallu adapter ce code pour modéliser un système de type courbure tel que celui envisagé pour le VLTI et pour le GI2T. Dans cette adaptation, quelques subtilités sans grandes conséquences sur les résultats ont été éliminées pour éviter de compliquer le code et surtout pour ajouter une simulation de la commande modale.

La validité des approximations a été vérifiée et des comparaisons ont été faites avec des mesures de PUE'O (voir plus loin). Malgré toutes les précautions prises pour obtenir des résultats réalistes, ces courbes doivent être utilisées avec précaution, mais devraient permettre de se faire une première opinion des performances escomptées.

5.2.2 Modèles d'atmosphère

Le code adopte des modèles d'atmosphère à deux couches, chacune ayant sa propre vitesse de translation (hypothèse de Taylor), son altitude et son C_n^2 . Il est possible d'ajouter un *seeing* de dôme qui n'a été utilisé que pour le site du Calern (GI2T). A partir de ces modèles sont calculés tous les paramètres comme r_o , le temps de vie des speckles ou le temps de cohérence de la surface d'onde. Les détails des modèles sont tabulés plus loin.

5.2.3 Erreurs de modélisation et d'"aliasing"

Un miroir déformable ne peut pas reproduire toutes les formes possibles car il a un nombre limité de degrés de liberté. En corrigeant au mieux de ce qu'il peut faire, il laisse des erreurs de phase constituant l'erreur de modélisation. L'erreur d'*aliasing* est due au fait que, le nombre de points de mesure de la surface d'onde étant limité, des modes de déformation de degré élevé, au delà de ce que peut corriger le système, sont "vus" comme des modes de degré faible (repliement de spectre).

Ces deux sources d'erreurs ont les mêmes expressions :

$$\sigma_\phi^2 = k_s \left(\frac{d_s}{r_o} \right)^{5/3}, \quad (5.1)$$

ou

$$\sigma_\phi^2 = k_D N^{-5/6} \left(\frac{D}{r_o} \right)^{5/3}. \quad (5.2)$$

Dans la première expression [30], d_s est la distance entre les actuateurs. Dans la seconde [33], N est le nombre de degrés de liberté du miroir déformable et D est le diamètre du miroir. Pour un miroir déformable de type "piezo-stack", $k_s \approx 0.34$ [30]. Supposer que la surface couverte par N actuateurs de surface d_s^2 est égale à celle de la pupille du télescope mène à la relation suivante :

$$k_D = \left(\frac{\pi}{4} \right)^{5/6} k_s \quad (5.3)$$

La valeur de Parenti $k_s = 0.34$ donne $k_D = 0.278$. A partir des expressions de Noll [29] qui supposent que l'on corrige parfaitement les N premiers modes de Zernike, on obtient $k_D = 0.263$, ce qui est un peu plus optimiste.

Mais un système de type courbure se comporte a priori différemment d'un système basé sur un miroir "piezo-stack" ou d'un système corrigeant parfaitement les N premiers modes de Zernike. La première possibilité est de considérer les résultats obtenus pour PUE'O par J.-P. Véran. D'après ses simulations à partir du code de F. Rigaut, $k_D = 0.233$ pour l'erreur de modélisation et $k_D = 0.245$ pour l'erreur d'*aliasing*. Il est surprenant de constater que les 19 actuateurs de PUE'O produisent une erreur de modélisation plus petite que celle correspondant à la correction des 19 premiers modes de Zernike.

Nous avons préféré simuler ces erreurs en utilisant les valeurs mesurées sur PUE'O [13]. Sur des objets brillants où ces erreurs dominent, la somme des erreurs de modélisation et d'*aliasing* correspond à $k_D \approx 0.87$, ce qui est bien plus élevé que la valeur ($k_D \approx 0.48$) prédite par J.-P. Véran. L'erreur obtenue expérimentalement correspond à une compensation complète des 6 premiers modes de Zernike seulement.

Cette performance est tout à fait comparable à celle obtenue avec COME-ON [32]. Quelques explications sont avancées [13, 32]:

- Alors que les 15 premiers modes de PUE'O sont semblables aux 15 premiers modes de Zernike, les 4 derniers modes ressemblent plutôt à aux modes Z_{18} , Z_{20} , Z_{21} et Z_{28} qui apportent moins de correction.
- Le télescope est secoué par le vent. Des effets non négligeables ont été aussi observés sur ce télescope en interférométrie des tavelures [28].
- Des aberrations d'ordre élevé sont introduites par le train optique, particulièrement par le miroir primaire (la dimension des électrodes correspond à $\approx 70cm$ sur le primaire).
- De la turbulence de surface du miroir primaire introduit des aberrations de hautes fréquences spatiales difficilement corrigibles.

On ne peut pas garantir que ces sources d'erreur soit absentes aussi bien sur le VLTI que sur GI2T. En introduisant dans le code le coefficient k_D mesuré sur PUE'O, on tient compte dans une certaine mesure d'autres sources d'erreur inhérentes au monde réel...

5.2.4 Erreur de mesure

Pour le système simulé, il est prévu d'échantillonner la surface d'onde en N points de mesure dont la surface et la disposition sont adaptées à celles des électrodes du miroir bimorphe. La mesure du Laplacien est entachée de plusieurs sources de bruit présentées ci-après.

Bruit de photons

La limite fondamentale est le bruit de photons sur la mesure du Laplacien. D'après Rousset [33], l'erreur de phase introduite sur une mesure s'écrit, en appliquant (5.3):

$$\sigma_\phi^2 = \frac{\pi^3}{nN} \left(\frac{D}{r_o}\right)^2 \left(\frac{\lambda_o}{\lambda_c}\right)^2. \quad (5.4)$$

N est le nombre de points de mesure dans la pupille de diamètre D , et r_o la valeur du paramètre de Fried à la longueur d'onde de mesure λ_o . L'erreur de phase est calculée à la longueur d'onde de correction λ_c . Le nombre n de photons détectés pour une mesure s'écrit, en fonction du nombre de photons reçus n_o pour une magnitude zéro dans la bande de sensibilité de l'analyseur ($m^{-2}s^{-1}$):

$$n = n_o 10^{-m_o/2.5} \frac{\pi D^2}{4N} \tau_s, \quad (5.5)$$

où τ_s est le temps d'intégration. Dans cette expression n_o comprend le rendement quantique du détecteur et la transparence du système du ciel jusqu'à l'analyseur de surface d'onde. Dans la mesure où la bande spectrale de sensibilité de l'analyseur peut être relativement importante, n_o dépend aussi du spectre de l'étoile (au premier ordre de sa température de couleur). Les mêmes dépendances existent pour la longueur d'onde effective de l'analyseur λ_o , qui est systématiquement recalculée. La section suivante examine ces aspects.

Fond thermique

Dans le chapitre "Fond thermique" rentrent tous les bruits additifs qui augmentent avec le temps d'intégration τ_s . Ces bruits ont été supprimés du code: on suppose ici qu'ils sont négligeables devant le bruit de photons. Cela veut dire que les détecteurs sont suffisamment refroidis et que le fond de ciel est négligeable dans la bande de sensibilité de l'analyseur.

Bruit de lecture

Il s'agit ici aussi d'un bruit additif, mais qui ne dépend pas du temps d'intégration τ_s . Dans la mesure où les détecteurs utilisés (photodiodes à avalanche en comptage) ne subissent pas ce bruit, il a été supprimé du code.

Propagation de l'erreur

Pour calculer l'erreur sur la surface d'onde due à l'erreur sur chaque point de mesure, il faut calculer comment celle-ci se propage sur celle-là : c'est le coefficient de propagation de l'erreur.

Le comportement de ce coefficient en fonction du nombre de modes corrigés n'est pas le même pour un analyseur de Shack-Hartmann que pour un analyseur de courbure. Pour ce dernier, nous avons considéré la courbe calculée par Roddier et al. [31] pour une géométrie hexagonale des électrodes sur une pupille circulaire (courbe b fig.2 dans [31]). D'après cette courbe, le coefficient de propagation s'écrit :

$$\epsilon = 9.39 \cdot 10^{-3} N. \quad (5.6)$$

Pour $N = 31$, $\epsilon \approx 0.29$. Sur le calcul des commandes, on obtient donc une atténuation de l'erreur de mesure. Cela correspond à un gain d'un peu plus d'une magnitude sur la magnitude limite.

Efficacité de l'analyseur

Dans un premier temps, une perte de rendement de 50% (en flux) était appliquée pour tenir compte de la perte d'efficacité due à la modulation sinusoïdale intra-extra focale. D'après F. Roddier :

“Il n'y a aucune perte due à la modulation sinusoïdale de la membrane. L'amplitude de vibration qui donne le meilleur résultat est choisie expérimentalement. Cela correspond à une distance moyenne de défocalisation qui donnerait un résultat équivalent. Comparée à une défocalisation fixe, une variation sinusoïdale de la défocalisation donne en fait une meilleure uniformité de réponse du senseur depuis le tilt jusqu'aux ordres élevés.”

Cette perte de rendement est maintenant supprimée.

Conclusion

On suppose donc que le bruit de mesure vient uniquement du bruit de photons. D'après les équations (5.4), (5.5) et (5.6), ce bruit est proportionnel à N et inversement proportionnel à τ_s , variables que l'on cherchera à optimiser pour minimiser la somme des erreurs.

5.2.5 Transparence de l'analyseur

L'aspect “chromatique” du rendement de l'analyseur est important pour chiffrer correctement l'erreur de mesure. Nous avons tenu compte de la réponse spectrale des photodiodes (en rendement quantique). Les données sur la transparence du train coudé ont été fournies par B. Koehler pour le VLTI [11] et J. Gay pour le GI2T [12] (cf. §3.4). Les rendements quantiques globaux correspondants sont tracés sur la figure 5.1.

Dans le cas du VLTI, on tient compte d'un vieillissement des traitements (cf. §3.4). M9 est normalement une dichroïque qui prélève le flux nécessaire pour la mesure du tip-tilt. Puisqu'on suppose ici que la mesure de tip-tilt est effectuée par l'analyseur de surface d'onde, cette dichroïque est remplacée par un miroir. On a tenu compte aussi des 2 réflexions de l'adaptation de faisceau et de 2 réflexions dans le module d'optique adaptative (cf. chapitre 6), chacune de 96%.

Dans le cas du GI2T, la transmission du coudé est estimée à 28%, indépendamment de la longueur d'onde (cf. §3.4).

Dans tous les cas, une transmission atmosphérique de 80% est prise en compte. La transparence de l'optique de l'analyseur est évaluée à 90% par A. Blazit.

Pour une observation dans l'infrarouge, aucune lumière visible n'est prélevée dans la bande de sensibilité de l'analyseur. Une dichroïque IR/Visible sépare simplement les deux domaines de longueur d'onde. Par contre en bande R, la dichroïque réduit la bande de sensibilité de l'analyseur (fig. 5.1).

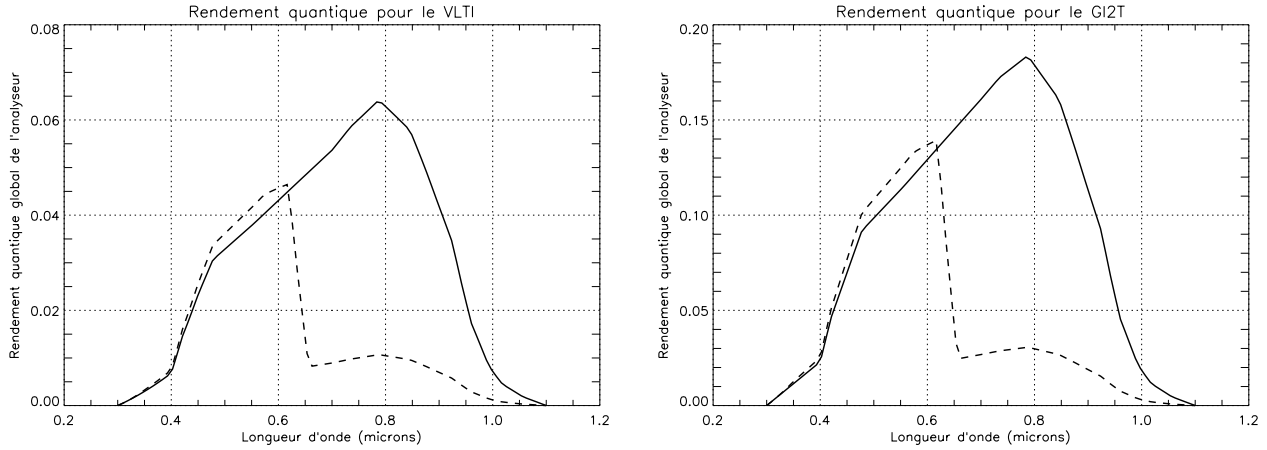


FIG. 5.1 – Rendement quantique global en fonction de la longueur d'onde pour l'analyseur de surface d'onde au VLT (gauche) et au GI2T (droite). Pour chacun des cas, le domaine spectral le plus large correspond à des observations dans l'infrarouge, alors que le plus étroit correspond à des observations dans le rouge où la bande R est prélevée sur le domaine de sensibilité de l'analyseur.

5.2.6 Erreur de bande passante

Pendant le temps d'intégration τ_s nécessaire à la mesure, la surface d'onde évolue, si bien que la surface d'onde corrigée n'est plus exactement la même que la surface d'onde mesurée. Cette erreur peut s'exprimer comme suit [30]:

$$\sigma_\phi^2 \approx 0.962 \left(\frac{\tau_s}{\tau_o} \right)^{5/3}. \quad (5.7)$$

Le temps de cohérence τ_o est calculé à partir du profil de vent et du profil de C_n^2 du modèle d'atmosphère.

Le code n'utilise donc que le temps d'intégration τ_s (4 ms ici). Il n'utilise pas la valeur de la bande passante en boucle fermée.

Contrairement à l'erreur de mesure, cette erreur croît avec τ_s . Il existe donc un temps d'intégration optimal qui permet de minimiser la somme des erreurs. C'est particulièrement important dans des conditions de flux proches de la magnitude limite. Le code effectue cette optimisation automatiquement. Cette optimisation systématique de la bande passante rend les courbes tracées moins sensibles à une variation du temps de cohérence.

5.2.7 Optimisation modale

La simplification du modèle (bruit de photons uniquement, simplification de l'expression de l'erreur en bande passante) a permis d'introduire simplement une simulation approximative de l'optimisation modale.

Dans le cas où l'erreur de mesure est dominante (faible flux), il est préférable de commander moins de modes (N plus petit) pour diminuer sa contribution, uniquement due à la propagation du bruit (éq. 5.6). Ce faisant, les erreurs de modélisation et d'*aliasing* (éq. 5.2) sont augmentées. L'optimisation modale est ici simulée en recherchant le meilleur compromis.

Une commande modale correctement simulée optimiserait le gain de boucle et le temps d'intégration mode par mode. La simulation réalisée ici opère globalement, en supprimant des modes (gain=0) et en prenant le même temps d'intégration pour tous les modes restants.

Dans l'optimisation, le nombre de modes corrigés n'est jamais inférieur à 2.

TAB. 5.1 – Mesure des aberrations fixes faites sur PUE'O [32].

Bandes	B	V	R	I	J	H	K
Strehl	0.48	0.5	0.65	0.75	0.77	0.84	0.93

5.2.8 Rapport de Strehl ou énergie cohérente ?

L'énergie cohérente est l'énergie que l'action de l'optique adaptative permet de placer dans la tache de diffraction. De 100% lorsque la correction est parfaite, elle passe à 0% sans correction. Son expression est :

$$E_c = \exp(-\sigma_\phi^2), \quad (5.8)$$

où σ_ϕ^2 représente l'erreur de phase résiduelle totale.

Au contraire, lorsque la correction se dégrade, le rapport de Strehl ne tend pas vers 0, mais vers le rapport de Strehl d'une image longue pose non corrigée. On peut estimer sa valeur par l'expression suivante :

$$\mathcal{S} = \exp(-\sigma_\phi^2) + \left(\frac{r_o}{D}\right)^2 (1 - \exp(-\sigma_\phi^2)). \quad (5.9)$$

On considère alors que l'image est formée par la superposition d'un cœur cohérent rassemblant l'énergie E_c et d'un halo non corrigé contenant le reste de l'énergie. Le rapport de Strehl représente en quelque sorte l'énergie moyenne accumulée sur la surface de la tache de diffraction.

L'énergie cohérente et le rapport de Strehl sont calculés pour des images longues poses. Pour un interféromètre où plusieurs faisceaux interfèrent entre eux, il faudrait tenir compte des corrélations entre les rapports de Strehl instantanés obtenus sur chacun des faisceaux. A notre connaissance, la théorie ne permet pas d'effectuer ce calcul. Dans la mesure où un interféromètre fonctionnerait même sans optique adaptative (certes avec des performances très limitées), c'est le rapport de Strehl qui sera considéré dans la suite plutôt que l'énergie cohérente.

5.2.9 Aberrations fixes

En plus de toutes les erreurs énumérées jusqu'ici, il faut ajouter une contribution des aberrations fixes que ne peut corriger l'optique adaptative. Le rapport de Strehl correspondant dépend de la longueur d'onde. Les mesures de ces aberrations faites sur PUE'O [32] ont été introduites dans le code pour tenir compte de leurs effets (cf. table 5.1).

5.3 Comparaison avec d'autres calculs

5.3.1 Comparaison avec le code original

La première étape est une comparaison entre le code simplifié sans correction modale et le code original avant simplification. Il faut en effet vérifier que la suppression des sources de bruit jugées a priori négligeables était justifiée. Dans les conditions du GI2T (voir plus loin), la version simplifiée du code surestime le Strehl au pire de 6% à $2.2 \mu\text{m}$ (ce qui correspond à une augmentation de Strehl de moins de 0.03) et de 10% à $0.6 \mu\text{m}$ (ce qui correspond à une augmentation de Strehl de moins de 0.006). Ces écarts sont tout à fait acceptables puisque cette simulation ne prétend pas avoir une telle précision.

5.3.2 Comparaison avec des mesures sur PUE'O

Puisque les coefficients de l'erreur de modélisation et de l'erreur d'*aliasing* introduits dans le code sont ceux mesurés sur PUE'O, on retrouve évidemment les mêmes rapport de Strehl sur les objets brillants.

Il ne reste plus qu'à comparer les résultats du code avec les mesures obtenues autour de la magnitude limite. C'est un point particulièrement critique puisque l'accessibilité des programmes astrophysiques en

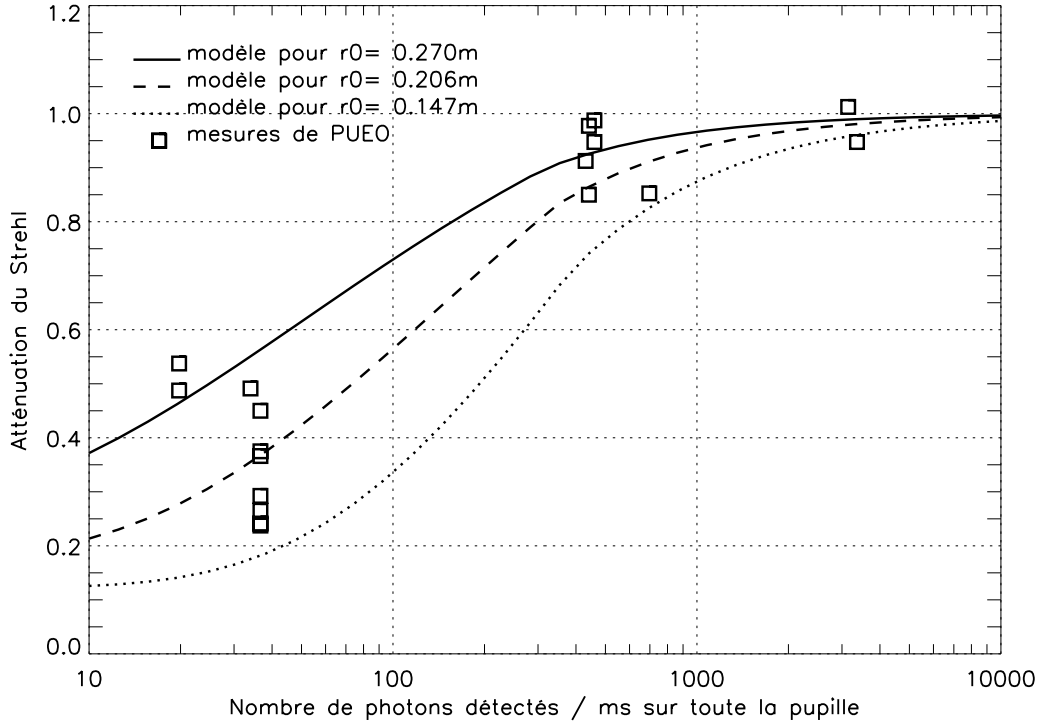


FIG. 5.2 – Comparaison de l’atténuation du Strehl entre les mesures effectuées avec PUE’O en bande K et le modèle pour trois conditions de turbulence (voir texte pour plus de détails).

dépend. Sur PUE’O, des rapports de Strehl ont été mesurés en fonction du nombre de photons détectés par temps d’exposition τ_s sur la surface du télescope (CFHT) [13]. Ces rapports de Strehl ont été normalisés par le rapport de Strehl maximum pour un même r_o , afin de ne faire apparaître que l’effet de la réduction du nombre de photons détectés. Les points de mesure dans la bande K ont été reportés sur la figure 5.2. Ils sont dispersés car les performances dépendent directement des conditions de turbulence évidemment variables.

Pour la comparaison, l’atténuation du rapport de Strehl en fonction du nombre de photons détectés est calculée dans trois conditions de turbulence. Celles du Paranal utilisées dans la suite et qui représentent des conditions de turbulence obtenues au plus 60% du temps ($r_o = 14.7\text{cm}$) et au plus 20% du temps ($r_o = 20.6\text{cm}$), ainsi qu’un profil de C_N^2 du Paranal extrapolé pour obtenir un r_o de 27 cm, qui correspond à des conditions rencontrées lors des observations avec PUE’O.

La correspondance entre les mesures et le modèle est remarquable, d’autant plus que de nombreux paramètres observationnels ne sont pas pris en compte, comme les conditions de *seeing* exactes (r_o et τ_o) pour chaque point de mesure ou la longueur d’onde effective de l’analyseur (éq. 5.4).

5.4 Télescopes du VLTI

Deux conditions de turbulence ont été considérées : d’une part de bonnes conditions (au plus 20% du temps) et des conditions moyennes (au plus 60% du temps). Ces modèles ont été établis par Miska Lelouarn d’après les mesures effectuées au Paranal. La table 5.2 résume ces conditions.

Pour les UT, la figure 5.3 montre les performances obtenues pour les bandes spectrales K et M, dans chacune des deux conditions de turbulence.

Dans le cas des AT (fig. 5.4), seules les bandes K et la longueur d’onde de H_α ont été considérées, pour les mêmes conditions de turbulences.

Il est normal que les courbes soient significativement affectées par un tel changement de conditions. On peut ainsi avoir une idée des variations de performances compte tenu d’une variation raisonnable des conditions atmosphériques.

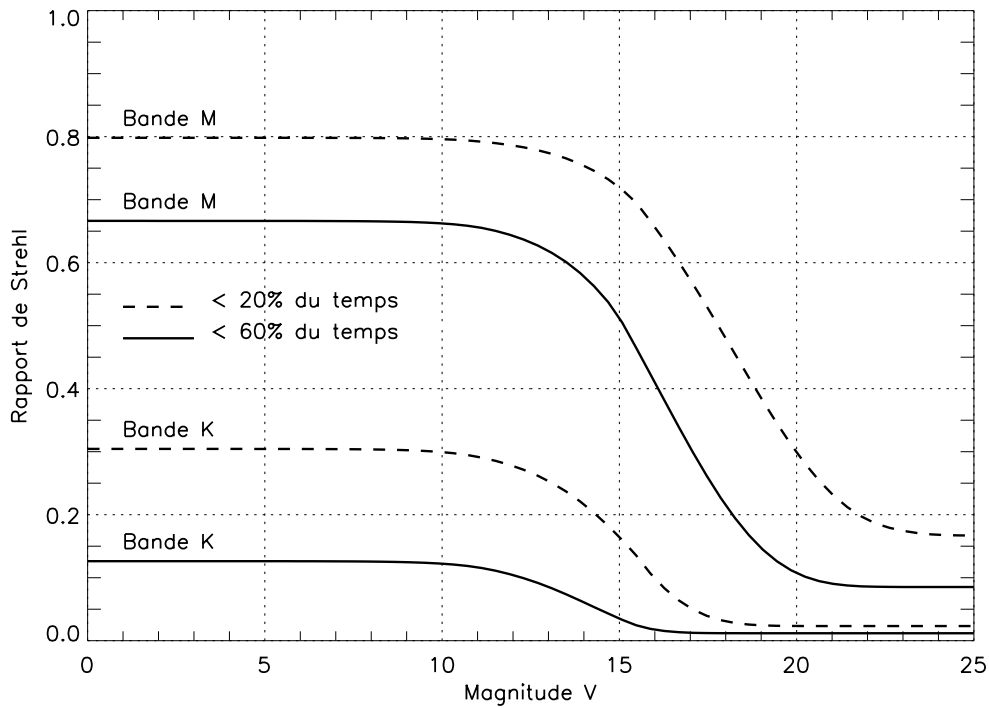


FIG. 5.3 – *Rapport de Strehl pour un UT (8 m), dans deux conditions de turbulence au Paranal (voir texte). La transmission globale jusqu'à l'analyseur y compris le rendement quantique des APD est donnée par la figure 5.1.*

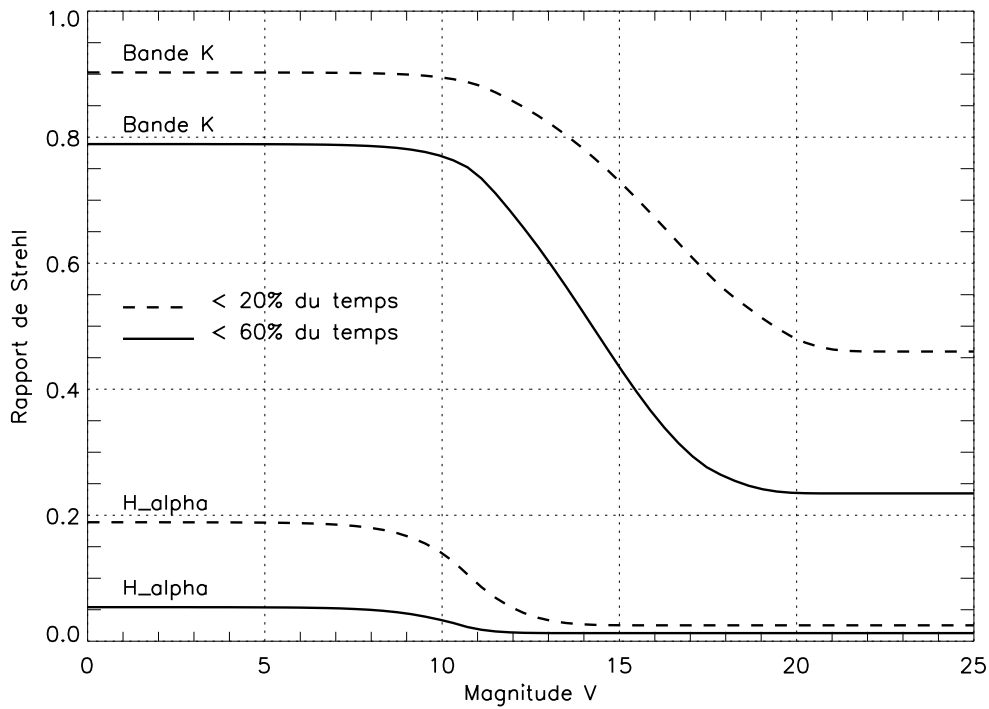


FIG. 5.4 – *Rapport de Strehl pour un AT (1.8 m), dans deux conditions de turbulence au Paranal (voir texte). La transmission globale jusqu'à l'analyseur y compris le rendement quantique des APD est donnée par la figure 5.1.*

Dans le cas des AT en bande K, on remarquera le rapport de Strehl relativement élevé (0.24 à 0.46) au delà de la magnitude 20. Il s'agit du rapport de Strehl sans correction (cf éq. 5.9), élevé ici parce que le rapport D/r_o est faible (1.5 à 2). Pour un D/r_o aussi faible, le rapport de Strehl ($\approx (r_o/D)^2$) de l'image longue pose non corrigée est surestimé, puisque cette expression est la valeur asymptotique de Strehl lorsque D/r_o tend vers l'infini.

5.5 Télescopes du GI2T

Pour le GI2T, trois conditions de turbulence ont été simulées. D'après Bonneau [9], des *seeings* meilleurs que $1''$ et $1.25''$ sont observés respectivement au plus 20% et 50% du temps. A ces deux conditions est ajouté un modèle "optimiste" ayant un *seeing* de $0.85''$. Le tableau 5.3 résume les modèles.

5.6 Température de couleur et magnitude limite

Comme on l'a vu précédemment (éqs. 5.4 et 5.5), l'erreur de mesure dépend de la température de couleur de l'étoile par le nombre de photons n_o détectés dans la bande spectrale de sensibilité de l'analyseur et par la longueur d'onde effective de l'analyseur λ_o . Cette dépendance est d'autant plus forte que la bande de sensibilité de l'analyseur est large et s'étend vers le rouge (fig 5.1). Toutes choses étant égales par ailleurs, changer la température de couleur ne change que l'erreur de mesure. On peut retrouver exactement les mêmes performances de correction (la même erreur de mesure) pour une magnitude différente. La variation de magnitude Δm induite est :

$$\Delta m = 2.5 \log \left(\frac{(n_o \lambda_o^{0.4})_T}{(n_o \lambda_o^{0.4})_{T_o}} \right), \quad (5.10)$$

où T est la température de couleur de la source de référence. Cette température de couleur correspond à un corps noir dont le spectre est différent de celui des objets réels. Le gain en magnitude est donc approximatif. Néanmoins, les courbes de la figure 5.6 permettent de montrer qu'il y a un gain en magnitude limite qui peut atteindre 1 à 2 magnitudes pour les objets les plus rouges, selon que l'on observe en bande K ou R.

5.7 Performances du PFSU en mode cophasé

Nous avons utilisé le code de simulation pour calculer le rapport de Strehl en bande H, domaine de fonctionnement du PFSU, et estimer la qualité du suivi des franges. D'après S. Menardi, l'erreur sur la différence de marche est :

TAB. 5.2 – Modèles de turbulence pour le VLTI au Paranal.

Probabilité d'obtention	60%	20%
r_o (cm)	14.7	20.6
<i>Seeing</i>	$0.7''$	$0.5''$
C_n^2 1 ^{ère} couche	60%	80%
C_n^2 2 ^{ème} couche	40%	20%
Altitude 1 ^{ère} couche	3	3
Altitude 2 ^{ème} couche	11	11
τ_o surface d'onde (ms)	3	6
τ_o speckle (ms)	5.6	9.5
Isoplanétisme	$1.4''$	$2.5''$

TAB. 5.3 – Modèles de turbulence pour le GI2T au Calern.

Probabilité d'obtention	50%	20%	??
r_o (cm)	8.2	10	12
<i>Seeing</i>	$1.25''$	$1''$	$0.85''$
C_n^2 1 ^{ère} couche	80%	80%	80%
C_n^2 2 ^{ème} couche	20%	20%	20%
Altitude 1 ^{ère} couche (km)	2	2	2
Altitude 2 ^{ème} couche (km)	8	8	8
τ_o surface d'onde (ms)	3.6	4.4	5.2
τ_o speckle (ms)	8.6	10	12.3

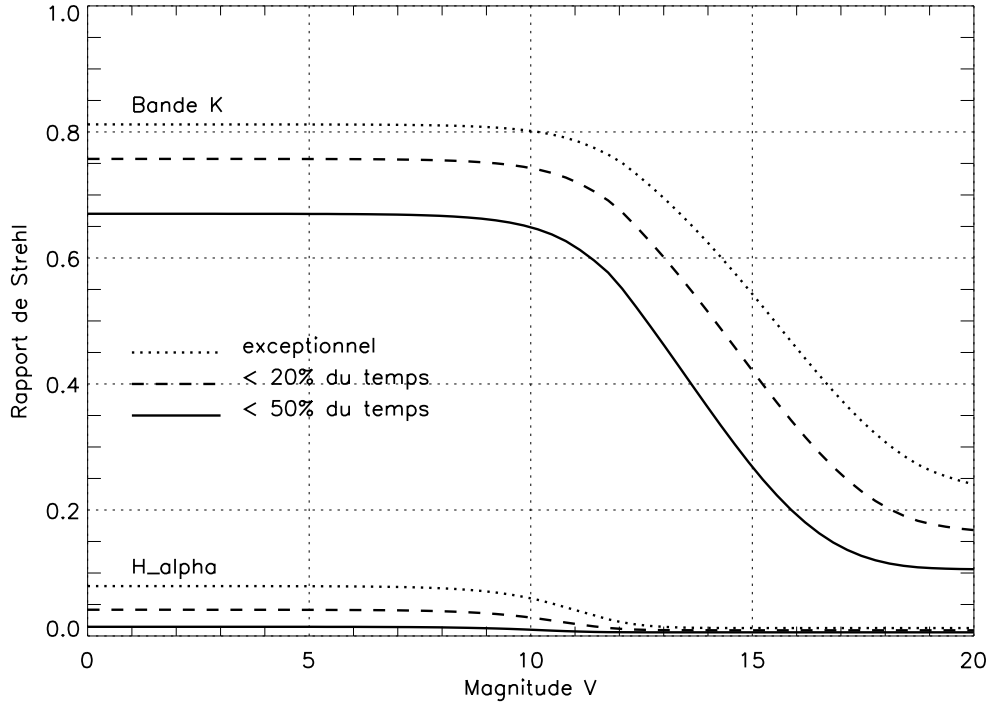


FIG. 5.5 – *Rapport de Strehl pour un télescope du GI2T (1.5 m), dans trois conditions turbulence au Calern (voir texte). La transmission globale jusqu'à l'analyseur y compris le rendement quantique des APD est donnée par la figure 5.1.*

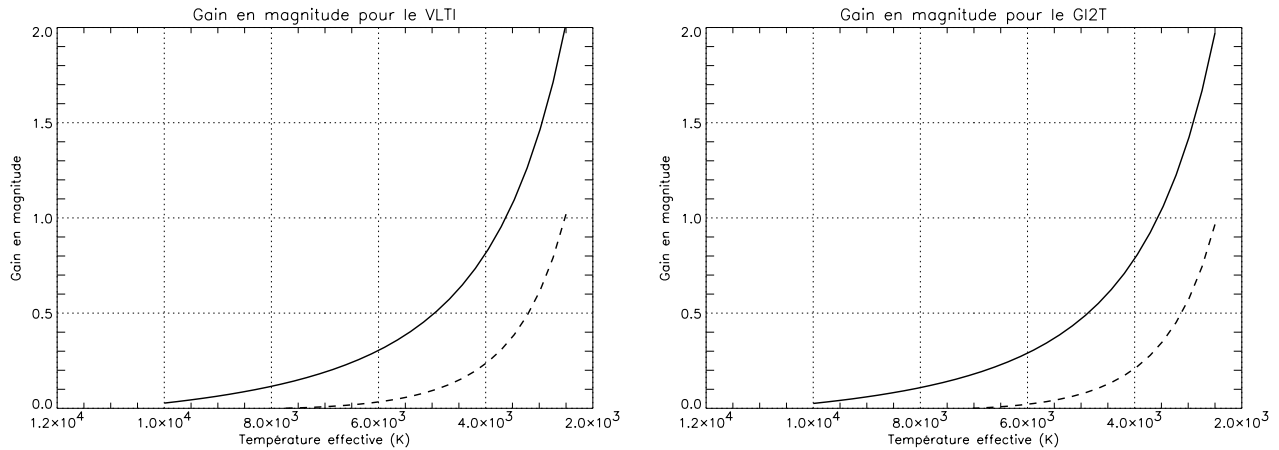


FIG. 5.6 – *Décalage de l'échelle de magnitude (gain) des courbes précédentes dû au rougissement de la source, approximativement repéré par sa température de couleur. Aussi bien pour le VLTI (gauche) que pour le GI2T (droite), les gains sont plus sensibles en K (courbe en trait plein) que dans le rouge (courbe en pointillés) car la bande de sensibilité de l'analyseur s'étend plus loin dans le rouge. (voir figures 5.1).*

$$\sigma_\delta = \lambda_H \left(\frac{P_n}{P_d} \right). \quad (5.11)$$

λ_H est la longueur d'onde effective pour le PFSU ($1.65 \mu\text{m}$), P_n est la puissance de bruit reçue dans les 40 Hz de bande passante de la détection ($P_n \approx 10^{-14}\text{W}$). La puissance du signal reçu P_d est estimée selon les hypothèses suivantes :

- La transmission atmosphérique est de 80% ;
- La transmission du train coudé, y compris les 2 séparatrices dichroïques (analyseur de surface d'onde et PFSU) est de 24% dans le cas du VLTI et de 28% dans le cas du GI2T ;
- Le coefficient de couplage de 70% dans les fibres pour une image parfaite est multiplié par le rapport de Strehl obtenu en bande H ;
- La transparence de l'optique du PFSU est de 12% ;
- Le rendement quantique de chacun des 4 détecteurs du PFSU est de 60% ;

L'équation (5.11) suppose que les franges sont suivies sur un couple de télescopes de même diamètre et que le bruit dominant est celui du détecteur. Dans les courbes tracées dans la suite, l'erreur est probablement sous-estimée dans le cas des forts flux où le bruit de photons domine.

La figure (5.7) montrent les performances dans le cas du VLTI pour les deux conditions de turbulence (au plus 20% ou 60% du temps) considérées jusqu'ici (tableau 5.2). Les courbes montrent que le mode cophasé n'est utilisable que dans un domaine de magnitude qui correspond à un régime "fort flux" pour l'optique adaptative, c'est à dire où les valeurs du rapport de Strehl sont proches des valeurs maximales. Dans ce régime, l'erreur est inversement proportionnelle au flux incident.

On remarquera ensuite que la qualité du suivi des franges dépend beaucoup plus des conditions de turbulence dans le cas des UT que dans celui des AT. Cette plus grande sensibilité vient des variations relatives plus fortes du rapport de Strehl sur les UT (de 2% à 10%) que sur les AT (de 58% à 73%), selon des conditions de turbulence. Puisque la correction est très partielle en bande H pour les UT, on peut prédire que le PFSU aura à subir de fortes variations instantanées du Strehl qui risquent d'introduire des décrochages du mode cophasé. Ce problème sera moins critique sur les AT.

Les courbes montrent aussi que, dans des conditions moyennes de turbulence, la qualité du suivi des franges est légèrement meilleure sur un AT que sur un UT. Dans ce cas en effet, la plus petite surface collectrice d'un AT est plus que compensée par une meilleure correction de l'optique adaptative.

Dans la mesure où pour le mode cophasé, l'optique adaptative fonctionne en régime fort flux, les performances du PFSU ne dépendent pas du domaine de longueur d'onde d'observation, même si, par exemple, la bande R est prélevée sur la bande spectrale destinée à l'analyse de surface d'onde pour observer autour de la raie H_α (cf. figure 5.1).

Dans le cas de GI2T (figure (5.8)), les performances sont inférieures à celles obtenues pour les AT, à cause du rapport de Strehl et de la surface collectrice légèrement plus petits. Selon les conditions de turbulence, les rapports de Strehl obtenus en bande H sont 43% (au plus 50% du temps), 54% (au plus 20% du temps), et 61% pour des conditions exceptionnelles (tableau 5.3). Comme dans le cas des AT, la qualité de suivi des franges est relativement stable en fonction des variations de *seeing*.

5.8 Conclusion

Alors que les valeurs maximales de Strehl sont réalistes puisqu'elles s'appuient sur des mesures faites sur PUE'O, la solidité des prédictions en magnitude limite est discutable. Les performances autour de la magnitude limite dépendent de nombreux paramètres et sont donc très variables en fonction des conditions

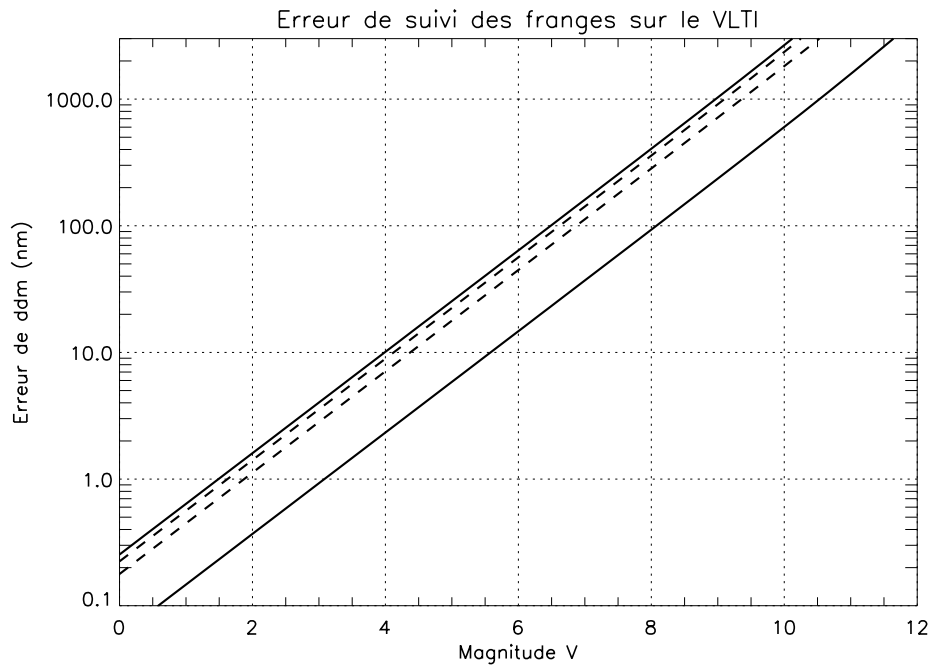


FIG. 5.7 – *Erreur résiduelle de différence de marche sur le suivi des franges sur le VLTI. Les courbes en continu correspondent au cas des UT dans les deux conditions de turbulence utilisées précédemment (tableau 5.2) : au plus 20% du temps (courbe inférieure) et au plus 60% du temps (courbe supérieure). Les courbes en pointillés correspondent au cas des AT dans les mêmes conditions de turbulence.*

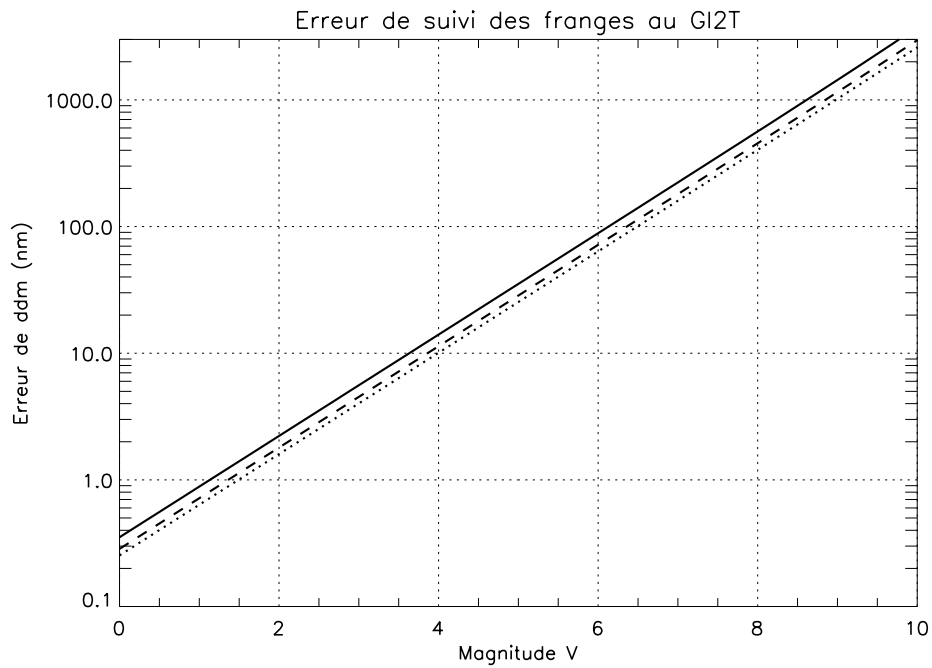


FIG. 5.8 – *Erreur résiduelle de différence de marche sur le suivi des franges au GI2T. Les courbes correspondent aux trois conditions de turbulence utilisées précédemment (tableau 5.3) : au plus 50% du temps (trait continu), au plus 20% du temps (tirets) et des conditions exceptionnelles (pointillés).*

d'observation, comme on peut s'en rendre compte sur la figure 5.2 pour les faibles nombres de photons détectés. Au moins les raisons suivantes conduisent à penser que la magnitude limite est légèrement surestimée :

- La transparence optique du train de miroirs (coudé et lignes à retard), même avec le facteur de vieillissement introduit, peut se révéler optimiste car les valeurs de transmission sont données en champ proche.
- Aucun bruit additif (bruit de lecture, bruit thermique, fond de ciel) n'a été pris en compte pour l'erreur de mesure.
- La correction modale telle qu'elle est simulée suppose implicitement que tous les modes peuvent être optimisés, alors que les mesures (PUE'O, COME-ON) montrent que le nombre de modes réellement utilisés par le système peut être significativement inférieur au nombre d'actuateurs.

Les magnitudes limites prédites sont relativement bonnes, particulièrement en K. D'autant plus que l'observation des objets rouges, comme on l'a vu, peut augmenter la magnitude limite d'une à deux unités.

La limite du mode cophasé imposée par le PFSU est beaucoup plus critique. Indépendamment d'améliorations éventuelles apportées au PFSU lui-même, ce constat pousse à soigner tout particulièrement le rapport de Strehl en régime "fort flux", surtout pour les UT. La première idée est d'augmenter le nombre d'actuateurs. Si ce nombre est fixé, il faut veiller à optimiser la géométrie du système (diamètre des couronnes d'actuateurs, répartition des sous-pupilles de l'analyseur) et limiter au mieux les pertes de Strehl dues aux aberrations fixes. Sur ce dernier point, il est peut-être possible de spécifier la qualité optique des nombreux miroirs du train coudé en fonction de la présence, en aval, d'un système d'optique adaptative.

Chapitre 6

Concepts instrumentaux

Nous nous sommes imposés de définir un **concept instrumental pour trois télescopes** quitte à n'en construire que le sous-ensemble nécessaire pour deux télescopes dans un premier temps. Le passage à 4 télescopes qui exige une troisième ligne à retard a été considérée suffisamment loin dans le futur pour que le premier instrument VLTI soit considéré comme dépassé à ce moment-là. Nous avons cependant examiné très brièvement les problèmes posés par le passage à quatre faisceaux. Nous avons aussi décidé d'examiner systématiquement la possibilité d'avoir de la **résolution spectrale** quitte à ne pas l'implanter immédiatement.

Les différentes fonctions de l'instrument ont été définies et commentées dans le chapitre 4. Nous examinons dans ce chapitre les différentes façons de réaliser ces fonctions et nous discutons leurs avantages respectifs. Les critères de choix sont le rapport signal à bruit, la complexité (et donc le coût) du montage à trois télescopes, la possibilité d'étendre l'instrument à plusieurs domaines de longueurs d'onde, la compatibilité avec G12T pour chaque domaine de longueur d'onde.

6.1 Solutions techniques proposées

On a fait le minimum d'étude pour voir quelles fonctions pouvaient être assurées par plusieurs modules et surtout pour pouvoir comparer les concepts entre eux.

6.1.1 Adaptation des faisceaux d'entrée et inversion de champ

Les spécifications de ce module résultent de celles imposées par l'optique adaptative. Nous prévoyons un système qui transforme les faisceaux de 80mm issus des UT en faisceaux de 50mm. Ce système peut être remplacé par celui adapté aux AT qui fait passer la dimension de 18mm à 50mm. Dans les deux cas le système proposé pour l'adaptation de faisceaux est achromatique et comprend une paire de miroirs hors axe convergents et montés de façon à former un système afocal (cf. figure 6.1). Pour inverser l'image il faut remplacer le secondaire divergent par un secondaire convergent de même focale.

6.1.2 Analyse et correction du front d'onde

Se reporter au chapitre 5 pour la description des composants et des performances. La figure 6.2 représente une implantation possible de l'optique adaptative sur la table optique instrumentale. Il faut un jeu de dichroïques pour faire varier la fraction de flux envoyée vers l'analyseur de surface d'onde.

6.1.3 Alimentation du senseur de franges

Il faut prélever la bande H avec des lames dichroïques et prévoir l'injection dans les fibres du PFSU. Il convient de prévoir un jeu de dichroïques afin de faire varier la fraction de flux en bande H envoyée vers le senseur de franges. Il faudra aussi prévoir une adaptation des diamètres et une reconfiguration des faisceaux spécifique car le PFSU actuel est prévu pour 3 faisceaux d'entrée de 5mm répartis sur un triangle équilatéral.

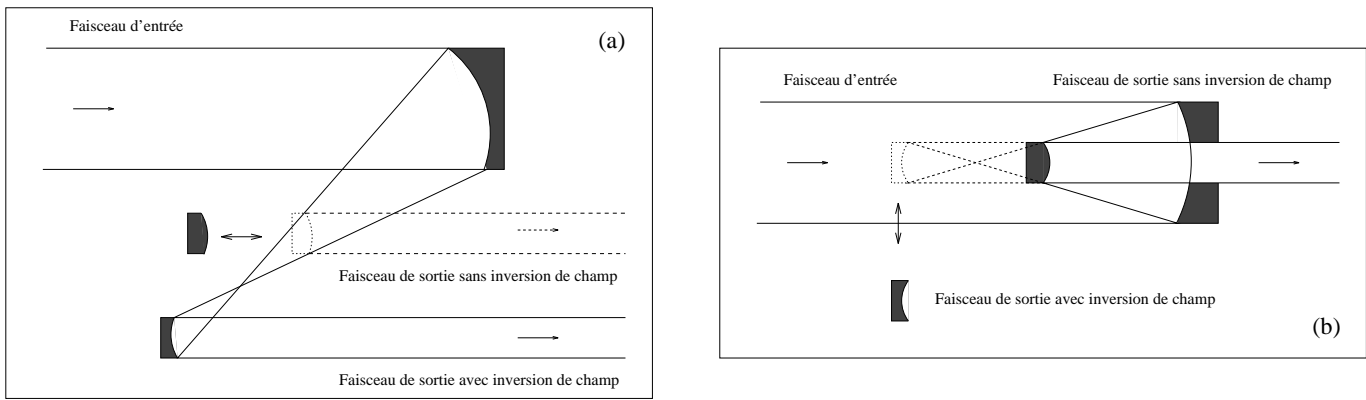


FIG. 6.1 – Module d'adaptation des faisceaux d'entrée et inversion de champ: a) avec des paraboles hors axes b) avec une obscurcissement centrale.

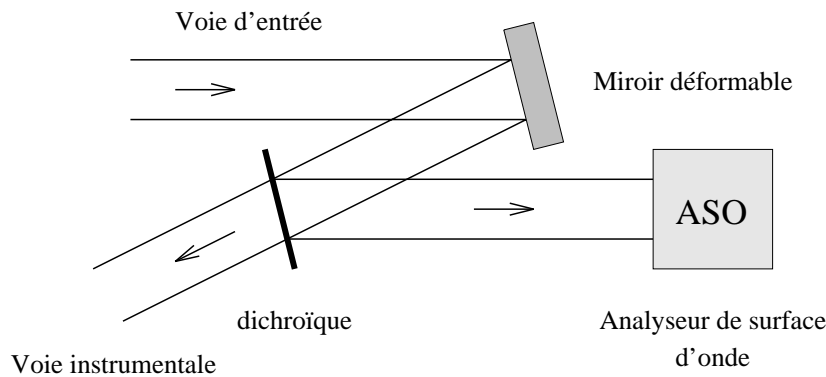


FIG. 6.2 – Configuration optique du module d'optique adaptative

6.1.4 Contrôle et analyse de la polarisation

Deux solutions sont envisageables:

- un prisme de Babinet ;
- l'utilisation de fibres monomodes à maintien de polarisation. Une pression sur une boucle de fibre permet de faire varier le retard optique entre les deux états de polarisation.

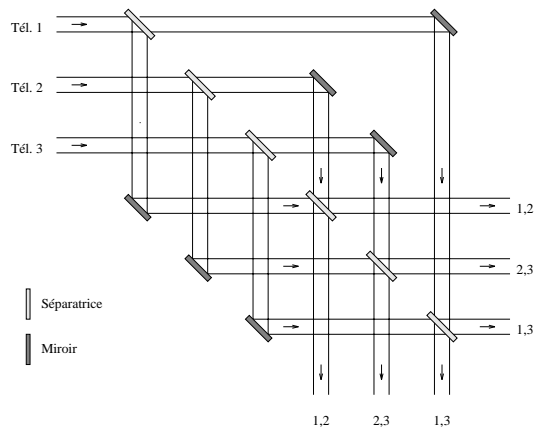
6.1.5 Filtrage spatial

Le filtrage spatial peut être réalisé:

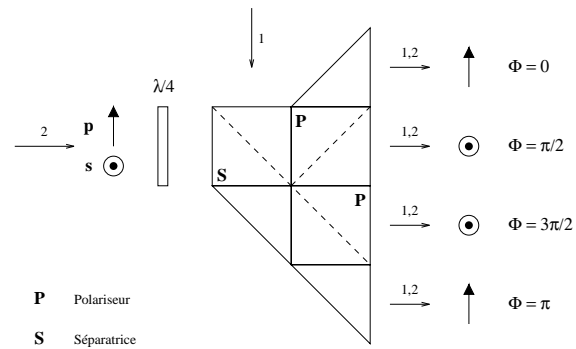
- soit avec un trou dans une plaquette opaque qui ne laisse passer aucun autre mode (ou direction dans l'image) que celui sélectionné. Ceci est réalisé si le diamètre du trou correspond à celui d'une tache d'Airy ;
- soit avec une fibre monomode à la longueur d'onde considérée.

Dans le premier cas, on couple une tache d'Airy avec un trou aux bords abrupts de diamètre $2.44\lambda/D$, et, dans le deuxième cas, avec une fonction gaussienne de la distance à l'axe optique. Les fibres sont donc moins chromatiques et filtrent les modes sur une octave environ en longueur d'onde. C'est la longueur d'onde la plus petite de la bande spectrale qui contraint la taille du filtre.

Il faut que le filtrage spatial soit le même pour le PFSU et l'instrument. Pour éviter des pertes de flux en bande K dues à une taille adaptée à la bande H, il est recommandé d'utiliser deux filtres spatiaux distincts et de veiller à la superposition spatiale des deux filtres. Cela permet en outre de prendre en compte les effets de réfraction différentielle entre la bande H et les autres bandes.

FIG. 6.3 – *Recombinaison de type coaxial*

Polarisation linéaire en entrée
à 45 degrés par rapport aux axes p et s

FIG. 6.4 – *Modulation de la phase par des polariseurs et lames quart d'onde.*

L'option fibre permet de combiner en un seul élément le filtrage spatial et la compenction de polarisation.

Les deux miroirs avant et après le filtre définissent l'ouverture de faisceau. Ils sont donc contraints de façon à adapter la taille des faisceaux pour le spectrographe.

6.1.6 Exploration de la différence de marche

Il est possible d'explorer la différence de marche avec les LAR si la cadence est lente (fréquence 1Hz). Dans le cas d'un spectrographe FTS, cette exploration de la DDM peut être réalisée avec la ligne à retard du FTS.

Dans le cas d'un recombinateur multiaxial à large faisceaux on peut explorer la différence de marche en bougeant les miroirs de reconfiguration. On change en effet très légèrement l'interfrange, ce qui ne pose pas de problème si on est correctement échantillonné.

6.1.7 Extraction de signaux de calibration

Si le filtrage se fait par fibre optique, l'extraction du signal photométrique se fait à l'aide d'un coupleur Y. Dans le cas d'un trou filtreur, il convient d'utiliser des séparatrices et des miroirs de renvoi. Dans tous les cas ces faisceaux ne passent pas par le spectrographe et ils ne sont pas échantillonnés de la même façon spatialement. Même dans le cas d'un montage sans fibre, on peut utiliser une fibre (multimode) pour transporter le signal jusqu'au détecteur.

6.1.8 Recombinaison et modulation

Comme nous l'avons vu précédemment, il existe deux concepts de recombinaison (multi-axial et co-axial) et trois concepts de modulation (spatiale, temporelle ou phase).

Recombinaison coaxiale

Il s'agit d'utiliser des séparatrices ou des coupleurs X avec des fibres (cf. figure 6.3). La modulation peut se faire par une modulation temporelle de la DDM soit avec les LAR de l'interféromètre soit par une LAR dédiée (comme par exemple une LAR à fibres). Pour mesurer une visibilité complexe, il faut au minimum trois points de mesure. La technique la plus souvent utilisée est de mesurer le signal en 4 parties chacune déphasées d'un quart de longueur d'onde (méthode ABCD de Shao et Staelin (1980) utilisée sur Mark III et PTI [34]).

À la sortie des séparatrices/recombinatrices le signal interférométrique est divisé en deux voies déphasées par une demi-longueur d'onde. La figure 6.4 présente un montage qui permet d'introduire des retards de

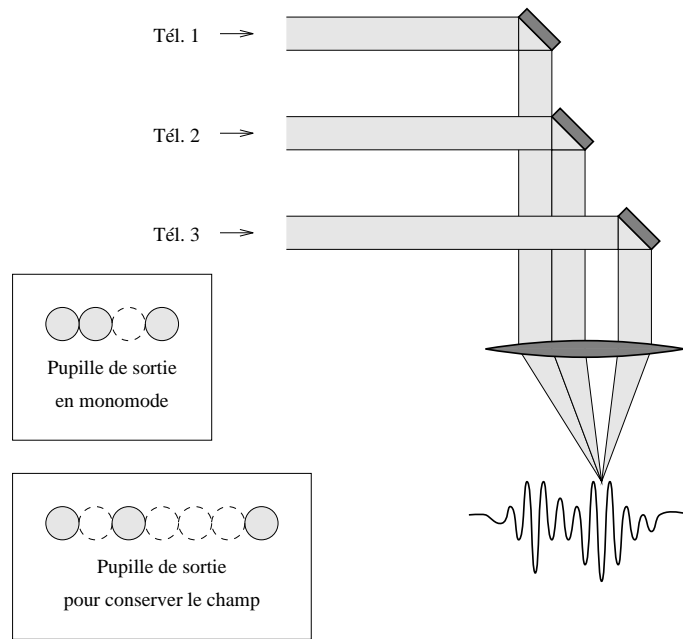


FIG. 6.5 – *Recombinaison de type multi-axiale dans une configuration linéaire non-redondante.*

1/4 de phase avec une lame quart-d’onde et des polariseurs. En sortie on obtient donc quatre signaux en quadrature qui permet de mesurer le contraste des franges. Nous avons baptisé ce concept : *cocotte*.

La recombinaison co-axiale est particulièrement adaptée pour un fonctionnement avec un FTS.

Recombinaison multi-axiale

L’objectif est ici de constituer une pupille de sortie de l’interféromètre qui par diffraction formera des franges sur le détecteur (principe des franges d’Young). Avec 3 faisceaux, il y a plusieurs possibilités pour configurer la pupille de sortie [3]. Nous avons considéré la configuration linéaire non-redondante qui permet d’aligner le signal sur une ligne. La configuration bidimensionnelle non-redondante n’a pas été considérée car elle comporte un certain nombre d’inconvénients¹.

La configuration optique de base ressemble à celle représentée sur la figure 6.5. Cependant si l’on veut bien échantillonner les franges, cela conduit à un suréchantillonnage du signal dans la direction perpendiculaire à la direction des franges. Par conséquent les faisceaux doivent passer à travers deux optiques cylindriques qui anamorphosent le signal dans cette direction. Le rapport d’anamorphose est le rapport entre la dimension longitudinale de la pupille de sortie et sa dimension latérale. Il y a deux possibilités suivant que l’on veut garder l’information contenue dans le champ des télescopes individuels ($2''$) ou simplement utiliser le champ interférométrique monomode ($1.22\lambda/D$). Dans le premier cas il faut un rapport d’anamorphose de 10 alors que dans le second cas un rapport de 5 est suffisant. La modulation de la DDM est donc de nature spatiale et déterminée par l’espacement entre les pupilles individuelles des différentes voies.

Rapport signal à bruit

En terme de rapport signal à bruit, les différents concepts sont équivalents sur un temps d’observation donné. En effet la modulation temporelle implique un découpage temporel du temps d’intégration (pixels temporels), la modulation de phase nécessite des pixels spatiaux différents pour chacune des voies ($0, \pi/2, \pi, 3\pi/2$) et pour chaque base. La modulation spatiale en multi-axial est mesurée par les pixels du

1. Pour la configuration bidimensionnelle non-redondante le détecteur est utilisé dans les deux dimensions ce qui complique un peu la conception du spectrographe (à moins d’utiliser un spectrographe de type TIGRE ou OASIS). Avec trois faisceaux, la recombinaison bidimensionnelle nécessite plus de pixels pour un échantillonnage correct que la configuration à une dimension. Cette configuration bidimensionnelle peut néanmoins être intéressante lorsque l’on passe à plus de 4 télescopes.

détecteur. Nous avons trouvé que ces différents concepts utilisaient le même nombre de mesure (pixels “spatio-temporels”) et donc que leur rendement en terme de signal à bruit était identique.

6.1.9 Résolution spectrale

Nous avons sélectionné deux types de spectrographes:

- spectrographe à réseau
- spectrographe à transformée de Fourier (FTS)

6.1.10 Détection

La détection dans le proche infrarouge se fera avec une mosaïque CCD. Il est important de sélectionner celle qui a les meilleures performances en terme de bruit de lecture.

6.1.11 Calibration et alignement

Ce module sera à préciser dans l'étude de détail.

6.2 Les différents concepts

6.2.1 Instrument multiaxial à réseau

Cet instrument comporte un recombineur multiaxial et un spectrographe dispersif. Les faisceaux ont un diamètre de 50 mm, c'est la taille qu'ils doivent avoir sur le réseau pour atteindre une résolution de 10 000.

R1, R2, R3: miroirs plans de recombinaison (diamètre utile = 50 mm), disposés de façon à avoir une configuration non redondante compacte des faisceaux réfléchis. Laissent passer quelques % du flux pour alimenter les voies de calibration photométriques. On peut les déplacer légèrement (100 μm) et précisément (50 nm) pour ajuster les DDM. Ce déplacement remplit la fonction “exploration de la DDM”.

C1: miroir cylindrique de longueur 200 mm (la longueur est par convention la dimension dans le sens de la courbure), largeur 50 mm, focale 1000 mm. Ce miroir peut être segmenté en 3 miroirs de 50 mm de diamètre qu'il faudrait alors positionner et maintenir à une fraction de lambda près. Utilisé “hors axe” dans le sens des génératrices.

C2: miroir cylindrique de longueur 20 mm, largeur 50 mm, focale 100 mm. C'est pour que ce miroir ne soit pas plus ouvert que f/5 qu'on fixe cette valeur de la focale, qui conditionne les dimensions hors tout de l'anamorphoseur. Utilisé “hors axe” dans le sens des génératrices.

Anamorphoseur: constitué de C1 et C2 en combinaison afocale (leurs foyers sont confondus et leur génératrices parallèles). Le rapport des focales donne le facteur d'anamorphose. Un peu après le foyer objet de C2 se trouve le plan “neutre” de l'afocal dans lequel sont confondus plan image et plan objet. Ici, il écrase la pupille et agrandit l'image d'un facteur 10 dans le sens perpendiculaire aux franges.

Rs: Réseau plan de 50 mm de côté, dispersant dans le sens des franges. Avec au plus 500 traits/mm (maximum admissible à 2 μm) il permet une résolution de 10000 si le filtre spatial a $2.44\lambda/D$ de diamètre. Il est installé au point neutre de l'anamorphoseur pour qu'on puisse y former une pupille au point dans les deux directions (ce qui n'a d'importance que si on a du champ, i.e. en multimode).

Ch: Chambre de diamètre 50 mm et de focale 400 mm. Permet une résolution de 10000 avec un réseau de 500 t/mm et des pixels de 20 μm .

D: Détecteur avec des pixels de 20 μm .

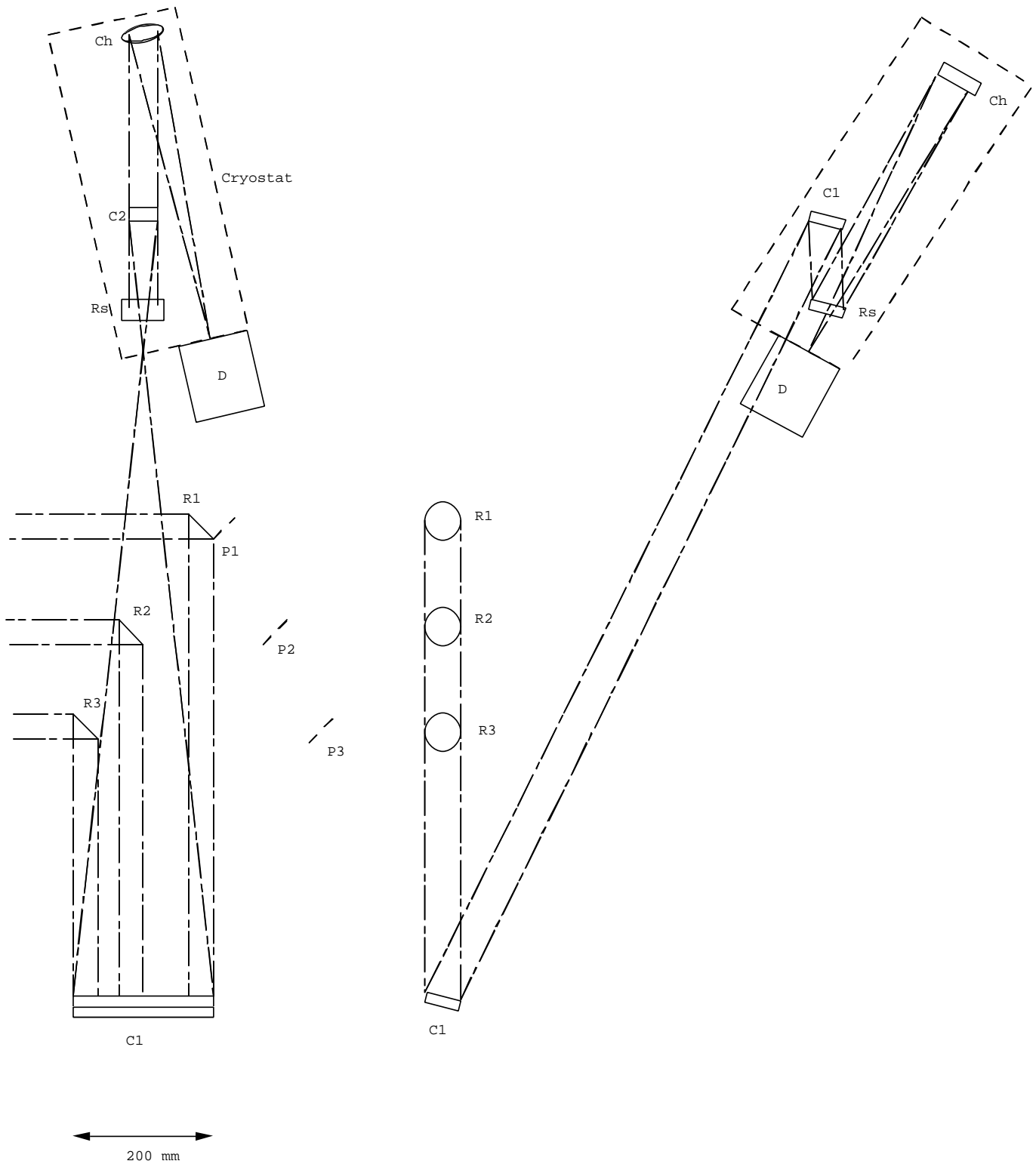


FIG. 6.6 – *Recombinateur multi-axial avec spectrographe dispersif (détails dans le texte). À gauche vue de dessus, et, à droite vue de côté.*

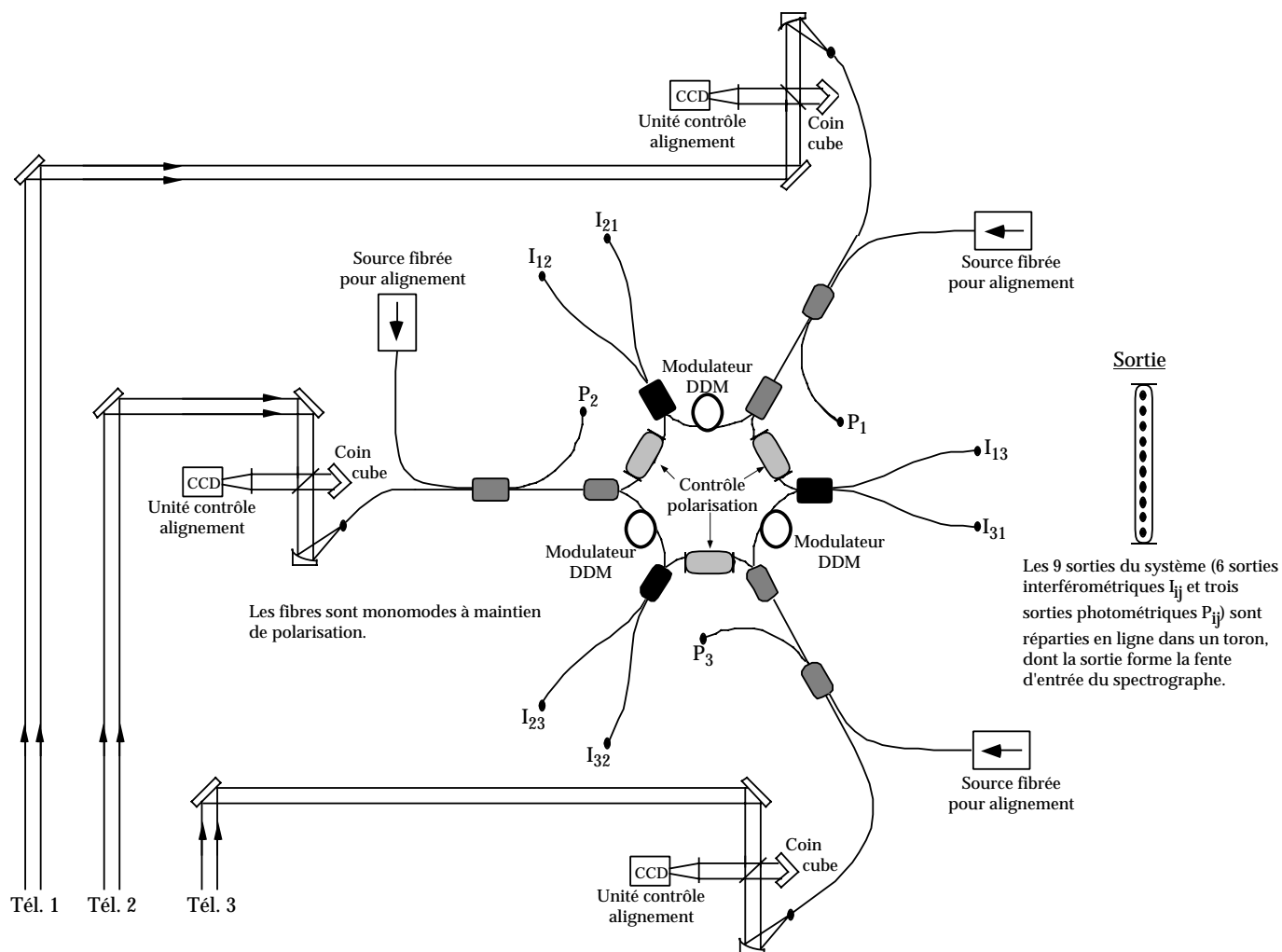


FIG. 6.7 – Table de recombinaison à trois télescopes avec des fibres monomodes (détails dans le texte).

Refroidissement : On a représenté en tirets la partie qu'il faudrait refroidir pour ne jamais être gêné par le rayonnement thermique du réseau et de son environnement. Les dimensions intérieures de ce cryostat seraient de l'ordre de 20 cm de diamètre (pour pouvoir avoir plusieurs réseaux) pour 50 cm de long. La longueur peut être réduite si on utilise une chambre à deux miroirs. Une solution plus légère, qui conserverait le rayonnement thermique du réseau et de la chambre mais éliminerait celui de leur environnement serait d'avoir dans le cryostat du capteur un plan pupille dur lequel on place un masque froid. A cause de l'optique qui forme ce plan pupille puis reforme l'image, le gain d'encombrement n'est pas forcément considérable.

Photométrie : En pointillés, les voies de calibration photométriques

P1, P2, P3 : miroirs plans de diamètre 50 mm, renvoient les trois voies photométriques vers la même chambre Cp.

Cp : miroir de chambre photométrique qui forme une image de chaque faisceau sur un peu plus d'un pixel. Les trois images sont séparées à cause des angles introduits par P1, P2 et P3. Il est possible qu'on soit contraint d'avoir un Cp par voie.

6.2.2 Instrument coaxial fibré

Chacune des trois voies est injectée dans une fibre. Un système de contrôle permet d'aligner le flux dans les fibres. Un coupleur X permet d'extraire pour chaque voie i une voie photométrique P_i . L'autre bras

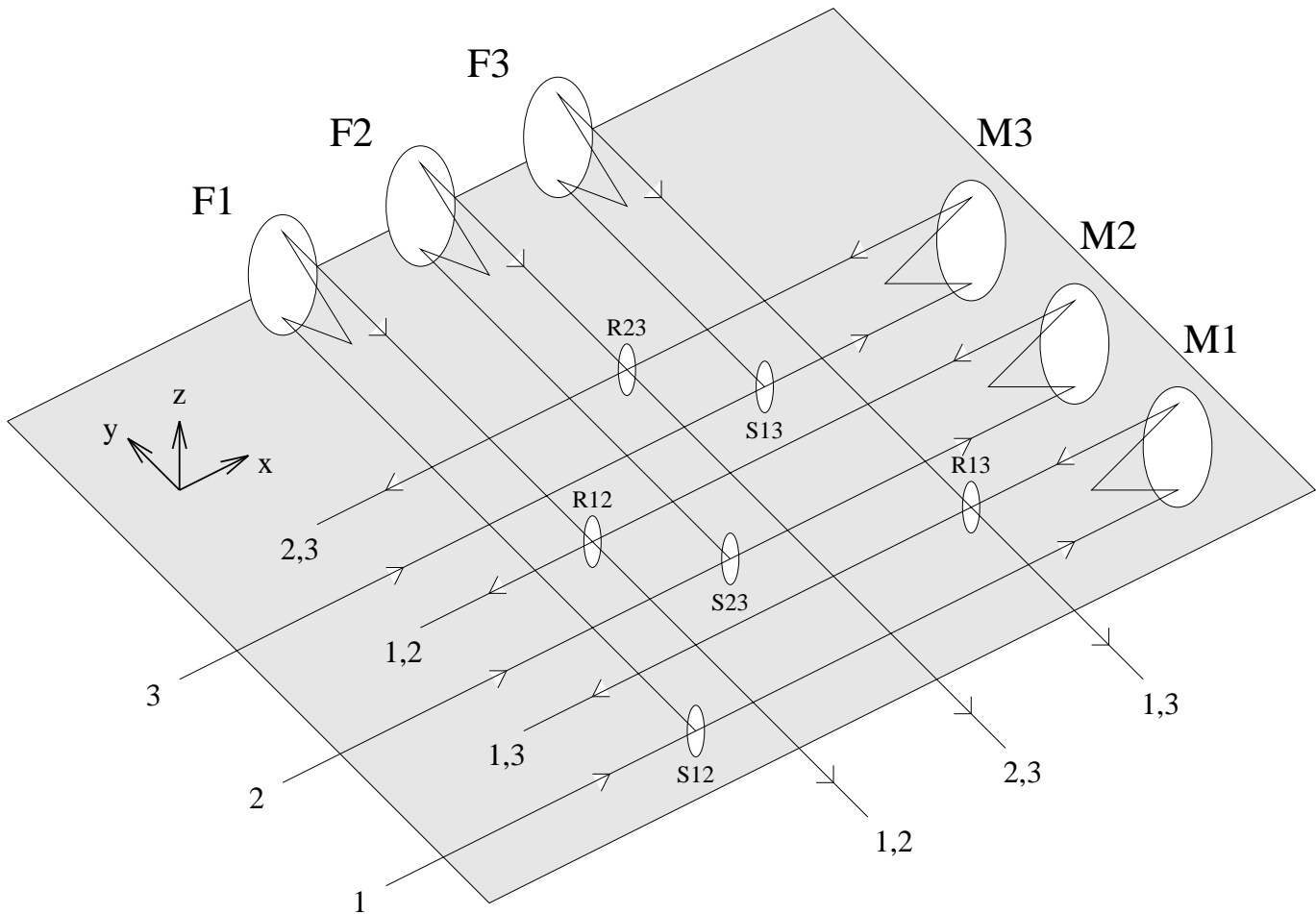


FIG. 6.8 – *Recombineur coaxial avec spectrographe FTS (détails dans le texte).*

permet d’injecter une source lumineuse pour l’alignement. Chaque voie i est séparée en deux voies pour être recombinaison avec l’une des sortie des autres voies. Avant le coupleur X pour la recombinaison, les fibres sont d’une part enroulée sur un tambour avec un piézo-électrique pour moduler la DDM, et d’autre part enroulée dans une boucle compensatrice de polarisation. On obtient finalement les 6 voies interférométriques I_{ij} . Ces 6 voies sont ensuite assemblées dans une nappe linéaire qui sert de fente d’entrée d’un spectrographe à réseau classique comme celui dessiné pour le recombineur multi-axial (cf. section 6.2.1. Tous les éléments fibrés sont à maintien de polarisation. La figure 6.7 montre la partie recombinaison.

6.2.3 Instrument coaxial FTS

Ce montage comprend un recombineur co-axial et un spectrographe à Transformée de Fourier (à 3 Télescopes).

S1, S2 et S3 : Séparatrices qui divisent chaque faisceau en 2 ;

M1, M2, M3 : Yeux de chats mobiles, montés sur le même chariot asservi pour introduire la DDM variable à la base du FTS. Un piézo sur chaque foyer permet la modulation sur une frange.

F1, F2, F3 : Yeux de chats “fixes”. Leur réglage, indépendamment les uns des autres, donne le zéro de la DDM.

R_{ij} : 3 lames recombinaison combinant les faisceaux i et j .

Renvoi et focalisation sur le capteur : Chacune des 6 sorties est envoyée sur un miroir convergent C_{ij} qui forme une image sur un pixel du détecteur. Au moins un miroir plan P_{ij} est nécessaire sur chaque faisceau pour atteindre C_{ij} .

Refroidissement : Si les miroirs (ou les lentilles) C_{ij} sont dans le cryostat du détecteur, ils forment la pupille froide qui empêche le capteur de voir l'environnement. Si les faisceaux dans le recombinateur/spectrographe ont un diamètre de 10 mm, la focale des C_{ij} sera de l'ordre de 10 cm.

6.2.4 Autres concepts

Nous avons aussi considéré deux autres concepts:

- **Montage coaxial sans fibres avec spectrographe à réseau :** c'est le même montage que celui présenté en section 6.2.3, mais la sortie est dirigée sur un spectrographe à réseau.
- **Montage coaxial sans fibres avec spectrographe à réseau et modulation en phase :** c'est le même montage que celui présenté en section 6.2.3, mais chaque recombinaison est remplacée par le module de la figure 6.4 et les polariseurs adéquats.

Nous ne nous sommes pas intéressés aux perspectives ouvertes par l'optique planaire (cf. colloque AstroFib'96 en octobre 1996 à Grenoble). En effet il nous a semblé que bien que cette technique apporte des avantages par rapport aux fibres (coût, complexité, stabilité, ...), mais elle n'est pas encore mûre pour pouvoir être incluse à ce stade de réflexion. Par contre pour des versions ultérieures, il faudra considérer avec soin cette technique prometteuse.

6.3 Comparaison des instruments

6.3.1 Rapport signal à bruit

On a vu que le coaxial et le multiaxial sont équivalents. L'essentiel de la comparaison porte donc sur les spectrographes :

- si on est fortement dominé par le bruit de photons, le FTS est inférieur d'un facteur $\sqrt{n_s}$ ou n_s est le nombre d'éléments spectraux (ceci suppose que le FTS est muni d'une roue à filtre permettant de sélectionner toutes les bandes qu'on veut). Dans notre cas $n_s = 256$, ce qui donne une perte de 6 magnitudes dans le pire des cas.
- Les deux systèmes sont équivalents si on est dominé par le bruit de lecture.
- Le FTS devient légèrement supérieur à un spectrographe à réseau non refroidi si on est dominé par le bruit thermique des éléments non dispersés (on suppose que l'on a de toutes façons un masque pupille froid dans le cryostat qui élimine l'environnement).

6.3.2 Biais de calibration en mode cohérencé

En mode cophasé les deux expériences multiaxiale et co-axiale sont équivalentes.

En mode cohérencé, quand on fait des poses courtes, les contrastes mesurés avec le montage multiaxial sont systématiquement inférieurs au contraste réel. Ce biais dépend du *seeing* et nous n'avons pas de méthode générale pour le calibrer. Comme l'a montré l'exploitation de Fluor, ce problème n'existe pas en mode coaxial à modulation temporelle.

Pour estimer l'importance du problème, nous allons imaginer des algorithmes de traitement parfaitement symétriques. Soit τ le temps pendant lequel on peut considérer les franges comme figées. En mode coaxial il faut balayer un train d'une cinquantaine de franges, avec un pas d'un quart de frange. La pose élémentaire est donc de $\tau/200$, durée pendant laquelle la dégradation du contraste est infime. L'agitation des franges se traduit par une irrégularité du pas d'échantillonnage dont on sait corriger les effets. Dans le cas multiaxial, il faut balayer les mêmes 50 franges pendant le temps τ . Dans la zone centrale de largeur λ/D on n'analyse qu'une frange (pour la paire de pupilles les plus serrées). Balayer le train de franges suppose donc 50 mesures

de durée élémentaire $\tau/50$. Cette durée restant très inférieure au temps d'évolution des franges, on peut de nouveau considérer que le biais sur le contraste est très faible. S'il s'avère qu'elle dépasse le niveau de 0.1% qui est notre objectif pour certaines applications, on pourra l'estimer de façon précise en mesurant le décalage caractéristique des franges entre une pose de $\tau/50$ et la suivante (si on soustrait le déplacement instrumental volontairement introduit, il sera bien inférieur à une frange).

6.3.3 Transmission

À partir de l'entrée du recombineur, dans chaque faisceau.

Montage co-axial avec spectrographe à réseau:

4 réflexions + 1 réseau + 1 prélèvement Photométrique soit $(0.98)^4 \times 0.7 \times 0.9 = 0.58$ et si on tient compte du facteur de 0.8 équivalent au nombre de pixels utilisé: $0.58 \times 0.8 = 0.46$

Montage co-axial à fibres avec spectrographe à réseau:

3 réflexions + 1 réseau + 4 jonctions de fibres + 2 dioptries (entrée et sortie des fibres) + 1 prélèvement photométrique soit $(0.98)^3 \times 0.7 \times (0.98)^4 \times (0.96)^2 \times 0.9 = 0.50$.

Montage co-axial sans fibres avec spectrographe à réseau:

3 réflexions + 1 réseau + 2 séparatrices + 1 prélèvement photométrique soit $(0.98)^3 \times 0.7 \times (0.9)^2 \times 0.9 = 0.48$.

Montage co-axial sans fibres avec spectrographe à réseau et modulation en phase:

1 lame demi-onde et deux dioptries traités de plus que le co-axial à modulation temporelle: $0.48 \times (0.98)^4 = 0.44$.

Montage co-axial sans fibres avec un spectrographe FTS:

2 réflexions de plus que le précédent (yeux de chats) mais pas de réseau, soit $(0.98)^2 \times 0.48/0.7 = 0.66$.

En conclusion, tous les montages ont des transmissions presque identiques, sauf le mode avec FTS qui permettra un gain de 0.4 magnitudes quant on est complètement dominé par le bruit de lecture.

6.3.4 Complexité

On distingue les degrés de liberté simples (Po: positionnement de pièces optiques), les degrés de liberté à haute précision (Pi: réglages à une fraction de longueur d'onde), les déplacements simples (Ds), les déplacements motorisés précis (Dp) et les déplacements asservis (Da).

Nous n'avons pas tenu compte de l'asservissement en position du filtre spatial ni du contrôle de polarisation, communs à tous les systèmes.

Montage co-axial avec spectrographe à réseau : 17 Po 4 Dp

(Ri×3: 2Po+1Dp; C1: 3Po; C2: 3Po; Rs: 2Po+1Dp; Ch: 3Po)

Montage co-axial à fibres avec spectrographe à réseau : 20 Po, 9 Pi, 1 Dp, 3 Da

(Plan1×3: 2Po; Parab1×3: 3Pi; modulateur×3: 1Da; sorties f×3: 2Po; colim: 3Po; Rs: 2Po+1DP; Ch: 3Po)

Montage co-axial sans fibres avec spectrographe à réseau : 56 Po, 3 Pi, 4 Dp

(Sep×3: 2Po+1Pi; Plan×6: 2Po; Rec×3: 2Po+1Dp; plan×6: 2Po; Rs: 2Po+1Dp; Ch×6: 3Po)

Montage co-axial sans fibre avec spectrographe à réseau et modulation en phase : 47 Po, 3 Pi, 4 Dp

(Sep×3: 2Po+1Dp; Plan×6: 2Po; lame×3: 1Po; Cocot×3: 2Po+1Pi; lame×3: 1Po; plan×3: 2Po; Rs: 2Po+1Dp; Ch×3: 3Po)

Montage co-axial sans fibre avec un spectrographe FTS : 66 Po, 12 Pi, 3 Dp, 1 Da

(Sep×3: 2Po+1Pi; M×3: 4Po+1Pi; Chariot FTS porte M: 1Da; Rec×3: 2Po+1Pi; F×3: 4Po+1Pi+1Dp; plan×6: 2 Po; Ch×6: 3Po)

6.3.5 Éléments optiques hors catalogues courants

Montage co-axial avec spectrographe à réseau : C1: grand miroir cylindrique.

Montage co-axial à fibres avec spectrographe à réseau : tous les éléments fibrés à maintien de polarisation.

Montage co-axial sans fibres avec spectrographe à réseau : aucun

Montage co-axial sans fibre avec spectrographe à réseau et modulation en phase : les 3 “cocottes” recombinaatrices.

Montage co-axial sans fibre avec un spectrographe FTS : les yeux de chats (pas sûr), le chariot FTS et sa métrologie laser

6.3.6 Facilité d'un mode à deux polarisations

Pour tous les systèmes sans fibres, on devrait pouvoir installer un module séparateur sur chaque faisceau avant le recombineur et faire coexister les deux polarisations l'une au dessus de l'autre, en surdimensionnant les optiques. C'est particulièrement facile en multiaxial (cf. REGAIN). Pour les modes co-axiaux, il faut doubler le nombre de chambres, qui passe à 12.

Dans le cas du système à fibres, il faut dupliquer le recombineur à fibres.

6.3.7 Extension vers le domaine visible

Elle est facile pour tous les systèmes sans fibres avec spectrographe à réseau (sauf la modulation en phase). On peut changer de longueur d'onde en changeant de réseau, voire éclairer des capteurs différents avec le même réseau, ce qui ouvre la possibilité de mesures différentielles à très large intervalle spectral. Dans le cas de la modulation en phase, la chromaticité des lames de retards et des “cocottes” peut entraîner leur duplication.

Dans le cas des systèmes à fibres, il faut un recombineur à fibres par bande spectrale.

Les systèmes à spectrographe FTS sont complètement inadaptés au rouge, ou on est complètement dominé par le bruit de photons.

6.3.8 Extension vers le domaine infrarouge thermique

Avec les spectrographes à réseau, il devient impératif de refroidir à partir du réseau. A la température de l'azote liquide on devrait pouvoir travailler jusqu'en M.

Dans le cas des systèmes à fibres, il faut un recombineur à fibres par bande spectrale.

Les systèmes à spectrographe FTS sont bien adaptés au thermique, il suffit de changer de détecteur. Notons toutefois qu'ils restent moins performants que les spectrographes refroidis à l'azote jusqu'en bande M (pour les sources brillantes).

6.3.9 Compatibilité avec GI2T

Tous les systèmes sont compatibles techniquement avec GI2T quand on les considère à partir du recombineur. La seule difficulté pourrait venir de l'encombrement, dans le cas d'un système multiaxial pour **trois télescopes**. Rendre le montage plus compact coûterait deux miroirs de plus.

GI2T étant équipé d'instruments visibles, on peut être tenté de donner plus de poids dans ce cas à l'extension vers les bandes L, M, N plutôt que vers le visible, mais cette considération sort de notre mission telle qu'elle nous a été définie.

6.3.10 Possibilité de passer à quatre télescopes

Elle n'a été considérée que dans le cas du montage multiaxial. Il faut alors avoir un facteur d'anamorphose de 18, ce qui porte la focale de C1 à 1800 mm et sa longueur à 350 mm. Utiliser un montage plus compact avec des plus petites optiques cylindriques imposerait d'ajouter deux miroirs.

Pour tous les concepts coaxiaux, on multiplie par 2 le nombre de sorties, et sans doute aussi le coût de l'instrument.

6.3.11 Possibilité de travailler en champ large

En montage multiaxial, il suffit de supprimer le filtre spatial et de diviser par deux la taille des faisceaux d'entrée (en changeant un des miroirs qui encadrent le filtre) sans modifier leur espacement. On a alors une configuration des pupilles non redondantes sans dégradation de l'information (u, v) dans le sens des bases. Le champ, dans une direction, n'est plus limité que par les optiques. La compression des pupilles se traduit par une perte d'un facteur deux sur la résolution.

En coaxial à fibre, c'est exclu.

En coaxial sans fibre, c'est en principe possible.

6.4 Conclusion

Pour un instrument optimisé pour la bande K ou les longueurs d'onde inférieures et pour des résolutions spectrales modérées, les spectrographes à transformée de Fourier sont inefficaces en termes de RSB.

Tous les autres systèmes sont à peu près équivalents en termes de performances. Le montage multiaxial apparaît nettement plus simple avec le plus petit nombre de montures et de déplacements précis, pas d'asservissements délicats et une seule optique (assez peu) non standart. C'est dans ce cas que le passage de deux à trois télescopes est le plus simple (ajouter R3 et P3, changer C1) et qu'on a le plus de facilité d'évolution vers les longueurs d'onde plus courtes, la polarimétrie, un travail à champ large et un passage à 4 télescopes.

Ce système a donc notre préférence.

TAB. 6.1 – Tableau récapitulatif de comparaison entre les différents concepts instrumentaux.

Critères	multiaxial réseau	coaxial fibres/réseau	coaxial air/réseau	coaxial phase/réseau	coaxial air/FTS
RSB bruit photons	Les spectrographes à réseau sont (très) supérieurs jusqu'à une magnitude où on est limité par le bruit de fond thermique de l'interféromètre (indépendamment de la résolution)				
RSB bruit lecture	Les différents concepts sont équivalents				
RSB bruit thermique en K	Le FTS devient supérieur quand on est dominé par le bruit thermique des éléments non dispersés, soit pour une résolution de 315 si on ne refroidit pas et une résolution de 3600 si on refroidit à -40°C par effet Peltier.				
Biais de calibration en mode cohérencé	semble négligeable	non			
Transmission (nombre de surfaces)	0.46	0.50	0.48	0.44	0.66
Degrés de liberté simples	17	20	56	47	66
Degrés de liberté interférométriques		9	3	3	12
Déplacements simples					
Déplacements précis	4	4	4	4	3
Déplacements asservis		3			1
Éléments hors catalogue	grand miroir cylindrique	tous les éléments fibrés	aucun	3 "cocottes"	yeux de chat, chariot FTS et métrologie laser
Possibilité multi polarisation	++	--	+	+	+
Extension vers le visible	++	--	++	-	---
Extension vers L,M,N	L et M avec refroidissement à l'azote	--	L et M avec refroidissement à l'azote	-	++

Chapitre 7

Performances attendues

Afin de pouvoir discuter des programmes scientifiques (cf. chapitre 2) réalisables, nous discutons des performances attendues de l'instrument.

7.1 Magnitudes limites provenant de l'optique adaptative et du senseur de franges

Le chapitre 5 nous a présenté les performances de l'optique adaptative et du suiveur de franges en terme de rapport de Strehl et d'erreur résiduelle de DDM. Les tables 7.1 et 7.2 donnent sous une forme un peu différente les magnitudes limites attendues.

Les magnitudes limites ont été définies en V. Pour le PFSU la magnitude V correspond à la magnitude H d'une étoile de type Vega¹. Les magnitudes limites de l'OA sont déterminées par la valeur à partir de laquelle le PFSU reçoit un flux pour lequel le Strehl est égal à la valeur donnée pour les sensibilités du PFSU, (0.2 pour les UT et 0.3 pour les AT, cf. table 4.2). Nous avons utilisé les figures 5.3 à 5.5 du chapitre 5.

Les magnitudes limites pour le PFSU ont été calculées pour que le PFSU fonctionne à une précision² de $\lambda/10$. Cette valeur est différente selon que l'on observe en K ou dans la raie H α . Les chiffres présentés sont extraits des figures 5.7 et 5.8.

Comme on le voit, c'est le senseur de franges qui limite les performances de l'instrument (table 7.2). Il y a peu de différences entre *seeing* excellent et le *seeing* moyen, car la différence principale vient d'une différence de rapport de Strehl qui se traduit linéairement en flux limite. Les principales raisons pour ces magnitudes limites faibles ont été développées dans la section 5.8.

7.2 Valeurs utilisées pour les calculs de performances

7.2.1 Rendement global de l'optique

La transmission optique utilisée est celle définie dans le tableau 3.4. Avec le concept choisi, il y a 4 nouvelles réflexions, une dichroïque en V pour l'analyse de surfaces d'onde et une dichroïque en H pour le senseur de franges avant le filtrage spatial. Nous estimons donc un facteur 0.75 d'atténuation avant ce filtre spatial. Le filtre spatial a un couplage théorique de 78% pratiquement plus proche de 70%. À ces facteurs, il convient d'ajouter le facteur de Strehl qui dépend du type de télescope (AT, UT ou GI2T), des conditions météorologiques et de la longueur d'onde (cf. figures 5.3 à 5.5). Pour les UT nous prenons un Strehl de 0.1 en bande K, sachant qu'il peut être 3 fois meilleur. Pour les AT nous prenons un Strehl de 0.6 sachant qu'il peut atteindre 0.9. Cela donne donc un rendement global en K de 1.5% pour les UT (au plus 4.5%) et de 9.5% pour les AT (au plus 14%). Dans le parcours optique, le recombineur et le spectrographe transmettent environ 50% de la lumière (cf. § 6.3.3) et il reste le détecteur. Nous concluons qu'une valeur pessimiste pour le rendement global de VIMA en K est de 0.7% (valeur optimiste: 1.5%) et pour VISA 3%

1. Un objet rouge aura donc un gain en magnitude limite puisque c'est la magnitude H qui intervient.

2. Cela correspond à une perte de visibilité de 18%.

TAB. 7.1 – *Magnitudes limites V de l’optique adaptative (voir texte).*

<i>Seeing</i>	excellent	moyen
Mag. limite pour GI2T	16.4	14.5
Mag. limite pour AT	∞	16.9
Mag. limite pour UT	14.3	12.2 ^a

^a avec un Strehl de 0.1.

TAB. 7.2 – *Magnitudes limites équivalentes en V du senseur de franges.*

<i>Seeing</i>	excellent	moyen
Mag. limite pour AT en H_α (60nm)	6.4	6.1
Mag. limite pour AT en K (220nm)	7.8	7.5
Mag. limite pour UT en K (220nm)	8.8	7.3
Mag. limite pour GI2T en K (220nm)	7.2	6.9

TAB. 7.3 – *Caractéristiques des différentes bandes photométriques.*

Bande	Centre λ (μm)	Largeur $\Delta\lambda$ (μm)	Résolution R ($\lambda/\Delta\lambda$)	E_0 ($\text{Wm}^{-2}\mu\text{m}^{-1}$)
J	1.25	0.35	3.6	3.94×10^{-9}
H	1.68	0.30	5.6	7.00×10^{-10}
K	2.23	0.35	6.4	3.90×10^{-10}

(valeur optimiste : 5%). Pour GI2T les valeurs sont plutôt 2.5% (valeur optimiste : 4%) en K. Compte tenu du rapport des surfaces, VIMA est seulement 4.7 fois plus sensible que VISA en K.

Pour les autres bandes nous n’avons considéré le Strehl non corrigé (partie droite de l’équation 5.9). On peut estimer que l’optique adaptative pourra l’améliorer d’un facteur 2. Par conséquent nous avons retenu pour les transmissions en bande H : 0.15% pour les UT, 1% pour les AT et GI2T. Pour la bande J, ces transmissions sont : 0.05% pour les UT, 0.5% pour les AT et GI2T.

7.2.2 Valeur des paramètres pour le calcul des performances

- *Diamètres des télescopes* : $D = 8$ m pour les UT, $D = 1.8$ m pour les AT, $D = 1.5$ m pour GI2T ;
- *Transmission globale du système VLTI + instrument* :
 bande K : $t = 7 \times 10^{-3}$ pour les UT, $t = 0.03$ pour les AT et GI2T ;
 bande H : $t = 1.5 \times 10^{-3}$ pour les UT, $t = 0.01$ pour les AT et GI2T ;
 bande J : $t = 5 \times 10^{-4}$ pour les UT, $t = 5 \times 10^{-3}$ pour les AT et GI2T ;
- *Nombre de mesures nécessaires pour la visibilité*³ : $n = 4$ pour 2 télescopes et $n = 12$ pour 3 télescopes ;
- *Temps de mesure* : $\tau = 0.1$ s en mode cohérent et $\tau = 100$ s en mode cophasé ;
- *Bruit de lecture du détecteur* : $B_d = 10$ e⁻ ;
- *Rendement quantique du détecteur* : $\eta = 0.5$;
- *Caractéristiques des bandes photométriques*⁴ J, H et K : voir table 7.3.

Pour estimer les performances du système notamment vis à vis du bruit thermique, nous avons calculé l’émission de corps noir de différentes températures : 293K, 233K et 77K. Les données sont rassemblées dans la table 7.4.

7.3 Importance du bruit de détecteur et du fond thermique

7.3.1 Fond thermique

En ce qui concerne le bruit thermique, il convient de séparer le bruit thermique “proche”, qui peut bénéficier d’un refroidissement comme l’environnement du réseau s’il se trouve dans une enceinte, du bruit

3. Cela correspond au nombre de pixels utilisés pour la mesure de la visibilité. Le cas multiaxial est relativement compliqué à détailler mais est équivalent au montage coaxial si on incorpore un rendement de 80%. Ce rendement a été utilisé dans l’évaluation des performances dans le chapitre 6

4. La bande K qui a été considérée est en fait celle que l’on appelle K’ de 2.0 à 2.4 μm .

TAB. 7.4 – Rayonnement du corps noir intégré sur chaque bande photométrique pour différentes températures.

T	CN(T) bande J Wcm ⁻² st ⁻¹	CN(T) bande H Wcm ⁻² st ⁻¹	CN(T) bande K Wcm ⁻² st ⁻¹
293K	9.6×10^{-14}	9.6×10^{-11}	2.7×10^{-8}
233K	1.0×10^{-17}	7.5×10^{-14}	1.1×10^{-10}
77K	2.3×10^{-56}	4.5×10^{-44}	9.0×10^{-34}

TAB. 7.5 – Résolutions à partir desquelles le fond thermique du réseau domine en K.

T_{env}	Résolution
293 K	15
233 K	3600
77 K	>10000

thermique “loin” provenant des éléments du VLTI qui ne peuvent pas être refroidis. Nous supposons que la caméra dispose d’un filtre froid à l’intérieur du cryostat qui ne laisse passer que la pupille utile. Par conséquent la résolution à partir de laquelle le fond thermique provenant de l’environnement thermique du réseau est plus important que le fond thermique provenant des éléments de l’interféromètre est :

$$R \geq \lambda/\Delta\lambda \frac{t_{\text{res}}}{1-t_{\text{res}}} \frac{\text{CN}(T_{\text{VLTI}})}{\text{CN}(T_{\text{env}})} \quad (7.1)$$

avec t_{res} l’efficacité du réseau, et, T_{VLTI} et T_{env} respectivement les températures des éléments du VLTI et de l’environnement du réseau. Pour la bande K et un réseau d’efficacité $t_{\text{res}} = 0.7$ on obtient :

$$R \geq 15 \frac{\text{CN}(T_{\text{VLTI}})}{\text{CN}(T_{\text{env}})} \quad (7.2)$$

La table 7.5 permet de voir que si l’on refroidit l’enceinte qui contient le réseau à -40°C par effet Peltier, on n’est plus limité par le fond thermique du réseau que pour de haute résolution (> 3600).

Pour calculer la magnitude à partir de laquelle le fond thermique domine, nous avons calculé quand le bruit de photon provenant de photons émis par le fond thermique était du même niveau que le bruit de photon d’une étoile de magnitude m_t . La formule est donnée par :

$$m_t = 2.5 \log \left(\frac{E_0 S t}{E_{\text{th}} \lambda^2 n_{\text{tel}}} \right) \quad (7.3)$$

avec l’émission du fond thermique E_{th} :

$$E_{\text{th}} = t_{\text{res}} \frac{\text{CN}(T_{\text{VLTI}})}{\Delta\lambda} + (1-t_{\text{res}}) \frac{\text{CN}(T_{\text{env}})}{\lambda/R} \quad (7.4)$$

On obtient $J_t = 30.3$ et $H_t = 20.3$ pour une température de 293K, ce qui montre que le fond thermique est négligeable en J et H. Par contre, pour une température de 293K et deux UT, on obtient une magnitude $K_t = 11.4$. Les magnitudes pour d’autres configurations sont résumées dans le tableau 7.7.

Il apparaît clairement que l’on n’est limité par le fond thermique qu’à partir de la résolution 50 pour un réseau non-refroidi. Par contre si on place le réseau dans une enceinte à -40°C , on voit que l’on commence à être limité par le fond thermique que pour les hautes résolutions. On est surtout limité par le fond thermique du VLTI lui-même sauf à partir de R compris entre 500 et 5000 (cf. table 7.5).

Par conséquent il ne nous apparaît pas opportun d’étendre le cryostat du détecteur jusqu’au réseau sauf si cela s’avère plus facile qu’un refroidissement à -40°C .

Il convient d’ajouter aussi que la bande K qui a été considérée est la bande entre 2.0 et 2.4 μm (appelée aussi K’). Elle est donc moins sensible au fond thermique que la bande K normale.

TAB. 7.6 – Valeur de l'émission thermique E_{th} en $W \text{ cm}^{-2} \text{ st}^{-1} \mu\text{m}^{-1}$ dans la bande K.

Résolution	T_{env}	E_{th} ($W \text{ cm}^{-2} \text{ st}^{-1} \mu\text{m}^{-1}$)
Bande large	293K	7.7×10^{-8}
50	293K	2.3×10^{-7}
500		1.8×10^{-6}
5000		1.8×10^{-5}
50	233K	5.4×10^{-8}
500		6.0×10^{-8}
5000		1.3×10^{-7}

TAB. 7.7 – Magnitude K_t de prédominance du fond thermique.

Résolution	T_{env}	2 UT	2 AT	2 UT + 1 AT	GI2T
Bande large	293K	11.4	9.7	11.1	9.4
Réseau (50)	293K	10.2	8.5	9.9	8.2
Réseau (500)		8.0	6.3	7.6	5.9
Réseau (5000)		5.5	3.8	5.1	3.4
Réseau (50)	233K	11.8	10.1	11.4	9.7
Réseau (500)		11.7	10.0	11.3	9.6
Réseau (5000)		10.8	9.1	10.5	8.8

7.3.2 Bruit de lecture

Pour connaître le domaine où l'instrument est dominé par le bruit de lecture du détecteur, il convient de calculer la magnitude à partir de laquelle le bruit de lecture est équivalent au bruit de photon sur l'étoile. Nous avons donc la magnitude suivante:

$$m_d = 2.5 \log \left(\frac{E_0 S t (\lambda/R) \tau \eta}{n (hc/\lambda) B_d^2} \right) \quad (7.5)$$

Les valeurs de m_d pour les configurations à deux UT, deux AT ou deux UT et un AT sont données dans les tables 7.8, 7.9, 7.10.

En mode cophasé qui permet des intégrations longues (e.g. $\tau = 100\text{s}$), le rapport signal à bruit ne sera donc pas limité par le bruit du détecteur. Par contre pour des observations qui nécessitent de geler la turbulence atmosphérique ($\tau = 0.1\text{s}$) le bruit de détecteur pourra être limitatif à partir des résolutions 500 à 5000 surtout dans les bandes J et H, et, pour la bande K si, parce que le bruit du fond thermique est négligeable. Si l'enceinte du réseau n'est pas refroidie, l'instrument n'est jamais limité par le bruit de lecture du détecteur en pose courte.

7.4 Performances de l'instrument

7.4.1 Rapport signal à bruit

Le nombre de photo-électrons détectés provenant de l'étoile est égal à :

$$N_* = 10^{-0.4m} E_0 S t \lambda/R \tau \frac{1}{n} \eta \frac{\lambda}{hc} \quad (7.6)$$

Le nombre de photo-électrons provenant du fond thermique est égal à :

$$N_{\text{th}} = E_{\text{th}} \lambda^2 n_{\text{tel}} \lambda/R \tau \frac{1}{n} \eta \frac{\lambda}{hc} \quad (7.7)$$

TAB. 7.8 – Magnitude J_d de prédominance du bruit de lecture du détecteur.

Résolution R	2 UT		2 AT		2 UT + 1 AT		GI2T	
	$\tau = 0.1s$	$\tau = 100s$	$\tau = 0.1s$	$\tau = 100s$	$\tau = 0.1s$	$\tau = 100s$	$\tau = 0.1s$	$\tau = 100s$
3.6	11.9	19.4	11.1	18.6	10.9	18.4	10.7	18.2
50	9.0	16.5	8.2	15.7	8.0	15.5	7.9	15.4
500	6.5	14.0	5.7	13.2	5.5	13.0	5.4	12.9
5000	4.0	11.5	3.2	10.7	3.0	10.5	2.9	10.4

TAB. 7.9 – Magnitude H_d de prédominance du bruit de lecture du détecteur.

Résolution R	2 UT		2 AT		2 UT + 1 AT		GI2T	
	$\tau = 0.1s$	$\tau = 100s$	$\tau = 0.1s$	$\tau = 100s$	$\tau = 0.1s$	$\tau = 100s$	$\tau = 0.1s$	$\tau = 100s$
5.6	11.3	18.8	10.1	17.6	10.3	17.8	9.8	17.3
50	8.9	16.4	7.7	15.2	7.9	15.4	7.4	14.9
500	6.4	13.9	5.3	12.7	5.4	12.9	4.9	12.4
5000	3.9	11.4	2.7	10.2	2.9	10.4	2.4	9.9

TAB. 7.10 – Magnitude K_d de prédominance du bruit de lecture du détecteur.

Résolution R	2 UT		2 AT		2 UT + 1 AT		GI2T	
	$\tau = 0.1s$	$\tau = 100s$	$\tau = 0.1s$	$\tau = 100s$	$\tau = 0.1s$	$\tau = 100s$	$\tau = 0.1s$	$\tau = 100s$
6.4	12.8	20.4	11.1	18.6	11.7	19.2	10.8	18.3
50	10.6	18.1	8.9	16.4	9.5	17.0	8.5	16.0
500	8.1	15.6	6.4	13.9	7.0	14.5	6.0	13.5
5000	5.6	13.1	3.9	11.4	4.5	12.0	3.5	11.0

La variance du bruit de photon est égale à $\sigma_*^2 = N_*$, celle associée au bruit de fond thermique est égale à $\sigma_{th}^2 = N_{th}$ et celle associée au bruit de lecture est égale à $\sigma_d^2 = B_d^2$. Par ailleurs le rapport signal à bruit s'écrit :

$$RSB = \frac{N_*}{\sqrt{\sigma_*^2 + \sigma_{th}^2 + \sigma_d^2}} \quad (7.8)$$

Les figures 7.1, 7.2 et 7.3 illustrent les valeurs du rapport signal à bruit pour différents temps de pose ($\tau = 0.1s$ et $\tau = 100s$), pour différentes températures pour l'enceinte du réseau (293K et 233K) et pour différentes résolutions (6.4, 50, 500 et 5000) pour 2 UT dans la bande K.

7.4.2 Magnitudes limites de l'instrument

Pour calculer les magnitudes limites, nous prenons un rapport signal à bruit de 5. En utilisant l'équation (7.8) et sachant que pour ces magnitudes le bruit de photon est négligeable, on obtient :

$$m = 2.5 \log\left(\frac{N_*}{5 \sqrt{\sigma_{th}^2 + \sigma_d^2}}\right) \quad (7.9)$$

Les magnitudes limites pour les différentes configurations et les différentes bandes sont fournies par les tableaux 7.11, 7.12, 7.13 et 7.14.

Ce qui apparaît clairement dans ces tableaux, c'est que la résolution spectrale nécessite des poses longues et donc un cophasage soit grâce à un suiveur de franges extérieur soit grâce à un senseur de franges à large bande spectrale⁵.

5. Il serait intéressant d'étudier cette possibilité en utilisant l'ordre zéro du spectrographe.

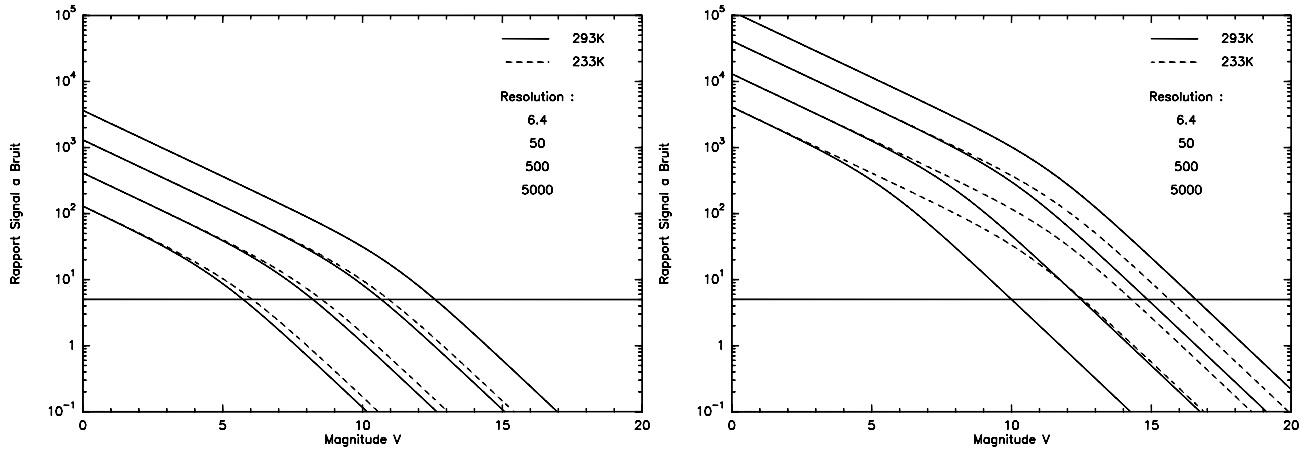


FIG. 7.1 – Rapport signal à bruit de l'instrument pour 2 UT en bande K. Les courbes sont ordonnées par résolution décroissante (de haut vers le bas). À gauche $\tau = 0.1s$ et à droite $\tau = 100s$.

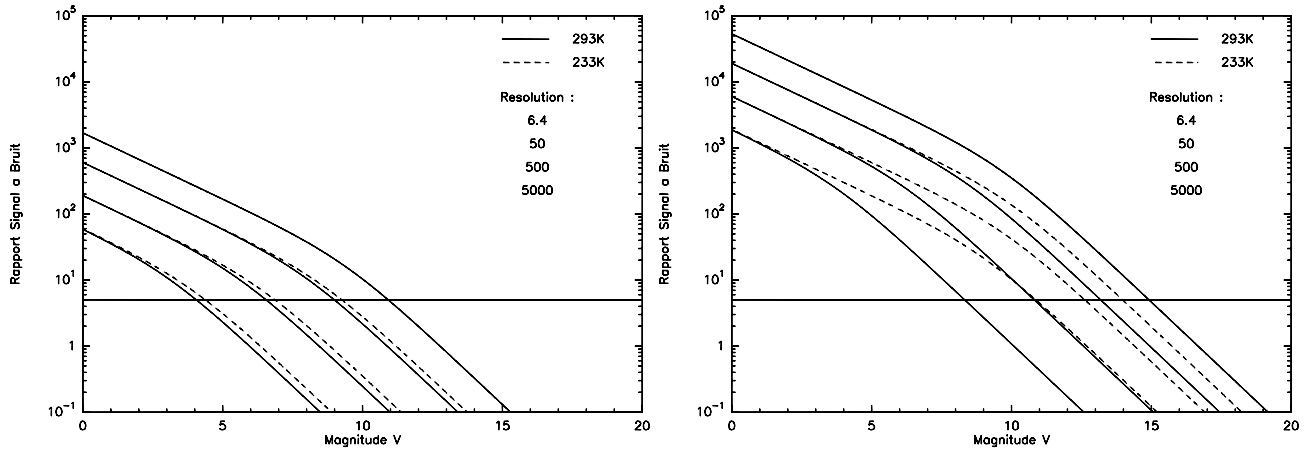


FIG. 7.2 – Rapport signal à bruit de l'instrument pour 2 AT en bande K. Les courbes sont ordonnées par résolution décroissante (de haut vers le bas). À gauche $\tau = 0.1s$ et à droite $\tau = 100s$.

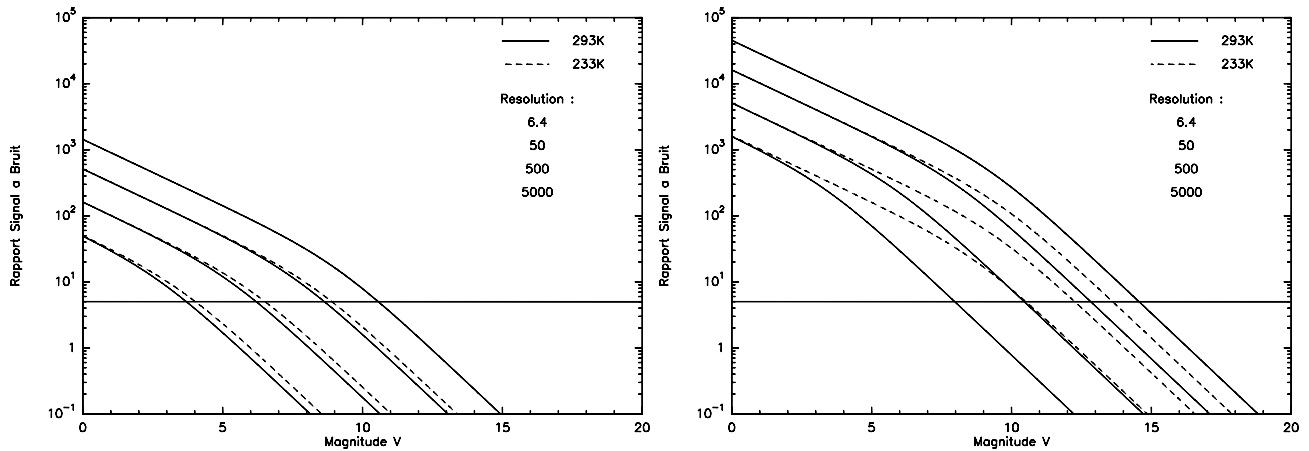


FIG. 7.3 – Rapport signal à bruit de l'instrument pour GI2T en bande K. Les courbes sont ordonnées par résolution décroissante (de haut vers le bas). À gauche $\tau = 0.1s$ et à droite $\tau = 100s$.

TAB. 7.11 – *Magnitudes limites pour les UT*

Résolution	$\tau = 0.1s$				$\tau = 100s$			
	J	H	K _{chaud}	K _{refroidi}	J	H	K _{chaud}	K _{refroidi}
Bande large	11.3	12.0	12.7	12.7	18.8	19.5	16.6	16.6
50	8.5	9.7	10.8	11.2	16.0	17.2	14.9	15.7
500	6.0	7.2	8.4	8.8	13.5	14.7	12.5	14.3
5000	3.5	4.7	5.9	6.3	11.0	12.2	10.0	12.6

TAB. 7.12 – *Magnitudes limites pour les AT*

Résolution	$\tau = 0.1s$				$\tau = 100s$			
	J	H	K _{chaud}	K _{refroidi}	J	H	K _{chaud}	K _{refroidi}
Bande large	10.6	10.9	11.0	11.0	18.1	18.4	14.9	14.9
50	7.7	8.5	9.2	9.5	15.2	16.0	13.2	14.0
500	5.2	6.0	6.7	7.1	12.7	13.5	10.8	12.7
5000	2.7	3.5	4.2	4.6	10.2	11.0	8.3	11.0

TAB. 7.13 – *Magnitudes limites pour GI2T*

Résolution	$\tau = 0.1s$				$\tau = 100s$			
	J	H	K _{chaud}	K _{refroidi}	J	H	K _{chaud}	K _{refroidi}
Bande large	10.2	10.5	10.7	10.7	17.7	18.0	14.6	14.6
50	7.4	8.1	8.8	9.1	14.9	15.6	12.9	13.6
500	4.9	5.6	6.4	6.8	12.4	13.1	10.5	12.3
5000	2.4	3.1	3.9	4.3	9.9	10.6	8.0	10.6

TAB. 7.14 – *Magnitudes limites pour 2UT et 1AT*

Résolution	$\tau = 0.1s$				$\tau = 100s$			
	J	H	K _{chaud}	K _{refroidi}	J	H	K _{chaud}	K _{refroidi}
Bande large	10.4	11.0	11.9	11.9	17.9	18.5	15.9	15.9
50	7.5	8.6	9.9	10.2	15.0	16.1	14.2	15.0
500	5.0	6.1	7.5	7.7	12.5	13.6	11.8	13.6
5000	2.5	3.6	5.0	5.2	10.0	11.1	9.3	11.9

Par ailleurs, on voit que l'on ne gagne pas beaucoup en magnitude limite à refroidir l'enceinte du réseau (au maximum 2.5 magnitudes). C'est ce l'on voit sur les courbes de RSB de la section précédente. En effet l'écart entre les courbes en trait continu et celle en trait pointillé est constant dans le régime thermique et vaut 2.5 magnitudes.

7.5 Programmes scientifiques réalisables

Les chiffres mis à jour dans ce chapitre sont très encourageants. En effet on peut s'attendre à une sensibilité du VLTI suffisante pour réaliser les objectifs scientifiques rappelés au chapitre 2. On s'attend à des performances permettant l'observation de sources de magnitudes entre $K=12$ et $K=13$ en bande large et en mode cohérencé sur les UT.

Par contre pour pouvoir utiliser de la résolution spectrale sur des sources qui ne soient pas très brillantes, il est nécessaire d'allonger les temps d'intégration. Ceci n'est possible que si l'interféromètre peut être cophasé. Or les performances du PFSU sont très en dessous ce que l'on pourrait en attendre. Cela vient principalement des mauvais détecteurs⁶. Par conséquent nous pouvons affirmer que sans l'adjonction d'un suiveur de franges sensible, les programmes voulant obtenir des résolutions supérieures à $R = 50$ seront fortement pénalisés.

6. On pourrait gagner jusqu'à 3 ou 4 magnitudes si on utilisait un détecteur de type NICMOS performant au lieu de détecteurs mono-pixels InSb.

Chapitre 8

Réalisation

Nous n'avons guère eu le temps d'approfondir la question de la mise en œuvre de l'instrument. Le concept choisi (cf. chapitre 6) est un recombineur multiaxial placé devant un spectrographe à réseau qui a toutes les fonctionnalités définies au chapitre 4.

Il est absolument nécessaire de mener une étude détaillée pour pouvoir sérieusement établir une liste des produits, des tâches et produire un planning. À partir de ce travail, il est alors possible de chiffrer relativement précisément le coût. Dans ce chapitre nous ne ferons qu'estimer grossièrement le volume de travail, de temps et de coût.

8.1 Organigramme des produits

Voici la liste des sous-systèmes et des différents produits associés :

1. Table optique
2. Injection des faisceaux sur la table et adaptation
 - (a) miroirs et montures
 - (b) déplacement si option "inversion de champ"
3. Optique adaptative
 - (a) miroirs et montures simples
 - (b) composants actifs (miroir déformable et analyseur de surface d'onde)
 - (c) asservissement (calculateur temps réel)
4. Injection dans le senseur de franges ESO
 - (a) miroirs et montures simples
 - (b) jeu de dichroïques et séparatrices
 - (c) réglage de l'injection (correction de la réfraction différentielle)
5. Filtrage spatial
 - (a) filtre: fibre ou trou.
 - (b) optique d'alignement
 - (c) capteur et contrôle
6. Analyse et contrôle de la polarisation
 - (a) module de compensation du retard optique

- (b) séparation des polarisations

7. Recombinaison

- (a) miroirs de renvoi
- (b) anamorphoseur
- (c) montures mécaniques
- (d) balayage de la DDM pour mode cohérencé.
- (e) extracteur des signaux photométriques

8. Spectrographe

- (a) optique
- (b) mécanique
- (c) contrôle du positionnement
- (d) refroidissement à -40°C
- (e) mouvement du réseau et contrôle

9. Détecteur visible

- (a) détecteur
- (b) optique (lentilles, filtres...)
- (c) électronique de lecture
- (d) acquisition et contrôle

10. Calibrations spectrales

- (a) source visible blanche
- (b) source infrarouge blanche et corps noir
- (c) lasers IR et visible

11. Alignement

- (a) sources laser
- (b) miroirs et montures
- (c) séparation des faisceaux
- (d) détecteurs

12. Contrôle de l'instrument

- (a) pilotage des asservissements
- (b) pilotages des pièces motorisées
 - i. optique adaptative
 - ii. sélection des faisceaux
 - iii. positionnement des filtres spatiaux
 - iv. contrôle de la polarisation
 - v. (contrôle des fibres)
 - vi. modulation de la DDM
 - vii. position du réseau
 - viii. jeux de filtres

(c) traitement des informations (sondes thermiques,...)

13. Interface VLTI

14. Interface utilisateur

15. Archivage

8.2 Liste des métiers

- PI (Principal Investigator)
- PS (Project Scientist)
- PM (Chef de projet, Project Manager)
- Groupe scientifique
 - programmes scientifiques
 - expertise interférométrique
 - concepts
 - algorithmes
 - procédure d'observation
 - observations
- Ingénieur système
- Responsable qualité
- Informaticiens temps-réel
 - caméra
 - asservissement scan
 - optique adaptative
 - sortie du senseur de franges
 - capteurs
- Informaticiens pilotage
 - contrôle
 - acquisition
 - quick-look
- Informaticiens traitement des données
 - traitement des données
 - préparation des observations
 - archivage
- Électroniciens
 - lecture de la caméra, détecteurs
 - moteurs
 - câblage
- Opticiens
 - calcul optique / études
 - réalisation
- Mécaniciens, projeteurs
 - études
 - réalisation
- Cryogénistes
 - cryostat de la caméra

TAB. 8.1 – *Ressources humaines: chercheurs instrumentalistes en interférométrie*

Laboratoires	Chercheurs	Doctorants
CRAL, Obs. Lyon	4	
DANSA, Univ. Nice	2	
DESPA, Obs. Paris-Meudon	3	2
Fresnel, Obs. Nice	6	1
IRCOM, Limoges	1	1
LAOG, Obs. Grenoble	7	2

- cryostat (module Peltier et azote)
- Secrétariat / gestion de la documentation

Il nous apparaît clairement que la priorité doit être mise dans l’immédiat sur un **ingénieur système** pour une étude de détail de l’instrument et des sous-systèmes.

8.3 Estimation du coût

L’instrument qui a été étudié comporte trois grandes entités que nous pouvons essayer de chiffrer:

Instrument focal ¹	≈ 0.5-1 MF
Optiques adaptatives ² (2)	≈ 1.8 MF
Détecteur	≈ 0.7-1 MF
Total	≈ 3-3.8 MF

8.4 Ressources humaines disponibles

Encore une fois, il était difficile d’accomplir cette partie de la mission qui consistait à faire le tour des laboratoires pour connaître les ressources humaines qu’ils pensaient pouvoir placer sur l’instrument VLTI. En effet, les laboratoires veulent en général connaître le projet auquel ils vont participer avant de se déterminer. Néanmoins, nous nous sommes attachés à dresser une liste des ressources potentiellement disponibles pour l’étude, la réalisation, l’intégration et la mise en service de cet instrument. Nous avons choisi de répertorier les différentes personnes par laboratoire. Il est évident que cette liste n’est pas exhaustive et nous proposerons une procédure pour identifier les personnes potentiellement intéressées dans les recommandations.

8.4.1 Scientifiques

Nous n’avons pas fait un tour complet des laboratoires et donc le tableau 8.1 dresse seulement un aperçu des personnes potentiellement intéressées. L’engagement de ces personnes peut varier entre 10% et 60% de leur temps de recherche.

8.4.2 Ingénieurs et techniciens

En ce qui concerne les ressources techniques, nous avons essayé d’élargir notre champ d’investigation à d’autres instituts:

- **Observatoire de Haute-Provence**: pas de disponibilités ;

1. Il ne nous semble pas raisonnable de fabriquer un instrument complet pour moins de 1 MF. Cependant si l’instrument ne comporte pas toutes les fonctionnalités décrites dans ce rapport, on peut estimer le coût à 0.5 MF.

2. Nous avons pris connaissance du rapport du groupe “optique adaptative”, qui chiffre à 0.9MF le prix d’une optique adaptative.

TAB. 8.2 – *Ressources humaines: ingénieurs et techniciens*

Laboratoires	Potentiel					Hommes-années			
	T	M	O	E	I	1997	1998	1999	2000
CRAL, Obs. Lyon	6	3		3		0	0	1.5	1.5
DANSA, Univ. Nice	1			1		0.5	0.5	0.5	0.5
DESPA, Obs. Paris-Meudon	3+	1		2		1	1.5	2	> 2
Fresnel, Obs. Nice	7+	1+	2	2	2	0.5	3	5	4
IRCOM, Univ. Limoges	0.5	0.5				0.5	0.5	0.5	0.5
LAOG, Obs. Grenoble	8	2	2	2	2	2	2	1.5	2

T: total, M: mécanique, O: optique, E: électronique, I: informatique

- **Laboratoire d’Astronomie Spatiale, Marseille :** à 100% sur l’instrument VIRMOS pour le VLT ;
- **Observatoire de Bordeaux :** 3 mécaniciens, 3 électroniciens et 1 cryogéniste disponibles de temps à autre suivant leurs plans de charge ;

Le tableau 8.2 donne un aperçu du personnel potentiellement disponible en unités d’hommes-années. Ces chiffres ne sont encore une fois qu’indicatifs.

Il semble qu’il y ait suffisamment de ressources pour réaliser cet instrument, mis à part peut-être des informaticiens. En effet l’informatique et plus particulièrement l’informatique temps réel occupe une place importante dans ce projet.

Nous voulons aussi souligner le besoin urgent d’un **ingénieur système** qui puisse démarrer sans tarder les études détaillées.

8.5 Planning

Grâce à l’expertise des équipes françaises en optique adaptative et en interférométrie, nous pensons que cet instrument peut-être construit dans le calendrier imposé par l’ESO. L’instrument est modulaire et donc il nous paraît raisonnable de penser que les briques de base seront prêtes avant l’an 2000. Cependant nous voulons attirer l’attention sur le chemin critique du projet: l’optique adaptative. Elle est indispensable pour remplir les objectifs du projet, mais c’est un sous-système délicat qui nécessite une attention toute particulière. L’addition des modules résolution spectrale, polarisation, inversion de champ peut intervenir plus tard. Là aussi, il est nécessaire de faire une étude détaillée et de connaître les ressources disponibles pour fournir un planning plus complet et précis.

8.6 GI2T et VLTI

Même si l’instrument infrarouge est identique sur GI2T et sur le VLTI, il ne faut pas perdre de vue que l’environnement interférométrique est différent (configuration, informatique de contrôle, interfaces...). Par conséquent, si nous voulons rester dans le calendrier actuel fixé par l’ESO, il nous paraît difficile qu’un instrument unique passe d’abord sur GI2T avant d’être transporté sur le VLTI.

Chapitre 9

Recommandations

En guise de conclusion, voici la liste de nos recommandations et commentaires pour le PNHRAA:

1. nous proposons comme objectifs scientifiques prioritaires qui remplissent les critères de nouveauté et de faisabilité :
 - avec les UT : étude des régions centrales des noyaux actifs de galaxie ;
 - avec les AT : étude des étoiles en formation et des disques proto-planétaires ;
 - avec GI2T : le programme IVOIRE [6] ;
2. nous proposons un instrument composé d'un recombineur multiaxial dans une configuration linéaire non redondante, couplé à un spectrographe à réseau. Cet instrument est équipé de toutes les fonctionnalités permettant des observations soignées, l'objectif étant d'obtenir des visibilités précises par calibration photométrique ;
3. le cœur de l'instrument est simple permettant une implantation rapide ;
4. l'instrument est conçu pour le proche infrarouge et extensible vers le rouge ;
5. l'instrument peut accepter deux ou trois faisceaux en entrée ;
6. l'instrument est basé sur des principes qui ont été testés dans l'infrarouge proche (le filtrage spatial et les signaux de calibration photométrique sur FLUOR) ainsi que dans le visible (recombineur visible de GI2T) ;
7. pour atteindre les objectifs scientifiques, la présence de l'optique adaptative est indispensable. Il s'agit d'une optique adaptative à 31 actuateurs qui permet d'atteindre un rapport de Strehl de 0.1-0.3 sur les UT en K et de 0.05-0.2 sur les AT en H_α ;
8. le spectrographe permet d'atteindre une résolution de 10000 en K ;
9. nous n'avons pas considéré la fonction double champ que nous avons laissée au soin du groupe "astrométrie" ;
10. les sensibilités calculées autorisent les observations du programme scientifique, sauf pour les moyennes à hautes résolutions spectrales sur des objets qui ne sont pas très brillants (le senseur de franges de l'ESO n'est pas assez sensible) ;
11. pour respecter le calendrier actuel de l'ESO, il nous paraît difficile de tester l'instrument sur GI2T avant le VLTI ;
12. les ressources disponibles dans les laboratoires affiliés au PNHRAA semble suffire. Cependant il manque d'informaticiens par rapport aux autres corps de métier ;
13. il est urgent qu'un ingénieur système commence l'étude détaillée de l'instrument, si nous voulons tenir dans le calendrier de l'ESO ;

14. nous recommandons la formation d'un groupe scientifique qui puisse conseiller l'équipe technique en fonction des objectifs scientifiques.
15. nous souhaitons que ce rapport soit largement diffusé afin de répertorier les personnes susceptibles d'être intéressées par ce projet ;

Annexe A

Bibliographie

A.1 Rapports

- [1] Rapport ISAC, 1996, *A new start for the VLTI*, The ESO Messenger, 83
- [2] Rapport ESO VLTI 59b, 1989, *The VLT Interferometer Implementation Plan*, ESO/VLT Interferometry Panel, ed. J.M. Beckers
- [3] Rapport ESO VLTI 65, 1992, *Coherent combined instrumentation for the VLT Interferometer*, ESO/VLT Interferometry Panel, ed. J.M. Mariotti
- [4] Implementation Plan of ESO VLTI, Issue 2.0 Draft, 9 janvier 1997, ed. O. von der Lüche.
- [5] Update of the *Agreement on the enhancement of the Very Large Telescope Interferometer with a third auxiliary telescope and delay line* from December 18, 1992, autumn 1996, between ESO, CNRS and MPG.
- [6] Rapport IVOIRE, *Insertion d'une voie infrarouge sur REGAIN*, 9 janvier 1996, ed. F. Malbet. Disponible sur Internet à l'adresse <http://www-laog.obs.ujf-grenoble.fr/~hra/docpub/ivoire>
- [7] McAlister, H.A. , Rapport CHARA, *Science Objectives – CHARA's National Science Foundation proposal – appendix A*. Disponible sur Internet à l'adresse <http://www.chara.gsu.edu/Array/appendixa.ps>
- [8] Andersen, T. 1996, *Seeing Statistics at Cerro Paranal* <http://www.hq.eso.org/vlt/systeng/envIRON/site.htm>
- [9] Bonneau, D. 1997, JAF 52, 35 *Rapport sur la qualité astronomique du site de Calern*
- [10] Bagnuolo Jr., W.G., Rapport CHARA, *Polarization effects – CHARA's National Science Foundation proposal – appendix D*. Disponible sur Internet à l'adresse <http://www.chara.gsu.edu/Array/appendixd.ps>
- [11] Koehler, B. 1997, communication privée.
- [12] Gay, J. 1996, Rapport interne – *Rapport signal à bruit et résolution spectrale du FTS avec un détecteur InSb ou une caméra Rockwell fibrée*
- [13] Rigaut, F., Lai, O., and Véran, J.-P., 1996, *PUE'O's performance: Image quality improvement*, CFHT.

A.2 Articles

- [14] Malbet F., Petitjean P., Henri G. 1995, in proc. of ESO conference on “Science with the VLTI”, Garching 18-21 June 1995 – *AGN Models and Fringe Visibilities*
- [15] Véron-Cetty M.P., Véron P. 1996, ESO Sci Rep., 17, 1-276 – *A catalogue of quasars and active nuclei (7th Edition)*. Disponible sur Internet à l’adresse <ftp://cdsarc.u-strasbg.fr/cats/VII/188>
- [16] Rouan, D. et al., communication privée.
- [17] Eisloffel, J., Dougados, C. 1997, Proc. of the ESO conference: “Science with the VLT Interferometer”, ed. F. Paresce (Springer: Heidelberg), in press – *Ejection phenomena from T Tauri stars*
- [18] Malbet, F., Bertout, C. 1995, A&AS, 113, 369, – *Detecting T Tauri disks with optical long-baseline interferometry*
- [19] Ménard, F., Malbet, F., Monin, J.-L., Berger, J.-P., Guilloteau, S., Dutrey, A., Duvert, G. 1997, Proc. of the ESO conference: “Science with the VLT Interferometer”, ed. F. Paresce (Springer: Heidelberg), in press – *Disks Around Young Stars*
- [20] Herbig, G.H., and Bell, K.R. 1988, Lick Observatory Bulletin, 1111, 1
- [21] Gay, J., Rabbia, Y. 1994, SPIE 2200, 195 – *LAMP: a concept for the ESO-VLTI fringe sensor*
- [22] Rabbia, Y., Ménardi, S., Reynaud, F., Delage, L. 1996, in proc. of the Astrofib’96 conference “Integrated optics for astronomical interferometry”, Grenoble (France), 15-16 October 1996 – *The ESO-VLTI fringe sensor*
- [23] Traub, W.A. 1988, in proc. of ESO Conference No 29 on “High-resolution imaging by interferometry”, 1129 – *Polarization effects in stellar interferometers*
- [24] Rousselet, K. 1996, thèse de 3ème cycle.
- [25] Coudé du Foresto, V., Ridgway, S., Mariotti, J.-M. 1997, A&AS 121, 379-392 – *Deriving object visibilities from interferograms obtained with a fiber stellar interferometer.*
- [26] Mariotti, J.-M., Ridgway, S.T., 1988, A&A 195, 350 – *Double Fourier spatio-spectral interferometry - Combining high spectral and high spatial resolution in the near infrared*
- [27] Maillard, J.-P. 1988, IAU Symposium no. 132 on “The impact of very high S/N spectroscopy on stellar physics”, p. 71 – *Signal-to-noise ratio and astronomical Fourier Transform Spectroscopy*
- [28] Belkine, I., 1996, *Etude des contraintes atmosphériques et instrumentales en haute résolution angulaire en Astrophysique*, Ph. D. Dissertation, Grenoble University, France.
- [29] Noll, R. J., 1976, *Zernike polynomials and atmospheric turbulence*, J. Opt. Soc. Am. **66**, 207-211.
- [30] Parenti, R. R. and Sasiela, R. J., 1994, *Laser-guide-star systems for astronomical applications*, J. Opt. Soc. Am. A **11**, 288-309.
- [31] Roddier, F., Roddier, C., and Roddier, N., *Curvature sensing: a new wavefront sensing method*, in SPIE Conference 976 (Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers, Bellingham, WA, 1988), pp. 203.
- [32] Rigaut, F., Lai, O., Rouan, D., et al., 1997, *Performance of the Canada-France-Hawaii telescope adaptive optics bonnette*, in preparation
- [33] Rousset, G., *Wavefront sensing*, in Proc. NATO ASI Series C 423 on Adaptive optics for astronomy, edited by D. M. Alloin and J.-M. Mariotti (Kluwer, Dordrecht, The Netherlands, 1994), pp. 115-137.

- [34] Shao, M., Staelin, D.H., 1980, Applied Optics, vol. 19, 1519-1522 – *First fringe measurements with a phase-tracking stellar interferometer*

Annexe B

Abréviations et acronymes utilisés

ADONIS: *ADaptive Optics Near Infrared System*, optique adaptative du télescope de 3.60m de l'ESO (miroir déformable à empilement de piézo-électriques à 52 actuateurs et analyse de surface d'onde de type Shack-Hartmann).

AGN: *Active Galactic Nucleus*, noyau actif de galaxie.

AGB: *Asymptotic Giant Branch*, étoile de la branche asymptotique des étoiles géantes.

AT: *Auxiliary Telescope*, télescope de 1.8m de diamètre du VLTI

CNRS: *Centre National de la Recherche Scientifique*

COME-ON: optique adaptative du télescope de 3.60m de l'ESO construit par les laboratoires suivants: *Cge (laboratoires de Marcoussis, depuis Laserdot puis Cilas), Observatoire de Meudon, Eso et ONera* en service entre 1989 et 1993 (miroir déformable à empilement de piézo-électriques à 32 actuateurs et analyse de surface d'onde de type Shack-Hartmann).

CRAL: *Centre de Recherche en Astronomie de Lyon* à l'Observatoire de Lyon.

DANSA: *Département d'Astrophysique de l'université de Nice-Sophia Antipolis.*

DDM: *Différence de marche*, différence de chemin optique entre deux faisceaux.

DESPA: *Département de Recherche Spatiale* de l'Observatoire de Paris-Meudon.

DFT: *Double Fourier Transform*, technique qui consiste à étudier l'information spectrale et spatiale d'un objet avec une modulation de la différence de marche [26].

ESO: *European Southern Observatory*, Observatoire Européen Austral qui gère le site de La Silla et du Paranal au Chili. C'est le maître d'œuvre du VLT.

Fresnel: Département *Fresnel* de l'Observatoire de Nice-Côte d'Azur.

FTS: *Fourier Transform Spectrometer*, spectromètre à transformée de Fourier.

GI2T: *Grand Interféromètre à deux Télescopes*, interféromètres comprenant deux télescopes de 1.5m sur une base allant jusqu'à 60m et situé sur le plateau du Calern

INSU: *Institut National des Sciences de l'Univers*

ISAC: *Interferometry Science Advisory Committee*, comité scientifique de l'ESO mis en place en mai 1995 et chargé de conseiller l'ESO sur les développements du VLTI.

IOTA: *Infrared and Optical Telescope Array*, interféromètre constitué de deux sidérostats de 40cm de diamètre situé sur le Mont Hopkins en Arizona.

- IRCOM:** *Institut de Recherche en Communication Optique et Micro-onde* à l'université de Limoges.
- IVOIRE:** *Insertion d'une VOie Infrarouge sur REgain*, proposition d'un instrument infrarouge sur GI2T.
- JSET:** *Jonction supraconductrice à effet tunnel*, type de détecteur qui permet le comptage de photons avec détermination de leur énergie donc de leur longueur d'onde.
- LAOG:** *Laboratoire d'Astrophysique de l'Observatoire de Grenoble*.
- LAR:** *Ligne à retard*.
- LARESO:** *Ligne à retard de l'ESO*, pour le VLTI.
- LAROCA:** *Ligne à retard de l'OCA*, pour GI2T.
- MARK III:** interféromètre de la Navy situé sur le Mont Wilson. Ne fonctionne plus depuis 1992.
- MPG:** *Max-Planck Gesellschaft*, sociétés Max-Planck (Allemagne) partenaires du CNRS pour l'addition sur le VLTI d'un troisième télescope et d'une troisième ligne à retard.
- NEP:** *Noise Equivalent Power*, puissance équivalente de bruit.
- NICMOS** *Near Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer*, détecteur HgCdTe du télescope spatial ayant 256×256 pixels et opérant dans le proche infrarouge, construit par Rockwell (bruit de lecture $30e^-$).
- OA:** *Optique adaptative*.
- OCA:** *Observatoire de la Côte d'Azur*.
- PFSU:** *Prototype Fringe Sensor Unit*, senseur de franges prototype de l'ESO.
- PNAHRA:** *Programme National "Haute Résolution Angulaire en Astronomie" de l'INSU*
- PTI:** *Palomar Testbed Interferometer*, interféromètre prototype du Mont Palomar constitué de deux sidérostats de 50cm de diamètre opérant à $2.2\mu\text{m}$. Anciennement appelé TOPS-0 ou ASESPPS-0.
- PUE'O** optique adaptative du télescope Canada-France-Hawaii (miroir bimorphe à 19 actionneurs et senseur de surface d'onde de type courbure).
- REGAIN:**, *REcombineur du GrAnd Interféromètre*, nouvelle table optique de GI2T. Elle effectue des fonctions de service pour différentes voies comme la voie visible ou la voie infrarouge (cf. IVOIRE).
- RSB:** *Rapport signal à bruit*.
- UT:** *Unit Telescope*, télescope de 8m de diamètre du VLTI
- VCM:** *Variable Curvature Mirror*, miroir à courbure variable installé sur les lignes à retard du VLTI qui permet de placer les pupilles de sortie du VLTI à des positions données.
- VIMA:** *VLT Interferometer Main Array*, configuration du VLTI avec les télescopes de 8m.
- VISA:** *VLT Interferometer Sub Array*, configuration du VLTI avec les télescopes de 1.8m.
- VLTI:** *Very Large Telescope Interferometer*, mode interférométrique du VLT. Il comprend 4 grands télescopes de 8m (les UT, configuration VIMA) et 3 petits télescopes de 1.8m (les AT, configuration VISA) sur des bases allant jusqu'à 200m.
- VLT:** *Very Large Telescope*, ensemble de 4 télescopes de 8m de diamètres de l'ESO situé au Paranal (Chili). Il existe aussi un mode interférométrique appelé VLTI.