HAL
open science

Etude des Envirronements Circumstellaires en Imagerie a Haut Contraste et a Haute Resolution Angulaire

Gael Chauvin

To cite this version:

Gael Chauvin. Etude des Envirronements Circumstellaires en Imagerie a Haut Contraste et a Haute Resolution Angulaire. Astrophysique [astro-ph]. Université Joseph-Fourier - Grenoble I, 2003. Français. NNT : . tel-00010489v1

HAL Id: tel-00010489

https://theses.hal.science/tel-00010489v1

Submitted on 7 Oct 2005 (v1), last revised 10 Oct 2005 (v2)

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

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

THÈSE

présentée par

Gaël CHAUVIN

Pour obtenir le titre de

DOCTEUR DE L'UNIVERSITÉ JOSEPH FOURIER

Discipline : ASTROPHYSIQUE & MILIEUX DILUÉS

ÉTUDE DES ENVIRONNEMENTS CIRCUMSTELLAIRES EN IMAGERIE À HAUT CONTRASTE ET À HAUTE RÉSOLUTION ANGULAIRE

DATE DE SOUTENANCE : Mardi 4 Novembre 2003

COMPOSITION DU JURY :

Mme. Claudine KAHANE	Présidente
M. Christophe DUMAS	Rapporteur
M. François LACOMBE	Rapporteur
M. Michael STERZIK	Examinateur
M. Stéphane UDRY	Examinateur
Mme Anne-Marie LAGRANGE	Directrice de thèse
M. David MOUILLET	Directeur de thèse

LABORATOIRE D'ASTROPHYSIQUE - OBSERVATOIRE DE GRENOBLE,
UJF/CNRS, BP 53, F–38 041 Grenoble CEDEX 9

À Anna,

Remerciements

"Je souhaite être chevalier", disais-je à ma mère, lorsqu'elle me demandait ce que je souhaitais faire quand je serais grand. Quelques pantalons plus tard, usés sur les bancs de classe puis d'université, je devais me rendre à l'évidence qu'il serait difficile d'assumer une telle profession à l'ère de la micro-électronique, des biotechnologies et du nucléaire... Après l'obtention d'un diplôme d'ingénieur ne répondant pas à mes espérances, je me ré-orientais donc à vingt-trois ans vers un Diplôme d'Etude Approfondie d'Astrophysique. Cette décision intervenait suite à la rencontre d'une personnalité particulière du LAOG, Guy Pelletier, puis à quatre mois de travail prolifique avec Claudine Kahane pour rechercher des molécules exotiques dans l'environnement circumstellaire d'étoiles évoluées (bien que cela en ait fait rire plus d'un).

Les mois de DEA s'égrainant, je rencontrais alors Anne-Marie Lagrange et David Mouillet et décidais d'entreprendre avec eux cette longue et belle expérience de thèse. Suivirent quatre années de discussions, de conseils, de critiques, d'idées folles et moins folles, d'expériences mêlant parfois adrénaline et plaisir qui m'amenèrent à un réel épanouissement personnel au cours de cette thèse. Je tiens donc très sincèrement à les remercier pour cette relation riche et débordante et pour la confiance rare qu'ils ont su me porter.

Ce travail n'aurait pas non plus abouti sans mes nombreuses interactions à Grenoble avec Jean-Luc Beuzit (mon co-co directeur de thèse), François Ménard (pour notre collaboration et Anita...), Jean-Charles Augereau, Hervé Beust et Almas Chalabaev mais aussi avec l'équipe NAOS François Lacombe, Thierry Fusco, Eric Gendron, Gérard Rousset et Gérard Zins et sur des terres plus éloignées, Christophe Dumas, Franck Marchis, David Lemignan, Olivier Lai, Stéphane Udry, Anne Eggenberger et Michael Sterzik. Et bien sûr pour des aspects plus jubilatoires, Ludo, Estelle, Gaspard, le bureau 101, Lucas, Manu, Pierre, Fabien, POP & JP et toutes les personnalités joviales du LAOG.

Enfin, parce que la vie ce n'est pas que le travail et qu'il a fallu me supporter pendant cette période de thèse et surtout de rédaction, je tiens à remercier très chaleureusement toute ma famille, mes ami(e)s proches et Claire... et aussi Lapinot.

Résumé

Dans le contexte de la recherche des compagnons de faibles masses, planètes et naines brunes, et des disques de poussières autour des étoiles brillantes, une première partie de mon travail est consacrée à l'étude des performances de détection des instruments dédiés à l'imagerie à haut contraste et à haute résolution angulaire. Je me suis particulièrement intéressé aux instruments équipant actuellement les grands telescopes au sol, qui sont composés d'un système d'optique adaptative et d'une caméra infrarouge, couplée à un coronographe stellaire. J'ai eu la chance de participer aux phases d'intégration et de tests de l'instrument d'optique adaptative NAOS. Il est actuellement installé sur le télescope UT4 du *Very Large Telescope* de l'ESO, au Chili. J'ai, ensuite, developpé un modèle de contraste afin de cerner et d'étudier le comportement des différentes limitations dans une image d'optique adaptative, en fonction de la configuration observationnelle choisie, des modes de fonctionnement du détecteur, des caractéristiques de l'instrument utilisé et de la qualité d'image liée aux conditions atmosphériques.

Cette réflexion a été déterminante dans le cadre du second volet de mon travail, portant sur la recherche en imagerie coronographique des compagnons naines brunes ou planètes et des disques circumstellaires. Deux catégories d'étoiles se sont avérées particulièrement propices à ce type d'étude. Il s'agit des membres des associations jeunes et proches, favorisant, par leur statut évolutif, la détection d'objets peu massifs, et les étoiles ayant une planète détectée par des mesures de vitesses radiales.

Je présente, d'une part, les résultats que j'ai obtenus, concernant la détection de plusieurs compagnons de faibles masses probables, dans les associations jeunes du groupe β Pictoris, de MBM 12 et de Tucana-Horologium, ainsi qu'une étude statistique, sans précédent, sur la fraction de compagnons stellaires et naines brunes parmi ces étoiles. Je décris, d'autre part, les résultats obtenus lors de relevés systématiques d'imagerie profonde des étoiles ayant des planètes. Ils concernent la découverte d'objets faibles, jusqu'à présent inconnus dans l'environnement de ces étoiles, et les capacités de détection atteintes grâce à l'imagerie à haut contraste et à haute résolution angulaire.

Abstract

In the context of the search for brown dwarfs and giant planets companions to stars, as well as circumstellar disks, a first part of my work has been devoted to the study of the detection capabilities performed by high contrast and high angular resolution instruments. I have been, mainly, interested by the instruments, which presently equip the large ground based telescopes, and which are composed of an adaptive optics system and an infrared camera, coupled with a stellar coronagraph.
I have been particularly involved into the integration and test phases of the Nasmyth Adaptive Optics System NAOS, presently installed at the UT4 telescope of the ESO Very Large Telescope, in Chili. I also developed a model to study and to predict the detection capabilities performed by such instruments as a function of the detector modes, the instrument characteristics, the observing configurations or the atmospheric conditions.

Thinking of the limitations and the optimization of the observing detection performances has been crucial for the second part of my work, dedicated to the search for low mass companions to stars and circumstellar disks. Two types of targets have been found ideal for this study : the young, nearby associations due to their evolutionary status and the stars with planets, indirectly detected by the radial velocity measurements.
I present the detection of several substellar candidates in the young, nearby associations β Pictoris, MBM 12 and Tucana-Horologium, as well as an unprecedented work on the fraction of stellar companions and of brown dwarf companions among these stars. I also describe the recent results concerning the discovery of faint companions in the circumstellar environment of stars with planets and I present the detection capabilities performed thanks to our deep imaging strategy.

Table des matières

Introduction **1**

1.1 Naines brunes et exoplanètes : Observations 1

1.1.1 Les Naines brunes 1

1.1.2 Détection des premières exoplanètes 2

1.2 Naines brunes et exoplanètes : Origine 4

1.2.1 Étoiles de faibles masses ou étoiles manquées 4

1.2.2 Formation des exoplanètes 5

1.2.3 Définition de la frontière entre naine brune et exoplanète 6

1.3 Les enjeux 7

1.4 Apport du travail de thèse 8

I IMAGERIE À HAUT CONTRASTE ET HAUTE RÉSOLUTION ANGULAIRE **11**

1 Optique Adaptative **13**

1.1 Imagerie et turbulence atmosphérique 14

1.1.1 Approche idéale 14

1.1.2 Description de la turbulence 15

1.1.3 Imagerie à travers la turbulence 18

1.2 Analyse du front d'onde 21

1.3 Le miroir déformable 22

1.4 Décomposition modale et commande 23

1.4.1 Analyse du front d'onde 24

1.4.2 La commande 25

1.5 Limitations et performances d'un système d'optique adaptative 25

1.5.1 Erreurs de mesure sur les modes corrigés 26

1.5.2 Les erreurs sur les modes non corrigés 27

1.5.3 L'erreur d'anisoplanétisme 27

2 Participation au Projet NACO **29**

2.1 Description de NACO 31

2.1.1 NAOS . . . 31
2.1.2 CONICA . . . 32
2.2 Implication personnelle . . . 34
2.2.1 Pré-étude du détecteur de CONICA . . . 35
2.2.2 Modèle de flexions . . . 38
2.2.3 Estimation des performances . . . 41
2.3 Conclusion . . . 45

3 Observations à Haut Contraste 47
3.1 Coronographe de Lyot . . . 48
3.1.1 Principe . . . 48
3.1.2 Choix des masques . . . 49
3.2 Imagerie avec un coronographe . . . 50
3.3 Stratégie d'observation et de réduction . . . 52
3.4 Nature des différentes limitations . . . 53
3.4.1 Perte de l'information dans l'environnement très proche . . . 54
3.4.2 L'énergie résiduelle . . . 54
3.4.3 Les bruits de détection . . . 54
3.4.4 La rotation des aberrations du télescope et des aigrettes . . . 54
3.4.5 Les aberrations lentement variables . . . 56
3.5 Nouveaux concepts d'imageries à haut contraste . . . 57
3.6 Conclusion . . . 59

4 Performances de Détection 61
4.1 Besoins d'un modèle de contraste . . . 61
4.2 Principes et limitations considérées . . . 62
4.3 Description . . . 62
4.3.1 Les profils de *FEPs* . . . 63
4.3.2 Temps d'intégration et nombre d'intégrations . . . 64
4.3.3 Bruits de détection . . . 65
4.3.4 Capacité de détection en termes de signal à bruit . . . 67
4.3.5 Capacité de détection en termes de contraste . . . 68
4.4 Comparaison modèle - observations . . . 68
4.4.1 ADONIS/SHARPII au $3.6\,m$ de l'ESO . . . 69
4.4.2 PUEO/KIR au CFHT . . . 70
4.4.3 NACO au VLT . . . 70
4.4.4 Discussions et limites du modèle . . . 72
4.5 Applications du modèle de contraste . . . 73
4.5.1 Détectabilité de disques de débris . . . 73
4.5.2 Étude préparatoire de la multiplicité des étoiles à planète(s) . . . 76
4.6 Éléments de réflexions . . . 77

4.6.1 Effet d'éblouissement 78
4.6.2 Plus de temps d'observation 78
4.6.3 Être toujours plus efficace 78
4.6.4 Domaine d'utilisation du coronographe ou de la saturation 80
4.6.5 La dynamique du détecteur 80
4.6.6 Régimes de bruit en fonction de la magnitude de l'objet 81
4.6.7 Un meilleur Strehl 83
4.6.8 Des imageurs visibles couplés à l'OA 84
4.7 Conclusion 85

II LES ASSOCIATIONS JEUNES ET PROCHES 87

1 Caractéristiques et Origine 89
1.1 TW Hya, histoire d'une anomalie 89
1.1.1 Les étoiles T Tauri 89
1.1.2 Le cas TW Hya 90
1.2 Recherche des associations jeunes et proches 91
1.2.1 Identification 91
1.2.2 Quatre nouvelles associations 95
1.3 Origine 95
1.4 Étude des associations jeunes et proches 96
1.4.1 Intérêts 96
1.4.2 Contexte scientifique 97
1.4.3 Démarche 98
1.4.4 Bilan 100

2 L'Environnement Circumstellaire de HD 199143 103
2.1 L'association Capricornus 103
2.2 Motivations et concurrences 104
2.3 Article A&A : Pas de disque autour de HD 199143 B 105
2.3.1 La correction d'OA, élément critique de la déconvolution 105
2.3.2 Nouvelle photométrie et modèle évolutif 107
2.4 Nouveaux résultats et perspectives 114

3 La Jeune Association MBM 12 115
3.1 La plus jeune des associations 115
3.2 Incertitude sur la distance 116
3.2.1 Une association à 65 pc ? 116
3.2.2 Une contre-argumentation pour une distance à 275 pc 117
3.3 Motivations 118
3.4 Article A&A : Imagerie en OA de MBM 12 118

3.4.1 Observations . . . 118
3.4.2 Étude des nouvelles binaires . . . 119
3.4.3 Modélisation du disque de LkHα 263 C . . . 120
3.5 Nouveaux résultats et perspectives . . . 131
3.5.1 Photométrie et spectroscopie des nouvelles binaires de MBM 12 . . . 131
3.5.2 Des disques de faibles masses dans MBM 12 . . . 131
3.5.3 Étude polarimétrique de MBM 12 . . . 132

4 La Grande Association australe Tucana-Horologium 135
4.1 Identification de cette large association . . . 135
4.2 Recherche de compagnons jeunes de faibles masses . . . 136
4.3 Article A&A : Imagerie en OA de l'association Tucana-Horologium . . . 136
4.3.1 Observations ADONIS/SHARPII . . . 136
4.3.2 Photométrie et modèle évolutif . . . 137
4.3.3 Astrométrie . . . 138
4.4 Derniers membres de l'association . . . 145
4.5 A&A : Compagnon substellaire dans Tucana-Horologium . . . 145
4.5.1 Deux objets de fonds autour de HIP 6856 . . . 146
4.5.2 Une Naine Brune autour de GSC 8047-0232 ? . . . 147

5 Compagnons dans les Associations Jeunes et Proches 157
5.1 Étude de la fraction de compagnons stellaires . . . 157
5.1.1 Quels compagnons considérer ? . . . 158
5.1.2 Quantification de la Multiplicité stellaire . . . 158
5.1.3 MBM 12 . . . 161
5.1.4 Tucana-Horologium . . . 161
5.1.5 η Chamaeleontis et TW Hydrae . . . 162
5.1.6 Résultats et discussion . . . 163
5.2 Étude de la fraction de compagnons naines brunes . . . 165
5.2.1 Des difficultés . . . 165
5.2.2 Capacités de détection . . . 165
5.2.3 Premiers résultats et perspectives . . . 166

III SYSTÈMES À PLANÈTES ET NAINES BRUNES 169

1 Recherche de disques et de compagnons 171
1.1 Nos objectifs . . . 171
1.1.1 Recherche de disques de débris . . . 172
1.1.2 Compagnons stellaires, substellaires et formation planétaire . . . 174
1.2 Stratégie et observations . . . 178
1.3 Résultats Préliminaires . . . 178

1.3.1 PUEO/KIR+Grif 179
1.3.2 NACO 180
1.4 Discussion 180
1.5 Perspectives 183
1.5.1 Imagerie profonde des étoiles à planète(s) 183
1.5.2 Multiplicité stellaire des étoiles à planète(s) 184

2 HR 7672 B, La Plus Proche Naine Brune Imagée 187
2.1 L'étoile à dérive HR 7672 (HD 190406, HIP 98819) 187
2.2 Détection de HR 7672 B 187
2.3 Article A&A : Imagerie coronographique du compagnon de HR 7672 188
2.3.1 Observations 188
2.3.2 Mieux contraindre la masse 188

IV SYSTÈMES JEUNES SINGULIERS 197

1 TY CrA, Un Système Multiple Complexe 199
1.1 Introduction 199
1.1.1 Le nuage Corona Australis 199
1.1.2 TY CrA, une binaire à éclipse 199
1.1.3 Un système spectroscopique triple 200
1.2 Article A&A : Imagerie HC et HRA avec NACO du système multiple TY CrA 201
1.2.1 Résultats, photométrie et statut de ce nouvel objet 201
1.2.2 Étude dynamique du système 201
1.3 Perspectives 207
1.3.1 Caractérisation spectroscopique avec NACO 207
1.3.2 Étude dynamique approfondie 207

2 L'environnement Circumstellaire d'Orion n 209
2.1 Le grand complexe moléculaire d'Orion 209
2.1.1 Fonction de masse initiale 209
2.1.2 Une région mouvementée 210
2.1.3 L'objet singulier Orion n 211
2.2 Article A&A : Imagerie avec NACO de l'environnement circumstellaire de Orion n211
2.2.1 Observations 211
2.2.2 Un compagnon de faible masse ? 211

Conclusions et perspectives 219

Bibliographie 225

Annexes **236**
A.1 Les polynômes de Zernike 237
A.2 Brillance du ciel à Paranal 239

Table des figures

1.1 Image coronographique de Gliese 229 B 2
1.2 Caractéristiques des étoiles à planète(s) 4
1.3 Mécanisme de formation des naines brunes 5
1.4 Prédictions des modèles évolutifs 9

1.1 Principe de l'optique adaptative 14
1.2 Imagerie sans turbulence 16
1.3 Fonctions de transfert optique - atmosphère 18
1.4 Schéma de la *FEP* après correction de l'optique adaptative 19
1.5 Évolution du Sr avec l'angle anisoplanétique 20
1.6 Évolution des critères observationnels 21
1.7 Principe de l'analyseur de Shack-Hartmann 23

2.1 NACO au foyer Nasmyth B de l'UT4 au VLT 30
2.2 Structure mécanique et chemin optique de NAOS 32
2.3 Schéma de CONICA 34
2.4 Courbe de transfert de lumière 36
2.5 Linéarité et étude du gain du détecteur ALADDIN2 37
2.6 Mesures des flexions de NAOS+CONICA 39
2.7 Ajustement des modèles de flexions aux mesures 40
2.8 Validation des deux modèles de flexions 41
2.9 Estimation du Sr_{naos} sous différentes conditions d'éclairement 43
2.10 Résultats des performances de NACO à Bellevue (PAE, Juillet 2001) 44
2.11 Mesures de Strehl de NACO ($3^{\text{ème}}$ *commissionning*, March 2002) 45
2.12 Mode Gauffre NAOS 46

3.1 Images coronographiques de β Pictoris 48
3.2 Schéma de principe d'un coronographe de Lyot 49
3.3 Optimisation de la taille du masque de Lyot 50
3.4 Zones de bruits et Temps de pose en fonction de la magnitude dans le cas de NACO 51
3.5 Bloc d'observation de HD 100453 en imageries classique et coronographique . 52
3.6 Procédure de réduction des données coronographiques 53

3.7 Résidus de soustraction en imagerie coronographique 55
3.8 Rotation des aigrettes de NACO 56
3.9 Rotation des aigrettes de NACO 57
3.10 Évolution du rapport entre l'énergie du cœur cohérent et celle du halo de la *FEP* 58

4.1 Description du modèle de contraste 63
4.2 Profils de *FEPs*, en échelle logarithmique, simulées pour NACO en bande K à différents niveaux de correction 64
4.3 Contribution des différents bruits en fonction de la distance à l'étoile 67
4.4 Comparaison modèle et observations PUEO/KIR 71
4.5 Observations et détectabilité de disques CS de l'étoile HR 4796 75
4.6 Détectabilité de compagnons faibles autour des étoiles à planète 77
4.7 Étude du contraste en fonction du *TO* et de l'efficacité des observations η_{eff} 79
4.8 Étude du contraste en fonction du mode d'imagerie et de lq dyna ;iaue du détecteur 81
4.9 Étude des régimes de bruits dans l'image en fonction de la magnitude de l'étoile 82
4.10 Étude du contraste en fonction du Sr et Simulations NAOS/AVES 84

1.1 Distribution spectrale d'énergie de T Tau 90
1.2 Mouvement propre et diagramme HR des membres de TW Hydrae 91
1.3 Excès IR des étoiles jeunes en fonction de leur âge 92
1.4 Fonction de luminosité de régions de formation stellaire 93
1.5 Spectres des membres de TW Hydrae 94
1.6 Mouvements propres des étoiles jeunes et proches de TW Hydrae, η Chamaeleontis et β Pictoris 96
1.7 Images coronographiques HST/NICMOS de TWA 5 B et HR 7329 B 98

2.1 Spectres de HD 199143 104
2.2 Images ADONIS/SHARPII de HD 199143 et de HD 358623 105
2.3 Illustration de problèmes de déconvolution 106

3.1 Carte à 100 μm et fonction de luminosité X de MBM 12 116
3.2 Histogramme des membres de MBM 12 119
3.3 Images en OA avec PUEO/KIR+Grif de MBM 12 120
3.4 Carte de polarisation de MBM 12 134

4.1 Positions des membres de Tucana-Horologium 136
4.2 Histogramme des membres de l'association Tucana-Horologium en fonction de leur type spectral 137
4.3 Images NACO/VLT de GSC 8862-0019 et CoD-53 386 145
4.4 Diagramme couleur magnitude de HIP 6856 146

5.1 Distribution des périodes orbitales pour les binaires étudiées par Duquennoy & Mayor (1991) 158
5.2 Répartitions de types spectraux dans les associations jeunes et proches 160
5.3 Étude de la fraction de compagnons stellaires dans les associations MBM 12 et Tucana-Horologium 161
5.4 Étude de la fraction de compagnons stellaires des associations η Chamaeleontis et TW Hydrae 162
5.5 Capacités de détection de compagnons naines brunes 166

1.1 Images SCUBA millimétrique du disque de ϵ Eri 172
1.2 Détectabilité des disques de débris autour des étoiles à planète 173
1.3 Compagnons naines brunes en fonction de leurs séparations 176
1.4 Imagerie des compagnons substellaires de Gl 86 B et du compagnon stellaire autour de HD 114762 177
1.5 Limites de détection PUEO/KIR+Grif 181
1.6 Limites de détection NACO 182
1.7 Observations des étoiles à planète(s) avec PUEO/KIR+Grif et NACO 184
1.8 Limites de détection simulées d'étoiles à planète(s) 185
1.9 Images NACO des étoiles HD 30440 et HD 31412 185

2.1 Imagerie et Spectroscopie de HR 7672 B 188

1.1 Vitesse radiale et diagramme HR de TY CrA 200
1.2 Schéma de TY CrA 207

2.1 Images d'Orion 210

Liste des tableaux

1.1 Paramètres de la turbulence en fonction de la longueur d'onde 17

2.1 Champ d'utilisation des dichroïques de NAOS 33
2.2 Modes de lecture, linéarité et temps d'intégration minimum du détecteur . . . 35

3.1 Caractéristiques des nouveaux concepts coronographiques 58

4.1 Caractéristiques ADONIS/SHARPII, PUEO/KIR et NACO 69
4.2 Paramètres ajustés pour ADONIS/SHARPII 70
4.3 Évolution du contraste 78

3.1 Caractéristiques des membres de MBM 12 117
3.2 Nouvelle photométrie de MBM 12 131
3.3 Observations polarimétriques de MBM 12 133

4.1 Compagnons naines brunes d'étoiles 147

5.1 Étude de la binarité des associations jeunes et proches 163
5.2 Fractions de compagnons substellaires 167

1.1 Compagnons naines brunes d'étoiles 175
1.2 Sélection CFHT et VLT des étoiles à planète(s) 179
1.3 Observations PUEO/KIR+Grif des étoiles à planète(s) 180
1.4 Observations NACO des étoiles à planète(s) 180
1.5 Caractéristiques des compagnons potentiels, détectés autour des étoiles à planète(s) 183

A.1 Table des Polynomes de Zernike 238

Glossaires

ASO : Analyseur de Surface d'Ondes

DIT : Temps d'Intégration (*Integration Time*)

ET : Emission Thermique

EPG : Exo-Planète Géante

FEP : Fonction d'Etalement de Point

FTM : Fonction de Transfert de Modulation

FTO : Fonction de Transfert Optique du télescope

IR : Infra-Rouge

NDIT : Nombre d'Intégration

OA : Optique Adaptative

RON : Bruit de lecture

SP : Séquence Principale

TF : Transformée de Fourier

TP : Temps Perdu lors de la lecture du détecteur ou de la sauvegarde des données

TT : Etoiles T Tauri

UV : UltraViolet

Introduction

1.1 Naines brunes et exoplanètes : Observations

1.1.1 Les Naines brunes

En 1962, les modèles de structure stellaire de S.S. Kumar montrent qu'il pourrait exister : *"une population d'objets ayant une masse inférieure à 0.07 $M_\odot$ dont la température centrale et la densité sont trop faibles pour allumer les réactions de fusion de l'hydrogène. Ces objets sont amenés à se refroidir doucement et à évoluer vers une configuration dégénérée"*. Il évoque alors, pour la première fois, le terme de *naine noire*. Affabulation théorique ou réalité physique ? Il faut attendre presque trente ans pour que l'existence de ces corps, renommés naines brunes, soit confirmée lors de la détection du compagnon substellaire en orbite autour de la naine blanche GD 165 (Becklin & Zuckerman 1988).

Le tournant technologique franchi dans les années quatre-vingt, avec l'utilisation de détecteurs IR en astronomie, couplés à des télescopes de capacités collectrices croissantes, permet la détection de ces objets froids dans le champ. Citons par exemple les objets, PPL 15 détecté par Stauffer et al. (1994), et Teide 1 par Rebolo et al. (1995), dans l'association des Pléiades, âgée de 120 millions d'années et située à 125 pc. Les progrès de l'imagerie à haut contraste et à haute résolution angulaire permettent également la découverte du compagnon naine brune autour de l'étoile Gliese 229 par Nakajima (1995) (voir figure 1.1). Ce compagnon a la particularité d'être plus froid que les objets substellaires précédents. Ces premières détections dans le champ et dans l'environnement circumstellaire marquent le lancement des premiers relevés grand champ en IR. Un total de trois cents objets, ayant une masse dans le régime susbstellaire, est aujourd'hui détecté dans le champ.

Parmi toutes ces sources, un premier groupe émerge, avec des caractéristiques physiques semblables, proches de l'objet proto-typique GD 165 B ($T_{eff} \sim 1900$ K et M = 70 M_J). Martin et al. (1997), puis Kirkpatrick et al. (1999) définissent alors une nouvelle classe spectrale : les naines L. Cette extension ne s'appuie pas sur la classification standard de Harvard qui ordonne sur une échelle de températures décroissantes les naines de la séquence principale de type O aux naines de type M. Se détachant d'une classification relevant de la structure interne stellaire ou substellaire, cette extension caractérise les propriétés atmosphériques de ces objets. Les naines L se distinguent des étoiles M tardives par la disparition rapide des bandes d'oxydes métalliques TiO et VO remplacées par des hybrides métalliques, tels que

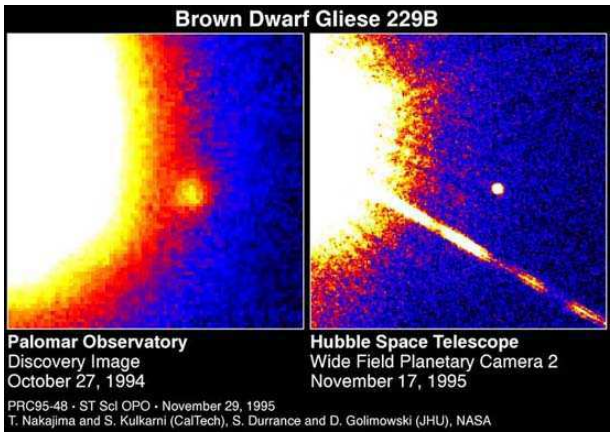

Fig. 1.1 – Images coronographiques de la naine brune Gl 229 B, en orbite autour de l'étoile de faible masse Gl 229 A (M3V et située à 13.6 pc). Ce compagnon naine brune ($T_{eff} \sim 900$ K et M = 30 M_J) a été détecté par Nakajima (1995) à l'observatoire du Palomar en 1994, puis en 1995 avec le télescope spatial *Hubble*. Il est le prototype de la naine T.

CrH et FeH dans le spectre visible lointain de 6500 à 10 000 Å. Elles se caractérisent, par ailleurs, par l'apparition de raies atomiques neutres. Dans l'IR, ces objets sont très rouges avec des couleurs typiques ($J - K \sim 1.0 - 1.5$), modélisées par la présence de poussières dans l'atmosphère.

Cette première extension n'est toutefois pas suffisante puisqu'émerge un second groupe d'objets plus froids aux propriétés spectrales distinctes des naines L. Il s'agit des naines T dont l'objet proto-typique est Gl 229 B ($T_{eff} \sim 900$ K et M = 30 M_J). Leur spectre IR est ici révélateur de l'apparition de bandes de méthane et d'eau en absorption, ainsi que de monoxyde de carbone. La transition spectrale entre les naines L et T est décrite par Geballe et al. (2002). Ces fortes bandes en absorption dans les bandes H et K impliquent que dans l'IR, les naines T sont plus bleues que les naines L, avec une couleur ($J - K \sim \pm 0.3$). Les propriétés photométriques de ces deux nouvelles classes d'objets sont décrites par Legget et al. (2002).

1.1.2 Détection des premières exoplanètes

Toujours dans le cadre de la recherche d'objets substellaires en orbite autour d'étoiles, une autre technique d'observations permet d'accèder à l'environnement circumstellaire proche. Cette méthode consiste à mesurer, par effet Doppler sur les raies stellaires, la variation de la vitesse radiale d'une étoile engendrée par l'influence gravitationnelle d'un corps stellaire ou substellaire en orbite autour d'elle. Dans les années quatre-vingt et début quatre-vingt-dix, la recherche de naines brunes dans les environnements circumstellaires proches se révèle toutefois infructueuse avec cette méthode.

Suite à la détection d'une probable naine brune de 11 M_J autour de l'étoile HD 114762 par Latham et al. (1989), Mayor & Queloz annoncent en 1995 la découverte de la première

exoplanète géante autour de l'étoile 51 Peg. Cette planète, de masse minimum $M_2 \sin i = 0.45\ M_J$, est en révolution à seulement 0.05 UA. Cette découverte, suivie par la détection de nombreuses autres planètes géantes (117 à l'automne 2003), bouleverse les théories de formation planétaire fondées sur la seule connaissance de notre système solaire et sur les premiers indices révélés par les observations des disques circumstellaires, sites prédisposés à la formation des planètes. Ces planètes géantes présentent, en effet, une large variété de caractéristiques en termes de masses, de séparations et d'excentricités. Les modèles classiques expliquent difficilement la présence de planètes massives à courtes séparations ou à larges excentricités.

Quelles sont les contraintes observationnelles auxquelles sont confrontés les modèles de formation planétaire ?

- Tout d'abord, la distribution de masses minima des planètes géantes laisse apparaître un fossé important dans le régime de massed de 20 à 80 M_J, à courtes périodes ($P < 10$ ans), représentatif du *désert de naines brunes*. Ce fossé suggère fortement que la distribution de masses des planètes géantes n'est pas le prolongement de la distribution de masses des étoiles de type solaire. Les planètes géantes ne suivent donc pas les mêmes processus de formation que les étoiles. Jorissen et al. (2001) montrent que cette distribution de masses des planètes s'arrête à 10 M_J, puis se poursuit par un plateau pour des candidats de masse $M_2 \sim 15\ M_J$ (voir la figure 1.2a). Ces résultats laissent fortement penser qu'aucune relation n'existe entre la masse maximum des planètes géantes et la limite de masse de la fusion nucléaire du deutérium $M_D = 13.6\ M_J$.
- Ensuite, la distribution des périodes orbitales, étudiée par Udry et al. (2003), met en évidence le fait qu'il n'existe pas de planètes très massives ($M_2 \geq$ 2-4 M_J) à courtes séparations dans des systèmes avec une seule étoile (se référer à la figure 1.2b). Comme proposé par Zucker & Mazeh (2002), la présence d'un compagnon stellaire et/ou substellaire peut induire des mécanismes de formation planétaire différents. Udry et al. (2003) montrent, toujours dans le cas d'étoiles simples, que les planètes les plus légères ($M_2 \leq 0.75\ M_J$) sont présentes à plus courtes périodes. Ils révèlent aussi l'existence d'une vallée dans la distribution des périodes/séparations des planètes pour des périodes 10 à 100 jours.
- Les observations ont également révélé que les étoiles à planète(s) ont une forte métallicité. À partir d'un échantillon homogène d'étoiles, avec et sans planètes, Santos et al. (2003) ont confirmé cette tendance (illustrée dans la figure 1.2c). Ils montrent aussi que les abondances chimiques [Li/H], [C/H] et [N/H] sont comparables autour des étoiles avec et sans planètes.

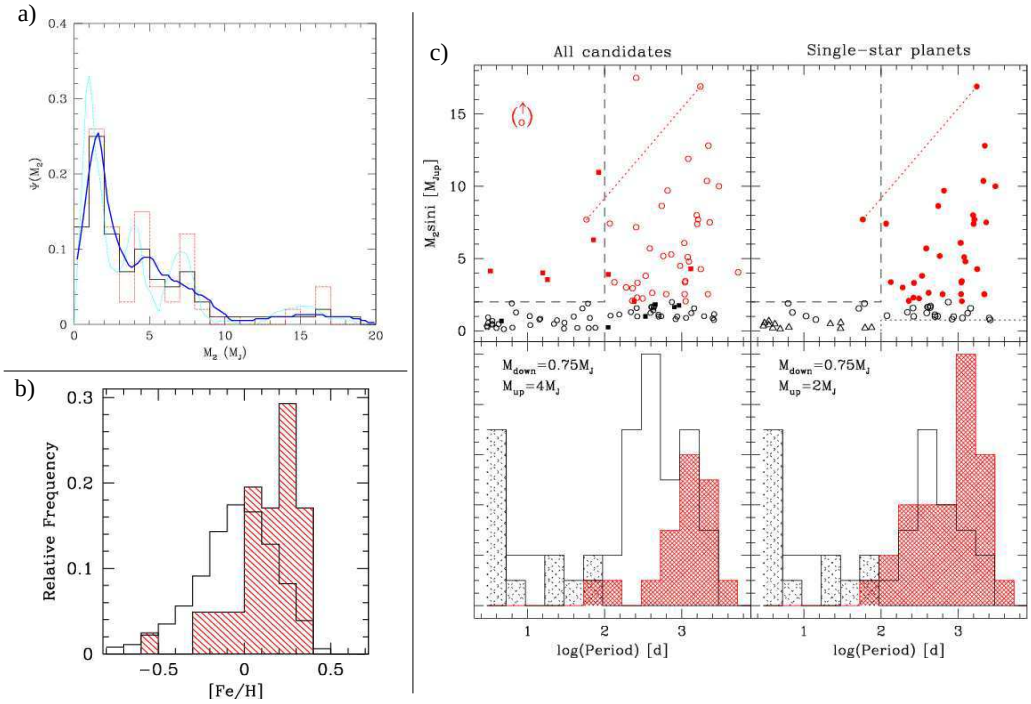

Fig. 1.2 – **a)** Distribution de masses des planètes obtenue par Jorissen et al. (2001). **b)** Métallicités des étoiles à planète(s) (*histogramme avec hachures*) et d'étoiles de comparaison (*histogramme vide*). Cette figure est tirée des travaux de Santos et al. (2003). **c) En haut à gauche :** Distribution des masses minima en fonction de la période pour tous les systèmes. Les *carrés pleins* représentent les planètes massives dans des systèmes multiples, alors que *les cercles vides* sont utilisés pour les systèmes simples. **En haut à droite :** Distribution seulement pour les systèmes simples. Différents symboles représentent les planètes massives ($M_2 \sin i \geq 2$ M_J, *symboles pleins*), de masses intermédiaires ($M_2 \sin i$ entre 0.75 et 2 M_J, *cercles vides*), et les planètes légères ($M_2 \sin i \leq 0.75$ M_J, *triangles vides*). **En bas :** Distribution des périodes pour les systèmes simples dans différents régimes de masses : planètes légères ($M_2 \sin i \leq M_{down} = 0.75$ M_J, *histogramme légèrement ombré*), de masses intermédiaires (entre M_{down} et M_{up}, $M_{up} = 2$ M_J à gauche et 4 M_J à droite, *histogramme vide*) et massives ($M_2 \sin i \geq M_{up}$, *histogramme fortement ombré*). Cette figure est tirée des travaux de Udry et al. (2003).

1.2 Naines brunes et exoplanètes : Origine

1.2.1 Étoiles de faibles masses ou étoiles manquées

Comprendre la formation des naines brunes reste depuis plusieurs années problématique, car ces objets ont une masse significativement inférieure à la masse de Jeans typique, observée dans les régions de formation stellaire. Lors de la fragmentation du nuage moléculaire, la masse de Jeans représente la masse minimale nécessaire pour permettre le début de l'effondrement d'une sous-structure du nuage. Cette masse de Jeans est typiquement de 1 $M_\odot$ et mène préférentiellement à la formation d'une étoile et difficilement à celle d'une naine brune. Les naines brunes isolées n'étant pas observationnellement rares, un premier scénario prédit que ces objets se forment par **effondrement gravitationnel de sous-structures denses et/ou**

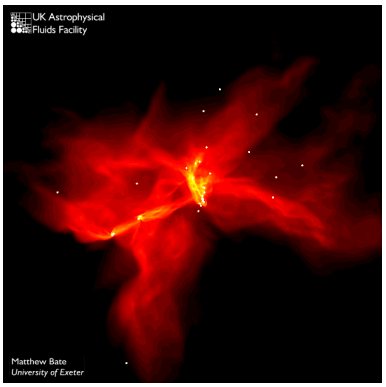

Fig. 1.3 – Simulation d'un nuage moléculaire se fragmentant sous l'effet d'une turbulence atteignant des vitesses supersoniques. Des zones de surdensité mènent à la formation de cœurs denses qui, dans des processus compétitifs entre accrétion et interactions dynamiques, vont donner naissance à des étoiles et des naines brunes éjectées à larges distances de systèmes multiples instables. La formation des naines brunes se fait ici sur un laps de temps court, de l'ordre de 3.10^5 ans, et permet de former autant d'étoiles que de naines brunes.

froides du nuage moléculaire, pour abaisser la masse de Jeans et permettre la formation d'un cœur substellaire. Au sein des régions de formation stellaire observées actuellement, aucune sous-structure isolée, dense et de petite taille n'a pour l'instant été détectée. Les observations atteignent toutefois seulement aujourd'hui les sensibilités requises pour observer de tels domaines de masses. Ce mécanisme de formation n'est donc pas improbable.

Reipurth & Clarke (2001) émettent l'hypothèse d'un autre mécanisme de fomation des naines brunes. Il s'agit **d'un processus compétitif entre accrétion de gaz et interactions dynamiques** entre les différents cœurs en formation dans le nuage moléculaire. Ce processus mène, sur des échelles de temps de 10^5 ans, à la formation de cœurs substellaires qui interagissent dynamiquement dans des systèmes multiples instables, puis sont éjectés. Ces cœurs substellaires sont alors isolés de tous réservoirs de gaz, interrompant les mécanismes d'accrétion indispensables pour la formation d'étoiles. Reipurth & Clarke (2001) leur donnent le nom d'étoiles manquées (*failed stars*). À travers de complexes simulations hydrodynamiques, Bate et al. (2002) montrent que ce processus de fragmentation d'un nuage moléculaire dense et d'éjection dynamique est efficace pour former un nombre de naines brunes similaire à celui des étoiles. Toutefois, ce type de simulations ne permet pas, pour l'instant, d'obtenir une réelle prédiction statistique sur la fréquence de formation des naines brunes isolées, des naines brunes comme compagnons d'étoiles de différentes masses, des binaires de naines brunes ou des naines brutes abritant un disque circumstellaire.

1.2.2 Formation des exoplanètes

Kant (1755) et Laplace (1796) ont les premiers énoncé l'hypothèse que les planètes se formaient dans un disque circumstellaire éventuellement plat, composé de gaz et de poussières. Aujourd'hui, l'existence de disques circumstellaires résulte naturellement des modèles

d'effondrement d'un nuage moléculaire menant à la formation d'étoile (Shu et al. 1987). Elle est, d'autre part, confirmée par la détection de disques de poussières autour des étoiles β Pictoris (Smith & Terrile 1984; Mouillet et al. 1997), HD 141569 (Augereau et al. 1999b) ou HD 100546 (Augereau et al. 2000).

Le premier modèle de formation planétaire est **le modèle d'accrétion sur un cœur solide** (Pollack et al. 1996). Au sein du disque proto-planétaire, se forme un cœur solide à la suite de collisions de planétésimaux. À partir d'une taille critique de 15 $M_\oplus$, ce cœur accréte le gaz présent en quantités importantes dans le disque proto-planétaire et forme ainsi l'atmosphère gazeuse de la planète. **Des mécanismes de migration** expliquent, ensuite, le déplacement des planètes géantes dans les parties les plus internes du disque proche de l'étoile centrale pour rendre compte des mesures actuelles de vitesse radiale (Lin & Papaloizou 1996; Ward 1997).
Dans un second scénario, la formation d'une planète géante résulte **d'une instabilité gravitationnelle dans le disque proto-planétaire** (Boss 1997). Cette instabilité mène à la formation d'une concentration de gaz et de poussières, de manière relativement semblable aux mécanismes de formation des étoiles dans les nuages moléculaires. L'accrétion progressive de poussières, coagulant, sédimentant, forme à terme le cœur solide de la planète par ségrégation gravitationnelle. Dans ce modèle, la planète géante formée peut aussi être amenée à migrer dans le disque. Les planètes se forment ici sur des échelles de temps plus rapides que le modèle d'accrétion sur un cœur solide, mais dans des disques plus massifs.

1.2.3 Définition de la frontière entre naine brune et exoplanète

J'ai, jusqu'ici, implicitement utilisé une définition pour différencier une naine brune d'une exoplanète, qui repose sur **des processus de formation** différents, décrits précédemment. Il existe une autre définition pour différencier ces objets. Elle s'appuie sur **une distinction en termes de masses**. Une naine brune pourrait allumer les réactions de fusion du deutérium avec une masse $M \geq 13.6$ M_J, contrairement à une exoplanète qui ne serait pas assez massive. Cette distinction est inspirée de celle qui existe entre naine brune et étoile de faible masse, définie par la masse critique $M \geq 72 - 75$ M_J pour rayonner les réactions de fusion de l'hydrogène. Elle est, en pratique, facilement utilisable pour l'astronome qui n'a, généralement, aucune information sur les origines des objets substellaires qu'il détecte.

Récemment, à partir des mesures de vitesse radiale, Jorissen et al. (2001) ont révélé qu'il existait une coupure dans la distribution de masses des compagnons d'étoiles de masse $M \leq 20$ M_J. Ils suggèrent que cette coupure à $M \leq 10$ M_J soit la conséquence de processus de formation différents (processus décrits précédemment). Par conséquent, je distinguerai arbitrairement, dans cette thèse, les naines brunes compagnons d'étoiles des exoplanètes par cette séparation de masse $M = 10$ M_J, qui associe, au sens pratique d'une définition en termes de masse, probablement un réel sens physique lié à des processus de formation différents.

1.3 Les enjeux

Naines brunes

Observer les naines brunes aujourd'hui est fondamental pour comprendre comment ces objets se forment, quelle est leur structure interne et celle de leur atmosphère et quelle fraction de la population galactique ces objets représentent. L'objectif est de prolonger la fonction de masses galactique, dont l'étude a été initiée par Salpeter (1955), jusque dans le régime de masses substellaires, afin de comprendre l'évolution, la brillance de surface, les mécanismes d'enrichissement et la quantité baryonique des galaxies. Dans ce contexte, les observations donnent accès à la fonction de luminosité galactique. Il est donc nécessaire de caractériser la relation entre l'âge, la masse et la luminosité des étoiles et des naines brunes pour obtenir la fonction de masses. Dans ce but, les observations actuelles cherchent :

- à étudier **les naines brunes isolées** dans le champ ou dans des associations jeunes pour étendre la fonction de luminosité stellaire au régime substellaire,
- à étudier **les naines brunes compagnons d'étoiles ou les binaires de naines brunes** pour déterminer la fraction de compagnons substellaires, la distribution de masses de ces objets, la distribution de périodes orbitales, la dépendance de ces distributions en fonction de la masse de la composante primaire,
- enfin, à **caractériser la structure interne et l'atmosphère** des naines brunes en fonction de leur âge. L'objectif est de tester les modèles évolutifs actuels à partir des observations photométriques et spectroscopiques, contraignant respectivement la luminosité et la composition chimique de ces objets.

Exoplanètes

Contraindre les scénarios de formation des planètes géantes et telluriques à partir des observations est, aujourd'hui, essentiel pour comprendre quels sont les processus physiques en jeu et quelle est l'influence des propriétés et de l'environnement stellaire sur ces mécanismes. Les enjeux des observations, présentes et à venir, visent :

- à obtenir une **étude statistique sur les propriétés des planètes**, c'est-à-dire la distribution de masses, sur la distribution de périodes orbitales et sur leur excentricité,
- à **caractériser l'environnement** des étoiles à planète(s) et à étudier leur multiplicité, pour comprendre quel peut être le rôle d'un compagnon stellaire ou substellaire sur les processus de formation,
- **à étudier les disques planétaires**, la quantité de poussières présente à différents âges, la localisation et la morphologie des disques de poussières, la composition chimique et la taille des grains, également dans le but de contraindre les modèles de formation planétaire actuels. L'objectif est aussi d'apporter des contraintes sur les interactions entre la planète et son environnement,
- enfin, à déterminer les capacités de détection des instruments d'imagerie afin de **re-**

pousser les limites de détection actuelles pour imager les premières exoplanètes. L'imagerie directe permettra de déterminer les propriétés physiques de ces objets (luminosité, composition chimique) et de rechercher des traces peut-être révélatrices de la présence de la vie.

1.4 Apport du travail de thèse

Dans ce contexte riche, je ne me suis ni intéressé à la recherche et à l'identification des naines brunes isolées dans le champ ou dans les associations jeunes, ni à la modélisation de la structure interne ou atmosphérique de ces objets. Je n'ai pas non plus étudié les propriétés statistiques des planètes massives actuelles, ni travaillé sur la modélisation des disques planétaires. Par contre, dans la continuité de la politique scientifique menée par notre équipe *Formation Stellaire et Planétaire*, un objectif essentiel de ma thèse consiste en la recherche de naines brunes en tant que compagnons d'étoiles et l'étude des systèmes proto-planétaires et planétaires à l'aide des techniques d'imagerie à haut contraste et haute résolution angulaire.

Notre équipe étant particulièrement investie dans l'instrument d'optique adaptative NACO, je me suis impliqué dans ses phases d'intégration et de tests. Cette expérience s'est avérée essentielle pour comprendre son fonctionnement et cerner ses limitations, afin d'aboutir à une utilisation optimale de l'instrument. Afin d'étudier les performances de détection de NACO et d'autres instruments d'optique adaptative, je me suis consacré à la réalisation d'un modèle de contraste, dédié à prédire quels seraient les objets les plus faibles détectables dans l'environnement d'une source brillante. Ce travail et ma participation au projet NACO sont présentés dans la **Partie I**. Le principe de l'optique adaptative et les techniques d'imagerie à haut contraste sont aussi introduits dans cette Partie.

L'expérience, acquise lors des phases d'intégration de l'instrument NACO et de la réalisation du modèle de contraste, m'a permis d'entreprendre une campagne d'imagerie à haut contraste et haute résolution angulaire des associations jeunes et proches. À l'automne 2000, au début de ma thèse, seule les environnements CSs des dix premiers membres de l'association TW Hydrae ont été explorés. Les nouvelles associations jeunes détectées, η Chamaeleontis, MBM 12, Tucana-Horologium, Capricornus et β Pictoris, sont alors clairement identifiées par notre groupe comme étant des candidats idéaux pour la recherche de naines brunes et de systèmes proto-planétaires. Ces objets sont, en effet, plus chauds et plus brillants à un âge de 1 à 40 millions d'années qu'à une phase plus tardive (voir figure 1.4, *à gauche*). J'ai alors bénéficié de l'identification de ces nouvelles étoiles jeunes et proches pour étudier les associations Capricornus, MBM 12, Tucana-Horologium, puis, dernièrement, TW Hydrae avec les instruments d'optique adaptative ADONIS/SHARPII au télescope de $3.6\,m$ de de La Silla, PUEO/KIR+Grif au Canada-France-Hawaii Telescope et NACO au VLT.
Dans ce contexte, j'ai utilisé les modèles évolutifs du Groupe de Lyon, adaptés à l'analyse photométrique des étoiles M tardives, des naines de types L et T et des planètes massives. Les modèles que j'ai utilisés sont :

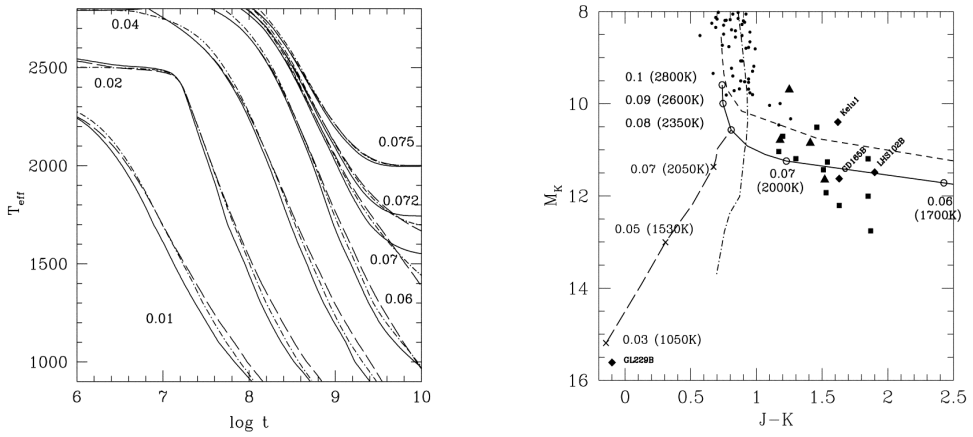

Fig. 1.4 – **Gauche :** Évolution de la température effective en fonction du temps pour différentes masses et modèles d'atmosphère : CBAH00 DUSTY (*lignes solides*) et CBAH00 COND (*lignes longs tirés*) et BCAH98 (*lignes tirés pointillés*). **Droite :** Diagramme évolutif de couleur ($J-K$) et de magnitude absolue M_K obtenue avec le modèle BCAH98 pour un âge de 1 milliard d'années (*tirés et pointillés*), avec le modèle CBAH00 DUSTY pour des âges de 0.1 milliard d'années (*tirés courts*) et de 1 milliard d'années (*solide*), et le modèle CBAH00 COND pour un âge de 1 milliard d'années (*tirés longs*). Les données de naines M tardives, L et T sont reportées.

- le modèle de Baraffe et al. (1998) (BCAH98). Il décrit fidèlement la photométrie des étoiles de faibles masses de température effective $T_{eff} \geq 2300$ K,
- le modèle DUSTY de Chabrier et al. (2000) (CBAH00 DUSTY), approprié à la description des propriétés physiques et chimiques des naines L. Ce modèle prend en compte le traitement des poussières nécessaire pour modéliser l'atmosphère de ces objets qui ont une température effective de 1600 K$\leq T_{eff} \leq$ 2300 K,
- et, enfin, le modèle COND de Chabrier et al. (2000) (CBAH00 COND), pour décrire les objets froids de type naine T avec une température effective $T_{eff} \leq 1300$ K qui ont une atmosphère complètement vidée de poussières.

La figure 1.4 (*à droite*) présente un diagramme couleur et magnitude, obtenu à partir des prédictions de ces trois modèles, auxquels sont superposées des mesures photométriques de naines M, L et T. Cet outil m'a permis, tout d'abord, de re-déterminer les caractéristiques du compagnon de l'étoile HD 199143 dans l'association Capricornus. J'ai ensuite testé la photométrie des objets faibles détectés dans l'environnement circumstellaire des étoiles jeunes et proches des associations Tucana-Horologium et TW Hydrae.
Les résultats de ces travaux et l'analyse de la fréquence de compagnons stellaires et de compagnons naines brunes, dans ces associations jeunes et proches, sont présentés dans la **Partie II**. Les connaissances actuelles sur les caractéristiques des associations jeunes et proches, et sur leur origine, introduiront cette Partie.

Les autres cibles, identifiées par notre groupe, sont les étoiles qui ont une ou des planètes détectées par les mesures de vitesse radiale. J'ai donc consacré une autre partie de ma thèse

à l'imagerie profonde de l'environnement circumstellaire de ces étoiles. Mon but est alors de contraindre la structure des disques de débris autour de ces étoiles et, particulièrement, d'étudier la fréquence des compagnons stellaires et celle des compagnons substellaires. Cette étude apporte, par ailleurs, de précieux éléments de réflexion sur l'analyse des performances de détection des instruments actuels, pour cerner leurs limitations et optimiser les stratégies d'observation dans la perspective de futurs concepts d'instrumentation qui imageront les premières exoplanètes. Ce travail est présenté dans la **Partie III**.

Dans une dernière partie, je traite le cas de deux systèmes jeunes singuliers : TY CrA et Orion n. TY CrA est un système multiple complexe, composé de trois étoiles résolues en spectroscopie. Les gains, en termes de contraste et de résolution obtenus avec NACO, ont permis d'imager probablement une quatrième composante stellaire. Après avoir contraint les propriétés de cet objet dans le cas où il serait lié, j'explore brièvement les caractéristiques dynamiques d'un tel système quadruple. Puis, je présente les résultats obtenus lors de l'imagerie profonde de l'environnement circumstellaire de la source Orion n, située dans le grand complexe moléculaire Orion. Cette source abrite probablement un compagnon, stellaire ou substellaire, qui n'a pas été détecté lors des précédentes observations avec le télescope spatial *Hubble*. Ces résultats sont présentés dans **la Partie IV**.

Enfin, je ferai le bilan des travaux en cours et initiés dans cette thèse, puis j'évoquerai les perspectives ainsi offertes pour poursuivre l'étude de la formation des naines brunes et des planètes.

Première partie

IMAGERIE À HAUT CONTRASTE ET HAUTE RÉSOLUTION ANGULAIRE

Chapitre 1

Optique Adaptative

Sommaire

1.1	**Imagerie et turbulence atmosphérique**	**14**
1.2	**Analyse du front d'onde**	**21**
1.3	**Le miroir déformable**	**22**
1.4	**Décomposition modale et commande**	**23**
1.5	**Limitations et performances d'un système d'optique adaptative**	**25**

La résolution des grands télescopes au sol, c'est-à-dire les détails les plus fins qui leur sont accessibles, est fortement dégradée par la turbulence atmosphérique. Restaurer cette résolution nécessite soit d'envoyer ces grands instruments dans l'espace au-dessus de l'atmosphère terrestre (c'est malheureusement très onéreux et les contraintes de lancement limitent la taille des télescopes non déployables), soit d'utiliser un système opto-mécanique, dit système d'optique adaptative (OA), qui compense, en temps réel, les déformations du front d'onde engendrées par l'atmosphère. Ce correcteur de front d'onde est composé d'un analyseur de surface d'onde (ASO), qui mesure spatialement et temporellement les déformations du front d'onde. Chaque mesure est ensuite traitée par un calculateur à temps réel , qui commande un miroir déformable, associé à un miroir de basculement (miroir de $Tip - tilt$), pour compenser les distorsions du front d'onde. Cet ensemble forme une boucle d'asservissement dont le but est de restaurer la *planéité* du front d'onde incident et d'obtenir une image à la résolution théorique du télescope. La figure 1.1, tirée du guide utilisateur de l'instrument NACO, illustre le schéma de principe de cet instrument.

Dans ce premier chapitre, je présente tout d'abord les caractéristiques optiques élémentaires qui décrivent la formation d'une image avec un télescope, en me plaçant dans le cas idéal de l'imagerie sans turbulence atmosphérique. J'introduis ensuite le modèle le plus communément utilisé dans le cadre de l'OA pour décrire la turbulence atmosphérique et aborder le problème de l'imagerie à travers l'atmosphère. Les composantes clefs du système d'OA, l'analyse de front d'onde, sa reconstruction et la commande du miroir déformable sont ensuite présentées pour aborder, en dernier lieu, les critères d'estimation de performance d'un système d'OA.

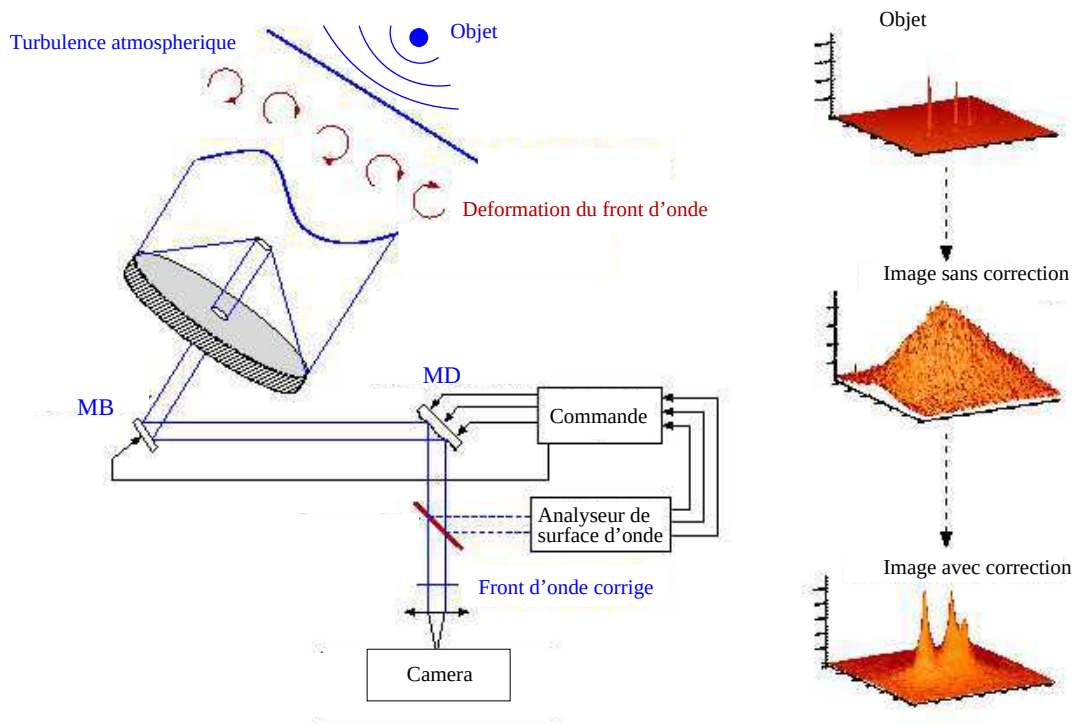

Fig. 1.1 – Principe de l'optique adaptative. Figure tirée du guide utilisateur de l'instrument NACO.

1.1 Imagerie et turbulence atmosphérique

1.1.1 Approche idéale

Un télescope est un système optique qui permet d'observer des corps célestes à l'infini. La réponse impulsionnelle caractéristique de ce système, c'est-à-dire l'image lorsque l'objet est une source ponctuelle, est la fonction d'étalement de point (*FEP*). Si on ne considère pas le passage dans l'atmopshère turbulente, les ondes électromagnétiques d'une source ponctuelle monochromatique à l'infini, se propageant dans le vide, sont planes. Collectées par la surface du télescope, elles forment, dans le plan image, une tâche d'Airy[1] de largeur à mi-hauteur $\frac{\lambda}{D}$, caractéristique de la résolution optique théorique du télescope.
Le front d'onde incident émis par cette source est caractérisé, dans le plan pupille du télescope, par son amplitude complexe $\psi(\vec{u})$ de module unité et de phase nulle :

$$\psi(\vec{u}) = 1 \tag{1.1}$$

[1] *La tâche d'Airy se définit donc comme la FEP du télescope, sans turbulence atmosphérique, c'est-à-dire sans défaut de phase, pour une source monochromatique à l'infini.*

La pupille collectrice d'un télescope de diamètre D, et d'obstruction centrale de diamètre d, est décrite par sa fonction pupille. Cette fonction a pour expression :

$$P(\vec{u}) = \begin{cases} 1 & \text{si } d/2 < u < D/2 \\ 0 & \text{sinon} \end{cases} \tag{1.2}$$

Le télescope collecte le front d'onde sur une surface donnée. Dans le cadre de la théorie de diffraction à l'infini de Fraunhofer, le passage du plan pupille du télescope au plan image se traduit par une transformée de Fourier (TF). L'amplitude complexe de l'onde dans le plan image est alors la TF du produit de l'onde plane, dans le plan pupille, par la fonction pupille du télescope :

$$A(\vec{\alpha}) \quad = \quad TF\left[\psi(\vec{u})\, P(\vec{u})\right] \tag{1.3}$$

Comme les détecteurs visibles et infrarouges (IRs) sont de nature homodyne, l'image observée est égale au module au carré de cette amplitude complexe :

$$I(\vec{\alpha}) = || \, TF[\psi(\vec{u})\, P(\vec{u})] \, ||^2 \tag{1.4}$$

À partir de l'Eq. 1.1 et l'Eq.1.2, la FEP sans turbulence atmosphérique correspond ainsi à la tâche d'Airy. Sa TF est la fonction de transfert optique du télescope (FTO), égale aussi à la fonction d'auto-corrélation ou de cohérence de la fonction pupille du télescope :

$$FTO(\vec{f}) = \frac{1}{S} \int P(\vec{u})\, P^*(\vec{u} + \vec{f}) d\vec{u} \tag{1.5}$$

Cette fonction est normalisée à la surface du télescope ($S = \int P(\vec{u}) d\vec{u}$). La figure 1.2 présente la description analytique de l'imagerie sans turbulence atmosphérique et les relations liant fonction pupille, amplitude complexe, tâche d'Airy et FTO.

1.1.2 Description de la turbulence

Ajoutons, à présent, un ingrédient perturbateur : l'atmosphère. L'atmosphère est le lieu de mouvements des masses d'air, créés par des phénomènes convectifs liés au chauffage de l'air par le soleil et à la gravité. Ces mouvements sont accentués par les alternances entre le jour et la nuit et le cycle des saisons.

Le modèle le plus couramment utilisé pour décrire ce phénomène est celui de Kolmogorov (1941). Bien que sa validité ait été maintes fois discutée, ce formalisme s'est actuellement imposé par ses applications relativement simples dans le cadre de l'OA. Je m'attache donc ici à introduire les principaux résultats qui décrivent la structure et le comportement spatial et temporel de l'atmosphère dans le cadre de ce formalisme. Il est possible de se référer aux travaux de Roddier (1981), Rigaut (1992), Madec et al. (1992), Roddier (1993), Conan (1994) ou Gendron (1995), pour obtenir une description plus détaillée de la turbulence de type Kolmogorov dans le cadre de l'OA astronomique et de l'imagerie à travers cette turbulence.

Selon Kolmogorov (1941), la turbulence atmosphérique est décrite par la présence de tourbillons de quelques centaines de mètres se scindant, par un phénomène de cascade, en

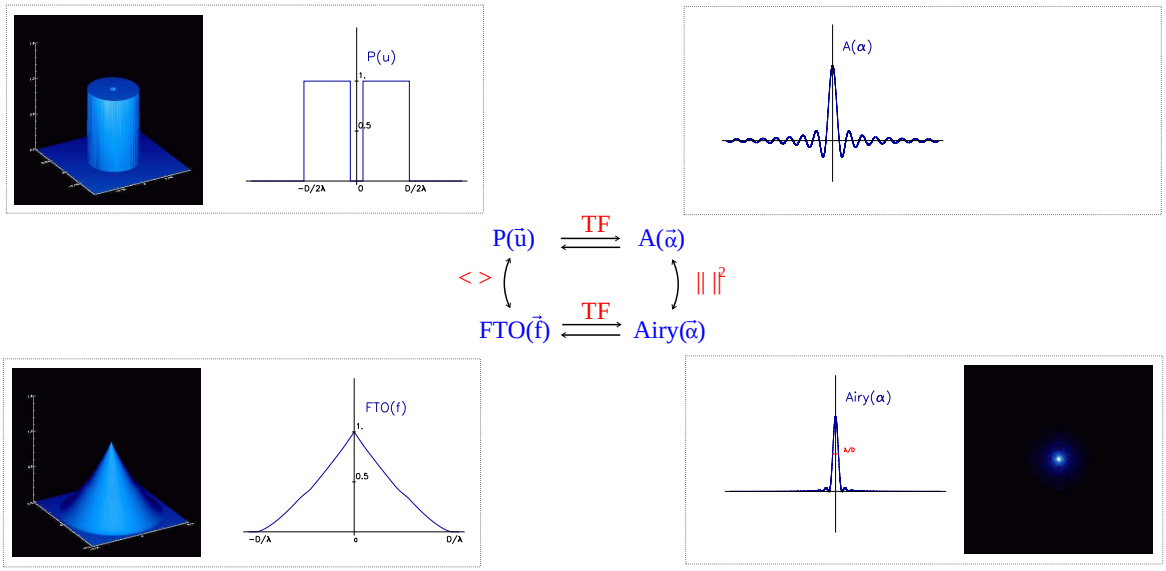

Fig. 1.2 – Formation de l'image d'une source ponctuelle monochromatique, à l'infini, sans turbulence atmosphérique par un télescope avec une obstruction centrale de 14%. Apparaissent les relations liant fonction pupille du télescope, amplitude complexe, intensité de l'image et fonction de transfert théorique du télescope.

tourbillons de tailles de plus en plus petites, de l'ordre du millimètre. L'énergie de la turbulence atmosphérique se dissipe alors par scission progressive, essentiellement au niveau des tourbillons de petite taille.

Lors de la traversée des couches atmosphériques turbulentes, la propagation des ondes électromagnétiques est alors perturbée, car les fluctuations de température se répercutent sur l'indice de réfraction, et se traduisent en fluctuations de phase du front d'onde. En prenant en compte la nature aléatoire de ces fluctuations dans le cadre d'un formalisme statistique, Kolmogorov (1941) démontre que, dans un domaine inertiel où la turbulence est homogène et isotrope et dans lequel la densité spectrale d'énergie varie spatialement en $f^{-\frac{11}{3}}$, le spectre de fluctuations d'indice de réfraction a aussi un spectre de puissance en $f^{-\frac{11}{3}}$. Fried (1966) montre que le processus aléatoire qui gouverne les réalisations de la phase du front sur la pupille du télescope mène à un spectre de puissance spatiale de la phase turbulente égale à :

$$W_\phi(f) = 0.023\,(\frac{1}{r_0})^{\frac{5}{3}}\,f^{-\frac{11}{3}} \tag{1.6}$$

Supposant une turbulence stratifiée en couches minces statistiquement indépendantes entre elles, Roddier (1981) exprime la fonction d'auto-corrélation de l'amplitude complexe atmosphérique $\psi(\vec{u})$ ou FTO moyenne de l'atmosphère $B_{atm}(\vec{f})$. Elle peut être interprétée comme la moyenne spatiale instantanée d'un ensemble de réalisations sur la pupille ou comme la moyenne temporelle d'un ensemble de réalisations prises dans le temps.

$$B_{atm}(\vec{f}) = < \psi(\vec{u})\,\psi^*(\vec{u}+\vec{f}) > \tag{1.7}$$

$$= e^{-3.44\,(\frac{\vec{f}}{r_0})^{5/3}} \tag{1.8}$$

en introduisant le paramètre de Fried r_0 (Fried 1966),

$$r_0 = [0.42\,(\frac{2\pi}{\lambda})^2\,\frac{1}{cos(\gamma)}\int_0^\infty C_n^2(h)dh]^{-\frac{3}{5}} \tag{1.9}$$

avec γ l'angle zénithal, et $C_n^2(h)$ la constante de structure de l'indice de réfraction, directement liée à l'intensité de la turbulence à une altitude h. Le paramètre de Fried r_0 correspond au diamètre d'un télescope qui aurait, sans atmosphère, le même pouvoir de résolution qu'un télescope infini avec cette atmosphèrer donnée. Il définit aussi la longueur de cohérence, c'est-à-dire la distance sur laquelle le champ électrique reste corrélé spatialement. Un autre paramètre important dans la description de la turbulence atmosphérique est le seeing (Roddier 1981), qui correspond alors à la résolution angulaire théorique de ce télescope :

$$\omega = 0.98\,\frac{\lambda}{r_0} \tag{1.10}$$

Le paramètre de Fried r_0 et le seeing ω sont des paramètres chromatiques avec des dépendances respectives en longueur d'onde de $\lambda^{-\frac{6}{5}}$ et $\lambda^{-\frac{1}{5}}$. Ces deux paramètres dépendent aussi de la masse d'air, c'est-à-dire de l'épaisseur de la couche atmosphérique traversée, proportionnelle à $\frac{1}{cos(\gamma)}$.

Les propriétés temporelles de la phase turbulente, dans l'approche de Kolmogorov, se fondent sur l'hypothèse de Taylor. Celle-ci associe à chaque couche mince turbulente un écran de phase gelée, se translatant à une vitesse constante devant la pupille du télescope. Conan (1994) établit les expressions théoriques des différents modes composant la phase turbulente de type Kolmogorov. Gendron (1995) illustre ce comportement temporel, dans le cadre d'une turbulence vue au travers d'un ASO du même type que celui utilisé sur NACO. Pour ne pas se perdre dans ce vaste sujet, je me réfère ici aux précédents travaux de Conan (1994), Gendron (1995) et de Madec et al. (1992). Retenons ensuite qu'au sol, la phase turbulente résulte des perturbations engendrées par chaque couche mince turbulente traversée, qui agissent comme autant d'écrans de phase. À cette phase turbulente, il est possible d'associer un vent de vitesse effective $\overline{v}$, pondéré par la force et la direction du vent de chaque couche. Le temps de corrélation atmosphérique ou temps de cohérence de l'atmosphère est alors défini par Roddier et al. (1982) selon l'expression suivante :

$$\tau_0 \sim \frac{r_0}{\overline{v}} \tag{1.11}$$

Tab. 1.1 – Paramètres de la turbulence (paramètre de Fried, seeing et temps de corrélation atmosphérique) en fonction de la longueur d'onde pour un vent de vitesse effective $\overline{v} = 10$ ms^{-1}.

λ (μm)	r_0 (cm)	ω ($''$)	τ_0 (ms)
0.5 [V]	10.	1.	10.
1.2 [J]	28.	0.84	28.
2.2 [K]	59.	0.74	59.
3.5 [L]	103.	0.68	103.

Pour illustration, la Table 1.1 présente un jeu de paramètres associés à la turbulence, paramètre de Fried, de seeing et de corrélation atmosphérique pour un vent de vitesse effective $\overline{v} = 10$ ms^{-1} en fonction de la longueur d'onde. Les paramètres de référence, r_0, τ_0 et ω, pour décrire la turbulence, seront par la suite toujours donnés dans le visible **à 0.5 μm pour une mesure au zénith** (je spécifierai le cas échéant si je parle de seeing sur l'objet et non au zénith).

1.1.3 Imagerie à travers la turbulence

Les propriétés de la turbulence étant brièvement décrites, pour le formalisme de Kolmogorov, Fried (1966) montre dans ce cadre, pour l'imagerie à long temps de pose, que la fonction de transfert du télescope ou fonction de transfert de modulation (FTM) est égale à :

$$FTM(\vec{f}) = \frac{1}{S} < \int \psi(\vec{u})\, \psi^*(\vec{u}+\vec{f})\, P(\vec{u})\, P^*(\vec{u}+\vec{f}) d\vec{u} > \tag{1.12}$$

$$= \frac{1}{S} \int < \psi(\vec{u})\, \psi^*(\vec{u}+\vec{f}) > \; P(\vec{u})\, P^*(\vec{u}+\vec{f}) d\vec{u} \tag{1.13}$$

$$= B_{atm}(\vec{f})\, FTO(\vec{f}) \tag{1.14}$$

On considère donc ici une moyenne statistique sur un ensemble de réalisations temporelles. Pour les grands télescopes, la FTM est limitée par l'atmosphère dont la fréquence de coupure est $\frac{r_0}{\lambda}$. La figure 1.3 illustre le cas d'un télescope de $8\,m$ limité, dans le visible, par une fonction de transfert atmosphérique $B_{atm}(\vec{f})$, correspondant à un $r_0 = 78$ cm à 2.2 μm, ainsi que la $FTO(\vec{f})$ du système. L'enjeu de l'OA est donc de restaurer cette information perdue aux hautes fréquences pour faire tendre la FEP du télescope avec turbulence atmosphérique vers la tâche d'Airy, c'est-à-dire vers la limite de diffraction du télescope.

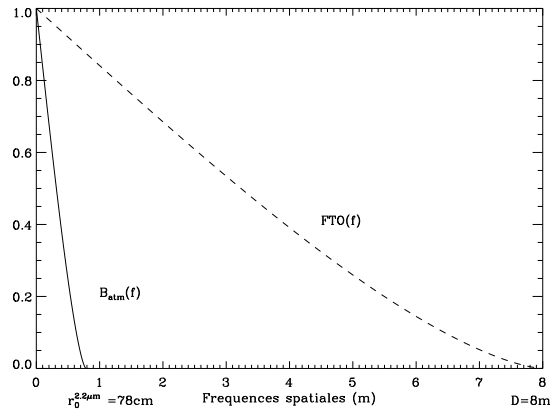

Fig. 1.3 – Fonctions de transfert optique - atmosphère pour un télescope de $8\,m$ de diamètre sans obstruction centrale et une turbulence avec un paramètre de Fried à 2.2 μm de 78 cm correspondant, dans le visible, à un seeing de $1.0''$ ($r_0 = 13$ cm).

En pratique, la correction n'est pas parfaite car une erreur résiduelle de phase subsiste toujours. Un paramètre pertinent pour l'analyse des performances de l'OA est la variance de cette erreur résiduelle de phase, directement liée aux sources de limitations du système. Cette variance a pour expression :

$$\sigma_{res}^2 =< \frac{1}{S} \int (\phi_{turb}(\vec{u}) - \phi_{cor}(\vec{u}))^2 \, d\vec{u} > \tag{1.15}$$

Dans la section 1.5, les différentes sources d'erreur contribuant à cette variance résiduelle seront énumérées. Mais introduisons, à présent, un critère communément utilisé pour caractériser les performances de l'OA : le rapport de Strehl (Sr). Ce critère est généralement utilisé avec la largeur à mi-hauteur de la FEP (LMH). Le Sr se définit, dans le plan pupille, comme le rapport entre l'intégrale de la FTM et celle de la FTO :

$$Sr = \frac{\int FTM(\vec{f})d\vec{f}}{\int FTO(\vec{f})d\vec{f}} \tag{1.16}$$

Dans le plan image, cette relation correspond au rapport des intensités maximales de la FEP et de la tâche d'Airy :

$$\mathrm{Sr} = \frac{FEP(0)}{Airy(0)} \tag{1.17}$$

Outre le Sr, Rousset et al. (1991) définit l'énergie cohérente (Ec) égale à :

$$Ec = e^{-\sigma_{res}^2} \tag{1.18}$$

Dans le cas d'une très bonne correction en OA, Conan (2000) montre que l'Ec est égale au Sr. Dans ce cadre, le Sr peut alors être interprété comme la fraction d'énergie cohérente,

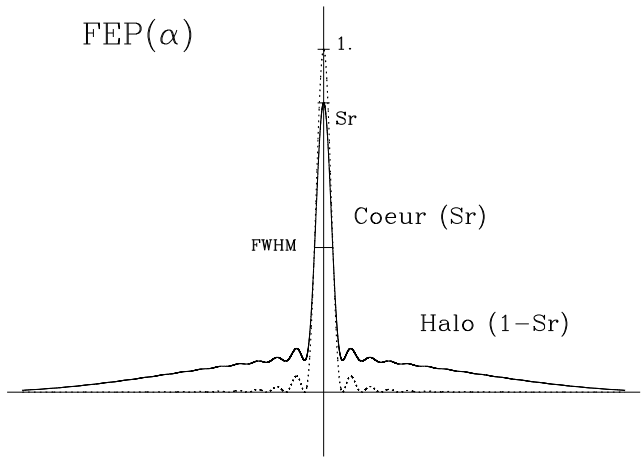

Fig. 1.4 – Schéma de la FEP après correction de l'OA. Avec une bonne correction d'OA, l'énergie totale de la FEP se répartit avec une fraction égale au Sr dans le cœur cohérent et (1-Sr) dans le halo. Un autre paramètre pertinent caractérisant la FEP est sa largeur à mi-hauteur (LMH).

comprise dans le cœur de la *FEP*, et la fraction (1-Sr), comme l'énergie qui se répartit dans le halo (voir la figure 1.4). De la variation de l'Ec en fonction de la longueur d'onde, le Sr peut alors s'exprimer comme :

$$Sr(\lambda) = Sr(\lambda_0)^{(\frac{\lambda_0}{\lambda})^2} \tag{1.19}$$

Voici donc introduit le Sr et la *LMH* de la *FEP*, paramètres pertinents pour tous les observateurs qui cherchent à évaluer la qualité de leurs images d'OA. Ces deux critères évoluent au cours d'une nuit d'observation en fonction des filtres utilisés (longueur d'onde d'observation), des conditions de la turbulence (ω, r_0 et τ_0), de la position de la source dans le ciel et de la stabilité du système d'OA. Ces évolutions sont illustrées dans la figure 1.6 à partir de simulations obtenues avec le logiciel *Preparation Software* (PS) de NACO. Ces courbes mettent en évidence la dégradation très rapide des rapports de Sr dans un domaine de 20 à 60% liée à une dégradation du seeing, de la masse d'air ou à des observations à plus courtes longueurs d'onde. On remarque par ailleurs l'impact important de ces paramètres sur la *LMH* pour des longueurs d'onde $\lambda \leq 1.6\ \mu m$.

Que se passe-t-il si la source d'étude n'est pas celle utilisée pour l'OA ?
Dans un système d'OA avec un seul miroir déformable, le Sr évolue en fonction de l'angle d'anisoplanétisme, c'est-à-dire en fonction de la distance angulaire entre la source d'étude et d'analyse. Cette dégradation de la correction en fonction de la position dans l'image s'avère donc très génante pour l'imagerie grand champ. Dans le cas de NACO, l'évolution de cette dégradation, pour différents angles anisoplanétiques à différentes longueurs d'onde, est présentée dans le figure 1.5. En abordant, par la suite, les limitations d'un système d'OA, je reviendrai sur l'origine de cette dégradation et sur les moyens mis en oeuvre pour la compenser.

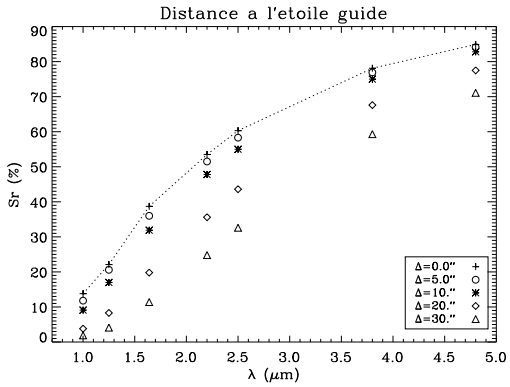

Fig. 1.5 – Évolution du Sr avec l'angle anisoplanétique dans le cadre de NACO. Simulations obtenues du PS.

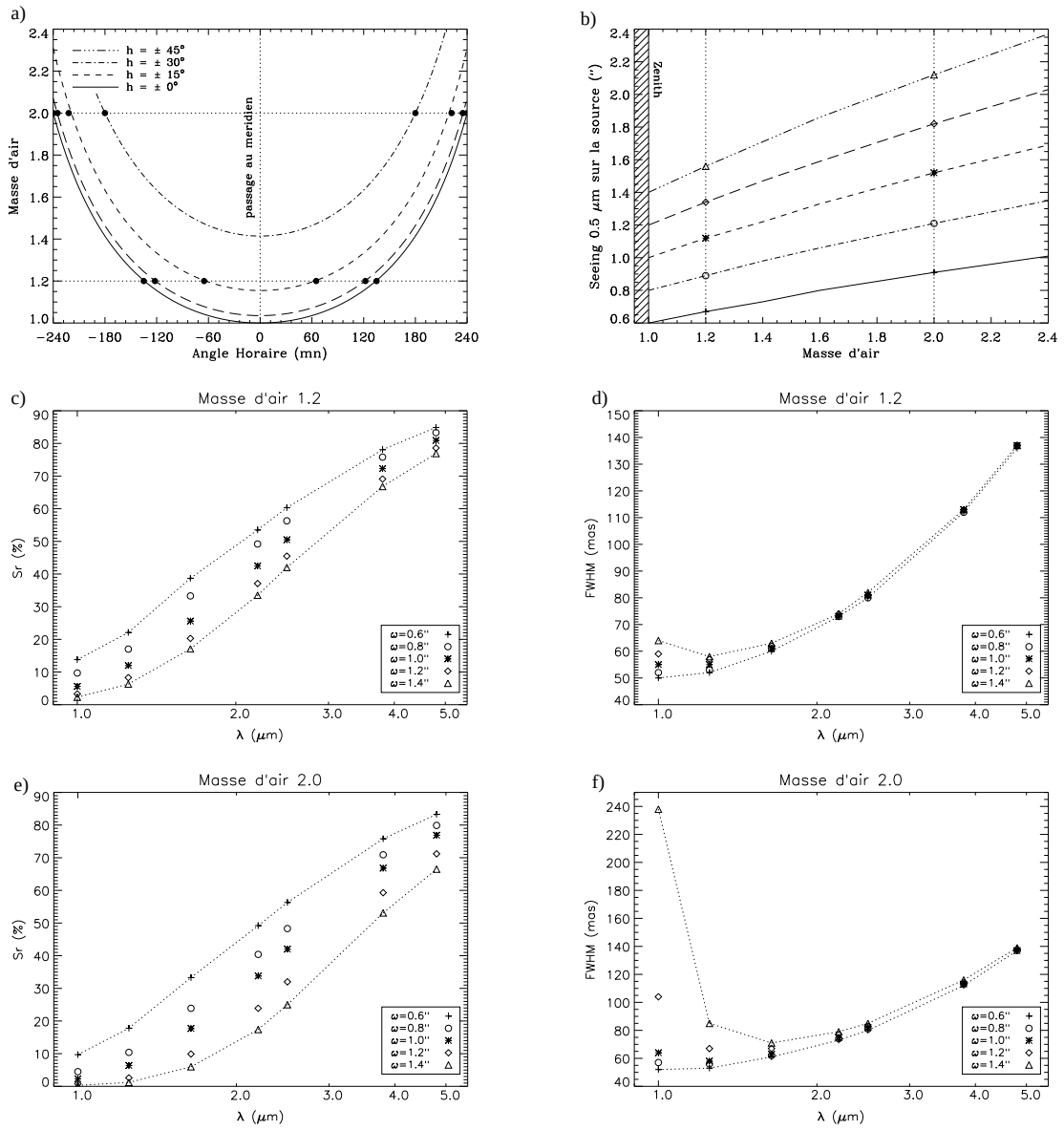

Fig. 1.6 – **a)** Évolution de la masse d'air en fonction de la position de l'objet en coordonnées horizontales (angle horaire et hauteur dans le ciel). **b)** Évolution du *seeing sur l'objet* en fonction de la masse d'air (l'objet est l'étoile guide du système d'OA). **c)** Évolution du Sr en fonction de la longueur d'onde pour différentes conditions de seeing dans le cadre de NACO. L'objet est l'étoile guide du système d'OA ; la masse d'air est de 1.2. **d)** Évolution de la *LMH* en fonction aussi de la longueur d'onde pour différentes conditions de seeing ; la masse d'air est de 1.2. **e) et f)** semblable à c) et d) avec une masse d'air de 2.0.

1.2 Analyse du front d'onde

Les deux systèmes d'ASO les plus souvent utilisés dans les systèmes d'OA actuels sont l'ASO senseur de courbure (Roddier et al. 1988a) et l'ASO de type Schack-Hartmann (SH)

(Tyson 1991). Ils ont tous deux pour but de remonter à la distribution de phase sur le front d'onde incident. L'ASO à courbure, développé pour la première fois sur le système d'OA Hokupa'a du télescope de $3.6\,m$ Canada-France-Hawaii-Telescope (CFHT) en 1994, échantillonne spatialement le front d'onde à l'aide d'une matrice de micro-lentilles. À partir de l'acquisition de deux images défocalisées dans un premier plan intra-focal et dans un second plan extra-focal, la mesure du contraste de l'intensité entre les deux images permet de remonter directement au laplacien de la phase du front d'onde et donc à la distribution de phase (Lai 1996; Véran 1997). Un ASO à courbure équipe actuellement le système d'OA PUEO du CFHT, installé depuis 1996 à la place de Hokupa'a.

L'ASO de type SH est utilisé dans le cas de NACO. Ce type d'ASO équipait auparavant le système ADONIS, installé depuis 1995 sur le télescope de $3.6\,m$ de l'ESO (La Silla). Dans cet analyseur, le front d'onde est aussi échantillonné spatialement par une matrice de micro-lentilles. Toutefois, l'analyseur mesure ici la pente moyenne du front d'onde sous chaque sous-pupille. L'étoile de référence est imagée par chaque micro-lentille sur le détecteur de l'analyseur. Les positions des centroïdes sans turbulence généralement nommées pentes de référence sont préalablement calibrées. Puis, en boucle fermée, la phase turbulente résiduelle déplace les centroïdes en X et en Y par rapport aux pentes de références. Ces déplacements sont alors directement proportionnels aux pentes moyennes du front d'onde sur les sous-pupilles α_x et α_y (voir figure 1.7).

$$\alpha_x = \frac{\lambda}{2\pi S} \iint_{sspup} \frac{d\phi}{dx} dxdy \tag{1.20}$$

$$\alpha_y = \frac{\lambda}{2\pi S} \iint_{sspup} \frac{d\phi}{dy} dxdy \tag{1.21}$$

L'optimisation d'un système d'ASO est un compromis entre l'échantillonnage spatial et temporel du front d'onde, et la sensibilité souhaitée pour la mesure de la distribution de phase (obtenue à partir de la courbure ou des pentes moyennes du front d'onde sur chaque sous-pupille). Dans le cas de NACO, un compromis pour avoir une bonne correction sur des sources brillantes et faibles a mené à l'utilisation de deux matrices de micro-lentilles (14×14 et 7×7), et à l'utilisation de techniques de moyennage de pixels (*binning*) et de fenêtrage (*windowing*) pour optimiser la sensibilité des mesures sur une large plage de flux.

Il existe d'autres types d'ASO. On peut notamment citer l'ASO pyramidal qui s'appuie aussi sur une mesure locale des pentes moyennes du front d'onde. Ces différents analyseurs sont présentés dans une étude comparative de Rousset (1999).

1.3 Le miroir déformable

Deux types de miroirs déformables sont habituellement utilisés en astronomie : le miroir bimorphe (Roddier et al. 1988b) et le miroir de type *piezo-stacks* (Tyson 1991). Le miroir bimorphe se compose de deux feuilles de matériau piézo-électrique, de polarisations contraires. Plusieurs électrodes jouant le rôle d'actuateurs, intercalées entre les deux feuilles, permettent

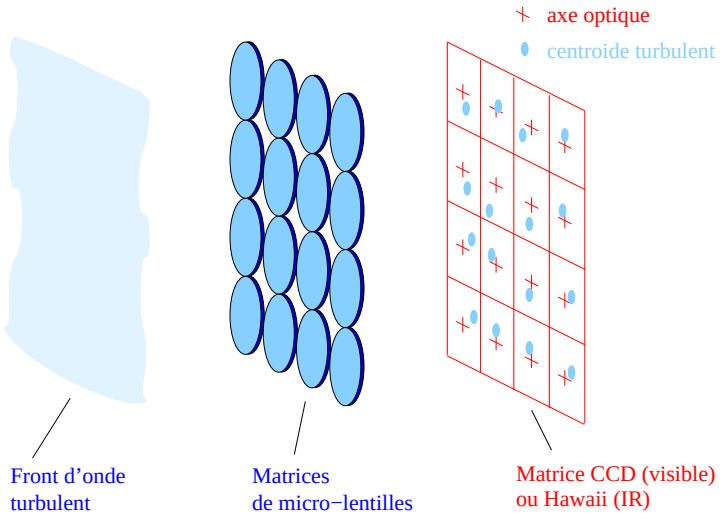

Fig. 1.7 – Principe de l'analyseur de Shack-Hartman

de courber la structure du miroir (par contraction d'un feuillet et dilatation de l'autre), lors de l'application d'une tension. Ce type de miroir déformable a été associé à l'ASO à courbure dans le cas du système d'OA Hokupa'a et PUEO.

Le second type de miroir déformable, miroir *piezo-stacks*, est souvent associé à un ASO de type SH, comme dans le cas d'ADONIS ou de NACO. Ce miroir déformable est formé d'une surface continue réfléchissante, montée sur des actionneurs piezo-électriques. Chacun des actionneurs est composé d'un empilement de cellules piezo-électriques polarisées entre deux électrodes. Sous l'application d'une tension sur les électrodes, le champ électrique provoque une contraction ou une dilatation de l'actionneur permettant de déformer localement la surface de miroir déformable. La déformée du miroir, lorsqu'une tension est appliquée sur un actionneur au repos, caractérise sa fonction d'influence. Toute déformation du miroir, raisonnablement importante, est une combinaison linéaire des fonctions d'influence des actionneurs. La commande du miroir se fait donc par l'application de tensions au niveau de chaque actionneur. Dans le cas de NACO, le miroir déformable est couplé à un miroir de basculement entièrement dédié à la correction des aberrations portant son nom.

1.4 Décomposition modale et commande

Après avoir introduit analyseurs et miroirs de correction, il s'agit à présent de comprendre comment les mesures de l'ASO, traitées par le calculateur à temps réel, vont permettre de commander spatialement et temporellement le miroir déformable ainsi que le miroir de basculement pour minimiser les résidus de phase turbulente. Plusieurs études ont déjà été consacrées à cette problématique portant notamment sur la reconstruction spatiale de la phase turbulente (Fusco 2000) et l'optimisation de la commande modale (Gendron 1995; Dessenne 1998).

1.4.1 Analyse du front d'onde

Je m'appuie ici sur l'approche de Gendron & Léna (1994), qui introduit un formalisme algébrique pour décrire le principe de reconstruction du front d'onde menant à la commande du miroir déformable. Dans l'hypothèse de champ proche (Roddier 1981), le front d'onde pertubé par la turbulence atmosphérique est caractérisé par sa phase $\phi(x, y)$. Mathématiquement, cette phase est décomposable sur une infinité de base de fonctions $M_i(x, y)$:

$$\phi(x, y) = \sum_{i=1}^{\infty} z_i.M_i(x, y) \tag{1.22}$$

Tout front d'onde incident peut alors être décrit par un vecteur z de coordonnées z_i, variables avec le temps et appartenant à l'espace infini des réalisations de front d'onde $\mathcal{E}$. Les bases de fonctions mathématiques couramment utilisées en OA pour décrire le front d'onde sont les polynômes de Karhunen-Loève ou les polynômes de Zernike (Zernike 1934). Ces bases de fonctions sont communément appelées bases de modes de décomposition du front d'onde.

Je n'aborderai ici que le cas des polynômes de Zernike dont les formules sont rappelées en annexe A.1. Ils sont adaptés à la décomposition de front d'onde turbulent en OA, car :

- Définis sur un disque, ces polynômes et leur transformée de Fourier possèdent des formules analytiques simples.
- Aux premiers ordres, ils sont aussi très proches des principales aberrations optiques et des principaux modes propres de la turbulence atmosphérique (Piston, Tip-Tilt, Astigmatisme, Défocalisation...).
- Ils constituent une base orthogonale de l'espace $\mathcal{E}$ pour une pupille sans obstruction centrale. Cette propriété permet une décomposition vectorielle simple du vecteur de front d'onde z. La variance de la phase du front d'onde est alors égale à la somme quadratique des coefficients de décomposition.
- Enfin, leurs coefficients de décomposition ont des propriétés de décorrélation statistique dans le cadre de la turbulence de type Kolmogorov. Ces propriétés sont décrites par Noll (1976) et vont dans le sens d'une simplification de la décomposition spatiale et temporelle du front d'onde turbulent.

Lors de l'analyse du front d'onde, l'ASO échantillonne spatialement le vecteur de front d'onde en mesurant de pente du front d'onde sous chaque sous-pupille. Nous verrons par la suite que cette échantillonnage lors de la mesure induit une erreur de repliement sur les modes corrigés. Pour de petites variations de phase autour d'une position moyenne (ce qui est le cas en boucle fermée), la relation qui lie les coefficicients de décomposition du front d'onde z exprimé sur une base de modes de décomposition et les coefficients des mesures de pente du vecteur s est linéaire :

$$s = D.z \tag{1.23}$$

La matrice D est un opérateur linéaire, appelé matrice d'interaction qui a pour taille $n_{mes} \times n_{modes}$. Théoriquement, un nombre infini de modes est nécessaire pour obtenir le vecteur de mesure s, correspondant au vecteur de front d'onde z.

Dans la pratique, la matrice d'interaction est mesurée sur la base des fonctions d'influence du miroir (en actionnant un par un les actionneurs). Je parlerai ainsi de matrice d'interaction tronquée D'. Sa taille est limitée par le nombre de sous-pupilles et le nombre d'actionneurs du miroir déformable. Cette matrice est ensuite exprimée sur une base de modes de décomposition, par exemple les polynômes de Zernike, plus appropriés pour la commande du miroir déformable. Limiter la base des modes de décomposition induit une erreur de sous-modélisation lors de la correction du front d'onde. À cette erreur s'ajoute une erreur de mesure de l'ASO. Ces limitations sont abordées dans la partie suivante.

1.4.2 La commande

À partir de la matrice d'interaction D exprimé dans la base finie de modes de décomposition, la matrice de commande optimale est ensuite déterminée, dans le but d'obtenir, à partir du vecteur de mesures de pente s, le vecteur z_{corr} des tensions à appliquer au miroir déformable pour compenser la turbulence. Cette matrice de commande a pour expression :

$$z_{corr} = D'^{+}.s \tag{1.24}$$

Cette matrice de commande optimale est obtenue par un calcul de moindre carré en minimisant le critère d'écart aux mesures $|| \ s - D.z \ ||^2$. La solution de ce problème mène à la matrice inverse généralisée, telle que :

$$D'^{+} = (D'^{t} D')^{-1}.D'^{t} \tag{1.25}$$

Cette matrice existe seulement si la matrice $D'^{t}D'$ est inversible, c'est-à-dire si les valeurs propres de la matrice ne sont pas nulles. Il peut être parfois nécessaire d'ajuster la matrice de commande en filtrant les modes de décomposition qui ne sont pas connus avec une précision suffisamment grande. La correction n'est en effet intéressante que si elle réduit l'erreur sur le mode. Il s'agit ici de l'optimisation de la commande modale. Les travaux de Gendron (1995), Véran (1997) et Dessenne (1998) sont les références sur ce sujet, dont l'objectif est d'optimiser les performances de la boucle d'asservissement d'OA.

1.5 Limitations et performances d'un système d'optique adaptative

Dans cette partie, sont présentées les principales limitations associées à la correction en OA. Les principales sources d'erreurs se répercutent directement sur la variance de la phase résiduelle σ^2_{res} (voir Eq. 1.15.). Plus les erreurs sont grandes, plus cette variance est importante et moins bonne est la correction de l'image. Les principales limitations sont tout d'abord associées aux erreurs sur la mesure des modes corrigés, aux erreurs liées aux modes de la turbulence atmosphérique non corrigés, et enfin à l'erreur d'anisoplanétisme.

1.5.1 Erreurs de mesure sur les modes corrigés

Mesure du front d'onde

Cette erreur intervient lors de l'estimation de la position des centroïdes, images des sous-pupilles de l'ASO. Pour un nombre N_{ph} photons mesurés par sous-pupille, la mesure est principalement dégradée par un bruit de photons de distribution poissonienne ($\sigma_{ph}^{ASO} = \sqrt{N_{ph}}$) et un bruit de détecteur associé à chaque lecture ($\sigma_{les}^{ASO} = RON$). En fonction de la magnitude et de l'extension spatiale de l'objet d'analyse, soit le régime de bruit de photon soit celui de lecture domine dans la mesure du centroïde. Ce comportement est étudié dans chacun des régimes par Rousset et al. (1987), Rousset (1994) et Gendron (1995). D'autres types de bruits liés au dimensionnement de l'ASO sont susceptibles d'intervenir mais ne sont généralement pas dominants.

Repliement des ordres les plus élevés

S'ajoute ensuite un bruit de repliement qui s'explique par le fait que la pupille est échantillonnée spatialement par les sous-pupilles. Cet échantillonnage spatial se traduit, dans le plan de Fourier, par une périodisation de son spectre et donc un repliement spectral. Lors de la correction, les erreurs de phase induites par les modes des hauts ordres sont alors identifiées comme celles de modes moins élevés. Cette erreur de repliement entache la correction d'une erreur supplémentaire.

L'erreur de correction temporelle

Cette erreur est associée au retard entre l'instant où la mesure du front d'onde résiduel est effectuée, et celui où la correction est effectivement appliquée aux miroir déformable et miroir de basculement. Dans la boucle d'asservissement, ce retard est principalement lié à l'intégration du nombre de photons sur le détecteur de l'ASO, à la lecture du détecteur et à la conversion du signal analogique/numérique. Ce retard agit directement sur les fonctions de transfert temporelles de la boucle d'OA (diminution de la bande passante) se répercutant sur l'erreur résiduelle associée à chaque mode corrigé.

Les erreurs de mesure (de second ordre)

Au second ordre, il existe d'autres limitations susceptibles de dégrader la mesure des modes corrigés. La précision sur la calibration des aberrations statiques entre la voie d'analyse et celle d'étude peut être une première source de dégradation des performance de l'OA. Dans le cadre du 3ème *commisionning* de l'instrument NACO, une perte de plus de 5% de Sr a été attribuée au fait que les aberrations statiques de la caméra CONICA n'étaient pas encore compensées. Toujours lors de ces phases de test, l'existence de vibrations parasites, induites par la structure mécanique du télescope, est apparue comme une seconde source de dégradation du Sr. L'optimisation modale du système d'OA adapte mal les gains de correction

pout chaucin des modes. Les modes de plus basses fréquences, c'est-à-dire les modes les plus énergétiques qui devraient être compensés, ne le sont pas.

D'autres types de dégradations aux effets moins significatifs peuvent être cités : le phénomène de scintillation qui induit des variations de l'amplitude du front d'onde à l'entrée de la pupille et réduit la longueur de cohérence, la chromaticité des défauts de phase ou le phénomène de réfraction atmosphérique induisant une erreur d'anisoplanétisme.

1.5.2 Les erreurs sur les modes non corrigés

Le nombre d'actionneurs du miroir déformable est limité par des contraintes technologiques (185 dans le cas de NACO). Tous les modes de la turbulence ne peuvent donc pas être corrigés. Si on ne prend en compte qu'un nombre fini de modes de reconstruction, une erreur est commise en omettant les modes des plus hauts ordres. Cette erreur de sous-modélisation est donnée par Noll (1976), Conan (1994) et Fusco et al. (2000).

1.5.3 L'erreur d'anisoplanétisme

Dans le cas d'un système composé d'un ASO couplé à un miroir déformable, la correction dépend de la distance angulaire à la source d'analyse. Si la source d'analyse est l'objet d'étude, cette erreur est nulle. Dans le cas contraire, une erreur supplémentaire apparaît, car le front d'onde de la source d'analyse et de l'objet d'étude n'ont pas traversé les mêmes couches atmosphériques au même endroit. La phase turbulente n'est donc pas tout à fait la même pour la voix d'analyse et pour celle d'étude. Cette erreur est d'autant plus importante que la séparation entre sources d'analyse et d'étude est grande.

Une étude détaillée liée à cette erreur a déjà été menée par Chassat (1992). Le principe d'OA multi-conjuguée peut en partie permettre de restaurer de façon significative la qualité de l'image dans un champ, en utilisant plusieurs étoiles guides. L'analyse de la phase turbulente dans plusieurs directions est alors possible, et permet de remonter à une information sur le volume de la turbulence. Plusieurs miroirs déformables couplés à différentes couches de turbulence permettent alors de restaurer une correction uniforme sur tout le champ de vue observé (Fusco 2000).

Chapitre 2

Participation au Projet NACO

Sommaire

2.1 Description de NACO **31**
2.2 Implication personnelle **34**
2.3 Conclusion **45**

Le premier système d'OA, dédié à l'astronomie, est développé en France à partir de 1986 par un consortium rassemblant la société Laserdot, l'Observatoire de Paris-Meudon (OBSPM), l'Office National d'Étude et de Recherche Aérospatiale (ONERA) et l'*European Southern Observatory* (ESO). Sous le nom de COME-ON, ce système devient opérationnel dès 1989 et doit permettre de valider le principe d'OA couplée à de grands télescopes, pour l'imagerie à haut contraste (HC) et haute résolution angulaire (HRA). Il doit constituer un prototype pour l'instrument nouvelle génération, susceptible d'équiper une des futures unités du projet de très grand télescope, VLT de l'ESO. Dès 1990, COME-ON, alors installé au télescope de 3.6 m de l'ESO à La Silla, obtient de très remarquables résultats sur le ciel (Rousset et al. 1990; Rigaut et al. 1991). Ce succès incite à dépasser le stade de prototype pour développer un réel instrument d'OA dédié à l'astronomie. L'ajout d'un nouveau CTR, le passage à un ASO de type SH de 20 à 32 sous-pupilles et d'un MD de 19 à 52 actionneurs donnent naissance à COME-ON+ qui deviendra, en 1995, ADONIS. La qualité des images à la limite de diffraction, le coût nettement plus faible par rapport à un projet spatial, incitent alors au développement de nombreux autres instruments d'OA : Hokupa'a (CFHT), Palomar, PUEO (CFHT), puis sur la nouvelle génération de grands télescopes (8-10 m), Keck, Subaru, NACO (VLT) et Gemini nord et sud. L'OA se généralise maintenant sur les très grands télescopes.

Au commencement, il y avait donc COME-ON dont le succès en tant que démonstrateur a mené à la construction de l'instrument NACO, composé du système d'OA NAOS couplé à la caméra IR CONICA. Devenu réalité, NACO est installé au foyer Nasmyth B du quatrième télescope du VLT (voir figure 2.1). Le système d'OA NAOS a été conjointement développé et construit par un consortium français regroupant l'ONERA maître d'œuvre du projet, responsable de l'étude et du dimensionnement de l'OA et du CTR, le département de recherche spatiale de Paris (DESPA-OBSPM) pour la conception du MB, de l'ASO IR et de l'intégra-

Fig. 2.1 – NACO au foyer Nasmyth B du quatrième télescope, l'UT4, du VLT

tion du système, et enfin le LAOG en charge de la partie mécanique et optique de NAOS, de l'ASO visible, de l'intégration statique finale et de la responsabilité scientifique. Chacune des composantes est décrite, par la suite, plus en détail. La caméra CONICA, installée en sortie de NAOS, a été construite par un consortium allemand regroupant le *Max Planck Institute für Astronomie* (MPIA - Heidelberg) et le *Max Planck Institute für Extraterristrische Physik* (MPE - Garching).

À l'automne 2000, NAOS entre dans sa phase d'intégration à Bellevue (Paris). C'est à ce moment que débute ma thèse au LAOG, ainsi qu'une série de séjours répétés pour me familiariser avec l'OA. Je m'investis dans un certain nombre de tests. Tout d'abord, il s'agit de valider les fonctionnalités des différents sous-systèmes de NAOS et de CONICA. Je me suis ensuite consacré à une pré-étude du détecteur ALADDIN2 de CONICA pour caractériser ses performances, puis dans l'étude des flexions de NAOS et CONICA pour la création d'un modèle compensateur des flexions. Enfin, les derniers tests ont porté sur l'étude des performances de correction de NAOS et notamment sur la comparaison de ces résultats avec ceux simulés par le logiciel PS.

Cette série de tests débouche, en juillet 2001, sur la phase d'acceptance européenne dirigée par l'ESO. Elle permet de valider l'envoi de NACO au Chili. La première lumière de l'instrument ayant lieu en novembre 2001, se succèdent alors trois phases de *commisionning* de l'instrument sur le ciel. Complètement investi dans la troisième phase, je me suis particulièrement consacré à l'estimation des performances globales de NACO dans des conditions réelles de turbulence atmosphérique et, bien évidemment, aux limitations liées.

Dans ce chapitre, je décris donc, premièrement, les caractéristiques actuelles des deux sous-systèmes NAOS et CONICA. Dans un second temps, je présente mon travail dans les tests de pré-étude du détecteur ALADDIN2 de CONICA, en collaboration avec Markus Hartung, puis dans le développement d'un modèle de compensation des flexions de NACO avec François Lacombe et Philippe Granier. Enfin, je décris mon rôle dans la phase de tests sur les performances de la boucle d'OA menées avec Gérard Rousset, Thierry Fusco, Eric Gendron et David Mouillet à Bellevue, puis lors de la 3ème phase de *commissionning* de l'instrument, au Paranal, avec David Mouillet, François Lacombe et Anne-Marie Lagrange.

2.1 Description de NACO

2.1.1 NAOS

Le principe de fonctionnement d'un système d'OA, la description de ses différentes composantes, ASO, MD, MB, décomposition modale et commande, étant abordés dans le chapitre 1, je m'attache ici à présenter sommairement les caractéristiques du système d'OA NAOS. Plus de détails sont bien sûr disponibles dans les manuels utilisateurs de l'instrument. Le schéma de la structure mécanique de NAOS et le schéma optique du système sont présentés dans la figure 2.2, empruntée et adaptée du guide utilisateur de NACO.

Suivons à présent le chemin emprunté par les photons au travers de NAOS. À l'entrée du système, le faisceau est tout d'abord envoyé, par un premier miroir de renvoi, à la parabole d'entrée, pour imager la pupille sur les éléments de correction de surface d'onde. Cette correction se fait à l'aide de deux unités complémentaires : le MB et le MD. Le MB, monté sur deux axes équipés chacun de deux actionneurs, corrige uniquement les aberrations de basculement. À sa suite, le MD ($\oslash = 110$ mm), équipé de 185 actionneurs piézo-électriques, est chargé de corriger les aberrations d'ordre plus élevé (défocalisation, astigmatismes, coma, aberrations sphériques...). Après le MD, le faisceau lumineux rencontre le second miroir parabolique de NAOS qui focalise le faisceau en sortie pour CONICA. Avant d'atteindre le dernier miroir de renvoi vers CONICA, le faisceau rencontre les 5 lames séparatrices (2 neutres et 3 dichroïques) montées sur une roue de sélection. La dichroïque, sélectionnée pour observer, sépare le faisceau lumineux, d'une part par transmission vers CONICA, et d'autre part par réflexion vers la voie d'analyse. Les cinq dichroïques ont des caractéristiques et des conditions d'utilisation différentes, présentées en Table 2.1.

Sur la voie d'analyse, avant le miroir rotatif sélecteur des ASOs, est placé le sélecteur de champ (SC). Cet élément, composé de deux MBs identiques ($\oslash = 88$ mm) en vis à vis, permet de sélectionner pour l'asservissement une source de référence, située jusqu'à une minute d'angle de l'objet étudié. Il assure la correction de défocalisation, celle des aberrations statiques de basculement de la voie d'analyse (pré-calibrées), les compensations du mouvement différentiel entre l'objet et la référence ainsi que du mouvement apparent lié à la réfraction différentielle entre les longueurs d'onde d'analyse et d'observation (*tracking*), la compensation des flexions mécaniques élastiques de NAOS et CONICA et le mode de *conter-chopping*.

Suite au SC, deux ASOs de type SH, l'un visible l'autre IR, sont disponibles. L'ASO visible travaille entre 0.45 et 1 μm et utilise deux matrices de micro-lentilles pour assurer une correction pour des sources faibles, ponctuelles ou étendues sous différentes conditions de seeing ($< 2.0''$) : un réseau 14×14 optimisé pour un champ de vue utile de $2.32''$ par sous-pupille (échantillonnage de $0.29''$/pixel) et un réseau 7×7 avec champ de vue utile de $4.64''$ par sous-pupille ($0.58''$/pixel). Il est équipé d'un détecteur 128×128 pixels EEV CCD à bas bruit et à lecture rapide. Les modes de lecture possibles ont une fréquence de 500 Hz environ pour les sources brillantes ($V < 12$), jusqu'à 8 Hz pour des sources faibles ($V \simeq 18$) en jouant sur les facteurs de *binning* et de *windowing* des pixels détecteurs.

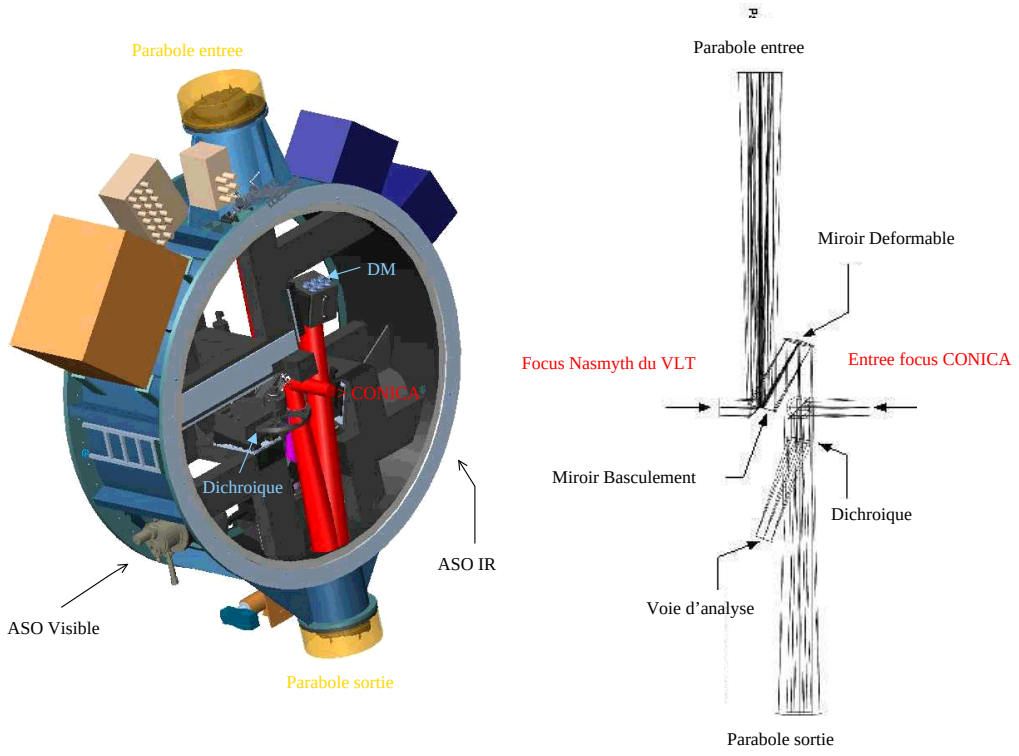

Fig. 2.2 – Structure mécanique et chemin optique de NAOS. Figures tirées du guide utilisateur de NACO.

L'ASO IR, le premier existant à l'heure actuelle sur un système d'OA, travaille entre 0.8 et 2.5 μm, et utilise 3 réseaux de micro-lentilles, un réseau 14×14 avec un champ de vue de $5.15''$ ($0.8''$/pixel) et deux réseaux 7×7 corespondant à des champs de vue de $4.8''$ ($0.4''$/pixel) et $5.15''$ ($0.8''$/pixel). Cet analyseur est équipé d'un détecteur IR 1024×1024 pixels de type Rockwell avec quatre cadrans indépendants, un par réseau de sous-pupilles et un cadran libre. Le détecteur IR peut être lu de 18 à 200 fois par seconde, respectivement pour des sources faibles ($K \simeq 13$) et brillantes ($K < 9$).

Enfin, la dernière pièce du système est le CTR dédié à la boucle d'asservissement. Il reçoit du détecteur de l'ASO visible ou IR les mesures des centroïdes de chacune des sous-pupilles qui échantillonnent spatialement le front d'onde. Ces mesures sont ensuite converties en tensions, après application de la matrice de commande, pour actionner le MB, le MD et le SC.

2.1.2 CONICA

CONICA est une caméra IR équipée d'un détecteur ALADDIN2 1024×1024 pixels fonctionnant entre 1 et 5 μm. La taille des pixels du détecteur est de 27 μm, le rendement quantique de 0.9 et le courant d'obscurité de 2 e^-/s.

La figure 2.3, empruntée et adaptée du manuel utilisateur de NACO, présente le schéma de

TAB. 2.1 – Champ d'utilisation des cinq dichroïques de NAOS. À chaque dichroïque sont associés les flux transmis sur la voie d'analyse et celle d'étude avec les transmissions correspondantes.

n	ASOs	τ_{ASOs}	CONICA	τ_{CONICA}	Conditions d'utilisation
1	VRI	> 84%	JHK+LM	> 86%	- Meilleures corrections ASO vis - Observations CONICA dans tout l'IR
2	IJHK	> 84%	LM	> 86%	- Meilleures corrections ASO IR - Observations CONICA en LM
3	K	> 86%	VRIJH	> 83%	- Meilleures corrections ASO IR (K) - Observations de V à H
4	90%	> 85%	10%	> 15%	- Correction OA optimale ASO vis ou IR - Observations de V à K
5	20%	> 15%	80%	> 72%	- Correction OA sur références brillantes - Observations de V à K

la caméra. Elle est composée d'un adaptateur préfocal, placé en sortie de NAOS, et d'un cryostat contenant les différents éléments optiques de la caméra, c'est-à-dire les masques limiteurs de champ (fentes spectroscopiques, masques coronographiques, masques pour polarisation), le Fabry Perot (FP), les masques de pupille (Lyot stop), les quatre grismes disperseurs, un prisme Wollaston et de quatre analyseurs pour la polarimétrie, la roue à filtres (filtres larges et étroits), les objectifs de la caméra et le détecteur. À partir des images corrigées à la limite de diffraction par NAOS, CONICA donne accès à plusieurs modes observationnels :

- **Imagerie** en bandes JHK+LM ainsi qu'avec plusieurs filtres étroits. Les objectifs de caméra, entre 1 et 2.5 μm, échantillonnent la *FEP* à 13.25 mas/pixel (champ de vue de $14'' \times 14''$, caméra S13), à 27.03 mas/pixel ($28'' \times 28''$, caméra S27) et 54.3 mas/pixel ($56'' \times 56''$, caméra S54). Entre 2.5 et 5 μm, à 27.12 mas/pixel ($28'' \times 28''$, caméra L27) et 54.7 mas/pixel ($56'' \times 56''$, caméra L54).
- **Coronagraphie**. Un coronographe de Lyot est monté sur CONICA avec deux masques occulteurs ($\oslash = 0.7''$ et $\oslash = 1.4''$), couplés à plusieurs masques de pupille. Les mêmes objectifs qu'en imagerie sont disponibles.
- **Spectroscopie longue fente** avec deux fentes disponibles (86 $mas \times 28''$ et 172 $mas \times 28''$) associées à quatre grismes disperseurs offrant des résolutions spectrales entre 400 et 1700 de 1.0 à 4.1 μm.
- **Polarimétrie** avec l'utilisation soit d'un prisme Wollaston séparant le faisceau en deux faisceaux ordinaire et extraordinaire, soit en utilisant quatre analyseurs montés à différents angles (0°, 45°, 90° et 135°)

Les modes de lecture du détecteur à différentes longueurs d'onde pour chaque mode d'observation sont reportés dans la Table 2.2.

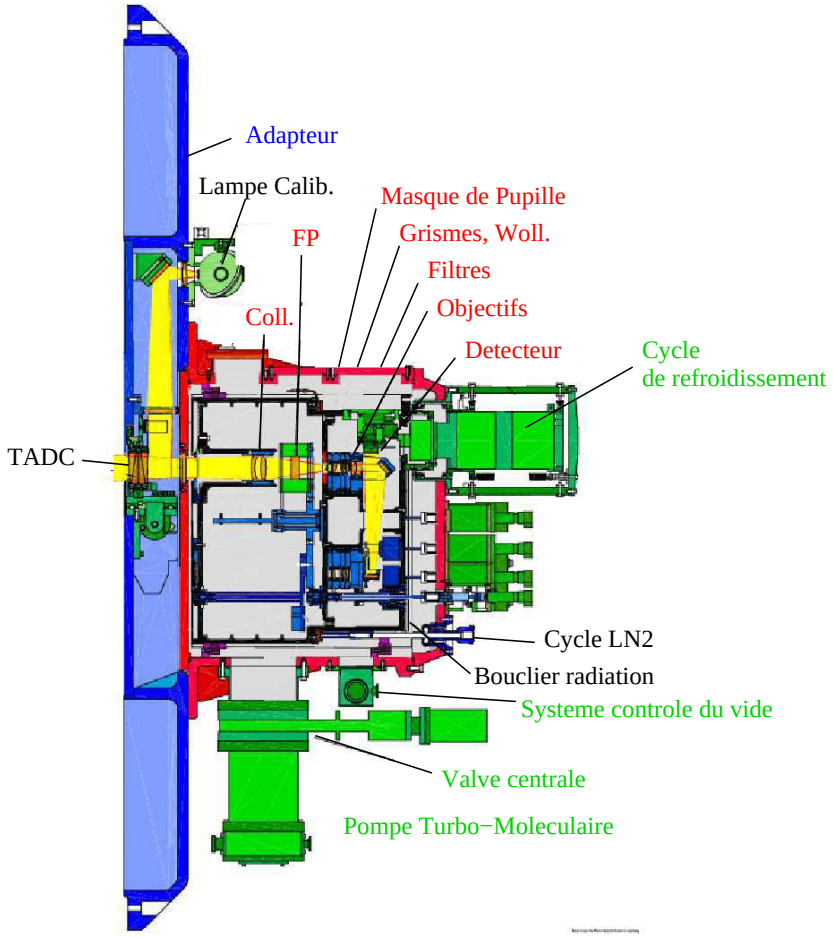

Fig. 2.3 – Schéma de CONICA

2.2 Implication personnelle

Mon implication personnelle sur l'instrument NACO peut se décrire suivant trois phases :

- La première phase débute en première année de thèse. Je me suis alors tout particulièrement investi dans une pré-étude des caractéristiques du détecteur ALADDIN2 de CONICA, la réalisation d'un modèle compensateur des flexions globales de l'instrument et les estimations des performances de NAOS à Bellevue.
- Débute ensuite la seconde phase lors du troisième *commissionning* de l'instrument sur le ciel. Je me suis alors fortement impliqué dans l'analyse des performances globales de NACO et de ses limitations.
- Enfin, vient la dernière phase qui ne s'achèvera, je l'espère, qu'avec la fin de NACO. Elle consiste en l'utilisation de l'instrument pour l'imagerie à HC et HRA, notamment pour l'étude des compagnons de faible masse et la recherche de disques de débris. Les principaux résultats sont présentés dans les Parties II, III et IV.

TAB. 2.2 – Modes d'observations avec NACO. Sont reportés les modes de lecture, la linéarité et le temps d'intégration minimum du détecteur pour chaque mode d'observations.

Modes	Modes de lecture	*RON* (e^-)	Capacité (e^-)	Min DIT (s)	Pixels Chauds ($> 5\,\sigma$) (%)
Imagerie, Polarimétrie & Coronagraphie :					
1-2.5 μm	Double échantillonnage	46	43000	0.35	0.01
	Multiple échantillonnage	20	43000	1.79	0.01
2.5-5	Simple échantillonnage	53	124000	0.17	0.2
Spectroscopie :					
1-2.5 μm	Multiple échantillonnage	20	43000	0.35	0.01
2.5-5	Double échantillonnage	46	124000	0.17	0.01

2.2.1 Pré-étude du détecteur de CONICA

Dès mon arrivée au hall d'intégration de Bellevue, j'ai mené une première série de tests sur le détecteur de CONICA pour, d'une part me familiariser avec les méthodes de caractérisation des performances des détecteurs IR, puis d'autre part pour obtenir une première estimation des performances du détecteur ALADDIN2 de CONICA, c'est-à-dire :

- de sa linéarité,
- de son comportement à saturation,
- de sa réponse pixel à pixel,
- du bruit de lecture pour les différents modes de lecture,
- du *bias* et du courant d'obscurité (*dark current*),
- et du facteur de conversion ou gain.

Je parle ici de pré-étude car le détecteur IR a ensuite été complètement caractérisé par Markus Hartung (Hartung 2003). Cette étude m'est apparu critique relativement tôt pour cerner les paramètres du détecteur pertinents pour la prédiction des capacités de détection de l'instrument. J'ai pu comprendre comment ces paramètres étaient caractérisés et appréhender enfin de quelle manière se dégradaient les performances instrumentales en fonction d'une variation du bruit de lecture, de la linéarité ou, par exemple, de l'émission thermique.

J'illustre ici le cas de la caractérisation d'un mode de fonctionnement du détecteur, c'est-à-dire d'un mode associé à une dynamique du détecteur qui est égale au rapport de la limite de linéarité à 1% (LIN) sur le bruit de lecture (RON pour *read out noise*). Cette dynamique peut être ajustée en jouant sur la différence entre la tension de remise à zéro (DC2) égale à -3.8V dans le cas du ALLADIN2 et celle de *bias* (DC1) ajustable entre -3.8V et -2.8V selon les modes de fonctionnement du détecteur. Les résultats présentés par la suite correspondent au mode de fonctionnement DC1 $= -3.3$V dans le mode de lecture double échantillonnage corrélé.

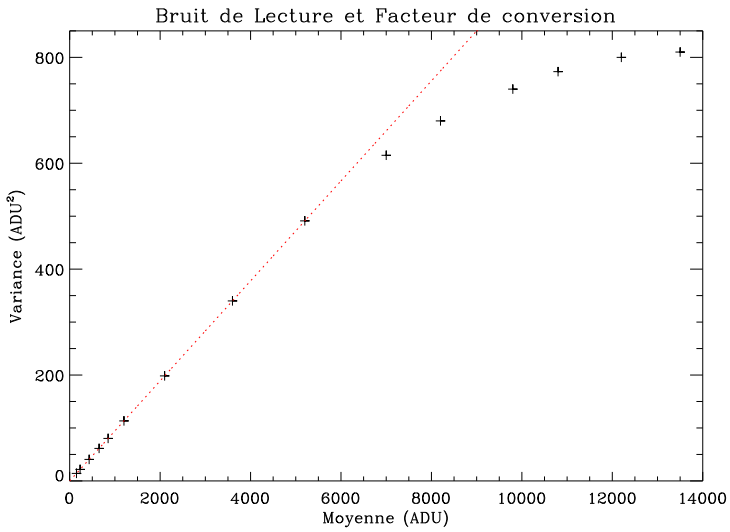

Fig. 2.4 – Courbe de transfert de lumière du détecteur ALADDIN2, DC1=-3.3V, dans le mode de lecture double échantillonnage corrélé.

Bruit de lecture et facteur de conversion

Pour l'estimation du bruit de lecture, j'ai tout d'abord utilisé deux méthodes : 1) une méthode spatiale où le *RON* est estimé à partir du bruit spatial pixel à pixel, dans une image court temps de pose, et 2) une méthode temporelle où plusieurs images de même temps de pose sont successivement obtenues. Le *RON* est alors estimé à partir du bruit d'un pixel sur les différentes images acquises. Par la suite, j'ai utilisé une troisième méthode dite de technique de transfert de lumière (Dupin 1995). Elle m'a permis d'estimer, en plus du *RON*, le facteur de conversion e^-/ADU du détecteur. Cette méthode s'appuie sur le fait que les photo-charges suivent une statistique de Poisson qui relie moyenne et variance du signal. Il existe alors une relation linéaire entre le signal d'entrée sur le détecteur S_p en ADU, sa variance σ_p^2 en ADU^2, le facteur de conversion du système k et la variance du *RON* σ_{lect}^2 en ADU^2. L'éclairement est supposé uniforme, le rendement quantique du détecteur constant de pixel à pixel, pour pouvoir négliger les termes de second ordre.

$$\sigma_p^2 = \frac{< (S_p - S_{off}) >}{k} + \sigma_{lect}^2 \tag{2.1}$$

À partir d'une succession de mesures avec des temps d'intégration de plus en plus grands, la courbe de lumière a pu être obtenue (voir figure 2.4). De la pente à l'origine de la partie linéaire de cette courbe, j'ai estimé le facteur de conversion à 11.3 e^-/ADU. De l'ordonnée à l'origine et du facteur de conversion, le *RON* est égal à 5.6 ADU soit 64 e^- (en accord avec les estimations obtenues par les méthodes 1 et 2).

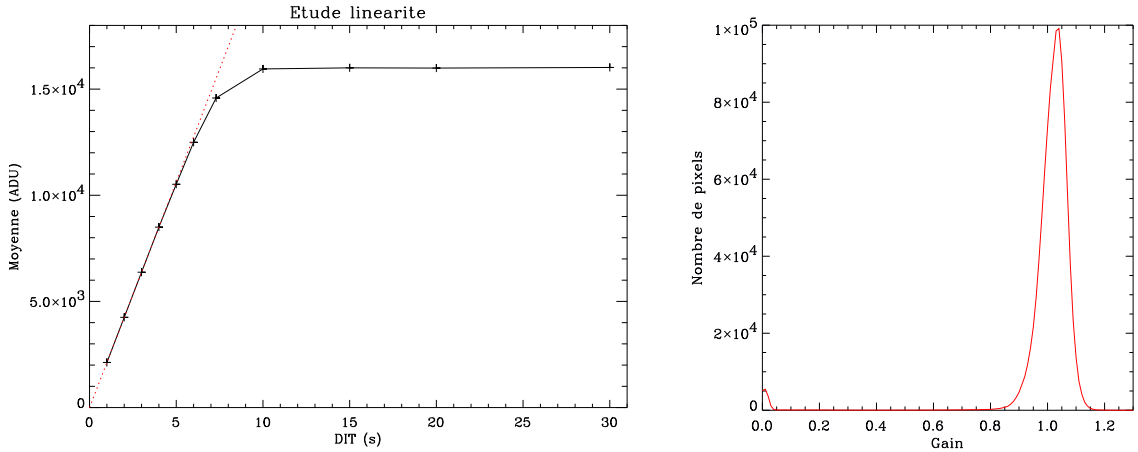

Fig. 2.5 – **Gauche :** Courbe de linéarité du détecteur ALLADIN2 de CONICA. La partie linéaire de la courbe permet la détermination du facteur de converison du détecteur et du bruit de lecture. **Droite :** Histogramme des gains des pixels du détecteur ALADDIN2 obtenu à partir d'une image en champ plat.

Étude de linéarité et carte de gain

L'étude de la linéarité consiste à mesurer sous un éclairement uniforme du détecteur la réponse moyenne des pixels en fonction du temps de pose. La figure 2.5 présente une mesure de linéarité que j'ai effectuée dans une zone relativement propre du détecteur de 256×256 pixels. À partir de cette courbe, j'ai estimé l'écart à la linéarité à 1% et 5%, respectivement, à 10280 ADU et 14160 ADU. Cette limite de linéarité est un paramètre bien plus pertinent que la capacité du détecteur, car elle assure que le flux mesuré par le détecteur soit bien proportionnel au flux reçu. Ce point est crucial dans le cas d'observations photométriques.

Puis, suivant le même principe que l'acquisition de champ plat de calibration astronomique, j'ai obtenu la réponse pixel à pixel du détecteur. La procédure consiste à obtenir, à flux constant, plusieurs poses à temps d'intégration croissant pour déterminer, par régression linéaire, la réponse de chaque pixel du détecteur. La figure 2.5 (*à droite*) représente l'histogramme des pixels en fonction de leur réponse.

Dans le cadre de l'imagerie à haut contraste de l'environnement faible de sources brillantes, j'illustrerai dans le chapitre 4 que le fait d'augmenter, non pas la dynamique du détecteur en $\frac{LIN}{RON}$ mais le rapport $\frac{\sqrt{LIN}}{RON}$ est le paramètre clef pour accroître les performances de détection. Lors de la détermination des modes du détecteur, il a donc fallu connaître la tension DC1 menant au plus grand rapport $\frac{\sqrt{LIN}}{RON}$. Après caractérisation des paramètres du détecteur (capacité, linéarité à 1% et 5%, bruit de lecture et facteur de conversion) en balayant la tension DC1 entre -3.8V et -2.8V, il s'est avéré que le plus grand rapport $\frac{\sqrt{LIN}}{RON}$ était associé à une tension DC1=-3.4V. Malheureusement, à ce point de fonctionnement correpondait aussi un nombre beaucoup plus important de pixels chauds ou bruyants. Au final, trois modes du

détecteur ont été choisis : un mode *High Sensibility* (DC1=-3.6V) pour réduire le bruit de lecture et la proportion de pixels chauds, mais qui réduit par ailleurs grandement la dynamique du détecteur. Ce mode est utilisé pour l'imagerie entre 1.2-2.5 μm. Les modes *High Dynamic* (DC1=-3.3V) et *High Background* sont utilisés pour les plus grandes longueurs d'onde 2.5-5 μm.

On ne peut s'empêcher aujourd'hui de regretter que le rapport $\frac{\sqrt{LIN}}{RON}$ du mode *High Sensibility* de CONICA soit seulement égal à 3.4. Les performances d'un détecteur Hawaii, équipant actuellement la caméra KIR du CFHT et fonctionnant seulement entre 1.2-2.5 μm, offrent un rapport égal à 15.8. Le gain en contraste est de l'ordre de 1.7 magnitude comme je le détaillerai par la suite. Dans le développement de futurs instruments, voués à l'imagerie d'exoplanètes, le choix d'un détecteur offrant une grande *LIN* ainsi qu'un faible *RON* sera sans aucun doute un élément décisif pour la réussite du projet.

2.2.2 Modèle de flexions

NACO est placé au foyer Nasmyth du télescope UT4 à monture altitude-azimut (alt-az) du VLT. Du fait de la monture alt-az, l'orientation des axes Nord-Est de l'image d'une étoile au foyer Cassegrain tourne par rapport à la pupille du télescope lors du mouvement céleste de l'étoile. L'amplitude de cette rotation dépend de l'azimut et de l'altitude de l'étoile au cours de la nuit. Au foyer Nasmyth, s'ajoute une rotation supplémentaire, celle de tout le télescope qui tourne autour du foyer Nasmyth en fonction de l'altitude de l'objet. Comme il est pratique d'avoir les axes d'orientation Nord-Est d'un objet céleste fixe sur la caméra de détection, un système rotateur-adapteur, sur lequel est fixé l'instrument, est utilisé pour compenser ces rotations complexes.

Pour cette raison, NACO est donc amené à subir d'importants mouvements rotatifs au cours des nuits d'observation, lors du suivi d'une étoile (*tracking*) ou de différents pointages (*pointing*). Cet instrument doit donc respecter des spécifications en terme de flexions mécanique. Le but est d'assurer que la *FEP* sur le détecteur de CONICA reste fixe, lorsque l'ensemble rotateur-adapteur tourne. Les flexions différentielles entre la voie d'analyse et celle d'étude (après la dichroïque) ne sont pas corrigées par le système d'OA. Elles induisent un déplacement de la *FEP* en X et Y sur le détecteur. Si ces fléxions mécaniques sont élastiques, elles sont alors reproductibles. Pour compenser cette aberration, l'idée est alors :

- de mesurer le décalage en (X,Y) du centroïde de la FEP sur CONICA induit par les flexions de l'ensemble de l'instrument NAOS+CONICA lors d'une rotation sur un intervalle de 360° dans les sens aller et retour, en fonction de l'angle.
- de modéliser les mesures à l'aide d'une décomposition discrète de Fourier sur un nombre restreint de coefficients, pour décrire le comportement périodique des flexions mécaniques.
- d'implémenter un modèle de compensation des flexions (MCF) en utilisant le SC. Le MCF, par l'intermédiaire du SC, permet d'induire une aberration de basculement sur la voie d'analyse de NAOS. Cette aberration est évidemment vue par l'ASO. Ce dernier

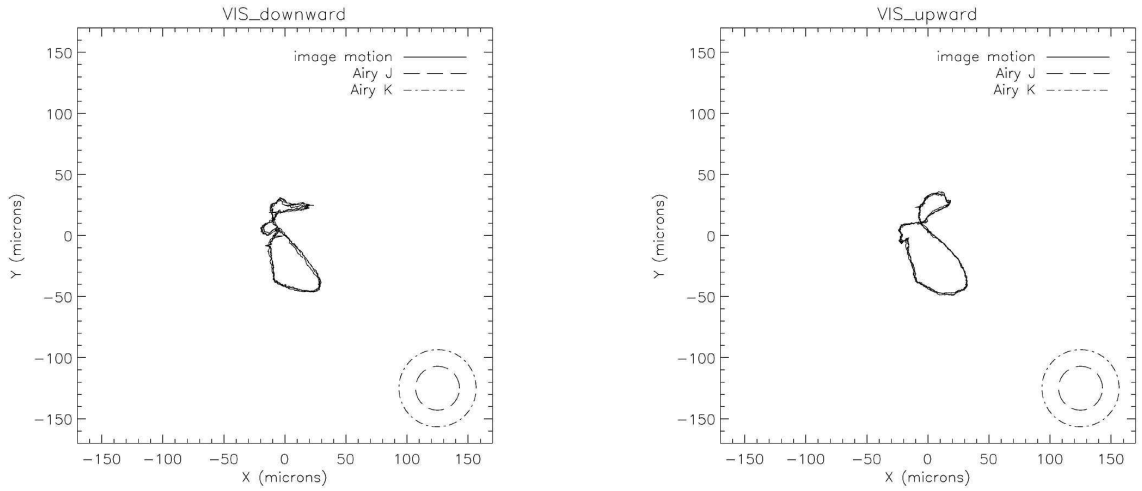

Fig. 2.6 – Mesures des flexions de NAOS+CONICA lors d'une rotation de 360° dans les sens aller (*droite*) et retour (*gauche*). Les mesures sont effectuées tous les 10°.

commande alors le MB lorsque la boucle d'OA est fermée pour compenser l'aberration sur le chemin optique menant à CONICA. Les flexions mécaniques élastiques sont alors compensées, quelque soit la position angulaire du système rotateur adapteur de NACO.

Je décrirai ici sommairement les différentes étapes qui ont mené à la validation du MCF. Les résultats et l'ensemble des mesures de ce travail, mené en collaboration avec Philippe Granier et François Lacombe, sont présentés dans le document ESO (Lacombe et al. 2002), auquel il est possible de se référer.

Mesures des aberrations dues aux flexions

Les mesures de flexions globales de NAOS+CONICA présentées ici ont eu lieu au cours de la phase d'intégration de mai à juillet 2001. Elles consistaient à mesurer le déplacement de la *FEP* sur CONICA tous les 10° de rotation du rotateur sur un tour complet entre -180° et $+180^o$ de la position de NAOS+CONICA au repos (mouvement aller), puis en sens inverse entre $+180^o$ et -180° (mouvement retour). La figure 2.6 présente le résultat obtenu dans les deux mesures en fonction des axes X et Y du détecteur.

La première surprise fut de constater qu'il n'y avait pas identité des mesures lors des mouvements aller et du retour. Deux MCFs devenaient donc nécessaires pour chaque sens de rotation. La seconde surprise fut de découvrir la présence d'un phénomène de dérive en X lors du mouvement aller, non attendu dans le cas de déformations élastiques. Après un tour de 360°, ce phénomène se traduisait par le fait que la position finale de la *FEP* était située entre 10 et 20 μm à côté du point de départ. Ce décalage a été soustrait des mesures de la figure 2.6. Je décris plus loin les tests qui ont permis d'identifier l'origine de ce phénomène.

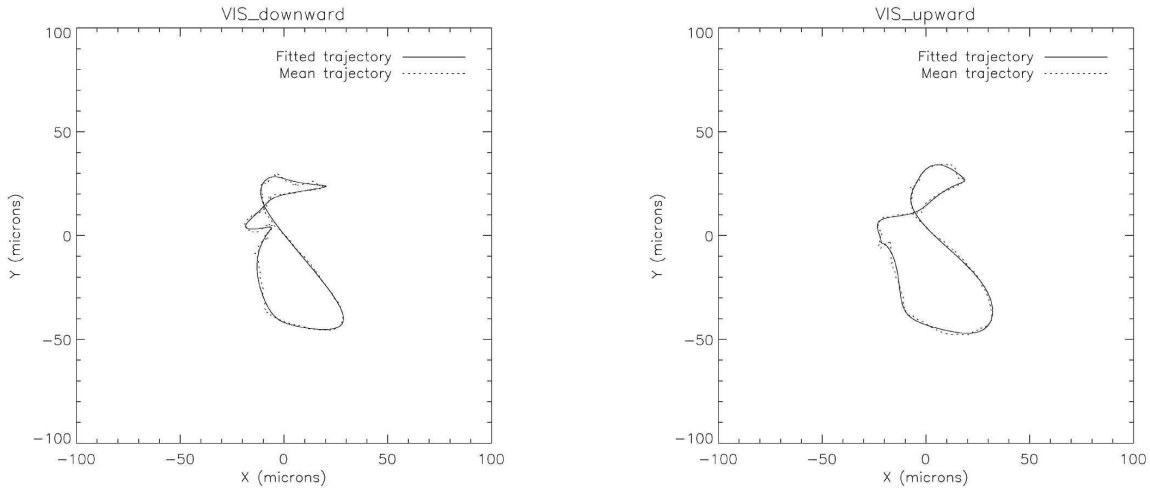

FIG. 2.7 – Ajustement des modèles de flexions à la moyenne des mesures dans les sens aller (*droite*) et retour (*gauche*). Les mesures sont effectuées tous les 10°.

Modélisation des flexions

Pour la modélisation des flexions élastiques de NAOS+CONICA, le phénomène de dérive n'a pas été pris en compte et deux MCFs ont donc été considérés. Pour reproduire l'aspect périodique des déformations élastiques de NAOS+CONICA, il a été choisi d'ajuster les mesures à l'aide d'une décomposition de Fourier. Cette décomposition est donc effectuée sur les mesures des axes X et Y. L'utilisation des coefficients de Fourier d'ordre 4 était suffisante pour fournir une erreur sur l'ajustement des mesures inférieures à 1 μm. La figure 2.7 présente le résultat de l'ajustement du modèle à la moyenne des mesures.

Spécifications et validation du modèle

Les MCFs ont ensuite été testés pour s'assurer qu'ils satisfassent les spécifications en terme de pointage et de suivi de source. Je rappelle simplement que dans le cas du pointage la précision requise était de : $0.1''$, soit 58.2 μm lors d'une rotation de 360°. Cette précision est égale à celle fournie par le système de pointage du télescope. Dans le cas du suivi de sources, la précision demandée (la part qui incombe à la partie mécanique) est plus faible : 7.9 *mas* rms, soit 4.6 μm pour des tranches de rotation de 30°.

Nous avons donc effectué de manière similaire aux précédentes mesures de flexions (une mesure tous les 10° de rotation du rotateur pour les mouvements aller et retour) en appliquant bien sûr les deux MCFs. Les aberrations résiduelles dans les deux modes testés, *tracking* et *pointing*, sont reportées sur la figure 2.8. Les dispersions de ces mesures sont compatibles avec les spécifications ESO et le modèle, à présent implémenté sur NACO, est régulièrement re-calibré à partir de nouveaux jeux de mesures.

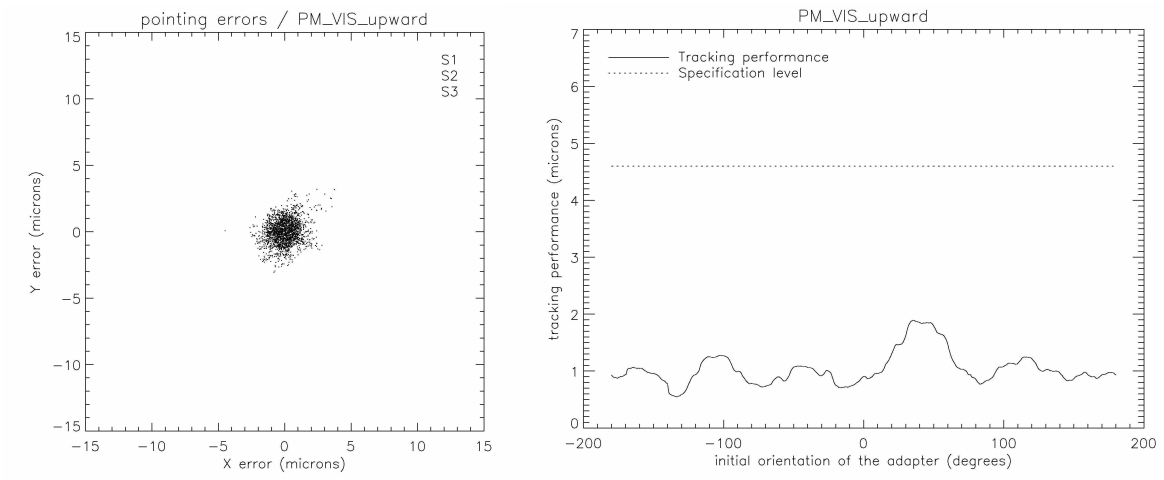

Fig. 2.8 – Validation des deux modèles de flexions en fonction des spécifications imposées par l'ESO : $0.1''$ soit 58.2 μm pour le *pointing*, et 7.9 mas, soit 4.6 μm pour le *tracking*.

Étude complémentaire des sous-systèmes

Les déformations élastiques à présent compensées en respectant les spécifications de l'ESO, il restait à déterminer l'origine du phénomène de dérive. Pour identifier les causes de ce phénomène, les flexions des trois sous-systèmes NAOS, CONICA externe (source en entrée de CONICA) et CONICA interne (source de calibration interne à CONICA) ont été mesurées suivant la même procédure que pour le système global. Ces mesures ont mis en évidence que NAOS était essentiellement responsable des déformations élastiques selon l'axe Y, que CONICA contribuait majoritairement aux déformations élastiques selon l'axe X, mais surtout que le phénomène de dérive en X venait de la caméra CONICA, et plus précisemment des éléments de support du cryostat de la caméra. Ce diagnostic a imposé le remplacement des supports du cryostat, pour se débarasser de ce phénomène de dérive.

L'utilisation du SC, pièce optique unique en son genre dans un système d'OA, est ici particulièrement ingénieuse pour compenser ces effets de flexions. La calibration des flexions est relativement simple ainsi que la mise en place du modèle. Ces mesures ont par ailleurs permis d'identifier rapidement l'origine du phénomène de dérive.

2.2.3 Estimation des performances

Le dernier travail auquel je me suis attelé est l'estimation des performances de correction de NAOS lors de sa phase finale d'intégration à Bellevue qui a abouti à la phase d'acceptance européenne (PAE) en juillet 2001. Puis en mars 2002, je me suis consacré, lors du troisième *commissionning* de NACO, à l'étude des performances globales sur le ciel.

Performances en laboratoire à Bellevue

L'étude des performances de NAOS à Bellevue a nécessité d'utiliser un système innovant composé de deux écrans de phase reproduisant différentes conditions de turbulence en terme de seeing et de vitesse de vent. La vitesse de vent $\overline{v}$ est directement corrélée à la vitesse de rotation des écrans de phase jusqu'à une limite de saturation de 30 ms^{-1}. Pour les tests, des conditions standards de vent $\overline{v} = 10$ ms^{-1} ont été considérées. Les deux écrans de phase, caractérisés auparavant par l'ONERA à l'aide d'un ASO, correspondaient à des conditions de seeing de $0.6\,''$ et $0.93\,''$. À partir des mesures de front d'onde résiduel et des tensions appliquées aux MB et MD, nous avons reconstruit la phase turbulente pour nous assurer des conditions simulées à partir des estimations du paramètre de Fried r_0, du seeing et du temps de corrélation atmosphérique τ_0.

Quel critère choisir ensuite pour estimer les performances de NAOS ?
Naturellement, le critère de choix que nous avons utilisé pour étudier la qualité d'image fournie est le rapport de Sr défini au chapitre 1, Eq. 1.16. Pour estimer ce rapport, la méthode que nous avons utilisée consiste à soustraire la constante de fond dans chaque image, à calculer la $FTM(\vec{f})$ en passant dans le plan de Fourier, à couper ensuite cette $FTM(\vec{f})$ à la fréquence de coupure du télescope, puis à diviser son aire par la fonction de transfert théorique $FTO(\vec{f})$, obtenue à partir d'une tâche d'Airy. Dans cette méthode, la soustraction du fond est un point critique qui peut amener une variation d'environ 5% du résultat final. Cette méthode nous amène ici à calculer le Sr global de NACO.

Comment mesurer seulement le Sr de NAOS ?
Lors de la phase d'intégration à Bellevue, les aberrations statiques de CONICA pour les caméras S13 et S27, et pour plusieurs filtres à bandes étroites, ont pu être mesurées. Le logiciel pour permettre de les corriger n'étant toutefois pas implémenté, la méthode pour estimer le rapport de strehl de NAOS (Sr_{naos}) était la suivante :

- Mesure du strehl sur CONICA (Sr_{conica}) à l'aide d'une source de calibration en entrée de CONICA. Le rapport de Sr_{conica} théoriquement de 100% sans turbulence atmosphérique est ici dégradé par les aberrations statiques de CONICA.
- Mesure, ensuite, du rapport de strehl brut (Sr_{raw}) avec NAOS et CONICA sous différentes conditions de turbulence, pour les différents modes des ASOs de NAOS, pour les différentes dichroïques et pour différentes conditions d'éclairement, alors que la boucle d'asservissement est fermée.
- Calcul du Sr_{naos} simplement égal à :

$$Sr_{naos} = \frac{Sr_{raw}}{Sr_{conica}} \tag{2.2}$$

Dans cette méthode, les aberrations statiques dues aux dichroïques n'étaient donc pas compensées. La correction de ces aberrations a été implémentée à partir du second commissionnement de NACO. La figure 2.9 illustre l'estimation du rapport de Sr_{naos} sous différentes conditions d'éclairement et montre qu'une correction partielle est encore possible sur une étoile de très faible magnitude 18.5 !

Quels modes optimisent les performances de NAOS ?
Le but de ces mesures était de caractériser les modes optimums des ASOs, visible et IR, pour différentes dichroïques, sous différentes conditions d'éclairement. Les résultats obtenus pour l'ASO visible associé à la dichroïque visible sont reportés dans la figure 2.10 (*à gauche*). Pour chaque configuration observationnelle, le PS simule les performances théoriques des modes de l'ASO pour déterminer quel mode optimise la correction. Nous avons donc testé les prédictions du logiciel en les comparant aux valeurs de Sr effectivement mesurés. Pour cela, nous avons calculé :

- le strehl de la boucle d'OA Sr_{loop} qui correspond au Sr_{naos} corrigé des aberrations de la dichroïque,
- l'énergie cohérente Ec (annotée CoEn dans la figure 2.10 (*à droite*), calculée à partir de la variance résiduelle de la phase turbulente mesurée par l'ASO.

La figure 2.10 (*à droite*) présente les résultats de cette étude comparative. Dans le cas de l'ASO visible couplé à la dichroïque visible, cette figure fait apparaître une différence entre le Sr_{loop} et l'Ec. Cette différence de l'ordre de 7% se situant dans la région à fort flux est imputable aux erreurs associées : à la focalisation qui n'est pas optimale, aux pentes de référence imparfaitement calibrées, à la méthode que nous avons utilisée pour estimer le Sr

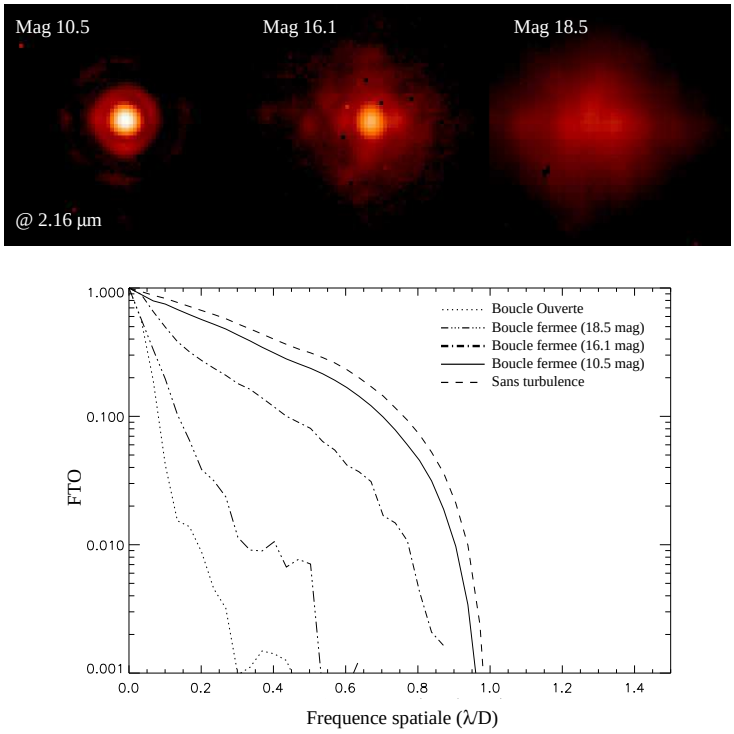

Fig. 2.9 – Estimation du Sr_{naos} à 2.16 μm sous différentes conditions d'éclairement. Ces résultats ont été obtenus avec l'ASO visible avec l'écran de phase correspondant à un seeing de 0.6″ pour un vent $v = 10$ ms^{-1}. Les Sr_{naos} estimés pour les magnitudes correspondantes 10.5, 16.1 et 18.5 sont respectivement 69%, 25% et 3%.

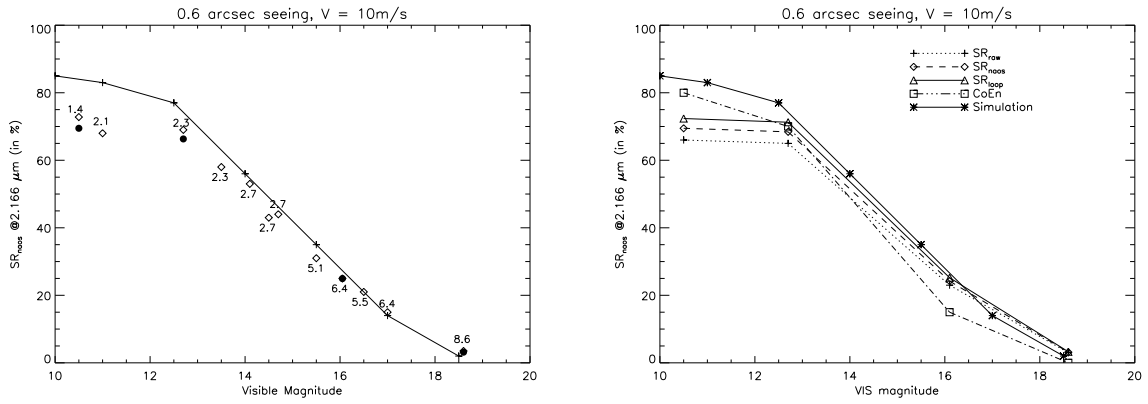

FIG. 2.10 – **Gauche :** Estimation du Sr_{naos} pour l'ASO visible associé à la dichroïque visible, dans des conditions de seeing de 0.6 $''$, pour un vent effectif de $\overline{v} = 10$ ms^{-1}. Les *cercles pleins* correspondent aux valeurs obtenues lors de la PAE de NACO et les *losanges* à des valeurs obtenus lors de tests antérieurs. Les prédictions du PS sont aussi reportées (*courbe croix*). **Droite :** Comparaison des prédictions du PS (*simulation*) avec les mesures de Sr_{raw}, Sr_{naos}, Sr_{loop} et Ec (CoEn).

et aux effets de diffusion liés à l'écran de phase.

Performances sur le ciel à Paranal

La seconde phase de travail sur NACO a eu lieu à l'observatoire de Paranal pendant les deux premières phases de *commissionning* de l'instrument en novembre 2001 et janvier 2002 et particulièrement pendant le 3ème *commissionning* en mars 2002 auquel j'ai participé (avec David Mouillet et Anne-Marie Lagrange). Les sources de calibrations devenant étoiles et la turbulence atmosphérique bien réelle, une nouvelle estimation des performances de correction de NACO s'avérait nécessaire. Nous avons donc mesuré le rapport de strehl global de NACO (Sr_{naco}). Comme les aberrations statiques de CONICA et des dichroïques de NACO ont été calibrées de manière optimale en juillet 2003, les Sr_{naco} présentés ici n'ont donc pas bénéficié de cette dernière calibration. Les différentes configurations observationnelles ont été couvertes en testant les deux ASOs, les dichroïques disponibles, à différentes longueurs d'onde et pour différents éclairements. Les résultats obtenus pour les deux ASOs sont présentés dans la figures 2.11 pour différentes conditions de seeing.

Comparée aux mesures obtenues dans le hall d'intégration de Bellevue et avec une lampe de calibration interne, la correction d'OA est apparue significativement dégradée. Comme citée précédemment, une première source de dégradation est liée aux aberrations statiques différentielles (aberrations de CONICA et des dichroïques), non proprement calibrées lors de ces tests. Le 4ème *commissionning* montrera que cette dégradation est de l'ordre de $\sim$ 5%. Ensuite, l'étude des mesures du front d'onde et des tensions appliquées aux MB et MD, nous a permis de mettre en évidence un phénomène de vibrations à basses fréquences ($\sim$ 17 Hz, $\sim$ 45 Hz, $\sim$ 33 Hz et $\sim$ 70 Hz). Ce phénomène contribue significativement à la dégradation de la correction, estimée entre 10 et 25% sur le Sr_{naco}.

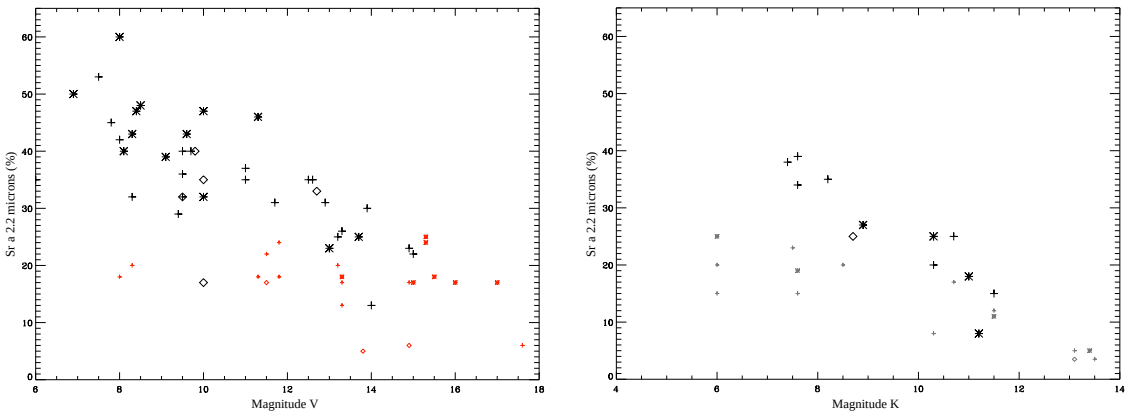

Fig. 2.11 – Résultat de mesures de Strehl NACO au 3ème commissionnement de l'instrument à Paranal (mars 2002). **Gauche :** Strehl en fonction du flux de l'objet d'analyse (magnitude V) dans le cas de l'analyseur visible à 2.2 μm. Les symboles indiquent les différentes conditions de seeing lors des observations (corrigées de la masse d'air) : *étoiles* (bon seeing, $\omega < 0.7''$), *croix* (moyen, $\omega < 1.1''$) et *losanges* (mauvais, $\omega > 1.1''$). Les petits symboles correspondent à l'utilisation de la matrice de micro-lentilles 7×7. **Droite :** Strehl mesuré avec l'analyseur IR en fonction du flux de l'objet d'analyse (magnitude K). Les mêmes conventions de symbole sont utilisées.

2.3 Conclusion

La participation à cette étude des performances de NACO m'a permis d'acquérir une certaine expérience concernant l'analyse de la qualité d'une image corrigée par OA. J'ai pu voir et étudier concrètement une boucle d'OA sur un large éventail de conditions de fonctionnement : stable, lâchant, avec l'apparition de modes non compensés, de mode gauffre, ouverte, sans compensations des aberrations statiques... J'ai pu voir directement les répercussions de ces limitations sur la *FEP* de NACO illustrées dans la figure 2.12. J'ai pu dépouiller des cubes d'images et comprendre clairement l'effet de variabilité de *FEP*, selon l'évolution des conditions atmosphériques.

Nous verrons, par la suite, que cette plongée dans le cœur du système d'OA m'a permis d'acquérir une certaine expérience dans l'utilisation de tels systèmes. Cette expérience s'est révélée cruciale dans le cadre de l'analyse de résultats astrophysiques portant, par exemple, sur l'étoile HD 199143 (résultats présentés dans le chapitre 2, Partie II) ou de l'étude d'images coronographiques.

Ma participation au projet NACO m'a donné une base de connaissances et des repères sur le fonctionnement, les limitations, la caractérisation et l'analyse des performances du système d'OA NAOS. Sans cette participation et cette implication dans les différentes phases de tests, je pense qu'il m'aurait été largement plus difficile, voire impossible, de comprendre les rôles, les fonctionnements et les interactions des sous-sytèmes de NAOS. D'autre part, la phase de pré-étude que j'ai pu mener sur le détecteur IR de CONICA m'a aidé à cerner les paramètres pertinents pour les performances de détection de NACO. Nous verrons, dans le chapitre 4, de

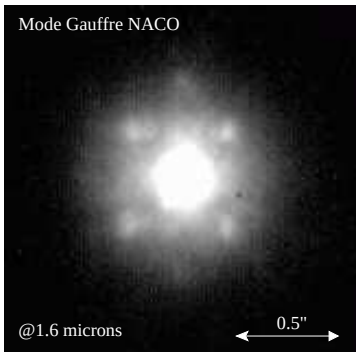

FIG. 2.12 – Mode Gauffre NAOS observé à 1.6 μm sur l'étoile GSC 8047-0232 (K3V, V=10.8) lors d'une pose de 10×2s. L'origine de l'apparition de ce mode semble être liée à une brusque variation de seeing enregistrée de $0.7''$ à $1.2''$. L'écart angulaire entre chaque lobes secondaires du mode Gauffre est de $\sim 5''$ et correspond à la distance entre les actionneurs vue au travers de CONICA.

quelle manière ces réflexions m'ont permis de développer un outil dédié à la prédiction des capacités de détection des instruments d'OA.

Chapitre 3

Observations à Haut Contraste

Sommaire

3.1	**Coronographe de Lyot**	**48**
3.2	**Imagerie avec un coronographe**	**50**
3.3	**Stratégie d'observation et de réduction**	**52**
3.4	**Nature des différentes limitations**	**53**
3.5	**Nouveaux concepts d'imageries à haut contraste**	**57**
3.6	**Conclusion**	**59**

La technique de coronographie fut développée dans les années 30 par l'astronome français Bernard Lyot, qui imagina d'observer la couronne solaire en permanence au moyen d'un masque occulteur. La couronne, et les protubérances solaires, étaient auparavant seulement observables lors des éclipses totales de soleil. Cette technique, ayant pour principal but l'étude de l'environnement faible et proche d'une source brillante, a par la suite été étendue à l'étude des environnements circumstellaires dans les années 80, dans le but de détecter et d'imager des disques de poussières et des compagnons faibles autour de sources brillantes. Plaçant un simple masque d'occultation de $\oslash = 7''$, dans le plan focal, pour baisser le rapport de flux entre l'étoile et son environnement, Smith & Terrile (1984) ont ainsi mis en évidence le disque de poussière de β Pictoris. Ce disque a en effet été imagé en lumière diffusée dans le visible avec le télescope de 2.5 m de Las Campanas.

Avec le développement de l'OA qui permet d'accroître énormément le taux de rejection des coronographes et la résolution angulaire des observations, la coronographie stellaire a pris un essor très important permettant notamment la détection de la naine brune Gl 229 B à l'observatoire du Palomar par Nakajima (1995) (voir la figure 1.1, Introduction). Parallèlement au développement de cette technique couplée à l'OA pour les grands télescopes au sol, le télescope spatial *Hubble Space Telescope* (HST) a été aussi équipé d'instruments coronographiques, tel NICMOS fonctionnant en IR, et dernièrement, ACS et STIS dans le visible. Ces instruments ont permis la détection de plusieurs disques de poussières β Pictoris (Mouillet et al. 1997), HR 4796 A (Schneider et al. 1999; Augereau et al. 1999a), HD 141569 (Mouillet et al. 2001; Augereau et al. 1999b), HD 100546 (Augereau et al. 2000), et de compagnons faibles TWA 5 B (Lowrance et al. 1999) ou HR 7329 (Lowrance et al. 2000).

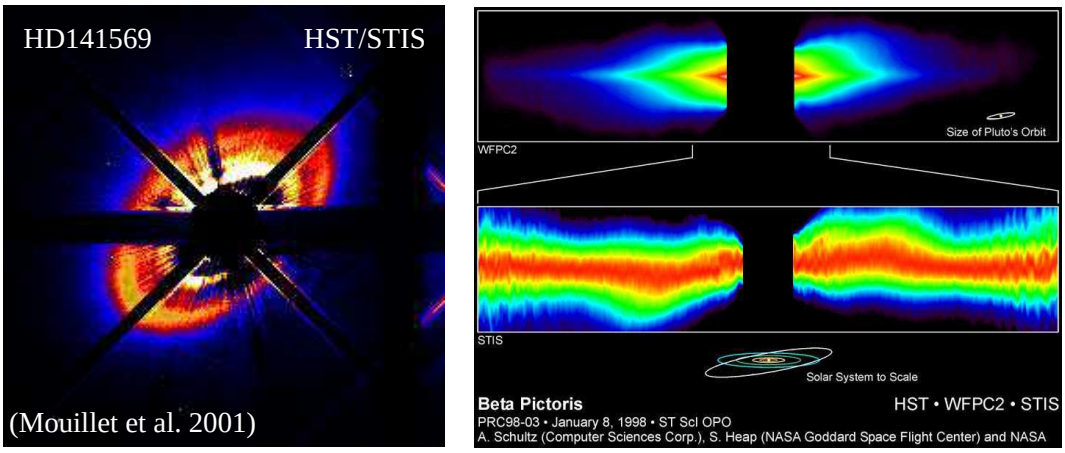

Fig. 3.1 – **Gauche :** Observation du disque proto-planétaire de HD 141569 avec le télescope spatial HST et l'instrument visible STIS équipé d'un simple masque occulteur (Mouillet et al. 2001). **Droite :** Observation HST du disque de β Pictoris (Heap et al. 2000).

La majorité des observations coronographiques, passées et présentes, est obtenue avec des coronographes de Lyot ou de simples masques occulteurs. Lors des campagnes d'imagerie profonde, que j'ai pu mener, et dont les résultats sont présentés dans les Partie II et III, j'ai aussi utilisé ces deux techniques. Je décris donc ici le principe du coronographe de Lyot, son utilisation et le traitement *a posterirori* des images coronographiques nécessaire à l'étude de l'environnement CS. J'aborde aussi les limitations rencontrées dans ce type d'observation pour conclure sur les nouveaux concepts d'instrumentation dédiés à l'imagerie HC et HRA.

3.1 Coronographe de Lyot

3.1.1 Principe

Quel est le principe d'un coronographe stellaire de Lyot ? Brièvement, cet instrument préfocal, dont le schéma est présenté en figure 3.2, est composé de :

- **Un masque occulteur**. Ce masque est placé dans un premier plan focal. il permet de rejeter la lumière de l'étoile brillante, centrée sur l'axe optique de l'instrument, et de laisser passer la lumière hors axe, émise par des sources faibles situées dans l'environnement CS.
- **Un masque de Lyot**. Le masque de Lyot est situé dans le plan pupille suivant et permet de réduire la lumière résiduelle de l'étoile centrale, qui est diffractée par le masque d'occultation et rejetée en bord de pupille. Cet aspect est illustré par les profils d'intensité avant et après le masque de Lyot en figure 3.2. Il permet de réduire dans le même temps la lumière diffractée par les araignées du télescope. En contre-partie, abaissant la fréquence de coupure du télescope, le masque de Lyot va donc aussi dégrader la résolution angulaire des observations et avoir un effet de lissage de la FEP.

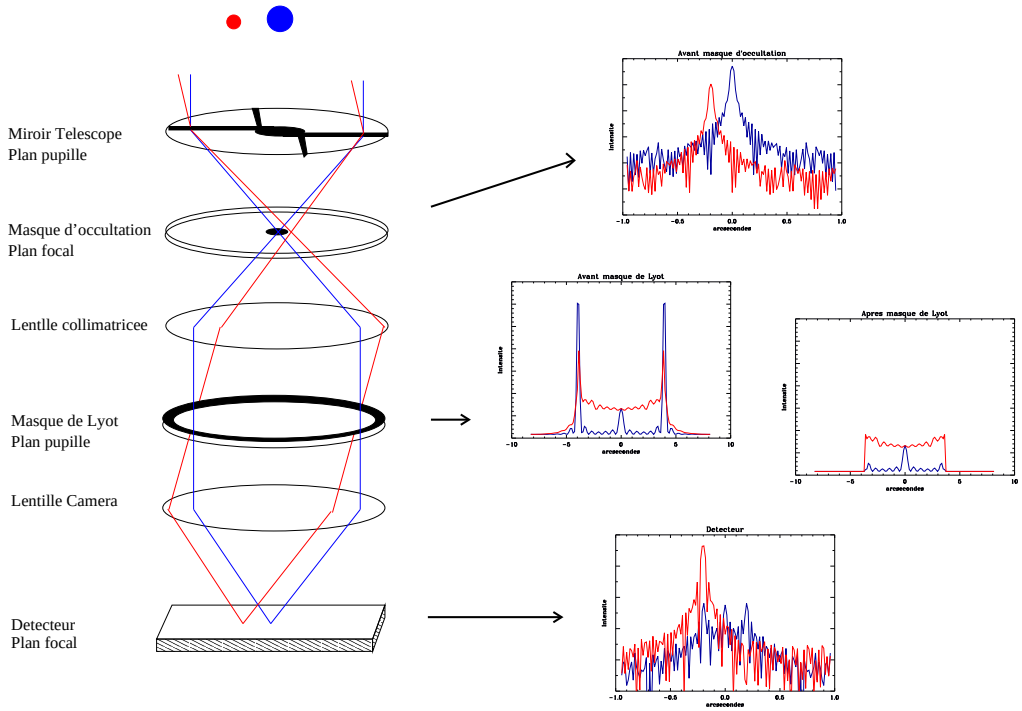

Fig. 3.2 – Schéma de principe d'un coronographe de Lyot. Sur les courbes de droites sont simulées les coupes d'intensité d'une binaire séparée de $0.2''$ avec un rapport de flux de 10. Cette binaire est observée avec un coronographe de Lyot ($\oslash_{occ} = 0.2''$ et $\oslash_{Lyot} = 7.5\,m$) équipant un télescope de $8\,m$ à $1.2\ \mu m$. La correction de l'OA est ici parfaite ($Sr = 100\%$). Les coupes sont données : dans le premier focal avant le masque (échelle *log*), dans le plan pupille de Lyot avant et après le masque de Lyot (échelle *linéaire*) et dans le dernier plan focal du détecteur (échelle *log*). La composante primaire est en *rouge* et la secondaire en *bleu*.

3.1.2 Choix des masques

Le choix de la taille des masques d'occultation et de Lyot dépend de la résolution fournie par le télescope, possiblement couplé à un système d'OA, et d'un compromis à fixer selon les objectifs scientifiques, entre la plus petite séparation physique à sonder dans l'environnement CS et l'efficacité du sytème coronographique pour augmenter le contraste des observations. En effet, choisir de petits masques occulteurs a pour conséquences de réduire l'efficacité du masque de Lyot, car : 1) la lumière de l'étoile centrale est moins rejetée en bord de pupille, 2) la sensibilité au centrage de l'étoile derrière le masque occulteur est de plus en plus grande.

Pour cette raison, la taille minimale du masque d'occultation est choisie dans la pratique, entre 5 et 6 fois la limite de diffraction. Une fois la taille du masque occulteur fixée, une taille optimale de masque de Lyot peut ensuite être estimée empiriquement en fonction des taux de rejection de la primaire et de la secondaire. La figure 3.3 illustre le résultat d'une boucle itérative permettant d'estimer la taille optimale du masque de Lyot associé à un masque occulteur de $\oslash = 0.2''$, dans le cadre d'observation avec un télescope de $8\,m$ à $1.2\ \mu m$ et

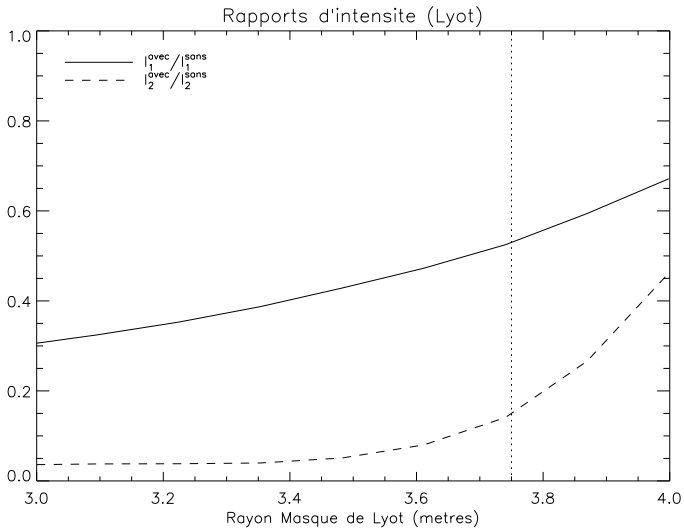

Fig. 3.3 – Variation des taux de réjéction des intensités de l'étoile primaire et secondaire en fonction de la taille du masque de Lyot. J'ai considéré ici le cas d'un télescope de $8\,m$ de diamètre dans le cas de l'observation coronographique d'une étoile binaire de $0.2''$ de séparation avec un rapport de flux de 10 à 1.2 μm. La taille du masque occulteur est de $0.2''$. Le diamètre optimal est atteint pour une valeur de $7.5\,m$, c'est à dire à peu près 94% du diamètre du télescope.

d'une étoile binaire de $0.2''$ de séparation avec un rapport de flux entre les deux composantes de 10. La taille optimale du masque de Lyot est atteinte pour une valeur de $7.5\,m$, c'est-à-dire à peu près 94% du diamètre du télescope, lorsque réduire la taille de masque de Lyot rejette autant d'énergie de la primaire que de la secondaire. Cette taille reste optimale pour toute binaire ayant des séparations supérieures à la taille du masque occulteur.

3.2 Imagerie avec un coronographe

Pour saisir l'intérêt du coronographe, il est à présent nécessaire de s'intéresser à la façon dont les bruits de détection se répartissent lorsqu'une étoile est imagée sur un détecteur IR. Deux zones d'influence peuvent être ainsi définies (voir figure 3.4, *à gauche*) :

- la partie centrale de l'image que j'appellerai *zone interne*, qui est dominée par le bruit de photons et/ou le bruit de speckles *bouillonnants*[1],
- la partie périphérique ou *zone externe*, limitée par le *RON* et/ou le bruit d'émission thermique (ET), qui devient relativement important à partir de 1.6-2.2 μm.

Dans le cas de l'imagerie classique ou coronographique de l'environnement proche d'une source brillante, le temps de pose, pour ne pas saturer le détecteur, est directement lié à la magnitude de l'étoile centrale et à la capacité du détecteur ou, plus exactement, à sa limite de linéarité à 1%. Pour des sources brillantes avec les grands télescopes actuels (VLT, Keck, Gemini, Subaru), ces temps de pose sont relativement courts, voire trop courts, c'est-à-dire

[1] *Ce dernier bruit est décrit, par la suite, plus en détail dans le chapitre 4.*

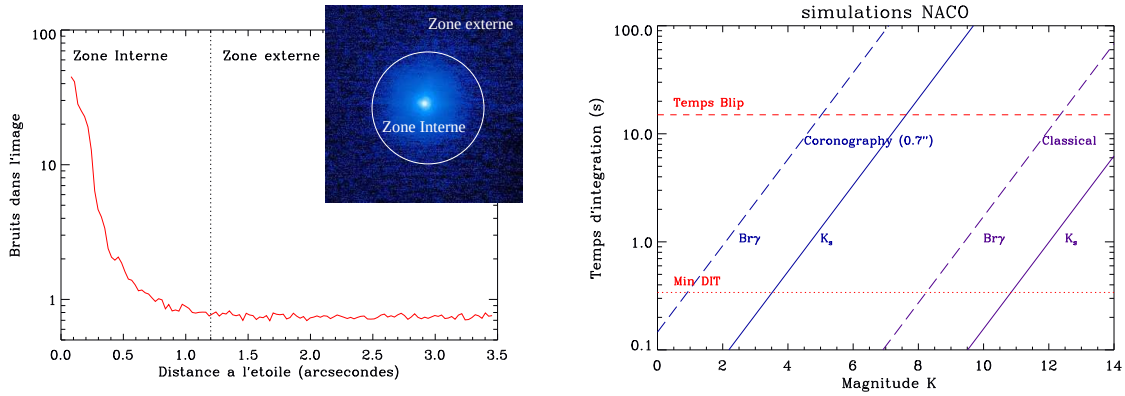

Fig. 3.4 – **Gauche :** *Zone interne* de bruit limitée par le bruit de photons et/ou de speckles *bouillonnants* et *zone externe* limitée par le *RON* et/ou d'émission thermique. **Droite :** Temps de pose en fonction de la magnitude de l'étoile observée avec NACO en bande K et Brγ en mode imagerie et coronographique ($\oslash = 0.7''$). La correction est supposée toujours égale à un $Sr = 47\%$. Le Temps Blip est le temps pour lequel le bruit d'ET devient dominant par rapport au bruit de lecture dans la *zone externe* de l'image. Le Min DIT est le temps d'intégration minimum sur le détecteur.

inférieurs au temps d'intégration minimum. La figure 3.4 (*à droite*) présente une simulation du temps de pose attendu pour ne pas saturer le détecteur ALADDIN2 de CONICA en fonction de la magnitude en K de l'étoile observée.

Dans ce contexte, l'intérêt du coronographe est triple, car il permet, tout d'abord, de réduire la lumière diffractée de l'étoile centrale et donc de réduire le bruit de photons dans la *zone interne*. Deuxièmement, comme les temps de pose sont courts, la *zone externe* de l'image est limitée par le bruit de lecture. Le coronographe permet alors, en augmentant le temps de pose, de réduire le nombre d'images et donc le *RON* total sur un temps d'observation donné. Enfin, augmenter le temps de pose par rapport au nombre d'images apparaît très intéressant, dans la pratique, pour accroître, en plus du signal à bruit, l'efficacité des observations. À chaque intégration est associé un temps de lecture du détecteur et de transfert des données qui peut parfois être relativement conséquent. Ce temps de lecture est de 9 s sur la caméra KIR du CFHT. Dans le cas d'un temps d'intégration de 3 s sur une étoile de magnitude $K = 7.4$ l'efficacité observationnelle est alors seulement de 25%.

Existe-t-il une autre technique avec les mêmes avantages ?
Bien que la réduction de la lumière de l'étoile centrale soit une amélioration propre à la coronographie, un détecteur se comportant bien vis à vis de la saturation peut offrir des avantages comparables dans la *zone externe* de l'image, en termes de réduction du *RON* et d'augmentation de l'efficacité des observations. Cela implique que les facteurs de saturation accessibles soient comparables aux facteurs multiplicatifs entre temps de pose en imagerie classique et imagerie coronographique. Ce facteur est, par exemple, de l'ordre de ~ 120 sur KIR avec le masque offert de $\oslash = 0.9''$. Si ces facteurs n'impliquent pas des effets de zone saturée qui bave ou de rémanence, alors l'imagerie à saturation peut être assimilable à l'utilisation

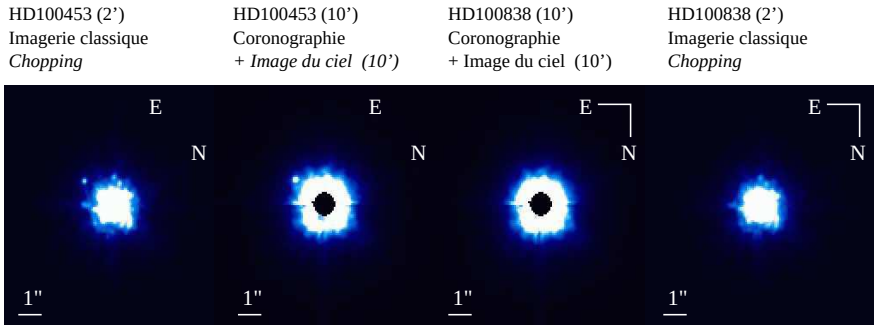

Fig. 3.5 – Bloc d'observation en imageries classique et coronographique en bande K. Un faible compagnon est détecté autour de la source HD 100453 à $2.2''$ de $\Delta K = 4.6$. L'étoile HD 100456 est tout d'abord imagée classiquement sur deux positions du détecteur pour soustraire ensuite le ciel (*Chopping*). Elle est ensuite imagée en coronographie. Il est alors nécessaire de passer autant de temps sur le ciel que sur la source pour soustraire sa contribution. La même procédure est suivie pour la référence HD 100838.

d'un simple masque occulteur. Cette stratégie d'observation est actuellement utilisée pour la recherche de compagnons faibles au CFHT.

3.3 Stratégie d'observation et de réduction

Dans l'étude de l'environnement proche d'une étoile, il est nécessaire de soustraire *a posteriori* les ailes de la *FEP* de la composante principale. Dans ce but, une étoile de référence est généralement observée de manière proche dans le temps et dans le ciel, pour se placer dans les mêmes conditions atmosphériques. La magnitude de la référence, dans la longueur d'onde d'analyse (généralement V ou R), doit être choisie relativement semblable à celle de la source étudiée pour conserver une même correction d'OA. De plus, son type spectral doit être proche afin que le flux d'observation (généralement dans l'IR) soit similaire sur le détecteur.

La figure 3.5 représente un bloc d'observation typique en imagerie classique et coronographique dans le cadre de l'étude de l'étoile Herbig HD 100453 (A9V, $V = 7.8$) et de sa référence HD 100838 (F0, V=7.7). Ces observations ont été conduites avec l'instrument ADONIS/SHARPII.

Une fois les observations obtenues sous des conditions de correction d'OA stable, la contribution de l'étoile centrale peut être soustraite :

- en recentrant à un ou deux dixièmes de pixel l'étoile de référence qui n'est généralement pas au même endroit derrière le masque d'occultation en raison des flexions du télescope,
- en estimant le facteur d'échelle entre la source étudiée et sa référence. Dans le cas de conditions stables d'OA, de réduction correctement effectuée, il est alors possible d'observer des structures ou des compagnons faibles proches de l'étoile occultée.

À partir des images réduites, il est ensuite intéressant d'estimer les limites de détection atteintes pendant l'observation, dans le cadre de la recherche d'une source ponctuelle ou

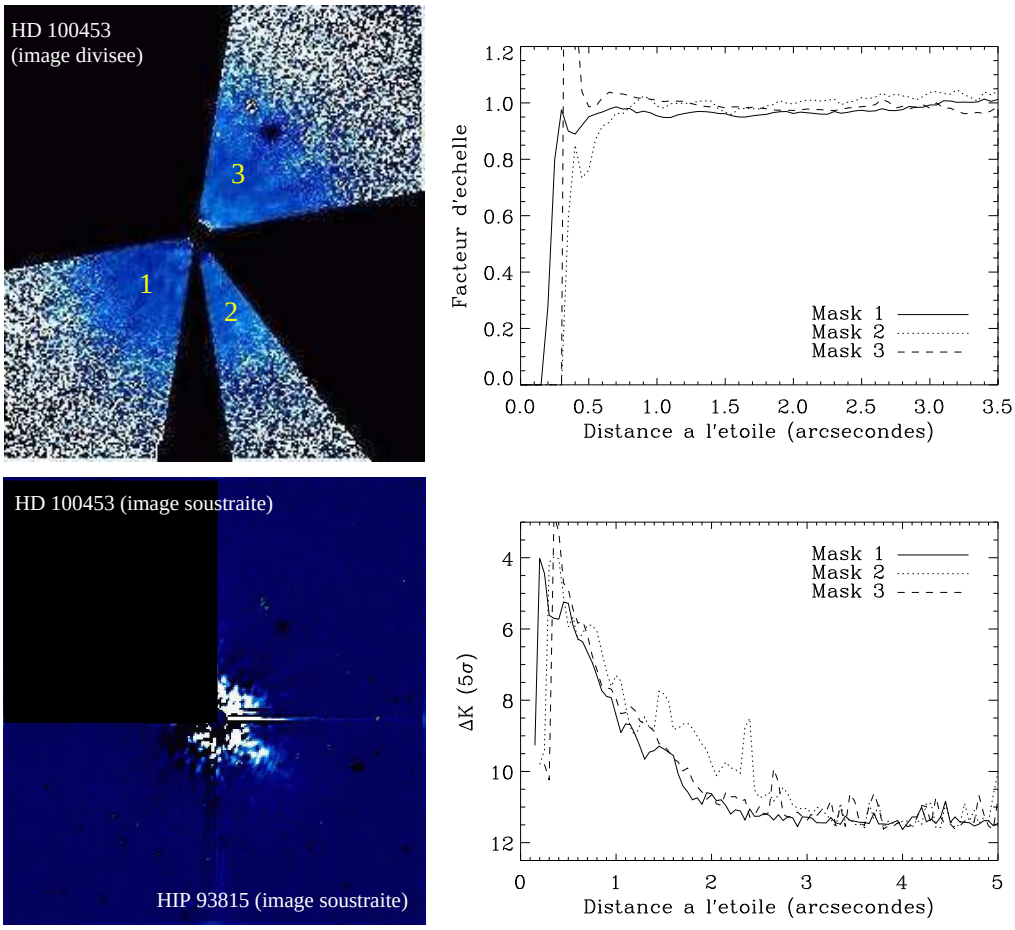

Fig. 3.6 – **Haut :** Image de division de la source étudiée par sa référence, une fois cette dernière correctement recentrée (*à gauche*), et estimation du facteur d'échelle dans trois parties de l'image de division ($\sim 0.95 - 1.0$) (*à droite*). **Bas :** Image de soustraction de la référence à la source étudiée (*à gauche*) et estimation de la limite de détection dans l'image soustraite (*à droite*). Le quadran Haut-Gauche de l'image soustraite, où se situe le compagnon de HD 100543, est masquée pour ne laisser apparaître que les résidus de soustraction entre les deux *FEPs*.

d'une source étendue. La figure 3.6 illustre les différentes étapes de réduction avec la source HD 100453. L'estimation de la limite de détection est abordée plus en détails dans le chapitre 4.

3.4 Nature des différentes limitations

Bien que la technique de coronographie couplée à l'OA ait, par le passé, largement prouvé son intérêt au vu des nombreuses publications scientifiques, les limites de ce type d'observations existent. Quelles sont-elles ? Tout l'intérêt de cette question réside dans le fait de pouvoir les identifier afin d'optimiser les stratégies observationnelles, d'utiliser au maximum les capacités de l'instrument et dans la perspective de développer de futurs instruments d'imagerie à

HC et HRA.

3.4.1 Perte de l'information dans l'environnement très proche

Nous avons vu précédemment qu'un coronographe de Lyot efficace implique un masque occulteur de taille supérieure à 5 ou 6 $\frac{\lambda}{D}$, afin que la lumière de l'étoile centrale soit significativement rejetée en bord de pupille et arrêtée par le masque de Lyot. L'information sous le masque occulteur, et donc sur l'environnement CS très proche, est bien entendu perdue. Pour parer à ce type de problèmes, de nouveaux concepts de coronographie interférentielle sont actuellement développés. Je décris brièvement leurs principes dans la section 3.5 de ce chapitre.

3.4.2 L'énergie résiduelle

Lors de la réduction des observations coronographiques, une énergie résiduelle est toujours présente dans l'image soustraite. La présence de ce résidu peut être due à un mauvais recentrage de la référence. En effet, la position de l'étoile de référence derrière le masque occulteur est, dans la pratique, différente de celle de l'étoile étudiée en raison des flexions du télescope.

La seconde source importante de résidus est liée à l'instabilité de la correction d'OA et donc directement aux limitations des performances de la boucle d'OA, présentées dans le chapitre 1. Une variabilité de la correction d'OA implique directement une variabilité de la *FEP* qui s'avère très critique dans le cas d'observations de source étendue. La figure 3.7 illustre, par exemple, le cas d'une réduction d'image coronographique avec ADONIS/SHARPII où la forme de la *FEP* a considérablement changé entre l'observation de l'objet d'étude et celle de la référence. La source observée est HIP 93815 (F7V, $V = 5.2$) pendant un temps effectif de 600 s sous des conditions de seeing $\omega = 1.6\,''$. Sa référence HD 174295 (G9, $V = 5.2$) est observée successivement, mais dans des conditions de seeing meilleures $\omega = 1.3\,''$. La vraie *FEP* de HIP 93815 n'est donc pas celle donnée par HD 174295. L'estimation du facteur d'échelle devient alors critique et l'analyse de l'image soustraite dès les premières arcsecondes impossible.

3.4.3 Les bruits de détection

Les bruits de détection, énumérés précédemment (photons, lecture et ET et le bruit de speckles *bouillonnants*), sont des sources limitatives que j'ai prises en compte dans le cadre de la réalisation d'un modèle, dont le but est de prédire les performances de détection des systèmes d'OA. Ce travail est abordé en détail dans le chapitre 4.

3.4.4 La rotation des aberrations du télescope et des aigrettes

J'ai expliqué dans le chapitre 2 qu'en raison de la monture alt-az de l'UT4 du VLT, la pupille du télescope tourne, lorsque l'orientation du champ de vue reste fixe sur la caméra. Cette rotation se traduit dans l'image par une rotation des aberrations du télescope et des

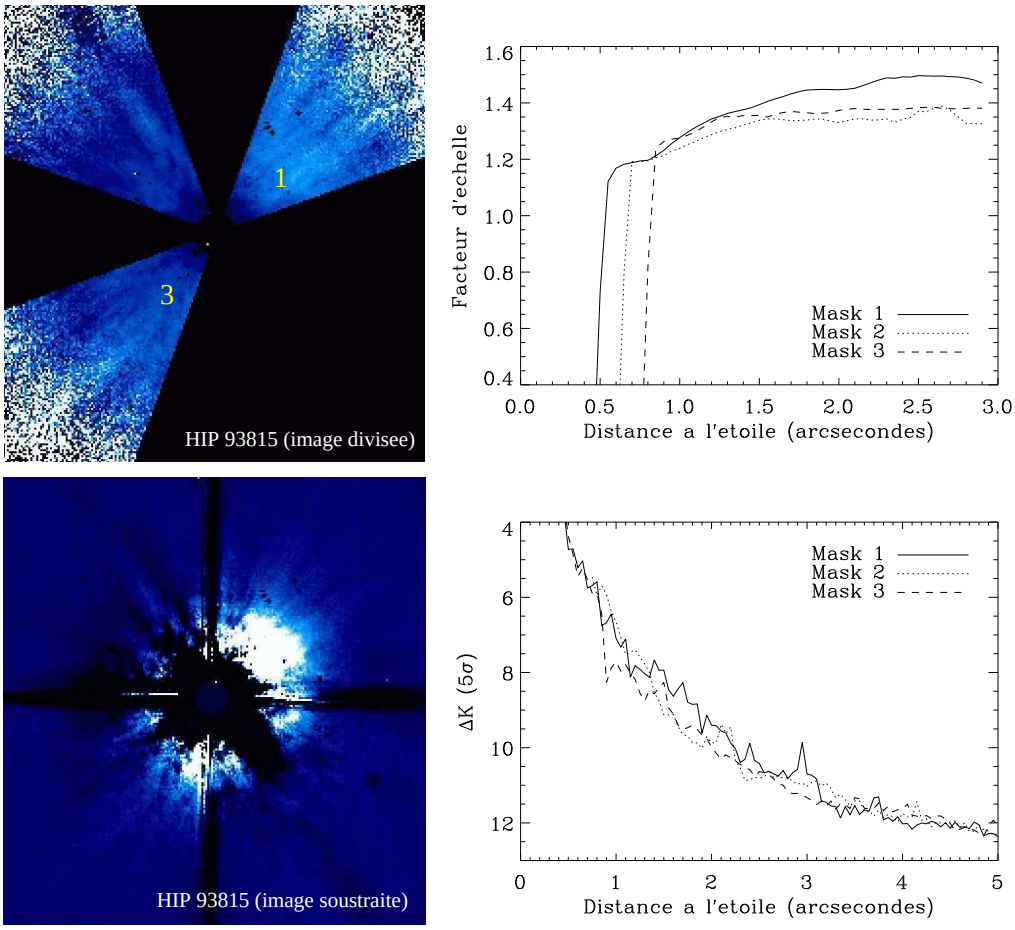

Fig. 3.7 – **Haut :** Image de division de la source étudiée par sa référence (*à gauche*) et estimation du facteur d'échelle ($\sim 1.3 - 1.6$) (*à droite*). **Bas :** Image de soustraction de la référence à la source étudiée (*à gauche*) et estimation de la limite de détection dans l'image soustraite (*à droite*). Les résidus de soustraction sont ici très importants en raison de la variation de la *FEP* entre l'étoile HIP 93815 et sa référence HD 174295.

aigrettes, dont l'amplitude du mouvement dépend de la position de l'étoile dans le ciel et du temps d'observation. Plus l'étoile a une déclinaison semblable à la latitude du site, plus cette rotation sera brutale au cours de la nuit, particulièrement lors du passage au zénith. La figure 3.8 (*à gauche*) illustre cette rotation des aigrettes par rapoort au nord, semblable à celle de l'angle parallactique, dans le cas d'observation (avec la VLT) d'étoiles à différentes déclinaisons, en fonction de leur même angle horaire.

En imagerie coronographique, cette rotation implique que les aigrettes et les aberrations statiques du télescope ne sont pas forcément à la même position dans les images de l'étoile et de la référence. D'importants résidus apparaissent alors dans l'image soustraite. L'exemple de l'étoile HR 4796 A, observée en coronographie avec NACO lors du 3ème *commissionning* de l'instrument, illustre cet effet néfaste (voir figure 3.9, *à droite*).

Quelle stratégie adopter pour la coronographie ?

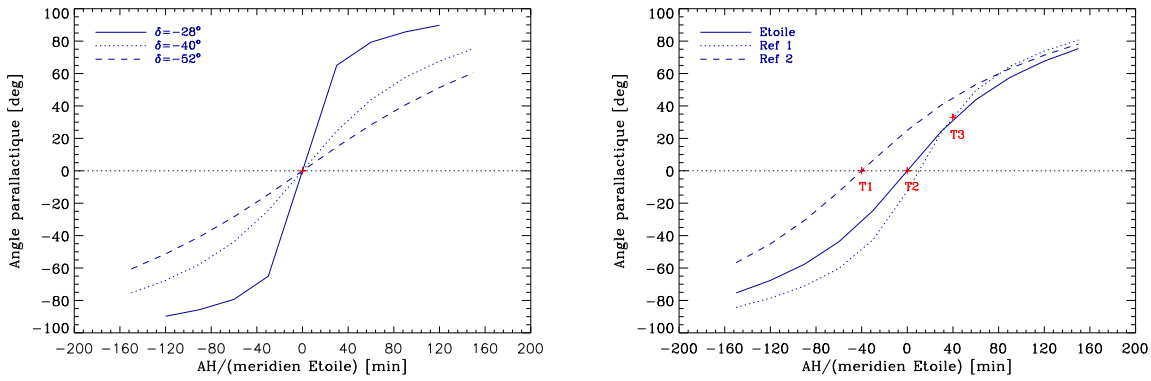

Fig. 3.8 – **Gauche :** Exemple d'évolutions des angles parallactiques pour des étoiles à différentes déclinaisons ($\delta = -28°$, $\delta = -40°$ et $\delta = -52°$), observées au site du Paranal (latitude $= -24°37'31''$). Plus l'étoile passe au zénith, plus la variation est brutale. **Droite :** Illustration du choix d'une référence coronographique en fonction de son ascension droite pour minimiser les résidus, dus aux aberrations statiques du télescope et aux aigrettes. Le temps consacré à l'observation de *l'étoile* est de 40 mn. *L'étoile* a pour déclinaison $\delta = -40^o$, la référence 1 ($AH_r = +10$ mn et $\delta = -45^o$) et la référence 2 ($AH_r = -40$ mn et $\delta = -35^o$) avec AH_r l'ascension droite relative à *l'étoile*. Si *l'étoile* est observée en T2 puis la référence 1 en T3, les aigrettes auront bougé au minimum de 30°. Les résidus de soustraction seront alors très importants. Si la référence 2 est observée en T1, puis *l'étoile* en T2, les aigrettes et les aberrations du télescope n'auront pas bougé.

Nous avons vu que le choix d'une référence coronographique était déjà restreint par sa proximité avec l'étoile étudiée, sa magnitude V ou R et son type spectral. Une contrainte supplémentaire sur l'ascension droite de cette référence permet que les aberrations statiques du télescope et les aigrettes entre l'objet et la référence n'aient pratiquement pas bougé. Les résidus de soustraction sont alors minimisés. La figure 3.8 (*à droite*) illustre la procédure d'observations à suivre afin d'optimiser la soustraction des images coronographiques entre l'étoile d'étude et la référence.

Lors des observations, il est donc préférable, d'une part, d'éviter les observations au zénith, où les variations d'angle sont les plus importantes et, d'autre part, de choisir une référence décalée en ascension droite par rapport à l'étoile d'étude, négativement ou positivement, du temps consacré au bloc coronographique. La figure 3.9 (*à droite*) illustre cette fois le cas de l'imagerie coronographique de HR 4796 A, en tenant compte de la contrainte sur la référence liée à la rotation des aberrations statiques du télescope et des aigrettes.

3.4.5 Les aberrations lentement variables

Il existe une autre source de limitations liées aux aberrations optiques du télescope variant lentement dans le temps. Elles se répercutent directement sur la forme de la *FEP* qui n'est pas rigoureusement identique même dans le cas idéal d'un télescope spatial. Dans la pratique, l'intensité et la forme des aigrettes évoluent dans le temps. Elles ne se soustraient donc jamais parfaitement. Ces aberrations constituent actuellement la source dominante de dégradation

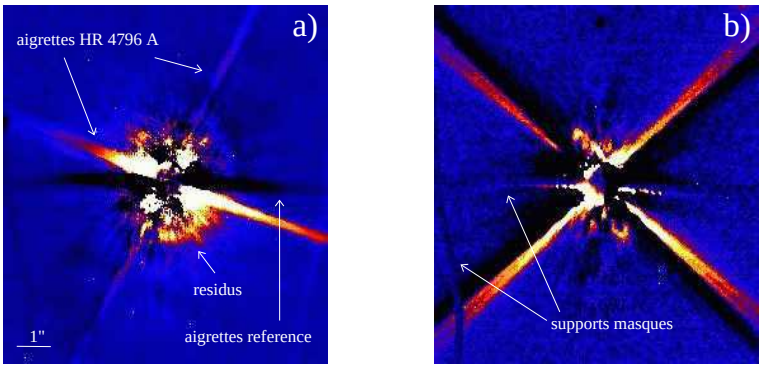

Fig. 3.9 – **a)** Observation coronographique de l'étoile HR 4796 avec NACO en bande K lors du 3ème *commissionning* de l'instrument (mars 2002). La référence n'a pas été spécifiquement choisie en fonction de la contrainte supplémentaire sur la rotation des aberrations statiques du télescope et des aigrettes. Les résidus dus aux aberrations statiques du télescope et aux aigrettes de HR 4796 A et de sa référence (en soustraction) sont indiqués. **b)** Observation coronographique de l'étoile HR 4796 avec NACO en bande K lors du temps garanti de juin 2003. La référence est ici déterminée pour minimiser les effets de rotation des aberrations statiques du télescope et des aigrettes sur l'image soustraite. Les positions des supports de masques sont aussi indiquées.

des performances de détection du HST. On peut bien sûr penser qu'elles contribuent de manière non négligeable à réduire les performances des grands télescopes au sol couplés à l'OA.

3.5 Nouveaux concepts d'imageries à haut contraste

Comment est-il possible d'aller plus loin ? Je viens de détailler les principales limitations liées à l'imagerie de sources brillantes avec un coronographe de Lyot ou avec un simple masque occulteur. Afin d'imager plus profondément l'environnement CS à des séparations physiques plus petites, il serait souhaitable :

- de diminuer le bruit de speckles *bouillonnants* et les autres bruits classiques (photons, lecture et ET) dans l'image,
- de ne pas dégrader la qualité d'image en raison de mauvaises calibrations du système (matrice d'interaction, flexions, aberrations statiques...) ou d'une procédure d'observation non optimisée (rotations d'aigrettes),
- de diminuer la taille des masques occulteurs pour accéder à des séparations inférieures à 5-6 $\frac{\lambda}{D}$,
- eenfin, lorsque le bruit dominant est le bruit de photons dans la *zone interne* de l'image, d'augmenter le taux de rejection du coronographe.

Les éléments pour réduire les bruits de détection sont détaillés dans le chapitre 4 de cette Partie. Dans la *zone interne* (limitée par les bruits de photons et de speckles *bouillonnants*), ces éléments sont directement liés à la qualité de correction. La figure 3.10 illustre l'évolution, en fonction du Sr, du rapport $\frac{Sr}{1-Sr}$, qui peut être considéré comme le rapport entre l'énergie

du cœur cohérent et celle du halo dans la *FEP* (voir figure 1.4, chapitre 1). Un haut *Sr* réduit l'énergie dans le halo de la *FEP* et donc les bruits de speckles *bouillonnants* et de photons.

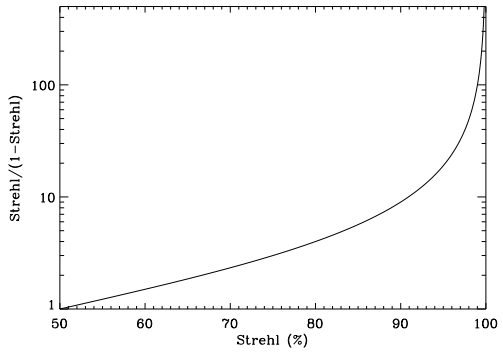

Fig. 3.10 – Évolution du rapport entre l'énergie du cœur cohérent et celle du halo dans la *FEP*. L'évolution très rapide du *Sr*, au-delà de $\sim 80\%$, met en évidence l'intérêt d'une très bonne correction, pour réduire l'énergie du halo de la *FEP* et donc réduire les bruits de détection dans la *zone interne* de l'image (speckles *bouillonnants* et photons).

Si la correction d'OA et la précision des calibrations permettent d'atteindre des hautes valeurs de *Sr* et si le bruit de speckles *bouillonnants* est correctement soustrait, les performances de détection sont alors seulement limitées par les bruits de détection classiques (photons, lecture et ET) et les aberrations statiques et/ou lentement variables. Ce système est alors confronté à des limitations comparables à celles des instruments spatiaux. Dans ces conditions spécifiques, il est alors envisageable d'utiliser un coronographe pour accéder à de plus faibles séparations physiques et à des contrastes plus grands. À cet effet, il existe, aujourd'hui, de nouveaux concepts plus performants que le coronographe de Lyot (CL). Citons, par exemple, la technique d'apodisation de pupille et les coronographes interférentiels dont

Tab. 3.1 – Caractéristiques des nouveaux concepts coronographiques : coronographe de Lyot (CL), coronographe de Lyot avec pupille apodisée (CLA), coronographes interférentiels à masque de phase (CMP), à masque de phase double (CMPD), à masque de phase avec quatre quadrans binaires (C4Q) et coronographe interférentiel achromatique (CIA). J'ai reporté les comportements des coronographes en fonction du taux de rejection de la lumière de l'étoile centrale, de la séparation angulaire atteinte, de la sensibilité à la correction du système d'OA, de la pupille du télescope et des effets de chromaticité.

Concept	Rejection sans turbulence	Séparation	Sensibilité OA	Sensibilité Pupille	Chromaticité	
					phase	géométrie
CL	-	$\geq 5\frac{\lambda}{D}$	non	oui	non	non
CLA	+	$\sim 3\frac{\lambda}{D}$	non	oui	non	non
CMP	parfait	$\sim \frac{\lambda}{D}$	oui	non	forte	forte
CMPD	+	$\sim \frac{\lambda}{D}$	oui	non	oui	faible
C4Q	+	$\sim \frac{\lambda}{D}$	oui	oui	oui	non
CIA	parfait	$\sim 0.5\frac{\lambda}{D}$	forte	non	non	non

les performances et limitations sont récapitulées dans la Table 3.5 :

- Coronographe de Lyot avec pupille apodisée (CLA). Étude menée par Aime et al. (2002) avec une apodisation de pupille à partir de fonctions dites prolates.
- Coronographe interférentiel à Masque de Phase (CMP). Ce concept, inventé par Roddier & Roddier (1997), consiste à remplacer le masque occulteur du CL par un masque de phase qui introduit un déphasage de π. Ce système permet d'obtenir une extinction totale de l'étoile centrale dans le cas d'un système monochromatique avec une apodisation de pupille (Aime et al. 2002).
- Coronographe interférentiel à Masque de Phase Double (CMPD). Dans un souci d'améliorer les performances du CMP, Soummer et al. (2003) ont proposé un ingénieux système de coronographe à masque de phase double pour s'affranchir du problème de chromaticité, lié à la taille du masque du CMP, sur une bande spectrale suffisamment large (bande K).
- Coronographe interférentiel à quatre quadrans (C4Q). Ce dernier coronographe, le plus récent, est proposé par Rouan et al. (2000). Il s'agit, sur le même principe que le CMP, d'utiliser un masque de phase, cette fois à quatre quadrans binaires, introduisant des décalages de phase de 0 et π sur le plan focal. Un C4Q est actuellement en phase de test sur NACO.
- Coronographe interférentiel achromatique (CIA). Le principe de ce coronographe proposé par Baudoz et al (1999a) est celui d'un interféromètre de Michelson modifié, en insérant dans l'un des chemins optiques un déphasage de π et une rotation de pupille de 180°. La lumière de l'étoile centrale est alors complètement éteinte.

Comme je l'ai précisé précédemment, l'efficacité de tels coronographes dépendra cruellement des performances du système d'OA. Les spécifications à atteindre en termes de contraste pour les futurs imageurs de planètes sont de l'ordre de 10^4 à 10^5 ($\Delta m = 10$ à $\Delta m = 12.5$) pour la détection de Jupiters chauds autour d'étoiles jeunes ou de 10^8 à 10^9 ($\Delta m = 20$ à $\Delta m = 24.5$) pour des étoiles plus évoluées à des séparations physiques de quelques UA.

3.6 Conclusion

J'ai brièvement présenté dans ce chapitre les techniques de coronographie de Lyot et de simple masque occulteur que j'ai utilisées avec les instruments ADONIS/SHARPII, PUEO/KIR et NACO. J'ai, d'autre part, exposé les procédures d'observations, puis de réduction et d'analyse *a posteriori* des images coronographiques et les limitations liées à ces techniques d'imagerie à HC. Intéressons-nous, à présent, à une limitation particulière : les bruits de détection. Un objectif important de ma thèse a été d'étudier et de prédire les performances de détection des instruments d'OA dans le contexte de l'imagerie classique et de l'imagerie coronographique de sources brillantes.

Chapitre 4

Performances de Détection

Sommaire

4.1	**Besoins d'un modèle de contraste**	**61**
4.2	**Principes et limitations considérées**	**62**
4.3	**Description**	**62**
4.4	**Comparaison modèle - observations**	**68**
4.5	**Applications du modèle de contraste**	**73**
4.6	**Éléments de réflexions**	**77**
4.7	**Conclusion**	**85**

4.1 Besoins d'un modèle de contraste

Au mois d'août 2000, alors que les composants opto-mécaniques de NAOS s'assemblent pièce par pièce dans le hall d'intégration du LAOG, plusieurs questions relatives aux capacités de détection attendues pour le futur instrument NACO se posent déjà. Quels sont les objets les plus faibles qui pourront être détectés en fonction de la magnitude de l'étoile centrale, de la distance à l'étoile, de la correction de l'OA, des paramètres du détecteur ou de la longueur d'onde d'observation ? De quelle manière ces performances de détection évolueront si le Sr attendu de 80% passe en réalité à 50%, si le bruit de lecture du détecteur passait de $50e^-$ à $20e^-$? Quel est l'effet du bruit de speckles *bouillonnants* sur les observations ? Serait-il possible de détecter une planète géante de 10 masses de Jupiter autour d'une étoile de l'association TW Hydrae ?

Autant de questions qui restaient sans réponse et nécessitaient un travail approfondi pour étudier les performances de détection de NACO. Ces questions m'ont amené à développer le modèle de contraste. Ce modèle, fondé sur une approche analytique simple, prend en compte les différents paramètres observationnels, dans le but d'estimer le comportement des bruits de détection dans une image astronomique et de prédire les capacités de détection de l'instrument. Rapidement, ce travail développé dans le cadre de l'instrument NACO a pu être généralisé à d'autres instruments d'OA comme ADONIS/SHARPII et PUEO/KIR.

J'ai consacré une première partie de mon travail à l'identification des paramètres clefs de la détection qu'il fallait considérer dans le modèle de contraste. La seconde étape a été la réalisation du modèle, puis sa validation en comparant ses prédictions à de réelles limites de détection observationnelles, obtenues sur des instruments tels ADONIS/SHARPII, PUEO/KIR puis NACO. Enfin, la dernière étape a consisté à utiliser le modèle pour la préparation d'observations, la sélection de sources, et pour la réflexion sur les paramètres pertinents pour l'optimisation de performances des futurs instruments à HC et HRA.

4.2 Principes et limitations considérées

J'ai énuméré, dans le chapitre 3 consacré à la coronographie stellaire, les principales limitations susceptibles de dégrader les performances de détection : l'énergie résiduelle due à un mauvais recentrage de l'étoile de référence ou une variation de correction de l'OA, les aberrations lentement variables temporellement et spatialement, les bruits de détection classiques auxquels s'ajoute le bruit de speckles *bouillonnants*, et le phénomène de rotation des aigrettes.

Le but affiché de ce modèle de contraste est d'être un outil de prédictions des performances de détection des systèmes d'OA. Il doit permettre de déterminer quelle est la source la plus faible détectable dans l'environnement d'une source brillante. J'ai donc considéré les limitations dues aux bruits de détection classiques (photons, lecture et ET) mais aussi celles associées au bruit de speckles *bouillonnants* selon l'approche de Racine et al. (1999). Cette hypothèse revient à supposer une correction d'OA stable et aucune aberration fixe ni rotation d'aigrettes.

Ce modèle constitue donc un outil innovant, entièrement dédié à l'imagerie HC et HRA. Il est très adapté, comme nous le verrons par la suite, pour comparer les capacités de détection prédites pour un instrument d'OA et les luminosités attendues pour des compagnons de faibles masses données par les modèles d'atmosphère évolutifs. Cette comparaison est aussi utile dans le cas des disques de poussières optiquement fins, modélisés par Augereau (2000).

4.3 Description

Un objectif important du modèle de contraste est aussi de se placer dans la situation d'un astronome qui découpe sa nuit d'observation en blocs correspondant à chaque étoile étudiée. A chaque bloc, j'introduis donc un temps d'observation (TO). Il est alors intéressant de connaître les performances de détection auxquelles l'astronome peut s'attendre pour ce TO comprenant le temps effectif d'intégration sur la source et le temps perdu (TP) (temps de lecture, temps d'écriture/sauvegarde des données). Seul le temps de pointage du télescope n'est pas pris en compte. Il est toutefois facilement estimable.

Dans ce modèle, je fais une importante hypothèse dont les conséquences peuvent s'avérer parfois contre-intuitives pour le lecteur : **le temps d'intégration est fixé de façon à remplir la limite de linéarité à 1% du détecteur**. Cette hypothèse prend tout son

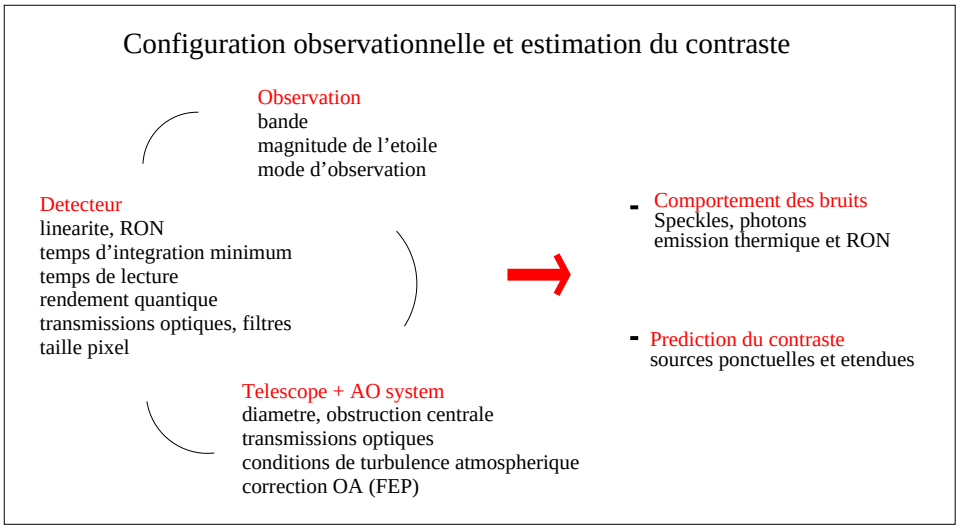

FIG. 4.1 – Description du modèle de contraste et de tous les paramètres liés à l'obervation, au téléscope, au système OA et au détecteur.

sens dans le cas d'observations d'objets brillants, mais n'est pas adaptée pour l'étude des performances de détection dans le cas d'observations d'objets faibles qui mènent à des temps d'intégration excessivement longs.

Les paramètres de la configuration observationnelle (télescope, système d'OA et caméra IR) traités par le modèle de contraste sont présentés dans la figure 4.1. Décrivons à présent la procédure suivie par le modèle pour l'estimation des limites de détection, à savoir les profils de *FEPs* utilisés, le calcul du temps d'intégration et du nombre d'intégrations, les bruits incluant le bruit particulier de speckles *bouillonnants* et le calcul du contraste.

4.3.1 Les profils de *FEPs*

Pour les premières simulations dans le cadre de l'instrument NACO, aucune *FEP* observée n'était bien sûr disponible pour l'étude des performances de l'instrument, comme celui-ci n'était pas encore intégré. J'ai donc utilisé des *FEPs* simulées pour différents niveaux de correction d'OA et pour différentes longueurs d'onde (R, J, H, K, L et M). Des exemples de *FEPs* simulées dans la bande K sont reportés dans la figure 4.2.

Dans le cas d'instrument existant comme ADONIS/SHARPII ou PUEO/KIR, j'ai utilisé en première approximation des *FEPs* observées en long temps de pose pour obtenir une réponse moyenne.

Dans le modèle de contraste, sont pris en compte deux types de mode d'observation, l'imagerie classique et l'imagerie coronographique. Dans le cas de la coronographie, j'ai simplement considéré le cas d'un masque occulteur de rayon R_{occ} sans masque de pupille. **Cette hypothèse équivaut à celle de considérer un détecteur pouvant être saturé sur des facteurs très importants**. Ces facteurs de saturation f_s sont indépendants de la magnitude

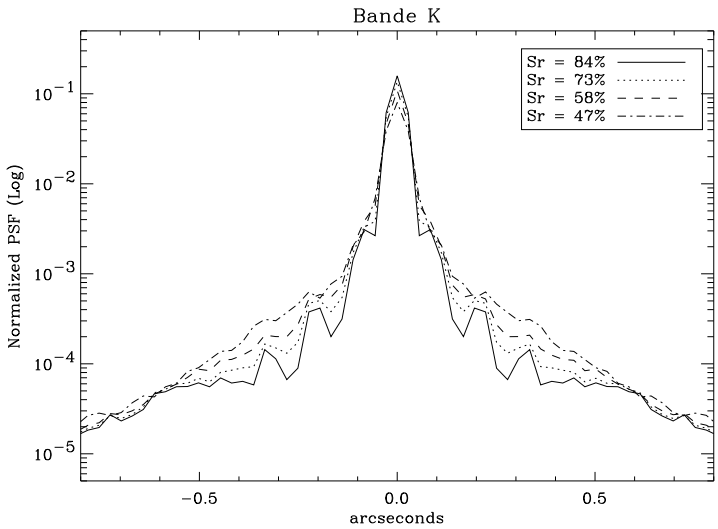

FIG. 4.2 – Profils de *FEPs* simulées pour NACO en bande K pour différents niveaux de correction : Sr de 47%, 73%, 58% et 47%.

de l'objet pour une correction d'OA donnée. Par exemple, ils sont de l'ordre de ~ 260 et ~ 2800 sur NACO pour correspondre respectivement à des masques coronographiques occulteurs de $\oslash = 0.7''$ et $\oslash = 1.4''$ (caméra S27) pour une correction d'OA avec un $Sr = 47\%$.

Je n'ai pas considéré de coronographe de Lyot car le modèle aurait été fortement alourdi. La simulation de la *FEP* moyenne à la sortie d'un tel coronographe aurait nécessité le tirage aléatoire de plusieurs réalisations de fronts d'onde corrigés par l'OA de NACO, passant dans le coronographe de Lyot, puis moyennés sur le détecteur. Pour cette raison, l'effet d'atténuation des ailes de *FEPs* de l'étoile centrale n'est donc pas pris en compte ici.

4.3.2 Temps d'intégration et nombre d'intégrations

Pour l'estimation du temps d'intégration (DIT) et du nombre d'integrations ($NDIT$), lors de l'observation d'une étoile de magnitude apparente m_λ dans un filtre de longueur d'onde λ et de bande passante $\Delta\lambda$, j'ai converti en premier cette magnitude en un nombre d'électrons tombant chaque seconde sur le détecteur :

$$N^*_{e^-/s} = \eta\,\tau\,S\,\frac{\lambda\,\Delta\lambda}{hc}\,10^{\frac{m_\lambda}{2.5}}\,N^0_{\gamma/s}(\lambda) \tag{4.1}$$

avec η le rendement quantique du détecteur, τ la transmission totale de l'ensemble (télescope, système d'OA et caméra IR), S la surface collectrice de la pupille du télescope et $N^0_{\gamma/s}$ le nombre de photons associés à une magnitude nulle et au filtre d'observation.

À partir des profils des fonctions d´étalement de point normalisées au flux unité $FEP_n(r)$ pour les modes d'imagerie classique et coronographique, le DIT et le $NDIT$ sont estimés en considérant la limite à 1% de linéarité du détecteur (LIN), le nombre d'électrons tombant par seconde et le TO.

En imagerie classique,

$$DIT = \frac{LIN}{N^*_{e^-/s}\, FEP_n(0)} \tag{4.2}$$

En imagerie coronographique,

$$DIT = \frac{LIN}{N^*_{e^-/s}\, FEP_n(R_{occ})} \tag{4.3}$$

soit pour les deux modes d'imagerie, en considérant le TP, le $NDIT$ est égale à :

$$NDIT = \frac{TO}{\epsilon\,(DIT + TP)} \tag{4.4}$$

avec $\epsilon = 1$ pour l'imagerie classique. Le mode *chopping* couramment utilisé permet d'obtenir l'image de l'étoile successivement à deux endroits du détecteur, afin de soustraire la composante du ciel. Dans le cas coronographique, $\epsilon = 2$ car le temps d'observation est partagé entre l'imagerie de l'étoile derrière le masque et l'imagerie du ciel.

Dans le cas de l'imagerie saturée, le facteur de saturation f_s est égal pour une correction donnée à :

$$f_s = \frac{FEP_n(R_{occ})}{FEP_n(0)} \tag{4.5}$$

4.3.3 Bruits de détection

Décrivons à présent plus en détail les bruits de détection classiques (photons, lecture et ET) et le bruit particulier de speckles *bouillonnnants* brièvement introduits dans le chapitre 3 de cette partie.

Bruits classiques

- **Bruit de photons**. Il suit une distribution poissonienne contribuant donc en racine du nombre de photons de l'étoile tombés sur le détecteur lors de l'intégration.

$$\sigma_{phot}(r) = \sqrt{FEP_n(r)\, N^*_{e^-/s}\, DIT} \tag{4.6}$$

- **Bruit de lecture**. C'est un bruit intrinsèque au détecteur non refroidi au zéro absolu et donc soumis à une agitation thermique électronique parasite. Il intervient à chaque lecture du détecteur. Ce bruit varie selon les modes de lecture utilisés, simple échantillonnage généralement utilisé dans le cas d'observations thermiques nécessitant de très courts temps de pose, double-échantillonnage corrélé et multi-échantillonnage pour des temps de pose relativement longs (au-delà de 10 à 20 s) (voir Table 2.2).

$$\sigma_{lect}(r) = RON \tag{4.7}$$

- **Bruit d'émission thermique**. L´ET est la somme des contributions provenant du ciel et de l'instrument. Cette émission de photons parasites qui tombent aléatoirement sur le détecteur en plus des photons de l'étoile suit une distribution poissonienne. Le bruit

$\sigma_{therm}(r)$, du à l'ET, est calculé à partir du flux total converti en e$^-$/s/pixel ($N^{therm}_{e^-/s/px}$), somme du flux thermique du ciel[1] donné en magn/arcsec^2 et du flux instrumental (négligeable dans le cas de CONICA).

$$\sigma_{therm}(r) = \sqrt{N^{therm}_{e^-/s/px}\, DIT} \tag{4.8}$$

Bruit de speckles bouillonnants

Avant de définir le bruit de speckles *bouillonnants* au sens où l'entendent Racine et al. (1999), il convient de rappeler ce qui se cache derrière le concept de "speckle". Lors d'observations à courts temps de pose non compensées par OA, il existe sur la pupille plusieurs surfaces cohérentes de diamètre égal à r_0/λ. Chacune de ces sous-pupilles contribue à la formation d'une tâche de seeing de largeur à mi-hauteur égale à $\frac{\lambda}{r_0}$ dans le plan image. Ces sous-pupilles, fonctionnant comme autant d'interféromètres séparés par un diamètre D et affectés chacun d'erreurs de phase aléatoire, forment dans la tâche de seeing des interférences constructives de largeur à mi-hauteur $\sim \frac{\lambda}{D}$, communément appelées speckles. Analysant la statistique du front d'onde turbulent, Roddier (1981) et Roddier et al. (1982) montrent que le facteur de remplissage de speckles dans la tâche de seeing est de l'ordre de 35%. Chaque sous-pupille a une espérance de vie de l'ordre du temps de corrélation atmosphérique τ_0, qui définit logiquement l'ordre de grandeur du temps de vie des speckles dans l'image.

Dans le cas de l'imagerie d'une source brillante corrigée par OA pour de longs temps de pose ($DIT >> \tau_0$), nous avons déjà présenté la forme d'une *FEP* corrigée par OA dans le chapitre 1 (figure 1.4). Elle est formée d'un cœur cohérent de largeur à mi-hauteur $\frac{\lambda}{D}$ rassemblant une fraction de l'énergie totale égale au Sr et un halo de largeur à mi-hauteur $\frac{\lambda}{r_0}$ avec la fraction restante (1-Sr) de l'énergie totale.

Cette *FEP* est dégradée par les bruits classiques (photons, ET et lecture) auxquels s'ajoute un bruit supplémentaire, localisé dans le halo de la *FEP*. Il est lié au bouillonnement de speckles résiduels non corrigés par l'OA. D'après Racine et al. (1999), ces speckles résiduels sont assimables à des paquets de F_s photons corrélés entre eux. La nature aléatoire des speckles implique qu'ils suivent une distribution poissonienne. Le bruit associé aux speckles est donc en $\sqrt{n_s}\, F_s$, au lieu d'être en $\sqrt{n_s\, F_s}$ dans le cas d'une distribution poissonienne, avec n_s le nombre de speckles dans l'image. Racine et al. (1999) montrent à l'aide de simulations numériques que le bruit de speckles *bouillonnants* est égal à :

$$\sigma_{speckle}(r) \quad = \quad \sqrt{1.7\,\frac{1}{\alpha^2}\,\frac{\tau_0}{DIT}\,(\frac{\lambda}{D}\,\frac{3600\times 180}{\pi}\,f_n^{Halo}(r)\,N^*_{e^-/s}\,DIT)^2} \tag{4.9}$$

avec τ_0 le temps de corrélation atmosphérique, α la taille des pixels détecteur en arcseconde, D le diamètre du télescope, $N^*_{e^-/s}$ le flux de l'étoile en e$^-$/s et $f_n^{Halo}(r)$ la fonction de Halo

[1] *Les valeurs de brillance du ciel de Paranal, de La Silla et du Mauna Kea sont données en Annexe A.2 pour chaque longueur d'onde.*

normalisée. Elle correspond, dans le cas du modèle, à la $FEP_n(r)$ tronquée de son cœur cohérent à partir de $\sim \frac{\lambda}{D}$.

Contribution totale des bruits

Les bruits précédemment énumérés sont statistiquement indépendants les uns des autres. Le bruit total est alors la racine de leur somme quadratique. La figure 4.3 illustre les différentes contributions des bruits dans le cas d'une image simulée pour une étoile de magnitude $K = 10$ observée en bade K avec NACO.

$$\sigma_{tot}(r) = \sqrt{NDIT} \times \sqrt{\sigma^2_{lect}(r) + \sigma^2_{therm}(r) + \sigma^2_{phot}(r) + \sigma^2_{speckle}(r)} \tag{4.10}$$

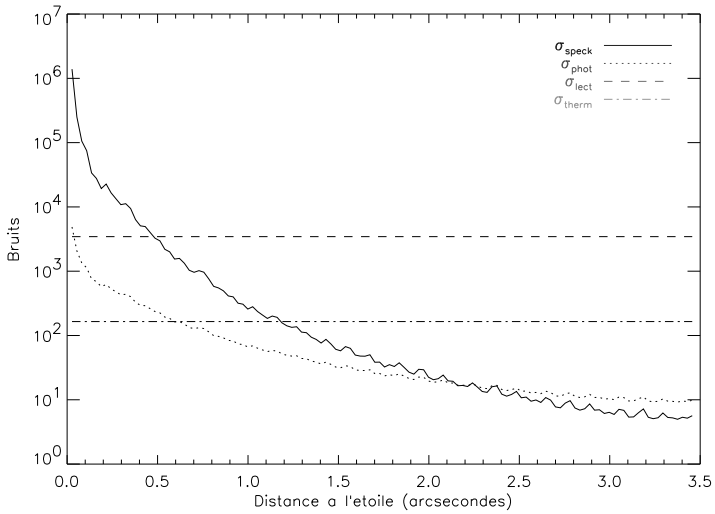

Fig. 4.3 – Contribution des différents bruits, en échelle logarithmique, en fonction de la distance à l'étoile dans le cas de l'imagerie classique en bande K d'une étoile de magnitude $K = 10$. Cette courbe illustre, par ailleurs, la séparation entre zones *interne* et *externe* à $\sim 0.65''$.

4.3.4 Capacité de détection en termes de signal à bruit

Habituellement en astronomie, les capacités de détection d'une observation sont exprimées en termes de rapport signal à bruit dans l'image. Cette formulation sous-entend que le DIT n'est pas fixé par la limite de linéarité du détecteur. Le signal à bruit dans une image élémentaire correspond alors au rapport du signal sur un pixel donné du détecteur au bruit total sur ce même pixel. Pour $NDIT$ intégrations élémentaires, statistiquement indépendantes les unes des autres,avec un temps d'intégration DIT, il s'exprime alors :

$$\frac{S}{N}(r) = \frac{FEP_n(r)\, N^*_{e^-/s}\, DIT \sqrt{NDIT}}{\sqrt{B\,(N^*_{e^-/s})^2\, \tau_0\, DIT + FEP_n(r)\, N^*_{e^-/s}\, DIT + 2\, RON^2 + 2\, N^{therm}_{e/s/px}\, DIT}} \tag{4.11}$$

en posant $B = 1.7\,\frac{1}{\alpha^2}\,(\frac{\lambda}{D}\,\frac{3600\times180}{\pi}\,f_n^{Halo}(r))^2$ pour le bruit de speckles *bouillonnnants* à partir de l'Eq. 4.9.

4.3.5 Capacité de détection en termes de contraste

Une autre formulation plus parlante pour les astronomes qui s'intéressent à la détection de sources faibles ponctuelles ou étendues dans l'environnement de source brillante est le contraste. Nous avons vu dans la partie introductive que le contraste correspond au rapport entre le flux total de l'étoile observée et le flux total de la source la plus faible détectable dans son environnement.

En négligeant l'effet d'anisoplanétisme, la *FEP* est la même sur tout le détecteur. Le contraste en un pixel donné se traduit alors par le rapport entre le pixel le plus brillant de l'étoile centrale ($FEP_n(0)\,N^*_{e^-/s}\,DIT\sqrt{NDIT}$) sur le bruit total du détecteur sur ce pixel ($\sigma_{tot}(r)\,\sqrt{NDIT}$). Il s'agit ici d'un contraste pixel à pixel. Dans le cas coronographique, le pixel le plus brillant de l'étoile centrale correspond au pixel qui serait mesuré si la *FEP* n'était pas tronquée par le masque occulteur.

$$C(r) = \frac{FEP_n(0)\,N^*_{e^-/s}\,DIT\sqrt{NDIT}}{\sqrt{B\,(N^*_{e^-/s})^2\,\tau_0\,DIT + FEP_n(r)\,N^*_{e^-/s}\,DIT + 2\,RON^2 + 2\,N^{therm}_{e/s/px}\,DIT}} \tag{4.12}$$

4.4 Comparaison modèle - observations

Une fois le modèle mis sur pied, la seconde étape consiste à tester sa validité. Il s'agit de comparer ses prédictions aux réelles capacités de détection d'instruments d'OA. A l'époque de cette phase de tests, les éléments de l'instrument NACO étaient encore éparpillés entre Heidelberg, Grenoble et Paris. Je me suis donc, dans un premier temps, intéressé aux données produites par les instruments ADONIS/SHARPII et PUEO/KIR. Avec les premières données du *commissionning* de NACO, j'ai ensuite testé le modèle sur cet instrument. Les paramètres des télescopes, des systèmes d'OA et des caméras sont reportés dans la Table 4.1.

La procédure suivie est décomposée en quatre phases. La première phase est l'estimation des limites de détection dans les observations au télescope suivant les méthodes de réduction en imagerie classique et coronographique, présentées dans le chapitre 3. La seconde phase consiste à identifier les paramètres du télescope (le diamètre, l'obstruction centrale, la *FEP* long temps de pose et la transmission totale), du détecteur (*LIN*, *RON*, ET, taille des pixels, temps de lecture, gain du détecteur, efficacité quantique et transmission), et bien sûr de la configuration observationnelle (Bande, magnitude de l'étoile, *DIT* et *NDIT*). La troisième phase consiste à s'assurer que les paramètres précédents sont compatibles avec les observations en termes de flux sur le détecteur. Il faut juste vérifier qu'il y a bien le même nombre d'électrons par seconde qui tombe sur le détecteur entre l'observation réelle et l'observation simulée d'une étoile de magnitude donnée dans une bande donnée. Il est également nécessaire de s'assurer que la dynamique est semblable entre observations et modèle pour obtenir les mêmes *DITs*.

TAB. 4.1 – Caractéristiques des télescopes du 3.6 m de l'ESO à La Silla, du CFHT et du VLT, respectivement associés aux instruments ADONIS/SHARPII, PUEO/KIR et NACO.

Instrument	ADONIS/SHARPII (ESO)	PUEO/KIR (CFHT)	NACO (ESO)
Télescope et système d'OA :			
Diametre (m)	3.6	3.6	8.0
Obstruction (%)	0.44	0.44	0.14
Foyer	Cassegrain	Cassegrain	Nasmyth
ASO	Shack-Hartmann	Courbure	Shack-Hartmann
MD	Piézo-Stacks	Bimorphe	Piézo-Stacks
Caméra & Détecteur :			
Type	Hawaii	Hawaii	Aladdin
Matrice	256×256	1024 × 1024	1024 × 1024
LIN (e^-)	200 000	100 000	35 000*
RON (e^-)	38	20	46*
ET en K ($magn/arcsec^2$)	12	12	11.6
DIT minimum (s)	0.02	0.1	0.34*
TP (s)	0.8	9.0	0.05
η (%)	0.6	0.6	0.9
τ_c (%)	0.7	0.8	0.65
Taille pixel(mas)	35.0 (C35)	34.8	13.24 (S13)
	49.6 (C50)		27.03 (S27)
	100. (C100)		54.6 (S54)

* dans le mode de lecture double échantillonnage corrélé

Une fois ces ajustements effectués, il reste la dernière étape : lancer le modèle, comparer les résultats aux observations et analyser les éventuels écarts.

Dans un premier temps, j'expose les instruments et les configurations observationnelles testés, en détaillant de quelle manière la dynamique, le flux et la transmission totale (τ) ont été ajustés. Je discute, ensuite, les résultats de cette étude comparative pour définir le domaine de validité du modèle. Toutes les observations suivantes ont été obtenues dans la bande K ou dans les bandes étroites correspondantes.

4.4.1 ADONIS/SHARPII au 3.6 m de l'ESO

J'ai utilisé, pour le premier test du modèle, des données de l'instrument ADONIS/SHARPII qui appartiennent au programme d'imagerie à haut contraste de l'environnement des étoiles pré-séquence principale de Herbig Ae/Be. La source test est l'étoile HD 100453 (A9V, $V = 7.8$ et $K = 5.52$), présentée précédemment en illustration des procédures de réduction coronographiques (voir figures 3.5 et 3.6). Au vu des observations en imagerie classique (Cl) et coronographique (Cr), les paramètres du modèle ont été ajustés et sont reportés dans la Table 4.2. Les résultats sont comparés dans les deux modes d'observations Cl et Cr dans la figure 4.4.

TAB. 4.2 – Paramètres des observations ADONIS/SHARPII, PUEO/KIR et NACO ajustés dans le modèle de contraste.

Paramètres des observations ADONIS/SHARPII					
Mode	Dynamique (%)	$\tau_c \times \tau_t = \tau$ (%)	Flux ($K = 5.52$) (e^-/s)	*DIT* (s)	*NDIT*
Cl	$75 \times LIN$	$70 \times 60 = 40$	2.1e+7	0.3	40
Cr	$75 \times LIN$	$70 \times 60 = 40$	2.1e+7	10.0	40
Paramètres des observations PUEO/KIR					
Mode	Dynamique (%)	$\tau_c \times \tau_t = \tau$ (%)	Flux ($K = 9.6$) (e^-/s)	*DIT* (s)	*NDIT*
Cl	$100 \times LIN$	$80 \times 65 = 50$	5.e+5	20.0	3
Cr	$55 \times LIN$	$80 \times 65 = 50$	5.e+5	180.0	3
Paramètres des observations PUEO/KIR					
Mode	Dynamique (%)	$\tau_c \times \tau_t = \tau$ (%)	Flux ($K = 7.3$) (e^-/s)	*DIT* (s)	*NDIT*
Cl	$100 \times LIN$	$65 \times 65 = 45$	1.6e+6 ($K = 9.9$)	0.35	90
Cr	$50 \times LIN$	$65 \times 65 = 45$	1.75e+7	15.0	10

4.4.2 PUEO/KIR au CFHT

Pour le second test, j'ai cette fois utilisé des données de la source LkHα 264 (K3, $V = 12.5$ et $K = 8.9$), membre de l'association jeune et proche MBM 12, et observée avec l'instrument PUEO/KIR du CFHT. De la même manière qu'avec ADONIS/SHARPII, cette source a été imagée en mode imagerie classique et coronographique ($\oslash = 0.9''$). Lors de la nuit d'observation de LkHα 264, le facteur d'atténuation n'était pas négligeable, estimé entre 0.5 et 0.9 magnitude. J'ai donc considéré ici un terme supplémentaire d'atténuation moyenne de la magnitude de l'étoile de 0.7 magnitude, soit une étoile de magnitude $K = 9.6$. Les paramètres observationnels ajustés dans le modèle sont reportés dans la Table 4.3 et les résultats dans la figure 4.4.

4.4.3 NACO au VLT

Enfin, le dernier type d'observations auxquelles le modèle a pu être confronté correspond à des données NACO de l'étoile jeune HIP 6856 (K1V, $V = 9.4$ et $K = 7.3$) de l'association Tucana-Horologium imagée classiquement, puis avec le coronographe de Lyot de CONICA $\oslash = 1.4''$. Dans le cas du mode Cl, l'étoile a été imagée avec le filtre à bande étroite NB2.17 de CONICA. J'ai considéré en première approximation une étoile de magnitude $\Delta K = 2.6$ plus faible, soit $K = 9.9$ à partir du rapport de transmission et de la largeur spectrale des filtres Ks et $NB2.17$. Les paramètres de l'observation sont reportés dans la Table 4.4 et les résultats dans la figure 4.4.

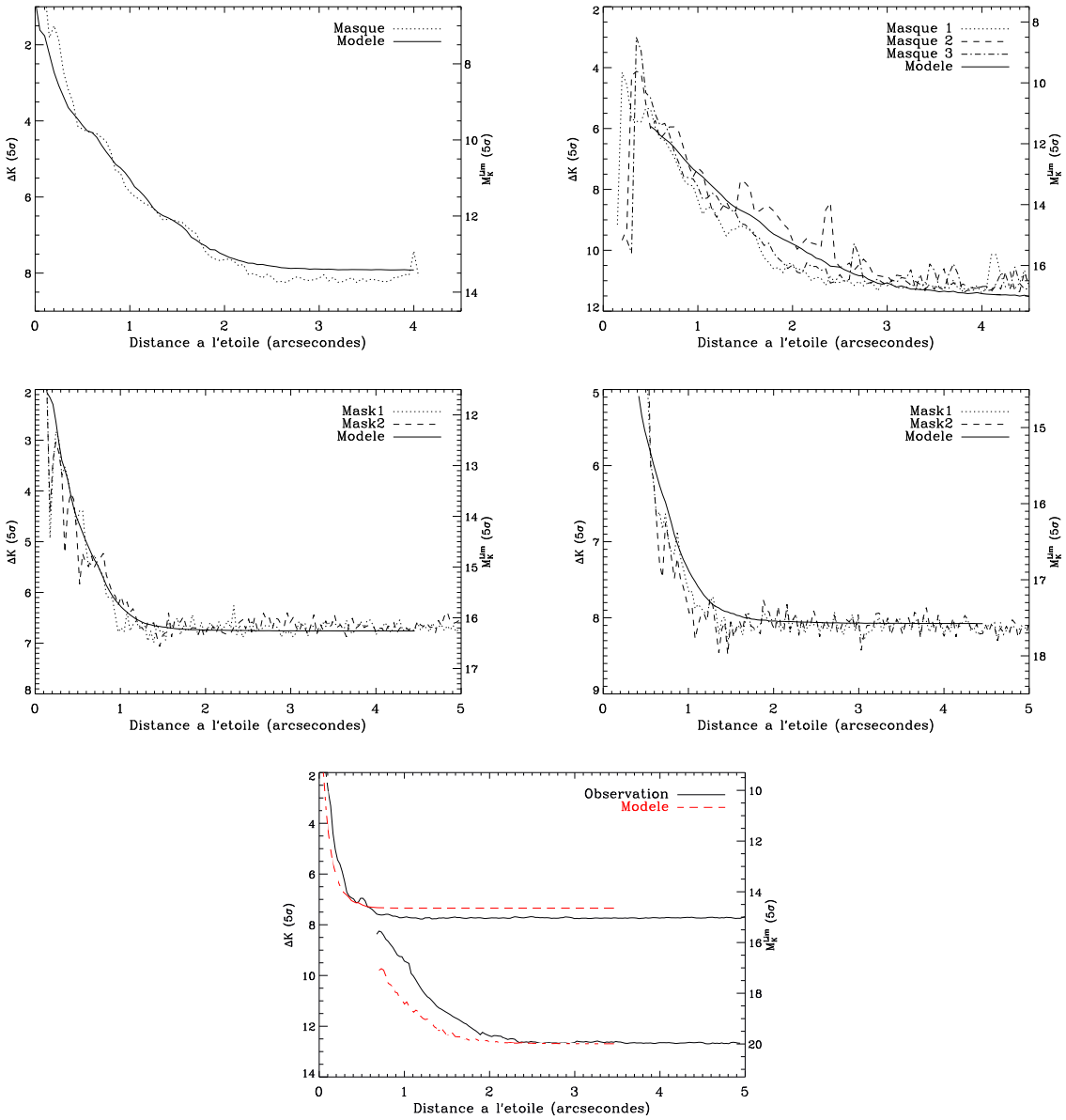

Fig. 4.4 – **Haut :** Comparaison entre les limites de détection prédites par le modèle de contraste et celles calculées à partir des observations ADONIS/SHARPII. L'étoile test est HD 100543 (A9V, $V = 7.8$, $K = 5.52$). L'étude comparative dans le cas de l'imagerie classique est présentée *à gauche* et pour l'imagerie coronographique *à droite*. Les *DIT* et *NDIT* sont donnés dans la Table 4.2. Les magnitudes limite sont aussi données avec les contrastes. **Milieu :** Comparaison modèle et observations dans le cads de PUEO/KIR+Grif. L'étoile test est LkHα 264 (K3, $V = 12.5$ et $K = 8.9$) et les *DIT* et *NDIT* sont donnés dans la Table 4.4.1. L'étude comparative dans le cas de l'imagerie classique est présentée *à gauche* et pour l'imagerie coronographique *à droite*. **Bas :** Comparaison modèle et observations dans le cas de NACO

4.4.4 Discussions et limites du modèle

Dans la procédure de validation du modèle, une première interrogation pourrait porter sur le facteur de transmission du télescope et du système d'OA τ_t, sorte de paramètre libre qui sert ici à ajuster le flux dans le modèle en fonction du flux qui tombe effectivement sur le détecteur. Bien que l'ajustement du paramètre pour l'étude comparative soit indiscutable, il serait intéressant de comparer cette valeur aux transmissions optiques réelles calibrées pour chacun des instruments. Toutefois, étant données les précisions recherchées et le fait que les facteurs de transmission totale que nous obtenons sont raisonnables, ce point sera à approfondir plus tard.

Un second paramètre important du modèle est le temps de corrélation atmosphérique τ_0 pris en compte dans le bruit de speckles *bouillonnnants*. Ce paramètre, variable dans le temps, est difficile à estimer et je n'ai toujours considéré ici que des cas favorables correspondant à des conditions de seeing de $\omega = 0.65''$, c'est-à-dire un temps de corrélation $\tau_0 = 15\,\mathrm{ms}$ pour un vent de vitesse effective $\overline{v} = 10\ \mathrm{ms}^{-1}$.

En ce qui concerne les résultats de l'étude comparative, le modèle est fidèle, à moins de 0.5 magnitude, aux limites de détection dans la *zone externe* de l'image (régime bruit de lecture ou ET) dans les deux modes Cl et Cr. Ce résultat est rassurant, bien qu'il ne soit pas le point le plus délicat du modèle qui est assurément le bruit de speckles *bouillonnnants*.

Les prédictions du modèle sont relativement bonnes dans la *zone interne* (régime bruit de speckles *bouillonnnants* et de photons), dans le cas des images en mode Cl. La précision est, par contre, moins bonne pour le mode Cr, particulièrement dans l'étude comparative de l'instrument NACO. Dans ce dernier cas, les prédictions du modèle sont plus optimistes de 0.5 à 1 magnitude que les observations. L'explication la plus simple est liée au fait que les résidus de soustraction dus à la variabilité de la *FEP* entre étoile et référence ne sont pas pris en compte dans le modèle. Ces résidus apparaissent, d'après ces résultats, dominants dans la *zone interne*. Or, dans le cas d'un instrument monté au foyer Nasmyth comme NACO, il est plus difficile de soustraire proprement la contribution de l'étoile centrale avec une *FEP* de référence puisque la pupille du télescope tourne. Une idée consisterait à faire un tirage aléatoire pour simuler une seconde *FEP* long temps de pose et pour estimer le bruit additionnel créé par cette variabilité de *FEP*. Pour simuler des aberrations statiques différentielles, on pourrait, d'autre part, utiliser un écran de phase supplémentaire fixe.

Un autre point critiquable dans le modèle, déjà mentionné précédemment, est le fait que le mode coronographique est simulé pour un simple masque occulteur sans masque de pupille. Dans le cas d'un coronographe de Lyot, les ailes de la *FEP* de l'étoile centrale sont atténuées et, par conséquent, les bruits de speckles *bouillonnnants* et de photons. Dans ce contexte, contrairement aux sources d'erreur liées aux résidus de soustraction, le modèle devrait être plus pessimiste. On s'attend toutefois à une dégradation plus forte due à la variabilité de la *FEP* entre l'étoile et sa référence confortant le fait que les prédictions du modèle soient plus optimistes.

Pour l'étude de futurs systèmes coronographiques, il serait intéressant d'utiliser au lieu

des *FEPs* long temps de pose, des fronts d'onde corrigés par OA et de simuler différents types de coronographes (Lyot, Lyot apodisé, CMP, CMPD, C4Q, CIA) pour préciser leurs performances de détection.

4.5 Applications du modèle de contraste

Dans cette partie, je présente deux applications du modèle de contraste qui ont permis de préparer des observations du temps garanti de NACO. Elles ont porté, premièrement sur l'étude de disques CS autour de étoiles de Herbig et deuxièmement, sur l'étude de la multiplicité des étoiles ayant une planète détectée par mesures de vitesse radiale.

4.5.1 Détectabilité de disques de débris

Domaine d'évolution

Jean-Charles Augereau a consacré sa thèse à l'étude de l'évolution des disques CS dans un domaine qui couvre des étoiles en fin de pré-SP jusqu'en début de SP. Il s'est fortement impliqué dans des observations à HC et HRA pour étudier, particulièrement, l'environnement CS des jeunes étoiles de Herbig Ae/Be, de masses intermédiaires (2 à 10 $M_{\odot}$). Jeunes, ces étoiles possèdent encore un environnement CS très massif, constitué de poussières et de gaz et se caréctérisent par des excès IR très importants (Malfait et al. 1998). Ces étoiles se forment uniquement dans les nuages moléculaires géants et sont le lieu d'une riche variété de processus physiques, phénomène d'accrétion et jets bipolaires, avant de rejoindre la SP. Parmi cette population d'étoiles de masses intermédiaires ayant rejoint la SP, une proportion non-négligeable possède un fort excès IR mis en évidence dans les observations IRAS et ISO. À tous les stades d'évolution, ces excès témoignent de la présence de disques et/ou d'enveloppes sphériques dans leur environnement CS. Les détections récentes de disques de poussières, notamment autour de l'étoile de type Herbig Ae/Be HD 100546 (Augereau et al. 2000) et de la très jeune étoile SP HD 141569 (Augereau et al. 1999b; Mouillet et al. 2001), ont confirmé ces suppositions (voir figure 4.5, haut). L'étude de ces disques s'avère primordiale pour comprendre les mécanismes physiques de formation et d'évolution planétaire. Pour ce domaine d'évolution des étoiles de Herbig en fin de pré-SP et accèdant à la SP, le modèle de disques optiquement fins de Augereau (2000) permet, à partir de contraintes observationnelles, de déterminer la morphologie du disque, sa géométrie, la distribution de taille des grains, leur composition chimique et la dynamique du système.

Sélection de candidats NACO

Dans la continuité de cette étude des disques CS, un programme d'imagerie profonde avec l'instrument NACO est consacré à l'étude des étoiles de Herbig pré-SP et SP ayant d'importants excès IR. Le but est bien évidemment de prospecter l'environnement CS pour détecter de nouveau disques, depuis la phase Herbig Ae/Be jusqu'à la phase de disque de

débris en couvrant au mieux la période supposée de transition. Dans ce contexte, je me suis intéressé à sélectionner parmi la liste d'étoiles de Herbig de Malfait et al. (1998), les candidates les plus intéressantes pour les futurs observations avec l'instrument NACO. Cette compilation d'étoiles recouvre, en fait, des stades d'évolution très divers incluant des objets possèdant des disques optiquement fins tel HD 141569.

J'ai tout d'abord pré-sélectionné les sources à partir des critères suivants :

- Une distance ($d < 500$ pc) pour étudier des séparations physiques de l'ordre de 3 UA (50 *mas* à 50 pc) à 30 UA (50 *mas* à 500 pc).
- Un âge de plus de 2 millions d'années approprié à l'étude des mécanismes de dissipation des disques CS qui conditionnent la formation planétaire.
- Et, enfin, l'observabilité des candidats par rapport au site de Paranal.

J'ai ensuite utilisé le modèle de disques optiquement fins, créé par Augereau (2000), pour simuler une grille de disques proto-typiques autour de chaque candidate. La structure et la quantité de matière dans le disque sont *a posteriori* contraintes par les observations IRAS à 12, 24, 60 et 100 μm. Le modèle est totalement valide pour les disques les plus dissipés (disques de débris). En limitant l'étude à un nombre restreint de paramètres, le modèle est aussi un bon estimateur pour les disques les plus jeunes, bien que les limites de validité du modèle soient franchies. J'ai finalement comparé les profils de brillance des disques aux limites de détection fournies par le modèle de contraste dans le cas d'observations coronographiques avec NACO.

Illustration du cas de HR 4796 A

Illustrons à présent l'utilisation du modèle de disques otpiquement fins et du modèle de contraste dans le cas d'une source ayant les mêmes paramètres stellaires et la même distance que HR 4796 A : A1V, $V = 5.8$ et $d = 65$ pc. J'ai considéré ici trois disques proto-typiques situés à des distances à l'étoile de : 70 UA (anneau, optiquement fin, réellement observé autour de HR 4796 A), 140 UA et 400 UA (distance du disque externe de HD 141569). Ces disques sont définis selon les critères suivants :

- **La géométrie**. Le modèle de Augereau (2000) suit l'approche de Artymowicz (1997), qui décrit la répartition spatiale de poussières circumstellaires selon une distribution radiale et une distribution verticale. La distribution radiale du disque, dans les parties internes et externes, est définie par deux lois de puissance. La distribution verticale suit une loi de puissance exponentielle dont la largeur à mi-hauteur évolue linéairement avec le rayon du disque. Dans le cas des trois disques proto-typiques, j'ai donc choisi deux premières distributions radiales piquées à 70 UA et 140 UA,décrivant (lois de puissance abruptes en r_{int}^{8} puis r_{ext}^{-8}). Le troisième disque a une distribution radiale piquée à 400 UA avec une évolution douce dans les parties internes et une rupture plus brutale dans les bords externes (lois de puissance en r_{int}^{1} puis r_{ext}^{-8}). L'inclinaison du disque est de 70° par rapport à un disque qui serait vu de face.
- **La distribution de taille de grains**. Elle suit une loi différentielle en puissance -3.5

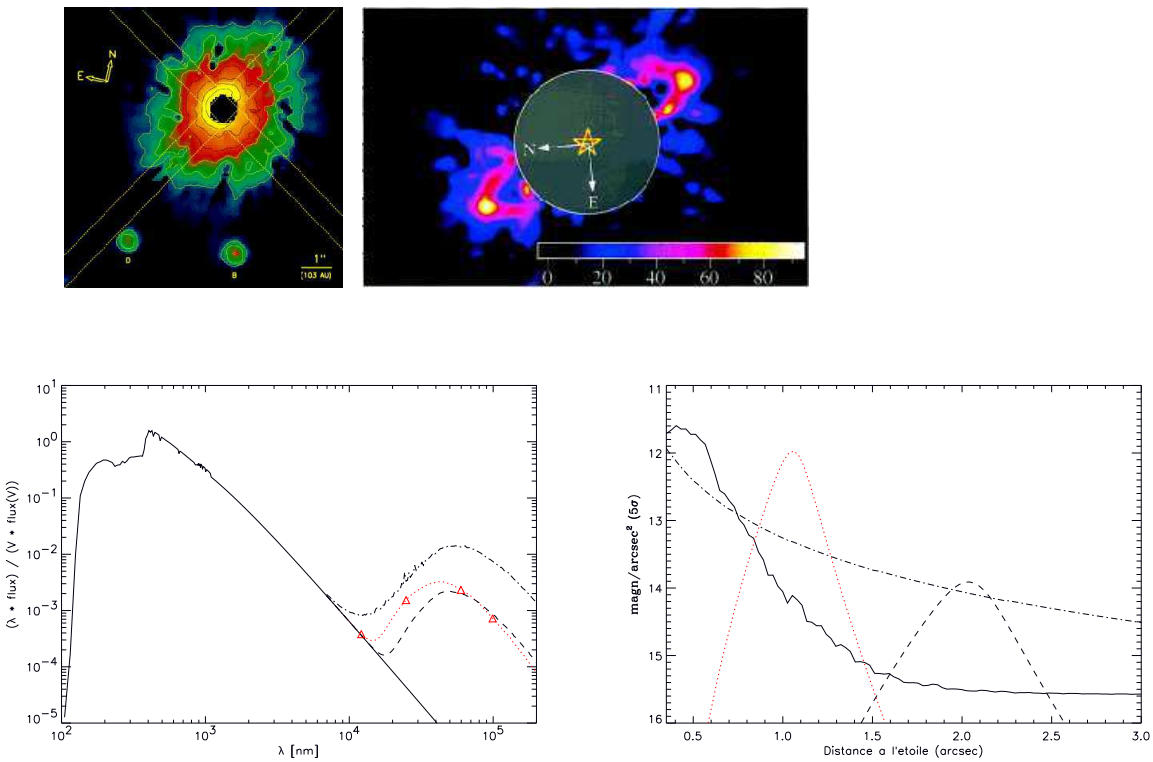

FIG. 4.5 – **Haut á droite :** Imagerie coronographique ($\oslash = 0.7''$) à 1.6 μm du disque CS de l'étoile de Herbig HD 100546. Cette étoile a été observée avec l'instrument HST/NICMOS2. **Haut à gauche :** Image coronographique à 1.1 μm de l'anneau de poussière de l'étoile HR 4796 A située à 70 UA. L'instrument utilisé est aussi HST/NICMOS2.**Bas à gauche :** Distributions spectrales d'énergie de l'étoile HR 4796 A associées aux trois disques proto-typiques piqués à 70 UA (*pointillés rouges*), à 210 UA (*tirés*) et à 400 UA (*tirés-pointillés*). Les valeurs de flux mesurés par *IRAS* sont aussi reportées (*triangles rouges*). **Bas à droite :** Profils de brillance associés à chacune des distributions spectrales d'énergie précédentes : piqués à 70 UA (*pointillés rouges*), à 210 UA (*tirés*) et à 400 UA (*tirés-pointillés*). Ces profils sont comparés à la limite de détection de NACO en coronographie ($\oslash = 1.4''$) en bande K (trait plein). Le *TO* est de 20mn. Le disque annulaire piqué à 70 UA (tracé en *rouge*) est une description fidèle de l'anneau de poussières détecté autour de HR 4796 A par (Augereau et al. 1999b; Schneider et al. 1999).

de type collisionnelle entre deux tailles limites de grains. Une distribution typique, avec des tailles s'étendant entre 1 μm et 1 cm, est considérée ici.

- **Les propriétés optiques des grains**. Elles s'appuient sur le modèle de Greenberg & Hage (1990). J'ai utilisé des grains composés de silicate amorphe et de matériaux organiques. La porosité des grains est de 50%, caractéristique des agrégats de poussières interstellaires selon Mathis (1996), et le vide entre ces grains est à 10% occupé par de la glace d'eau amorphe.
- **Enfin, la quantité de poussières**. Elle est contrainte par les flux IRAS de 1.4, 4.3 et 5.4 Jy respectivement mesurés à 25, 60 et 100 μm pour l'étoile HR 4796 A. La profondeur optique induite est mesurée afin de toujours vérifier que l'hypothèse d'un

disque optiquement fin est bien respectée.

Au final, j'ai obtenu les distributions spectrales d'énergie de chaque disque correspondant à l'émission thermique des poussières (reportées dans la figure 4.5, *en bas à gauche*) et les profils de brillance en lumière diffusée pour la bande K en fonction de la distance à l'étoile (reportés dans la figure 4.5, *à droite*). Les profils de brillance sont obtenus à partir du demi grand axe des disques proto-typiques.

J'ai ensuite simulé une observation avec NACO de HR 4796 A, dans le mode d'imagerie coronographique ($\oslash = 1.4''$). J'ai considéré un TO égal à 20 mn. Dans la figure 4.5 (*en bas à droite*), est superposée la limite de détection de NACO aux profils de brillance dans la bande K des trois disques. Je confirme ainsi la détectabilité de l'anneau de poussières de HR 4796 A avec NACO. J'ai appliqué cette même démarche à la liste d'étoiles sélectionnées lors du travail bibliographique sur les sources de Malfait et al. (1998). J'ai ainsi sélectionné 8 sources de première priorité, pour les observations temps garanti NACO qui ont débuté en novembre 2002. Il s'agit de HD 34282, HD 38087, HD 100453, HD 139614, HD 149914, SAO 185668 et HD 169142 s'ajoutant aux trois sources avec des disques déjà détectés HD 100546, HD 141569 et HD 163296.

4.5.2 Étude préparatoire de la multiplicité des étoiles à planète(s)

Une seconde illustration est le travail préparatoire consacré à l'étude de l'impact de la multiplicité sur la formation planétaire (voir chapitre 1, Partie III). Ce programme d'imagerie est mené en collaboration avec le groupe de l'observatoire de Genève. Afin de préparer ces observations, j'ai utilisé le modèle de contraste pour étudier la configuration instrumentale optimale et déterminer la masse des objets les plus faible susceptibles d'être détectés. J'ai donc estimé les limites de détection atteintes avec NACO en imagerie classique pour un TO typique de 5 mn choisi dans l'idée de couvrir un échantillon statistique d'une centaine de sources. J'ai ensuite comparé ces valeurs aux prédictions actuelles des modèles évolutifs du Groupe de Lyon, adaptés à la description des naines M, L et T. Il s'agit du modèle de Baraffe et al. (1998) (BCAH98) et des modèles DUSTY et COND de Chabrier et al. (2000).

Dans la figure 4.6 sont présentés les résultats pour une étoile à planète typique (G2V et $V = 7$) située à une distance de 10 pc. Les objets les plus faibles détectables au delà de 3 UA ($0.3''$ à 10 pc) ont une masse de 80 et 70 M_J respectivement en bandes J et K. Les bandes H et K apparaissent plus adaptées pour la recherche de compagnons en termes de contraste malgré une résolution un peu plus faible que la bande J.

Les contrastes en mode coronographique montrent le gain important apporté par cette technique pour explorer des régimes de masse substellaire. Ce gain est lié au fait que les sources observées sont ici brillantes. Les observations sont donc limitées dans la *zone externe* par le bruit de lecture. Pour rester fidèle à la stratégie d'observation limitant le TO par objet à 5 mn, on peut penser combiner images classiques puis images saturées pour étendre l'étude de multiplicité au domaine substellaire.

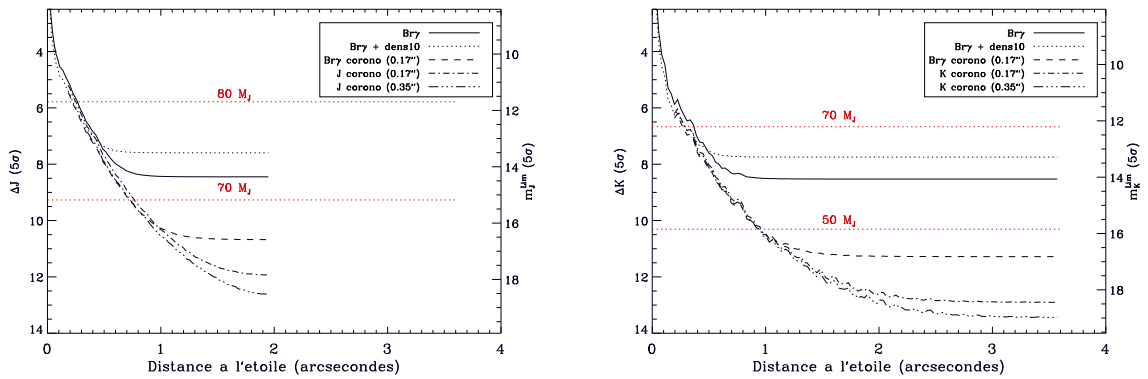

FIG. 4.6 – Détectabilité de compagnons faibles autour d'une étoile à planète typique (G2V, $V = 7$), située à 10 pc et observée avec NACO. Les résultats à 1.2 μm dans la bande J et en FeII sont reportés *à gauche*, ceux à 2.2 μm en bande K et en Brγ *à droite*.

4.6 Éléments de réflexions

À partir du modèle de contraste, il est à présent intéressant de comprendre de quelle façon évolue le contraste en fonction des différents paramètres (Télescope, Système d'OA et Caméra), selon les différents régimes de bruit dominant dans l'image. Considérons toujours dans le cas d'un astronome au télescope ayant un *TO* imparti pour faire l'observation d'une étoile. Le contraste peut être alors exprimé dans chacun des régimes de bruit en remplaçant dans l'Eq. 4.12, les *DIT* et *NDIT*, par les Eq. 4.2, 4.3 et 4.4 pour les modes d'imagerie classique et d'imagerie coronographique. La Table 4.3 présente de façon concise les différents paramètres pertinents qui influent sur le contraste pour chaque mode et chaque régime de bruit.

À partir des prédictions du modèle de contraste, étudions maintenant comment varient les limites de détection en fonction de chaque paramètre observationnel. Je fais ici le choix de me placer dans le cas d'un objet de magnitude $K = 10$, observé en bande K avec l'instrument NACO au VLT pour un temps effectif de 30 mn. La correction est considéré pour un $Sr = 47\%$. Le mode de lecture double échantillonnage corrélé et le mode détecteur *High Sensitivity* sont considérés correspondant à une $LIN = 35000$ e$^-$ et un $RON = 55$ e$^-$. Le *TP* est ici nul, l'ET du ciel de 13 mag/arcsec^2. Ce cas est représenté dans les graphiques suivants par une *ligne solide noire*. Les *lignes en tirés et pointillés rouges* correspondent ensuite aux évolutions associées à la variation d'un paramètre : *TO*, *TP*, *LIN*, *RON*, *Sr*.

Je rappelle ici l'hypothèse sur le *DIT* : **le temps d'intégration est fixé de façon à remplir la limite de linéarité à 1% du détecteur**. La correction est, par ailleurs, considérée constante ($Sr = 47\%$) quelle que soit la magnitude de l'étoile observée. Dans cette approche, le mode coronographique de NACO est simulé par un simple masque occulteur. Cela revient à imager l'objet d'étude avec des facteurs de saturation de ~ 260 et ~ 2800 pour correspondre respectivement à des masques coronographiques occulteurs de $\oslash = 0.7''$ et $\oslash = 1.4''$.

TAB. 4.3 – Évolution du contraste pour les modes d'imagerie classique et d'imagerie coronographique. Les paramètres pertinents sont donnés ensuite pour chaque régime de bruit dominant (Lecture, Thermique, Photon et Speckles *bouillonnnants*).

Régime de bruit	Mode classique	Mode coronographique
Lecture	$\frac{\sqrt{FEP_n(0)\,N^*_{e^-/s}}\,\sqrt{TO}\,\sqrt{LIN}}{RON}$	$\frac{\sqrt{FEP_n(0)\,N^*_{e^-/s}}\,\sqrt{TO}\,\sqrt{LIN}\,\sqrt{f_s}}{RON}$
Thermique	$\frac{FEP_n(0)\,N^*_{e^-/s}\,\sqrt{TO}}{\sqrt{N^{therm}_{e/s/px}}}$	$\frac{FEP_n(0)\,N^*_{e^-/s}\,\sqrt{TO}}{\sqrt{N^{therm}_{e/s/px}}}$
Photons	$\frac{FEP_n(0)\,\sqrt{N^*_{e^-/s}}\,\sqrt{TO}}{\sqrt{FEP_n(r)}}$	$\frac{FEP_n(0)\,\sqrt{N^*_{e^-/s}}\,\sqrt{TO}}{\sqrt{FEP_n(r)}}$
Speckles	$\frac{FEP_n(0)\,\sqrt{TO}}{f_n^{Halo}(r)\,\sqrt{\tau_0}}$	$\frac{FEP_n(0)\,\sqrt{TO}}{f_n^{Halo}(r)\,\sqrt{\tau_0}}$

4.6.1 Effet d'éblouissement

Avec les nouvelles générations de grands télescopes au sol de 8 à 10 m, les surfaces collectrices augmentant, il est possible d'aller chercher des sources de plus en plus faibles. Cependant, pour des sources extrêmement brillantes, les instruments souffrent d'un effet d'éblouissement car la dynamique des détecteurs ainsi que les temps d'intégration minimum n'ont pas suivi cette évolution. Paradoxalement, il est nécessaire de gaspiller des photons, c'est à dire de limiter leur nombre en utilisant des filtres à bandes étroites et/ou des densités pour ne pas aveugler le détecteur. On dégrade donc les performances de détection. Cet effet est déjà abordé et illustré dans la figure 3.4 du chapitre 3. Pour palier ce problème, il est alors nécessaire d'utiliser des détecteurs se comportant bien à saturation, c'est-à-dire des détecteurs qui ne bavent pas, sans fantômes électroniques ou de phénomènes de rémanence. Il est bien sûr possible d'utiliser aussi la coronographie.

4.6.2 Plus de temps d'observation

Il est rassurant, tout d'abord, de vérifier que passer plus de temps à la coupole (augmenter le TO sur l'étoile) permet toujours d'accroître le contraste. Par contre, le gain sur le TO varie seulement à la racine, quel que soit le régime de bruit. Passer de 1 mn à 30 mn apporte clairement une augmentation significative du contraste ($\Delta K = 1.85$), malheureusement bien moins évidente au passage de 30 mn à 2 h ($\Delta K = 0.75$) (voir figure 4.7 *en haut*).

4.6.3 Être toujours plus efficace

Toujours de manière intuitive, réduire le TP lors des observations à courts temps d'intégration est crucial pour ne pas dégrader les performances de détection. Prenons le cas de l'instrument PUEO/KIR. Une étoile de magnitude $K = 7.4$ (HD 34282, par exemple) remplit le détecteur sans saturation, en ajustant le DIT à 3 s. Le TP de lecture et de sauvegarde étant de 9 s, l'efficacité des observations est alors seulement de 25%. Dans le cas de notre étoile de magnitude $K = 10$ observée avec NACO, le DIT est ajusté à 0.35 s. J'ai représenté dans la

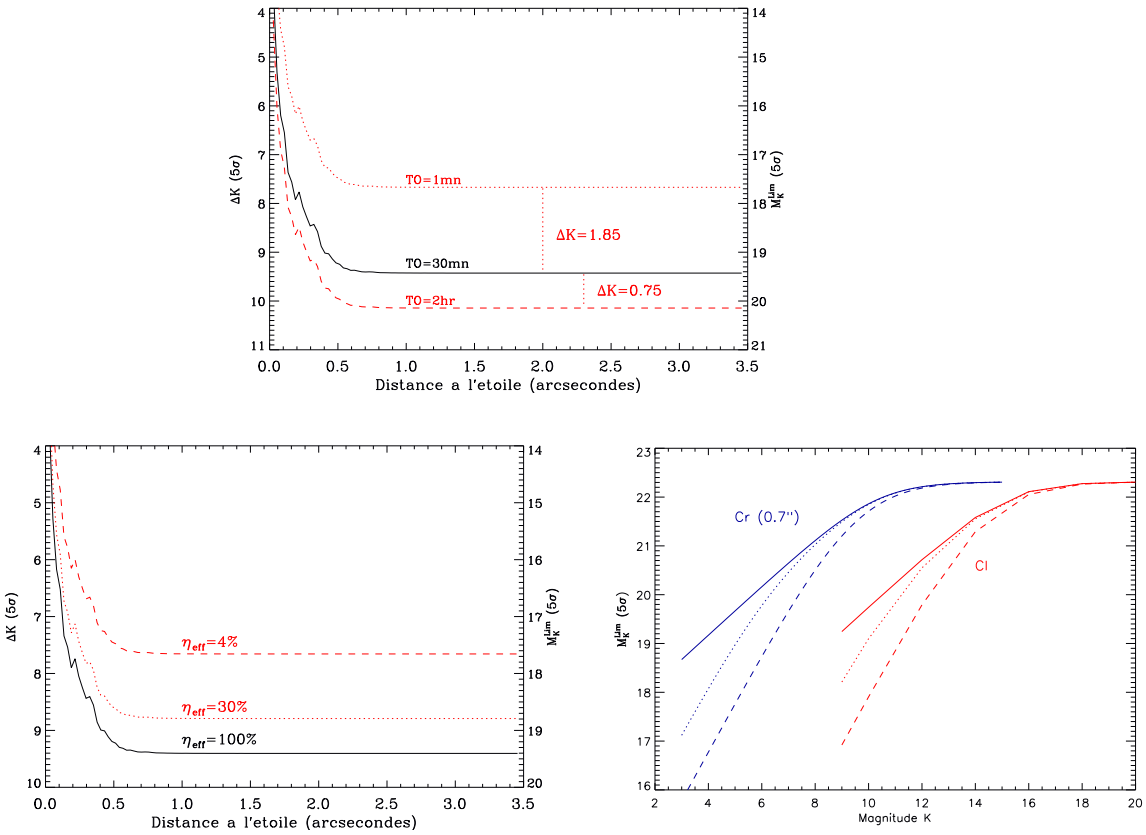

FIG. 4.7 – **Haut :** Évolution du contraste en fonction du TO dans le cas d'une étoile de magnitude $K = 10$ observée dans une configuration standard de NACO en bande K. Le mode détecteur de CONICA est *High Sensitivity* correspondant à une $LIN = 35000$ e$^-$ et un $RON = 55$ e$^-$. La correction est de $Sr = 47\%$ et l'efficacité de d'observation est ici de 100%. Les TOs, considérés en plus du cas de référence de 30 mn, sont : 1 mn et 2 h **Bas à gauche :** Évolution du contraste en fonction de l'efficacité d'observation η_{eff}. La configuration observationnelle est celle de la figure 4.7. Les efficacités considérées sont de 4, 30 et 100% correspondant respectivement à des TPs de 10, 3 et 0.8 s. **Bas à droite :** Magnitude limite dans la *zone externe* en fonction de la magnitude de l'étoile étudiée. Les TPs considérés sont aussi de 10, 0.8 et 0 s. La correction est considérée constante ($Sr = 47\%$) quelle que soit la magnitude l'étoile.

figure 4.7 (*en bas à gauche*), les courbes de contraste attendues pour différentes efficacités d'observation : 100% ($TP = 0.$ s), 30% ($TP = 0.8$ s) et 4% ($TP = 10$ s). Cette dégradation est aussi à la racine de l'efficacité d'observation. Les dégradations sont alors de $\Delta K = 0.65$ et $\Delta K = 1.74$ aux passages respectifs de 100% à 30% et de 100% à 4%.

La figure 4.7 (*en bas à droite*) illustre l'évolution de la magnitude limite attendue dans la *zone externe* de l'image, limitée par le bruit de lecture ou l'ET, en fonction de la magnitude de l'étoile observée. La correction est supposée ici constante ($Sr = 47\%$), quelle que soit la magnitude de l'étoile. Cela revient à considérer pour des magnitudes faibles l'utilisation d'une étoile guide brillante. Les TPs considérés sont de 0 s, 0.8 s et 10 s. Cette figure illustre

par ailleurs tout l'intérêt de l'utilisation de la coronographie pour accroître la sensibilité des observations dans la *zone externe* en considérant, par exemple, la magnitude limite en modes d'imagerie classique et d'imagerie coronographique de notre étoile de magnitude $K = 10$.

4.6.4 Domaine d'utilisation du coronographe ou de la saturation

Attardons-nous à présent sur le phénomène de compétition entre le bruit de lecture et le bruit d'ET dans la *zone externe* de l'image. Sur la figure 4.8 (*en haut à droite*), sont reportées les variances des deux bruits en fonction de la magnitude de l'étoile dans le cas de l'imagerie classique en bande K, en bande étroite Brγ, et de l'imagerie coronographique avec un masque occulteur $\oslash = 0.7''$ et $\oslash = 1.4''$ en bande K. Le régime bruit de lecture apparaît clairement prédominant pour des objets de magnitude $K < 17$. L'utilisation d'un coronographe ou la possibilité de saturer le détecteur sur un facteur relativement important permet de gagner en sensibilité pour ces objets.

Il est facile à partir des réflexions précédentes sur les variances de lecture et d'ET d'illustrer l'intérêt d'utiliser un coronographe. C'était déjà apparent dans la figure 4.7 (*en bas à droite*). Voici à présent une comparaison directe des contrastes coronographiques obtenus avec des masques de diamètre $\oslash = 0.2''$ et $\oslash = 1.4''$. Ces tailles de masque correspondent à des facteurs de saturation équivalents $f_s \sim 27$ et $f_s \sim 2800$, respectivement. Les performances de détection des deux modes d'imagerie sont présentées dans la figure 4.8 (*en haut à gauche*). L'étoile que j'utilise comme exemple depuis le début étant de magnitude $K = 10$, la *zone externe* est limitée par le bruit de lecture, comme illustré par la figure 4.8 (*en haut à droite*). Dans le cas où la *zone externe* de l'image coronographique reste limitée par le bruit de lecture, le gain en contraste est de $\Delta K = 1.7$ et $\Delta K = 3.1$ pour des masques de $\oslash = 0.2''$ et $\oslash = 1.4''$. Cette supposition est vraie dans le cas d'un masque de $\oslash = 0.2''$, comme on le voit sur la figure 4.8 (*en haut à gauche*) mais elle est fausse pour un masque de $\oslash = 1.4''$. En effet, la figure 4.8 (*en haut à gauche*) confirme que l'ET thermique domine en mode coronographique ($\oslash = 1.4''$) pour des objets de magnitude $K > 9$.

4.6.5 La dynamique du détecteur

De la figure 4.8 (*en haut à droite*), le régime de bruit de lecture est dominant dans la *zone externe* de l'image en imagerie classique pour des étoiles $K < 17$, en coronographie pour des magnitudes $K < 11.5$. et $K < 9$ avec respectivement des masques de $\oslash = 0.7''$ et $\oslash = 1.4''$.

Comment gagner encore plus en termes de contraste ?
Dans la Table 4.3, lorsque le régime de bruit de lecture domine, il est intéressant d'optimiser la dynamique du détecteur qui peut permettre de gagner dans le meilleur des cas en $\frac{\sqrt{LIN}}{RON}$. La figure 4.8 (*en bas*) donne les évolutions du contraste en jouant sur la *LIN* et le *RON*. Une variation de *LIN* d'un facteur 5 amène une augmentation du contraste de $\Delta K = 0.88$ et une variation du même facteur pour le *RON* de $\Delta K = 1.76$.

Toujours en s'appuyant sur la Table 4.3, la *zone interne* ne varie par contre aucunement

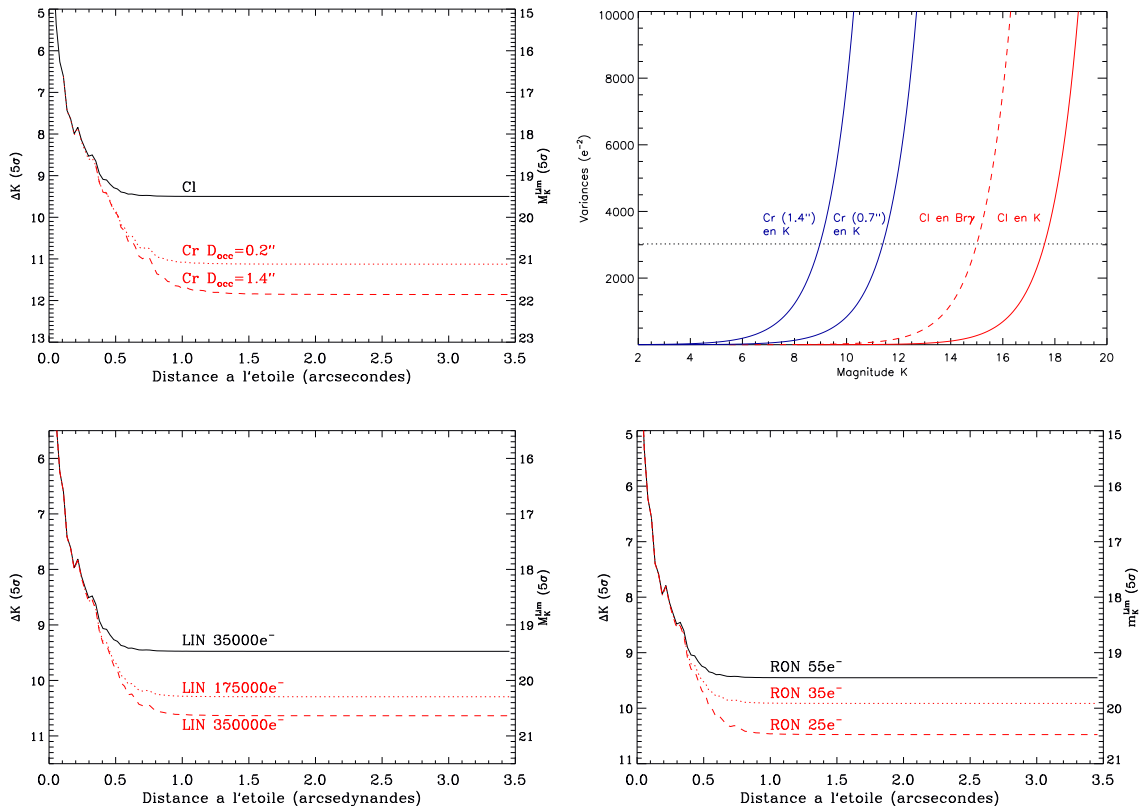

FIG. 4.8 – **Haut à gauche :** Évolution du contraste en fonction du mode d'imagerie classique et d'imagerie coronographique, pour des maques de $\oslash = 0.2''$ et $\oslash = 1.4''$. La configuration observationnelle est celle de la figure 4.7. **Haut à droite :** Comparaison des variances des bruits de lecture ($RON = 55\,e^-$) et d'ET (ET = 13 magn/arcsec^2) en fonction de la magnitude de l'étoile, dans les bandes K et Brγ, dans les modes d'imageries classique et coronographie.**Bas :** Évolution du contraste en fonction de la dynamique du détecteur, c'est-à-dire de la linéarité et du bruit de lecture. La configuration observationnelle est celle de la figure 4.7. **En Bas à gauche :** les *LIN* considérées sont de : 35 000 e^-, 175 000 e^- et 350 000 e^-. **En bas à droite :** Les *RON* considérés sont de : 55 e^-, 35 e^- et 25 e^-.

avec la *LIN* ou le *RON*. Optimiser la dynamique du détecteur a donc une influence seulement sur la *zone externe*. Cette optimisation reste néanmoins un point crucial dans le contexte de développement de futurs instruments à HC et HRA.

4.6.6 Régimes de bruit en fonction de la magnitude de l'objet

À partir des formules analytiques des bruits classiques et de speckles *bouillonnnants*, il est possible de déterminer quels sont les régimes de bruit qui dominent dans les *zones interne* et *externe* de l'image en fonction de la magnitude de l'étoile étudiée. La distance de transition entre ces deux zones peut être par ailleurs estimée. J'ai reporté sur la figure 4.9 trois exemples, correspondant aux modes d'imagerie classique et d'imagerie coronographique, pour deux tailles de masque occulteur ($\oslash = 0.7''$ et $\oslash = 1.4''$) dans la bande K.

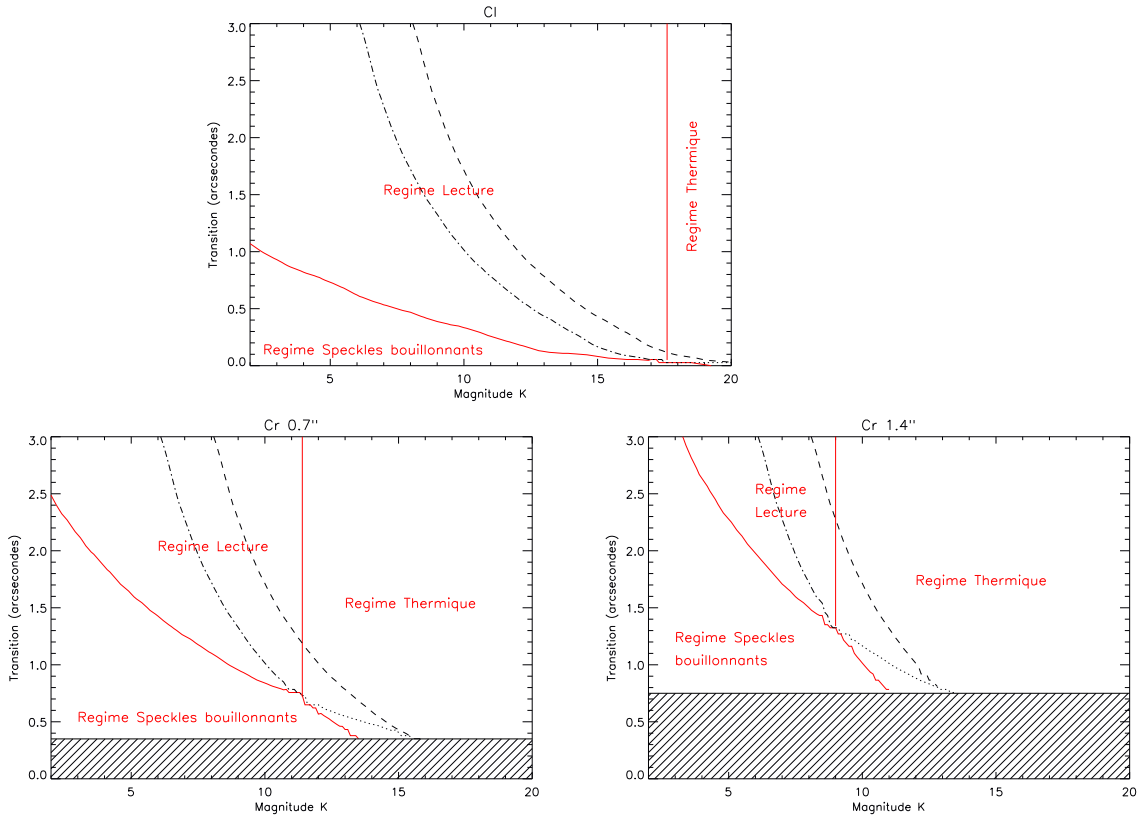

Fig. 4.9 – Étude des régimes de bruits dans l'image en fonction de la magnitude de l'étoile, pour les modes d'imagerie classique et d'imagerie coronographique ($\oslash = 0.7''$ et $\oslash = 1.4''$). Je considère toujours une configuration standard du détecteur, mode de lecture double échantillonnage corrélé et mode détecteur *High Sensitivity* ($LIN = 35\,000$ e$^-$ et $RON = 55$ e$^-$). Sont représentées les distances de transition entre chaque régime de bruit, c'est-à-dire entre bruit de speckles *bouillonnnants* et bruit de lecture (*ligne en pointillés*), entre bruit de speckles *bouillonnnants* et bruit thermique (*ligne en tirets-pointillés*) et entre bruit de speckles *bouillonnnants* et bruit de photons (*ligne en tirets*). À partir de ces distances, les régimes de bruit dominant dans l'image peuvent alors être identifiés, ainsi que les frontières des régimes de bruit (*ligne solide rouge*). La zone hachurée est occultée par le masque coronographique.

De ces trois études, il ressort qu'il n'existe en bande K, ni en imagerie classique ni en imagerie coronographique, de régime de bruit de photons dominant pour une plage de magnitude $K < 18$ pour une bonne correction d'OA et dans les conditions standards de fonctionnement de NACO que j'ai considérées ici. Le bruit de speckles *bouillonnnants* est donc toujours dominant dans la *zone interne*. Viennent ensuite dans la *zone externe* les bruits de lecture et d'ET en compétition. La transition entre ces deux régimes de bruits est en accord avec l'expression de leurs variances en fonction de la magnitude pour les trois cas considérés (voir figure 4.8, *en haut à droite*).

On notera l'étendue importante de la *zone interne* limitée par le bruit de speckles *bouillonnants* en imagerie coronographique, par exemple, jusqu'à une séparation de $1.2''$ (80 UA) pour

une étoile comme HR 4796 A. Ces figures illustrent à quel point le bruit de speckles *bouillonnnants* est dominant dans les premières arcsecondes, lors de l'observation de sources brillantes, là où les futurs instruments imageurs de planètes doivent gagner en termes de contraste. L'utilisation de l'imagerie différentielle, technique permettant de soustraire une composante importante de l'atmosphère, apparaît cruciale pour réduire la dégradation du bruit de speckles *bouillonnnants*. Je me permets ici une parenthèse pour décrire le principe de cette technique.

Je décrirai ici brièvement la technique utilisée dans le cadre de la caméra TRIDENT développée par Marois et al. (2000). Elle consiste à imager simultanément une étoile dans trois longueurs d'onde proches de 1.57 (continuum), de 1.625 et de 1.68 μm. De ce fait, la turbulence atmosphérique et les aberrations du télescope (avant la caméra) sont les mêmes pour les trois images. En jouant sur le fait que des compagnons faibles de type naine brune à méthane (naine T) ont une forte absorption dans les bandes à méthane à 1.625 et 1.68 μm, il est alors possible d'obtenir une soustraction précise de l'étoile centrale et de la contribution atmosphérique tout en détectant le compagnon faible. Le bruit de speckles *bouillonnnants* est alors théoriquement nul. Les effets de chromaticité de la *FEP* et les aberrations différentielles des trois voies de mesure de la caméra compliquent la soustraction de l'étoile. En pratique, cette soustraction qui serait théoriquement parfaite avec deux longueurs d'onde est optimisée pour trois, voire cinq longueurs d'onde.

4.6.7 Un meilleur Strehl

Intéressons-nous à présent à la qualité d'image et à son impact sur les limites de détection de NACO. La figure 4.10 (*en haut à gauche*) présente les prédictions de contraste en se plaçant toujours dans le cas de notre étoile de magnitude $K = 10$ pour l'imagerie classique. Cette fois, différents niveaux de correction sont appliqués : $Sr = 47\%$ (performances actuelles de NACO), 58% et 84%.

Imaginons que l'étoile que nous observons est la source S18 (M3, $V = 13$ et $K = 9.8$) de l'association jeune MBM 12, située à 65 pc et âgée de 2 millions d'années. L'instrument NACO est utilisé en coronographie avec un masque de $\oslash = 0.35''$. J'ai reporté sur la figure 4.10 (*en haut à droite*) les estimations de contraste en fonction de la correction comparée à la brillance attendue pour une planète géante de 2 M_J. Cette figure montre que nous atteignons actuellement une limite importante en imagerie, celle de la taille attendue des systèmes planétaires (de l'ordre de 10 à 100 UA). Une très bonne correction, c'est-à-dire la recherche d'un très fort Sr, réduit l'étendue de la *zone interne* dominée par le bruit de speckles *bouillonnnants* et donc d'augmenter les performances de détection dans les premiers dixièmes d'arcsecondes. Un Sr très élevé ($\geq 90\%$) apparaît crucial pour le développement d'une futur imageur de planètes, si l'on souhaite explorer les environnements circumstellaires au delà de quelques unotés astronomiques.

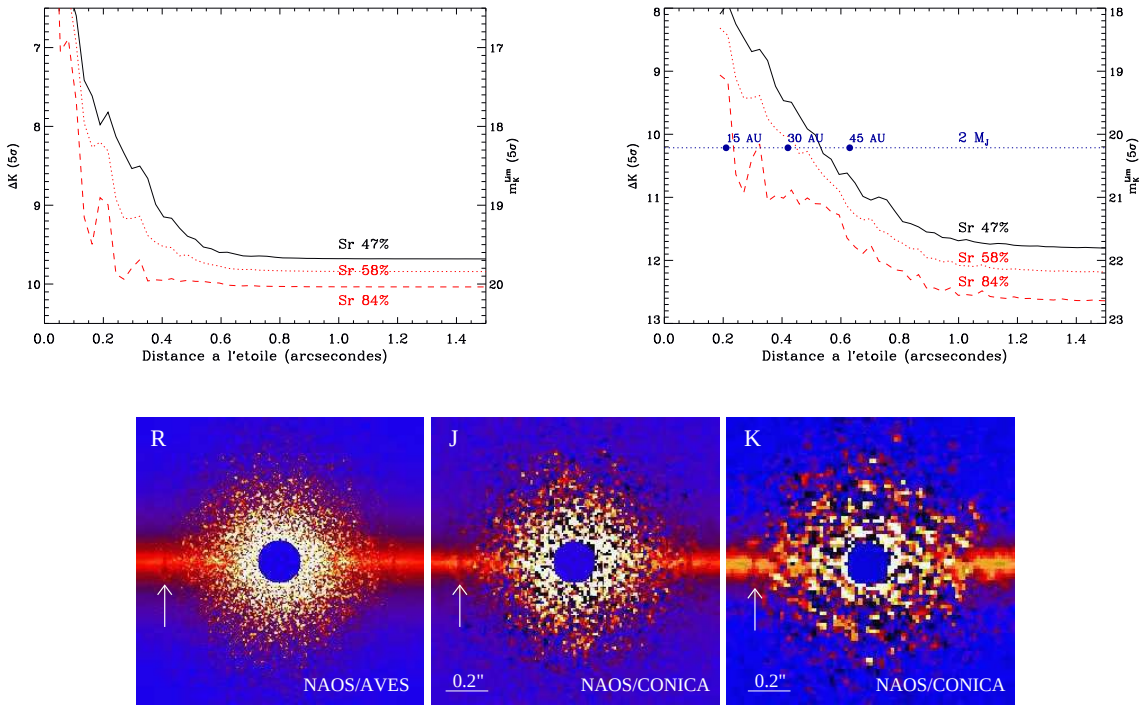

Fig. 4.10 – **Haut :** Étude du contraste en fonction du Sr dans le cadre de l'imagerie classique (*haut à gauche*) et de l'imagerie coronographique (*haut à droite*) avec un masque de diamètre $\oslash = 1.4''$. La source et les conditions d'observation sont décrites précédemment. **Bas :** Simulations d'images en bandes R, J et K du disque de β Pictoris (A5V, $V = 3.9$ et $d = 20$ pc) avec un sillon situé à 18 UA et de largeur 0.2 UA (*fléché*). Le gain en résolution permet de clairement détecter ce sillon en R en comparaison des deux bandes IR J et K. Le Sr est respectivement de 22%, 58% et 84% en R, J et K. La $LIN = 300\,000$ e$^-$ et le $RON = 20$ e$^-$.

4.6.8 Des imageurs visibles couplés à l'OA

Nous venons de voir l'impact crucial des hauts Sr pour les futurs instruments d'imagerie d'exoplanètes. Nous avons vu dans le chapitre 1 que le Sr se dégrade vers les courtes longueurs d'onde. Par exemple, dans le cas d'une très bonne correction, le Sr passe de 84% en K à 22% en R. Cette correction n'est toutefois pas négligeable et l'idée d'utiliser un imageur visible n'est pas saugrenue. Elle permettrait de gagner sur la résolution des images proportionnellement à λ. Cette idée a d'ailleurs traversé l'esprit des concepteurs de NAOS qui ont prévu une sortie auxiliaire pour une autre caméra de détection. La caméra visible AVES était supposée occuper cette place mais le projet n'a pour l'instant pas abouti.

Dans ce contexte, j'ai utilisé le modèle de contraste pour illustrer l'intérêt de la caméra AVES couplée à un système d'OA fournissant une très bonne correction. Considérons le cas de l'étoile β Pictoris situ7e à ~ 20 pc observée en coronographie ($\oslash = 0.17''$) avec NAOS et CONICA en J et K et AVES en R. J'ai simulé dans la figure 4.10 (*en bas*) les images coronographiques du disque CS de cette étoile en incluant un sillon dans le disque vu par la tranche.

Ce sillon a pour largeur 0.2 UA et se situe à 18 UA de l'étoile, soit $0.9''$. Les images ont ensuite été bruitées en tenant compte des bruits standards et du bruit de speckles *bouillonnnants*. Ce sillon est clairement détecté sur les observations visibles en R en comparaison des images en J et K. Malgré une correction moins bonne, la bande R profite tout de même du gain en termes de résolution. Bien que l'imageur visible de NAOS semble actuellement tomber dans les oubliettes, l'idée reste néanmoins très intéressante pour les futurs instruments d'OA, fournissant une meilleure correction.

4.7 Conclusion

Ce chapitre m'a permis de présenter le travail de réflexion sur les capacités de détection des instruments d'OA auquel je me suis consacré au cours de ces trois dernières années. Ce travail a abouti à la création d'un modèle de contraste, outil de prédiction des performances de détection des instruments d'OA dédiés à l'imagerie à HC et HRA. Ce modèle m'a non seulement servi à préparer des observations, mais aussi à cerner les éléments clefs sur lesquels agir pour optimiser l'utilisation d'instruments d'OA. Ces repères se sont avérés réellement indispensables pour mener à bien les campagnes d'observations dont je vous présenterai les principaux résultats dans les partie II, III et IV.

Ce modèle s'est avéré un outil précieux pour identifier et quantifier les dégradations engendrées par la variation de paramètres pertinents du télescope, du système d'OA et de la caméra de détection. Il m'a amené à identifier les réels enjeux instrumentaux pour le développement de futurs instruments dédiés à l'imagerie d'exoplanètes (Sr élevé, imagerie différentielle, coronographie, dynamique du détecteur...). Avec le recul, ce travail de modélisation s'est révélé complémentaire aux phase de tests sur l'instrument NACO, lors desquelles j'ai pu concrètement mettre les mains dans le système d'OA NAOS. L'expérience acquise, à la fois lors des phases de test sur NACO et avec le travail sur le modèle de contraste, s'est concrétisée dans le cadre de l'imagerie profonde de l'environnement CS des étoiles jeunes, des étoiles à planète(s) et de système jeunes singuliers dont je tiens, à présent, à vous exposer les résultats.

Deuxième partie

LES ASSOCIATIONS JEUNES ET PROCHES

Chapitre 1

Caractéristiques et Origine

Sommaire

1.1	**TW Hya, histoire d'une anomalie**	**89**
1.2	**Recherche des associations jeunes et proches**	**91**
1.3	**Origine**	**95**
1.4	**Étude des associations jeunes et proches**	**96**

1.1 TW Hya, histoire d'une anomalie

Pendant plusieurs décades, les astronomes ont pensé que les plus proches étoiles récemment formées appartenaient aux grandes régions de formation stellaire : Taurus-Auriga, Ophiuchus, Lupus ou Chamaeleon, situées à près de 150 pc. Ces nuages, qui s'étendent sur des dizaines de pc, sont principalement composés d'hydrogène et d'hélium gazeux qui protègent les poussières et la formation de nombreuses molécules des radiations UV baignant le milieu interstellaire. Avec l'effondrement des sous-structures du nuage, se forment de jeunes étoiles qui collectent la matière autour d'elles dans un disque d'accrétion. Ce disque CS peut ensuite être le lieu de formation de planètes. Ces étoiles en formation, de masses comparables à celle du Soleil de 0.1-1 $M_\odot$, sont aujourd'hui communément appelées étoiles T Tauri (TT), nom initialement donné par Joy (1942, 1945).

1.1.1 Les étoiles T Tauri

Les étoiles TT, ainsi décrites par Herbig (1962), possèdent plusieurs caractéristiques observationnelles distinctes. Il s'agit tout d'abord de signes de variabilité photométrique importants et de fortes raies atomiques en émission, notamment d'hydrogène et de calcium. À ces fortes raies en émission, s'ajoute un excès du continuum dans l'ultraviolet (UV) et dans le domaine IR. La figure 1.1 illustre la distribution spectrale d'énergie de l'étoile T Tau de la région de formation Taurus-Auriga.

Des sous-classifications ont par la suite été définies parmi les étoiles TT : les étoiles dites classiques (CTT), comme T Tau, qui respectent tous les critères observationnels précédents

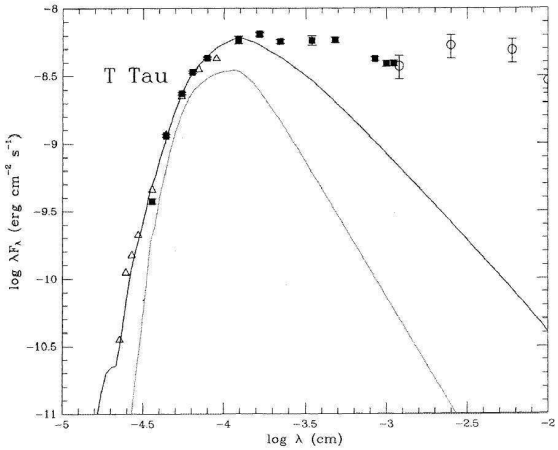

Fig. 1.1 – Distribution spectrale d'énergie de l'étoile T Tau, T Tauri classique, située dans la région de formation stellaire Taurus-Auriga (Bertout et al. 1988). Les excès UV et IR sont nettement distinguables. La courbe en trait plein correspond à un modèle de disque d'accrétion qui s'ajuste correctement aux données dans l'UV mais n'est pas suffisant dans l'IR.

et celles à faibles émissions (WTT) ayant de faibles excès UV et IR, et bien sûr peu de raies d'émissions.

1.1.2 Le cas TW Hya

En 1983, Rucinski & Krauter (1983) découvrent que l'étoile TW Hya montre tous les signes d'une étoile CTT. Toutefois, contrairement aux TT peuplant les régions de formation stellaire, elle est seule, isolée de tout nuage moléculaire. A-t-elle été éjectée d'une région de formation ? Résulte-t-elle de l'effondrement d'un nuage moléculaire de très faible masse ? Tout ceci est resté dans un premier temps énigmatique.

C'est avec les premières observations du télescope IRAS que de la Reza et al. (1989) puis Gregorio-Hetem et al. (1992) découvrent la présence de quatre autres systèmes TT dans une région très proche de TW Hya. Ils suggèrent que ces cinq étoiles soient associées. Plus tard, Kastner et al. (1997) contraignent l'âge des étoiles à $\sim$ 10 millions d'années à partir d'observations à rayons X extraites du catalogue ROSAT et concluent que ce groupe d'étoiles jeunes forme une association physiquement liée qu'ils nommeront TW Hydrae.

Cette association est située à seulement 50 pc de la Terre. Elle devient dès lors le plus proche système d'étoiles jeunes connu, isolé de tout nuage moléculaire. L'association TW Hydrae devient une cible de choix pour l'étude des étoiles TT auparavant observées dans les régions de formation stellaire à plus de 150 pc. Elle est particulièrement intéressante pour l'étude de l'environnement CS proche des étoiles jeunes, la recherche de disques CS (évolution et longévité des disques de poussières et de gaz), de compagnons froids (tests des modèles d'atmosphère évolutifs) ou pour l'étude des propriétés stellaires de ses membres (rotation, activité magnétique, étude du moment angulaire, de la multiplicité). La chasse est alors ouverte, car l'association TW Hydrae n'est sûrement pas unique.

1.2 Recherche des associations jeunes et proches

1.2.1 Identification

Les méthodes d'identification d'étoiles jeunes se fondent sur l'étude de leur distance, de leur mouvement propre et de leur âge. Distance et mouvement peuvent être obtenus précisément lorsque des mesures de parallaxes *Hipparcos* sont disponibles ; parfois il faut seulement se contenter d'une information sur les mouvements propres de ces objets.

Pour contraindre ensuite l'âge des candidats potentiels, plusieurs critères peuvent être utilisés efficacement. Un premier critère classique consiste à utiliser le diagramme HR, à partir de la luminosité et de la température des candidats. Ce critère permet de distinguer clairement les objets pré ou post-SP des objets SP. Malheureusement, le doute demeure entre jeunes et vieilles étoiles. Cette incertitude est illustrée, dans le cas du système HD 10647 avec un âge estimé à 25 millions d'années, par Zuckerman et al. (2001b), et 3.5 milliards d'années, par Decin et al. (2000). Il est alors nécessaire d'utiliser des indicateurs de jeunesse en étudiant par exemple les excès IR, l'activité X, l'emission Hα ou bien l'abondance en lithium de ces étoiles.

La figure 1.2 est tirée des travaux de Webb et al. (1999) qui ont identifié cinq nouveaux membres de l'association TW Hydrae. Elle présente les mouvements propres des étoiles de l'association et leur diagramme HR en fonction des prédictions du modèle évolutif de D'Antona

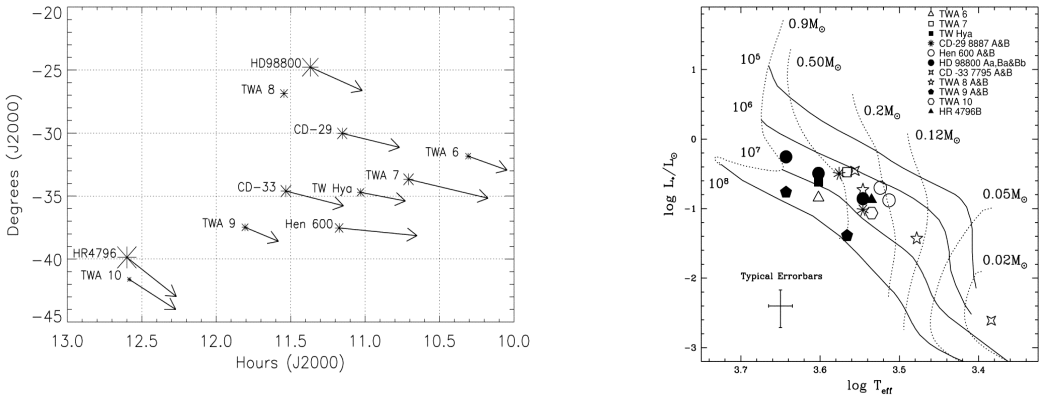

Fig. 1.2 – **Gauche :** Positions et mouvements propres des membres de l'association TW Hydrae identifiés par Webb et al. (1999). Les vecteurs donnent une extrapolation des mouvements propres sur une période de 2.10^5 ans. Ce mouvement propre commun de l'association est estimé à $+55$ mas/an en ascension droite et à $+20$ mas/an en déclinaison après correction du mouvement du Soleil. **Droite :** Membres de TW Hydrae reportés dans un diagramme HR et comparés aux modèles évolutifs de D'Antona & Mazzitelli (1997). Toutes les étoiles sont supposées être à 50 pc sauf celles avec des mesures de parallaxes *Hipparcos* en symbole plein (TW Hya, HD 98800, HR 4796 A, TWA9 A et B). Les luminosités sont estimées à partir de la magnitude J et la température à partir des types spectraux et de l'échelle de température donnée par Luhman & Rieke (1998). La barre d'erreur verticale représente une incertitude de distance de ± 15 pc et la barre horizontale l'incertitude d'une classe spectrale.

& Mazzitelli (1997).

L'excès IR

À un âge d'un million d'années, plus de 50% des CTT ont un excès IR (Meyer & Beckwith 2000; Haisch et al. 2001). Il est fortement soupçonné que cet excès soit lié à la présence de poussières dans un disque CS chauffé par l'étoile. À l'âge des Pléiades ($\sim$ 120 millions d'années), peu d'étoiles présentent encore un excès. Un âge entre 1 et 100 millions d'années correspond donc à une phase transitoire où les disques CS constitués de poussières et de gaz se dissipent. Plusieurs processus, décrits par Augereau (2000), sont susceptibles d'éroder les disques CS. Dans les parties internes (< 10 UA), il s'agit de la formation planétaire et des mécanismes d'accrétion visqueuse de la matière sur l'étoile. Au-delà de 10 UA, les réactions de photo-évaporation par les rayonnements UV deviennent efficaces. À plus de 100 UA, les rencontres stellaires proches peuvent perturber gravitationnellement le disque. Enfin, la présence d'un compagnon substellaire ou stellaire peut fortement affecter la partie externe du disque en tronquant celui-ci à typiquement un tiers de la séparation physique entre l'étoile et le compagnon. La structure du disque de l'étoile HD 141569 (âgée de 10^7 ans) avec une troncature de la partie externe et la présence de bras spiraux dans le disque est actuellement expliquée par la présence des compagnons proches HD 141569 B et C situés à 8″ (séparation projetée de 792 UA) (Augereau & Papaloizou 2003).

Avec ces processus de dissipation des disques CS autour des étoiles de 1 à 100 millions d'années, le rapport des luminosités IR et bolométrique L_{IR}/L_{bol} évolue donc avec l'âge et en fonction du type spectral (évolution plus rapide autour des étoiles de types spectraux précoces) (voir figure 1.3). La présence d'excès IR est alors un indicateur de jeunesse, bien

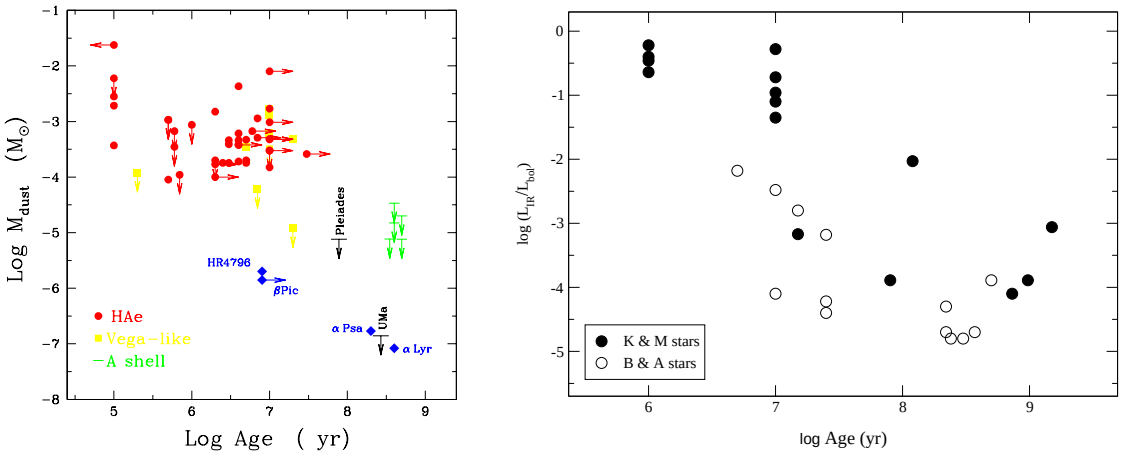

FIG. 1.3 – **Gauche :** Masse de poussières dans les disques CS observés à partir d'observations millimétriques en fonction de l'âge pour un échantillon d'étoiles de type spectral A (Natta et al. 2000). **Droite :** Évolution du rapport des luminosités L_{IR}/L_{bol} en fonction de l'âge des étoiles et de leur type spectral : types spectraux tardifs (*cercles pleins*) et précoces (*cercles vides*) à partir de données IR IRAS et ISO (Song 2002b).

qu'elle ne permette pas de contraindre précisément l'âge des objets.

Activité X

Pendant très longtemps, les étoiles Pré-SP, WTT et étoiles de Herbig, étaient difficilement discernables des étoiles SP du champ. C'est avec les premiers relevés d'imagerie X que l'identification de cette population d'âge intermédiaire entre 1 et 100 millions d'années a débuté. Dans la pratique, l'activité X des étoiles est étudiée à travers le rapport des luminosités X et bolométrique L_X/L_{bol}. Dans le cas des étoiles CTT et WTT, ce rapport est de un à trois fois supérieur à celui des étoiles de la SP ou post-SP. Les binaires très serrées maintiennent toutefois en vieillissant une activité X importante, en raison des effets de marée, et peuvent contaminer la sélection d'objets jeunes.

Pour contraindre l'âge d'une association jeune, sa fonction de luminosité X est généralement comparée à celle de régions d'âge connu. Lors d'observations X, les limites de sensibilité de l'instrument ne permettent pas de détecter tous les événements associés à l'émission de photons X des étoiles jeunes. Un estimateur, dit de Kaplan-Meier, est alors généralement utilisé pour obtenir la fonction de luminosité la plus probable associée à la série de données incomplètes. La figure 1.4 présente une comparaison des fonctions de luminosité X des associations jeunes TW Hydrae et Tucana avec d'autres régions de formation stellaire (Stelzer & Neuhäuser 2000). Le comportement semblable de ces fonctions de luminosité X avec celles de Taurus-Auriga ($\sim$ 1 million d'années) et d'IC 2602 (30 millions d'années), et bien séparées de celle des Pléiades (120 millions d'années), contraint l'âge de l'association TW Hydrae et Tucana entre 1 et 30 millions d'années.

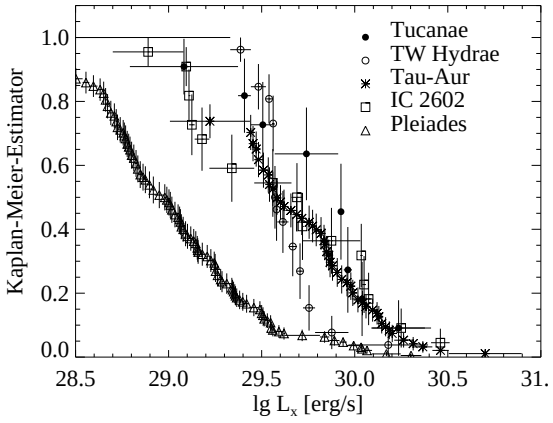

Fig. 1.4 – Comparaison des fonctions de luminosité X d'étoiles tardives (G, K et M) pour différentes régions de formation stellaire observées par ROSAT : TW Hydrae (*cercles vides*), Tucana (*cercles pleins*), Taurus-Auriga (*croix*), IC 2602 (*carrés*) et les Pléiades (*triangles*). Cette figure est tirée des travaux de Stelzer & Neuhäuser (2000).

Émission Hα

J'ai montré que les CTT possédaient de fortes raies en émission, notamment en hydrogène dans la raie Hα ($\lambda = 6563$ Å). La largeur équivalente typique de ces raies varie entre quelques unités d'Å pour les WTT et plusieurs centaines d'Å pour les CTT. Les très fortes émissions Hα sont souvent associées à de forts excès IR qui s'expliquent par des mécanismes de chauffage du disque CS lors de l'accrétion de matière sur l'étoile. Les plus faibles émissions peuvent par contre être expliquées par l'activité chromosphérique. Comme l'excès IR, cette raie en émission Hα est un indicateur de jeunesse, mais elle permet difficilement de remonter à l'âge précis de l'étoile. Elle est clairement visible dans le spectre des nouveaux membres de l'association TW Hydrae (Webb et al. 1999) (voir figure 1.5).

Abondance du lithium

L'abondance du lithium est un autre critère spectroscopique pour tracer l'évolution des étoiles jeunes de la même manière que l'activité X. Les jeunes étoiles de faibles masses possèdent une enveloppe convective externe et un cœur radiatif. Le lithium qui se détruit à une température de $\sim 10^6$ K est progressivement aspiré par des mécanismes de mélange vers le cœur central plus chaud. Par conséquent, l'abondance du lithium décroît au cours de l'évolution d'une jeune étoile. Bien que ce phénomène puisse être atténué pour des étoiles tournant rapidement sur elles-mêmes, l'abondance du lithium est communément utilisée pour estimer l'âge des étoiles jeunes. De la même manière que la raie Hα, la raie d'absorption du lithium ($\lambda = 6708$ Å) est aisément détectable en spectroscopie optique à moyenne résolution. Cette raie en absorption est aussi distinguable dans les spectres de la figure 1.5.

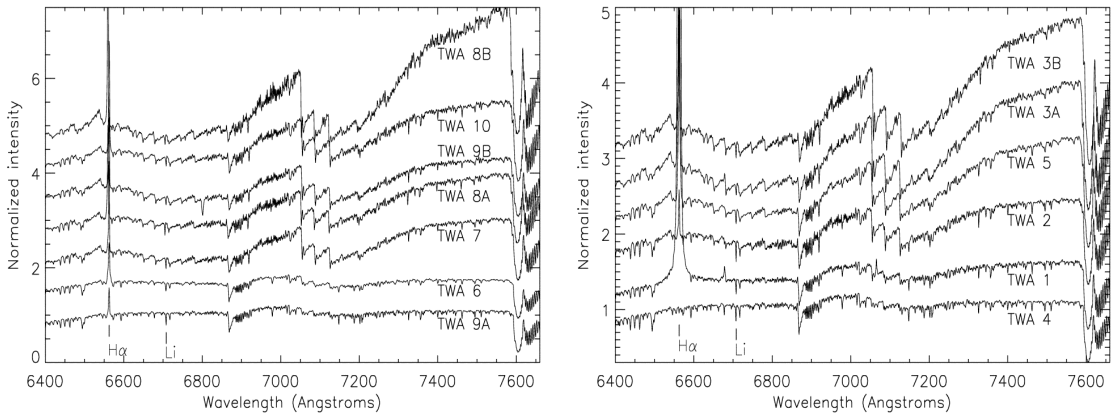

Fig. 1.5 – Spectres des membres de TW Hydrae obtenus par Webb et al. (1999), des étoiles connues (TW Hya, TWA 2, 3 AB 4 et 5) (*droite*) ainsi que des nouveaux membres (TWA 6, 7, 8 AB, 9 AB et 10) (*gauche*). Les raies Hα ($\lambda = 6563$ Å) et du lithium ($\lambda = 6708$ Å) sont indiquées.

1.2.2 Quatre nouvelles associations

En recoupant l'ensemble de ces critères de distance, de mouvements propres et d'âge, de nouveaux candidats sérieux ont ainsi pu être détectés dans l'association TW Hydrae qui compte aujourd'hui 21 membres (Sterzik et al. 1999; Zuckerman et al. 2001a; Makarov & Fabricius 2001a; Song et al. 2002a). Mais bien plus que de nouveaux membres, de nouvelles associations ont été mises en évidence. Cinq associations sont donc aujourd'hui connues : l'association TW Hydrae, celle de η Chamaeleontis (Mamajek et al. 1999), l'association Tucana (Zuckerman et al. 2000) vraisemblablement liée à l'association Horologium (Torres et al. 2000), le groupe lié à l'étoile β Pictoris (Zuckerman et al. 2001c) incluant l'association Capricornus (Van den Ancker et al. 2001) et enfin l'association MBM 12 (Hearty et al. 2000a).

Une question demeure toutefois : quelle est l'origine de ces étoiles jeunes isolées de toutes régions de formation stellaire ?

1.3 Origine

Contrairement aux CTT généralement associées à un nuage moléculaire, les étoiles Pré-SP sont apparues lors des relevés d'imagerie X, dispersées dans le champ, généralement loin de toutes régions de formation stellaire et regroupées sous forme d'associations ou simplement isolées.

Pour déterminer l'origine de ces jeunes étoiles, incluant les associations jeunes et proches TW Hydrae, η Chamaeleontis, β Pictoris et Tucana-Horologium, Mamajek et al. (2000) ont proposé un premier scénario. Ce scénario suggère que pendant une période de 10 à 15 millions d'années, l'association Scorpius Centaurus (Sco-Cen), le plus proche complexe géant de formation d'étoiles massives avec une population totale de $\sim 10^4$ étoiles, ait connu de nombreuses explosions de Super Novae. Ces explosions violentes se répercutant sur leur environnement proche ont mené à la formation de trois sous-groupes d'étoiles OB actuellement identifiés comme Upper Sco (US, 5-6 millions d'années, 145 pc), Upper Centaurus Lupus (UCL, 14-15 millions d'années, 130 pc) et Lower Centaurus Crux (LCC, 11-12 millions d'années, 118 pc). Ces sous-groupes s'éloignent actuellement les uns des autres et sont associés à de grandes structures en expansion, arches et enveloppes d'hydrogène atomique neutre (H I), s'apparentant à des résidus soufflés par les Supe Novaes. La structure la plus proche est à seulement $\sim$ 34 pc du Soleil.

Ces mécanismes de Super Novae pourraient aussi expliquer la formation de nuages moléculaires de faible masse comme les nuages Corona Australis (CrA), Ophiuchus (Oph) ou du Chamaeleon (Cha) portés par les vents. Ils expliqueraient aussi la formation de groupes d'étoiles jeunes dispersées, isolées de tout nuage moléculaire et s'éloignant du complexe Sco-Cen (voir figure 1.6). Il s'agirait bien évidemment ici des associations jeunes et proches, et plus particulièrement des associations TW Hydrae et η Chamaeleontis qui pourraient avoir une histoire commune avec le sous-groupe LCC dont elles partagent le mouvement propre. Ortega et al. (2002) rattachent l'origine du groupe β Pictoris aux régions LCC ou UCL et

l'association Tucana-Horologium semblerait plutôt associée au sous-groupe US (Makarov & Urban 2001b). En conséquence, l'étude des propriétés cinématiques de ces associations semble bien indiquer que leur origine est liée au complexe Sco-Cen. D'autres systèmes jeunes, massifs et isolés, partagent des propriétés cinématiques similaires. Citons par exemple les étoiles de Herbig HD 100546, HD 163296 et 51 Oph.

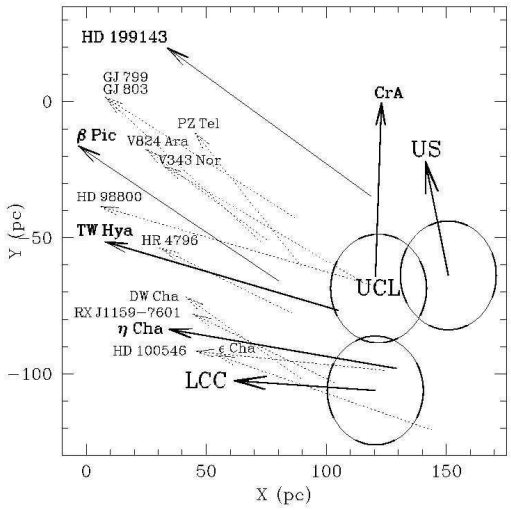

Fig. 1.6 – Mouvements propres des étoiles jeunes et proches de TW Hydrae, η Chamaeleontis et β Pictoris depuis 12 millions d'années par rapport aux sous-groupes UCL, US et LCC de l'association Sco-Cen (Mamajek et al. 2000). Les cercles de 40 pc désignent chacun des sous-groupes il y a 12 millions d'années.

1.4 Étude des associations jeunes et proches

1.4.1 Intérêts

La proximité et l'âge des associations jeunes et proches sont deux critères propices à l'étude de la formation et de la caractérisation des planètes géantes et des naines brunes.

À des distances $d \leq 100$ pc, l'environnement CS de ces étoiles jeunes peut être étudié en détail. La limite de diffraction à 2.2 μm sur un télescope de 8 m est égale à $\frac{\lambda}{D} = 60$ mas soit 3 UA pour une étoile à 50 pc.

À un stade évolutif de 1 à 40 millions d'années, les objets substellaires, NBs ou EPGs, sont plus chauds et plus brillants d'après les modèles d'atmosphère. Par conséquent, ils sont plus facilement détectables. D'autre part, ce domaine d'âge est idéal pour étudier l'évolution des disques planétaires entre une phase dite de première génération et une phase de seconde génération. Les disques de première génération sont optiquement épais, composés de poussières primordiales. Le gaz est présent en quantité importante ($M_{gaz}/M_{poussières} = 100$). Les disques plus évolués de seconde génération sont optiquement fins, composés de poussières reformées par des mécanismes collisionnels. Le gaz dissocié est présent en quantité plus faible

($M_{gaz}/M_{poussières} << 1$). L'un des mécanismes dissipatifs de la partie interne, contribuant à la transition de disque de première à seconde génération, est la formation planétaire. Un âge de 10 millions est aujourd'hui estimé pour la formation des planètes géantes. De tels corps sont donc susceptibles d'être présents dans l'environnement CS de ces étoiles jeunes.

1.4.2 Contexte scientifique

Au début de ma thèse, à l'automne 2000, quatre des cinq associations principales sont déjà identifiées. Il s'agit de TW Hydrae (Kastner et al. 1997; Sterzik et al. 1999), MBM 12 (Hearty et al. 2000a), Tucana-Horologium (Zuckerman et al. 2000; Torres et al. 2000) et η Chamaeleontis (Mamajek et al. 1999, 2000). Le groupe associé à l'étoile β Pictoris sera détecté un an plus tard. L'essentiel des études publiées porte alors sur l'association TW Hydrae afin de rechercher la présence de disques CS et de compagnons de faibles masses :

- Les relevés IR du satellite IRAS permettent de suspecter que les sources TW Hya, Hen-3-600 A, HD 98800 et HR 4796 A sont entourées de poussières. Le télescope HST confirme finalement ces présomptions avec la détection en lumière diffusée des disques CS autour des sources HR 4796 A (Schneider et al. 1999) et TW Hya (Krist et al. 2000). Du sol, l'imagerie thermique permet de contraindre la taille du disque CS de HD 98800 B (Gehrz et al. 1999). De premiers éléments sur la composition chimique des grains de poussières ont été par ailleurs découverts lors des observations spectroscopiques de Sitko et al. (2000), entre 3 et 13 μm, révélant la présence de silicates.
- La recherche de compagnons de faible masse mène à la détection de la naine brune TWA 5B avec le HST par Lowrance et al. (1999). Ce compagnon, avec une masse estimée à 15-60 M_J, est confirmé plus tard par spectroscopie (Neuhäuser et al. 2000). De nombreux candidats potentiels sont par ailleurs détectés au sol avec le télescope de 3.5m *New Technology Telescope* (NTT) de l'ESO autour de TWA 7 ou TWA 8 (Neuhäuser et al. 2000). Bien qu'ils ne soient toutefois pas confirmés, ils montrent que les capacités de détection des grands télescopes au sol permettent d'explorer le régime de masse substellaire (NBs et planètes géantes) à des séparations de l'ordre de $\sim$ 100 UA. Les détections du compagnon NB autour de TWA 5 B et les récentes images IR du disque CS de TW Hya (Weinberger et al. 2001) sont présentées dans la figure 1.7. Le compagnon NB autour de HR 7329, membre du Groupe β Pictoris, sera détecté plus tard par Lowrance et al. (2000) avec HST.

Alors que l'environnement CS des membres de l'association TW Hydrae commence à être bien exploré, l'identification des nouvelles associations jeunes et proches Tucana-Horologium, MBM 12 et η Chamaeleontis offre de nouvelles cibles de choix.

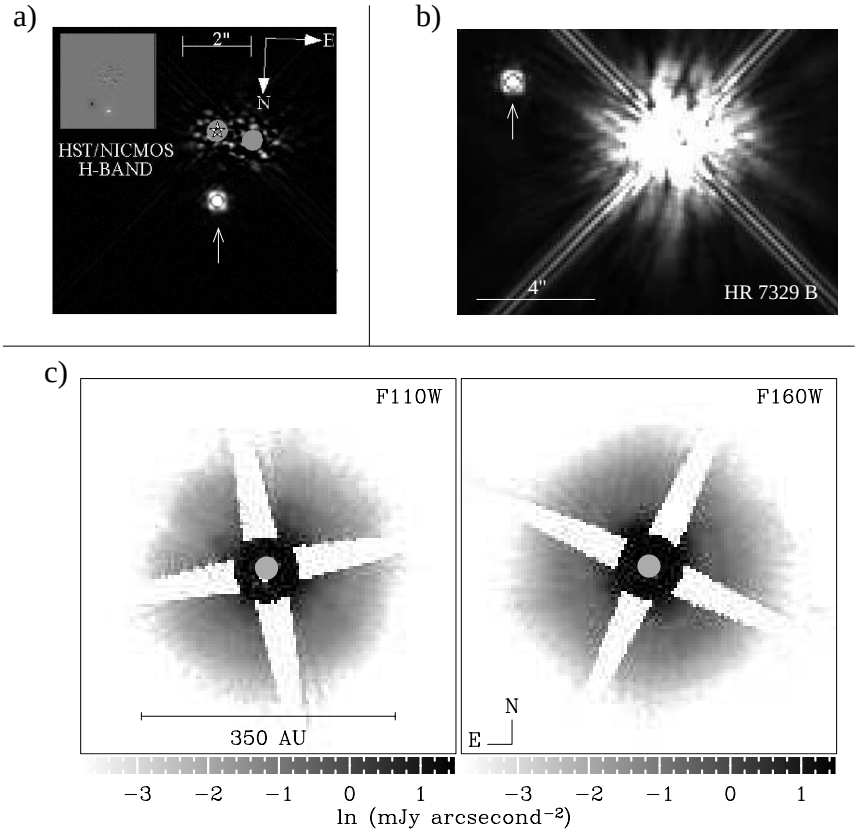

Fig. 1.7 – **a)** Image coronographique HST/NICMOS en bande H de TWA5 B (Lowrance et al. 1999), naine brune d'une masse de 15-60 M_J. **b)** Image coronographique HST/NICMOS en bande H de HR 7329 B, naine brune de 30 M_J détectée par Lowrance et al. (2000). **c)** Image coronographique ($\oslash = 0.3''$) de TW Hya obtenue avec HST/NICMOS dans les filtres F110 (1.10 μm) et F160 (1.60 μm) (Weinberger et al. 2001). Le disque vu de face est ici détecté de 20 UA à 230 UA.

1.4.3 Démarche

Motivations

Dans ce contexte scientifique bouillonnant, mon objectif est d'étudier la multiplicité des naines brunes compagnons d'étoiles, de caractériser la physique de ces objets et d'imager les premières exoplanètes. Ces motivations sont directement liées à la volonté de comprendre quels sont les mécanismes de formation des naines brunes et des planètes.

Dans ce but, j'ai profité du travail d'identification des nouvelles associations jeunes et proches pour rechercher la présence de compagnons substellaires dans l'environnement CS des étoiles jeunes. J'ai donc ici soit utilisé les résultats publiés, soit profité de la sélection de sources identifiées par Ben Zuckerman de UCLA (*University of California of Los Angeles*), Patrick Lowrance de l'IPAC (*Infrared Processing and Analysis Center*) et Christophe Dumas du JPL (*Jet Propulsion Laboratory*) avec qui nous collaborons. D'autre part, j'ai utilisé les

modèles évolutifs du Groupe de Lyon avec qui nous travaillons dans le but de tester si la photométrie des candidats substellaires était compatible avec celle d'objets de faibles masses liés.

Mon travail a donc consisté à observer l'environnement CS des membres des associations jeunes et proches dans un intervalle de séparations de quelques UA à quelques centaines d'UA. Je me suis donc pour cela servi des grands télescopes au sol couplés à l'OA et, notamment, des instruments ADONIS/SHARPII au télescope de $3.6\,m$ de l'ESO (La Silla), PUEO/KIR+Grif au CFHT (Mauna Kea), puis plus tard NACO sur l'UT4 de $8\,m$ (Paranal).

Sélection de sources

À partir des travaux d'identification des associations jeunes et proches, des interactions avec Ben Zuckerman, Patrick Lowrance et Christophe Dumas, j'ai répertorié pour toutes ces étoiles jeunes leurs caractéristiques en termes de distance, de type spectral et d'observabilité. J'ai considéré, de plus, les données photométriques et spectroscopiques à différentes longueurs d'onde pour sélectionner une liste d'étoiles propices à la recherche de compagnons faibles. Dans un second temps, j'ai utilisé le modèle de contraste pour étudier les prédictions en termes de performances de détection autour de ces objets. Ces résultats m'ont permis d'estimer les compagnons substellaires les plus faibles susceptibles d'être détectés en fonction de leur séparation angulaire pour chaque type d'instrumentation.

Observations et stratégie

Une première campagne d'observations a débuté dans l'hémisphère sud en juin 2001 pour étudier l'association Capricornus, puis en octobre 2001 pour étudier l'association Tucana-Horologium. À ces premières observations, se sont ajoutées de récentes observations avec NACO. Dans l'hémisphère nord, j'ai débuté une seconde campagne d'observations pour étudier les membres de l'association MBM 12.

Pour optimiser la recherche de compagnons substellaires, nous avons décidé d'imager chaque candidat dans la bande H ou K qui offre le meilleur compromis entre résolution et qualité d'image, selon les conditions atmosphériques. L'imagerie classique permet de sonder l'environnement CS jusqu'à la limite de diffraction du télescope. La coronographie permet en plus d'accéder à de plus hauts contrastes pour des séparations supérieures à la taille du masque occulteur. Notre stratégie est alors d'imager classiquement, puis avec le coronographe, chaque candidat. Dans le cas d'une détection positive, l'étoile est imagée dans les bandes J, H et K pour obtenir une information de couleur sur l'objet faible détecté. Des standards photométriques et astrométriques sont aussi imagés au cours de la nuit.

Comment confirmer que ces candidats sont liés ?
Si l'objet faible détecté satisfait aux critères de couleurs par rapport aux modèles évolutifs, il est possible ensuite de voir s'il partage le même mouvement propre que l'étoile centrale.

Il est alors nécessaire que l'étoile centrale ait un mouvement propre significatif qui puisse être mis en évidence sur quelques mois ou quelques années. Si c'est le cas, cette source est alors ré-observée. Pour une confirmation définitive de la nature des candidats, l'astrométrie n'est toutefois pas complètement suffisante. Il est nécessaire de caractériser l'objet avec des observations spectroscopiques en IR à partir des bandes du méthane (CH_4), de l'eau (H_2O) et du monoxyde de carbone (CO) propres aux NBs L et T. C'est bien sûr possible si l'objet est suffisamment brillant.

Les difficultés rencontrées

Les études photométriques et astrométriques ne sont toutefois pas forcément simples dans le contexte des imageries en OA classique et coronographique. Si un objet faible est détecté en imagerie classique, il est possible d'obtenir directement sa position relative et son contraste par rapport à l'étoile centrale quelles que soient les conditions photométriques. Cela revient à supposer que l'atténuation est identique sur l'étoile et sur l'objet faible lors d'une intégration élémentaire. Dans le cas de larges séparations ($\geq 3''$) et de faibles contrastes ($\Delta m \leq 4$), une photométrie d'ouverture est généralement suffisante pour déterminer le contraste. Pour de plus faibles séparations et/ou de grands contrastes, il est préférable d'avoir recours aux algorithmes de déconvolution. Leur utilisation peut s'avérer parfois délicate, comme nous le verrons dans le chapitre 2. Si la photométrie de l'étoile centrale est connue, il est possible de déterminer directement la photométrie de l'objet faible.

Dans le cas de l'imagerie coronographique, pour estimer le contraste entre l'étoile centrale et l'objet faible, il est inévitable d'utiliser la photométrie d'ouverture. En effet, il n'existe pas, pour le moment, d'algorithme de déconvolution traitant ce problème. La détermination du contraste s'effectue à partir du rapport des flux en ADU/s, entre l'étoile centrale imagée classiquement et l'objet faible imagé en coronographie. Comme deux images différentes sont utilisées, obtenir le contraste est possible si et seulement si les conditions sont photométriques. Pour l'étude de la position relative, il est nécessaire de calibrer, au préalable, les décalages induits par des changements de conditions d'observations.

1.4.4 Bilan

Je présente dans les quatre chapitres suivants les résultats que j'ai obtenus dans le cadre des campagnes d'imagerie sur les associations Capricornus, MBM 12 et Tucana-Horologium. Cela représente un total de 13 nuits d'observations que j'ai menées avec les instruments ADONIS/SHARPII, PUEO/KIR+Grif et NACO.

Tout d'abord, les observations avec ADONIS/SHARPII m'ont permis de réfuter la présence d'un disque de poussières autour du compagnon (probable) de l'étoile HD 199143. L'étude de l'association MBM 12 m'a permis de détecter plusieurs systèmes binaires serrés, et un disque proto-planétaire avec l'instrument d'OA PUEO/KIR+Grif. Enfin, l'imagerie classique et l'imagerie coronographique, de plus d'une vingtaine de membres de la grande

association australe Tucana-Horologium, ont mené à la détection de deux compagnons stellaires et de deux compagnons substellaires probables avec ADONIS/SHARPII. Je présente, par ailleurs, de nouveaux résultats récemment obtenus avec NACO. Enfin, à partir de ces résultats, et de ceux publiés sur les associations TW Hydrae, η Chamaeleontis et β Pictoris, je tente d'apporter des indices sur les fractions de compagnons stellaires et substellaires dans ces associations.

Chapitre 2

L'Environnement Circumstellaire de HD 199143

Sommaire

2.1 L'association Capricornus **103**
2.2 Motivations et concurrences **104**
2.3 Article A&A : Pas de disque autour de HD 199143 B **105**
2.4 Nouveaux résultats et perspectives **114**

2.1 L'association Capricornus

Alors que les associations jeunes et proches TW Hydrae, η Chamaeleontis, Tucana-Horologium et MBM 12 ont déjà été clairement identifiées à l'aide de leurs mouvements propres, de leur activité X et par une caractérisation spectroscopique (Hα et lithium) de chaque membre, Van den Ancker et al. (2001) révèlent l'existence de deux étoiles jeunes liées, HD 199143 (F8V, $V = 7.34$) et HD 358623 (K7, $B = 10.6$), isolées de tout nuage moléculaire. Ils suggèrent qu'elles sont les premiers membres d'une nouvelle association jeune et proche qu'ils nomment Capricornus. Zuckerman et al. (2001c) associeront plus tard ces deux jeunes étoiles au groupe β Pictoris.

L'étude de la distribution spectrale d'énergie de l'étoile HD 199143 dans le visible, particulièrement des raies en absorption Hα et du sodium Na I D, amène Van den Ancker et al. (2001) à montrer que cette étoile tourne sur elle-même avec une valeur de $v \sin i$ de quelques centaines de km s^{-1} (voir figure 2.1, *à gauche*). Une étude spectroscopique dans l'UV a aussi révélé une importante variabilité du continuum et de plusieurs raies d'émission (Mg II, C I, C II, C IV, Si IV, He II et N V). Enfin, à plus grande longueur d'onde, Van den Ancker et al. (2001) ont mis en évidence un excès IR à 12 μm relativement surprenant pour une étoile qui est pratiquement sur la SP. La figure 2.1 (*à droite*) présente la distribution spectrale d'énergie de HD 199143.

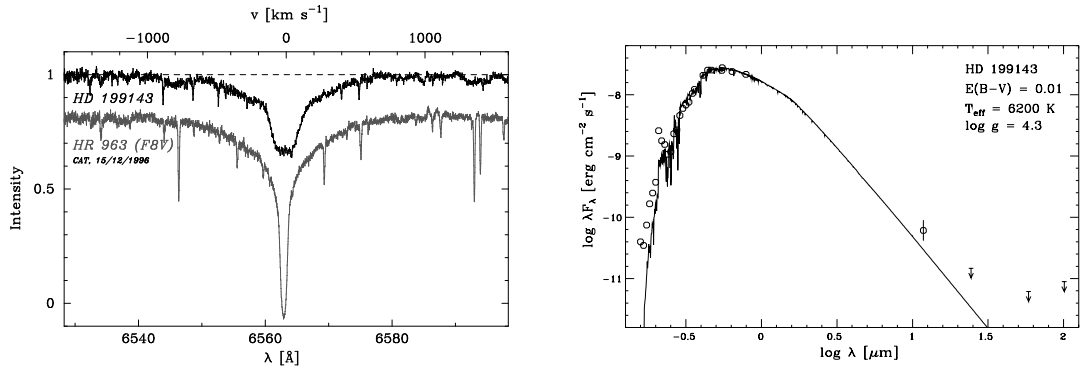

Fig. 2.1 – **Gauche :** Spectre haute résolution de HD 199143 dans la région de la raie Hα. Ce spectre est comparé à celui de l'étoile de référence HR 963 (F8V). L'élargissement de cette raie et de nombreuses autres raies photosphériques en comparaison des raies plus étroites de HR 963 est attribuée par Van den Ancker et al. (2001) à la rotation de l'étoile sur elle-même plutôt qu'à une erreur de classification de luminosité (et donc de gravité stellaire). **Droite :** Distribution spectrale d'énergie de HD 199143 observée en UV et IR (*cercle*) comparée au modèle de Kurucz pour une étoile de $T_{eff} = 6200$ K et $\log g = 4.3$ (*trait plein*).

Van den Ancker et al. (2001) ont suggéré que les caractéristiques atypiques de HD 199143 étaient causées par la chute de matière sur l'étoile, accrétée d'un possible compagnon TT proche. L'identification de l'étoile TT, HD 358623, située à 5 arcminutes et partageant un même mouvement propre que HD 199143, les a poussés à supposer que cette étoile soit l'hypothétique compagnon responsable de la variabilité UV et de l'excès IR.

2.2 Motivations et concurrences

Les caractéristiques particulières de HD 199143 et HD 358623 et le fait que ces deux sources puissent être les premiers membres d'une plus large association m'ont incité à imager l'environnement CS de ces deux étoiles à l'aide d'instruments à HC et HRA. J'ai donc sélectionné prioritairement ces sources dans le cadre d'une demande de temps sur l'instrument ADONIS/SHARPII du télescope de 3.6 m de l'ESO à La Silla. Nous les avons observées les 2 et 3 juin 2001 puis les 28 et 29 octobre 2001.

Dans le cadre d'une demande de temps indépendante, Jayawardhana & Brandeker (2001b) ont observé ces deux sources avec le même instrument quelques jours plus tôt, le 31 mai 2001 et le 1er juin 2001. Ils sont donc les premiers à avoir révélé la présence de deux possibles compagnons autour de chacune des étoiles. À partir de la photométrie de HD 199143 A et B, Jayawardhana & Brandeker (2001b) mettent en évidence une couleur ($J - K = 1.37 \pm 0.05$) très importante pour le candidat compagnon (CC) HD 199143 B. D'après le modèle évolutif BCAH98, cette couleur le placerait dans le régime de masse des planètes. Jayawardhana & Brandeker (2001b) suggèrent alors que la présence de poussières, et plus explicitement

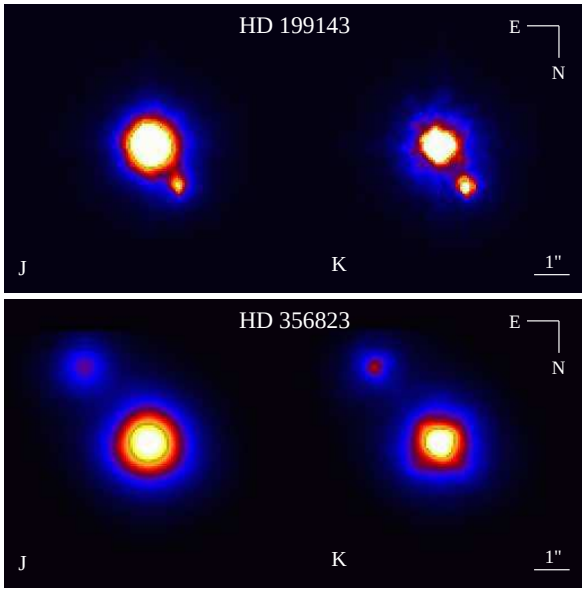

Fig. 2.2 – Images ADONIS/SHARPII en bandes J et SK de HD 199143 et de HD 358623 obtenues le 2 juin 2001 au télescope de 3.6m de l'ESO à La Silla.

d'un disque circum-secondaire, contribuerait au rougissement de cet objet. Toutefois, nos observations n'ont pas confirmé ce résultat.

2.3 Article A&A : Pas de disque autour de HD 199143 B

À partir des images de HD 199143 A et B, obtenues les 2 et 3 juin 2001 puis les 28 et 29 octobre 2001, les données photométriques de HD 199143 B se sont révélées significativement différentes de celles de Jayawardhana & Brandeker (2001b) avec une couleur ($J - K = 0.81 \pm 0.08$). J'ai donc exploré plusieurs pistes susceptibles d'expliquer cette différence. Tout d'abord, l'une des sources, HD 199143 A ou B, peut être photométriquement variable. Toutefois, une variation de ~ 0.57 magnitude semble difficilement imaginable au vu des observations de variabilité photométrique connues actuellement (Carpenter et al. 2001). Je me suis donc ensuite orienté sur une erreur causée soit par une différence de traitement des algorithmes de déconvolution, *IDAC* (Jayawardhana & Brandeker 2001b) et *MISTRAL* (notre équipe), soit par une correction d'OA différente entre les deux jeux d'observations.

2.3.1 La correction d'OA, élément critique de la déconvolution

J'ai donc mené ici une analyse sur la qualité des images de nos observations et de celles de Jayawardhana & Brandeker (2001b). La figure 2.3 illustre la comparaison de ces deux observations dans le cas des bandes J, K et SK. Il apparaît clairement que la correction est bien plus partielle dans les observations de Jayawardhana & Brandeker (2001b), notamment dans la bande J où elle est susceptible d'être la plus mauvaise.

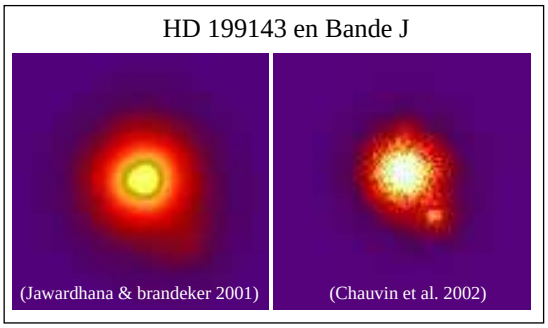

Fig. 2.3 – Images ADONIS/SHARPII en bande J de HD 199143 obtenues par Jayawardhana & Brandeker (2001b) (*à gauche*) et lors nos observations (*à droite*). Les images sont ramenées à un temps de pose de 1 s et à un même échantillonnage de 35 *mas*.

Quel est l'impact de cette correction partielle sur la déconvolution ?
Le but d'un algorithme de déconvolution est d'estimer au mieux l'objet d'intérêt à partir des images partiellement corrigées par l'OA. Les sources d'erreurs sont le bruit dans l'image et la connaissance imparfaite de la *FEP*. Il est alors nécessaire d'introduire des connaissances *a priori* sur le bruit dans l'image et sur l'objet dans le cas de la déconvolution classique, par exemple dans le cas du programme de déconvolution de Véran (1997). On suppose donc que la *FEP* est parfaitement connue et que l'objet est l'unique inconnu. Pour des algorithmes de déconvolution myope, tels *MISTRAL* et *IDAC*, on recherche conjointement l'objet et la *FEP*. S'ajoutent donc des connaissances *a priori* sur la *FEP*. Ces connaissances *a priori* sont connues sous le terme de régularisation.

Le fait que la correction d'OA soit plus dégradée implique que la *FEP* est susceptible de variée de façon plus importante, ce qui conduit à augmenter le terme de régularisation sur cette dernière. Supposer plus de connaissances *a priori* sur la *FEP* peut être alors la cause d'une mauvaise restitution de l'objet et de la *FEP*. Une mauvaise régularisation de la *FEP* est sûrement responsable de l'erreur sur l'estimation du contraste et de la position relative des données de HD 199143 AB, déconvoluées avec *IDAC* par Jayawardhana & Brandeker (2001b).

Pour confirmer cette interprétation, j'ai analysé avec Franck Marchis nos données déconvoluées avec *IDAC*. La correction étant meilleure, la régularisation sur la *FEP* est alors moins importante et donc les chances de mal restituer l'objet et la *FEP* sont plus faibles. Nous avons ainsi confirmé les résultats de déconvolution obtenus avec *MISTRAL* sur notre jeu de données. Avec l'aide de Thierry Fusco, nous avons par ailleurs déconvolué avec l'algorithme de déconvolution *MISTRAL* les données de Jayawardhana & Brandeker (2001b). Une meilleure régularisation sur la *FEP* a permis de confirmer nos précédents résultats et de montrer qu'une mauvaise régularisation sur la *FEP* avait transféré une fraction de l'énergie du compagnon dans la primaire.

Finalement, on retiendra que lorsque la correction est meilleure, la déconvolution l'est

aussi même si la *FEP* est parfaitement connue. En effet, un correction faible mène à un moins bon signal à bruit dans l'image. D'autre part, dans le cas de la déconvolution myope, si la *FEP* est mal corrigée, elle est susceptible de beaucoup varier et d'être donc plus difficile à estimer. Dans ces conditions, une bonne régularisation est alors essentielle pour réduire les sources d'erreur et accroître la qualité et la fiabilité de la restitution.

2.3.2 Nouvelle photométrie et modèle évolutif

J'ai ensuite comparé cette nouvelle photométrie des bandes J, H et K de HD 199143 A et B aux prédictions du modèle évolutif de BCAH98, pour un système âgé de 25 à 31 millions d'années. J'ai ainsi montré que HD 199143 B peut correspondre à un compagnon stellaire de 0.6 $M_\odot$, de type spectral M2. La présence d'un disque de poussières n'est donc plus nécessaire pour expliquer l'excès de couleur observé par Jayawardhana & Brandeker (2001b). Par ailleurs, la présence de ce CC froid explique aussi l'excès IR à 12 μm, observé par Van den Ancker et al. (2001).

Dans le cas de HD 358623 A et B, les contrastes en J et K étant moins importants, la séparation plus grande ($\sim 2.2''$), la correction d'OA devient alors moins critique pour les algorithmes de déconvolution. Nos valeurs de photométrie sont cohérentes avec celles obtenues par Jayawardhana & Brandeker (2001b). Elles confirment l'existence d'un compagnon stellaire probable de 0.6 $M_\odot$ et de type spectral M2.

A&A 394, 219–223 (2002)
DOI: 10.1051/0004-6361:20021114
© ESO 2002

Astronomy & Astrophysics

No disk needed around HD 199143 B

G. Chauvin[1], T. Fusco[2], A.-M. Lagrange[1], D. Mouillet[3], J.-L. Beuzit[1], M. Thomson[1,4], J.-C. Augereau[5], F. Marchis[6], C. Dumas[7], and P. Lowrance[7]

[1] Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire de Grenoble, 414 rue de la piscine, BP 53, 38041 Grenoble Cedex 9, France
[2] ONERA, Département d'Optique Théorique et Appliquée, BP 72, 92322 Châtillon Cedex, France
[3] Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire Midi-Pyrénées, BP 826, 65008 Tarbes, France
[4] Imperial College of Science, Technology and Medecine, Exhibition Road, London SW7 2AZ, England, UK
[5] DSM/DAPNIA/Service d'Astrophysique, CEA/Saclay, 91191 Gif-sur-Yvette, France
[6] University of California Berkeley/Center for Adaptive Optics, 601 Campbell Hall, Berkeley, CA 94720, USA
[7] Jet Propulsion Laboratory, Mail Stop 183-501, California Institute of Technology, 4800 Oak Grove Drive, Pasadena, CA 91109, USA

Received 26 February 2002 / Accepted 30 July 2002

Abstract. We present new, high angular resolution images of HD 199143 in the Capricornus association, obtained with the adaptive optics system ADONIS+SHARPII at the ESO 3.6 m Telescope of La Silla Observatory. HD 199143 and its neighbour star HD 358623 (separation ~5′ away) have previously been imaged with adaptive optics. For each star, a companion has been detected in the *J* and *K* bands at respective separations of 1.1″ and 2.2″ (Jayawardhana & Brandeker 2001). Our new photometry of HD 199143 B suggests that it is a M2 star and that the presence of circumstellar dust proposed by van den Ancker et al. (2000) is no longer necessary. We show that the 12 μm flux detected by IRAS previously interpreted as an IR excess, can be explained by the presence of the late-type companion.

Key words. stars: imaging – binaries: general – stars: low-mass, brown dwarfs – stars: pre-main sequence

1. Introduction

During the last few years, the nearby young stellar associations have become important targets for studying disk evolution and planet formation (Jayawardhana & Greene 2001). Indeed, their proximity (typically closer than 100 pc) makes them ideal to observe the close circumstellar environment. Their youth (around 10 Myr) implies that planets may have already formed and that circumstellar disks may be optically thin and show evidence of spatial structure such as rings and gaps. The recent observations of the TW Hydrae Association (Kastner et al. 1997; Webb et al. 1999) or the Tucana Association (Zuckerman et al. 2000; Zuckerman et al. 2001a) have revealed the existence of low-mass companions or circumstellar disks in these young and nearby open clusters. These detections are crucial to constrain the current models of proto-planetary systems formation and evolution. Searching more deeply into the close circumstellar environments of known associations and prospecting for new open clusters is clearly needed. The two physically bound stars HD 199143 and HD 358623 have recently been presented as a new possible young association (the Capricornus Association), located at ~48 pc and aged at ~10 Myr (van den Ancker et al. 2000). They also have been associated recently to the Beta Pictoris Group by Zuckerman et al. (2001b). Spectroscopic observations have revealed the presence of ultraviolet and IR excess for HD 199143 which were attributed to the presence of an accretion disk around an hypothetical T Tauri-like companion.

To test these interpretations, high resolution imaging was needed. The first adaptive optics (AO) observations of the Capricornus association were carried out on 2001, May 31th and June 1st. Two companions were resolved around both HD 199143 and HD 358623 (Jayawardhana & Brandeker 2001). In the case of the binary system HD 199143, the ($J-K$ = 1.37) color observed for HD 199143 B was attributed to the likely presence of a circumstellar disk. We present in this paper new results in *J*, *H* and *SK* (short *K*) bands for this source, which lead to a different interpretation of the spectral type of HD 199143 B and the possible existence of a circumstellar disk around this companion.

2. Observation and data reduction

The observations were conducted at the La Silla Observatory on the 3.6 m telescope on 2001, June 2nd and 3thd and October 28th and 29th. The AO system ADONIS combined with the SHARPII camera was used to observe HD 199143 in the near infrared broad bands *J*, *H* and *SK*. A plate scale of 0.05″/pixel (field of view of 12.8″ × 12.8″) was chosen. In June, about

Send offprint requests to: G. Chauvin,
e-mail: gchauvin@obs.ujf-grenoble.fr

100 frames were taken with individual integration times of 0.4 s in J, 0.3 s in H and 0.3 s in SK with a seeing ranging from 0.85″ to 1.5″ in V band. In October, we obtained 100 frames of 0.2 s in H and SK and 100 frames of 0.3 s in J under good seeing conditions (stable at 0.9″).

The reference star HD 198420 was observed to estimate the PSF in each band during both periods. We also observed the stars S055D, S294D and S209D, taken from the HST photometric standards catalog, to estimate the PSF and obtain the near IR photometry of HD 199143 A and its companion HD 199143 B.

The data were corrected from detector and sky background effects (bias, flat-fielding and badpixels correction). Then, the myopic deconvolution algorithm MISTRAL (Fusco et al. 1999; Conan et al. 2000) was used to obtain the flux ratio and the separation of the system HD 199143. MISTRAL allows the restoration of both the object and the Point Spread Function (PSF). This technique is called "myopic" deconvolution because it accounts for the uncertainties and variability of the PSF through the use of several images of a reference star. The a priori knowledge of the object structure (multiple star) is also used. Figure 1 presents the result of the deconvolution on J band images.

3. Results and comparison to previous data

Based on the observations obtained in October 2001 (under the best photometric and seeing conditions), we derived the photometry of HD 199143 A and its companion HD 199143 B in J, H and K bands. To obtain the photometry in K band, we had to consider a correction factor to convert the flux from SK to K for both stars. We took into account the spectral transmissions of both filters and the difference of spectral type between the science object (F8V star HD 199143 A and M2 star HD 199143 B) and an A0V star. In both cases, this factor was smaller than 0.004 mag and therefore neglected. The separation between the two components was estimated by MISTRAL at 1.074±0.004″ (consistent in J, H and K for observations of June and October 2001). The new photometric results are reported in Table 1. The contrasts between HD 199143 A and B during the three AO observations are also compared in Table 2. Jayawardhana & Brandeker (2001) used the myopic deconvolution algorithm IDAC for their data set. For HD 199143 A, our results are consistent with the values obtained by Jayawardhana & Brandeker (2001) respectively $J = 6.23 \pm 0.04$ and $K = 5.90 \pm 0.03$ if we consider our photometric uncertainties of 0.04 mag. These results are also consistent with the photometric values derived for unresolved observations of HD 199143 presented by Oudmaijer et al. (2001).

But, interestingly, the contrasts we measured between HD 199143 A and B at J band are significantly different from those measured by Jayawardhana & Brandeker (2001) as we will discuss in the next section.

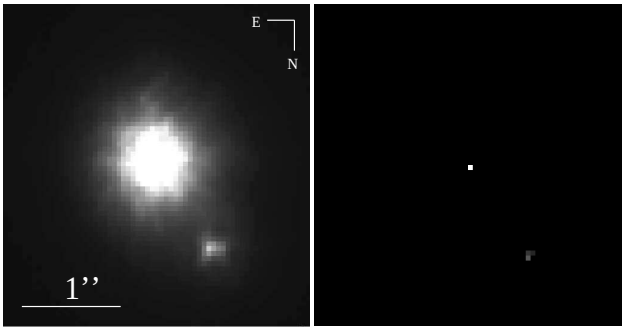

Fig. 1. Left: ADONIS image in J band of HD 199143 A and B (the pixel scale is 50 mas). Right: resulting image obtained with the MISTRAL myopic deconvolution algorithm.

Table 1. Photometry of HD 199143 A and B (October 2001).

Sources	J (mag)	H (mag)	K (mag)
HD 199143 A + B	6.19	5.90	5.82
HD 199143 A	6.27	6.02	5.95
HD 199143 B	8.95	8.35	8.14

Table 2. Comparaison of actual contrast observations between HD 199143 A and B.

Epoch	ΔJ	ΔH	ΔK	Dec Algo.
01/06 [a]	3.25 ± 0.04	–	2.21 ± 0.03	IDAC
02/06 [b]	2.67 ± 0.05	–	2.16 ± 0.02	MISTRAL
29/10 [c]	2.68 ± 0.03	2.33 ± 0.01	2.19 ± 0.02	MISTRAL

[a] (Jayawardhana & Brandeker 2001).
[b] (this paper).
[c] (this paper).

4. Discussion of contrast estimation

In the case of HD 199143 B, our photometry presented in Table 1 is different from the one presented by Jayawardhana & Brandeker (2001) as we found a significant difference of contrast in J band. This difference is supported by the results obtained in June and October 2001. Instrumental effects can be dismissed because the observations were taken with the same instrumental configuration (ADONIS+SHARPII) on the ESO 3.6 m telescope. Uncertainties in our photometric measurements cannot be the source of this 0.57 mag difference since our K-band measurements are in perfect agreement between the two observation dates (02/06 and 29/10). Moreover, the J and K band contrast measurements that we obtained between HD 358623 A and HD 358623 B are consistent with the results of Jayawardhana & Brandeker (2001) as presented in Table 3. In this case, the separation between the two components is estimated at ~2.2″ and is more favorable for the deconvolution. We propose to investigate the two causes which may be responsible for this discrepancy: the variability of the stars and the two myopic deconvolution algorithms used IDAC and MISTRAL.

Table 3. Comparaison of actual contrast observations between HD 358623 A and B.

Epoch	ΔJ	ΔK	Dec Algo.
01/06 [a]	1.81 ± 0.08	1.67 ± 0.06	IDAC
02/06 [b]	1.75 ± 0.06	1.67 ± 0.05	MISTRAL

[a] (Jayawardhana & Brandeker 2001).
[b] (this paper).

4.1. Variability or flaring

A first explanation might be the photometric variability of one or both stars in this sytem; this phenomenon is relatively frequent for young T Tauri stars. However, Carpenter et al. (2001) have observed near-infrared photometric variability of Classical and Weak T Tauri stars toward the Orion A molecular cloud. The mean peak to peak amplitudes they detected were ~0.2 mag, less than the present difference of 0.57 mag. In addition, even if the case of a flaring star is considered, a variability observed in J band would also be expected in K band which is not the case. Consequently, it is unlikely that this difference originates from stellar processes.

4.2. Deconvolution algorithms

The discrepancy of the J band photometry is present between two distinct data sets deconvolved with two different deconvolution algorithms MISTRAL (that we used) and IDAC (used by Jayawardhana & Brandeker 2001). We first investigated the difference in the image quality of both observations as shown in Fig. 2. Jayawardhana & Brandeker (2001) kindly shared their data to conduct this analysis. The AO correction in their observations is low compared to our data (due probably to worse weather conditions). Our observations are then more favorable to perform myopic deconvolution and deduce the photometry of HD 199143 B (see Table 1). If we perform deconvolution with IDAC on our observation, the results are consistent with MISTRAL deconvolution results (see Table 4).

In the unfavorable case of a low AO correction, we can still perform deconvolution but the regularisation on the PSF and the object needs to be done cautiously. The results obtained with MISTRAL and IDAC on Jayawardhana & Brandeker (2001) observations are also presented in Table 4 and show that this regularisation seems to be responsible for the discrepancy in J band.

5. Astrophysical results

5.1. HD 199143 A

With our new photometric measurements, we have investigated the evolutionary status of HD 199143 A. Figure 3 shows the colors of HD 199143 A overplotted on the isochrones provided by Baraffe et al. (2002). We thus derive the two possible stellar parameters of this star. The results are presented in Table 5.

These parameters are consistent with an expected F8V spectral type (Schmidt-Kaler et al. 1982; van den Ancker et al. 2000). The age found for HD 199143 A is older than 18±2 Myr when compared to the estimation reported by Jayawardhana & Brandeker (2001), but in reasonable agreement if we consider the uncertainty of the color measurements and of the stellar model we used. If we consider the evolutionary tracks M_K versus $J-K$ and M_H versus $J-H$ which most constrain the age of HD 199143 A, we see that this object is likely to be aged of 25 Myr. However, an age of 31 Myr is still possible according to the uncertainties. We then considered both ages to derive the stellar parameters presented Table 5.

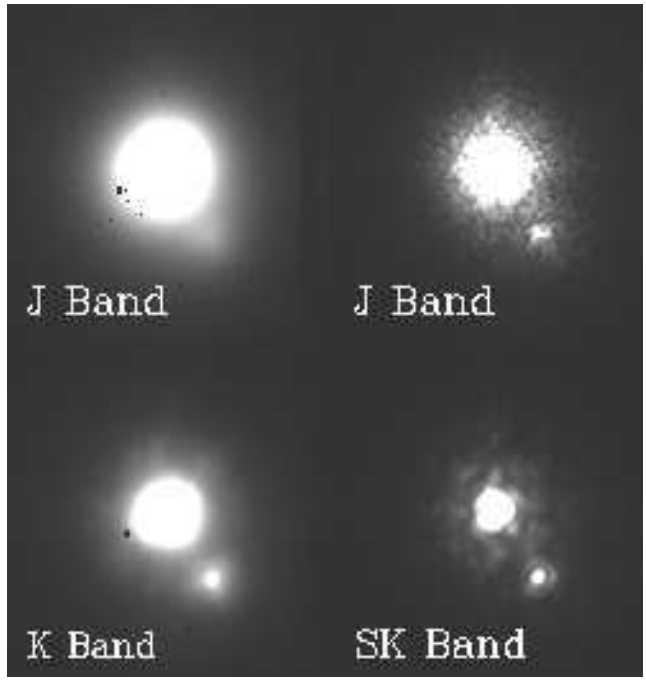

Fig. 2. Left: ADONIS images in J and K band of HD 199143 AB obtained by Jayawardhana & Brandeker (2001). Right: ADONIS images we have obtained in J and SK. The images are scaled to the same pixel scale (35 mas) and the same integration time (1 s).

Table 4. MISTRAL and IDAC results compared for the observations obtained by Jayawardhana & Brandeker (2001) in (01/06) and our observations in (29/10) in the case of HD 199143.

Epoch	ΔJ	ΔK	Dec Algo.
01/06 [a]	3.25 ± 0.04	2.21 ± 0.03	IDAC
01/06 [a]	2.73 ± 0.1	2.14 ± 0.1	MISTRAL
29/10 [c]	2.72 ± 0.05	2.25 ± 0.05	IDAC
29/10 [c]	2.68 ± 0.03	2.19 ± 0.02	MISTRAL

[a] (Jayawardhana & Brandeker 2001).
[c] (this paper).

5.2. HD 199143 B

From the color analysis proposed by Jayawardhana & Brandeker (2001), HD 199143 B appeared to be extremely red. They attributed the strong $J-K$ color of 1.37 mag to an IR excess caused by a circum-secondary disk around HD 199143 B, as first suggested by van den Ancker et al. (2000) based on 12 μm IRAS excess. Our more recent observations (Table 1)

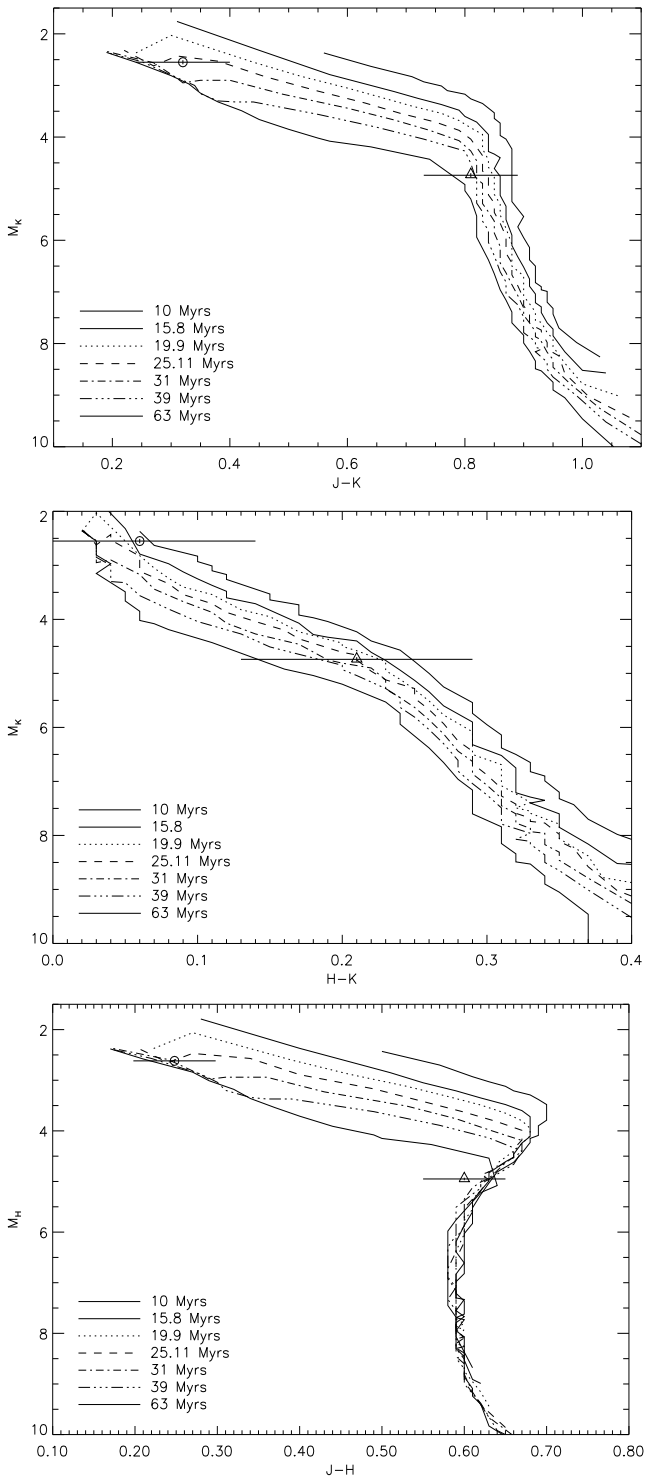

Fig. 3. Comparison of evolutionnary tracks given by Baraffe et al. (2002) representing absolute Magnitudes versus colors with the measurements of HD 199143 A (circle) and HD 199143 B (triangle). Uncertainties on the colors measurements are also overplotted. We supposed that the system was located at 48 pc with no extinction (van den Ancker et al. 2000; Jayawardhana & Brandeker 2001).

fail to support the need for this interpretation as HD 199143 B is significantly less red ($J - K = 0.81$). As we suppose that the components HD 199143 A and B are coeval, the HD 199143 B age is 25 or 31 Myr. Using the evolutionary model of Baraffe et al. (2002), we derived the stellar parameters for HD 199143 B as for HD 199143 A. The results are presented in Table 5. These values are consistent with the IR colors of a M2 star according to the color table given by Kenyon et al. (1995). The presence of circumstellar matter is no longer needed to explain the color measurements of this object.

Table 5. Stellar parameters derived from the isochrones provided by Baraffe et al. (2002) for an age of 25 Myr and 31 Myr.

Age of 25 Myr				
Source	M ($M_\odot$)	$T_{\rm eff}$ (K)	log(g)	L ($L_\odot$)
HD 199143 A	[1.2, 1.3]	[5770, 5990]	[4.17, 4.29]	[2.18, 2.23]
HD 199143 B	[0.57, 0.6]	[3622, 3651]	[4.46, 4.45]	[0.08, 0.09]

Age of 31 Myr				
Source	M ($M_\odot$)	$T_{\rm eff}$ (K)	log(g)	L ($L_\odot$)
HD 199143 A	1.3	6046	4.28	2.24
HD 199143 B	[0.6, 0.62]	[3661, 3683]	[4.51, 4.50]	[0.08, 0.09]

6. Origin of the 12 μm excess

If a circumsecondary disk is no longer needed to explain the near-IR observations of HD 199143 B, one question is still unsolved: what is the source of the 12 μm excess detected by van den Ancker et al. (2000) from IRAS data? In their spectral analysis, van den Ancker et al. (2000) fitted the optical measurements of the HD 199143 A+B by a single Kurucz spectra ($T_{\rm eff}$ = 6200 K and $\log g$ = 4.3). Extrapolating this spectrum to IR wavelengths, they deduced the existence of an IR excess only at 12 μm of 0.24 ± 0.04 Jy. At 25, 60 and 100 μm, respective upper limits of 0.12, 0.12 and 0.3 Jy were obtained from IRAS data.

If we now consider that HD 199143 is a binary system with a F8 primary star and a M2 companion, the spectral contribution of the two stars can be adjusted using optical and near-IR measurements. Figure 4 shows Kurucz (1991) spectra of a 5900 K star for HD 199143 A and of a 3600 K star for HD 199143 B. Their sum and observed measurements (circles) are also plotted. If we compare the sum of the two spectral contributions of HD 199143 A and HD 199143 B to the IRAS measurement at 12 μm, the IR excess is no longer obvious. Indeed, considering the uncertainty on the IRAS flux, the spectral sum of the two components is consistent with the value of 0.24 ± 0.04 Jy. Therefore, the IRAS 12 μm observation can be explained by a late spectral type for HD 199143 B. Hence, the presence of dust in this system is no longer necessary to explain near-IR and mid-IR measurements.

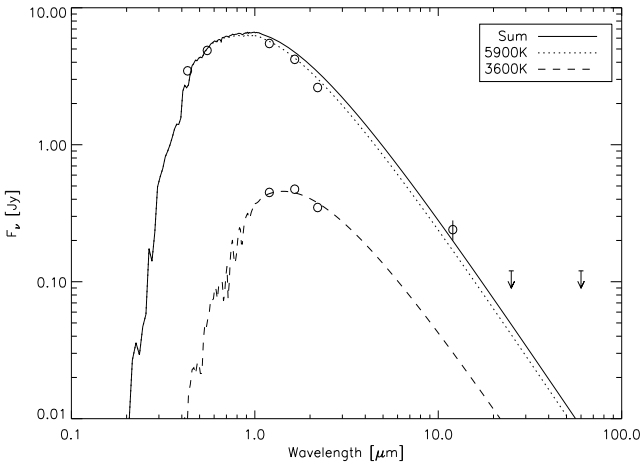

Fig. 4. Observed fluxes of HD 199143 A and B in optical, near-IR and mid-IR (circles) compared to Kurucz spectra of a 5900 K star, of a 3600 K star and of their sum.

7. Conclusions

We have presented new adaptive optics images of the binary system HD 199143 AB from the Capricornus Association. They confirm the two components of this source, as resolved by Jayawardhana & Brandeker (2001), but return a different contrast in *J* band. We discussed the possible causes of this difference (photometric variability, AO correction, deconvolution algorithms). By comparing the results obtained with IDAC and MISTRAL deconvolution techniques, we found that the data are consistent with observations obtained under good AO correction. For less favorable conditions, the regularisation of the PSF and/or the object in the deconvolution process is critical and may be responsible for the discrepancy between the two algorithms on the observations of Jayawardhana & Brandeker (2001).

Our new results confirm the F8 spectral type of HD 199143 A but derive different characteristics for its companion HD 199143 B. From our observations, we have deduced that HD 199143 B is more likely to be a M2 star. From the evolutionnary model of Baraffe et al. (2002), we have derived the stellar parameters for the two stars and found an estimation for the age of the system between 25 Myr and 31 Myr, slightly higher than Jayawardhana & Brandeker (2001). We have also found that the IR excess at 12 μm is no longer needed because the spectral sum of the components HD 199143 A and HD 199143 B was consistent with the IRAS flux of 0.24 ± 0.04 Jy. Consequently, we conclude that the existence of the late-type companion HD 199143 B can explain the present near-IR and mid-IR observations.

Acknowledgements. We would like to thank Ray Jayawardhana and Alexis Brandeker who kindly shared their observations. This allowed us to perform tests on both myopic deconvolution algorithms IDAC and MISTRAL and to conduct our discussion on the contrast estimation. We would like to thank also the CNES for the financial support given to Jean-Charles Augereau and finally the staff of the ESO 3.6 m telescope and particulary Kate Brooks for her outstanding support.

References

Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. G. 2002, A&A, 382, 563
Carpenter, J. M., Hillenbrand, L. A., & Skrutskie, M. F. 2001, AJ, 121, 3160
Conan, J.-M., Fusco, T., Mugnier, L., et al. 2000, SPIE, 400, 913
Fusco, T., Véran, J.-P., Conan, J.-M., & Mugnier, L. 1999, A&AS, 134, 193
Fusco, T. 2000, Correction partielle et anisoplanétisme en Optique Adaptative: traitement a posteriori et Optique Adaptative Multiconjuguée, Thesis
Jayawardhana, R., & Brandeker, A. 2001, ApJ, 561, L111
Jayawardhana, R., & Greene, T. 2001, Young Stars Near Earth: Progress and Prospects
Kastner, J. H., Zuckerman, B., Weintraub, D. A., & Forveille, T. 1997, Science, 277, 67
Kenyon, S. J., & Hartmann, L. 1995, ApJS, 101, 117
Kurucz, R. L. 1991, in Stellar Atmospheres-Beyond classical Models, ed. A. G. Davis Philip, A. R. Upgren, & K. A. Janes (L. Davis press, Schenectady, New-York), 441
Oudmaijer, R. D., Palacios, J., Eiroa, C., et al. 2001, A&A, 379, 564
Schmidt-Kaler, Th. 1982, Landolt-Bornstein Catalogue, VI/2b
Van den Ancker, M. E., Pérez, M. R., & de Winter, D. 2000, A&A, 363, L25
Webb, R. A., Zuckerman, B., Platais, I., et al. 1999, ApJ, 512, L63
Zuckerman, B., & Webb, R. A. 2000, ApJ, 535, 959
Zuckerman, B., Song, I., & Webb, R. A. 2001a, ApJ, 559, 388
Zuckerman, B., Song, I., Bessel, M. S., & Webb, R. A. 2001b, ApJ, 562, L87

2.4 Nouveaux résultats et perspectives

Peu de temps après la publication de ces résultats révisant les couleurs de HD 199143 B, Neuhäuser et al. (2002) ont publié des résultats en imagerie et spectroscopie sur les deux sources HD 199143 A et B et sur HD 358623 A et B, observées avec le télescope NTT de $3.5\,m$ de l'ESO. Ils confirment les résultats photométriques de nos observations concernant le CC HD 199143 B et leur compatibilité avec la photométrie d'une étoile de faible masse de type spectral M0-2. À partir d'observations spectroscopiques du compagnon HD 358623 B, Neuhäuser et al. (2002) déterminent également un type spectral M2 et confirment donc que ce compagnon est physiquement lié à HD 358623 A.

Il reste, à présent, à vérifier par spectroscopie que le CC de HD 199143 est bien physiquement lié ou à montrer par une étude astrométrique que ces deux objets partagent bien un mouvement propre commun. Comme je l'ai mentionné en introduction de ce chapitre, les sources HD 199143 et HD 358623 ont été rattachées par Zuckerman et al. (2001c) au groupe β Pictoris de par leur mouvement propre commun et leur proximité dans le ciel. La réponse définitive, et une étude approfondie de l'environnement de HD 199143 A et B et HD 358623 A et B, sont aujourd'hui possibles avec NACO sur le VLT.

Chapitre 3

La Jeune Association MBM 12

Sommaire

3.1 La plus jeune des associations **115**
3.2 Incertitude sur la distance **116**
3.3 Motivations **118**
3.4 Article A&A : Imagerie en OA de MBM 12 . . . . . **118**
3.5 Nouveaux résultats et perspectives **131**

3.1 La plus jeune des associations

Au sein du complexe, formé des nuages moléculaires MBM 11, MBM 12 et MBM 13 du catalogue de Magnani et al. (1985), est depuis peu identifiée l'association jeune et proche MBM 12. Ce complexe, pour la première fois identifié par Lynds (1962), a une masse totale estimée entre 30 et 200 $M_\odot$ à partir des cartes en ^{12}CO, ^{13}CO et $C^{18}O$ de Pound et al. (1990) et Zimmermann & Ungerechts (1990). Les observations en émission à 100 μm du satellite IRAS laissent apparaître une structure très inhomogène, voire "grumeleuse", c'est-à-dire composée de noyaux de poussières et de gaz plus ou moins denses non résolus dans les relevés millimétriques. La source H0253+193, située derrière le nuage, illustre très bien cette structure avec une extinction $A_V \sim 11.5$ (Zuckerman et al. 1992) en comparaison du pic d'extinction $A_V \sim 5$ déduit des observations millimétriques.

Cette jeune association, âgée de seulement 2^{+3}_{-1} millions d'années (Luhman 2001), est toujours enfouie dans son nuage moléculaire. Elle se distingue ainsi clairement des associations plus évoluées TW Hydrae, β Pictoris, η Chamaeleontis ou Tucana-Horologium, complètement isolées de gaz et de poussières. Sur des échelles de temps de quelques millions d'années, ce nuage moléculaire devrait se dissiper complètement (Magnani et al. 1985).

L'identification des premières étoiles TT au sein de MBM 12 a été faite lors de relevés en émissions Hα et rayons X (Stephenson 1986; Herbig & Bell 1988). Des observations X du catalogue ROSAT couplées à un suivi en spectroscopie visible ont permis à Hearty et al. (2000a) d'identifier quatre nouveaux membres TT. Puis, Luhman (2001) a complété cette

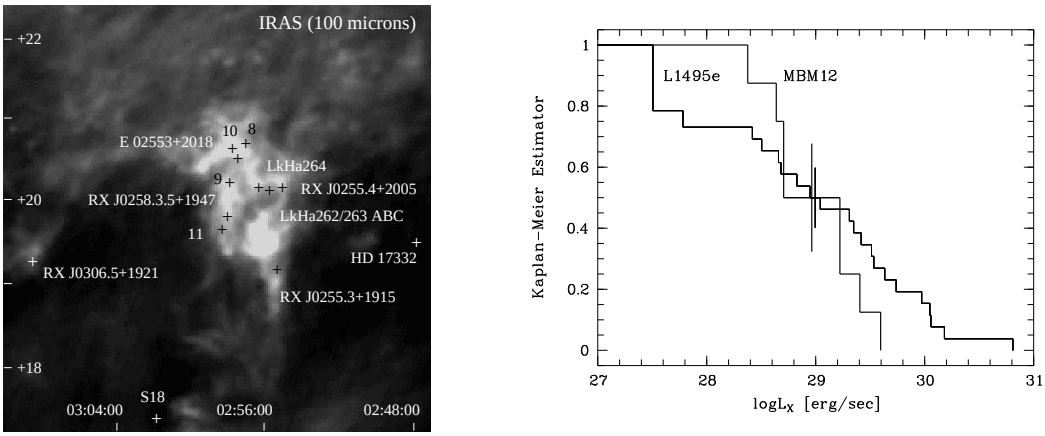

Fig. 3.1 – **Gauche :** Positions des étoiles TT de MBM 12 répertoriées par Hearty et al. (2000a) et Luhman (2001) et superposées à la carte à 100 μm du télescope IRAS. **Droite :** Fonction de luminosité X pour les étoiles TT de MBM 12 comparée à celle de la jeune association L1495E, âgée de moins de 1 à 10 millions d'années. Cette étude comparative a permis à Hearty et al. (2000a) de suggérer un âge pour MBM 12 inférieur à 10 millions d'années. Des distances de 65 pc et 140 pc sont respectivement considérées pour MBM 12 et L1495E. Cette figure est extraite des travaux de Hearty et al. (2000a).

liste avec cinq nouvelles étoiles TT de faibles masses (type spectraux M3-M6) lors d'une étude photométrique (visible et IR) et spectroscopique (visible) de nouveaux candidats. Quatorze membres sont aujourd'hui connus dans cette association. Les caractéristiques de ces étoiles sont reportées dans la Table 3.1. Leur position est superposée à la carte du satellite IRAS à 100 μm (figure 3.1, *à gauche*).

3.2 Incertitude sur la distance

3.2.1 Une association à 65 pc ?

C'est en 1986 que Hobbs et al. (1986) estiment pour la première fois la distance de MBM 12 en étudiant les raies du sodium NaID en absorption dans les spectres des deux étoiles HIP 13631 et HIP 13914. La présence d'une telle raie, identifiée dans le spectre de HIP 13914, est associée pour Hobbs et al. (1986) à une absorption du nuage moléculaire MBM 12, signifiant que l'étoile se trouve derrière le nuage. L'absence de raie dans le spectre de l'étoile HIP 13631 les amène à penser que celle-ci est au-devant. Estimant alors spectroscopiquement la distance de ces deux étoiles, ils arrivent ainsi à contraindre la distance de MBM 12 entre 60 et 70 pc. Cette valeur sera par la suite confirmée par Hearty et al. (2000a), à partir de mesures *Hipparcos* des parallaxes de HIP 13631 et HIP 13914.

L'analyse de la fonction de luminosité X des membres de MBM 12, décrite par Hearty et al. (2000a), confirme ce résultat et contraint l'âge de MBM 12 à moins de 10 millions d'années (voir figure 3.1, *à droite*). Snowden et al. (1993) mettent notamment en évidence l'existence d'une ombre dans le fonds diffus des rayons X mous qui délimitent la *Cavité Locale*. La *Cavité*

TAB. 3.1 – Caractéristiques des membres de MBM 12 détectés par Hobbs et al. (1986), Hearty et al. (2000a) et Luhman (2001). Les noms, coordonnées, types spectraux et photométrie sont reportés.

Source	α (2000)	δ (2000)	Sp (1)	R (1)	J (1)	K (1)	K-N (1,2)
Sources (Hobbs et al. 1986; Hearty et al. 2000a)							
RX J0255.4+2005	02 55 25.78	20 04 51.7	K6	-	9.79	8.99	0.15
LkHα 262	02 56 07.9	20 03 24.3	M0	13.51	11.29	9.66	2.64
LkHα 263	02 56 07.99	20 03 24.3	M3	13.49	10.62	9.52	2.45
LkHα 264	02 56 37.5	20 05 38	K5	12.41	10.2	8.9	3.75
E 02553+2018	02 58 11.2	20 30 04	K3.5	-	9.27	8.11	2.45
RX J0258.3+1947	02 58 16.1	19 47 19.6	M4.5	14.7	11.81	10.73	2.15
S18	03 02 21.1	17 10 35	M3	-	10.7	9.56	1.75
HD 17332	02 47 27.3	19 22 24	G0V			5.46	-0.01
RXJ0255.3+1915	02 55 16.5	19 15 02	F9			9.02	-0.04
Sources (Luhman 2001)							
RX J0256.3+2005	02 56 18.0	20 06 10.0	M5.5	16.6	12.56	11.66	-
MBM12-8	02 57 49.0	20 36 07.8	M5.5	17.75	13.69	12.61	-
MBM12-9	02 58 13.4	20 08 25.0	M5.5	17.67	13.58	12.6	-
MBM12-10	02 58 21.10	20 32 52.7	M3	14.49	11.53	10.33	-
MBM12-11	02 58 43.8	19 40 38.3	M5.5	17.27	13.21	12.25	-

(1) Photométries RJK et types spectraux de Luhman (2001) ; (2) resultats de Jayawardhana et al. (2001a)

Locale est une large bulle de 60 à 90 pc englobant le Soleil, vide de gaz neutre, et résultant vraisemblablement de l'explosion d'une SN. Cette ombre est imputée à une absorption forte du nuage moléculaire MBM 12 que Snowden et al. (1993) situent alors dans la *Cavité Locale*.

3.2.2 Une contre-argumentation pour une distance à 275 pc

Toutefois, ces interprétations poussant à placer MBM 12 à 65 pc du Soleil sont actuellement réfutées par Luhman (2001). MBM 12 ne serait donc pas assimable aux associations jeunes et proches inférieures à 100 pc. S'appuyant sur une étude photométrique visible et IR couplée à la spectroscopie visible d'étoiles situées devant et derrière MBM 12, Luhman (2001) met en doute un à un les arguments précédents.

Il remet tout d'abord en question l'origine de l'absorption en sodium Na I D observée dans le spectre de l'étoile HIP 13914 qui fixe, selon Hobbs et al. (1986) et Hearty et al. (2000a), la distance maximale de MBM 12. Il suggère ainsi que cette étoile est plutôt devant le nuage plaçant MBM 12 au-delà de 90 pc. Les récents résultats de Sfeir et al. (1999) confirment cette interprétation. Ils montrent que les mesures en rayon X mous et celles sur l'absorption du sodium dans cette région seraient plus cohérentes si MBM 12 était située au-delà de 90 pc.

Puis, il montre qu'à un âge de 2 millions d'années, il est nécessaire de placer les membres de MBM 12 au moins à 275 pc pour que leurs luminosités coïncident avec celles d'étoiles Pré-SP.

Finalement, Luhman (2001) étudie la courbe de rougissement de plusieurs sources *Hipparcos* sur la ligne de visée de MBM 12 en fonction de leur distance et n'observe aucune discontinuité significative qui pourrait être révélatrice de la présence d'un nuage moléculaire entre 0 et 250 pc. La détermination de la distance photométrique d'étoiles qu'il considère devant et derrière MBM 12 lui permet de ré-estimer la distance de l'association à plus de ~ 275 pc. Cette estimation vient d'être appuyée par une seconde étude utilisant photométrie et spectroscopie visible et IR menée par Andersson et al. (2002). Elle situe le nuage MBM 12 à 360 ± 30 pc et suggère l'existence d'un second voile d'extinction à ~ 80 pc associé à la frontière de la *Cavité Locale*.

Dans cette contre-argumentation seul un fait observationnel reste à présent à expliquer : la fonction de luminosité X obtenue par Hearty et al. (2000a) qui semble difficilement associable à une association située au-delà de 150 pc.

3.3 Motivations

Le débat sur l'association MBM 12 n'étant pas clos, cette association reste toujours aujourd'hui une cible de choix pour l'étude de l'environnement CS des étoiles jeunes. J'ai donc sélectionné les 14 membres de cette association dans le but d'explorer leur environnement CS proche à l'aide de l'imagerie HC et HRA. Cet intérêt concrétisé par la publication de premiers résultats en OA par Jayawardhana et al. (2001a) qui ont observé les huit candidats de Hobbs et al. (1986) et Hearty et al. (2000a) dans l'IR thermique, en bande L avec le télescope UKIRT et en bande N avec le Keck. De la photométrie en K extraite du catalogue *2MASS* et de celle obtenue lors de leurs observations en L et N, Jayawardhana et al. (2001a) reportent la détection d'un excès IR thermique important pour les 6 sources LkHα 262, LkHα 263, LkHα 264, E02553+2018, RX J0258.3+1947 et S18. Les couleurs $(K - N)$ sont reportées dans la Table 3.1. Ils attribuent ces excès à la présence de disques CS optiquement épais.

3.4 Article A&A : Imagerie en OA de MBM 12

3.4.1 Observations

En décembre 2001, j'ai débuté 3 nuits d'observation au CFHT équipé du système d'OA PUEO couplé à la caméra IR KIR+Grif. J'ai imagé 9 membres des 14 connus, confirmé la binarité du système HD 17332 AB et détecté 6 nouveaux systèmes binaires LkHα 264, E02553+2018, RX J0255.4+2005, S18, MBM12-10 et RX J0255.3+1915 et un possible système quadruple composé de LkHα 262, de la binaire serrée LkHα 263 AB et d'un disque protoplanétaire LkHα 263 C (voir la figure 3.3). Le faible compagnon de LkHα 264 détecté en coronographie est présenté dans l'article.

Jayawardhana et al. (2002) ont annoncé peu de temps avant nous la détection du disque proto-planètaire LkHα 263 C avec le télescope Gemini nous soufflant la primauté de cette

découverte (Jayawardhana et al. 2002). Les images CFHT et Gemini sont aussi reportées dans la figure 3.3.

3.4.2 Étude des nouvelles binaires

Des images à HC et HRA de PUEO/KIR+Grif, j'ai obtenu les contrastes en K, parfois en J et H aussi, et les positions relatives des binaires E02553+2018 AB, RX J0255.4+2005 AB, S18 AB, MBM12-10 AB, RX J0255.3+1915 AB, HD17332 AB, ainsi que LkHα 263 AB et LkHα 264 AB.

Je discute, dans cet article, de l'impact de la détection de nouvelles binaires dans MBM 12, concernant l'estimation des types spectraux de Luhman (2001) et des excès IR de Jayawardhana et al. (2001a). En effet, les binaires E02553+2018 AB, S18 AB et LkHα 263 AB ont des rapports de flux relativement proches qui s'inversent entre les bandes J et K. Les types spectraux et les excès IR dans les bandes L et N, pour ces sources alors considérées comme étoiles simples, sont donc à remesurer. Il est aussi nécessaire de mesurer à nouveau les types spectraux lorsque la composante secondaire n'est pas négligeable devant la primaire.

Je détermine la fraction de binaires dans MBM 12 avec la méthode décrite par Duchêne (1999) et discute ce résultat en comparaison des étoiles de la séquence principale (Duquennoy & Mayor 1991; Fischer & Marcy 1992) et de l'association jeune IC 348 (Duchêne et al. 1999b).

Enfin, je discute le cas de l'étoile RX J0255.3+1915, dont la contribution du compagnon au type spectral F9 déterminé par Luhman (2001), est négligeable et autour de laquelle aucun excès IR n'a été détecté (Jayawardhana et al. 2001a). Supposant ni rougissement ni excès IR et une classe de luminosité V pour cette étoile, j'ai alors estimé sa distance photométrique à $\sim$ 175 pc. Cette valeur est à considérer comme une distance minimale car le rougissement n'est peut-être pas complètement négligeable et la classe de luminosité pas exactement égale

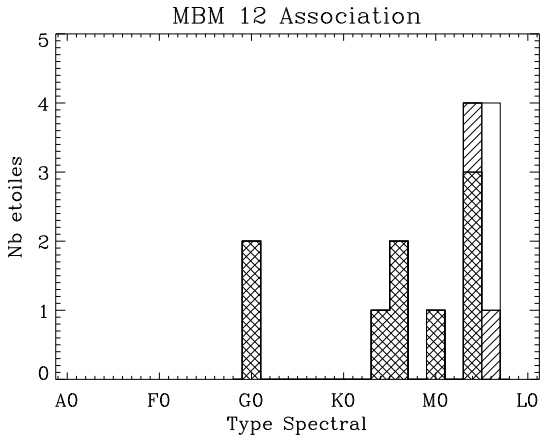

Fig. 3.2 – Histogramme des membres de l'association en fonction de leur type spectral. Les étoiles étudiées lors de la première campagne d'observations en décembre 2001 sont en *doubles hachures ou quadrillages*, les deux membres observés lors de la seconde campagne d'observations de décembre 2002 en *simples hachures*.

à V. Cette estimation conforte les arguments de Luhman (2001).

3.4.3 Modélisation du disque de LkHα 263 C

Une modélisation du disque proto-planétaire LkHα 263 C menée par François Ménard est présentée dans le but de contraindre les paramètres physiques du disque LkHα 263 C, c'est-à-dire sa taille, sa masse et la distribution de tailles de grains. Cette analyse a été obtenue à partir des images brutes J, H et K du disque, déconvoluées par *MISTRAL*. Les images brutes sont présentées dans la figure 3.3.

Dans le cas d'une source à 275 pc pour un disque ayant un rapport $M_{gas}/M_{poussières} = 100$,

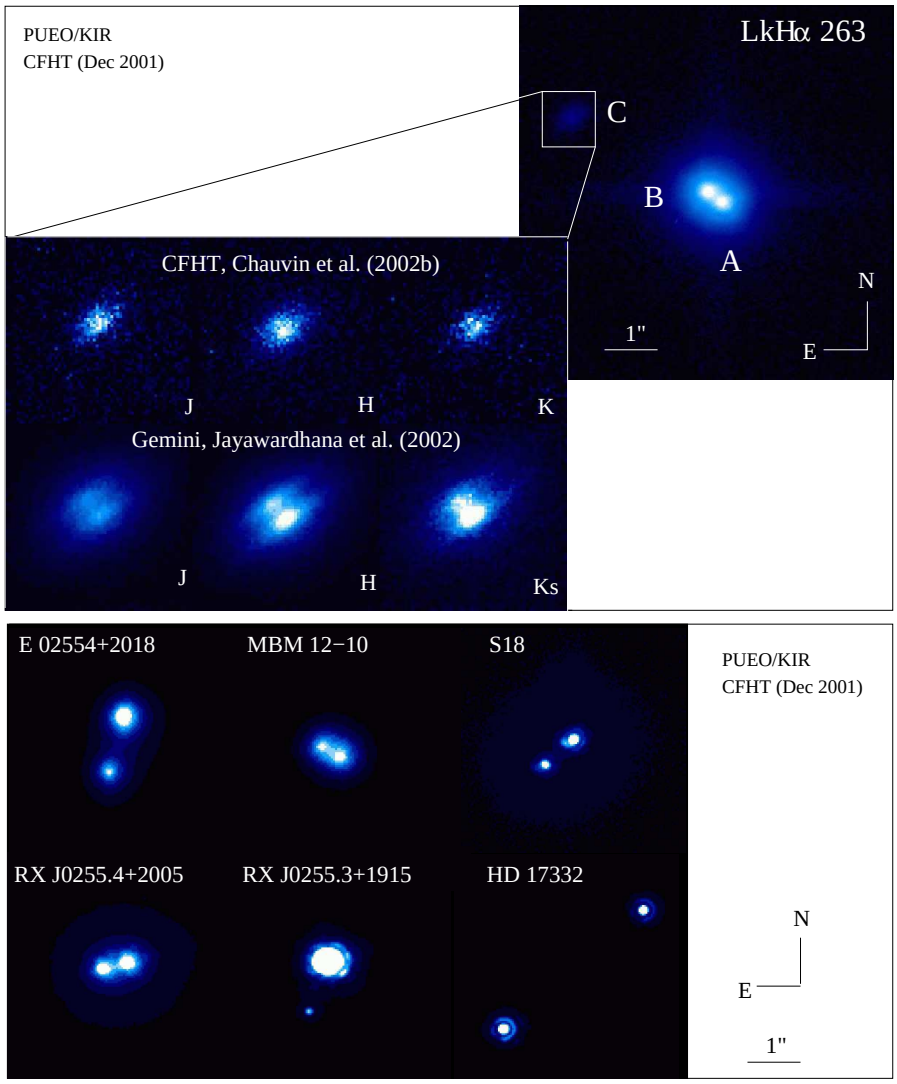

Fig. 3.3 – **Haut :** Images en OA avec PUEO/KIR+Grif (CFHT) du système LkHα 263 ABC avec un gros plan en J, H et K sur le disque proto-planétaire imagé au CFHT et à Gemini (Jayawardhana et al. 2002). **Bas :** Images PUEO/KIR+Grif en bande K des 6 autres binaires E02553+2018, RX J0255.4+2005, S18, MBM12-10, RX J0255.3+1915 et HD 17332.

le modèle contraint par les observations donne une extension radiale du disque de LkHα 263 C de 165 UA, une masse de $M_{\text{poussières}} = 2.4 \times 10^{-6} M_{\odot}$ (soit $M_{\text{disque}} = 2.4 \times 10^{-4} M_{\odot}$), une inclinaison de $i = 89.0^{o}\ ^{+0.5}_{-1.0}$, et une distribution de taille de grains avec une coupure entre 0.5 et 0.9 μm (à partir du modèle de grains de Mathis & Whiffen (1989)). Dans le cas où cette source serait à 65 pc, l'extension radiale du disque serait alors de 40 UA et sa masse de poussières de $M_{\text{poussières}} = 1.2 \times 10^{-7} M_{\odot}$ (soit $M_{\text{disque}} = 1.2 \times 10^{-5} M_{\odot}$).

A&A 394, 949–956 (2002)
DOI: 10.1051/0004-6361:20021215
© ESO 2002

Astronomy & Astrophysics

Adaptive optics imaging of the MBM 12 association

Seven binaries and an edge-on disk in a quadruple system⋆

G. Chauvin[1], F. Ménard[1], T. Fusco[2], A.-M. Lagrange[1], J.-L. Beuzit[1], D. Mouillet[3], and J.-C. Augereau[4]

[1] Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire de Grenoble, 414, rue de la piscine, BP 53, 38041 Grenoble Cedex 9, France
[2] Office National d'Études et de Recherches Aérospatiales, Département d'optique théorique et appliquée, BP 72, 92322 Châtillon Cedex, France
[3] Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire Midi-Pyrénées, BP 826, 65008 Tarbes, France
[4] DSM/DAPNIA/Service d'Astrophysique, CEA/Saclay, 91191 Gif-sur-Yvette, France

Received 23 April 2002 / Accepted 29 July 2002

Abstract. We report adaptive optics (AO) observations of the young and nearby association MBM 12 obtained with the Canada-France-Hawaii Telescope. Our main observational result is the discovery of six new binary systems, LkHα264, E 0255+2018, RX J0255.4+2005, S18, MBM 12-10, RX J0255.3+1915, and the confirmation of HD 17332, already known as a binary. We also detected a possible quadruple system. It is composed of the close binary LkHα 263 AB (separation of ~0.41″), of LkHα 262 located ~15.25″ from LkHα 263 A, and of LkHα 263 C, located ~4.1″ from LkHα 263 A. A preliminary study of the binary fraction suggests a binary excess in the MBM 12 association as compared to the field and IC 348. Because of the high binarity rate, previous estimations of spectral types and measurements of IR excesses for several candidate members of MBM 12 have to be revised. LkHα 263 C is a nebulous object that we interpret as a disk oriented almost perfectly edge-on and seen in scattered light. This object has already been reported by Jayawardhana et al. (2002). Scattered light models allow us to estimate some of the structural parameters (i.e. inclination, diameter and to a lesser extent dust mass) of the circumstellar disk. We find an inclination of 89° and a outer radius for the disk, ~165 AU if the distance to MBM 12 is 275 pc. With the present data set, we do not attempt to re-assess the distance to MBM 12. We estimate however that the distance to the candidate member RX J0255.3+1915 is $d > 175$ pc.

Key words. stars: pre-main sequence – stars: binaries: general – stars: planetary systems: protoplanetary disks – stars: circumstellar matter – stars: low-mass, brown dwarfs

1. Introduction

Young and nearby open clusters are ideal laboratories to study the formation and evolution of solar-like stars. Due to their proximity, circumstellar disks are examined with finer resolution and lower mass objects can be detected. In the best case, one can also hope to find giant planets orbiting cluster members, using current instruments. It is therefore no surprise that vast efforts were made to discover new nearby associations in recent years. Today, seven nearby associations, open clusters, or so-called "groups" are known that are closer than 100 pc from the Sun. They are the TW Hydrae and η Chamaeleontis associations (Kastner et al. 1997; Mamajek et al. 1999, respectively), Horologium A and Tucana associations (Torres et al. 2000; Zuckerman et al. 2000, respectively). Zuckerman et al. (2001a) recently proposed that they are part of the same stream. The Capricornus association has been described by van den Ancker et al. (2000). A loose group was also identified by Zuckerman et al. (2001b) around the nearby and well-known star β Pictoris.

The seventh nearby association is found in the high latitude molecular cloud complex made of clouds number 11, 12 and 13 in the list of Magnani et al. (1985). This complex was identified earlier by Lynds (1962) and is comprised of the dark nebulae L1453, L1454, L1457 and L1458. Clumpy 100 μm infrared emission is detected by IRAS at the position of the dark nebulae. The molecular clouds also cast a deep shadow on the X-ray background detected by ROSAT (Snowden et al. 1993). The total mass of the entire complex is estimated to be 30–200 $M_\odot$ based on ^{12}CO, ^{13}CO and C^{18}O maps (Pound et al. 1990; Zimmermann & Ungerechts 1990). This association of young stars, which we call MBM 12 from now on, is particularly interesting because it is more compact than the others, with all the stars located within the boundaries of the small molecular cloud complex. Although it is not clear whether the

Send offprint requests to: G. Chauvin,
e-mail: gchauvin@obs.ujf-grenoble.fr

⋆ Based on data collected at the Canada-France-Hawaii Telescope. The CFHT corporation is funded by the Governments of Canada and France, and by the University of Hawaii.

cloud is bound by gravity or not, it was rapidly shown to contain many IRAS sources and optically revealed T Tauri stars (Magnani et al. 1990) proving its capacity to form solar-like stars. The list of members of MBM 12 now extends to 14 (Hearty et al. 2000a; Luhman 2001). MBM 12 is also interesting because, among the seven young nearby associations known, it appears to be the youngest with an estimated age of 2^{+3}_{-1} Myr (Luhman 2001).

First estimations of its distance placed it at 65 pc from the Sun (Hobbs et al. 1986; Hobbs et al. 1988), a result later confirmed by Hearty et al. (2000b) with Hipparcos trigonometric parallaxes of fore- and background stars. Luhman (2001) revised this distance, suggesting 275 pc based on 2MASS photometry and optical spectroscopy. Although the exact distance to the association is still being debated, at the distance of 65 pc, MBM 12 would be the nearest star forming molecular cloud known to date.

In MBM 12, the first investigation for protoplanetary disks was done by Jayawardhana et al. (2001). Significant mid-IR excess of six candidate members (LkHα 263, LkHα 262, LkHα 264, E 0255+2018, RX J0258.3+1947 and S18) are reported and attributed to the presence of circumstellar disks. To test this interpretation and detect the possible existence of circumstellar matter around these stars, high resolution imaging is needed. In this paper we present the results of near-infrared AO observations carried out at the 3.6 m Canada-France-Hawaii Telescope. Four mid-IR excess members are resolved as binary systems and a protoplanetary disk is detected around the binary system LkHα 263 AB. We report also AO observations of four other candidate members (RX J0255+2005, MBM 12-10, RX J0255.3+1915 and HD 17332) which are resolved as binary systems. All companion candidates presently detected need to be confirmed or rejected later by proper motion or spectroscopy. The observations are described in the next section. Section 3 presents the results. The binary fraction studied for observed MBM 12 members, the implication of the high rate we found, the distance and a scattered light model for the edge-on disk LkHα 263 C are respectively discussed in Sects. 4–7.

2. Adaptive optics imaging

The AO observations were carried out on 2001 November 29th and 30th and on December 2nd at the Canada-France-Hawaii telescope. KIR, the facility 1024 × 1024 near-infrared camera dedicated to AO, was used. The pixel scale on the detector is 0.0348″/px, giving a total field of view of 35.6″ × 35.6″. The observations were obtained in the J, H and Ks standard near-infrared bands for eight fields centered on the eight brightest members of MBM 12 and consisted of nine previously known targets. The field centers are listed in Table 1. The ninth target is LkHα 262, in the field of LkHα 263.

LkHα 264 was observed with the coronographic mode of GRIF[1] to improve the dynamic range, hence better the detectability of the faint circumstellar environments. The diameter of the occulting mask was 0.9″. The photometric standards FS 121 and FS 129 from the UKIRT faint standard list were observed as photometric and PSF standards. They complement, at low level in the seeing halo, the PSF estimation reconstructed analytically from the wavefront sensor residual errors (Véran 1997). The usual sky background subtraction, cosmic ray hits correction, and removal of detector signatures (i.e., flat field, bias, deviant pixels) were performed. The deconvolution algorithms of Véran et al. (1998) and the myopic deconvolution algorithm MISTRAL (Conan et al. 2000) were then used to obtain the flux ratios and the separations of the binaries and high angular resolution images of the protoplanetary disk LkHα 263 C in JHKs.

[1] http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Spectroscopy/GriF/

3. Results

3.1. New binary systems in MBM 12

We resolved six new binary systems out of the nine MBM 12 members covered by our observations. They are LkHα 264, E 0255+2018, RX J0255.4+2005, S18, MBM 12-10, RX J0255.3+1915. We also confirm that HD 17332 is a 3.6″ binary. Figures 1 and 2, left panel, show Ks-band images of these binaries. E 0255+2018, RX J0255.4+2005, S18, MBM 12-10 and HD 17332 were deconvolved using the algorithm written by Véran et al. (1998). In the case of RX J0255.3+1915, flux ratio and separation were obtained with the myopic deconvolution algorithm MISTRAL. The companion of LkHα 264 was detected by coronography only. The contrast was estimated a posteriori by aperture photometry on normal images obtained without a coronographic mask using an aperture of $R_{\rm ap}$ = 0.7″ (see Fig. 2, left panel). We present our photometric results in Table 1. The first three columns give the name and the coordinates, in the equatorial system, of the photocenter of the unresolved system given by Luhman (2001). Columns 4–6 give the relative brightness of the companion candidate with respect to the primary in J, H, and Ks respectively. The last two columns give the position angle and separation at which the companion was detected.

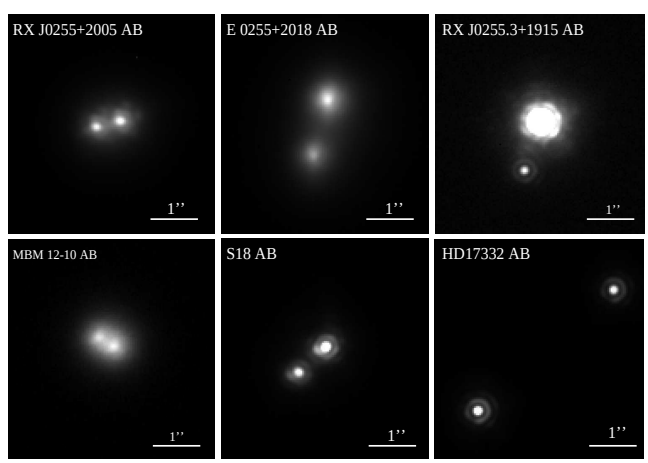

Fig. 1. AO observations in Ks-band of the six close binaries: E 0255+2018, RX J0255.4+2005, S18, MBM 12-10, RX J0255.3+1915 and HD 17332. North is up and east is left. Each image is presented in linear stretch.

Table 1. Contrasts and separations of the binary systems observed in the MBM 12 Association.

Name	α(2000)	δ(2000)	ΔJ (mag)	ΔH (mag)	ΔKs (mag)	PA (°)	separations (″)
RX J0255+2005 AB	02 55 25.78	20 04 51.7			0.13 ± 0.04	104 ± 1	0.503 ± 0.002
LkHα 263 AB	02 56 07.99	20 03 24.3	−0.06 ± 0.01	−0.21 ± 0.01	0.18 ± 0.01	54 ± 1	0.410 ± 0.002
LkHα 264 AB	02 56 37.5	20 05 38			6.75 ± 0.2	223 ± 1	9.160 ± 0.034
E 0255+2018 AB	02 58 11.2	20 30 04			0.50 ± 0.02	165 ± 1	1.108 ± 0.009
MBM 12-10 AB	02 58 21.10	20 32 52.7			0.03 ± 0.03	61 ± 1	0.390 ± 0.007
S18 AB	03 02 21.1	17 10 35	0.56 ± 0.02	0.42 ± 0.02	0.69 ± 0.01	130 ± 1	0.753 ± 0.001
RX J0255.3+1915 AB (b)	02 55 16.5	19 15 02	3.61 ± 0.05	4.2± 0.03	3.64 ± 0.03	161 ± 1	1.014 ± 0.002
HD17332 AB (a)	02 47 27.3	19 22 24			0.42 ± 0.01	311 ± 1	3.63 ± 0.006

[a] Narrow Band Filter H_2 used.
[b] Deconvolved by MISTRAL.

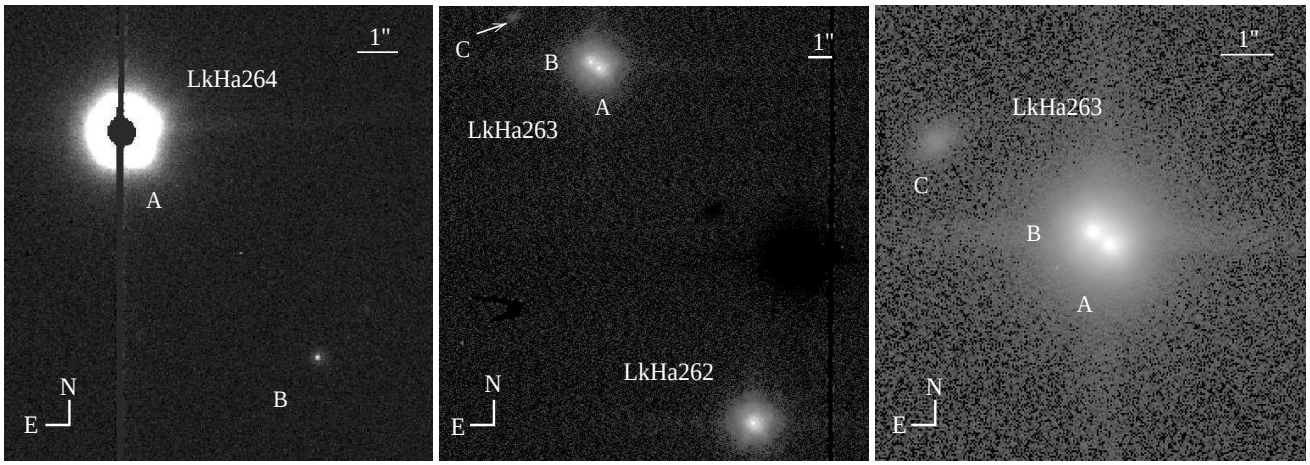

Fig. 2. Left: coronographic AO observation of LkHα 264 A in Ks-band. A faint companion candidate LkHα 264 B appears at 9.16″ with a position angle of 223° ± 1. Middle: AO observation in H-band of the quadruple system composed of LkHα 262, LkHα 263 AB and LkHα 263 C. Right: zoom of the close binary LkHα 263 AB and the young protoplanetary disk LkHα 263 C. Images are presented in linear stretch.

3.2. LkHα 263–262, a quadruple system?

In the field centered on LkHα 263, we detected four stars that may form a physical system.

3.2.1. LkHα 263 AB and LkHα 262

Similarly to Jayawardhana et al. (2002) we resolve LkHα 263 into a close binary, with a projected separation of 0.41″ and position angle of 54° ± 1, measured East of North. Further out to the North-East, another fainter and very nebulous object appears. We call it LkHα 263 C. It lies at 4.1″ ± 0.05 and at position angle 61° ± 1 from LkHα 263 A. Still further out, and possibly not bound to the system, LkHα 262 lies at 15.25″ ± 0.05 and position angle 205° ± 1 degrees from LkHα 263 A.

Figure 2 shows two H-band images of this system. The right panel is a zoom on the close binary LkHα 263 AB and the nebulous LkHα 263 C. The middle panel presents the whole system, with LkHα 262 at the bottom right and LkHα 263 C on the edge of the frame, at top left.

Flux ratio and separation of LkHα 263 AB were obtained using the deconvolution algorithm of Véran et al. (1998) previously discussed. The relative photometry of the pair LkHα 263 AB is also reported in Table 1. LkHα 263 B is brighter than LkHα 263 A in J and H, but not in Ks.

3.2.2. The nebulous object LkHα 263 C

The appearance of LkHα 263 C is reminiscent of that of other young stars with a circumstellar disk seen close to edge-on. It appears very similar to HK Tau/c (Stapelfeldt et al. 1998), HV Tau C (Monin & Bouvier 2000; Stapelfeldt et al. 2002) and IRAS 04158+2805 (Ménard et al. 2002).

The angular dimensions of the nebulosity associated with LkHα 263 C are presented in Table 2. The discovery, and first interpretation of LkHα 263 C as an edge-on disk was made by Jayawardhana et al. (2002) from H-band AO images. Our diffraction-limited JHKs images are presented in Fig. 3, top panel. They are compatible with the images made by Jayawardhana et al. (2002). The angular resolution of our images is lower however, 0.15″ on the raw frames. Nevertheless, the dark lane typical of optically thick edge-on disks, is present. The advanced deconvolution algorithm MISTRAL was applied to the image to try and recover the maximum spatial

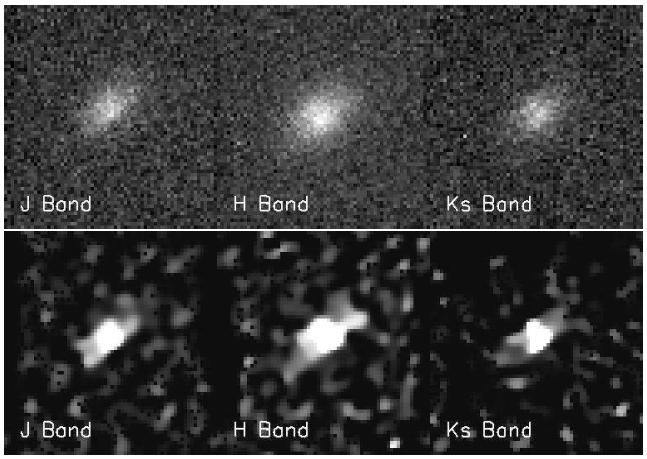

Fig. 3. Top row: raw images of the circumstellar disk surrounding LkHα 263 C in J, H and Ks (from left to right). Bottom row: deconvolved images. MISTRAL, a myopic deconvolution algorithm was used to produce these J, H and Ks images (also from left to right). On all images the field-of-view is 2.2″, with North up and East to the left.

information possible. The signal-to-noise in the images is low and the efficiency limit of MISTRAL is reached. The results are presented in Fig. 3, bottom panel. The parameters given in Table 2 are measured on the deconvolved images.

Table 2. LkHα 263 C: parameters of the reflection nebula.

Filter	Diameter arcsec	Brightness ratio	Separation arcsec
J	0.69 ± 0.07	1.56 ± 0.1	0.126
H	0.87 ± 0.07	1.32 ± 0.1	0.148
Ks	0.72 ± 0.07	1.13 ± 0.1	0.156
Gemini H	0.90 ± 0.06	1.2	0.141

The general appearance of all the images is the same, two elongated reflection nebulae, parallel to each other and separated, more or less depending on angular resolution, by a dark lane. The dark lane is conspicuous on the Gemini images of Jayawardhana et al. (2002) but is at the resolution limit on our images, although still detectable.

In all three images the dark lane runs at position angle 128° ± 1 with the brighter nebula located to the South-West. The diameter of the disk can be measured in all three images as the maximum distance over which the reflection nebula can be detected. The values are quoted in the second column of Table 2. The diameters differ slightly from filter to filter. This variation is mostly due to variations in the signal-to-noise ratio and resolution in the various frames. Our best data set was obtained at H-band and, as expected, we find the maximum diameter, at about 0.9″, or $R_{\rm out}$ = 0.45″ (i.e., an observed outer radius of 124 AU, assuming a distance of 275 pc, or 30 AU for 65 pc). This value should be regarded as a lower limit to the disk size since deeper images may reveal the disk farther out. This value is similar to the one extracted from images of Jayawardhana et al. (2002).

In Table 2, the brightness ratio given in the third column is the ratio of the peak pixel value in the South-West brighter nebula to the peak pixel value in the North-East fainter nebula. Those are the two maxima measured along the minor axis of the disk. The separation given in the fourth column is the distance, in arcsec, measured between these two peaks. Typical error bars on the angular measurements are two pixels (i.e., 70 mas). All measurements are made on the deconvolved images.

4. Binary star fraction in observed MBM 12 members

From the 14 members of the MBM 12 association discovered by Hearty et al. (2000a) and Luhman (2001), we observed 9 during our AO imaging campaign. We were sensitive to separations ranging from 0.13″ (diffraction limit in Ks) to 18″ (half field of view). As we previously mentioned, a quadruple system composed of the two members LkHα 262–263 and six binaries were detected in classical imaging. In addition, coronographic imaging allowed us to detect another companion candidate around LkHα 264.

To conduct our analysis on the binary star fraction (*bf*) for the small sample of MBM 12 members observed, we consider only AO classical imaging observations. The averaged detection limit achieved in Ks-band as a function of the distance to the star is presented in Fig. 4 with the different companion candidates overplotted (except LkHα 262 as discussed next). To compare the *bf* of our sample with the one obtained by Duchêne et al. (1999) for the young cluster IC 348 (located at 320 pc and aged of 2 Myr), we limit our study to the same separation range 32–2560 AU. This means an angular separation range of 0.13″–9.3″ if we assume the distance of 275 pc to MBM 12. We also limit the dynamic range to detect binaries with mass ratio q = 0.1 as Duchêne et al. (1999) did to compare their results to that of the low-mass main sequence (MS) stars, G- and M-dwarfs (Duquennoy & Mayor 1991; Fischer & Marcy 1992). Based on mass-luminosity relation at 2 Myr from Baraffe et al. (1998), this mass ratio is equivalent to a ΔKs = 2.9. Duchêne et al. (1999) conducted their near-IR survey with the same instrument, PUEO/KIR, and the same detection performance was achieved (~6.5 mag for separation >1″). In our sample, the 6 close binaries have separations between 0.39″ and 3.63″ and contrast in ΔKs between 0.03 and 3.64. The three components LkHα 263 B, LkHα 263 C and LkHα 262 of the visual quadruple system have respectively separation of 0.41″, 4.1″ and 15.25″ and contrast of 0.18, 5.6 and −0.52 from LkHα 263 A. According to the separation range we fixed, we consider this system composed of a triple system LkHα 263 ABC and a single star LkHα 262. The source LkHα 264 with a faint companion detected in coronagraphy is also considered as a single star.

For the young cluster IC 348, Duchêne et al. (1999) evaluate the *bf* ($= \frac{B+T+Q}{S+B+T+Q}$; B, T and Q respectively for Binary, Triple and Quadruple system) at 19 ± 5%. This is similar to the values of G- and M- dwarfs in the solar neighbourhood (23% and 18%, respectively) and shows that there is no binary excess in IC 348. Based on the same separation range for a distance

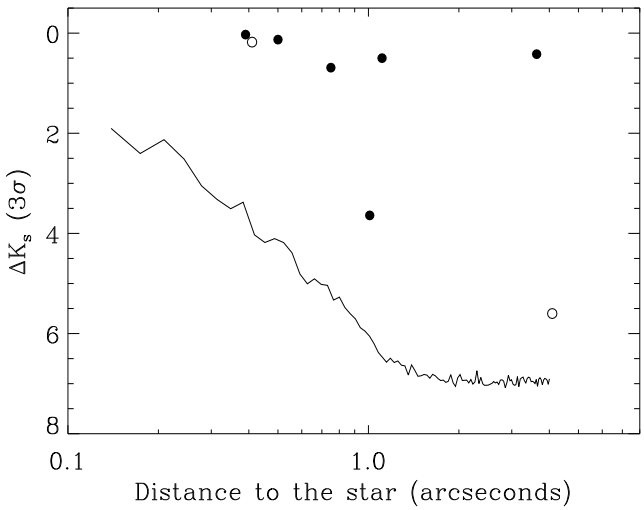

Fig. 4. Averaged detection limit obtained in our classical imaging observations in *K*s-band. Filled circles are detected binaries around MBM 12 members. Open circles are companions LkHα 263 B and LkHα 263 C detected around LkHα 263 A. LkHα 262, located at 15.25″ from LkHα 263 A is considered as a single star.

of 275 pc to MBM 12 and the same dynamic range, we estimate the *bf* of our sample to 66%. This suggests a large binary excess. For a smaller distance of 65 pc, the separation range becomes 8–604 AU and we still find an excess compared to values of G- and M- dwarfs for the same separation range (28% and 22%, respectively).

Therefore, this preliminary result suggests a large binary excess in the MBM 12 association and points out the trend presented by Duchêne (1999) and Duchêne et al. (1999) that the binary fraction is inversely correlated with the stellar density. Dense clusters have a binary fraction similar to the field dwarfs, whereas loose young open clusters exhibit binary excesses. Gravitational encounters in dense clusters or specific initial conditions in the parent molecular clouds may lead to these different binary fractions. To confirm this trend for a binary excess in the MBM 12 association, further AO imaging observations of other candidate members are needed.

5. Impact of the high binarity rate

5.1. Relevance of previous spectral type estimations

Our discovery of frequent visual pairs in MBM 12 may call for a revision of the estimated spectral types in cases where the binarity was unknown before and the contrast between companions is not large enough for one star to dominate in the spectrum used for classification.

The contribution of the companion candidates in the optical spectra of LkHα 264, and RX J0255.3+1915 is small and the spectral types given by Luhman (2001) should stand. Also, we did not detect a companion candidate to LkHα 262, and the spectral types given before also stand.

For all other cases, i.e., LkHα 263, S18, E 0255+2018, RX J0255+2005, and MBM 12-10, the contrast between the primary and the secondary is low enough, less than 0.7 mag (i.e., less than a factor 2 in counts) that the estimated spectral types may be affected if the two stars have different temperatures. This is likely the case for LkHα 263. It is not as clear for the others. A careful re-interpretation of individual spectral types seems in order for this group of objects and the current estimates should be considered as indicative only.

5.2. The origin of the near-infrared excess

The presence of an optically undetected companion may also affect measurements of the infrared excess, possibly invalidating the attribution of its origin to the circumstellar medium, i.e., a disk. For MBM 12, Jayawardhana et al. (2001) presented *L*- and *N*-band infrared photometry of 10 stars, including 8 from the sample we observed.

In 6 cases these authors measured large ($K-L$) and ($K-N$) color indices, and attributed the origin of the excess to warm dust located in a protostellar disk following, e.g., Kenyon & Hartmann (1990), and Skrutskie et al. (1990). Of those six sources we observed five, and detected four binaries. Those were unknown when Jayawardhana et al. (2001) performed their analysis and they were all treated as single objects.

If those objects have significantly different spectral types, or temperature, then the amplitude of the color excesses previously attributed the circumstellar environment of a single object may not be valid anymore. The case of LkHα 263 AB is interesting. Clearly, the fainter component at *J* and *H* becomes the brighter one at *K*s. It is difficult to extrapolate to longer wavelengths, but most of the color excess may well come from the companion, without the need for a massive protoplanetary disk at all. The other cases are not as clear and a color excess may still be present, despite the presence of a companion. Obviously, new spectroscopic observations combined with high angular resolution are needed to determine the colors and the stellar parameters of each component in the binaries.

6. The distance to RX J0255.3+1915

It is beyond the scope of this paper to measure the distance to MBM 12. The molecular cloud appears clumpy and adjacent lines-of-sight projected on the cloud can have very different extinction values, e.g., Bhatt et al. (1994), making it difficult to estimate the distance reliably. In a recent paper, Luhman (2001) revised the distance to the assocation to 275 pc. This is significantly farther then the value of 65 pc estimated before by Hobbs et al. (1986) for example.

Without attempting to re-assess this distance, we note that the distance to one of the stars in our sample, RX J0255.3+1915, can be estimated reliably. In that case, the companion is much fainter than the primary (3.4 mag at *K*s) and its contribution to the spectral type and the unresolved aperture photometry can be neglected. The spectral type of the unresolved system is F9V, as derived from optical spectroscopy by Hearty et al. (2000a). We attribute it to the primary. Furthermore, no infrared excess was observed by Jayawardhana et al. (2001) for this source. Therefore, assuming no reddening and no near-infrared excess, we estimate the distance to RX J0255.3+1915 from the expected absolute magnitude of an F9V star. With an apparent magnitude

Ks = 9.02 (Jayawardhana et al. 2001) and an absolute magnitude M_{Ks} = 2.8 based on the stellar models of Siess et al. (2000) and the conversion table of Kenyon & Hartmann (1995), we find a distance modulus of 6.22, i.e., a distance of ~175 pc. This distance is likely to be a lower limit because we used the absolute magnitude of a F9V dwarf (RX J0255.3+1915 is likely younger and brighter) and no extinction. Should this object be younger, it would likely be more luminous. This would increase the distance modulus and place the object further away.

7. Disk models for LkHα 263 C

Models of the scattered light are useful to extract the structural parameters of disks around T Tauri stars. See, e.g., Ménard & Bertout (1999) and references therein. In this section we present synthetic intensity images of dust disks in H-band and we compare them to the observed intensity images of LkHα 263 C obtained at CFHT in an attempt to estimate a few of its structural parameters. We also compare the same models to the Gemini H-band image presented by Jayawardhana et al. (2002).

The synthetic images were produced with a code that treats Mie scattering on dust particles located in a disk whose shape is described by power-laws. The density distribution is defined by the total mass as well as five geometric parameters: inner and outer radii, surface density distribution ($\Sigma(r) \propto r^p$), and scale height law ($H(r) = H_0(r/r_0)^\beta$). All models presented below have fixed values of $\beta = 1.125$, $p = -1.0$, and $H_0 = 4$ AU (at a reference radius of 50 AU). These values are typical of other disks (e.g., Stapelfeldt et al. 1998; Stapelfeldt et al. 2002). Other models with different parameters were run but are not presented. Due to the limited angular resolution and low signal-to-noise ratio in our images, model intensity maps produced with different parameters in a (small) range around these values would be also acceptable: $1.0 \leq \beta \leq 1.25$; $-0.8 \leq p \leq -1.25$; $3 \leq H_0 \leq 8$ AU at 50 AU. Our fit to a single wavelength data set do not allow us to constrain more precisely the range of these geometrical parameters.

Dust is responsible for the scattered light. Our models include a dust size distribution where grain radii are randomly picked from a continuous size distribution. The range of radii, a, extend from $a_{\min} = 0.03$ μm to $a_{\max} = 0.9$ μm (or 0.5 μm depending on the models) with a size distribution $N(a) \propto a^{-3.7}$, as derived by Mathis & Whiffen (1989) for porous interstellar grains. The so-called "A model" from Mathis & Whiffen (1989) was assumed to obtain the grains optical properties (i.e., refraction indices), which we set independent of grain size. The random selection of scattering particle size is weighted by the product of the number density and the scattering cross-section of all grains in the disk. Therefore, the largest grains are the most frequent scatterers although they are the less numerous.

With the parameters adopted here, the median radius of the scattering particles at a wavelength of 1.65 μm (H-band) is about 0.62 μm when $a_{\max} = 0.9$ μm. The asymmetry parameter for this "median grain" is $g = 0.73$, i.e., heavily forward-throwing. We find that these grains are too forward-throwing to fit the image. They produce images that are peaked too much at the center and are not bright enough at the edge of the disk. Consequently, we ran models with smaller grains, with the maximum radius cut-off in the distribution decreased from $a_{\max} = 0.9$ μm to $a_{\max} = 0.5$ μm. In that case the "median radius" of the scattering particles is 0.37 μm, with $g = 0.36$. These models provide a better fit to the data (see Figs. 5 and 6).

Table 3. Parameters of the disk models.

Panel	$M_{\rm dust}$	i	β	p	H_0	$a_{\min}$	$a_{\max}$
	10^{-6} $M_\odot$	deg			AU	μm	μm
a	0.8	89.0	9/8	−1	4	0.03	0.9
b	4.0	89.0	9/8	−1	4	0.03	0.9
c	2.4	88.5	9/8	−1	4	0.03	0.9
d	2.4	89.5	9/8	−1	4	0.03	0.9
e	2.4	89.0	9/8	−1	4	0.03	0.9
f	2.4	89.0	9/8	−1	4	0.03	0.5

Note: In all models $R_{\rm out}$ = 165 AU, valid if the distance to MBM 12 is 275 pc. For different distances, $R_{\rm out}$ and $M_{\rm dust}$ must to be modified.

In the rest of this section, we have assumed a distance of 275 pc to MBM 12. Should the distance to the association be smaller, the radius of the disk would be smaller. Our synthetic models can be scaled by their optical depth to yield the same intensity distribution. A small disk would have to be less massive to yield the same intensity map. Neglecting the effect of the inner radius, the extinction optical thickness in the equatorial plane of the disk scales like

$$\tau_{\rm ext} \propto \frac{M_{\rm dust}}{H_0 R_{\rm out}^{1+\beta}}.$$

Accordingly, should the distance to MBM 12 be 65 pc instead of 275 pc and since we kept $\beta = 9/8$ and H_0 fixed, the dust mass in the disk would need to be decreased by a factor ~20 to account for the smaller disk radius.

The outer radius we measured in our H-band images was 0.45″ (i.e., 124 AU at 275 pc), as presented in Table 2. In all models, we considered a slightly larger outer radius $R_{\rm out}$ set at 0.6″ (165 AU) but which is consistent with an apparent radius of 0.45″ once noise is added. The inner radius of the disk is arbitrarily set to 0.1 AU. With these parameters set, the dust mass, the inclination and the grains properties have the largest influence on the aspect of the reflection nebulosity. Typical results are presented in Fig. 5.

With a disk radius of 165 AU, models spanning a range of dust mass between 10^{-7} and 10^{-4} $M_\odot$ were calculated. Clearly the lighter model with $M_{\rm dust} = 0.8 \times 10^{-6}$ $M_\odot$ does not have enough dust to produce enough extinction in the equatorial plane, hence to produce a dark lane that is wide enough with respect to the observations. See Fig. 5, panel a. We consider it a lower limit to the disk dust mass. Similarly, a model with $M_{\rm dust} = 4 \times 10^{-6}$ $M_\odot$ produces a dark lane that is too wide and too deep. See Fig. 5, panel b.

The models presented in the middle and bottom rows of Fig. 5 were calculated with an intermediate mass, i.e., $M_{\rm dust} = 2.4 \times 10^{-6}$ $M_\odot$, in order to study the impact of the other two parameters, the inclination and the grain properties.

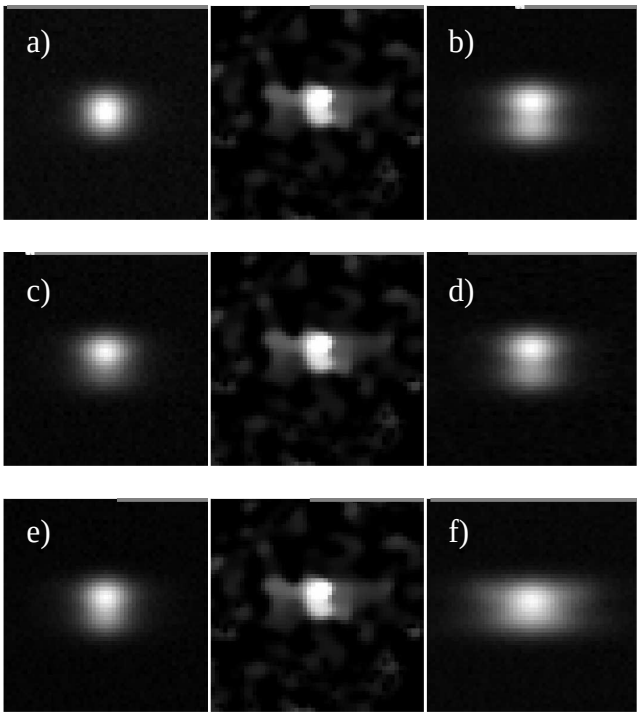

Fig. 5. Image of LkHα 263 C obtained with PUEO at 1.65 microns and deconvolved with MISTRAL compared with scattered light models. Each model has been convolved to match the resolution of the observation. The correct read-out noise has been added to the models. Each image is presented in linear stretch. Panel **a)** Model with a dust mass of 8×10^{-7} $M_\odot$ of dust seen at $i = 89^o$. Panel **b)** Model with a dust mass of 4×10^{-6} $M_\odot$ of dust seen at $i = 89^o$. Panel **c)** Model with a dust mass of 2.4×10^{-6} $M_\odot$ of dust seen at $i = 88.5^o$. Panel **d)** Model with a dust mass of 2.4×10^{-6} $M_\odot$ of dust seen at $i = 89.5^o$. Panel **e)** Model with a dust mass of 2.4×10^{-6} $M_\odot$ of dust seen at $i = 89^o$ with the nominal grain size distribution, where $a_{\max} = 0.9$ μm (see text). Panel **f)** Model with a dust mass of 2.4×10^{-6} $M_\odot$ of dust seen at $i = 89^o$ with the truncated grain size distribution, where $a_{\max} = 0.5$ μm (see text). In each row, the middle panel is the observed and deconvolved intensity image obtained at CFHT. The parameters of the model presented in each panel are summarized in Table 3.

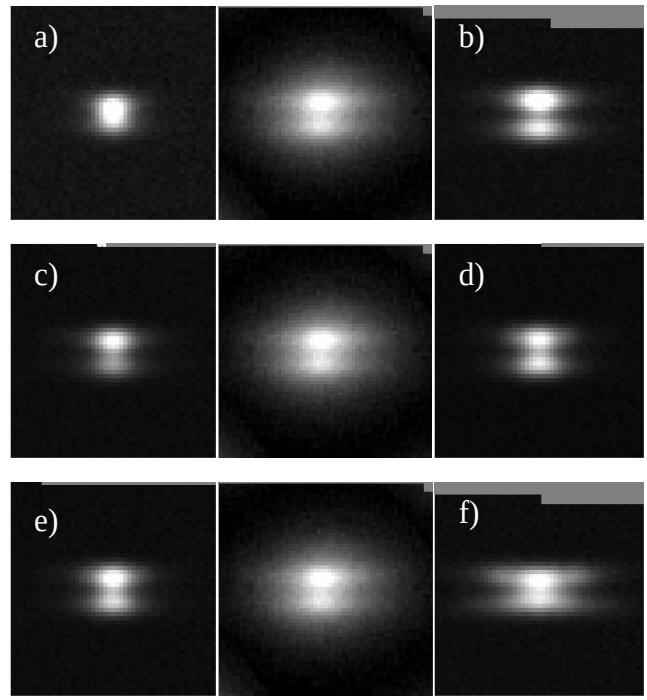

Fig. 6. Image of LkHα 263 C obtained with Gemini/Hokupa'a at 1.65 microns compared with scattered light models. The image is from Jayawardhana et al. (2002). All images are presented in linear stretch. The middle panel of each row is the data. All models have been convolved to match the resolution of the data. Panels **a)–f)** present the same models as in Fig. 5.

The brightness ratio between the two nebulae on both sides of the dark lane allows to estimate the inclination of the system. Should LkHα 263 C be axisymmetric and seen dead edge-on, i.e., $i = 90.0^o$, both nebulae would have the same brightness and the ratio would be unity. Estimations from the H-band PUEO image yields a ratio of the order of 1.3, similar to the ratio of ~1.2 found by Jayawardhana et al. (2002) at the same wavelength.

In the middle row of Fig. 5 we compare the data with models seen at an inclination of 88.5^o and 89.5^o, respectively (see Fig. 5, panels c and d). Because we model disks that are only lightly flared and geometrically thin, i.e., β and H_0 are small, the central star rapidly becomes directly visible as the inclination decreases and the contrast between the two model nebulae do not match the observations anymore. We derive an inclination of $i = 89.0^o\,^{+0.5}_{-1.0}$ for a model that has 2.4×10^{-6} $M_\odot$ of dust. This model yields the proper brightness ratio and the correct separation (i.e., dark lane thickness) between the two maxima.

In the bottom row of Fig. 5 we probe the effect of the particle size on the brightness profile of the reflection nebulosities. Again, the models are calculated for a disk that has $M_{\rm dust} = 2.4 \times 10^{-6}$ $M_\odot$. The inclination is set at $i = 89.0^o$. Figure 5, panel e, shows the result when the grain distribution has a maximum cut-off radius of 0.9 μm. Figure 5, panel f, is for a distribution with a maximum cut-off radius of 0.5 μm. The effect is important. Given our grain size distribution, the maximum cut-off seems to be intermediate between 0.5 and 0.9 μm. Models with $a_{\max} = 0.9$ μm produce images that are peaked too much at the center and do not extend far enough in the disk.

Bigger grains may be present, but they are not contributing to the scattered light significantly. Given our results, a single continuous distribution in size, extending well above micron-sized particles, seems improbable because the apparent size of the disk would be too small. On the other hand, a cut-off much smaller than 0.5 μm also seems ruled out because the disk surface brightness profile becomes too shallow compared to the observations and the dark lane too pronounced at the periphery, away from the center.

These affirmations do not rule out the presence of much larger grains that may have settled to the disk mid-plane. They do not rule out either well-mixed distributions where the size distribution of small grains is different than the one for the larger grains (i.e., distinct distributions).

For comparison we present the Gemini H-band image compared to the same models in Fig. 6. The models match these data also reasonably well.

8. Conclusions

We reported the results of CFHT AO observations of the young MBM 12 association. Six binary systems were resolved, LkHα 264, E 0255+2018, RX J0255.4+2005, S18, MBM 12-10 and RX J0255.3+1915, and one confirmed, HD 17332. A possible quadruple system composed of a close binary LkHα263 AB, a protoplanetary disk seen edge-on LkHα263 C and a more distant star LkHα 262 was also detected. These results suggest a possible binary excess in the MBM 12 association. This may call for a revision of the spectral characterization and the IR color excess in cases where the binarity was unknown and when the contrast between companions is not large enough for one star to dominate the signal in the spectrum. New spectroscopic observations with high angular resolution are needed to obtain the spectral type. We estimate the distance to the MBM 12 candidate member RX J+0255.3+1915 at $d > 175$ pc.

We presented a scattered-light model of the young disk LkHα 263 C in order to extract the disk structural parameters. Our scattered light model is described by power-laws for the density distribution, the scale height and the grains size distribution. By comparing synthetic images to obervations obtained at CFHT, we derived for the disk an outer radius of 165 AU, a mass of 2.4×10^{-6} $M_{\odot}$, an inclination of $i = 89.0^{\circ}\,^{+0.5}_{-1.0}$, and a grain distribution with a maximum cut-off radius between 0.5 and 0.9 μm, assuming a distance of 275 pc. If the distance is smaller, e.g. 65 pc, the outer radius is ~40 AU and $M_{\rm dust} = 1.2 \times 10^{-7}$ $M_{\odot}$.

Acknowledgements. It is a pleasure to thank Kevin Luhman and Ray Jayawardhana for kindly making their *JHK* data of the edge-on disk available to us before publication. All the models presented in this paper were calculated on the computers of the *Service Commun de Calcul Intensif* (SCCI) of the Grenoble Observatory, France. This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France. We would like to thank the CNES for the postdoctoral financing of J.-C. Augereau. We also acknowledge partial financial support from the *Programme National de Physique Stellaire* (PNPS), in France.

References

Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 1998, A&A, 337, 403
Conan, J.-M., Fusco, T., Mugnier, L., et al. 2000, in Adaptive Optical Systems Technology, ed. P. L. Wizinowich, Proc. SPIE, 4007, 913
Duchêne, G. 1999, A&A, 341, 547
Duchêne, G., Bouvier, J., & Simon, T. 1999, A&A, 343, 831
Duquennoy, A., & Mayor, M. 1991, A&A, 248, 485
Fischer, D., & Marcy, G. 1992, ApJ, 396, 178
Hartmann, L. W., & Kenyon, S. J. 1990, ApJ, 349, 190
Hearty, T., Neuhäuser, R., Stelzer, B., et al. 2000a, A&A, 353, 1044
Hearty, T., Fernández, M., Alcalá, J. M., Covino, E., & Neuhäuser, R. 2000b, A&A, 357, 681
Hobbs, L. M., Blitz, L., & Magnani, L. 1986, ApJ, 306, 109
Hobbs, L. M., Penprase, B. E., Welty, D. E., Blitz, L., & Magnani, L. 1988, ApJ, 327, 356
Jayawardhana, R., Luhman, K. L., D'Alessio, P., & Stauffer, J. R. 2002, ApJ, 571, 51
Jayawardhana, R., Wolk, S. J., Barrado y Navascuès, D., Telesco, C. M., & Hearty, T. J. 2001, ApJ, 550, L197
Kastner, J. H., Huenemoerder, D. P., Schulz, N., et al. 1997, BAAS, 191.9206
Kenyon, S. J., & Hartmann, L. 1995, ApJS, 101, 117
Luhman, K. L. 2001, ApJ, 560, L287
Lynds, B. T. 1962, ApJS, 7, 1
Magnani, L., Blitz, L., & Mundy, L. 1985, ApJ, 295, 402
Magnani, L., Caillaut, J.-P., & Armus, L. 1990, ApJ, 357, 602
Mamajek, E. E., Lawson, W. A., & Feigelson, E. D. 1999, ApJ, 516, L77
Mathis, J. S., & Whiffen, G. 1989, ApJ, 341, 808
Mathis, J. S. 1977, ApJ, 217, 425
Ménard, F., & Bertout, C. 1999, in The Origins of Stars and Planetary Systems, NATO Sci. Ser., Ser. C, vol. 540, ed. C. J. Lada, & N. D. Kylafis (Kluwer: Dordrecht), 341
Ménard, F., Dougados, C., Magnier, E., et al. 2002, ApJ, submitted
Monin, J.-L., & Bouvier, J. 2000, A&A, 365, L75
Mouillet, D., Lagrange, A. M., Augereau, J. C., & Ménard, F. 2001, A&A, 372, L61
Pound, M. W., Bania, T. M., & Wilson, R. W. 1990, ApJ, 351, 165
Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, A&A, 358, 593
Skrutskie, M. F., Dutkevitch, D., Strom, S. E., Strom, K. M., & Shure, M. A. 1990, AJ, 99, 1187
Snowden, S. L., McCammon, D., & Verter, F. 1993, ApJ, 409, L21
Stapelfeldt, K. R., Krist, J. E., Ménard, F., et al. 1998, ApJ, 502, L65
Stapelfeldt, K. R., Ménard, F., Watson, A. M., et al. 2002, ApJ, submitted
Torres, C. A. O., da Silva, L., Quast, G. R., de la Reza, R., & Jilinski, E. 2000, AJ, 120, 1410
Van den Ancker, M. E., Pérez, M. R., & de Winter, D. 2000, A&A, 363, L25
Véran, J. P. 1997, Ph.D. Thesis, Univ. Paris VII
Véran, J. P., & Rigaut, F. J. 1998, SPIE, 3353, 426
Zimmermann, T., & Ungerechts, H. 1990, A&A, 238, 337
Zuckerman, B., & Webb, R. A. 2000, ApJ, 535, 959
Zuckerman, B., Song, I., Bessell, M. S., & Webb, R. A. 2001a, ApJ, 559, 388
Zuckerman, B., Song, I. Bessell, M. S., & Webb, R. A. 2001b, ApJ, 562, L87

3.5 Nouveaux résultats et perspectives

3.5.1 Photométrie et spectroscopie des nouvelles binaires de MBM 12

Suite à la publication de ces résultats, j'ai mené une seconde campagne d'observations au CFHT, entre le 12 et le 16 novembre 2002. L'objectif était alors d'obtenir une photométrie précise de chacune des composantes des binaires nouvellement détectées, de les caractériser spectralement par des observations en spectroscopie longue fente et d'imager les 5 membres non observés lors de la précédente campagne (RX J0258.3+1947, RX J0256.3+2005, MBM12-8, 9 et 11). Les conditions étant photométriques, la photométrie des 9 membres observés en décembre 2001 a été déterminée. Deux nouveaux membres RX J0258.3+1947 et RX J0256.3+2005 ont été imagés. Ces résultats sont reportés dans la Table 3.2.

En raison de problèmes techniques sur la caméra Kir+Grif (la roue était bloquée), les deux nuits d'observations spectroscopiques ont été reportées au mois de décembre 2003.

Tab. 3.2 – Contrastes dans les bandes J, H et K_s et separations des membres de MBM 12 observés avec PUO/KIR+Grif en décembre 2001 et novembre 2002.

Name	Époque	ΔJ (mag)	ΔH (mag)	ΔK_s (mag)	P.A. (^{o})	Séparations ($''$)
RX J0255+2005 AB	29 Nov 2001			0.13 ± 0.04	104 ± 1	0.503 ± 0.002
	12 Nov 2002	0.06 ± 0.05	0.11 ± 0.02	0.06 ± 0.02		
LkHα 263 AB	30 Nov 2001	-0.21 ± 0.01	-0.06 ± 0.01	0.18 ± 0.01	54 ± 1	0.410 ± 0.002
	14 Nov 2002	-0.19 ± 0.04	-0.08 ± 0.04			
E 0255+2018 AB	01 Dec 2001			0.50 ± 0.02	165 ± 1	1.108 ± 0.009
	14 Nov 2002	-0.37 ± 0.04	-0.021 ± 0.04	0.46 ± 0.04		
MBM 12-10 AB	01 Dec 2001			0.03 ± 0.03	61 ± 1	0.390 ± 0.007
	12 Nov 2002	0.016 ± 0.03	0.15 ± 0.03	0.027 ± 0.02		
S18 AB	30 Nov 2001	0.42 ± 0.02	0.56 ± 0.02	0.69 ± 0.01	130 ± 1	0.753 ± 0.001
	13 Nov 2002	0.41 ± 0.04	0.57 ± 0.04	0.65 ± 0.03		
RX J0255.3+1915 AB	30 Nov 2001	4.2 ± 0.03[1]	3.61 ± 0.05[1]	3.64 ± 0.03[1]	161 ± 1[1]	1.014 ± 0.002[1]
	13 Nov 2002	3.87 ± 0.03	3.60 ± 0.03			
HD 17332 AB	01 Dec 2001			0.42 ± 0.01	311 ± 1	3.63 ± 0.006

[1] Ces résultats sont déconvolués avec *MISTRAL*

3.5.2 Des disques de faibles masses dans MBM 12

Les détections d'excès en IR thermique autour de six membres de MBM 12, LkHα 262, LkHα 263, LkHα 264, E02553+2018, RX J0258.3+1947 et S18 ont été associées à la présence de disques proto-planétaires optiquement épais par Jayawardhana et al. (2001a). Suite à ces résultats discutables dans le cas des étoiles LkHα 263 et E02553+2018, deux campagnes d'observations interférométriques, pour détecter un continuum millimétrique associé à la présence probable de disque CS, ont été menées par Hogerheijde et al. (2002), et Itoh et al. (2003). Aucune détection n'est reportée par Hogerheijde et al. (2002) dans le continuum à 3 mm. Une limite supérieure pour la masse des disques (poussières plus gaz) est alors estimée à $M_{disque} = 0.09\ M_\odot$.

Contrairement à Hogerheijde et al. (2002), Itoh et al. (2003) détectent une émission à 2.1 mm pour les 3 sources LkHα 262, LkHα 264 et S18, ainsi qu'à 1.3 mm pour LkHα 264. À partir d'un modèle de disque s'ajustant à la distribution spectrale d'énergie de ces trois sources, ils déterminent une masse pour les trois disques circumstellaires comprenant gaz et poussières de $M_{disque} \sim 5.10^{-2}$ $M_\odot$. Cette masse est plus faible en comparaison du disque massif détecté autour de GG Tau ($M_{disque} \sim 0.12$ $M_\odot$ Guilloteau et al. (1999)) dans la région du taureau (10^6 ans).

3.5.3 Étude polarimétrique de MBM 12

Objectifs et Principe

Je présente ici les résultats préliminaires des observations polarimétriques des membres de l'association MBM 12 et de sources, situées au-devant et au-derrière du nuage, observées par Luhman (2001). Ces observations ont été obtenues par François Ménard au téléscope Bernard Lyot de l'Observatoire du Pic du Midi à l'hiver et l'automne 2002. Cette étude doit permettre d'identifier où se situent ces étoiles par rapport au nuage moléculaire, et éventuellement de mettre en évidence la structure inhomogène du nuage en révélant les différentes composantes de poussières pour peut-être apporter de nouvelles contraintes sur la distance du nuage.

Quel est le principe de la mesure ? Un nuage moléculaire est composé de gaz et de grains de poussières. Le champ magnétique ambiant force les grains de poussières, généralement allongés, à s'aligner avec leur grand axe perpendiculaire au champ magnétique. Ces grains agissent alors comme des "absorbeurs sélectifs", atténuant la lumière plus volontiers suivant la direction de leur grand axe et donc polarisant la lumière linéairement. Les observations polarimétriques des membres de MBM 12 et de sources devant et derrière le nuage peuvent permettre d'identifier où se situent ces étoiles par rapport au nuage, ainsi que différentes composantes de poussières sur la ligne de visée.

Résultats et discussion

Les taux et les angles de polarisation obtenus lors de cette étude sont reportés dans la Table 3.3. Les observations ont été obtenues en bande large, dans le filtre I, avec un diaphragme de $10''$. La polarisation instrumentale est négligeable. À partir de ces valeurs, j'ai établi une carte de polarisation à laquelle sont superposés les contours d'intensités de la carte à 100 μm du satellite IRAS (voir figure 3.4).

Des valeurs de la Table 3.3 et de la figure 3.4, il ressort tout d'abord une nette dichotomie entre les étoiles au-devant du nuage, très peu polarisées ($<p> \sim 0.4\%$), et celles derrière le nuage qui présentent des taux plus élevés ($<p> \sim 1.4\%$). Cette différence est directement liée à la présence du nuage MBM 12. Intéressons nous ensuite uniquement aux mesures sur les étoiles de fonds. Deux composantes distinctes d'angle de polarisation, une à 120° et l'autre à 180°, semblent émerger. Ces deux composantes sont clairement mises en évidence dans la figure 3.4 et correspondent à deux régions différentes du nuage. Ces deux composantes distinctes sur la

TAB. 3.3 – Polarimétrie des membres de l'association MBM 12 et des étoiles situées devant et derrière le nuage MBM 12 observées par Luhman (2001).

Noms des sources	Taux de Polarisation (p) (%)	Angle de Polarisation (°)
Membres de MBM 12 (de la Table 1, Luhman 2001)		
MBM12A-1 ; RX J0255.4+2005	0.200 ± 0.058	62.0
MBM12A-2 ; LkHa 262	2.30 ± 0.15	162.0
MBM12A-3 ; LkHa 263	0.100 ± 0.12	90.0
MBM12A-4 ; LkHa 264	0.90 ± 0.09	93.0
MBM12A-5 ; E 02553+2018	0.3 ± 0.09	60.0
MBM12A-6 ; RX J0258.3+1947	0.55 ± 0.15	120.0
MBM12A-12 ; S18	0.60 ± 0.10	97.0
Étoiles de fonds (de la Table 2, Luhman 2001)		
J0253511+202808	1.392 ± 0.079	106.4
J0253530+194517	2.431 ± 0.175	107.5
J0254108+201804	1.426 ± 0.103	121.5
J0254151+202218	1.51 ± 0.14	118.8
J0254471+202918	1.299 ± 0.106	126.9
J0255230+194145	1.484 ± 0.111	172.2
J0256087+193344	2.192 ± 0.105	175.2
J0256462+193351	0.760 ± 0.098	154.1
J0256481+193204	1.309 ± 0.082	140.0
J0257004+195124	0.783 ± 0.107	5.4
J0257159+202616	1.764 ± 0.174	139.3 BINAIRE
J0257280+195738	3.502 ± 0.109	171.4
J0257562+193228	0.904 ± 0.09	160.5
J0258157+194626	1.896 ± 0.111	154.4
J0259134+203452	1.875 ± 0.130	135.7 BINAIRE
Étoiles devant (de la Table 3, Luhman 2001)		
J0252368+193424	0.503 ± 0.106	74.3
J0253099+203849	0.294 ± 0.168	161.6
J0255214+194614	0.70 ± 0.15	82.0
J0258146+202249	0.204 ± 0.108	98.9
J0258228+200722	0.115 ± 0.103	82.9

ligne de visée ne sont sûrement pas à la même distance et laissent apparaître des directions de champ magnétique différentes. Pour approfondir cette analyse, il sera nécessaire d'étudier les facteurs d'extinction A_V de ces sources pour déterminer quelle est la distance respective de chacune des composantes (Chauvin et al. 2004, en prép.).

Les étoiles situées devant et derrière MBM 12 ne sont très probablement pas des étoiles associées à de fortes nébulosités CS. La polarisation que nous mesurons est ici principalement d'origine interstellaire. Ce n'est pas forcément le cas pour les TT situées dans MBM 12. Les excès IR thermiques autour de LkHα 262, LkHα 264 et S18, la détection du disque

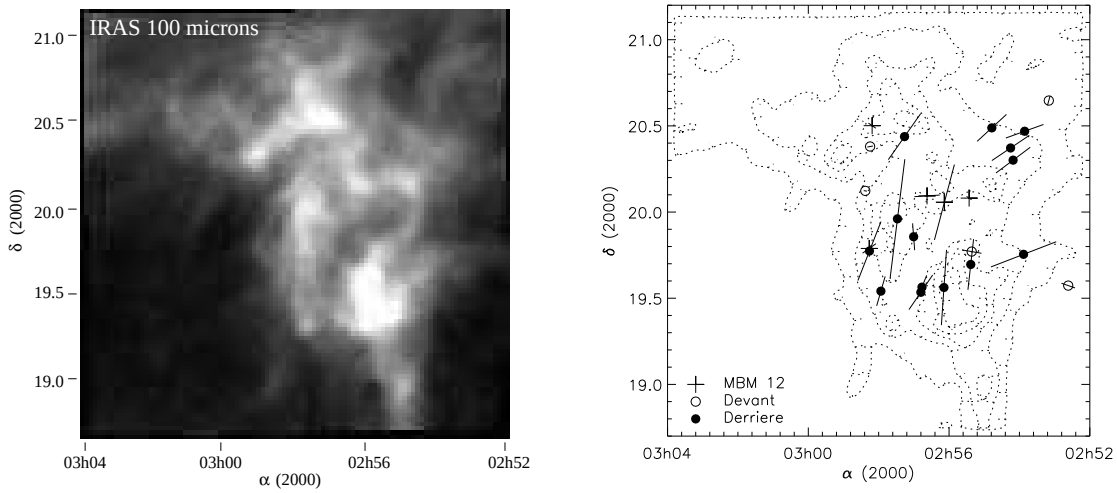

Fig. 3.4 – **À gauche :** Carte à 100 μm du satellite IRAS. **À droite :** Carte de polarisation des membres de MBM12 (*croix*) et des étoiles devant (*cercles pleins*) et derrière (*cercles vides*) observés par Luhman (2001). Cette carte est comparée aux contours d'intensité de la carte IRAS à 100 μm. Les deux populations émergentes des relevés polarimétriques se distinguent bien spatialement.

CS LkHα 263 C indiquent que la présence de poussières CS est encore importante. Une polarisation intrinsèque due à la présence d'un disque CS est alors à ajouter à une éventuelle polarisation du milieu interstellaire. Le fort taux de polarisation de LkHα 262, p $\sim$ 2.3%, et son excès IR thermique, indiquerait-il la présence de matière CS ?

A l'exception de LkHα 262, de façon surprenante, les taux de polarisation des membres de MBM 12 sont faibles. Pourquoi ? Une première explication vient sans doute de la localisation des membres dans MBM 12, peut-être situés dans la partie avant du nuage et donc souffrant de peu de polarisation interstellaire. Il est toutefois surprenant qu'elles y soient toutes. Il est ensuite possible d'imaginer que les membres se situent dans des sortes de trous de la structure "grumeleuse" du nuage. L'étude détaillée des positions des membres en fonction de la carte IRAS à 100 μm devrait nous aider. Enfin, c'est le scénario le moins probable, ces étoiles jeunes supposées encore enfouies dans le nuage moléculaire qui leur a donné naissance seraient en fait non liées à MBM 12 et beaucoup plus proches du Soleil. Une analyse plus approfondie de ces observations polarimétriques devrait bientôt apporter des premiers éléments de réponse intéressants.

Chapitre 4

La Grande Association australe Tucana-Horologium

Sommaire

4.1 Identification de cette large association 135
4.2 Recherche de compagnons jeunes de faibles masses 136
4.3 Article A&A : Imagerie en OA de l'association Tucana-Horologium 136
4.4 Derniers membres de l'association 145
4.5 A&A : Compagnon substellaire dans Tucana-Horologium 145

4.1 Identification de cette large association

Suivant une méthode d'identification différente de celle des associations TW Hydrae, η Chameleontis et MBM 12, Zuckerman et al. (2000) sélectionnent les premières étoiles de l'association Tucana, en supposant qu'elles sont plus probablement des objets jeunes avec un excès IRAS à 60 μm et qu'elles sont plus regroupées que des étoiles de la SP. De mesures de distances et de mouvements propres de plus sérieuses candidates, ils identifient une dizaine de membres qui forment le noyau de cette nouvelle association ainsi qu'une trainée d'étoiles partageant les mêmes propriétés. Cette association est alors localisée à seulement 50 pc du Soleil. En étudiant la fonction de luminosité X de ces membres à partir du catalogue ROSAT, Stelzer & Neuhäuser (2000) estiment l'âge de l'association entre 10 et 30 millions d'années (voir figure 1.4, Chapitre 1, Partie III).

Parallèlement à ces premiers résultats dans une région du ciel relativement proche, Torres et al. (2000) identifient une dizaine d'étoiles TTs à partir d'observations X, de spectroscopie visible et d'une étude cinématique. En termes d'âge, de localisation dans le ciel, de distance, de mouvements propres, de densité et de répartition de type spectral, les associations Tucana et Horologium partagent des propriétés communes. Zuckerman et al. (2001b) proposent finalement qu'elles ne forment qu'un large groupe : l'association Tucana-Horologium. Avec

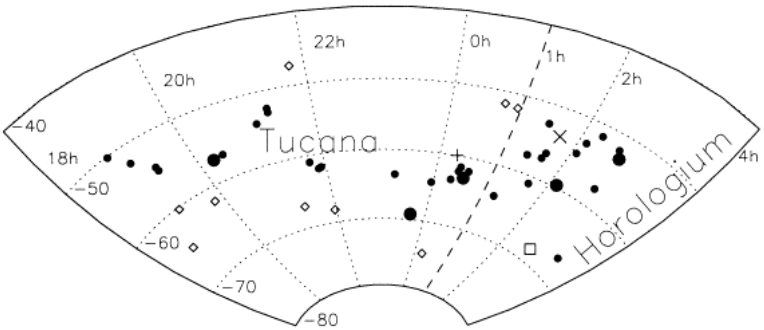

Fig. 4.1 – Étoiles de l'association Tucana-Horologium (Zuckerman et al. 2000; Torres et al. 2000; Zuckerman et al. 2001a). Les *petits cercles pleins* représentent les positions des membres de l'association, les *grands cercles pleins* indiquent les systèmes multiples. Les *symboles vides* correspondent à des étoiles de la trainée de l'association Tucana.

l'identification de nouveaux membres (Zuckerman et al. 2001b), cette large association compte actuellement ~ 60 membres dont les plus sérieux candidats sont reportés dans la figure 4.1.

4.2 Recherche de compagnons jeunes de faibles masses

Lors de mes recherches bibliographiques, j'ai naturellement sélectionné les membres de cette large association australe dans le but de rechercher des compagnons de faibles masses. Dans le cadre de notre collaboration avec Ben Zuckerman, Patrick Lowrance et Christophe Dumas, nous avons donc mis sur pied une nouvelle liste de sources pour la seconde campagne d'imagerie en OA avec le télescope de 3.6m de l'ESO couplé à l'instrument ADONIS/SHARPII. Cette campagne a eu lieu les 28 et 29 octobre 2001. Cette liste était majoritairement composée d'étoiles de l'association Tucana-Horologium. J'ai donc, dans un premier temps, participé à ces observations, puis effectué la réduction et l'analyse de ces données et de celles obtenues lors de la première campagne qui a eu lieu entre les 10 et 13 novembre 2000. La stratégie d'observation et les difficicultés que j'ai rencontrées dans l'analyse des données ont déjà été exposées dans le chapitre 1 de la Partie II.

4.3 Article A&A : Imagerie en OA de l'association Tucana-Horologium

4.3.1 Observations ADONIS/SHARPII

Nous avons observé 24 membres de l'association en imagerie classique et en imagerie coronographique ($\oslash = 1.0''$ le 10-13 Nov 2000 et $\oslash = 0.84''$ le 28-29 Oct 2001) en J, H et K pour explorer un intervalle de séparation entre 0.13 et 8.$''$ (soit 8 et 480 UA pour une distance de 60 pc). Les membres observés avec ADONIS/SHARPII sont représentés dans

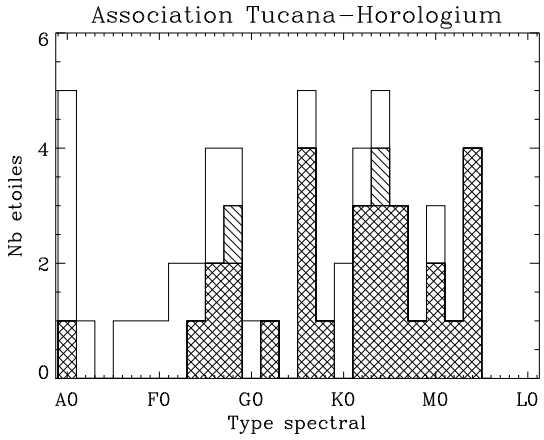

Fig. 4.2 – Histogramme des membres de l'association Tucana-Horologium en fonction de leur type spectral. Les étoiles étudiées lors des deux campagnes d'observations avec ADONIS/SHARPII du 10 au 13 novembre 2000 et du 28 au 29 octobre 2001 sont en *doubles hachures ou quadrillages*. Les deux dernières sources des membres de l'association Horologium observées avec NACO en Décembre 2002 (CoD-53386 et de GSC 8862-0019) sont en *simples hachures*.

l'histogramme de la figure 4.2 en fonction de leur type spectral. Les membres observés plus tard avec NACO ont aussi été reportés.

Sous des conditions relativement correctes de seeing (0.6 à 1.0 $''$), l'imagerie classique a permis de détecter deux sources faibles autour de HIP 1910 (séparation$\sim$ 0.7$''$ et $\Delta K \sim 1.53$) et HIP 108422 (séparation$\sim$ 1.98$''$ et $\Delta K \sim 2.95$). Avec l'imagerie coronographique, l'accès à de plus hauts contrastes a permis de détecter deux autres sources autour de GSC 8047-0232 (à $\sim$ 3.21$''$ avec un contraste $\Delta K \sim 6.45$) et HIP 6856 (à 4.8$''$ et un contraste $\Delta K \sim 10.1$).

4.3.2 Photométrie et modèle évolutif

Avec l'aide de Michel Thomson pour le travail de réduction des données, j'ai obtenu la photométrie et les positions relatives des CCs de HIP 1910, HIP 108422, GSC 8047-0232 et HIP 6856 à partir des observations de standards photométriques et astrométriques. Par comparaison avec les prédictions des modèles évolutifs de Baraffe et al. (1998) (BCAH98) et des modèles DUSTY et COND de Chabrier et al. (2000). Pour un âge de 20 à 40 millions d'années, j'ai montré que la photométrie des CCs était cohérente avec celle attendue pour des objets physiquement liés.

Si ces quatre objets étaient de réels compagnons, les CCs de HIP 1910 et HIP 108422 correspondraient à des étoiles de masses $0.2 - 0.4$ $M_\odot$ et de type spectral M3-M5. Pour les deux CCs autour de GSC 8047-0232 et HIP 6856, les masses prédites tombent dans le régime de masse substellaire avec des masses respectivement de $20 - 40$ M_J et $6 - 8$ M_J. Le CC de GSC 8047-0232 correspondrait alors à une NB de type L, très rouge, et le CC de HIP 6856 à une NB à méthane de type T.

Il s'agirait alors de la première détection d'une ou de deux compagnons NBs dans les asso-

ciations jeunes et proches avec un télescope au sol. Ajouté(s) aux NBs TWA 5 B et HR 7329 B détectées avec le HST/NICMOS (voir figure 1.7, chapitre 1, Partie II), cela porterait le nombre de compagnons substellaires dans ces associations à trois, et peut-être à quatre.

4.3.3 Astrométrie

Dans le cas du CC de HIP 1910 observé le 12 novembre 2000 et le 28 octobre 2001, une étude astrométrique m'a permis de montrer que cette source faible partageait un mouvement propre similaire à celui de HIP 1910. Bien que ce résultat ne confirme pas que cet objet est un compagnon lié, il conforte toutefois nos présomptions.

Deux séries de données ont aussi été obtenues pour HIP 6856 le 12 novembre 2000 et le 29 octobre 2001. Cependant, cette source étant imagée en coronographie, l'incertitude relativement grande sur sa position n'a pas permis de conclure sur le mouvement propre de cet objet.

A&A 404, 157–162 (2003)
DOI: 10.1051/0004-6361:20030352
© ESO 2003

Astronomy & Astrophysics

Adaptive optics imaging survey of the Tucana-Horologium association

G. Chauvin[1], M. Thomson[1,2], C. Dumas[3], J.-L. Beuzit[1], P. Lowrance[3], T. Fusco[4], A.-M. Lagrange[1], B. Zuckerman[5], and D. Mouillet[6]

[1] Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire de Grenoble, 414 rue de la piscine, 38041 Saint-Martin d'Hères, France
[2] Imperial College of Science, Technology and Medecine, Exhibition Road, London SW7 2AZ, UK
[3] Jet Propulsion Laboratory, Mail Stop 183-501, California Institute of Technology, 4800 Oak Grove Drive, Pasadena, CA 91109, USA
[4] Office National Études et de Recherches Aérospatiales, Département d'optique théorique et appliquée, BP 72, 29 avenue de la Division Leclerc, 92322 Châtillon Cedex, France
[5] Department of Physics and Astronomy, University of California, Los Angeles, 8371 Math Science Building, Box 951562, CA 90095-1562, USA
[6] Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire Midi-Pyrénénes, BP 826, 65008 Tarbes, France

Received 29 July 2002 / Accepted 4 March 2003

Abstract. We present the results of an adaptive optics (AO) imaging survey of the common associations of Tucana and Horologium, carried out at the ESO 3.6 m telescope with the ADONIS/SHARPII system. Based on our observations of two dozen probable association members, HIP 1910 and HIP 108422 appear to have low-mass stellar companions, while HIP 6856 and GSC 8047-0232 have possible sub-stellar candidate companions. Astrometric measurements, performed in November 2000 and October 2001, indicate that HIP 1910 B likely is bound to its primary, but are inconclusive in the case of the candidate companion to HIP 6856. Additional observations are needed to confirm the HIP 6856 companionship as well as for HIP 108422 and GSC 8047-0232.

Key words. instrumentation: adaptive optics – stars: imaging – stars: low-mass, brown dwarfs

1. Introduction

Young, nearby stellar associations are ideal targets for the direct imaging of sub-stellar companions: (i) their proximity (<100 pc) allows the exploration of the faint circumstellar environment at relatively small distances from the star, and (ii) sub-stellar objects are hotter and brighter when young (~10 Myr) and therefore can be more easily detected than more evolved counterparts.

Based on data in the *IRAS* and *Hipparcos* catalogs, Zuckerman & Webb (2000) identified comoving stars of the Tucana association within 50 pc from earth. They tentatively assigned an age of ~40 Myr for this comoving group based on the Hα emission lines of three members. A consistent estimation of 10–30 Myr was found by Stelzer & Neuhäuser (2001) based on *ROSAT* data and comparison of the X-ray luminosity functions of Tucana and star forming regions. Zuckerman et al. (2001a) extended the number of probable members to 36 and argue that the Tucana association and the Horologium association, identified from *ROSAT* measurements by Torres et al. (2000), should be considered as part of the same stream. They may form a large, gravitationally unbound, association composed of ~50 stars.

Lowrance et al. (2000) reported the HST/NICMOS detection of a possible sub-stellar companion to the proposed Tucana member HR 7329, with a mass less than 50 $M_{\rm Jup}$ (Burrows et al. 1997). This exciting result, confirmed by spectroscopy and astrometry (Guenther et al. 2001), encouraged us to perform an AO imaging survey of this large association, searching for sub-stellar companions close to member stars. Ironically, HR 7329 appears not to be a member of the Tucana association, but rather of the substantially younger β Pictoris moving group (Zuckerman et al. 2001b). In addition, HIP 92680 and HIP 95270 attributed initially to Tucana by Zuckerman & Webb (2000) also appear to be β Pictoris group members (Zuckerman et al. 2001b). But before this was understood, we observed HIP 95270 with the ADONIS/SHARPII AO system on the ESO 3.6 m telescope.

In Sect. 2, we present the instrumental configuration and the observational strategy we adopted in both classical and coronagraphic imaging. We also give the detection performances commonly achieved during the survey. In Sect. 3, we present our photometric results for the three visual systems HIP 108422, GSC 8047-0232 and HIP 6856 and the confirmed binary HIP 1910 AB. We also report astrometric measurements

Send offprint requests to: G. Chauvin,
e-mail: gchauvin@obs.ujf-grenoble.fr

obtained on November 2000 and October 2001 for the stars HIP 6856 and HIP 1910. The probability that four detected possible secondaries are associated is discussed. In Sects. 4–7, we discuss the photometry of the three companion candidates (CCs) and HIP 1910 AB based on evolutionnary models of Baraffe et al. (2002, 1998) and Chabrier et al. (2000). Our purpose is to test if the photometric results are consistent with physically bound objects and, if so, to determine the corresponding stellar parameters. These evolutionary models provide the most accurate comparison with present observations of young objects but are not as reliable for ages of a few tens of Myr because of unknown initial conditions.

2. Observation strategy and performances

High contrast observations were performed with the AO ADONIS/SHARPII system over two distinct periods: 10–13 November 2000 and 28–29 October 2001. Of suggested members of the Tucana-Horologium association, 24 were observed in J, H and K bands, with and without coronagraphy, to explore the domain between 0.5″ and 6.0″ from the central star (i.e., 25 AU to 300 AU for a distance of 50 pc). In both runs, the pixel scale on the detector is estimated to be 0.0496 ± 0.0003″/px. The corresponding field of view is 12.7″ × 12.7″. The orientation direction of true north was found to lie to the west of vertical by 0.47° ± 0.5 on November 2000 and 0.56° ± 0.5 on October 2001. The plate scale and field rotation are based on astrometric calibrations of ADONIS/SHARPII+/NICMOS3[1] obtained from observations of the astrometric reference field (θ Ori).

For each coronagraphic observation, a reference star was observed for PSF subtraction after scaling to the brightness of the science object. The coronagraphic masks were 1.0″ in diameter on November 2000 and 0.84″ on October 2001.

Seeing conditions were relatively good during both observing runs, ranging between 0.6″ and 1″, except on 28 October 2001 where the average seeing was 1.3″. The corresponding H-band strehl and FWHM were ~45% and ~0.1″ under good seeing conditions and reduced to ~30% and ~0.11″ on 28 October 2001. The (pixel to pixel) detection limits at 5σ were estimated from observations with and without coronagraphy for each object. The case of HIP 1113 is treated as an example in Fig. 1 and presents the typical detection performances achieved on 29 October 2001, in terms of separation and contrast with the primary star. The CC detected near HIP 108422 and GSC 8047-0232, as well as the companion HIP 1910 B, are overplotted.

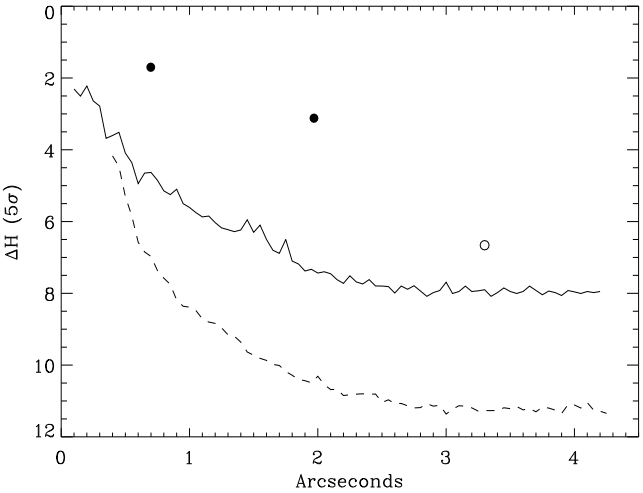

Fig. 1. H band (pixel to pixel) detection limits during the observations of HIP 1113 (G6V; V = 8.8) in classical mode during 30 × 2 s (*solid line*) and in coronagraphic mode during 15 × 20 s (*dashed line*). Filled circles are HIP 1910 B and the CC to HIP 108422 detected in classical mode. The open circle is the CC to GSC 80047-0232 detected in coronagraphy.

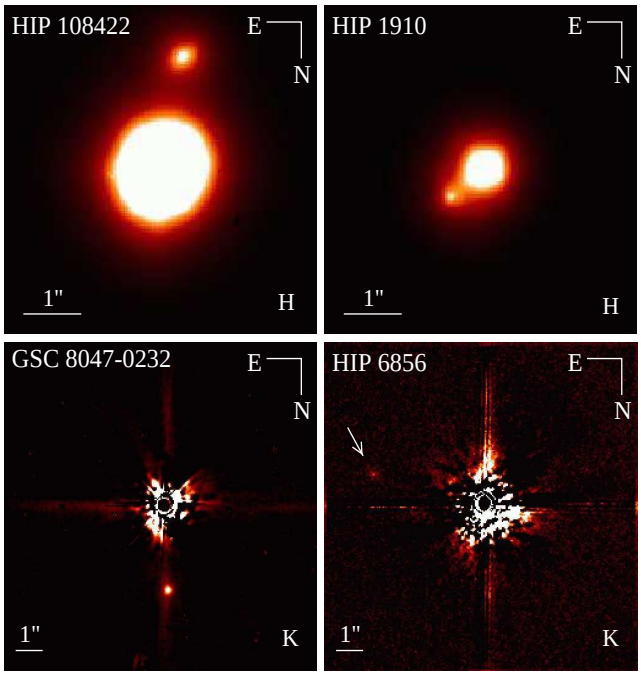

Fig. 2. ADONIS/SHARPII AO classical imaging of HIP 108422 and HIP 1910 AB obtained in H-band (linear stretch) and coronagraphic imaging of GSC 8047-0232 and HIP 6856, respectively in K band (linear stretch).

3. Results

Twenty four suggested members of the Tucana and Horologium associations were observed; no CCs were detected around the following stars: HIP 1113, HIP 1481, HIP 1993, HIP 2729, HIP 3556, HIP 6485, HIP 9902, HIP 93815, HIP 95270, HIP 105388, HIP 107345, HIP 107649, HIP 107947, GSC 8497-0995, GSC 8056-0482, HD 13183, CoD-60416, CoD-53544 and CoD-65149. We confirmed the known binary system HR 7329 AB. Figure 2 shows images of the HIP 1910, HIP 108422, GSC 8047-0232 and HIP 6856 systems. The binary system HIP 1910 AB and the CC detected around HIP 108422 were observed without coronagraphy. HIP 1910 AB and HIP 108422 are members of the Tucana association (Zuckerman & Webb 2000; Zuckerman et al. 2001). Two fainter CCs were detected with coronagraphy around

[1] http://www.bdl.fr/priam/adonis/

Table 1. Photometry and relative positions of HIP 108422, GSC 8047-0232 and their CCs, of the CC to HIP 6856 and of HIP 1910 A and B. Distances of HIP 108422, HIP 1910 AB and HIP 6856 are obtained from the Tycho catalog (Høg et al. 2000).

Source	UT Date	*J* (mag)	*H* (mag)	*K* (mag)	separation (″)	PA (°)	distance (pc)
HIP 108422	2001 Oct. 28	7.35 ± 0.07	6.90 ± 0.06	6.83 ± 0.06			$54.9^{+3.8}_{-3.3}$
HIP 108422 CC	2001 Oct. 28	10.67 ± 0.16	10.02 ± 0.15	9.78 ± 0.12	1.979 ± 0.035	192.1 ± 0.9	
HIP 1910 A	2000 Nov. 12	–	7.86 ± 0.09	7.69 ± 0.07			$46.3^{+5.3}_{-4.3}$
HIP 1910 B	2000 Nov. 12	–	9.55 ± 0.16	9.22 ± 0.1	0.698 ± 0.029	49.6 ±2.5	
HIP 1910 B	2001 Oct. 28	–	–	–	0.699 ± 0.030	50.2 ±2.5	
GSC 8047-0232	2001 Oct. 29	9.06 ± 0.09	8.54 ± 0.05	8.45 ± 0.07			(60 ± 25)
GSC 8047-0232 CC	2001 Oct. 29	16.25 ± 0.25	15.2 ± 0.18	14.9 ± 0.2	3.210 ± 0.118	359.2 ±2.3	
HIP 6856	2000 Nov. 12	–	–	–			$37.1^{+1.8}_{-1.6}$
HIP 6856 CC	2000 Nov. 12	–	–	–	4.865 ± 0.129	106.5 ±1.7	
HIP 6856 CC	2001 Oct. 29	17.97 ± 0.2	–	17.4 ± 0.15	4.785 ± 0.129	106.6 ±1.7	

GSC 8047-0232 and HIP 6856, members of the Horologium association (Torres et al. 2000).

3.1. Photometry

The photometry of HIP 1910 AB and of the visual systems HIP 108422, GSC 8047-0232 and HIP 6856 was calibrated with photometric standards from the *Hubble Space Telescope* near-infrared standards: S055D (04:18:18.9 −69:27:35), S294D (00:33:15.2 −39:24:10), S209D (08:01:15.4 −50:19:33) and S301D (03:26:53.9 −39:50:38). The results are reported in Table 1. To estimate the flux and the position of each component in the visual binary HIP 108422, the deconvolution algorithm of V´eran & Rigaut (1998) was used. In the closest system HIP 1910 AB, we used the myopic deconvolution algorithm MISTRAL (Fusco et al. 1999; Conan et al. 2000). For the two fainter CCs around GSC 8047-0232 and HIP 6856, detected with coronagraphy, aperture photometry was performed. A small aperture of radius 1.0″ was used to avoid subtraction residuals. In the case of the CC to GSC 8047-0232, the photometric estimation was more difficult because this object was contaminated by a diffraction spike of the secondary mirror. Despite several attempts to correct our image for the spike contribution, we could not avoid increased photometric uncertainty.

3.2. Astrometry

The systems HIP 1910 AB and HIP 6856 were observed on November 2000 and October 2001. The corresponding astrometry could be determined for both systems. We took into account errors coming from the relative position estimation of both components in each system, the instrumental uncertainties (pixel scale and orientation error; see Sect. 2), as well as the proper motions errors given by the Tycho catalog (Høg et al. 2000).

In the case of HIP 6856, the CC was detected on 12 November 2000 and re-observed on 29 October 2001. The corresponding astrometric results are reported in Table 1. The proper motion of HIP 6856 reported in the Tycho catalog (Høg et al. 2000) is $\mu_\alpha = 104.8 \pm 1.2$ mas/yr and $\mu_\delta = -43.4 \pm 1.4$ mas/yr. Taking the movement of HIP 6856 into account, we show positions of both visual components in Fig. 3, left panel. Because the primary was under the occulting mask the positional error ellipses are rather large. Therefore, these measurements do not conclusively determine the nature of the HIP 6856 CC as a background object or gravitationaly bound companion.

The system HIP 1910 AB was also observed at two different epochs, 12 November 2000 and 28 October 2001. The astrometric measurements are presented in Table 1 and Fig. 3. Considering the proper motion of the star HIP 1910 A derived from the Tycho catalog (Høg et al. 2000), $\mu_\alpha = 84.1 \pm 7$ mas/yr and $\mu_\delta = -55.3 \pm 6.4$ mas/yr, we find that the proper motions of HIP 1910 A and B are significantly similar. The observed separations and PA are in total similar to $0.12\,\sigma$ in the case of a co-moving pair and $1.5\,\sigma$ discrepant from being a background object. Further spectroscopic measurements will allow us to confirm the nature of this companion. For the rest of this paper, we will regard HIP 1910 B as a companion to HIP 1910 A.

For HIP 6856 and HIP 1910, any possible orbital motion between the two epochs is negligible relative to the measurement errors.

3.3. Background object probability

To help distinguish between background objects or gravitationaly bound companions one may estimate the probability for these CCs to be background objects. Based on the so-called "Besançon galactic model" which is a synthetic model of the galaxy, the star density at a given galactic longitude and latitude can be obtained as a function of magnitude in a given band. If we assume that the position of stars follow Poisson statistics, we can determine the probability $\eta_{\rm F}$ to find at least one star with a magnitude in the *K*-band similar to a given CC within the field of view of the SHARPII camera (12.7′ × 12.7″). The probability $\eta_{\rm C}$ to find that star within a circle with a radius as

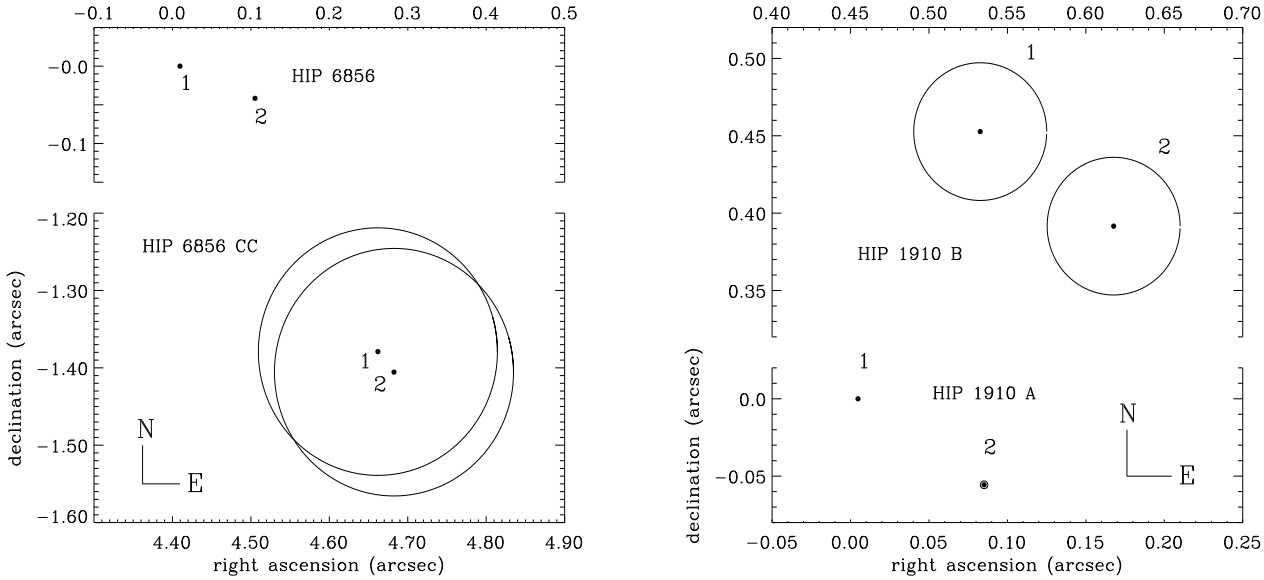

Fig. 3. Left: We show the 1σ error ellipses of the positions of the companion candidate to HIP 6856 relative to HIP 6856 on 12 November 2000 and 29 October 2001. We took into account the proper motion of HIP 6856, starting at $(\alpha, \delta) = (0, 0)$ and then moving south-east to $(\alpha, \delta) = (0.100, -0.042)$. Regarding the ellipse errors, it is not possible to discriminate between bound or background objects for the HIP 6856 CC. Right: We show the 1σ error ellipses of the position of the companion HIP 1910 B relative to HIP 1910 A on 12 November and 28 October 2001. We took into account proper motions of HIP 1910 A, starting at $(\alpha, \delta) = (0, 0)$ which then moves south-east to $(\alpha, \delta) = (0.081, -0.053)$. The proper motions of HIP 1910 A and HIP 1910 B are significantly similar. The observed separations and PA are in total similar to $0.12\,\sigma$ in the case of a co-moving pair and $1.5\,\sigma$ discrepant from being a background object.

large as the CC separation can also be estimated. The corresponding results for the four visual companions detected are presented in Table 2.

Table 2. Probabilities η_F and η_C for the stars to have respectively a background object with a magnitude in K-band similar to the one of their CC in the SHARPII camera field of view ($12.7' \times 12.7''$) and within a circle with a radius as large as the CC separation.

Source	l. (°)	b (°)	η_F (%)	η_C (%)
HIP 108422	322.86	−41.56	<1	<0.1
HIP 1910	308.43	−54.65	<1	<0.1
GSC 8047-0232	282.73	−62.35	~2	~0.4
HIP 6856	290.37	−63.58	~5	~2

4. HIP 108422

When astrometry or spectroscopy is not available, a test to see if the CCs may be bound is to compare their photometry to evolutionary model predictions. We used the evolutionary tracks of Baraffe et al. (2002, 1998) based on a dust-free and non-gray atmosphere model (BCAH98). This model is an appropriate description for stellar objects with effective temperature $T_{\rm eff} > 2300$ K. The near-IR photometry of HIP 108422 (G8, $54.9^{+3.8}_{-3.3}$ pc) and its CC is compared to the color-magnitude diagram (CMD) for the near-IR color $(J - K)$ based on an age of 40 Myr (see Fig. 4). The resulting stellar parameters of both objects are reported in Table 3. The model predictions for HIP 108422 are consistent with the G8 spectral type of the unresolved system HIP 108422 (Zuckerman et al. 2001) which can be attributed to the primary star. The CC, detected at ~1.98″, has colors similar to an M3–M5 dwarf.

5. GSC 8047-0232

No trigonometric parallaxes have been measured for the system GSC 8047-0232. Torres et al. (2000) initially supposed this star to be part of the Horologium association located at 60 ± 25 pc. Zuckerman et al. (2001a) suggest this system to be significantly further away from the large common Tucana-Horologium association, located within 50 pc from earth. To compare our data to model isochrones, we then consider two different distances: 60 pc and 85 pc. Figure 4 shows that BCAH98 and DUSTY CBAH00 models give a better fit for 85 pc than for 60 pc. We therefore adopt a distance of 85 pc to derive physical parameters of this possible binary.

The measured spectral type of the unresolved system GSC 8047-0232 is K3V (Torres et al. 2000) and can be attributed to the primary star. The color measurements ($J - K \sim 0.61$) and the stellar parameters deduced from the BCAH98 model isochrones (see Table 3) are in good agreement with the Kenyon & Hartman (1995) color table. If we consider the case of the CC to GSC 8047-0232, we see in Fig. 4, that this object falls into the brown dwarf regime with a near-IR color ($J - K \sim 1.35$). As mentioned by Baraffe et al. (2002), the BCAH98 model is dust-free and not really appropriate to explain the near-IR colors of late M-dwarfs and L-dwarfs. As dust must be taken into account, we have used the CBAH00 DUSTY model to derive the physical parameters of the GSC 8047-0232 CC (see Table 3), based on the CMD for the near-IR color

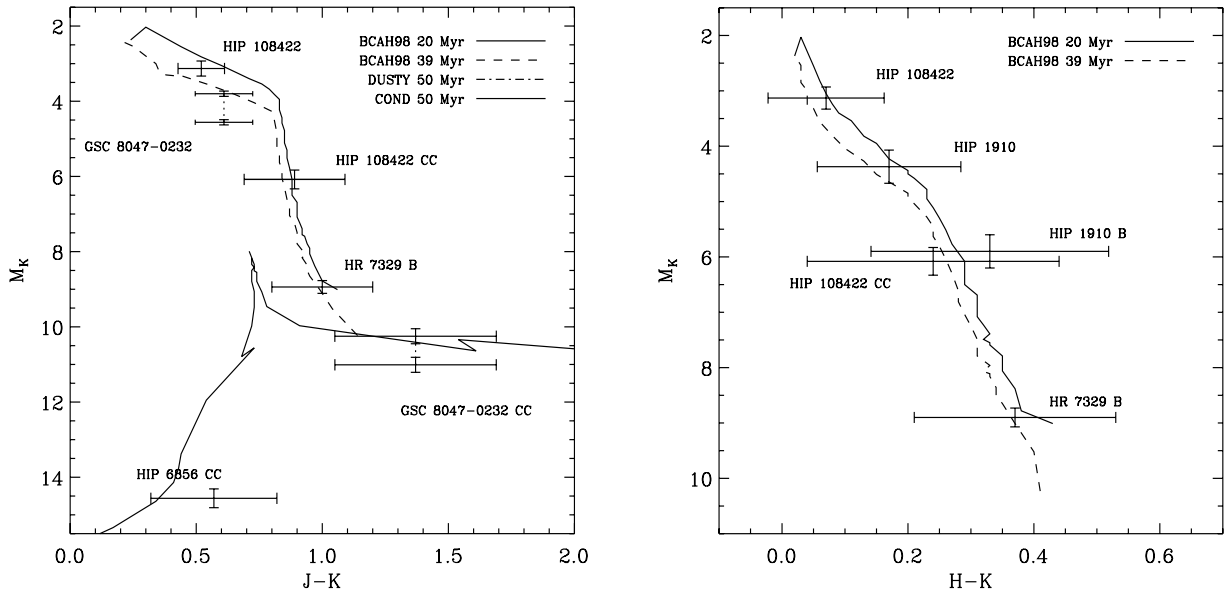

Fig. 4. Left: CMD for the near-IR color ($J-K$) from the BCAH98 model and the CBAH00 DUSTY and COND models. The data of HIP 108422 and its CC, GSC 8047-0232 and its CC and the CC to HIP 6856 are overplotted with their uncertainties and also the sub-stellar companion HR 7329 B detected by Lowrance et al. (2000). In the case of GSC 8047-0232 and its CC, two distances are considered, 60 pc (lower) and 85 pc (upper). Right: CMD for the near-IR color ($H-K$) from the BCAH98 model. The data of HIP 108422 and its CC, and HIP 1910 A and B are overplotted.

($J-K$) and an age of 50 Myr (Fig. 4). The physical parameters of the GSC 8047-0232 CC are consistent with a sub-stellar object of 20 to 40 $M_{\rm Jup}$ and effective temperature between 1760 K and 2475 K.

The link between near-IR colors, effective temperature and spectral type is well constrained by the model predictions for late M dwarfs, but this is not really the case for the L dwarfs. The treatment of dust, particularly the grain condensation in the photosphere, is challenging and the $J-K$ color can vary ~0.5 mag for L dwarfs of the same type (Leggett et al. 2002; Reid et al. 2001; Kirkpatrick et al. 2000). Leggett et al. (2002) have recently compared the infrared photometry of 58 late M, L and T dwarfs to the corresponding spectral classification done by Geballe et al. (2002). Based on these results, our photometry of the CC to GSC 8047-0232 is consistent with M7–L9 dwarfs. Clearly, new observations (without spike contamination) in photometry and spectroscopy are needed to determine precisely the stellar parameters and spectral type of this CC. If the sub-stellar nature of the object is confirmed, this would be the third brown dwarf companion known among young, nearby associations with TWA 5 B in the TW Hydrae association (Lowrance et al. 1999; Neuhäuser et al. 2000) and HR 7329 B in the β Pictoris group (Lowrance et al. 2000; Guenther et al. 2001; Zuckerman et al. 2001b) being the other two.

6. HIP 6856

In the close vicinity of HIP 6856 (K1V, $37.1^{+1.8}_{-1.6}$ pc), the very faint CC detected with the coronagraphic mode of ADONIS/SHARPII has a color ($J-K \sim 0.57$) (see Table 1 and Fig. 4). It would have an absolute magnitude $M_K = 14.56$ if it was a companion. The photometry is not consistent with the CBAH00 DUSTY model predictions, demonstrating that this object is unlikely to be a late M dwarf or L dwarf. However, the photometry is consistent with cooler objects such as T dwarfs, typically with $T_{\rm eff} < 1300$ K and where the CO bands are replaced by strong methane absorption in H and K bands responsible for the weakening of the $J-K$ color (Geballe et al. 2002). This is poorly modelled in both the extreme CBAH00 COND and DUSTY models. Dahn et al. (2002) and Leggett et al. (2002) have presented near-IR measurements of T dwarfs that are consistent with the photometry found for the CC to HIP 6856. Our present astrometric results do not distinguish whether the object is bound or not to HIP 6856 and future astrometric or spectroscopic observations are necessary to confirm its nature. If the CC is a T-type companion, its mass is ~6–8 $M_{\rm Jup}$ and at 37.1 pc its angular separation corresponds to a projected physical separation of ~180 AU.

Table 3. Stellar parameters of HIP 108422 and its CC are derived from the BCAH98 model for an age of 40 Myr. This model is also used for the star GSC 8047-0232, but the CBAH00 DUSTY model is used for its CC for an age of 50 Myr.

Source	M ($M_\odot$)	$T_{\rm eff}$ (K)	L ($L_\odot$)
HIP 108422	[0.9, 1.15]	[4760,5638]	[0.5,0.8]
HIP 108422 CC	[0.2, 0.35]	[3301,3455]	[0.013,0.03]
GSC 8047-0232	[0.8, 0.9]	[4203,4764]	[0.02,0.45]
GSC 8047-0232 CC	[0.02, 0.04]	[1760, 2475]	[2e-4,8e-4]

7. HIP 1910 A and B

AO imaging allows us to resolve the source HIP 1910 (M0V, $46.3^{+5.3}_{-4.3}$ pc) as a close binary, and photometry was obtained in H and K. Based on the BCAH98 CMD for the color $(H-K)$ for an age of 40 Myr (see Fig. 4, right panel), we find that the stellar parameters of HIP 1910 A are consistent with a M0V star (contribution of HIP 1910 B negligible). HIP 1910 B, detected within the errors at the same separation and position angle from HIP 1910 A, is consistent with being a companion. It has photometry consistent with an M3–M5 star. Derived stellar parameters of both components are reported in Table 4.

Table 4. Stellar parameters of HIP 1910 A and B derived from the BCAH98 model for an age of 40 Myr.

Source	M ($M_\odot$)	$T_{\rm eff}$ (K)	L ($L_\odot$)
HIP 1910 A	[0.62, 0.8]	[3710, 4203]	[0.08, 0.2]
HIP 1910 B	[0.2, 0.4]	[3360, 3495]	[0.02, 0.04]

8. Conclusion

We present results of an AO imaging survey of the common associations of Tucana and Horologium. Four candidate companions (CCs) were detected in a sample of 24 stars. We first estimated the probability for these objects to be background objects. We then compare predictions of low-mass stellar and sub-stellar evolutionary models to our photometry to test if the CCs might be physically bound objects. As already mentioned, these models provide an accurate comparison with observations of such young objects but are still not as reliable at an age of a few tens Myr as they depend on the initial conditions. We find that the HIP 108422 CC is likely to be an M3–M5 dwarf, to be confirmed by spectroscopy. Based on the Chabrier et al. (2000) DUSTY model, the CC to GSC 8047-0232 falls into the brown dwarf regime with a deduced mass of 20 to 40 $M_{\rm Jup}$. In comparison to late-M, L and T dwarf observations (Leggett et al. 2002; Geballe et al. 2002), this object could be an M7–L9 dwarf. If confirmed, this object would be the third brown dwarf companion detected among young, nearby associations along with TWA 5 B in the TW Hydrae association (Lowrance et al. 1999; Neuhäuser et al. 2000) and HR 7329 B in the β Pictoris moving group (Lowrance et al. 2000; Guenther et al. 2001; Zuckerman et al. 2001b).

The photometry of the CC detected in the close vicinity of HIP 6856 is consistent with cooler objects like T dwarfs. Our astrometry did not enable us to conclude whether the CC object is a true companion of HIP 6856. Finally, we demonstrate that HIP 1910 B has a common proper motion with HIP 1910 A and that further spectroscopic measurements are needed to confirm this companionship. Based on comparison of the photometry with model predictions, we also show that HIP 1910 B may be an M3–M5 dwarf.

Acknowledgements. We would like to thank Eric Becklin for his contribution to this AO imaging campaign on November 2000 and on October 2001. We would like to thank also Isabelle Baraffe who kindly sent us the COND model predictions reported in Fig. 4 for comparison to our data and Franck Marchis who helped us for the ADONIS/SHARPII astrometric calibrations. We thank the staff of the ESO 3.6 m telescope and particulary Kate Brooks for her outstanding support and finally Ralph Neuhäuser for his precious comments.

References

Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., et al. 1998, A&A, 337, 403
Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2002, A&A, 382, 563
Burrows, A., Marley, M., Hubbard, W. B., et al. 1997, ApJ, 491, 856
Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2000, ApJ, 542, 464
Conan, J.-M., Fusco, T., Mugnier, L., et al. 2000, Proc. SPIE 4007, ed. P. L. Wizinowich, 913
Dahn, C. C., Harris, H. C., Vrba, F. J., et al. 2002, AJ, 124, 1170
Fusco, T., V´eran, J.-P., Conan, J.-M., & Mugnier, L. 1999, A&AS, 134, 193
Geballe, T. R., Knapp, G. R., Legget, S. K., et al. 2002, ApJ, 564, 466
Guenther, E. W., Neuhäuser, R., Hu´elamo, N., Brandner, W., & Alves, J. 2001, A&A, 365, 514
Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., et al. 2000, A&A, 355, 27
Kastner, J. H., Zuckerman, B., Weintraub, D. A., & Forveille, T. 1997, Science, 277, 67
Kenyon, S. J., & Hartmann, L. 1995, ApJS, 101, 117
Kirkpatrick, J. D., Reid, I. N., Liebert, J., et al. 2000, AJ, 120, 447
Legget, S. K., Fan, X., Golimowski, D. A., et al. 2002, ApJ, 564, 452
Lowrance, P. J., McCarthy, C., Becklin, E. E., et al. 1999, ApJ, 512, L69
Lowrance, P., Schneider, G., Kirkpatrick, J. D., et al. 2000, ApJ, 541, 390
Neuhäuser, R., Guenther, E. W., Petr, M. G., et al. 2000, A&A, 360, L39
Reid, I. N., Burgasser, A. J., Cruz, K. L., Kirkpatrick, J. D., & Gizis, J. E. 2001, AJ, 121, 1710
Stelzer, B., & Neuhäuser, R. 2000, A&A, 361, 581
Torres, C. A. O., Da Silva, L., Quast, G. R., de la Reza, R., & Jilinski, E. 2000, AJ, 120, 1410
V´eran, J.-P., & Rigaut, F. 1998, SPIE, 3353, 426
Zuckerman, B., & Webb, R. A. 2000, ApJ, 535, 959
Zuckerman, B., Song, I., & Webb, R. A. 2001a, ApJ, 559, 388
Zuckerman, B., Song, I., Bessel, M. S., & Webb, R. A. 2001b, 562, L87

4.4 Derniers membres de l'association

Dans le cadre des observations du temps garanti de l'instrument NACO qui ont débuté en octobre 2002 et s'achèveront en octobre 2003, 3 nuits et demie sont consacrées à l'étude des associations Horologium et TW Hydrae, ainsi qu'à de nouveaux candidats identifiés par Ben Zuckerman & Inseok Song. Une première nuit d'observations étalée entre le 18 et le 25 novembre 2002 a permis tout d'abord d'observer les deux derniers membres de l'association Horologium non imagés avec ADONIS/SHARPII. Il s'agissait de CoD-53 386 (K3, $V = 11.02$) et de GSC 8862-0019 (K4, $V = 11.67$) (voir figure 4.3). CoD-53 386 a été résolue en imagerie classique comme une binaire (séparation $\sim 1.30''$ et contrastes $\Delta J \sim 0.06$ et $\Delta K_s \sim 0.1$). Cette source n'a pas été imagée en coronographie car la composante secondaire aurait ébloui le détecteur. Dans l'environnement CS de GSC 8862-0019, une source faible a été détectée en coronographie (séparation$\sim 7.77''$ et contrastes $\Delta J \sim 4.3$ et $\Delta K_s \sim 5.6$). Cette source de couleur bleue ($J - K = -0.5$) a une photométrie qui ne correspond pas à celle attendue pour un objet lié.

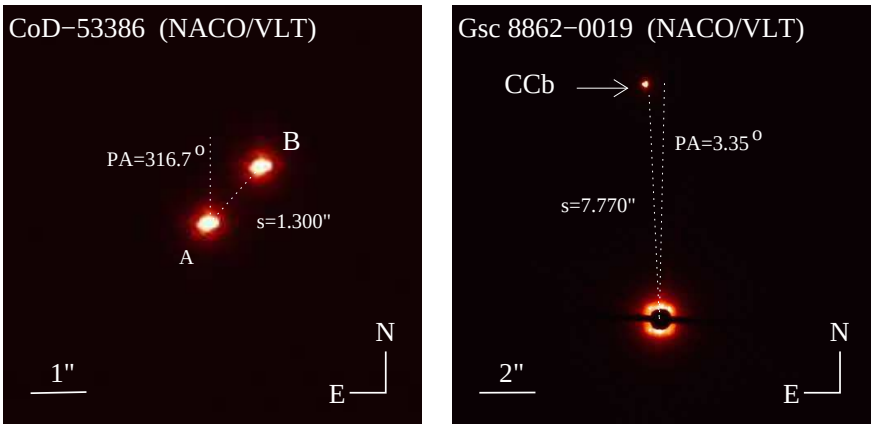

Fig. 4.3 – Images NACO/VLT obtenues le 21 novembre 2002 en bande K des deux derniers membres de l'association Horologium : CoD-53 386 (K3, $V = 11.02$) et GSC 8862-0019 (K4, $V = 11.67$). Les positions relatives de chaque source détectée sont reportées sur les images. Dans le cas de CoD-53 386, l'annotation A et B indique la composante la plus brillante en bande J.

4.5 A&A : Compagnon substellaire dans Tucana-Horologium

Dans l'article précédent sur l'imagerie de l'association Tucana-Horologium, les sources HIP 6856 et GSC 8047-0232 se sont révélées particulièrement intéressantes car elles abritent peut-être des compagnons substellaires, ayant des respectives de 6 à 8 M_J et de 20 à 40 M_J. Pour étudier la photométrie et l'astrométrie de ces objets faibles, nous les avons donc ré-imagés avec NACO.

4.5.1 Deux objets de fonds autour de HIP 6856

L'étoile HIP 6856 (K1V, $V = 9.39$), située à $37.1^{+1.8}_{-1.6}$ pc, a donc été imagée avec NACO (voir figure 1 de l'article). Je confirme ainsi la détection du premier CC (CCb) révélé avec ADONIS/SHARPII et reporte la détection d'une seconde source faible à un $\Delta = 2.830 \pm 0.015''$ et $PA = 85.4 \pm 0.3^o$ de HIP 6856 (CCc). Les contrastes sont $\Delta J = 10.2 \pm 0.2$ et $\Delta K_s = 12.2 \pm 0.2$. Ces résultats sont ensuite comparés aux modèles évolutifs BCAH98 pour un âge de 40 millions d'années, CBAH00 DUSTY et CBAH00 COND pour un âge de 50 millions d'années. Contrairement au cas du CCb, les mesures de CCc ne s'ajustent pas tout à fait au modèle DUSTY COND (voir figure 4.4). Les modèle CBAH00 DUSTY et CBAH00 COND sont respectivement des cas extrêmes d'atmosphères saturées de poussières et complètement vidées de poussières après condensation. Les observations photométriques IR des naines L s'ajustent correctement avec les prédictions du modèle CBAH00 DUSTY, celle des naines T plutôt avec les prédictions de modèle CBAH00 COND. Il reste toutefois une catégorie d'objet intermédiaire netre naines L et T avec une atmosphère partiellement vidée de poussière et dont la photométrie se situe entre ces deux cas extrêmes. Il n'est donc pas impossible que le CCc soit un objet avec une masse possible de 3 à 5 M_J et une séparation physique projetée de 104 UA.

J'ai donc ensuite étudié le mouvement propre des ces deux objets faibles à partir des observations NACO obtenues le 25 novembre 2002, le 7 juin 2003 et le 6 septembre 2003. Cette étude est possible car le mouvement propre de HIP 6856 est suffisamment important avec une mesure *Hipparcos* de ($\mu_\alpha = 104.8 \pm 1.2$ mas/an et $\mu_\delta = -43.4$ mas/an). L'étude des mouvements propres de CCb et CCc relativement à HIP 6856 prennent en compte les erreurs astrométriques σ_α et σ_δ en arsecondes, qui sont calculées à partir des erreurs sur :

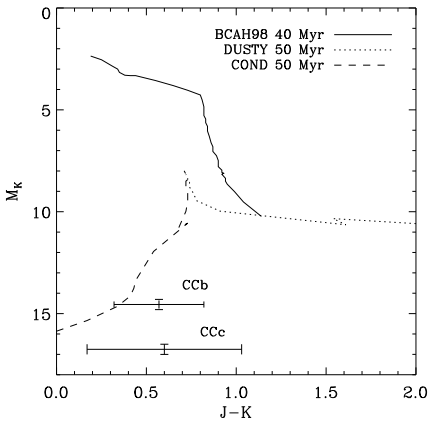

Fig. 4.4 – Diagramme de couleur $(J - K)$ en fonction de la magnitude absolue M_K pour les CCb et CCc de HIP 6856. Les prédictions des modèles évolutifs de BCAH98 (40 millions d'années), CBAH00 DUSTY et COND (50 millions d'années) sont par ailleurs reportées. Les modèles CBAH00 DUSTY et COND traitent deux cas extrêmes d'atmosphère : saturée de poussières et vidée de poussières après leur condensation.

- l'estimation des positions relatives de HIP 6856 et des CCb et CC sur le détecteur,
- la taille des pixels de la caméra S13 et l'orientation du détecteur à chaque époque,
- la mesure du mouvement propre *Hipparcos* de HIP 6856.

Elles montrent que le CCb est fort probablement un objet du fonds avec une différence de 4.3 σ entre la mesure du 6 septembre 2003 et celle attendue pour un objet lié (niveau de confiance supérieur à 99.9%). De la même manière, le CCc est aussi fort probablement un objet de fonds avec une différence en termes de séparation supérieure à 4 σ (niveau de confiance supérieur à 99.9%) de l'évolution attendue pour un objet lié.

4.5.2 Une Naine Brune autour de GSC 8047-0232 ?

Dans le cadre du temps garanti NACO, nous avons aussi ré-observé la source GSC 8047-0232 le 22 novembre 2002 et le 6 septembre 2003 en mode imagerie classique en bandes étroites et en bandes larges en saturant légèrement l'étoile primaire pour accroître le signal à bruit sur le CC. Les erreurs photométriques et astrométriques sont ici mieux contraintes pour le CC en comparaison des résultats obtenus avec ADONIS/SHARPII. En s'appuyant sur les résultats photométriques de NACO et sur le modèle évolutif de CBAH00 DUSTY, j'ai pu déduire que le CC possède une luminosité IR correspondante à celle d'une naine brune de 30 M_J avec une température de $\sim$ 2000 K en supposant que GSC 8047-0232 soit situé à 85 pc. Cette distance de 85 pc est celle qui permet d'ajuster au mieux la photométrie de GSC 8047-0232 et de son CC respectivement aux modèles BCAH98 et CBAH00 DUSTY (aucune mesure de parallaxes *Hipparcos* n'est disponible pour cette source).

En s'appuyant sur l'étude de la photométrie de naines L et T ayant un type spectral connu, Dahn et al. (2002) estime une relation empirique pour déterminer le type spectral de ces objets à partir de leur luminosité IR :

$$M_J = 8.472 + 0.327 \times Sp \quad (4.1)$$

$$M_H = 8.212 + 0.279 \times Sp \quad (4.2)$$

$$M_K = 8.010 + 0.247 \times Sp \quad (4.3)$$

Dans le cas d'un objet situé à 85 pc, le type spectral de GSC 8047-0232 est alors estimé à M8.5-9. Il serait égal à L1-2 dans le cas d'une distance à 60 pc.

J'ai aussi mené une étude astrométrique du CC de GSC 8047-0232, possible du fait que la source GSC 8047-0232 a pour mouvement propre mesuré par *Hipparcos* de ($\mu_\alpha = 46.9 \pm$

Tab. 4.1 – Compagnons naines brunes dans les associations jeunes et proches

Source	Association	M_2 (M_J)	Δ (UA)	Δ (")	d (pc)
TWA 5 B	TW Hydrae	20	100	2	50
HR 7329 B	β Pic	30	199	4.2	48.
GSC 8047-0232 CC	Tucana-Horologium	20	272	3.2	85^p

1.7 mas/an et $\mu_\delta = -3.1 \pm 1.7$ mas/an). Contrairement aux cas des CCs de HIP 6856, le CC de GSC 8047-0232 semble partager cette fois le même mouvement propre que l'étoile centrale. La différence en termes d'angles de position entre le 22 novembre 2002 et le 6 septembre 2003 est ici différente de $2.1\,\sigma$ (niveau de confiance de 96%) de l'évolution attendue pour un objet de fonds. Renforçant ainsi nos présomptions, ce CC pourrait être le troisième compagnon naine brune détecté au sein des associations jeunes et proches, après TWA 5 B (Lowrance et al. 1999) et HR 7329 B (Lowrance et al. 2000), et le premier détecté du sol ! Les caractéristiques de ces trois objets, en termes de masse et de séparation, sont reportées dans la Table 4.1.

Astronomy & Astrophysics manuscript no.
(will be inserted by hand later)

A Substellar Companion in the Tucana-Horologium Association

VLT/NACO deep imaging and spectroscopic observations

G. Chauvin[1], A.-M. Lagrange[2], F. Lacombe[3], C. Dumas[1], D. Mouillet[4], B. Zuckerman[5], E. Gendron[2], I. Song[5], J.-L. Beuzit[1], P. Lowrance[6], and T. Fusco[7]

[1]European Southern Observatory, Casilla 19001, Santiago 19, Chile
[2]Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire de Grenoble, 414, Rue de la piscine, Saint-Martin d'Hères, France
[3]Laboratoire D'Etudes Spatiales et d'Instrumentation en Astrophysique, Observatoire de Paris, Bat. 16, 5 Place J. Jansen, 92195 Meudon, France
[4]Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire Midi-Pyrénées, Tarbes, France
[5]Department of Physics and Astronomy, University of California, Los Angeles, 8371 Math Science Building, Box 951562, CA 90095-1562, USA
[6]SIRTF Science Center Infrared Processing and Analysis Center, MS 220-6, Pasadena, CA 91125, USA
[7]ONERA, BP52, 29 Avenue de la Division Leclerc Châtillon Cedex, France

Received: / Accepted:

Abstract. We report VLT/NACO imaging observations of the stars GSC 8047-0232 and HIP 6856, probable members of the large Tucana-Horologium association. During our previous ADONIS/SHARPII deep imaging survey, a substellar candidate companion was discovered around each star. Based on VLT/NACO astrometric measurements, we find that GSC 8047-0232 and the faint candidate companion near to it share the same proper motion with a significance of $3.1\,\sigma$. On the contrary, the candidate companion to HIP 6856 is probably a background object with a significance of $4.3\,\sigma$. We also detect a new fainter and closer candidate companion to HIP 6856, but which is likely a background object too with a significance of $4\,\sigma$. Recent VLT/NACO spectroscopic measurements of GSC 8047-0232 finally confirm the substellar nature of this young brown dwarf with a derived spectral type M9.5$\pm$1. GSC 8047-0232 B, with an estimated mass of 25 ± 10 M_{Jup} and an effective temperature of 2100 ± 200 K, is presently the third substellar companion identified among young, nearby associations.

Key words. instrumentation: adaptive optics — stars: imaging — stars: low-mass, brown dwarfs

1. Introduction

Since the discovery of the first bound substellar objects GD 165 B (Becklin & Zuckerman, 1988) and Gl 229 B (Nakajima et al., 1995), deep IR surveys have revealed the existence of numerous isolated brown dwarfs (BDs) (Moraux et al., 2003). These surveys reveal that BDs at large separations (typically $\geq$ 1000 AU) may be common as companions to stars (Gizis et al., 2001). At closer separations ($\leq$ 4 AU), radial velocity surveys are detecting an increasing number of planets around nearby stars and have evidenced a lack of BD companions, known as the BD desert (Halbwachs et al., 2000). The intermediate separation range between 4 and 1000 AU just begins to be explored as, from the ground, large ground-based telescopes coupled with adaptive optics (AO) and coronographic instruments are required. Surveying G, K and M nearby ($\leq$ 25 pc) stars with a typical age of $\sim$ 300 Myr, McCarthy & Zuckerman (2004) recently showed that the brown dwarf desert extends at 75 to 1200 AU.

Exploring a comparable separation range with ADONIS/SHARPII at the ESO/3.6m telescope, we conducted on November 2000 and October 2001 an AO coronagraphic imaging survey of the large common Tucana-Horologium association (see Chauvin et al., 2003). This large 30 Myr old association has been previously identified by Torres et al. (2000) and Zuckerman & Webb (2000), and is located $\sim$ 50 pc from Earth. Based on the ADONIS/SHARPII observations of two dozen probable association members, we reported the detection of one substellar candidate companion (hereafter cc-1) to the star HIP 6856 (K1V, V=9.39, $d = 37.1^{+1.8}_{-1.6}$ pc) and another one to GSC 8047-0232 (K3V, $V = 10.9$). The faint object close to GSC 8047-0232 was independently detected

Send offprint requests to: Gaël Chauvin e-mail: gchauvin@eso.org

Table 1. NACO observations: instrumental set-up and observations logs. Camera S27 and S13 respectively provide 27.0 and 13.24 mas/pixel sampling. DIT and NDIT correspond respectively to the exposure integration time and the number of exposures.

Star	UT Date	NDIT×DIT	Filter	Camera	Mode	Seeing (")	Remarks
			Classical and Coronagraphic Imaging				
GSC 8047-0232 AB	23/11/2002	100×3s	NB1.24	S13	classical	0.82	science
GSC 8047-0232 AB	23/11/2002	100×3s	NB1.64	S13	classical	0.99	science
GSC 8047-0232 AB	23/11/2002	100×0.6s	NB2.17	S27	classical	0.78	science
GSC 8047-0232 AB	23/11/2002	100×3s	J	S13	saturated	0.65	science
GSC 8047-0232 AB	23/11/2002	100×2s	H	S13	saturated	1.05	science
GSC 8047-0232 AB	23/11/2002	100×1s	Ks	S27	saturated	0.69	science
HIP 6856	26/11/2002	20×4s	J+ND1[a]	S13	classical	0.75	science
HIP 6856	26/11/2002	3×60s	J	S13	coronagraphic	0.72	science
HIP 6856	26/11/2002	30×0.34s	NB2.17	S27	classical	0.57	science
HIP 6856	26/11/2002	10×15s	Ks	S27	coronagraphic	0.76	science
HD 7644	23/11/2002	∼60s	Each	Each	classical	0.7-0.9	standard phot.
Orion n	21/11/2002	100×2s	H	S13	classical	1.1-1.2	standard astro.
HIP 6856	08/06/2003	5×4s	J+ND1[a]	S13	classical	0.85	science
HIP 6856	08/06/2003	2×60s	J	S13	coronagraphic	0.61	science
HD 114842	29/05/2003	40×0.5s	NB1.64	S13	classical	0.82	standard astro.
HD 208372	30/05/2003	40×2s	NB1.64	S13	classical	0.39	standard astro.
HIP 6856	07/09/2003	5×3s	J+ND1[a]	S13	classical	0.54	science
HIP 6856	07/09/2003	6×60s	J	S13	coronagraphic	0.56	science
GSC 8047-0232 AB	07/09/2003	10 ×2s	NB1.64	S13	classical	0.6	science
GSC 8047-0232 AB	07/09/2003	80×2.5s	H	S13	saturated	0.75	science
HD 211742	07/09/2003	5×3s	NB1.64	S13	classical	0.82	standard astro.
GSC 8047-0232 AB	05/03/2004	4×3s	NB1.64	S13	classical	0.84	science
GSC 8047-0232 AB	05/03/2004	4×8s	H	S13	saturated	1.12	science
θ Ori	21/11/2002	10×12s	NB2.17	S13	coronographic	1.3-1.4	standard astro.
			Spectroscopy				
GSC 8047-0232 B	25/11/2002	3×600s	SK-Grism	S54	R=1400	0.82	science
HIP 9022	25/11/2002	12×1s	SK-Grism	S54	R=1400	0.68	standard tell.

[a] ND1 is a CONICA neutral density filter with a transmission of 1.4%

by Neuhäuser et al. (2003) with the SHARP instrument at the ESO/NTT telescope.

Although GSC 8047-0232 is undoubtedly a young star (W_{Li} = 350 mÅ) and certainly a probable member of the Tucana-Horologium association, this star was not included among the latest volume-limited ($d \leq 60$ pc) selection of Zuckerman & Song (2004, in press) in order to limit their sample size.

To study the proper motions of these faint objects, new observations were obtained with NACO at the VLT/UT4 at different epochs. NACO enabled us to detect a second closer and fainter candidate companion (hereafter cc-2) to the star HIP 6856. We present a brief description of the observational and data reduction techniques. Then, we discuss the status of the three candidate companions based on: 1) the consistency of their photometry with the predictions obtained from evolutionary models for very low mass objects, 2) the study of their proper motion in comparison with their primary star, 3) the acquisition of a near-IR spectrum to corroborate the companionship and to confirm the substellar nature.

The results of this analysis, given in sections 3, 4 and 5, support the rejection of the two candidate companions as bound objects to HIP 6856 and the discovery of a young late-M brown dwarf companion to the star GSC 8047-0232 A.

2. Observations and data reduction

HIP 6856 and GSC 8047-0232 were imaged with the NAOS/CONICA (NACO) instrument of the VLT-UT4. The AO system NAOS (Rousset et al., 2002) is equipped with a tip-tilt mirror, a 185 piezo actuators deformable mirror and two wavefront sensors (Visible and IR). Attached to NAOS, CONICA (Lenzen et al., 1998) is the near infrared ($1 - 5\,\mu$m domain) imaging, Lyot coronagraphic, spectroscopic and polarimetric camera, equipped with a 1024×1024 pixels Aladdin InSb array.

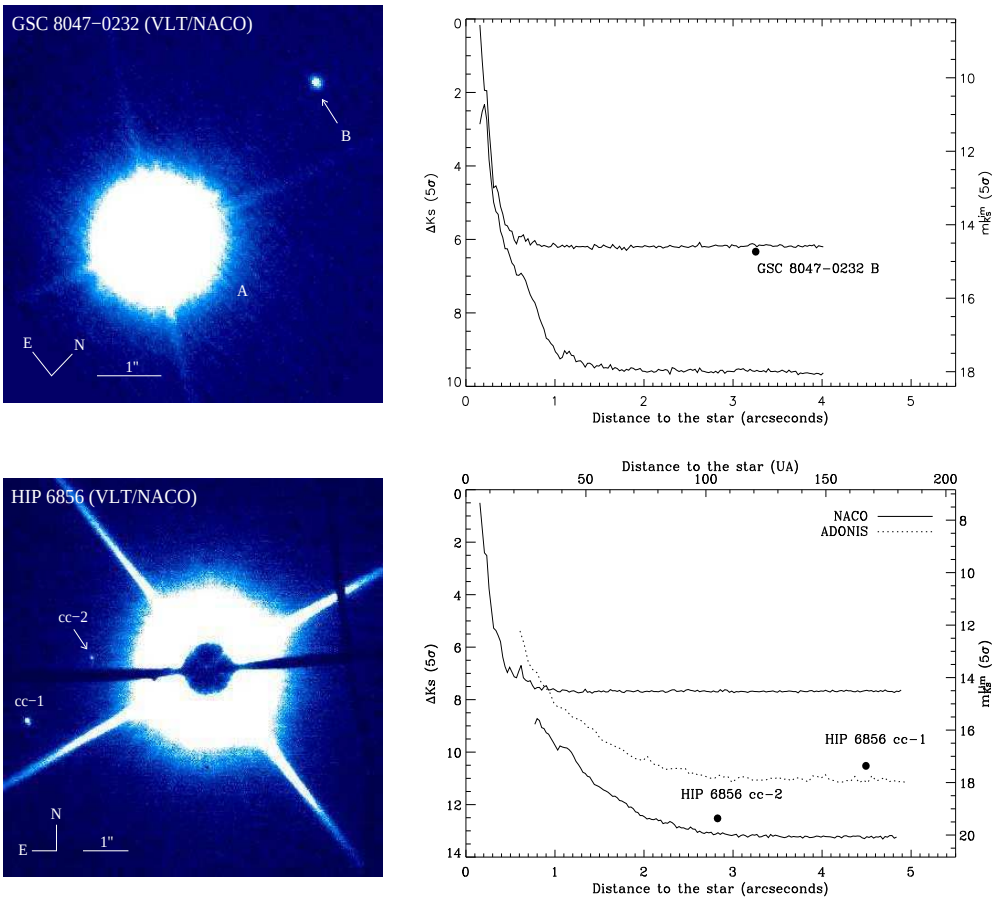

Fig. 1. Top: Left, NACO image of GSC 8047-0232 A and B observed in Ks with the S27 camera. Right, NACO (pixel to pixel) detection limits of GSC 8047-0232 obtained in classical imaging in NB2.17 (100 × 0.6s, *upper solid line*) and in saturated imaging Ks (100 × 1s, *lower solid line*). **Bottom**: Left, Coronagraphic image of the source HIP 6856 obtained in Ks with an occulting mask of diameter 1.4″ and the S27 camera. The candidate companion cc-1 (ΔKs = 10.6), imaged with ADONIS/SHARPII (Chauvin et al., 2003), and the new candidate cc-2 (ΔKs = 12.8), detected with VLT/NACO, are indicated. Right, NACO (pixel to pixel) detection limits of HIP 6856 obtained in classical imaging mode in NB2.17 (5 × 0.34s, *upper solid line*) and in coronagraphy in Ks (10 × 15s, *lower solid line*). The detection limit obtained with the coronagraphic imaging mode of ADONIS/SHARPII during 15 × 20s on 29 October 2001 is also reported (*dotted line*).

2.1. Classical and Coronagraphic Imaging

HIP 6856 was observed on 26 November 2002, 8 June 2003 and 7 September 2003. To image the faint candidate companions, the coronagraphic mode was used with an occulting mask of diameter 1.4″ and with the J and Ks filters.

GSC 8047-0232 was imaged on 23 November 2002, 7 September 2003 and 5 March 2004. The narrow band filters NB1.24, NB1.64 and NB2.17 were used in classical imaging mode to avoid saturation of the primary. To image the faint candidate companion, previously detected in coronagraphy with ADONIS/SHARPII, we used the J, H and Ks filters, integrating the primary above the 1% linearity level of the CONICA detector. The instrumental set-up and the observations logs are reported in Table 1. The detection performances achieved with VLT/NACO for these two objects are reported in Fig. 1.

Determining companionship through proper motion of the candidate companions detected with ADONIS/SHARPII was the main interest in re-imaging GSC 8047-0232 and HIP 6856. As the cc-2 to HIP 6856 was discovered thanks to NACO detection performances, aperture photometry was used to obtain the J and K photometry of this faint object. For each epoch, the relative positions of the cc-1 and cc-2 to HIP 6856 were then obtained with *IRAF/DAOPHOT*, determining the photo-centers by a Gaussian centering. In the case of GSC 8047-0232 A and B, the deconvolution algorithm of Véran & Rigaut (1998) was used to determine the photometry of both components but also to estimate their relative positions at each epoch.

For flux calibration, the IR photometric standard HD 7644 (Van der Bliek et al., 1996) was observed on November 2002 in each observing set-up used for the science objects. The photometry of the candidate companions and their primary is reported in Table 2. The photometric measurements from the 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources (Cutri et al., 2003) are also given and

demonstrate the good fidelity of the NACO photometry in the case of GSC 8047-0232 A.

Astrometric calibrations were obtained at each epoch, by observing either the sources Orion n and θ Ori from the OMC-1 complex (Luhman et al., 2000) respectively on 22 November 2002 and 5 March 2004, the astrometric references HD 114842 and HD 208372 on 29-30 May 2003, and HD 211742 on 7 September 2003. Instrumental settings and observation logs for these astrometric standards are also reported in Table 1. To obtain the best astrometric precision for our proper motion measurements, the S13 camera was used and calibrated. The orientations of true north of the S13 camera were found on 21 November 2002, 29-30 May 2003, 7 September 2003 and 5 march 2004, respectively at $-0.05^o, -0.1^o, +0.05^o, +0.04^o$ east of the vertical within an uncertainty of 0.1^o. The pixel scale was found stable in time with a value of 13.24 ± 0.05 mas. The relative positions of the candidate companions with their primary for different epochs are reported in Table 3. The uncertainties take into account errors of the position estimation on the detector of both components as well as errors of the pixel scale and the orientation of the detector.

We did not consider here the astrometric positions determined with ADONIS/SHARPII as their uncertainty was too large in comparison to the precision achieved with VLT/NACO. Neuhäuser et al. (2003) already determined the relative position of GSC 8047-0232 A and B on 4 July 2001 using speckle imaging with SHARP at the ESO/NTT telecope. However, this measurement is not consistent with the VLT/NACO relative positions that we obtained at three different epochs regarding the proper motion of GSC 8047-0232 A. Therefore, we only considered here the VLT/NACO observations to test if GSC 8047-0232 B is co-moving with GSC 8047-0232 A.

2.2. Spectroscopy

GSC 8047-0232 B was also observed in spectroscopy with NACO on 25 November 2002. The medium resolution ($R_\lambda = 1400$) grism was used with the 86 mas slit, the S54 camera (54 mas/pixel) and the SK filter (1.79-2.42 μm). The standard star HIP 9022 (B8/B9V) was also observed to remove the telluric lines. After substracting the sky and dividing by a flat field using *eclipse* (Devillar, 1997), the spectra of GSC 8047-0232 B and HIP 9022 were extracted and calibrated in wavelength with *IRAF/DOSLIT*. To calibrate the relative throughput of the atmosphere and the instrument, we divided the extracted spectra of GSC 8047-0232 B by the spectra of HIP 9022 and then multiplied by a blackbody to restore the shape of the continuum. GSC 8047-0232 B, separated by about 3.2″ was not contaminated by GSC 8047-0232 A.

3. Photometry and Evolutionary Models

We then used the evolutionary tracks of Baraffe et al. (1998) and Chabrier et al. (2000) as a comparison to test if the photometry of the faint candidate companions is consistent with that expected for very low-mass stellar or substellar companions. The evolutionary model of Baraffe et al. (1998) is a dust-free and non-gray atmosphere model (BCAH98) appropriate to describe M dwarfs. The DUSTY and COND models of Chabrier et al. (2000) can be seen as two extreme cases, to describe respectively the brown dwarfs with an atmosphere saturated in dust, like late M and L dwarfs, and the cool brown dwarfs or giant planets with the dust condensed in their atmosphere, like T dwarfs. Based on the photometric results in Table 2, the color-magnitude diagram is presented in Fig. 2.

Table 2. Photometry of GSC 8047-0232 A and B and of the cc-1 and cc-2 to HIP 6856

Source	J (mag)	H (mag)	K (mag)
HIP 6856[a]	7.41 ± 0.02	6.94 ± 0.03	6.83 ± 0.03
HIP 6856 cc-1[b]	17.97 ± 0.20		17.40 ± 0.15
HIP 6856 cc-2[c]	19.9 ± 0.4		19.6 ± 0.2
GSC 8047-0232 A[a]	9.06 ± 0.03	8.53 ± 0.06	8.41 ± 0.03
GSC 8047-0232 A[c]	9.06 ± 0.09	8.54 ± 0.05	8.45 ± 0.07
GSC 8047-0232 B[c]	15.90 ± 0.13	15.45 ± 0.20	14.75 ± 0.13

[a] from the 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources (Cutri et al., 2003).
[b] from Chauvin et al. (2003).
[c] this NACO measurements presented in this work.

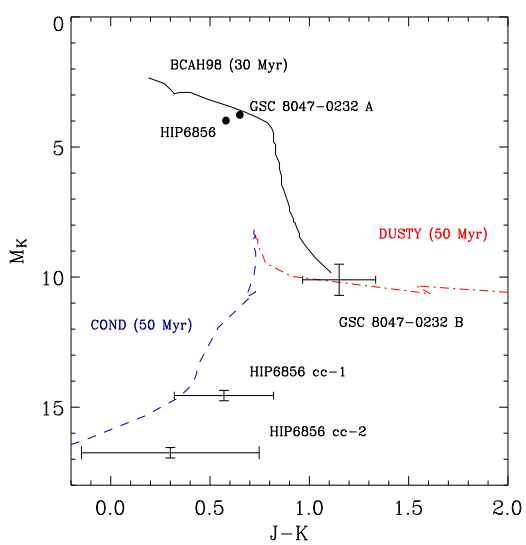

Fig. 2. Color-magnitude diagram for the near IR color J − K from the BCAH98 model for an age of 30 Myr and for the CBAH00 DUSTY and COND models for an age of 50 Myr. The data of the cc-1 and cc-2 to HIP 6856 as well as GSC 8047-0232 B are overplotted with their corresponding uncertainties. The two black points represent the two primaries HIP 6856 and GSC 8047-0232 A.

Table 3. Relative positions of the cc-1 and cc-2 to HIP 6856, and of GSC 8047-0232 B to GSC 8047-0232 A .

Source	UT Date	Sep (mas)	P.A. (^{o})	ΔSep (mas)	ΔP.A. (^{o})
HIP 6856 cc-1	26/11/2002	4585 ± 14	105.7 ± 0.3	-	-
	08/06/2003	4547 ± 14	105.8 ± 0.3	-38 ± 20	$+0.1 \pm 0.4$
	07/09/2003	4503 ± 13	105.4 ± 0.3	-82 ± 19	-0.3 ± 0.4
HIP 6856 cc-2	26/11/2002	2830 ± 13	85.4 ± 0.3	-	-
	08/06/2003	2791 ± 15	85.3 ± 0.3	-39 ± 20	-0.1 ± 0.4
	07/09/2003	2749 ± 14	85.2 ± 0.3	-81 ± 19	-0.2 ± 0.4
GSC 8047-0232 B	23/11/2002	3274 ± 12	358.85 ± 0.23	-	-
	07/09/2003	3266 ± 11	358.89 ± 0.23	-8 ± 16	0.04 ± 0.31
	05/03/2004	3260 ± 12	358.82 ± 0.22	-14 ± 15	0.02 ± 0.30

Based on the COND model predictions for an age of 10 and 50 Myr, the two candidate companions to HIP 6856 have photometry consistent with objects lighter than ten Jupiter mass. If bound, the cc-1 and cc-2 would have respective physical separations of 180 AU and 104 AU.

In the case of GSC 8047-0232 B, no trigonometric parallaxes are known for its primary star. According to the JHKs photometry of GSC 8047-0232 A, we derived a distance of 85 pc for this system (adopted hereafter) which places GSC 8047-0232 B at 278 AU. This is conforted by an independent distance estimation of 87 pc derived from a V−K versus M_K (Song et al. 2004, in prep). Based on the DUSTY model predictions for an age of 10 and 50 Myr, GSC 8047-0232 B has then a photometry consistent with a cool substellar companion with a mass of 25 ± 15 M_{Jup} and an effective temperature of 2100 ± 300 K. In addition, considering the relationship between photometry and spectral type of Dahn et al. (2002), we derive a spectral type of L0 ± 2 for this faint object.

4. Proper Motions

4.1. Two background objects close to HIP 6856

Based on the astrometric measurements presented in Table 3, the differences of separations for the cc-1 to HIP 6856 between 26 November 2002 and the two successive epochs are reported in Fig. 3a. The expected variations (with their uncertainties) in the case of a background object are also given according to the proper motion of HIP 6856 given by the Tycho catalog (Høg et al., 2000): $\mu_\alpha = 104.8 \pm 1.2$ mas/yr and $\mu_\delta = -43.4 \pm 1.4$ mas/yr. We also considered the largest orbital variations expected in the case of bound companion, based on the Kepler's third law. The differences in terms of position angles are not considered as they are negligible in comparison of the differences of separations. The Fig. 3a shows that the cc-1 is clearly not co-moving with HIP 6856 with a discrepancy of $4.3\,\sigma$ of being a bound companion.

Similarly, we report the differences of separations for the newly discovered cc-2 to HIP 6856 (see Fig. 3b). This object is also likely a background object, with a discrepancy in separation of $4\,\sigma$ of being bound.

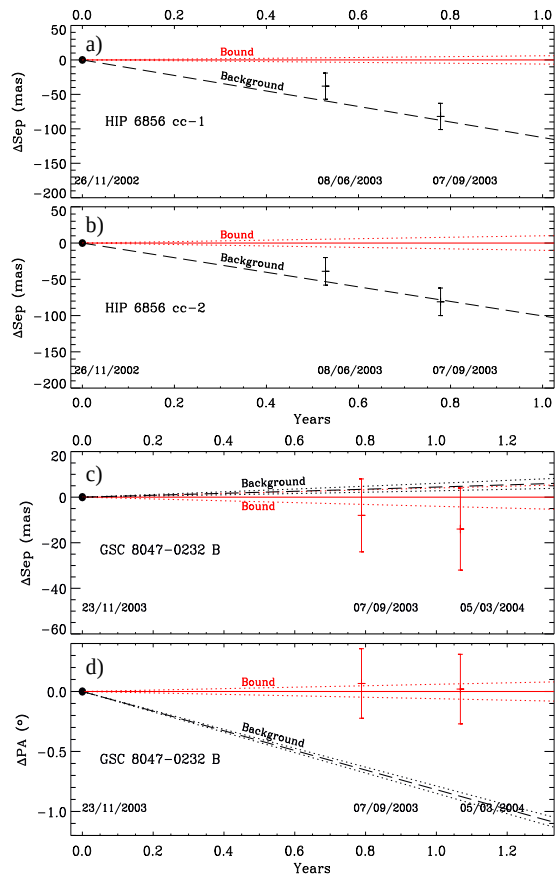

Fig. 3. a) Differences of separations, measured with NACO, for the cc-1 to HIP 6856 between 26/11/2002 and the successive epochs 08/06/2003 and 07/09/2003. Expected evolutions with their uncertainties in case of bound (*solid lines*) or background (*dashed lines*) objects are given. **b)** idem but for the cc-2 to HIP 6856. **c)** Differences of separations, measured with NACO, for GSC 8047-0232 B between 23/11/2002 and the two successive epochs 07/09/2003 and 05/03/2004. The expected evolutions with their uncertainties for bound (*solid red line*) and background (*dashed line*) objects are indicated. **d)** idem but for the differences of position angles for GSC 8047-0232 B.

4.2. The co-moving system GSC 8047-0232 A and B

According to the astrometric measurements of GSC 8047-0232 A and B (see Table 3), the difference in terms of sep-

arations and position angles between 23 November 2002 and the two successive epochs are reported in Fig. 3c and Fig. 3d. We used the proper motion of GSC 8047-0232 A, $\mu_\alpha = 46.9 \pm 1.7$ mas/yr and $\mu_\delta = -3.1 \pm 1.7$ mas/yr (Høg et al., 2000), to report also the expected variations (with their uncertainties) in the case of a background object. Contrary to the two fake companions to HIP 6856, GSC 8047-0232 B shares common proper motion with GSC 8047-0232 A. The difference of position angles between 23 November 2002 and 5 March 2004, shows that GSC 8047-0232 B is 3.1σ discrepant from being a background companion.

5. Spectral Characterization of GSC 8047-0232 B

To finally confirm the companionship of GSC 8047-0232 B as well as its substellar nature, we recorded spectra on 25 November 2002 for comparison with the observations of M, late-M and L dwarfs published by Reid et al. (2001), Geballe et al. (2002) and Leggett et al. (2001, 2000). None of these template spectra matched well the continua of the GSC 8047-0232 B spectrum which appeared to be too steep. As already evoked by Goto et al. (2002), the main plausible explanation seems to be a chromatical dependency of the flux transmitted through the narrow slit in case of a difference of centering between GSC 8047-0232 B and the standard star. This results in a decrease of the continuum slope, well represented by a linear function which is effectively observed in the case the GSC 8047-0232 B spectrum.

To correct this effect, we multiplied the GSC 8047-0232 B spectrum by a linear function where the slope has been adjusted to match the continuum of the template spectra. The best adjustement was obtained with the template spectrum of BRI 0021 (M9.5) by increasing the continuum slope of 14% between 2.00 and 2.48 μm (see Fig. 4). We finally derived a spectral type M9.5 $\pm$ 1 for GSC 8047-0232 B based on the other template spectra. To test if such variation could be explained by the chromatical effect described previously, we simulated the flux transmitted through the 86 mas (1.6 pixels) for several NACO PSFs[1]. We considered different wavelengths (2.00, 2.18, 2.30 and 2.48 μm) and the seeing conditions of the GSC 8047-0232 B and HIP 9022 observations (see Table 1). We finally showed that a variation of the continuum slope of 14% between 2.00 and 2.48 μm could be simulated with an offset of 1.2 to 1.5 pixels of the GSC 8047-0232 B spectrum from the centred position behind the slit.

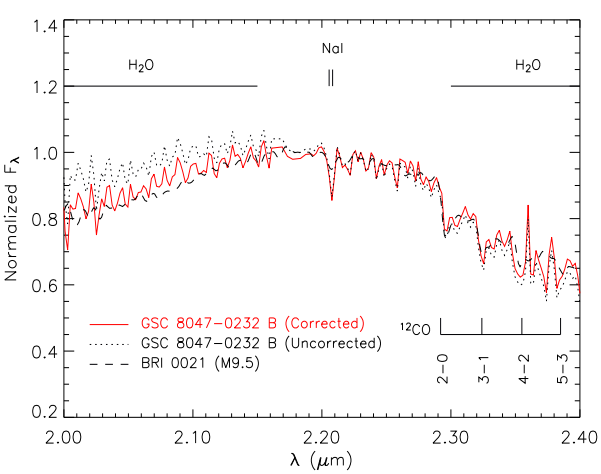

Fig. 4. SK-band spectra of GSC 8047-0232 B with the medium resolution (R = 1400) grism of CONICA, the 86 mas slit and the S54 camera (54 mas/pixel). The continuum slope of this spectrum has been decreased of 18% between 2.00 and 2.48 μm to best-match the template spectrum of BRI 0021 (M9.5). The spectra here have been normalized to the flux at 2.18 μm.

In addition to the continuum adjustment of GSC 8047-0232 B, the presence of deep absorption lines of NaI (2.209 μm) and the ^{12}CO molecule transitions 2-0 (2.295 μm), 3-1 (2.324 μm), 4-2 (2.354 μm) and 5-3 (2.385 μm), support the fact that GSC 8047-0232 B is a late-M dwarfs.

According to Leggett et al. (2001), the range of spectral types derived above is consistent with a T_{eff} = 2100 $\pm$ 200 K. For an estimated age of 30 Myr, this gives a mass of 25 $\pm$ 10 M_{Jup}, consistent with the mass estimation based on the comparison between photometry and the DUSTY model predictions. Consequently, we confirm that GSC 8047-0232 B is a young brown dwarf companion to the star GSC 8047-0232 A, with a physical separation of 278 AU for a distance of 85 pc. This substellar companion is presently the third one detected among the young nearby associations with TWA5 B in the TW Hydrae association, 20 M_{Jup} at $\sim$ 100 AU for d = 50 pc (Lowrance et al., 1999; Neuhäuser et al., 2000), and HR 7329 B in the β Pictoris Group, 30 M_{Jup} at $\sim$ 200 AU for d = 47 pc (Lowrance et al., 2000; Guenther et al., 2001).

6. Conclusion

We present new VLT/NACO high contrast and high angular resolution observations of the two probable members of the Tucana-Horologium association: HIP 6856 and GSC 8047-0232. A faint candidate companion had been previously detected with ADONIS/SHARPII in the circumstellar environment of both stars (Chauvin et al., 2003). Determining companionship through proper motion and spectroscopy was then the main purpose of this work.

The enhanced detection capabilities of NACO allowed us to detect a second faint object close to HIP 6856. We then checked that the photometry of these faint objects was consistent with that predicted by evolutionary models predictions for low-mass and cool objects. The two faint objects close to HIP 6856 could be consistent with less than ten Jupiter mass bodies and GSC 8047-0232 B with a 10 – 40 M_{Jup} brown dwarf companion.

[1] Simulations obtained with the *NACO Preparational Software*, see http://www.eso.org/observing/etc/naosps-p71/doc/index.html.

Based on observations obtained at different epochs, we determined the proper motions of these faint objects and showed that the two candidate companions to HIP 6856 are likely to be background objects. On the contrary, we confirm that GSC 8047-0232 B shares common proper motion with GSC 8047-0232 A. We finally corroborate the companionship of GSC 8047-0232 B based on the analysis of a medium resolution spectra in SK band. With spectral type M9.5 $\pm$ 1, GSC 8047-0232 B has an effective temperature of $T_{eff} = 2100 \pm 200$ K. According to the Chabrier et al. (2000) DUSTY evolutionary model for an age of 30 Myr, we derive a mass of 25 ± 10 M_{Jup}, confirming the substellar nature of this faint companion, the third one actually identified among young, nearby associations.

Acknowledgements. We would like to thank the staff of the ESO Paranal observatory and the NAOS/CONICA team for their help to carry on this work. We thank also Gilles Chabrier, Isabelle Baraffe and France Allard for providing us latest update of their evolutionary models. Finally, we thank Sandy Leggett, Tom Geballe and Neill Reid who kindly sent us the near-infrared template spectra of M, late-M and L dwarfs for direct comparison with our measurements.

References

Baraffe I., Chabrier G., Allard F. & Hauschildt P.H., 1998, A&A 337, 403
Becklin, E. & Zuckerman, B. 1988, Nature, 336, 656
Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F. & Hauschildt, P.H. 2000, ApJ, 542, 464
Chauvin, G., Thomson, M., Dumas, C. et al. 2003, A&A, 406, 51
Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S. et al. 2003, 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources
Devilla N. 1997, The messenger, 87
Dahn C.C., Harris H.C., Vrba F.J. et al. 2002, AJ, 124, 1170
Elmegreen, B. G. 1999, ApJ 522, 915
Geballe, T.R., Knapp, G.R., Leggett S.K. et al. 2002, ApJ, 564, 466
Gizis, J. E., Kirkpatrick, J. D., Burgasser, A. et al. 2001, ApJ 551, 163
Goto, M., Kobayashi, N., Terada H. et al. 2002, ApJ, 567, L59
Guenther, E. W., Neuhuser, R., Hulamo, N., Brandner, W. & Alves, J. 2001, A&A, 365, 514
Halbwachs, J. L., Arenou, F., Mayor, M., Udry, S. & Queloz, D. 2000, A&A 355, 581
Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V.V. et al. 2000, A&A, 355, 27
Leggett, S.K., Geballe, T.R., Fan, X. et al. 2000, ApJ, 536, L35
Leggett, S.K., Allard, F., Geballe, T.R., Hauschildt, P.H. & Schweitzer, A. 2001, ApJ, 548, 908
Lenzen, R., Hofmann, R., Bizenberger, P. & Tusche, A., 1998, SPIE, Vol. 3354
Lowrance, P. J., McCarthy, C., Becklin, E. E. et al. 1999, ApJ, 512, L69
Lowrance, P. J., Schneider, G,, Kirkpatrick, J. et al. 2000, ApJ, 541, L390
Lucas, P.W. & Roche, P.F. 2000, MNRAS, 314, 858
Luhman, K., Rieke, G.H., Young, E.T. et al. 2000, ApJ, 540, 1016
McCarthy, C. & Zuckerman, B. 2004, AJ, 127, 2871
Mizuno, H. 1980, Prog. Theo. Phys., 64, 544
Moraux, E., Bouvier, J., Stauffer, J.R. & Cuillandre, J.-C. 2003, A&A, 400, 891
Nakajima, T., Oppenheimer, B.R., Kulkarni, S.R. et al. 1995, Nature, 378, 463
Neuhäuser, R., Guenther, E. W., Petr, M. G. et al. 2000, A&A, 360, 39
Neuhäuser, R., Guenther, E.W., Alves, J. et al. 2003, AN, 324, 535
Pickett, B. K., Durisen, R. H., Cassen, P. & Mejia, A. C. 2000, ApJ, 540, 95
Reid, I.N., Burgasser, A.J., Cruz, K.L., Kirkpatrick, J.D. & Gizis, J.E. 2001, AJ, 121, 1710
Reipurth, B. & Clarke, C. 2001, AJ, 122, 432
Rousset, G., Lacombe, F., Puget, et al., 2002, SPIE, Vol. 4007
Torres, C.A.O., Da Silva, L., Quast, G.R., de la Reza, R. & Jilinski, E. 2000, AJ, 120, 1410
Van der Bliek, N.S., Manfroid J. & Bouchet, P. 1996, A&AS, 119, 547
Véran, J.P. & Rigaut, F. 1998, SPIE, 3353, 426
Zuckerman, B. & Webb, R.A. 2000, ApJ, 535, 959
Zuckerman, B. & Song, I. 2004, ARAA, in press

Chapitre 5

Compagnons dans les Associations Jeunes et Proches

Sommaire

5.1 Étude de la fraction de compagnons stellaires 157

5.2 Étude de la fraction de compagnons naines brunes 165

Dans les précédents chapitres, j'ai présenté les détections potentielles de compagnons stellaires et substellaires que j'ai obtenues au sein des associations jeunes et proches, Capricornus, MBM 12 et Tucana-Horologium. À partir de ces résultats récents et de ceux publiés en imagerie profonde sur les associations TW Hydrae, η Chamaeleontis et β Pictoris, est-il possible de déterminer à présent la fraction de compagnons stellaires et substellaires dans ces associations ?

Les fractions de compagnons stellaires (*fcs*) des associations jeunes et proches peuvent, tout d'abord, être comparées sur un même intervalle de séparations physiques, en se référant à la *fcs* des étoiles de la SP. De manière plus ambitieuse, pour déterminer les *fcs* à toutes séparations physiques, j'ai utilisé la méthode présentée par Duchêne (1999) dans le cadre des régions de formation stellaire. Enfin, je discute la fraction de compagnons potentiels naines brunes en comparaison des connaissances actuelles sur la fraction de compagnons naines brunes (*fcnb*) à courtes et larges séparations autour d'étoiles de type solaire.

5.1 Étude de la fraction de compagnons stellaires

Il convient de bien cadrer la portée de cette étude. Les échantillons sont ici de l'ordre de la dizaine, voire de quelques dizaines dans le meilleur des cas. Ce travail préliminaire tente modestement de faire apparaître des tendances, peut-être des indices sur la multiplicité des membres des associations jeunes et proches.

5.1.1 Quels compagnons considérer ?

Afin de calculer les *fcs* des associations jeunes et proches et de les comparer, l'étude de multiplicité des étoiles de la SP mesurée par Duquennoy & Mayor (1991) (DM91) me sert ici de référence. La distribution des périodes orbitales des 164 étoiles de la SP de type spectral G, mesurée par DM91, est reportée dans la figure 5.1. Pour me placer dans les mêmes conditions, je ne considère ici que les étoiles de type spectral supérieures à F7 (se référer aux histogrammes de la figure 5.2). Pour tenir compte ensuite de la même dynamique de masse, je ne considère que les CCs ayant un rapport de masse $q \geq 0.1$. Afin de convertir ce rapport de masse en termes de rapport de luminosité à un âge donné, j'utilise le modèle évolutif de BCAH98. Ce modèle donne, par exemple, un contraste $\Delta K \leq 2.9$ pour un rapport de masse $q \geq 0.1$, à un âge de 2 millions d'années.

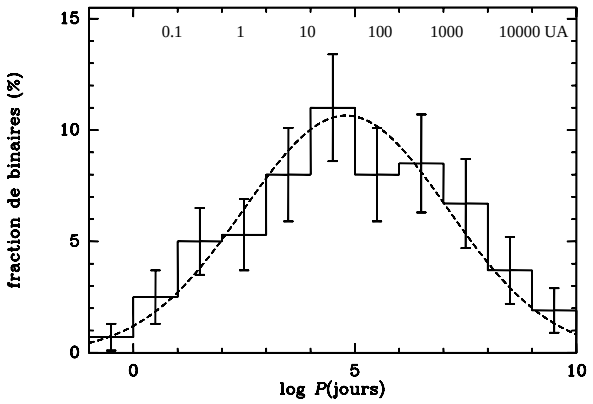

Fig. 5.1 – Distribution des périodes orbitales pour les étoiles de la SP de type G étudiées par Duquennoy & Mayor (1991). La correspondance période orbitale et séparation physique est donnée sur l'échelle du haut pour quelques valeurs.

Les CCs stellaires que j'ai détectés dans les associations jeunes MBM 12 et Tucana-Horologium, et qui respectent ces précédents critères de sélection, sont très probablement des objets liés. Ils sont en effet brillants et situés à des séparations physiques inférieures à $\Delta \leq 200$ UA pour une étoile à 50 pc. La contamination par un objet de fonds est donc peu probable. Dans le cas des associations TW Hydrae et η Chamaeleontis, tous les compagnons stellaires sont confirmés. Comme il n'existe pas d'étude claire sur les compagnons stellaires du groupe β Pictoris, je ne le prends pas en compte dans cette étude.

5.1.2 Quantification de la Multiplicité stellaire

L'intervalle de séparations physiques sondées dans les associations jeunes et proches est typiquement de 10 à 600 UA, à l'exception de MBM 12 dans le cas où elle serait située à 275 pc. Il est donc possible de comparer les *fcs* des associations jeunes à celle des étoiles G

de la SP sur ce même intervalle de séparations physiques, puis de les comparer entre elles. Un intervalle de séparations, entre 10 à 600 UA, correspond au sommet de la fréquence de multiplicité des étoiles G de SP.
Dans une démarche comparable pour interpréter ces résultats en termes de *fcs* entre les extrémités des intervalles de séparations physiques sondées (et non plus de l'intervalle commun), il est nécessaire de supposer que **la forme de la distribution des périodes orbitales est la même dans chaque association pour cet intervalle. Elle est supposée gaussienne comme celle des étoiles de la SP mesurées par DM91**. Cette distribution gaussienne est aussi celle obtenue par Fischer & Marcy (1995) (FM95) à partir de 72 étoiles SP de type spectral M. De leur échantillon, DM91 estime la fréquence de binaire totale (à toutes les séparations) égale à 57% autour des étoiles G de la SP. Elle est de 42% pour les étoiles M de FM95, et plus récemment estimée à $31 \pm 5\%$ par Marchal et al. (2003). Sous cette hypothèse, Duchêne (1999) peut ainsi comparer les *fcs* d'associations jeunes sondées à différents intervalles de séparations physiques. Une approche plus ambitieuse serait de considérer que cette distribution de périodes orbitales est la même pour toutes les séparations physiques. Les *fcs* totales seraient ainsi déterminées.

La méthode consiste alors à :

- calculer, sur un intervalle de séparations physiques données, la *fcs* de l'association considérée,
- déterminer **sur le même intervalle de séparations physiques**, la fcs_{SP} des étoiles de la SP de type spectral G à partir de la distribution de périodes orbitales de DM91, sachant que la fréquence de binaire totale est de 57%,
- estimer le rapport $\frac{fcs}{fcs_{SP}}$. Ce rapport donne accès à l'excès ou au déficit de compagnons stellaires des associations jeunes et proches en comparaison des étoiles G de la SP, sur l'intervalle de séparations de 10 à 600 UA.

Enfin, le calcul de la fraction de compagnons stellaires, sur un intervalle de séparations physiques données, se définit selon l'expression suivante :

$$fcs = \frac{B + 2T + 3Q}{S + B + T + Q} \tag{5.1}$$

avec S, B, T et Q correspondant respectivement aux nombres de systèmes simples, doubles, triples et quadruples détectés. Je rappelle que la fraction de binaire (*fb*) définie dans l'article sur l'association MBM 12 (chapitre 3, Partie III) est égale à :

$$fb = \frac{B + T + Q}{S + B + T + Q} \tag{5.2}$$

Suivant l'approche statistique de Duchêne (1999), j'ai ensuite déterminé les incertitudes statistiques associées au faible nombre de compagnons détectés en considérant une statistique de Poisson. Cette hypothèse implique que l'incertitude est égale à $\sqrt{N_{obs}.fcs}$ avec N_{obs} la taille de l'échantillon étudié. Une correction de complétude, liée au fait que tous les compagnons avec une dynamique de masse $q \geq 0.1$ ne sont pas forcément détectés sur les premiers dixièmes

d'arcseconde, n'est pas considérée. Cette correction est en effet négilgeable au vu des résultats de Duchêne (2000). Les incertitudes sont ainsi calculées pour les *fcs* et *fb* présentées dans les Tables suivantes.

Traitons à présent chacune des associations que j'ai observées, c'est-à-dire les associations MBM 12 et Tucana-Horologium. Je considère les résultats publiés sur les associations TW Hydrae et η Chamaeleontis. L'étude de multiplicité des associations MBM 12, Tucana-Horologium, TW Hydrae et η Chamaeleontis est présentée dans le but de déterminer leur *fcs*. Ces résultats sont ensuite comparés aux valeurs des étoiles G de la SP, et entre eux.

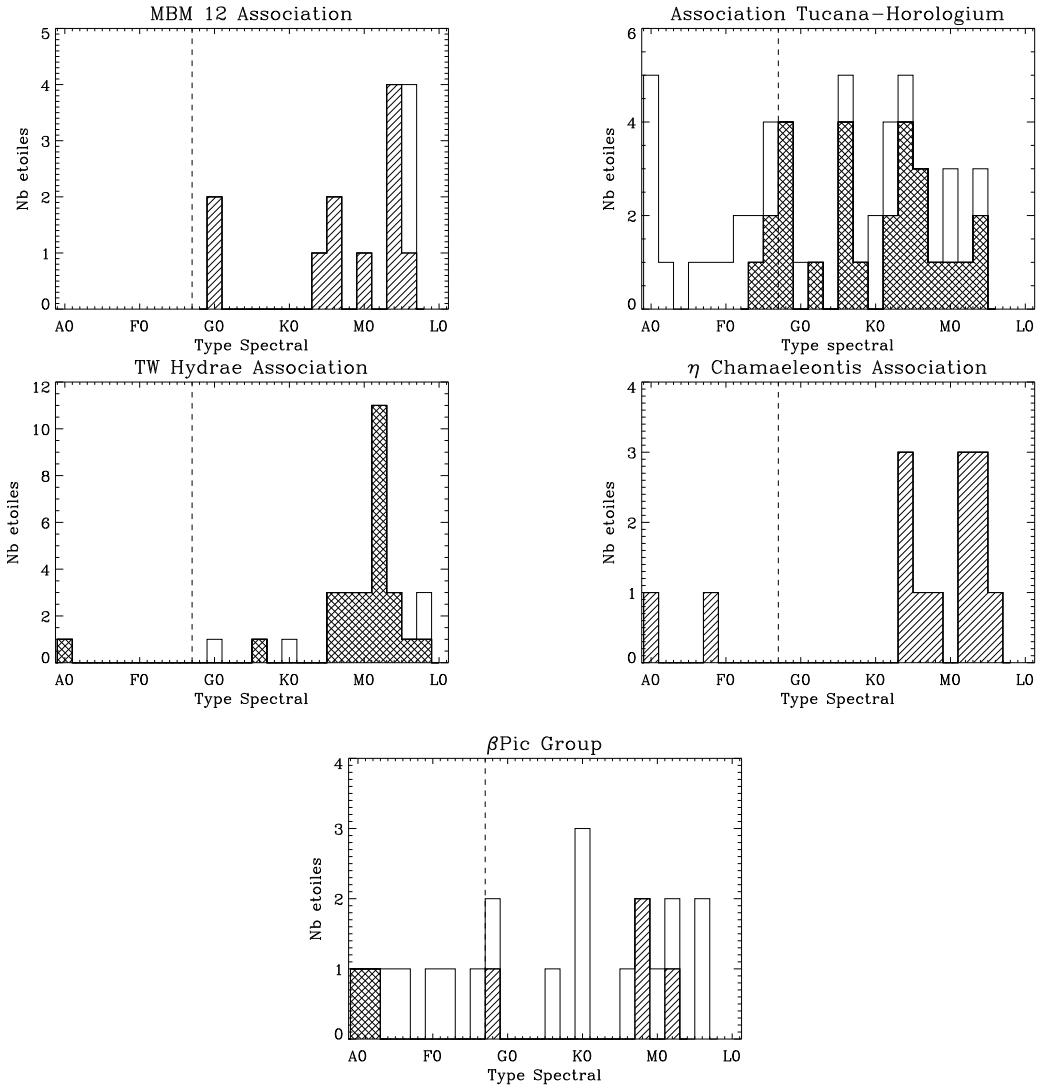

FIG. 5.2 – Répartitions de types spectraux dans les associations jeunes et proches MBM 12, Tucana-Horologium, TW Hydrae et η Chamaeleontis. La répartition du Groupe β Pictoris est par ailleurs donnée. Pour chaque association, sont reportés les membres observés en imagerie à HC et HRA classique (*simple hachure*) et en coronographie (*double hachure ou quadrillage*). Dans le cas du Groupe β Pictoris, 4 étoiles ont été observées avec ADONIS/SHARPII et deux avec HST/NICMOS.

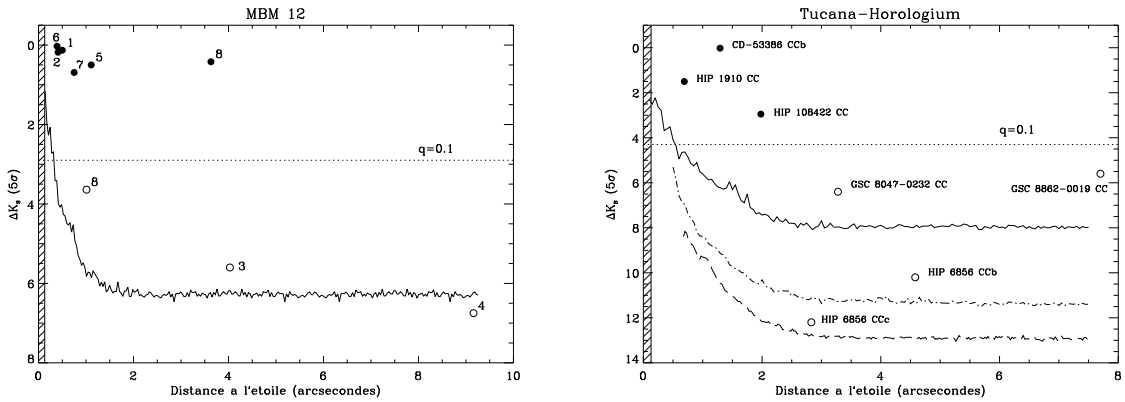

Fig. 5.3 – **Gauche :** Étude de la *fcs* dans l'association MBM 12. Les *cercles pleins* correspondent aux binaires : RX J0255+2005 (1), LkHα 263 (2), E 0255+2018 (5), MBM 12-10 (6), S18 (7) et HD17332 (9). Les *cercles vides* correspondent aux composantes RX J0255.3+1915 (8), LkHα 263 C (3) et le CC détecté autour de LkHα 264 (4). La limite de détection est ici celle de PUEO/KIR+Grif en imagerie classique (*ligne solide*). Le contraste $\Delta K_s = 2.9$ correspondant à un rapport de masse $q = 0.1$ pour un âge de 2 millions d'années est aussi reporté. **Droite :** Étude de la *fcs* dans l'association Tucana-Horologium. La limite de détection classique d'ADONIS/SHARPII restreint ici notre étude (*ligne solide*). Pour comparaison, sont aussi reportées les limites de détection en imagerie coronographique d'ADONIS/SHARPII (*ligne tirés pointillés*) et NACO (*ligne tirés longs*). Le rapport de masse $q = 0.1$ correspond à un contraste $\Delta K = 4.3$ pour un âge de 30 à 40 millions d'années.

5.1.3 MBM 12

Les observations de MBM 12 et l'étude de sa *fb* ont été présentées dans le chapitre 3, Partie III. D'après la figure 5.2, tous les membres ont un type spectral $\geq$ F7. Ils sont donc tous pris en compte dans cette étude. L'intervalle des séparations angulaires explorées par PUEO/KIR+Grif est de 0.13 à 9.3″ ce qui correspond à des séparations physiques comprises entre 8 et 604 UA à 65 pc ou 36 et 2560 UA à 275 pc. La limite sur le rapport de masse nous amène à ne considérer que les binaires ayant un contraste $\Delta K \leq 2.9$, car MBM 12 est âgée de $\sim$ 2 millions d'années. En incluant les deux membres supplémentaires RX J0258.3+1947 et RX J0256.3+2005 observés dernièrement, 6 systèmes satisfont les conditions de contraste et de séparation : RX J0255+2005, LkHα 263, E 0255+2018, MBM 12-10, S18 et HD 17332. Je considère donc dans cette association six binaires sur les onze membres observés. Tous les objets faibles détectés sont reportés dans la figure 5.3 et comparés à la limite de détection de PUEO/KIR+Grif. Au final, la *fcs* de MBM 12 est égale à sa *fb* avec une valeur de 55%.

5.1.4 Tucana-Horologium

Dans l'association Tucana-Horologium, nous avons imagé 24 membres sur les $\sim$ 60 actuellement connus en novembre 2000 et octobre 2001. L'intervalle de séparations, sondées par ADONIS/SHARPII, qui limitent ici notre étude en comparaison des performances obtenues avec NACO, est de 0.13″ à 8.0″. Cet intervalle correspond à des séparations physiques de

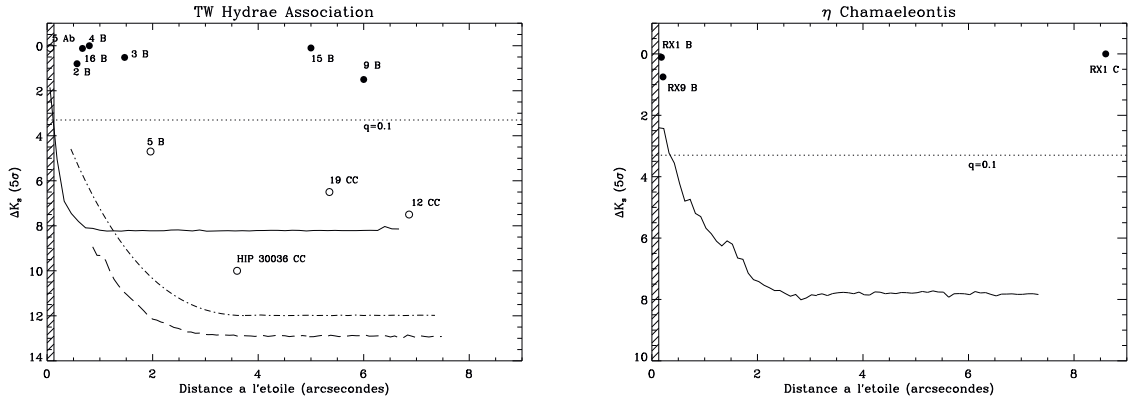

Fig. 5.4 – **Gauche :** Étude de la *fcs* de l'association TW Hydrae. Les limites de détection typiques, de NACO en imageries classique (*ligne solide*) et coronographique (*ligne tirés longs*), et de HST/NICMOS en coronographie (*ligne tirés pointillés*), sont reportées. Le contraste, correspondant à un rapport de masse $q = 0.1$, est aussi reporté pour un âge de 10 millions d'années. **Droite :** Étude de la *fcs* de l'association η Chamaeleontis. La limite de détection typique en imagerie classique (*ligne solide*), obtenue avec ADONIS/SHARPII pour une étoile $K = 7.5$ (HIP 6856), est reportée pour donner une idée des capacités de détection obtenues par Köhler & Petr-Gotzens (2002).

8 à 480 UA, pour l'association Tucana-Horologium située à ~ 60 pc. Le contraste, associé à une dynamique de masse $q \geq 0.1$, est $\Delta K \leq 4.3$, pour un âge de 30 à 40 millions d'années. Les deux systèmes détectés avec ADONIS/SHARPII, HIP 1910 et HIP 108422, et le système CoD-53 386 observé avec NACO, sont considérés comme des binaires (voir figure 5.3). Pour cette étude, trois membres de type spectral < F7, ont été exclus, portant la taille de l'échantillon à 23 sources. La *fcs* de cette large association, bénéficiant du plus grand échantillon parmi celles étudiées ici, est alors de 13% (égale à la *fb*).

5.1.5 η Chamaeleontis et TW Hydrae

Dans le cas des associations η Chamaeleontis et TW Hydrae, j'ai effectué un travail bibliographique pour collecter les résultats des études en imagerie à HC et HRA.

Pour l'association η Chamaeleontis, la principale référence est celle de Köhler & Petr-Gotzens (2002). Ils ont en effet observé les 13 membres, identifiés par Mamajek et al. (1999) et Lawson et al. (2002), avec l'instrument d'OA ADONIS/SHARPII en janvier 1999, mai 2000, juin 2000 et décembre 2001. Ces observations ont permis de détecter 3 compagnons probables sur un intervalle de séparations angulaires de $0.13''$ à $9''$, avec un contraste $\Delta K < 3.3$ correspondant à un rapport de masse $q \geq 0.1$ pour un âge de 8 millions d'années. Deux compagnons potentiels sont autour de RECX 1 et le troisième autour de RECX 9 (voir figure 5.4, *à droite*). Cet intervalle de séparations angulaires correspond à des séparations physiques entre 13 UA et 780 UA, pour une distance de 97 pc. Sur les 13 membres de cette association, je considère donc un système triple et une binaire, portant la *fcs* à 27% et la *fb* à 18%.

Dans le cas de TW Hydrae, âgée de 10 millions d'années, je n'ai considéré que les 19 sources

TAB. 5.1 – Fractions de compagnons stellaires dans les associations jeunes et proches. Sont reportés les *fcs* des quatre associations jeunes MBM 12, Tucana-Horologium, TW Hydrae et η Chamaeleontis, le nombre de sources observées (N_{obs}), le nombre de sources existantes, les intervalles de séparations physiques (Δ) sur lesquelles ces fractions sont calculées et les *fcs* pour les étoiles G de la SP sur les intervalles de séparations physiques correspondants. Les rapports $\frac{fcs}{fcs_{\rm SP}}$ et les niveaux de confiance statistique (NC) des différences, entre *fcs* et $fcs_{\rm SP}$, sont aussi donnés. Pour comparaison, je donne d'autres résultats sur des associations jeunes tirés des travaux de Duchêne (2000).

Noms	$N_{obs}(N_{tot})$	N_c	*fcs* (1σ) (%)	$fcs_{\rm SP}$ (1σ) (%)	$\frac{fcs}{fcs_{\rm SP}}$	NC	Δ (UA)	d (pc)	Âge (10^6 ans)
Association jeunes et proches									
MBM 12	11(14)	6	55 ± 22	28 ± 3	1.96 ± 0.81	$\mathbf{1.22\sigma}$	8-604	65	≤ 10
	-	-	55 ± 22	23 ± 3	2.39 ± 1.00	$\mathbf{1.44\sigma}$	36-2560	275	-
η Cha	11(13)	3	27 ± 15	25 ± 3	1.08 ± 0.61	$< 1\sigma$	13-870	97	8
TW Hydrae	18(19)	6	33 ± 13	27 ± 3	1.22 ± 0.50	$< 1\sigma$	8-650	65	10
Tuc-Hor	23(60)	3	13 ± 7	25 ± 3	0.54 ± 0.30	$\mathbf{1.44\sigma}$	8-480	60	30-40
Autres associations jeunes (Duchêne 2000)									
Tau-Aur	117	67.1	57 ± 8	34 ± 4	1.65 ± 0.30	2.8σ	3-1820	140	< 1
ρ Oph	114	32.5	29 ± 5	20 ± 3	1.45 ± 0.33	1.9σ	3-1920	160	0.5
Cha I	85	19.2	23 ± 6	16 ± 2	1.49 ± 0.42	1.2σ	14-1680	140	3
Lupus	61	11.1	18 ± 6	15 ± 2	1.20 ± 0.43	$< 1\sigma$	15-1800	150	3
CrA	10	3	30 ± 17	11 ± 2	2.73 ± 1.62	1.6σ	13-1560	130	3
Trapezium	291	31	11 ± 2	14 ± 2	0.79 ± 0.18	1.0σ	45-450	450	0.5-1
IC 348	76	14.5	19 ± 5	23 ± 3	0.83 ± 0.24	$\leq 1.0\sigma$	30-2500	260	2

répertoriées par Zuckerman et al. (2001a). Les trois dernières sources TWA 20, 21 et 22, identifiées par Makarov & Fabricius (2001a) et Song et al. (2002a), et les deux NBs, détectées par Gizis (2002), ne sont pas prises en compte. Aucune image à HC et HRA n'a en effet été obtenue de ces cinq dernières sources. J'ai pris en compte nos récentes observations avec NACO de l'association TW Hydrae. Ces observations ont permis de détecter 3 CCs dans l'intervalle de séparation de $0.13''$ et $10''$, c'est-à-dire entre 8 UA et 650 UA (voir la figure 5.4, *à gauche*). Un contraste $\Delta K \leq 3.3$ correspond à un rapport de masse $q \geq 0.1$ pour un âge de 10 millions d'années. Sur les 19 membres de TW Hydrae, le système HR 4796 (AOV) est exclu. Je considère ici six systèmes multiples. Il s'agit de TWA 2 (CoD-29°8887), TWA 3 (Hen 600) et TWA 4 (HD 98800) (Kastner et al. 1997), de TWA 9 (CoD-36°7429) (Webb et al. 1999) et de TWA 15 et TWA 16 (Zuckerman et al. 2001a). La *fcs* est alors de 33% (égale à la *fb*).

5.1.6 Résultats et discussion

Les résultats sur le calcul des *fcs* dans les quatre associations jeunes et proches, MBM 12, Tucana-Horologium, TW Hydrae et η Chamaeleontis, sont reportés dans la Table 5.1. Il apparaît que les rapports, entre les *fcs* dans ces quatre associations et celles des étoiles de

la SP, sont relativement différents. Dans l'association MBM 12, un excès de compagnons stellaires se confirme quel que soit la distance de l'association (65 ou 275 pc). La tendance n'est pas réellement significative pour les associations TW Hydrae et η Chamaeleontis. Ces résultats révèlent, enfin, un déficit surprenant de compagnons stellaires dans l'association Tucana-Horologium, qui est l'échantillon d'étoiles le plus large.

Comment peut-on expliquer ces différences ?
Ces associations sont d'âges différents et n'ont sûrement pas été formées dans les mêmes conditions. MBM 12 est aujourd'hui la seule association encore enfouie dans son nuage moléculaire. L'excès de compagnons pourrait être lié au fait que cette association se soit formée dans un environnement peu dense. Cet argument est discuté dans le chapitre 3 de cette Partie. Selon Duchêne (1999), le taux de compagnons (de binarité) serait en effet *cristallisé* très tôt. Avec la formation des cœurs proto-stellaires au sein du nuage moléculaire par des mécanismes d'effondrement, de fragmentation puis d'accrétion, des interactions dynamiques se mettraient en place entre les différents embryons stellaires. La fréquence des interactions serait alors plus importante dans les régions denses favorisant les rencontres. Cette tendance est observée par Duchêne (1999) dans le cas des nuages moléculaires peu denses ρ Oph, CrA ou Cha I ($\frac{fcs}{fcs_{\rm SP}} \sim 1.4 - 2.7$), en comparaison des valeurs pour les associations d'étoiles plus denses Trapezium et IC 348 ($\frac{fcs}{fcs_{\rm SP}} < 1$).

Les conditions initiales dans lesquelles se sont formées les associations Tucana-Horologium, TW Hydrae et η Chamaeleontis ne sont aujourd'hui pas connues. Une explication pourrait être que ces différences de multiplicité tracent des différences de densité dans les nuages moléculaires qui les ont formées, comme le propose Duchêne (1999). Dans ce contexte, on peut se demander quel a été le rôle joué par les vents de SN sur la formation de ces étoiles. Il est possible que ces mécanismes violents aient dispersé de petits nuages moléculaires, de densités différentes, expliquant les différences actuelles de *fcs* dans ces associations. Le déficit de compagnons stellaires dans l'association Tucana-Horologium reste toutefois très surprenant et fortement plus marqué que les déficits connus dans de jeunes associations d'étoiles. Si cette tendance se confirme avec l'observation des autres membres de l'association, il serait intéressant de savoir si de petits nuages moléculaires très denses pourraient être formés par une turbulence engendrée par des vents de SN.

Une autre explication serait aussi de considérer que ces différences observées ne résultent que de la faible statistique de nos échantillons. En excluant le cas de la jeune association MBM 12 encore enfouie dans son nuage moléculaire, la *fcs* estimée pour la totalité des source de η Chamaeleontis, TW Hydrae et Tucana-Horologium est de 27%. Cette valeur est alors comparable à celle des étoiles de la séquence principale de $fcs_{\rm SP} = 25\%$. Là encore, l'observation de plus grands échantillons devraient permettre de fixer ces tendances.

5.2 Étude de la fraction de compagnons naines brunes

5.2.1 Des difficultés

J'identifie ici les problèmes rencontrés pour étudier de *fcnb*, à toutes les séparations physiques dans les associations jeunes et proches :

- En comparaison de l'étude précédente sur la *fcs*, la contamination par des objets de fonds est fortement plus probable lors de la recherche d'objets très faibles.
- Cette incertitude, sur la nature des objets très faibles dans l'environnement CS, rend nécessaire un nombre d'observations plus important, pour caractériser leurs mouvements propres et confirmer complètement leur nature par des mesures spectroscopiques.
- Un plus grand nombre d'observations se répercute irrémédiablement sur la taille des échantillons observés, et donc sur la pertinence des résultats statistiques.
- Enfin, la dernière difficulté est liée au fait qu'il n'est pas possible, aujourd'hui, d'utiliser un critère de référence, comme les étoiles de la SP, pour étudier la *fcnb* à toutes les séparations physiques.

Par conséquent, à partir des résultats en imagerie à HC et HRA que j'ai pu obtenir sur les associations Tucana-Horologium et TW Hydrae, et de ceux publiés sur TW Hydrae et β Pictoris, je me limite à présenter les capacités de détection atteintes pour explorer des séparations physiques de l'ordre de 10 à quelques centaines d'UA. Mon objectif est alors d'apporter des réponses simples aux questions : Est-il possible de détecter des NBs et des planètes autour de ces étoiles jeunes lors de campagnes d'imagerie coronographique ? À partir de quelle séparation physique ? Comment les capacités de détection évoluent en fonction de la distance et de la luminosité des membres des associations jeunes et proches ? Je détermine ensuite, dans chaque association jeune et proche, la *fcnb*. Ces résultats fournissent de premiers indices. Je discute, enfin, les limites de ces résultats et les perspectives des études statistiques à venir pour étudier la *fcnb*, à différentes séparations physiques, et explorer l'étendue du *désert de naines brunes*.

5.2.2 Capacités de détection

Les instruments d'OA que j'ai utilisés avec le mode coronographique sont essentiellement ADONIS/SHARPII et NACO. Pour présenter les capacités de détection typiques obtenues avec ces instruments, je m'attache au cas de l'étoile HIP 6856 (K3V, $V = 9.4$ et $K = 7.4$), qui appartient à l'association jeune et proche Tucana-Horologium. Les limites de détection en imagerie coronographique sont reportées dans la figure 5.5. Supposant la distance de l'étoile à 50 pc, j'ai reporté les prédictions des modèles évolutifs, CBAH00 DUSTY (*rouge*) et COND (*bleu*), pour des âges de 10 et 50 millions d'années dans le régime des masses substellaires.

À partir de la figure 5.5, intéressons-nous seulement à la détection de compagnons NBs, c'est-à-dire avec une masse $M \geq 10\ M_J$ (définition donnée en Introduction). Dans le cas de l'association Tucana-Horologium, âgée de 40 millions d'années et composée d'étoiles de

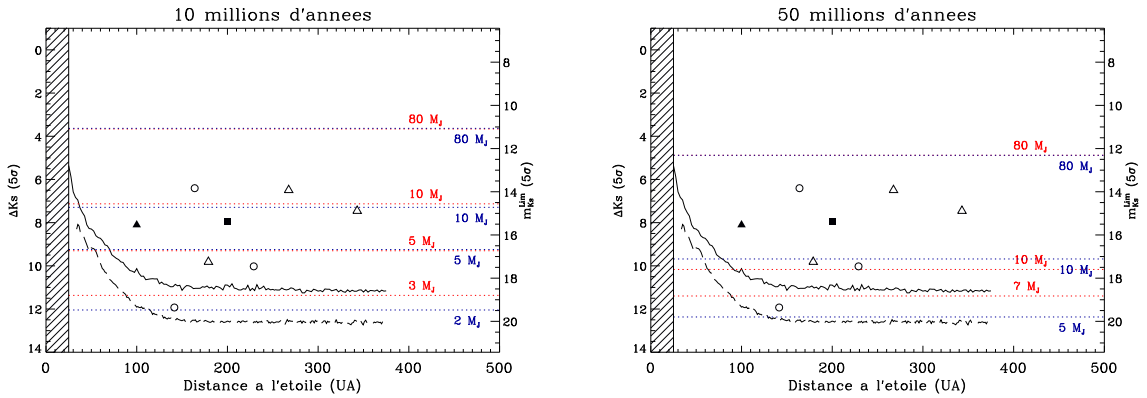

Fig. 5.5 – Limites de détection d'une étoile typique des associations jeunes et proches, obtenues en coronographie avec ADONIS/SHARPII ($\oslash = 1.0$") et NACO ($0.7''$). Les temps effectifs d'observation sont respectivement de 15×20s et 10×15s. J'ai considéré une étoile à 50 pc et des âges de 10 millions d'années (*à gauche*) et de 50 millions d'années (*à droite*). Les prédictions des modèles de contraste CBAH00 DUSTY (*rouge*) et COND (*bleu*) sont reportées avec ceux des compagnons connus, HR 7329 B (*carrés pleins*) et TWA 5 B (*triangles pleins*), des CCs de Tucana-Horologium (*cercles vides*) et de TW Hydrae, récemment détectés avec NACO (*triangles vides*).

magnitude $K \sim 7.5 - 10$, tous les compagnons NBs à des séparations physiques entre 80 et 300 UA étaient détectables avec ADONIS/SHARPII (voir la figure 5.5, *à droite*). Pour l'association TW Hydrae, âgée de 10 millions d'années et composée d'étoiles de magnitude $K \sim 6.5 - 9$, ces objets étaient détectables entre 40 et 600 UA avec NACO ou des instruments ayant des capacités de détection relativement similaires (Keck et HST/NICMOS) (voir la figure 5.5, *à gauche*). Dans un régime de masses plus faibles, les capacités de détection, accrues sur les grands télescopes, permettent même de sonder la présence d'objets substellaires de masse $M \geq 2$ M_J, entre 100 et 600 UA.

Ces capacités de détection d'imagerie profonde, illustrées dans le cas des associations Tucana-Horologium et TW Hydrae, évoluent en fonction de la distance de l'objet et de sa magnitude en K. Ces deux associations sont, actuellement, les deux seules qui aient été observées en imagerie coronographique ou à saturation, pour sonder complètement le régime de masse substellaire. Une étude récente d'imagerie a été menée sur le groupe β Pictoris avec un instrument moins performant que ADONIS/SHARPII et NACO, en termes de contraste et de résolution. Il s'agit de SofI sur le télescope de 3.5m NTT de l'ESO par Neuhäuser et al. (2003). La caméra speckle SHARPI a été utilisée pour gagner en résolution. Ces résultats permettent d'estimer une *fcnb* préliminaire dans cette association.

5.2.3 Premiers résultats et perspectives

À partir des capacités de détection évoquées précédemment, j'ai calculé *fcnb* dans les associations Tucana-Horologium, TW Hydrae et β Pictoris. Ces valeurs sont reportées dans la Table 5.2. Il en ressort qu'il existe des compagnons naines brunes détectés dans les intervalles

TAB. 5.2 – Fractions de compagnons naines brunes dans les associations jeunes et proches, Tucana-Horologium (Tuc-Hor), TW Hydrae (Twa) et β Pictoris (βpic). Le nombre d'objets observés (N_{obs}), le nombre d'objets connus (N_{tot}) et celui de compagnons détectés (N_c) dans ces associations sont reportés, avec les séparations sondées (Δ), et les limites de masse atteinte (M_{lim}). Compagnons naines brunes considérés : de TWA 5 B, HR 7329 B le CC de GSC 8047-0232. Les autres CCs sont pris en compte dans les calculs entre parenthèses.

Associations	$N_{obs}(N_{tot})$	N_c	f_{cnb} (%)	Δ (UA)	M_{lim} (M_J)	Instruments
Tuc-Hor	26 (60)	1 (2)	4-8	80-300	10	ADONIS/SHARPII
	-	-	-	150-300	7	-
Twa	19 (21)	1 (4)	5-21	40-600	10	NACO, Keck, HST/NICMOS
	-	-	-	100-600	2	-
βpic	12 (24)	1 (1)	8	100-600	10	NTT/Sofi+Sharp
Total	47 (105)	3 (7)	6-15	100-300	10	

de séparations physiques de quelques dizaines à quelques centaines d'UA. La $fcnb^{100\text{-}300\ \mathrm{UA}}$ calculée sur cet intervalle pour chaque association jeune, types spectraux de A à M confondus, ou pour l'ensemble des associations, est de quelques pourcents.

À quoi comparer ce chiffre ?

Les connaissances actuelles sur la fraction de compagnons naines brunes, à différents intervalles de séparations physiques, autour des étoiles du champ et des amas, de différents types spectraux, sont aujourd'hui lacunaires. Une des études les plus abouties est le relevé CORAVEL de mesures de vitesses radiales (Mayor & Queloz 1995; Halbwachs et al. 2003). Cette étude a exploré l'environnement circumstellaire de plus de 540 étoiles de types spectraux **F7-K à courtes séparations $\Delta < 4$ UA** et révélé l'existence de plusieurs candidats substellaires. Suite à l'étude astrométrique fondée sur les mesures *Hipparcos* de Halbwachs et al. (2000), seulement 3 candidats semblent actuellement posséder une masse substellaire, portant la fraction de compagnons naines brunes à $fcnb < 0.5\%$ pour ces courtes séparations. Ce type d'étude est aujourd'hui étendu aux étoiles de type spectral **M**. Marchal et al. (2003) ont couplé en effet un relevé de vitesses radiales de 94 étoiles mesurées par ELODIE avec des observations d'OA sur PUEO/KIR et des mesures de relevés IR grand champ de Hinz et al. (2002). Aucun compagnon naine brune n'est détecté à courtes séparations. Cela porte donc la fraction de compagnons naines brunes à $fcnb = 0\%$ pour $\Delta < 4$ UA dans le cas des naines M.

Quelles perspectives ?

Tout d'abord, des travaux sont actuellement en cours pour améliorer notre connaissance sur la multiplicité des étoiles de types spectraux **A-F**. Dans le cadre de la thèse de Franck Galland, une étude est menée toujours en couplant mesures de vitesses radiales et relevés

d'imagerie en OA pour sonder le plus vaste intervalle de séparations.
Pour les étoiles de types spectraux **F7-M**, **à larges séparations** $\Delta > 1000\ UA$, les relevés d'imagerie grand champ en IR donnent de premiers résultats. S'appuyant sur la détection de trois de ces compagnons NBs, Gizis (2002) considère que la *fcnb* **au-delà de** $\Delta \geq 1000$ **UA**, sur un échantillon d'étoiles F à M0, observées par *2MASS* dans un volume $d \leq 25$ pc, est de $f_{nb}^{>1000\ \mathrm{UA}} = 18 \pm 14\%$. Il suggère donc que le *désert des naines brunes* n'existe pas à larges séparations. Bien que de nouvelles détections de NBs aient été annoncées par Wilson et al. (2001) et Scholz et al. (2003) au-delà de 1000 UA, il semble pour l'instant un peu tôt pour affirmer que la *fcnb* est significativement plus importante à larges séparations qu'à courtes séparations, sans réelle étude d'un échantillon statistiquement significatif.
Pour l'intervalle de séparations physiques intermédiaires de 10 à 1000 UA, l'imagerie à haut contraste et à haute résolution angulaire est nécessaire. De premières études systématiques se mettent actuellement en place. Elles sont détaillées dans la Partie suivante.

Dans quel but étudier la multiplicité dans le régime substellaire ?

L'enjeu de l'étude de la multiplicité des étoiles A-M dans le régime substellaire est de comprendre comment se forment les naines brunes. Les deux principaux scénarios de formation actuels, lorq de l'effondrement gravitationnel de sous-structures denses et/ou froides ou par un processus compétitif entre accrétion de gaz et interactions dynamiques, n'aboutissent pas aux mêmes prédictions. Le scénario d'éjection dynamique précoit en effet l'existence de naines brunes essentiellement à larges séparations autour de systèmes multiples. Observer pour déterminer, dans le régime substellaire, la distribution en termes de séparations et de masses, la dépendance possible de ces distributions avec la masse de l'étoile primaire et la multiplicité des systèmes hôtes doit révéler à terme quels sont les processus actifs qui forment les naines brunes.

Troisième partie

SYSTÈMES À PLANÈTES ET NAINES BRUNES

Chapitre 1

Recherche de disques et de compagnons

Sommaire

1.1	**Nos objectifs**	**171**
1.2	**Stratégie et observations**	**178**
1.3	**Résultats Préliminaires**	**178**
1.4	**Discussion**	**180**
1.5	**Perspectives**	**183**

1.1 Nos objectifs

Depuis la découverte d'une planète autour de l'étoile 51 Peg par Mayor & Queloz (1995), les mesures de vitesses radiales ont permis de découvrir plus d'une centaine de planètes autour d'étoiles du voisinage solaire. La plupart de ces étoiles sont âgées de 1 à 5 milliards d'années. Deux modèles expliquent aujourd'hui la formation de planètes géantes dans un disque proto-planétaire : le modèle d'accrétion de gaz sur un cœur solide et celui d'instabilité hydrodynamique dans un disque de gaz et de poussières. Ces deux modèles peuvent être couplés à des mécanismes de migration des planètes et d'interactions entre la planète et son environnement, c'est-à-dire avec l'étoile, d'autres planètes en formation, les planètésimaux du disque CS et les compagnons substellaires et stellaires présents (pour plus de détails, se référer à l'Introduction).

Dans ce contexte, nous avons décidé d'entreprendre une campagne d'imagerie à HC et HRA de l'environnement CS des étoiles à planète(s) dans les buts :

- de rechercher des disques de débris autour des étoiles à planète(s). Malgré les processus actifs de dissipation dans les disques, la présence de poussières est encore détectée. La détection et les limites de détection obtenues lors des observations peuvent permettre de contraindre la structure et la masse de ces disques et de nous informer sur le rôle des interactions entre disque et planète dans les processus de formation planétaire,

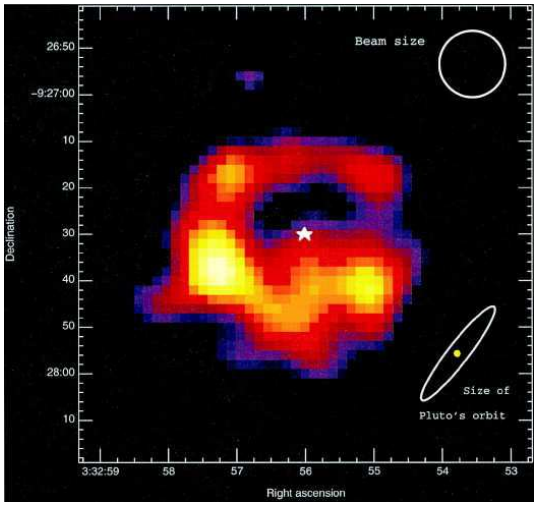

Fig. 1.1 – Image millimétrique du disque de débris de ϵ Eri, obtenue par Greaves et al. (1998) avec l'instrument SCUBA. L'émission de poussières est piquée à 60 UA à 850 μm.

- et d'imager en profondeur l'environnement CS des étoiles à planète(s) pour rechercher des compagnons stellaires et substellaires. On peut espérer à terme déterminer la *fcs* et la *fcnb* de ces étoiles.

Cette recherche de disque de débris et de compagnons est plus ambitieuse que les précédentes observations en imagerie coronographique sur les étoiles des associations jeunes et proches. À un stade plus évolué, les disques de débris sont moins massifs et les compagnons stellaires et substellaires plus froids donc plus difficilement détectables. Cette étude est toutefois indispensable pour caractériser les propriétés des étoiles à planète(s), pour contraindre la structure des disques de débris autour de ces étoiles et pour préparer les futurs instrument qui permettront d'imager des exoplanètes.

1.1.1 Recherche de disques de débris

L'existence de disques proto-planétaires âgés de 10 à 100 millions d'années a été illustrée par les détections des disques CS autour des étoiles β Pictoris (Mouillet et al. 1997), HR 4796 (Schneider et al. 1999; Augereau et al. 1999a) ou HD 141569 (Augereau et al. 1999b; Weinberger et al. 1999; Mouillet et al. 2001). La présence de planètes géantes et/ou de compagnons stellaires, substellaires, détectés ou non, est évoquée pour expliquer les structures spatiales particulières (asymétries, trous, anneaux). Dans ces systèmes, les poussières CS sont présentes en quantité importante représentant une masse $M_{\text{poussières}} \sim 10^{-6}$ $M_{\odot}$. Les systèmes évoluant, les processus dissipatifs érodent les disques de débris, et la quantité de poussières, tracée par l'excès IR et millimétrique, diminue avec l'âge. Cette diminution est illustrée dans la figure 1.3 (chapitre 1, Partie II). Malgré ces processus, Lagrange et al. (2000) rapportent toujours la présence de poussières autour d'étoiles SP de 0.5 à 5 milliards d'années, révélée par les excès dans l'IR IRAS et ISO. Les récentes détections millimétriques de poussières à 60 UA à 850 μm autour de l'étoile à planète ϵ Eri, par Greaves et al. (1998), prouvent que

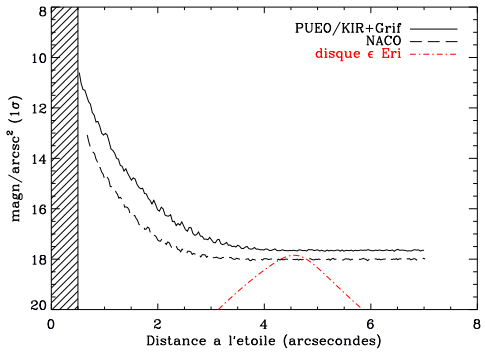

Fig. 1.2 – Détectabilité du disque proto-typique de ϵ Eri dans le cas où cette source ne serait pas à 3.2 pc mais à 15 pc. Le profil de brillance du disque annulaire piqué à 70 UA est calculé à partir du modèle de Augereau et al. (2000). Les limites de détection coronographiques de PUEO/KIR et NACO sont estimées à partir du modèle de contraste pour un temps d'observation de 60 mn sur la source (ciel inclus) et dans la bande K. Dans le cas de NACO, le masque coronographique est de $\oslash = 1.4$", la correction de $Sr = 47$ %. Pour PUEO/KIR+Grif, le masque est de $\oslash = 0.9$" et la correction de $Sr = 60\%$.

ces disques de débris existent (voir figure 1.1). Toutefois, les détections de disques de débris autour des étoiles 55 Cnc et iota Horlogii, reportées par Trilling et al. (2000) et Pantin et al. (2000) mais qui ne sont pas confirmées, illustrent les difficultés rencontrées dans les observations et les procédures de réduction, pour correctement soustraire la contribution du halo de la *FEP*, associée à l'étoile.

Afin de tester la détectabilité des disques de débris autour des étoiles à planète, j'ai donc entrepris un travail de simulation à partir, d'une part, du modèle de disque circumstellaire de Augereau et al. (2000) et, d'autre part, du modèle de contraste présenté dans le chapitre 4, Partie II. Je me place ici dans une approche similaire à celle abordée pour la détection de disques CS autour des étoiles pré-SP (également dans le chapitre 4, Partie II). J'ai obtenu les profils de brillance de disques proto-typiques autour des étoiles à planète(s) dont la quantité de poussières était contrainte par les DSE, observées par IRAS à 12, 24, 60 et 100 μm. Comparant ces profils de brillance aux limites de détection, fournies par le modèle de contraste pour des observations simulées avec les instruments PUEO/KIR+Grif et NACO, j'ai pu finalement tester si ce type de disques était détectable. J'ai considéré, par exemple, un système planétaire ayant des propriétés semblables à celles de l'étoile ϵ Eri et de son disque piqué à 70 UA, situé, par contre, à 15 pc au lieu de 3.2 pc (voir figure 1.2). Bien sûr, les profils de brillance peuvent changer en fonction de la configuration et de la structure du disque et présenter des configurations plus ou moins favorables. D'autre part, à un excès IR IRAS, peuvent correspondre plusieurs morphologies de disque (géométrie, distribution des tailles des grains, propriétés optiques). On ne peut donc pas exclure qu'il existe une population de poussières détectables en lumière diffusée, mais ne contribuant que faiblement à l'excès IR.

1.1.2 Compagnons stellaires, substellaires et formation planétaire

Dans un intervalle de séparations physiques $\Delta \leq 4$ UA, 117 planètes ont été détectées par les relevés de spectroscopie à vitesse radiale. Il est actuellement difficile de donner une estimation statistique sur la fraction de planètes et de NBs autour des étoiles F, G et K du voisinage solaire. Il serait en effet nécessaire d'attendre que les échantillons les plus importants du Groupe de Genève, avec les instruments ELODIE sur le télescope de $1.93\,m$ de l'OHP (400 sources) et CORALIE sur le télescope suisse de à La Silla (1600 sources) ou du Groupe de Berkeley avec l'instrument HIRES sur le Keck (650 sources), soient complètement observés. Il est nécessaire pour ne pas biaiser l'étude statistique, d'être sûr que l'échantillon est homogène (sélection selon des critères de distance et de type spectral, indépendamment de la métallicité des étoiles), de mesurer les variations de vitesse radiale sur plusieurs années pour couvrir une plage de périodes suffisament grande, afin de s'assurer de la détection ou de la non détection de planètes (ce qui est plus difficile).

À partir des résultats de l'étude CORAVEL pour des séparations physiques $\Delta \leq 4$ UA, Halbwachs et al. (2003) avance une fraction de système planétaire dans leur échantillion de 400 étoiles de $7^{\pm 4}_{\pm 2}\%$ à comparer à la fraction de 14% d'étoiles à planètes et de $< 0.5\%$ pour la fraction de naines brunes. Ces résultats confirment clairement la notion de *désert des naines brunes* à courtes séparations mise en évidence par l'étude menée par Halbwachs et al. (2000) des éléments orbitaux de plusieurs candidats substellaires à partir de mesures astrométriques d'*Hipparcos*. Toutefois, un certain nombre de compagnons potentiels à courtes séparations ont été détecté ces trois dernières années (voir Table 1.1) et restent à inclure dans une étude statistique pour quantifier la fraction de compagnons naines brunes autour des étoiles FGKM de la séquence principale.

Dans le champ, les grands relevés IR ont permis la détection de ~ 250 NBs de type L et ~ 50 NBs de type T. Parmi ces sources, neuf sont des compagnons à larges séparations $\Delta \geq 100$ UA (voir Table 1.1). Comme je l'ai précisé précedemment, il est actuellement trop tôt pour avoir une estimation significative de la *fcnb* sur un échantillon de naines brunes homogènes **au-delà de $\Delta \geq 1000$ UA**

L'intervalle de séparations physiques de 4 à 1000 UA n'est que très partiellement exploré par les grands relevés IR. L'imagerie à HC et HRA s'avère ici très précieuse. Des premières détections de compagnons NBs ont été obtenues en OA, autour de Gl 229 bien sûr, de l'étoile à planète Gl 86 dont je parle ci-après, de HR 7672 (Liu et al. 2002) (observations détaillées au chapitre 2 de cette Partie) ou autour de HD 130349 (Potter et al. 2002). Les premières études systématiques en imagerie HC et HRA sur les grands télescopes débutent toutefois depuis peu et permettent difficilement, ici aussi, de dégager des chiffres sur la *fcnb*. Quelles sont ces premières études ?

- Une campagne d'imagerie coronographique de 163 étoiles dans un volume limité de 8 pc autour du Soleil a été menée par Oppenheimer et al. (2001), avec le système d'OA du télescope du Palomar. Toutes les NBs de 40 M_J sont détectables sur un intervalle de 40 à 120 UA. Six compagnons stellaires ont été détectés et le compagnon Gliese 229 B

TAB. 1.1 – Compagnons naines brunes, confirmés, des étoiles de la SP et des associations jeunes, détectés par des techniques de spectroscopie à vitesse radiale, d'OA et d'imagerie IR grand champ.

Source	M_1 (TS) ($M_\odot$)	M_2 (TS) (M_J)	Δ (UA)	Δ ($''$)	d (pc)	Méthode	Référence
			I- Étoiles FGKM de la SP. Compagnons de 10 à 20 M_J				
HD 162020	0.7 (K2V)	> 13.8	0.072	0.002	31.2	VR	(Udry et al. 2002)
HD 136118	1.2 (F8)	> 11.9	2.33	0.044	52.3	VR	(Fischer et al. 2002)
HD 114762	F9V	> 11.0	0.3	0.007	40.5	VR	(Lattham et al. 1989)
HD 202206	G6V	> 17.5	0.83	0.018	46.3	VR	(Udry et al. 2002)
HD 39091	1.1 (G1V)	> 10.4	3.3	0.18	18.2	VR	(Jones et al. 2001)
HD 38529	1.4 (G4V)	> 12.7	3.7	0.087	42.4	VR	(Fischer et al. 2001)
HD 168443	1.0 (G5)	> 17.0	2.85	0.076	37.9	VR	(Udry et al. 2000)
HD 33636	1.0 (G0)	> 10.6	4.1	0.143	28.7	VR	(Perrier et al. 2003)
HD 41004B	M4V	> 16	0.017	0.0004	43	VR	(Santos et al. 2002)
			II- Étoiles FGKM de la SP. Compagnons de 20 à 80 M_J				
GJ 595	0.28 (M3)	60	0.22	0.027	8.21	VR	(Nidever et al. 2002)
HD 164427	1.05 (G0V)	46.4	0.46	0.012	39.1	VR	(Tinney et al. 2001)
HD 140913	0.98 (G0V)	> 43.2	0.55	0.011	48.0	VR	(Nidever et al. 2002)
HD 169822	0.91 (G7V)	> 27.2	0.84	0.031	27.0	VR	(Vogt et al. 2002)
HD 184860	0.80 (K2V)	> 32.0	1.4	0.046	30.3	VR	(Vogt et al. 2002)
GJ 623	0.31 (M2.5)	> 42.0	1.7	0.211	8.04	VR	(Nidever et al. 2002)
HD 174457	1.19 (F8)	> 65.8	1.9	0.035	54.5	VR	(Naef et al. 2000)
HD 10697	1.10 (G5IV)	38	2	0.061	32.6	VR	(Zucker & Mazeh 2000)
HD 65430	0.78 (K0V)	> 67.8	4.0	0.174	23.1	VR	(Nidever et al. 2002)
HD 4747	0.83 (G8/K0V)	> 42.3	6.7	0.356	18.8	VR	(Nidever et al. 2002)
HD 29587	G2V	> 39	2.6	0.09	28.4	VR	(Mayor et al 1997)
HD 89707	G1V	> 55	0.9	0.026	34.9	VR	(Duquennoy & Mayor 1991)
HR 7672	1.0 (G1V)	55-78	14	0.79	17.7	Keck/AO	(Liu et al. 2002)
Gl 86	K1V	40-70	18.75	1.72	10.9	ADONIS/AO	(Els et al. 2001)
Gl 229	0.5 (M1V)	25-35 (T)	44.9	7.78	5.72	Palomar/AO	(Nakajima et al. 1995)
HD 130948	G1V	70	48	2.64	17.9	Gemini/AO	(Potter et al. 2002)
		70	48	2.64	17.9	Gemini/AO	(Potter et al. 2002)
GJ 1001	0.4 (M3.5)	70	180	18.6	9	*2MASS*	(Goldman et al. 1999)
Gl 1048	0.77 (K3V)	70	250	11.9	21.3	*2MASS*	(Kirkpatrick et al. 2001)
G 196-3	0.5 (M3V)	35	340	16.2	20 ± 6	*2MASS*	(Rebolo et al. 1998)
Gl 337	G9V	60	881	-	-	*2MASS*	(Wilson et al. 2001)
ϵ Indi	K5V	50 (T2.5)	1460	405.5	3.6	SSS-*2MASS*	(Scholz et al. 2003)
Gl 570	K4V	50 (T)	1600	213.	7.5	*2MASS*	(Burgasser et al. 2000)
Gl 417	1.0 (G0V)	35	2000	92.2	21.7	*2MASS*	(Kirkpatrick et al. 2001)
Gl 584	G0V	60	3600	240.	15.0	*2MASS*	(Kirkpatrick et al. 2001)
			III- Étoiles Jeunes. Compagnons de 10 à 80 M_J				
TWA 5 B	M3V	20	100	2.0	~ 50	HST/NICMOS	(Lowrance et al. 1999)
HR 7329	5 (A0V)	30	199	4.17	47.7	HST/NICMOS	(Lowrance et al. 2000)

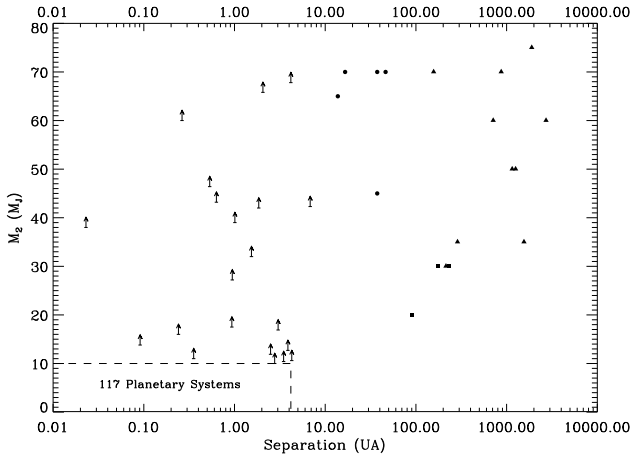

Fig. 1.3 – Compagnons naines brunes en fonction de leurs séparations. Détections reportées par les relevés de spectroscopie à vitesse radiale (*flèches verticales*), d'imagerie à HC et HRA (*cercles pleins*) et du grand relevé IR *2MASS* (*triangles pleins*). Les *cercles vides* sont les CCs, détectés dans les associations jeunes Tucana-Horologium et TW Hydrae.

a été confirmé. Aucun nouveau compagnon NB n'a été révélé. Cette étude n'ayant pas exploré la totalité du régime de masses des NBs, il est difficile de déterminer la *fcnb*.

- Avec Gemini/Nord+Hokupa'a, Potter et al. (2002) ont mené une campagne d'imagerie coronographique sur un échantillon de 31 étoiles de type spectral G de la SP à une distance typique de 25 pc. Cette étude leur a permis de détecter deux compagnons NBs autour de HD 130349. Ils estiment à partir de ce petit échantillon d'étoiles exploré de 10 UA à 75 UA, une *fcnb* de $f_{nb}^{10-75\ \mathrm{UA}} = 6.4\%$ autour des étoiles G de la SP.
- Avec NACO/VLT, il existe actuellement un programme d'observations pour rechercher la présence de compagnons stellaires et substellaires dans un échantillon de 250 naines M limité à un volume de 12 pc. En plus d'une étude de la multiplicité stellaire complémentaire des résultats de Marchal et al. (2003), les performances de détection de NACO devraient permettre d'obtenir des résultats dans le domaine substellaire.
- Dans le cadre de l'étude des étoiles à planète(s), c'est-à-dire des étoiles avec un compagnon ayant une masse minimum $M_2 \sin i \leq 20\ M_J$, Luhman et al. (2002) ont observé en imagerie saturée avec le Keck 25 étoiles situées à une distance $d \leq 30$ pc. Aucun compagnon stellaire ou substellaire nouveau n'a été détecté, mais de fortes contraintes ont été apportées sur la présence d'hypothétiques compagnons à partir des limites de détection.
- Dans un programme relativement semblable, Patience et al. (2002) ont observé avec le Keck onze étoiles à planète(s) dont plusieurs communes avec le programme de Luhman et al. (2002) (υ And, 55 Cnc, 47 Uma, 16 Cyg B, ρ CrB, Gl 876 ou 51 Peg). Cette étude a permis de détecter un compagnon stellaire probablement de type spectral M à 130 UA de l'étoile HD 114762. Aucun compagnon substellaire n'a été observé.

La figure 1.3 répertorie la totalité des compagnons NBs connus actuellement autour des étoiles à planète(s), mais aussi autour d'autres étoiles du voisinage solaire, détectées soit par spectroscopie à vitesse radiale, soit par imagerie en OA ou avec les relevés grand champ en IR. Dans le cas de la recherche de compagnons substellaires autour des étoiles à planètes, il est important de connaître le rôle joué par la présence de compagnons stellaire. Favorise-t-il ou défavorise-t-il la formation planétaire et/ou de possibles compagnons naines brunes ? Cela pourrait ainsi constituer un biais dans le cas d'une étude statistique de la *fcnb* autour des étoiles de type solaire.

Afin de sonder au plus profond l'environnement CS des étoiles à planète(s), nous menons depuis deux ans une campagne d'imagerie coronographique avec les instruments PUEO/KIR dans l'hémisphère nord et NACO dans l'hémisphère sud. Nous savons qu'une fraction importante de ces étoiles présente un phénomène de dérive résiduelle et qu'il peut être causé par la présence de compagnons substellaires et stellaires au-delà de 4 UA. J'ai utilisé le modèle de contraste pour déterminer quelles gammes de masses et de séparations étaient explorées avec PUEO/KIR+Grif et NACO. J'ai montré que les capacités de détection de ces instruments permettent de sonder l'environnement CS jusqu'à typiquement quelques UA et des masses de compagnons de 70 à 100 M_J en imagerie classique. Dans le cadre de l'imagerie coronographique, les séparations physiques atteintes sont de plusieurs dizaines d'UA jusqu'à des masses de 10 à 30 M_J. La figure 4.6 du chapitre 4, Partie II, illustre les performances de détection de NACO, en imagerie classique et en imagerie coronographique, autour d'une étoile à planète(s) typique (G2V, $V = 7$), située à 10 pc. Ces prédictions se sont confirmées avec les récentes détections en OA du compagnon substellaire ($M < 70$ M_J, $a = 17$ UA) autour de l'étoile à planète Gliese 86 par Els et al. (2001) ou des compagnons stellaires autour des étoiles à planète 16 Cyg B et HD 114762 B (Patience et al. 2002) (voir figure 1.4).

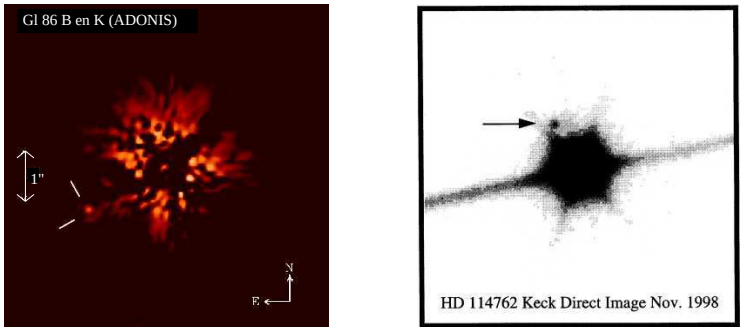

Fig. 1.4 – **Gauche :** Image coronographique ($\oslash = 1''$) en bande K de Gliese 86 B obtenue avec l'instrument d'OA ADONIS/SHARPII par Els et al. (2001). Gliese 86 B est une NB de masse < 70 M_J détectée à 17 UA. **Droite :** Image classique du compagnon stellaire de HD 114762 obtenue avec le Keck par Patience et al. (2002). Ce compagnon est probablement une étoile de faible masse de type M à 130 UA.

1.2 Stratégie et observations

Pour cette recherche de compagnons substellaires, stellaires et de disques de débris autour des étoiles à planète(s), nous avons sélectionné plus d'une vingtaine de sources en fonction :

- de leur observabilité du CFHT et du VLT,
- d'un premier critère de distance, pour permettre de rechercher des compagnons très près de l'étoile et pour détailler la structure des disques de débris, et d'un second critère d'excès IR révélateur de la présence de poussières pour la recherche de disques,
- enfin, des autres observations obtenues avec le HST, le Keck et le CFHT, telles les études de Luhman et al. (2002) et Patience et al. (2002), citées précédemment, qui ont observé 28 de ces étoiles à planète(s).

Les listes de sources, identifiées pour les observations CFHT dans l'hémisphère nord et VLT dans l'hémisphère sud, sont reportées dans la Table 1.2.

La stratégie d'observations que nous avons suivie est dictée par les observations les plus contraignantes, c'est-à-dire par la recherche de structures étendues. Lors des observations coronographiques, une étoile de référence est observée à la suite de chaque étoile à planète pour soustraire correctement la *FEP* (méthode décrite dans le chapitre 3, Partie II). Pour sonder l'environnement CS à des séparations de l'ordre de la limite de diffraction du télescope (130 *mas* avec PUEO, 55 *mas* avec NACO en bande K_s), nous avons imagé les étoiles classiquement. Nous avons observé en bande H, lorsque les conditions de seeing étaient bonnes ($\omega \leq 1.0''$) pour obtenir un compromis entre un bon Sr et une bonne résolution, et en bande K_s, lorsque les conditions se dégradaient ($\omega \geq 1.0''$). Dans le cas typique d'une étoile à 30 pc, cette stratégie nous a permis de sonder l'environnement entre 3 et 500 UA ($0.13''$ à $17''$) avec PUEO/KIR+Grif et entre 2 et 400 UA avec NACO. Les résultats préliminaires en termes de contraste sont exposés par la suite.

1.3 Résultats Préliminaires

Une fois les images réduites, correctement analysées pour soustraire la contribution de l'étoile centrale, j'ai calculé les limites de détection dans le cas d'objets ponctuels et étendus pour les observations obtenues avec le CFHT et NACO. J'ai ensuite converti ces limites de détection en termes de masses à partir des lois de correction bolométrique de Kenyon & Hartmann (1995) et des prédictions des modèles BCAH98 et BCAH03 pour des âges typiques de 1 et 5 milliards d'années. Cette conversion me permet directement de comparer les capacités de détection des imageries classique et coronographique avec celles des mesures de spectroscopie à vitesse radiale. Le détail des observations PUEO/KIR+Grif et NACO pour chaque source et les résultats correspondants sont reportés dans les figures 1.5 et 1.6.

TAB. 1.2 – Sélection des étoiles à planète(s) en fonction de leur observabilité du CFHT et du VLT, des critères de distance et d'excès IR, et des autres observations portant sur ces sources.

Source	α (2000)	δ (2000)	TS	V (mag)	d (pc)	$F_\nu(60\mu m)$ (Jy)	l(Gal) (°)	$M_2 \sin i$ (M_J)
				Sources PUEO/KIR+Grif				
HD 82943	09 34 50.7	-12 07 46.3	G0	6.54	27.4	0.2	+28.2	0.88 et 1.63
HD 89744	10 22 10.5	+41 13 46.3	F7V	5.74	38.9	0.15	+56.4	7.2
HD 92788	10 42 48.52	-02 11 01.5	G5	7.1	32.3	0.15	+47.4	3.8
47 UMa	10 59 29.3	+40 25 46.1	G1V	5.1	14.1	0.08	+63.4	2.41 et 0.76
HD 106252	12 13 29.5	+10 02 29.9	G0	7.41	37.4	0.11	+70.7	6.81
HD 130322	14 47 32.7	-00 16 53.3	K0III	8.04	29.7	0.16	+50.9	1.08
HD 134987	15 13 28.7	-25 18 33.6	G5V	6.45	25.7	0.13	+27.4	1.58
HD 141937	15 52 17.5	-18 26 09.8	G3V	7.25	33.5	0.30	+26.8	9.7
HD 168443	18 20 03.9	-09 35 44.6	G5	6.92	37.8	-	+2.51	7.7 et 16.9
16 CygB	19 41 48.9	+50 31 30.2	G3V	6.2	21.4	0.15	+13.2	1.69
HD 179949	19 15 33.22	-24 10 45.6	F8V	6.25	27.0	0.24	-15.8	0.84
HD 195019	20 28 18.6	+18 46 10.2	G3IV	6.91	37.4	-	-11.5	3.43
HD 187123	20 28 18.6	+18 46 10.2	G3IV	6.91	37.4	-	-11.5	3.43
				Sources NACO				
Gl 876	22 53 16.7	-14 15 49.3	M4	10.17	4.7	-	-59.6	0.56 et 1.98
Gl 86	02 10 14.4	-50 50 00.5	K1V	6.17	10.9	0.1	-61.96	4.0
HR 810	02 42 33.4	-50 48 01.1	G0V	5.4	17.2	0.13	-58.3	2.26
HD 1237	00 16 13.6	-79 51 04.2	G6V	6.7	17.6	0.09	-37.14	3.31
HD 27442	04 16 29.0	-59 81 07.7	K2IV	4.44	18.2	0.25	-45.56	1.42
HD 217107	22 58 15.5	-02 23 43.4	G8IV	6.18	19.7	0.2	-53.32	1.28
HD160691	17 44 08.7	-51 50 02.6	G3IV	5.15	15.2	0.35	-11.5	1.7 et 1.
HD192263	20 13 59.8	-00 52 00.7	K2V	8.1	19.9	0.21	-18.7	0.72
τ Boo	13 47 15.7	+17 27 24.8	F6IV	4.5	15.5	0.1	+73.89	3.87
70 Vir	13 28 25.8	13 46 43.6	G5V	5.00	18.1	0.12	+74.10	7.44

1.3.1 PUEO/KIR+Grif

Une seule source, HD 82943, a été observée le 1er décembre 2001 en coronographie ($\oslash = 0.9''$) avec PUEO/KIR+Grif en raison de conditions météorologiques médiocres ($\omega = 1.3''$). Une seconde campagne d'observations a été annulée en avril 2002 car il neigeait. Seule la dernière campagne, qui a eu lieu du 18 au 21 mai 2003, m'a permis d'observer l'intégralité des sources du CFHT de la Table 1.2 en coronographie ($\oslash = 0.9''$). La chance tournant en notre faveur, j'ai pu observer deux nuits supplémentaires et imager les sources HD 114762, HD 192263 et HD 187123.

J'ai ainsi confirmé les compagnons observés autour de HD 114762 et 16 Cyg B et détecté des CCs autour de HD 187123 et HD 130322. Le déroulement des observations est reporté dans la Table 1.3. Les résultats préliminaires en termes de limites de détection pour les objets ponctuels et étendus sont donnés dans la figure 1.5. Les positions des deux CCs détectés

sont par ailleurs reportées. Pour HD 130322, les limites classique et coronographique sont converties en termes de masses à partir des lois de correction bolométriques de Kenyon & Hartmann (1995) et des modèles BCAH98 et BCAH03 pour des âges de 1 milliard d'années (*ligne solide*) et de 5 milliards d'années (*ligne en pointillés*).

Tab. 1.3 – Observations PUEO/KIR+Grif des étoiles à planète(s)

Étoile	Date	Filtre	DIT (s)	NDIT	Mode	Détection
HD 82943	30 Nov 2001	Fe2	1.	5	Cl	-
	30 Nov 2001	H	8.	20	Cr	-
HD 130322	20 Mai 2003	Fe2	5.	4	Cl	compagnons ?
	20 Mai 2003	H	10.	20	Cr	-
HD 187123	21 Mai 2003	Brγ	15	4	Cl	-
	21 Mai 2003	Kp	40	10	Cr	compagnon ?

1.3.2 NACO

Dans le cadre du temps garanti NACO, deux nuits et demie sont consacrées à l'imagerie coronographique des étoiles à planète(s). Lors des observations qui ont eu lieu en juin 2003, les deux sources HD 160691 et HD 192263 ont pu être observées avec le coronographe de CONICA ($\oslash = 0.7''$). Le détail des observations est reporté dans la Table 1.4 et les limites de détection dans la figure 1.6, avec les conversions en termes de masses en fonction de la séparation physique. Plusieurs CCs ont été détectés autour de HIP 192263 et HD 160691 dont la nature devra être testée à partir des mouvements propres ou de mesures spectroscopiques. J'ai reporté dans la figure 1.6 les CCs les plus proches et les plus brillants, donc les plus probablement liés, pour HD 160691 et HD 192263. Il faut notre que l'étoile HD 160691 présente une dérive dans les mesures de vitesse peut-être causées par la présence d'un compagnon.

Tab. 1.4 – Observations NACO des étoiles à planète(s)

Étoile	Date	Filtre	DIT (s)	NDIT	Mode	Détection
HD 160691	5 Juin 2003	Brγ + ND1	1.	10	Cl	-
	5 Juin 2003	K_s	0.5	100	Cr	compagnons ?
HD 192263	5 Juin 2003	K_s + ND1	0.35	1	Cl	-
	5 Juin 2003	K_s	3.	100	Cr	compagnon(s) ?

1.4 Discussion

Pour les disques de débris, l'analyse des images coronographiques de PUEO/KIR+Grif et de NACO n'est pas achevée. La phase la plus délicate de soustraction de la référence reste

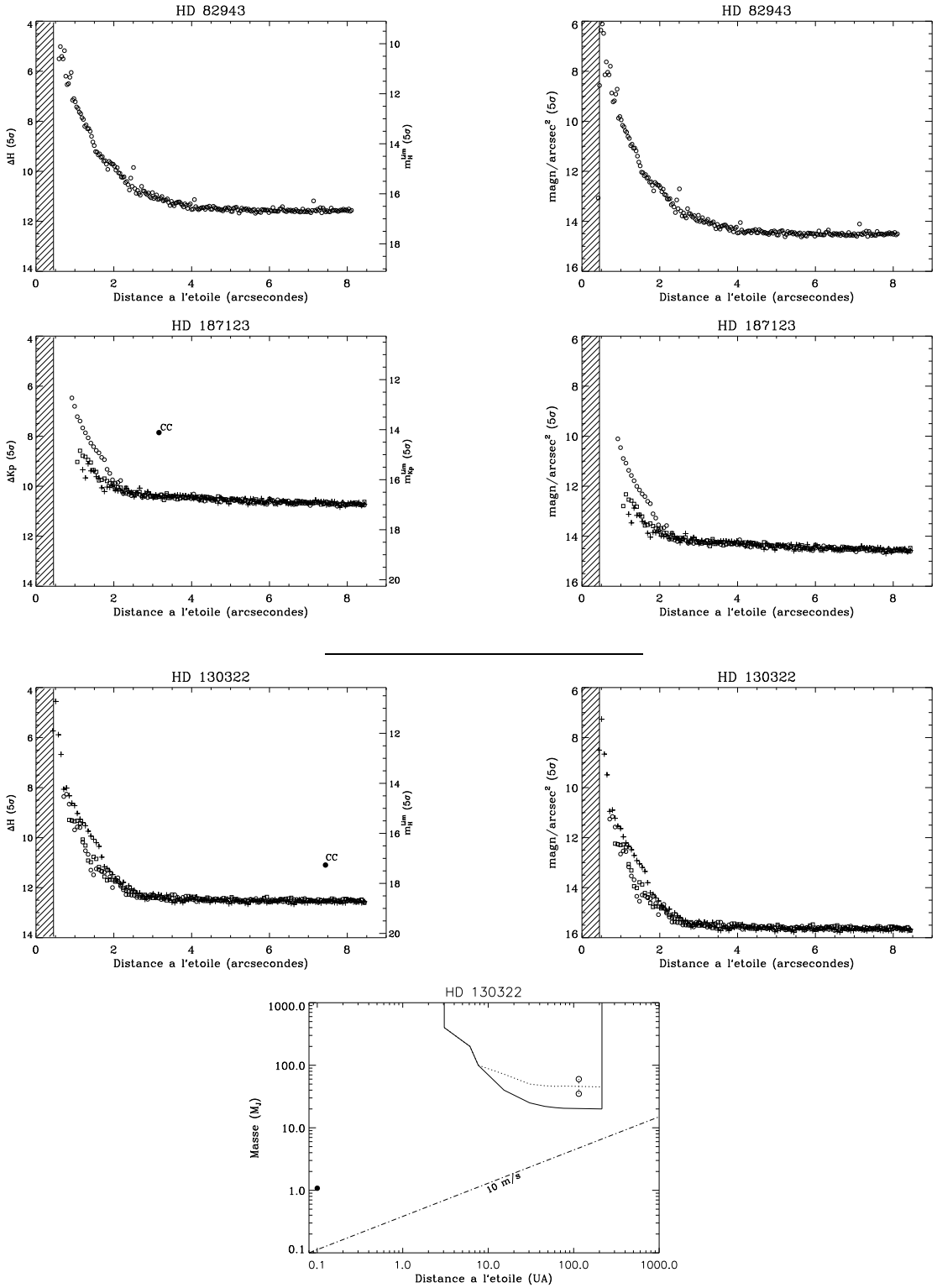

Fig. 1.5 – Limites de détection PUEO/KIR+Grif pour les étoiles : HD 82943, HD 187123 et HD 130322 (objets ponctuels et étendus). La limite de détection de HD 130322 est converties en termes de masse pour des âges de 1 milliard d'années (*ligne solide*) et de 5 milliards d'années (*ligne en pointillés*). Les positions du CC et de la planète de HD 130322 sont reportées avec la limite obtenue avec CORALIE (précision typique de $10\,\mathrm{ms}^{-1}$).

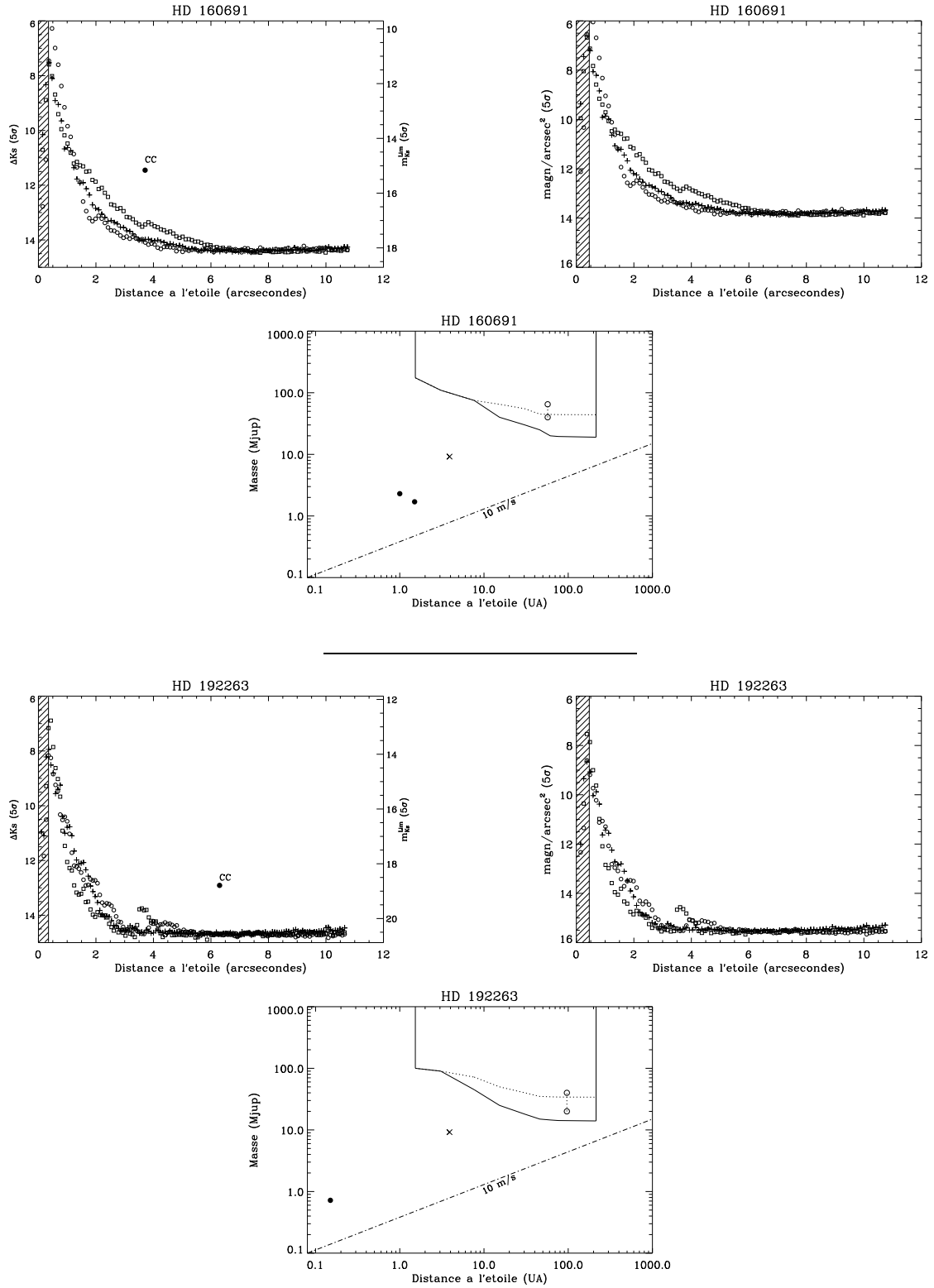

Fig. 1.6 – Limites de détection NACO pour les étoiles HD 160691 et HD 192263 pour des objets ponctuels et étendus. Une conversion en termes de masses est donnée de façon similaire à la figure 1.5. Le détail des observations de chaque objet est donné dans la Table 1.4. Les CCs les plus brillants pour chaque étoile sont reportés avec les planètes détectées par les mesures de vitesse radiale. La planète massive détectée autour de HD 30177 (9.2 M_J) à 3.9 UA) est aussi reportée (*croix*).

à réaliser pour peut-être détecter des structures étendues, signatures des disques de débris, et déterminer les performances de détection atteintes avec chaque instrument.

À propos des compagnons, l'analyse est plus simple, la soustraction de la contribution de l'étoile centrale étant moins critique. Leurs images sont reportées dans la figure 1.7. Les positions relatives et les contrastes des CCs sont présentés dans la Table 1.5. Une comparaison préliminaire des contrastes en bande K_s avec les prédictions des modèles CBAH00 DUSTY et BCAH03 COND m'a permis d'estimer grossièrement la masse de ces objets dans le cas où ils seraient liés. Il est, bien sûr, nécessaire de mieux contraindre cette étude à partir des bandes J et H, puis plus tard à partir de nouvelles mesures astrométriques pour étudier le mouvement propre de chaque CC. Enfin, pour confirmer la nature des candidats les plus sérieux, une caractérisation spectrale sera nécessaire. D'un point de vue prospectif, l'exoplanète autour de HD 30177, avec une masse de 9.2 M_J et un demi grand axe de 3.9 UA, est aujourd'hui **la** cible idéale pour l'imagerie à HC et HRA. Reportée sur les limites de détection de HD 160691 et HD 192263 obtenues avec NACO, elle illustre l'importance d'explorer plus profondément, plus près de l'étoile, pour espérer obtenir une détection directe.

Tab. 1.5 – Caractéristiques des compagnons potentiels, détectés autour des étoiles à planète(s), c'est-à-dire HD 130322 et HD 187123 avec PUEO/KIR+Grif, et HD 160691 et HD 192263 avec NACO. Les masses de ces objets, dans le cas où ils seraient liés, ont été déterminées à partir des modèles CBAH00 DUSTY et BCAH03 COND. les (?) signifient que l'ajustement des données aux prédictions des modèles n'a pas été possible (objets de fonds ?).

Étoile	Date	Contraste (mag)	Δ ($''$)	Δ (UA)	PA (°)	Masse (M_J)
HD 130322	20 Mai 2003	$\Delta H = 11.2$	7.45	220	323.9	35-60
HD 187123	21 Mai 2003	$\Delta Kp = 7.8$	3.16	118	61.7	80-90
HD 160691	5 Juin 2003	$\Delta K_s = 11.06$	7.58	115	128.6	40-60
		$\Delta K_s = 12.56$	14.2	213	213.1	?
		$\Delta K_s = 14.0$	8.98	136.5	347.1	?
		$\Delta K_s = 14.0$	10.1	153.3	327.9	?
HD 192263	7 Juin 2003	$\Delta K_s = 12.63$	6.09	121	236.8	20-40
		$\Delta K_s = 14.0$	15.1	298.	148.5	?

1.5 Perspectives

1.5.1 Imagerie profonde des étoiles à planète(s)

Dans le but de compléter le programme précédent d'imagerie coronographique des étoiles à planète(s), il est nécessaire :

- de poursuivre les observations VLT pour étudier toutes les sources dans l'hémisphère sud, sachant que les sources dans l'hémisphère nord ont été totalement observées,

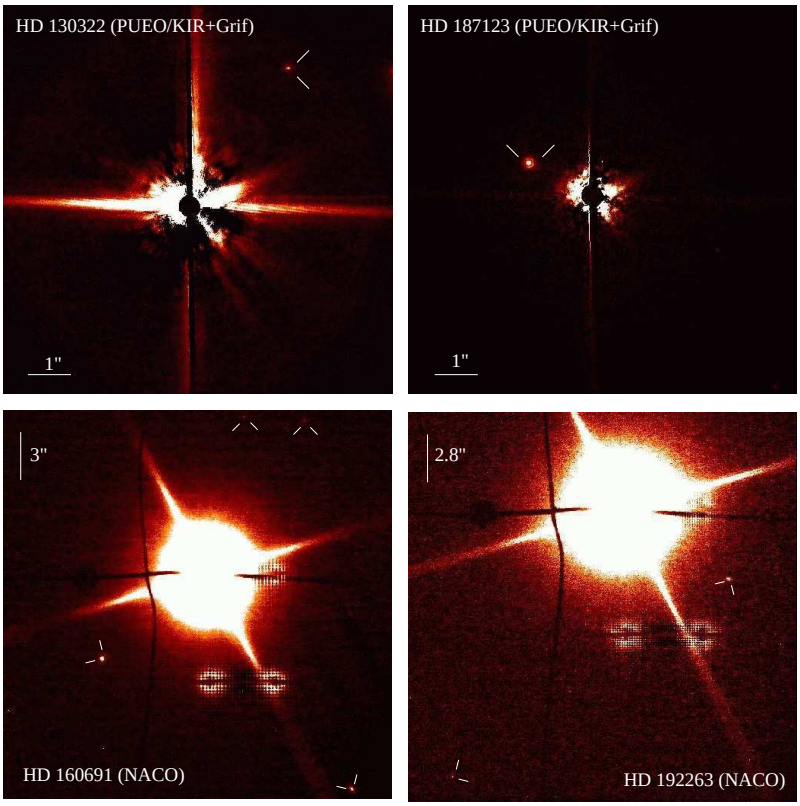

Fig. 1.7 – Compagnons potentiels détectés autour des étoiles à planète(s), HD 130322 et HD 187123 avec PUEO/KIR+Grif, et HD 160691 et HD 192263 avec NACO. Ces images ont toutes été obtenues en bande K_s, sauf sans le cas de HD 130322 en H. Les fantômes électroniques du détecteur de CONICA sont visibles dans les images de NACO. Les mouvements propres de ces compagnons devront être étudiés par astrométrie et leur nature confirmée par spectroscopie, pour les candidats les plus sérieux. Pour ces quatre images, le nord est en haut, l'est à gauche.

- d'analyser proprement les images pour rechercher des disques de débris afin, soit de déterminer les paramètres physiques des disques, soit de placer des limites supérieures sur ces paramètres, dans le cas d'une détection ou d'une non détection,
- d'étudier la photométrie et les mouvements propres des potentiels compagnons pour tester s'ils sont liés ou non,
- de caractériser spectroscopiquement les candidats sérieux pour leur nature.
- et de penser à étendre l'échantillon d'étude.

1.5.2 Multiplicité stellaire des étoiles à planète(s)

Relevé d'imagerie classique avec NACO

Dans la continuité des observations en imagerie coronographique à HC et HRA, la collaboration entre le groupe de l'Observatoire de Genève et de formation stellaire et planétaire du LAOG s'est poursuivie pour débuter, en décembre 2002, une étude systématique sur un large échantillon de 50 étoiles à planète(s) et de 50 étoiles de référence sans planètes. L'objectif est

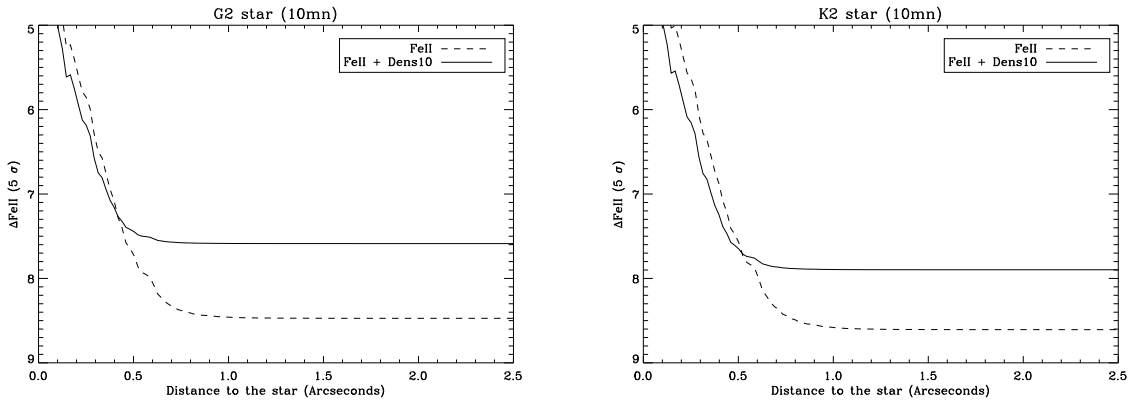

Fig. 1.8 – Limites de détection simulées d'étoiles à planète(s)

à terme, d'imager classiquement avec NACO ces 100 étoiles pour étudier la multiplicité de ces deux échantillons. Un taux de multiplicité supérieur dans l'échantillon d'étoiles à planète(s) amènerait la preuve que la présence de compagnons stellaires favorise la formation planétaire. Une étude statistique des propriétés des étoiles à planète(s) (masses, paramètres orbitaux, excentricité, métallicité), dans le cas de systèmes simples et multiples, devrait permettre aussi d'apporter des contraintes sur les scénarios de formation.

Dans le cadre de cette collaboration, j'ai participé à la phase d'étude des performances de détection de l'instrument NACO sur des étoiles à planète(s) typiques G2V et K2V en imagerie classique, pour estimer quels seraient les compagnons les plus faibles détectables. La figure 1.8 montre l'exemple de l'estimation des capacités de détection de NACO pour une observation simulée avec le modèle de contraste de 10 mn. Cette étude, confirmée par la suite par les premières observations NACO, montre que des compagnons (sub)stellaires, ayant une masse de 70 à 100 M_J pour un âge de 1 à 5 milliards d'années, pourraient être détectés autour de ces étoiles.

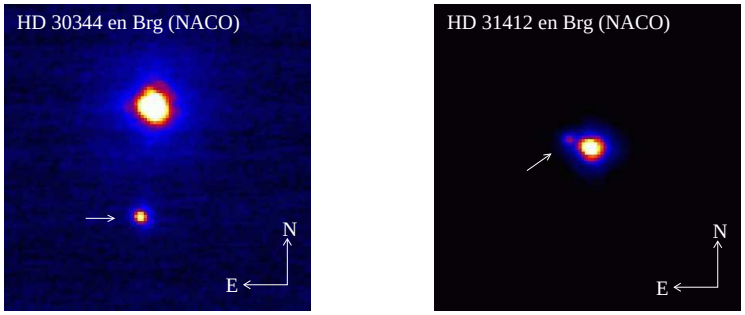

Fig. 1.9 – Images NACO des étoiles HD 30440 et HD 31412 obtenues en bande étroite Brγ lors des observations de décembre 2002.

Les premiers compagnons ?

De premiers résultats intéressants menant à la détection de probables compagnons stellaires inconnus jusqu'alors ont été obtenus (voir images de la figure 1.9). Suite aux observations de décembre 2002, une seconde campagne d'observations a eu lieu en juin 2003. La réduction et l'analyse des premiers résultats constituent le travail de thèse de Anne Eggenberger et devraient permettre, d'ici juin à décembre 2004, d'obtenir une étude complète des 100 étoiles du programme.

Chapitre 2

HR 7672 B, La Plus Proche Naine Brune Imagée

Sommaire

2.1 L'étoile à dérive HR 7672 (HD 190406, HIP 98819) 187
2.2 Détection de HR 7672 B 187
2.3 Article A&A : Imagerie coronographique du compagnon de HR 7672 188

2.1 L'étoile à dérive HR 7672 (HD 190406, HIP 98819)

L'étoile HR 7672 (G1V, $V = 5.8$) a fait partie des listes d'étoiles de type solaire proches du Soleil, étudiées dans le cadre d'observations en spectroscopie à vitesse radiale par Cumming et al. (1999). Dans le but de rechercher des compagnons planétaires, Cumming et al. (1999) détectent huit étoiles susceptibles d'abriter des planètes géantes et sept étoiles avec des variabilités de vitesse radiale lentes, significatives de compagnons situés à plus de $a > 10$ UA et de masse minimum $M_p \sin i > 15$ M_J.

Parmi ces sept étoiles figure HR 7672, située à 17.7^{+2}_{-3} pc. Cette étoile, avec une accélération de -24.0 ± 0.6 ms^{-1}ans^{-1} sur 11.4 années (Cumming et al. 1999), constitue une cible de choix pour la recherche de compagnons substellaires en imagerie HC et HRA. L'étude du système à planète(s) similaire Gliese 86 (Queloz et al. 2000), qui montrait une dérive, a mené à la détection d'un second compagnon substellaire de 50 M_J à $1.72 \pm 0.02''$ (soit ~ 18.75 UA) avec le système d'OA ADONIS/SHARPII.

2.2 Détection de HR 7672 B

Le succès de l'expérience de Gliese 86 a poussé Liu et al. (2002) à observer avec les systèmes d'OA de Gemini-Nord et du Keck, en imagerie puis en spectroscopie, l'étoile HR 7672. Ces observations en imagerie saturée ont permis de détecter le compagnon substellaire le plus proche

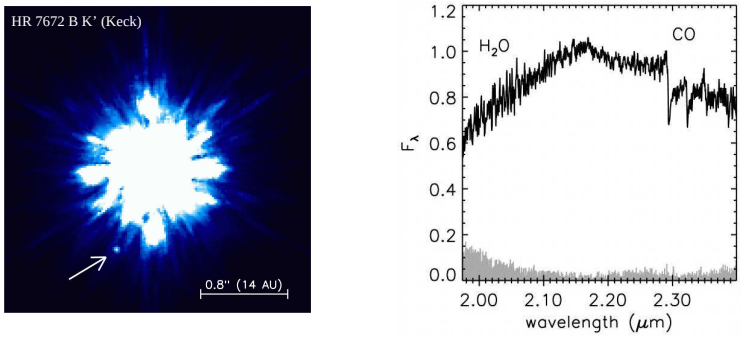

Fig. 2.1 – **Gauche :** Image saturée de HR 7672 obtenue par Liu et al. (2002) avec le système d'OA du Keck en bande K'. **Droite :** Spectre obtenu en bande K avec le Keck mettant en évidence les absorptions en H_2O et CO caractéristiques des naines brunes L.

actuellement connu autour d'une étoile solaire de la séquence principale. Ce compagnon, de type spectral L4-5, est détecté à $0.79''$ (soit 14 UA) avec un contraste $\Delta K = 8.62 \pm 0.07$.

À partir de la photométrie en bande K', en comparaison des modèles évolutifs CBAH00 DUSTY et de Burrows et al. (1997), la masse du compagnon a été estimée à 55-78 M_J pour un âge du système de 1 à 3 milliards d'années. La figure 2.1 (*à gauche*) présente l'image saturée en OA, obtenue par Liu et al. (2002) de HR 7672 en bande K. *À droite* est reporté le spectre obtenu en bande K' qui a permis d'identifier le type spectral de ce compagnon et de mettre en évidence la présence des bandes d'absorption en H_2O et CO caractéristiques des naines brunes L.

2.3 Article A&A : Imagerie coronographique du compagnon de HR 7672

2.3.1 Observations

Dans le cadre de nouvelles observations de la source HR 7672 obtenues par Anthony Boccaletti au télescope du Palomar le 17 juillet 2002, le compagnon a été imagé dans les bandes J, H et K_s à l'aide du coronographe de Lyot ($\oslash = 0.91''$). Avec des rapports de Sr de 15%, 32% et 44%, respectivement en bande J, H et K_s correspondant à des largeurs à mi-hauteur de 51, 61 et 82 *mas*, l'estimation de la nouvelle photométrie de cet objet a pu être obtenue pour la première fois dans les bandes J et H. Ces nouvelles valeurs ont permis de placer de nouvelles contraintes sur la masse de ce compagnon.

2.3.2 Mieux contraindre la masse

À partir des nouvelles données de HR 7672, j'ai eu plusieurs discussions avec Anthony Bocaletti, afin de comparer cette nouvelle photométrie avec les prédictions du modèle évolutif CBAH00 DUSTY. Cela nous a permis de voir que la bande J semblait malheureusement diffi-

cilement exploitable en raison d'une surestimation du flux de HR 7672 B. Cette surestimation a été décelée, lors de comparaison de la nouvelle photométrie avec celle des naines L et T, repertoriées par Legget et al. (2002), et celle prédite par le modèle CBAH00 DUSTY. Elle n'est toutefois pas surprenante dans le sens où le compagnon est marginalement détecté dans la bande J en raison d'une correction d'OA plus faible ($Sr = 15\%$) et d'un flux également plus faible du compagnon en bande J. Toutefois, l'utilisation de la photométrie des bandes H et K nous a permis d'affiner la masse de cet objet à $58-71$ M_J, au lieu des $55-78$ M_J obtenu par Liu et al. (2002). Pour affiner l'estimation sur la masse de cet objet, il sera dorénavant nécessaire de mieux contraindre l'âge du système qui est à présent la source d'incertitude la plus importante.

Astronomy & Astrophysics manuscript no. ms3808 August 9, 2003
(DOI: will be inserted by hand later)

Near-IR coronagraphic imaging of the companion to HR 7672*

A. Boccaletti[1], G. Chauvin[2], A.-M. Lagrange[2] and F. Marchis[3]

[1] LESIA, Observatoire de Paris-Meudon, 5 pl J. Janssen, F-92195 Meudon, France
e-mail: Anthony.Boccaletti@obspm.fr
[2] Laboratoire d'Astrophysique de l'Observatoire de Grenoble, BP53 F-38041 Grenoble Cedex 9, France
e-mail: gael.chauvin@obs.ujf-grenoble.fr, e-mail: anne-marie.lagrange@obs.ujf-grenoble.fr
[3] University of California at Berkeley, Department of Astronomy, 601 Campbell Hall, Berkeley, CA 94720, USA
e-mail: fmarchis@astron.berkeley.edu

the date of receipt and acceptance should be inserted later

Abstract. This article presents coronagraphic images of the low-mass companion to the star HR 7672 observed at the Palomar 200 inch telescope and first detected at Gemini and Keck in the K band by Liu et al. (2002). We obtained additional photometry in $J(1.2\mu m)$, $H(1.6\mu m)$ and K_s $(2.2\mu m)$ bands to cover the full near-IR domain and hence to further constrain the nature of the companion. A mass estimate of 58-71 M_J is derived from evolutionary models of very low-mass objects.

Key words. Stars: individual: HR7672 – Stars: low-mass, brown dwarfs – Instrumentation: adaptive optics – Techniques: high angular resolution – Techniques: image processing

1. Introduction

Since the discovery of the first bona fide substellar objects: GD165 B (Becklin & Zuckerman 1988) and Gl229 B (Nakajima et al. 1995), an ever growing number of low-mass objects are routinely detected. Large IR surveys like 2MASS (Skrutskie et al. 19997), DENIS (Epchtein 1997) and SLOAN (York et al. 2000) or dedicated surveys in star-forming regions were initiated to explore the bottom of the main-sequence and have provided a consistent sample of more than 200 isolated low-mass stars. In the Trapezium young cluster, the presence of planetary mass candidates has been announced independently by Lucas & Roche (2000) and Zapatero-Osorio et al. (2000) but remains doubtful since the distances of these candidates are uncertain (Tinney et al. 2003).

Two distinct classes of stars later than M have been identified: the so-called L types and T types. The L class, proposed by Kirkpatrick et al. (1999), gathers objects with effective temperatures lower than M dwarfs ($T_{\rm eff} < 2000$ K) and featuring strong lines of neutral alkali elements, absence of TiO and VO absorption and stronger H_2O absorption in the visible. As a consequence, the near-IR colors are becoming very red with $0.5 < H - K_s < 1$ (Kirkpatrick et al. 2000). According to their age, some L dwarfs can also be Brown Dwarfs (BDs) since their mass is often below the stellar boundary (0.075 $M_\odot$). Independently of the definition of the L class given by Kirkpatrick et al. (1999), Martin et al. (1999) have proposed a different classification using a temperature scale derived by Basri et al. (2000). The two approaches yield different classifications for later types (beyond L2) and this discrepancy demonstrates the difficulty to tackle this new subject in astrophysics. Kirkpatrick et al. (1999) also proposed to designate Gl229 B-like objects as T dwarfs. These objects, also called "methane dwarfs", are cooler than the L type ($T_{\rm eff} < 1300$ K) and exhibit very strong H_20 and CH_4 absorption in the H and K bands. As a result, their color index $J - K$ and $H - K$ are very close to 0. It is now well admitted that these 2 classes of stars correspond to the missing part at the bottom of the main sequence between M stars and giant planets. The study of low-mass objects either isolated or orbiting stars is of course very exciting and is definitely mandatory to further understand both the brown dwarf and planetary formation process.

Low-mass stars as well as brown dwarfs have also been studied from a theoretical point of view. However, the processes occurring in these objects appear quite complex (especially regarding the presence of dust below $T_{\rm eff} <$ 2800 K) and require new type of models. Non grey atmosphere models have been developed by Burrows et al. (1997) and Chabrier & Baraffe (1997). Dust-free atmosphere models agree well with stellar objects down to M stars, but the dust needs to be taken into account for lower masses. A productive group (Baraffe et al. 1998, 2002;

Send offprint requests to: A. Boccaletti
* Based on data collected at the Palomar 200-inch

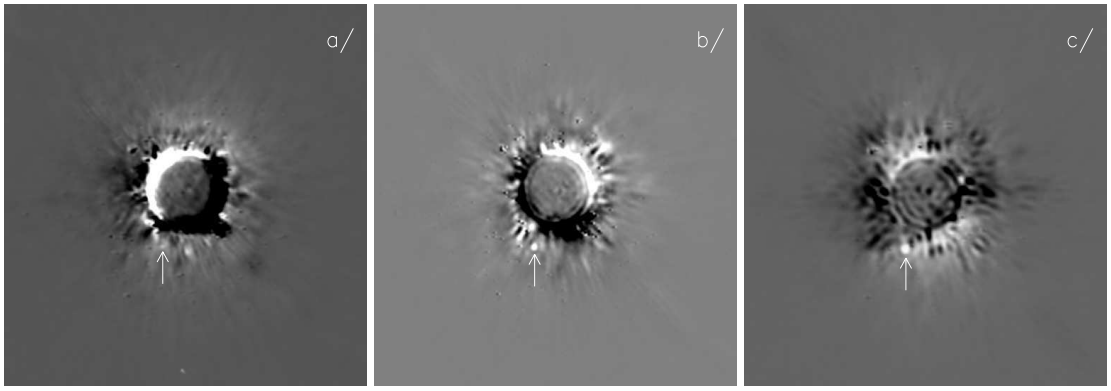

Fig. 1. Coronagraphic images of HR7672 subtracted with the calibration star HD 194012 for respectively J (a/), H (b/) and K_s (c/) filters. The field of view is 5" × 5". North is up, East is left.

Chabrier et al. 2000) has calculated evolutionary models including dust in the atmosphere in order to provide the magnitudes of sub-stellar objects at different ages that could be compared directly to observations. The treatment of dust is somewhat difficult and different models are not clearly distinguishable when compared to data points. In addition, the optical part of the T dwarfs spectrum is complementary to the near-IR regarding spectral typing and models were proposed by Burrows et al. (2002).

Radial velocity surveys have evidenced the so-called "Brown Dwarf desert" at small separations < 4 AU (Halbwachs et al. 2000). At very wide separations larger than 1000 AU, a few BD companions were discovered (Kirkpatrick et al. 2001) by the 2MASS Survey suggesting that this brown dwarf desert may not exist (Gizis et al. 2001). Intermediate separations can be probed by AO direct imaging as demonstrated by the case of Gl 86B, a possible BD orbiting a planetary system at 18.75 AU (Els et al. 2001). The problem is to know whether or not this desert is caused by a detection bias or is a direct consequence of BD formation. The gravitational influence of a BD close to the star may markedly impact on the history of a circumstellar disk and hence on the planetary formation (Artymowicz 1998). Increasing the sample of bounded BDs is therefore crucial for the understanding of substellar formation. Although substantial progress are still needed, high-contrast technics are efficient tools to address these basic questions.

In 2002, Liu et al. have reported the discovery of a cool low mass object as a companion candidate to the star HR 7672 using Adaptive Optics (AO) imaging. Two epochs were obtained in 2001 at Gemini-North and KeckII telescopes and the proper motion of the companion was found correlated with that of the star. Images and spectra were obtained in the K band from which they derived a spectral type L4.5 ± 1.5. Using the theoretical models of Burrows et al. (1997) and Chabrier et al. (2000) they determined a mass of $55 - 78$ M_J.

We obtained multi-wavelength high-contrast images of the companion to HR 7672 in order to confirm and further constrain its spectral type and mass. The results are presented in this paper. Section 2 describes the coronagraphic observations and photometric measurements are given in section 3. Finally, a mass estimate is given in section 4.

2. Observations and Standard Reductions

The nearby star HR 7672 (G0 V, $V = 5.80$, Gray et al. (2001)) was observed on July 17, 2002 at the Palomar 200 inch telescope. The data were obtained with PALAO the 241-actuators AO system (Troy et al. 2000) installed at the Cassegrain focus and PHARO the near-IR camera (Hayward. et al. 2001). A Lyot coronagraph including 2 opaque masks (∅ 0.91" and 0.41") with corresponding stops is located inside the cryostat of the camera and is dedicated to high-contrast imaging. The detector has a pixel sampling of 0.025 mas.

First of all, the star was observed with the J, H and K_s filters without the coronagraph to provide a photometric calibration. In that case, a neutral density was necessary to avoid saturation. The Strehl ratio delivered by the AO system on that night was about 15%, 32% and 44% with FWHM of 51, 61 and 82 *mas* for respectively J, H and K_s bands. Coronagraphic images of HR 7672 were then obtained with the 0.91" mask. Both coronagraphic and non-coronagraphic images were obtained with the same pupil stop (the so-called medium cross) to allow quantitative comparison. A calibration star (HD 194012, F8 V, $V = 6.17$) was also observed for each filter to allow subtraction of the residual static speckles. This calibration star is chosen angularly close and of similar magnitude and spectral type to ensure identical compensation by the AO system. The subtraction process is very efficient to remove the residual diffraction and the quasi-static speckles but critically depends on the precise centering of the star behind the coronagraphic mask. Images of the target and the calibration star were then corrected from the bad pixels, the flat field and were subtracted with a median sky frame. To properly perform the subtraction process, the calibration star was first recentered and then scaled to the intensity of the target. This scaling factor is derived from the coronagraphic images. The coronagraphic images of HR 7672 reduced with the above procedure are displayed on Fig. 1. The angular separation and position angle of the

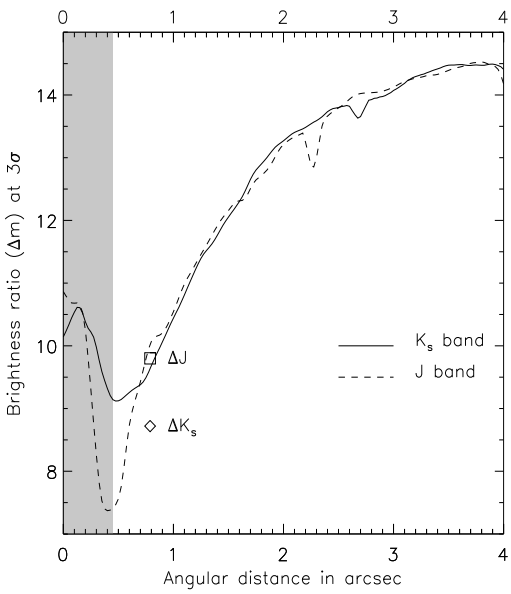

Fig. 2. Detectability of a companion in the field around the primary star. Each curve gives the contrast at 3σ in difference of magnitudes (J and K_s) and as a function of the angular radius. The magnitude differences (ΔJ, ΔK_s) of the companion to HR 7672 are overplotted.

companion derived from the JHK_s images are $\rho = 788 \pm 6$ mas and $PA = 156.6 \pm 0.9°$ which is consistent with the astrometric measurements of Liu et al. (2002). Using the coronagraphic images of Fig. 1, we compared the noise level in a ring of λ/D at each angular radius ρ with the maximum intensity of the star (no mask) to provide the companion detectability displayed of Fig. 2.

3. Near-IR photometry of HR 7672 B

First of all, we measured the flux of the primary star on non-coronagraphic images. We used Gl 777 A, a star observed the same night, as a photometric calibrator. Its near IR magnitudes according to the Catalogue of IR Observations (Gezari et al. 1999) are $J = 4.45$, $H = 4.11$ and $K = 4.05$ (with ~ 0.02 *mag* uncertainty). The fluxes of the stellar PSFs are calculated in a circular integrating window with a size ranging from 4.4 λ/D (16 pixels) to 8.8 λ/D (32 pixels) thus providing a photometric uncertainty of about 0.01 magnitude. Then, the corresponding photometry for HR 7672 is $J = 4.59 \pm 0.04$, $H = 4.40 \pm 0.02$ and $K_s = 4.32 \pm 0.02$. For the J band no PSF of Gl 777 A was available. So, we derived the photometry of HR 7672 A using the coronagraphic data alone leading to a larger uncertainty. That probably explains the discrepancy of the color index $J - H = 0.19 \pm 0.04$ with that of a standard star ($J - H = 0.305$, Bessell & Brett (1988)).

To compute the intensity of HR 7672 B we compared the flux of the primary on direct images with that of the companion detected on the coronagraphic images. The integrating window varies from 2.44 λ/D to 4.88 λ/D to derive the error bars of the HR 7672 B flux ratio. Such a small integrating window is necessary to avoid the pollution originating from coronagraphic residuals of the primary star. The measurement in the J band is more critical since the peak of the companion has about the same brightness than speckle residuals from the primary and its detection was actually made possible owing to the H and K_s images. In that case the integrating window was narrowed down to 1-5 pixels in diameter. However, we are still expecting the flux measurement in the J band to be overestimated. The results are summarized in Tab. 1. We obtained a brightness ratio of $\Delta J = 9.80 \pm 0.20$, $\Delta H = 9.64 \pm 0.14$ and $\Delta K_s = 8.72 \pm 0.10$. The photometric uncertainty is of course much larger than for the primary star owing to the residual flux in the coronagraphic image. The corresponding color indexes are: $J - K_s = 1.35 \pm 0.22$, $H - K_s = 1.00 \pm 0.17$ and $J - H = 0.35 \pm 0.24$.

	$J(*)$	H	K_s
Δm	9.80 ± 0.20	9.64 ± 0.14	8.72 ± 0.10
m	14.39 ± 0.20	14.04 ± 0.14	13.04 ± 0.10
M	13.16 ± 0.20	12.81 ± 0.14	11.81 ± 0.10

Table 1. Brightness ratio (Δm), visual magnitude (m) and absolute magnitude (M) of the companion to HR 7672. ($*$) J band photometry appears to be corrupted by the huge speckle background and is not used in this paper to derive spectral type and mass of the companion.

We used the data from Dahn et al. (2002) to derive a linear relationship between the absolute JHK_s magnitudes and the spectral type of an M and L dwarfs sample. These relations are expected to be more accurate than the ones provided by Kirkpatrick et al. (2000) since they were using a smaller sample and preliminary astrometry. The fitting of this sample (40 M and L stars, T stars removed) leads to the following relations:

$$M_J = 8.472 + 0.327 \times Sp \quad (1)$$

$$M_H = 8.212 + 0.279 \times Sp \quad (2)$$

$$M_{K_s} = 8.010 + 0.247 \times Sp \quad (3)$$

where Sp is 6.5 for M6.5 V up to 18 for L8 V. The fit dispersion is about 1.2 subclass on X-axis and 0.33 magnitude on Y-axis. This gives a spectral type of L3.5 to L5 for the J band (Eq. 1), L6 to L7 for the H band (Eq. 2) and L5 to L6 for the K_s band (Eq. 3). If we consider that the J band photometry is corrupted by the speckle residue, the H and Ks data lead to L6$\pm$1.5 including uncertainties and the fit scattering. Given the error bars, this result is in agreement with L4.5$\pm$1.5 announced by Liu et al. (2002).

4. Mass estimate

A mass estimate can be obtained from photometric measurements assuming an evolutionary model of low-mass stars. Baraffe et al. (1998) and Chabrier et al. (2000) have developed 2 types of models to describe the atmosphere of very low-mass stars. The so-called COND and DUSTY

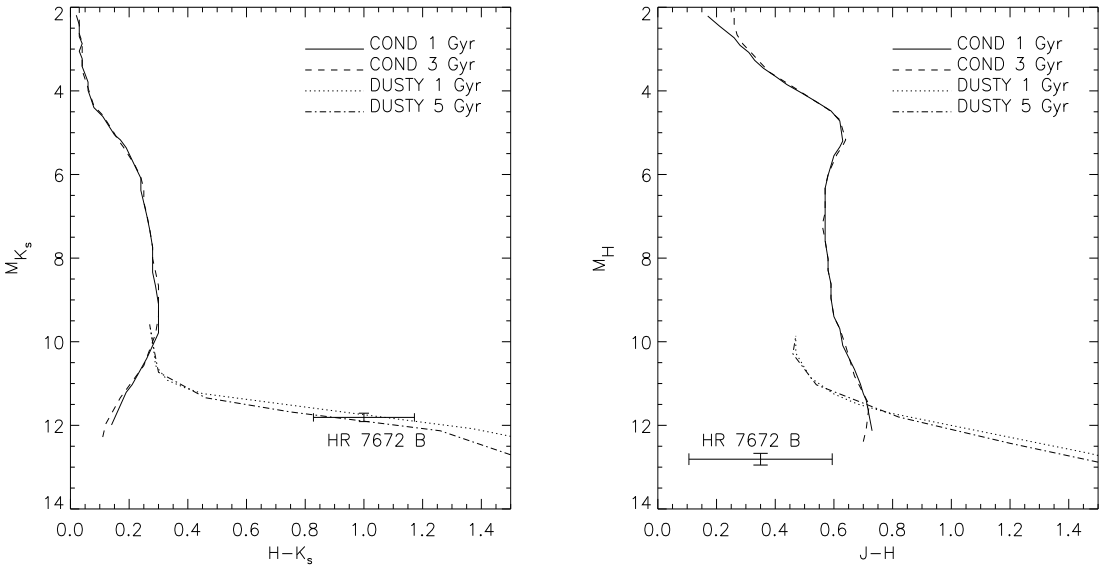

Fig. 3. Color-magnitude diagrams showing the difference between the COND and the DUSTY models of Chabrier et al. (2000). Based on the H and K_s photometry we conclude that HR 7672 B was definitely in better agreement with the DUSTY one.

models both account for the presence of grains in the atmosphere. The DUSTY model also includes the grain opacity and is more suited for objects with $T_{\rm eff} \lesssim 2800$ K while the COND model is more appropriate to describe cooler methane objects ($T_{\rm eff} \lesssim 1300 - 1400$ K) as explained in Baraffe et al. (2002). Then, special care is needed since HR 7672 B probably lies in between these temperature boundaries. Assuming an age of 1 to 3 Gyr (Liu et al. 2002) for both the primary and the companion, we plotted the magnitude-color diagram displayed on Fig. 3. The DUSTY model appears definitely more consistent with the photometry of HR 7672 B at least in H and K_s bands. However, the data obtained in the J band are still conflicting with the models for the same reason as above.

We therefore used the isochrones of the DUSTY model (Chabrier et al. 2000) to plot the evolutionary diagrams in J, H and K_s bands for masses ranges between 50 M_J and 80 M_J (Fig. 4,5). The K_s and H bands absolute magnitudes yield consistent values ranging between 58 and 71 M_J. This slightly improves the result found by Liu et al. (2002) using K_s photometry alone (55-72 M_J), thus revising the mass towards larger values. The J band photometry is unfortunately not accurate enough and obviously leads to higher masses between 64 and 73 M_J. However, although we are expecting an overestimated flux in the J band, the plot of Fig. 5 shows that in this range of mass, the absolute magnitude increases very rapidly with the age. Therefore, a large photometric error does not imply systematically a large mass error. We can tentatively assess the actual J band photometry assuming that HR 7672 B follows the same photometric relationships as field L dwarfs. Reversing Eq. 3, the L6±1.5 spectral type should correspond to an absolute J magnitude of 13.2 to 14.2. These new values are overplotted on Fig. 5 and give a rough estimate of the mass : 60-72 M_J in better agreement with the mass derived from H and K_s.

5. Conclusions

Despite a lower angular resolution and a lower sensitivity than Gemini and the Keck, the high-order AO system of the Palomar 200 inch owing to the Lyot coronagraph has enable the detection of the low-mass companion to HR 7672 in the J, H and K_s bands. This multi-wavelength photometric analysis was performed to further constrain the characteristics of the companion with respect to the previous work (Liu et al. 2002). By comparison with L field stars we derive a spectral type of L6±1.5, although similar accuracy was obtained by Liu et al. (2002) with both K-band photometry and spectra. However, the 3-colors information is required to check the consistency with the models. The color-magnitude diagrams suggest that HR 7672 B is better consistent with the DUSTY model of Chabrier et al. (2000) and hence, should contain dust grains in the upper atmosphere. Then, using the state-of-the-art evolutionary model we obtained a mass estimate of 58-71 M_J based on J, H and K_s photometry. This places HR 7672 B right below the hydrogen-burning limit. Nevertheless, as we discussed in section 3, the J band photometry may be questioned since the companion has an intensity very similar to that of the local speckles. A non negligible part of the stellar flux therefore contributes to the flux measurement of the companion. Additional observations, with NAOS (Lagrange et al. 2003) on the VLT for instance, would definitely provide a more accurate photometry at the shorter IR wavelengths which is mandatory to limit the possible range of mass. However, the mass derived from photometry is highly model-dependent. First, the model should be compared with a large sample of field

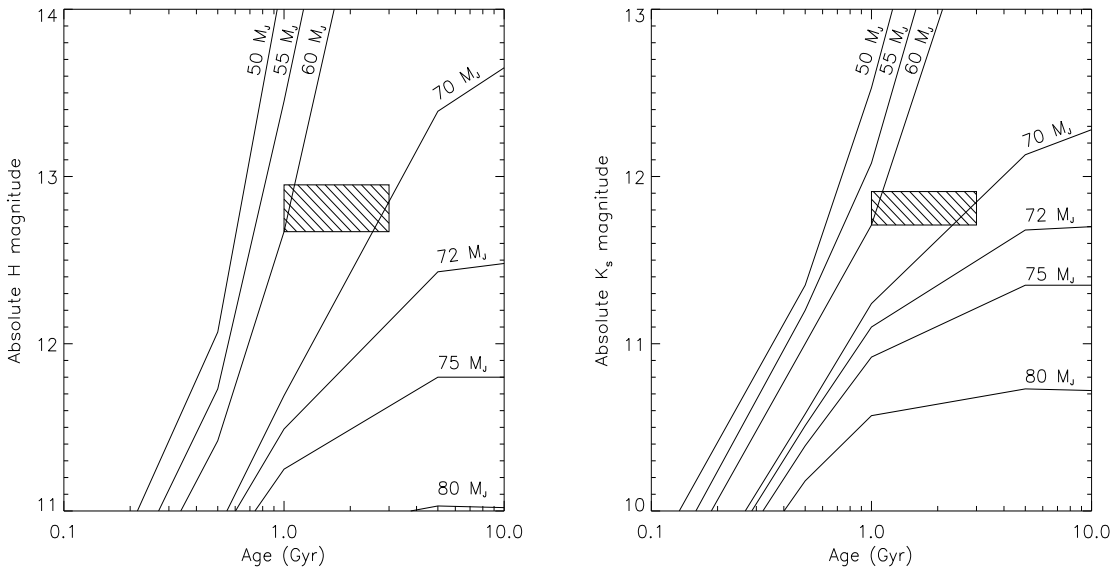

Fig. 4. Absolute magnitude in H (left) and K_s (right) filters as a function of the age (in Gyr) assuming the DUSTY model of Chabrier et al. (2000). The error box for HR 7672 B is overplotted assuming an age of 1 to 3 Gyr.

L stars to check its consistency. Second, the case of the 2-body system HR 7672 is very interesting since it may allow to derive the dynamical mass in a few years ($r = 14$ AU). Coronagraphic searches of faint companions to nearby stars are therefore very important to improve the sample of binary objects. If L and T dwarfs have been intensively observed in the near IR, very few data are available on their visible spectrum except in some particular cases (Gl 229 B for instance). Dahn et al. (2002) have carried out a photometric study in the visible and near-IR of L and T dwarfs with known distances and found that the combination of visible and IR (especially $I-J$) is more accurate than JHK_s alone to derive the absolute magnitude of late M and L dwarfs. Therefore, visible observations of HR 7672 B would be very desirable to better understand the physics of this object. In particular, models are predicting a steep increase of the spectral energy distribution at optical wavelengths. However, L dwarfs like HR 7672 B are expected to be very faint in the visible ($m_I = 19.59$ and $m_R = 22.00$) according to evolutionary models. A high-contrast imaging instrument will be required to study the L dwarf sample in the visible.

Acknowledgements. The authors would like to thank the Palomar staff for its efficient support during the observing run in July 2002, and the referee for helpful comments to improve consistency and readability of this paper.

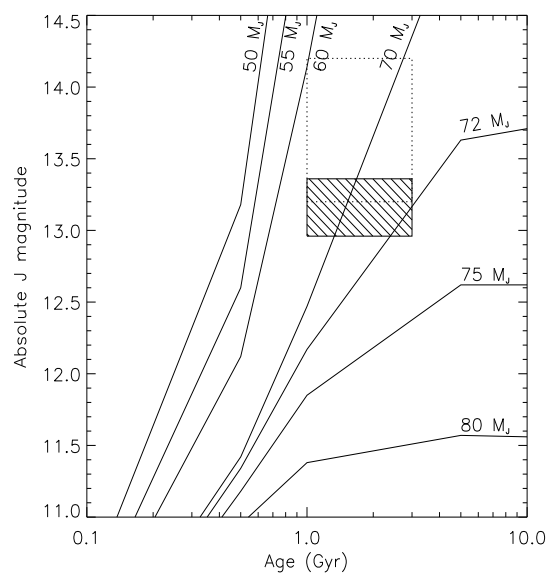

Fig. 5. Absolute magnitude in J filter as a function of the age (in Gyr) assuming the DUSTY model of Chabrier et al. (2000). The error box for HR 7672 B is overplotted assuming an age of 1 to 3 Gyr. The large dash-dotted box gives the possible range of absolute J magnitude consistent with the L6±1.5 spectral type.

References

Artymowicz, P. 1998, Proc. ASP Conference Series, 134, 152
Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. 1998, A&A, 337, 403
—. 2002, A&A, 382, 563
Basri, G., Mohanty, S., Allard, F., & et al. 2000, ApJ, 538, 363
Becklin, E. E. & Zuckerman, B. 1988, Nature, 336, 656
Bessell, M. & Brett, J. 1988, PASP, 100, 1134
Burrows, A., Burgasser, A. J., Kirkpatrick, D. J., & et al. 2002, AJ, 573, 394
Burrows, A., Marley, M., Hubbard, W. B., & et al. 1997, ApJ, 491, 856

Chabrier, G. & Baraffe, I. 1997, A&A, 327, 1039
Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., & Hauschildt, P. 2000, ApJ, 542, 464
Dahn, C. C., Harris, H. C., Vrba, F. J., & et al. 2002, AJ, 124, 1170
Els, S. G., Sterzik, M. F., Marchis, F., & et al. 2001, A&A, 370, L1
Epchtein, N. 1997, i.l.s.n. proc., 15
Gezari, D. Y., Pitts, P. S., & Schmitz, M. 1999, VizieR On-line Data Catalog, II/225
Gizis, J. E., Kirkpatrick, J. D., Burgasser, A., & et al. 2001, ApJ, 551, 163
Gray, R., Napier, M., & Winkler, L. 2001, AJ, 121, 2148
Halbwachs, J. L., Arenou, F., Mayor, M., Udry, S., & Queloz, D. 2000, A&A, 355, 581
Hayward., T. L., Brandl, B., Pirger, B., & et al. 2001, PASP, 113, 105
Kirkpatrick, J. D., Dahn, C. C., Monet, D. G., & et al. 2001, AJ, 121, 3235
Kirkpatrick, J. D., Reid, I. N., Liebert, J., & et al. 1999, ApJ, 519, 802
—. 2000, AJ, 120, 447
Lagrange, A., Chauvin, G., Fusco, T., & et al. 2003, Proceedings of the SPIE, 4841, 860
Liu, M., Fischer, D., Graham, J., & et al. 2002, ApJ, 571, 519
Lucas, P. & Roche, P. 2000, MNRAS, 314, 858
Martin, E., Delfosse, X., Basri, G., & et al. 1999, AJ, 118, 2466
Nakajima, T., Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., & et al. 1995, Nature, 378, 463
Skrutskie, M. F., Schneider, S. E., Stiening, R., & et al. 19997, i.l.s.n. proc., 25
Tinney, C., Burgasser, A., & Kirkpatrick, J. 2003, submitted to AJ, astro-ph/0304339
Troy, M., Dekany, R. G., Brack, G., & et al. 2000, SPIE Proc., 4007, 31
York, D. G., Adelman, J., Anderson, J. E., & et al. 2000, AJ, 120, 1579
Zapatero-Osorio, M. R., Béjar, V. J. S., Martn, E. L., & et al. 2000, Science, 290, 103

Quatrième partie

SYSTÈMES JEUNES SINGULIERS

Chapitre 1

TY CrA, Un Système Multiple Complexe

Sommaire

1.1 Introduction **199**
1.2 Article A&A : Imagerie HC et HRA avec NACO du système multiple TY CrA **201**
1.3 Perspectives **207**

1.1 Introduction

1.1.1 Le nuage Corona Australis

Le système multiple TY CrA fait partie du nuage moléculaire Corona Australis (CrA) localisé à 130 pc du Soleil. Ce nuage moléculaire est associé à la grande arche filamentaire de gaz d'hydrogène neutre H I en expansion et centré sur le sous-groupe LCC du complexe géant de formation d'étoiles massives Sco-Cen (voir Chapitre 1, Partie III). De la même manière que les associations jeunes et proches TW Hydrae, η Chamaeleontis, β Pictoris et Tucana-Horologium, ce nuage semble être aussi un reliquat d'explosions de SNs au sein du complexe Sco-Cen. Ce nuage est composé d'une dizaine d'étoiles dont quelques étoiles massives comme TY CrA (B9, $V = 9.42$), HD 176386 (B9IV, $V = 7.30$), R CrA (A5II, $V = 1.50$) ou T CrA (F0, $B = 11.80$).

1.1.2 TY CrA, une binaire à éclipse

Le système TY CrA partage le même mouvement propre que HD 176386 situé à seulement $57''$. Il est alors raisonnable de supposer que ces deux étoiles sont physiquement liées, et donc de considérer que TY CrA est à la distance mesurée par *Hipparcos* pour HD 176386, soit 136^{+25}_{-19} pc. TY CrA a été identifiée par Herbig & Rao (1972) comme une étoile de type spectral B9. Kardopolov et al. (1981) ont montré que cette source était une binaire à éclipse avec une

période de 2.9j. Ce type de systèmes jeunes est précieux car il permet de déterminer les paramètres physiques des deux composantes (masses, rayons et températures effectives). Ces valeurs sont alors ensuite utilisées pour tester les prédictions des modèles d'évolution stellaire.

Un important excès IR a par la suite été mis en évidence par Cruz-Gonzalez et al. (1984) et Wilking et al. (1985). Cet excès est attribué à la présence de poussières CSs froides ($\leq$ 100 K) comme le confirmeront plus tard Bibo et al. (1992).

1.1.3 Un système spectroscopique triple

En 1993, Lagrange et al. (1993) et Casey et al. (1993) présentent des spectres visibles à haute résolution du système TY CrA qui révèlent pour la première fois que cette binaire à éclipse est une binaire spectroscopique. Les raies en absorption de nature photosphérique sont de façon surprenante très étroites et indiquent que TY CrA est une étoile de type spectral B7V avec une valeur de $v \sin i$ très faible ($\leq 6 \mathrm{km\,s^{-1}}$). En comparaison de la période orbitale de 2.888777j mesurée, cette faible valeur de $v \sin i$ indique que TY CrA tourne sur elle-même de façon sous-synchrone, soit en raison des mécanismes de freinage dus, par exemple, à la présence de matière CS, soit en raison d'une inclinaison i de l'axe de rotation de l'étoile proche de 90°, c'est-à-dire dans le plan orbital de la binaire (perpendiculaire au moment angulaire). Corporon et al. (1994) déterminent pour les composantes primaires et secondaires des masses respectives $M_1 = 2.8 \pm 0.2\ M_\odot$ et $M_2 = 1.5 \pm 0.1\ M_\odot$ et un semi-grand axe de 14 $R_\odot$ (0.065 UA) sur une orbite quasi circulaire. Casey et al. (1995) détectent lors de nouvelles observations spectroscopiques de TY CrA des raies en absorption de la composante secondaire, mais aussi celles d'une troisième composante inconnue jusqu'alors. La détection de la raie Li I6708 Å leur permet de confirmer la nature pré-séquence principale du système. Corporon et al. (1996)

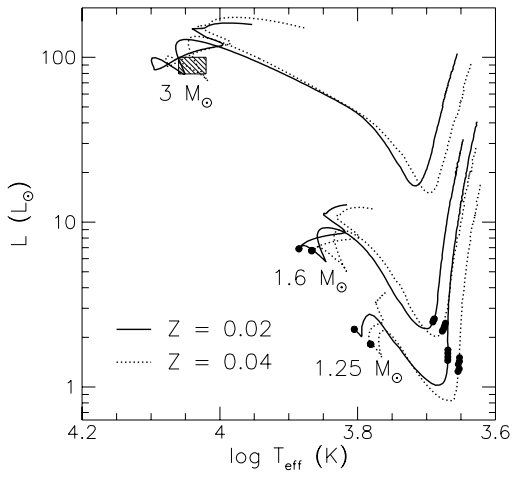

Fig. 1.1 – Diagramme HR de la seconde et de la troisième composante de TY CrA en fonction de l'âge de la primaire. Cette figure est tirée des travaux de Beust et al. (1997).

déterminent alors les paramètres orbitaux de cette troisième composante avec un semi-grand axe de 1-1.5 UA, une excentricité $e \sim 0.5$, une inclinaison $i \sim 16 - 25°$ par rapport au plan orbital de la binaire et une masse $M_3 = 1.2 - 1.4\ M_\odot$. Dans une étude dynamique de TY CrA, Beust et al. (1997) étudient la stabilité de ce système et estiment l'âge du système à partir des modèles de Siess et al. (1997) à $3 - 3.5$ millions d'années. Ce résultat sera plus tard confirmé par Casey et al. (1998) et Palla & Stahler (2001). La figure 1.1.3 présente le diagramme HR illustrant les prédictions pour les composantes secondaire et primaire en fonction de l'âge de 3 à 3.5 millions d'années pour la primaire. Une étude dynamique poussée de Beust et al. (1997) révèle que l'équilibre de ce système est assuré par les effets de marée dans la binaire centrale. Sans ce mécanisme, la dynamique serait dominée par le phénomène de résonance, décrit par Kozaï (1962), qui mènerait à la destruction du système.

1.2 Article A&A : Imagerie HC et HRA avec NACO du système multiple TY CrA

La richesse de ce système régulièrement étudié ces vingt dernières années nous a encouragés à mener une campagne d'imagerie à HC et HRA avec NACO pour étudier son environnement CS proche. Dans le cadre du 3ème *commisionning* de NACO, nous avons donc observé TY CrA le 31 mars 2002 en imagerie classique dans les bandes étroites NB1.26 et NB2.17.

1.2.1 Résultats, photométrie et statut de ce nouvel objet

Nous avons alors détecté une source faible $\Delta[2.17] = 2.8$ située à $\sim 0.3''$ (41 UA) du système triple TY CrA non résolu. À partir des observations de l'étoile de référence SAO 210858, j'ai obtenu avec Thierry Fusco les contrastes et les positions relatives de cet objet après déconvolution avec *MISTRAL*. Explorant les degrès de liberté sur la distance 117-136-161 pc, et sur l'âge de TY CrA 3-4 millions d'années, j'ai déterminé une masse de $M_4 \sim 0.4\ M_\odot$ correspondant à un compagnon de type spectral M1-6 dans le cas où cet objet serait physiquement lié.

1.2.2 Étude dynamique du système

En collaboration avec Hervé Beust, nous avons étudié la stabilité dynamique de ce système dans le cas où l'existence de cette quatrième composante se confirmait. Outre des implications sur la stabilité entre la troisième et la quatrième composante, cet objet aurait une influence importante sur la stabilité des poussières dans un tel système et pourrait expliquer la présence de poussières froides à plus de 1000 UA.

Astronomy & Astrophysics manuscript no.
(will be inserted by hand later)

VLT/NACO adaptive optics imaging of the TY CrA system

A fourth stellar component candidate detected

G. Chauvin[1], A-M. Lagrange[1], H. Beust[1], T. Fusco[2], D. Mouillet[3], F. Lacombe[4], P. Pujet[5], G. Rousset[2], E. Gendron[4], J-M. Conan[2], D. Bauduin[4], D. Rouan[4], W. Brandner[6], R. Lenzen[6], N. Hubin[7], and M. Hartung[6]

[1]Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire de Grenoble, 414, Rue de la piscine, Saint-Martin d'Hères, France
[2]ONERA, BP52, 29 Avenue de la Division Leclerc Châtillon Cedex, France
[3]Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire Midi-Pyrénées, 57 Av. d'Azereix BP 826 65008 Tarbes Cedex, France
[4]Laboratoire D'Etudes Spatiales et d'Instrumentation en Astrophysique, Observatoire de Paris, Bat. 16, 5 Place J. Jansen, 92195 Meudon, France
[5]Canada-France-Hawaii Telescope Corporation, PO Box 1597, Kamuela, HI96743, USA
[6]Max-Planck-Institut für Astronomie, Königstuhl 17, D-69117, Heidelberg, Germany
[7]ESO, Karl-Schwarzschild-Str. 2, D-85748, Garching, Germany

Received: / Accepted:

Abstract. We report the detection of a possible subsolar mass companion to the triple young system TY CrA using the NACO instrument at the VLT UT4 during its commissioning. Assuming for TY CrA a distance similar to that of the close binary system HD 176386, the photometric spectral type of this fourth stellar component candidate is consistent with an ∼M4 star. We discuss the dynamical stability of this possible quadruple system as well as the possible location of dusty particles inside or outside the system.

Key words. binaries: eclipsing — stars: pre-main sequence — stars: low-mass — circumstellar matter

1. Introduction

The CrA dark cloud has been extensively studied from X ray (Neuhäuser et al., 2000) to IR (Wilking et al., 1997) and radio wavelengths as one of the closest star forming regions. Nearby clouds such as the reflection nebula around R CrA greatly help understanding the stellar formation processes and can be used to compare general tendancies in various star forming regions (see e.g. Chen et al., 1997). This small cloud is now known to host dozens of young stars, mostly low mass stars and brown dwarfs, plus a few high mass stars. Among the latters, TY CrA (B9) is the one of the brightest at optical and near IR, together with R CrA (A5), HD 176386 (A0) and T CrA (F0). As other peculiar massive multiple systems HR 5999 with a T Tauri companion (Stecklum et al., 1995) or the eclipsing binary EK Cep (Claret, 1995b), TY CrA deserves particular attention as it adresses the question of massive star formation.

The distance of the TY CrA system is presently unknown. However, at $\sim 57''$ away, the binary system HD 176386 shares common proper motion with TY CrA (Teixeira et al., 2000). We can then reasonably assume that these two systems are physically bound and then consider for TY CrA the *Hipparcos* distance of 136^{+25}_{-19} pc measured for HD 176386 (as assumed by Siebenmorgen et al. (2000)).

TY CrA has been identified and characterized by Corporon et al. (1994) as an eclipsing spectroscopic binary (SB) Pre Main Sequence (PMS) system. Two years later, Casey et al. (1995) and Corporon et al. (1996) showed that TY CrA is a triple SB system, the first one detected among young and massive Herbig stars. Eclipsing binary stars are very precious as they allow a precise determination of the star masses. Coupled to evolutionary tracks, they help deriving ages for the system. Both mass and age are crucial parameters for studies of stellar systems dynamics and stability and provide thus valuable constraints on binary system early evolution processes (see e.g. Prato et al., 2002). In the case of TY CrA, the masses have been found to be $M_1 = 3.0\,M_\odot$, $M_2 = 1.6\,M_\odot$ and $M_3 = 1.2 - 1.4\,M_\odot$ (Casey et al., 1998; Corporon et al., 1996). The secondary and tertiary components are very close to the primary, with semi major axes of respectively

Send offprint requests to: Gaël Chauvin e-mail: gchauvin@obs.ujf-grenoble.fr

Table 1. NACO observations of TY CrA and SAO210858: instrumental set-up and observations logs. Camera S27 and S13 respectively provide 27.0 and 13.4 mas/pixel sampling. DIT and NDIT correspond respectively to the exposure integration time and the number of exposures.

Star	Central Wavelength (μm)	Bandwidth (μm)	DIT (s)	NDIT	Camera	WFS	Dichroic
TY CrA	2.166	0.023	0.6	100	S27	VIS	VIS
TY CrA	1.257	0.014	1	25	S27	VIS	VIS
SAO 210858	2.166	0.023	0.5	50	S13	VIS	VIS
SAO 210858	1.257	0.014	1	25	S13	VIS	VIS

14 $R_\odot$ (0.065 AU) and 1–1.5 AU. Using evolutionary tracks of Swenson et al. (1994); Claret (1995a); D'Antona et al. (1994), Casey et al. (1998) found an age of order 3 Myr for the system, confirming the estimation done by Beust et al. (1997). This figure may be compared with the age of 4 Myr recently derived by Palla & Stahler (2001). The TY CrA system exhibits IR excesses indicative of circumstellar (CS) dust (Cruz-Gonzalez et al., 1984; Wilking et al., 1985; Bibo et al., 1992). At least part of this dust is cold, but the CS material has not been resolved sofar.

The richness of the TY CrA system encouraged us to conduct Adaptive Optics (AO) imaging observations with NACO at the VLT UT4 in the course of the instrument commissioning. A faint visual additional companion candidate, unknown sofar, was discovered close to the unresolved triple system. We present in Sect. 2 the results of the VLT/NACO AO observations. In Sect. 3, we discuss the photometry of the additional companion candidate to TY CrA to test if this object is bound and to determine the corresponding stellar parameters. In Sect. 4, we finally discuss the dynamical status of the possible quadruple system, i.e the possible existence of a *Kozai* resonance between the possible fourth stellar component and the three others. We also discuss the possible location of dusty particles in this system.

2. Observations and results

Near IR images of the TY CrA system (RA=19:01:41, δ=-36:52:34 (J2000), V=9.4, Spectral Type Herbig Be) have been recorded on March 31$^{\rm th}$ 2002 with NACO (Lagrange et al, 2002; Lenzen et al, 2002). NACO is composed of NAOS, the first Adaptive Optics System on the VLT (Rousset et al., 2002) and on the other hand of CONICA, a 1–5 μm imaging, coronographic, spectroscopic and polarimetric instrument (Lenzen et al, 1998).

For these observations, we selected NACO's visible wavefront sensor. With the adequate dichroic, the visible light was directed to NAOS and all the IR light towards CONICA. The CONICA detector is an Aladdin InSb 1024 × 1024 pixel array. The cameras used were either S13 or S27 which provide respectively 0.0134 and 0.0270 arcsec/pixel samplings adapted to the observing wavelengths. The star SAO 210858 (RA=19:03:12, δ=-37:29:11 (J2000), A5, V=10.0) located close to TY CrA was also recorded to get PSF calibrations as close as possible in time to TY CrA observations. The detail of the instrumental set-up is given in Table 1. Although the observations were performed under poor seeing conditions (1.3–1.8$''$), a faint additional object is detected at 0.3$''$ from the unresolved triple system TY CrA. Figure 1 presents the AO images obtained at 1.257 μm and 2.166 μm. The observations were then deconvolved using MISTRAL algorithm (Conan et al., 2000; Fusco et al., 1999). The results are reported in Table 2.

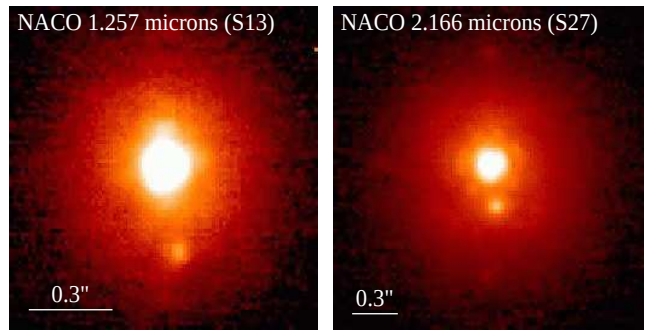

Fig. 1. VLT/NACO AO imaging of the unresolved triple system TY CrA and the fourth stellar component candidate detected at 0.3$''$ at 1.257 μm and 2.166 μm. North is up and east is left.

Table 2. MISTRAL deconvolution results. Contrast and relative position between the unresolved triple system and the fourth stellar component candidate observed at 1.257 μm and 2.166 μm.

Source	Δ[1.257] (mag.)	Δ[2.166] (mag.)	Separation (arcsec)	P.A. (degrees)
TY CrA	3.5 ± 0.3	2.8 ± 0.1	0.294 ± 0.007	188.5 ± 1

3. Companion or background object ?

As this new companion candidate cannot be identified with one of the known spectroscopic components of the TY CrA triple system (contradiction with well known orbit parameters), the first question is whether the photometry of this object is consistent with the photometry of a fourth, gravitationally bound stellar component and if so, to derive the corresponding stellar parameters. The photometry of the unresolved TY CrA system obtained by de

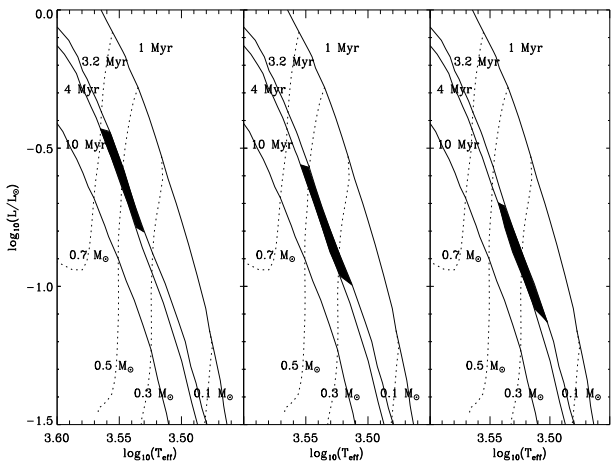

Fig. 2. Evolutionary tracks of Baraffe et al. (1998) with the location of the fourth stellar component candidate to TY CrA based on photometry and assuming an age between 3.2 and 4 Myr for 3 hypothesis of distance: 161 pc, 136 pc and 117 pc (from left to right).

Table 3. Stellar parameters for the fourth stellar component candidate to TY CrA if bound to the system.

Age of 3.2 Myr			
Distance to Earth (pc)	Distance to TY CrA (AU)	Mass ($M_\odot$)	Effective temperature (K)
117	35	[0.2, 0.4]	[3178, 3445]
136	41	[0.25, 0.5]	[3260, 3525]
161	48	[0.35, 0.62]	[3395, 3621]
Age of 4 Myr			
Distance to Earth (pc)	Distance to TY CrA (AU)	Mass ($M_\odot$)	Effective temperature (K)
117	35	[0.25, 0.45]	[3270, 3492]
136	41	[0.3, 0.57]	[3340, 3584]
161	48	[0.4, 0.7]	[3452, 3674]

Winter et al. (2001), $J = 7.36 \pm 0.1$ and $K = 6.57 \pm 0.1$, and the observed contrasts (see Table 2) are used to determine the photometry of the new object. We have made the approximation that the contrasts obtained with the narrow band filters at 1.257 and 2.166 μm were respectively similar to the ones with broad bands filters J and K. The photometry of the fourth component candidate was then compared to the evolutionary tracks of (Baraffe et al., 1998) for an age of 3.2 and 4 Myr. Regarding the important *Hipparcos* parallaxe uncertainties, three hypotheses of distances were considered: 161 pc, 136 pc and 117 pc.

In each case, we used then the color-magnitude diagram for the near-IR color $(J - K)$ to determine the expected stellar parameters for the fourth stellar component candidate to TY CrA if gravitationally bound. The results are reported in Table 3 and are also overplotted to the evolutionary tracks in Fig. 2. For these three distances, the corresponding spectral types found for an age ranging between 3.2 and 4 Myr are M1–M4, M2–M5 and M3–M6. Further spectroscopic observations will help to confirm the companionship of this newly detected object and to characterize precisely its spectra.

4. Dynamical status of the quadruple system ?

We cannot state that the newly discovered object is really bound to the triple system even if the measured colour and brightness are consistent in the frame of the distance and age of the system. Repeated astrometric observations are needed to assert this point. One can however address the effects and consequences if it is physically bound. Hereafter, a $M_4 \sim 0.4 \pm 0.2\,M_\odot$ component orbiting the triple system at ~ 41 AU is considered.

A detailed dynamical modeling of Beust et al. (1997) showed that the stability of the triple system was ensured by tidal effects within the central binary. More specifically, if tidal effects were not present, the secular dynamics of the triple system would be dominated by the *Kozai* resonance (Kozai, 1962; Harrington, 1968). In triple stellar system, this phenomenon is characterized by drastic periodic increases of the eccentricity of the central binary, while in the same time the mutual inclination i between the orbit of the central binary and that of the third component would be subject to sharp drops by more than 40° on very short timescales ($< 10^3$ yr). Active as soon as the inclination i between the two orbits is $\gtrsim 40°$ (Söderhjelm, 1982), only the orbit with the smaller angular momentum (i.e the inner orbit) is strongly affected (Beust et al., 1997). In the case of TY CrA, the ratio of the third body angular momentum over the central binary angular momentum is ~ 4.8. This is enough for initiating a very strong *Kozai* resonance which would strongly affect the central binary (with a possible physical collision) in the absence of tidal effects.

If now a fourth member is identified, it is worth wondering whether a *Kozai* resonance exists between this object and the third body around the central binary. This is of valuable interest, because in that case, no tidal effects in the orbit of the third body are to be expected to assure the dynamical stability of the whole system. Actually a specific dynamical study must be initiated and will be the subject of future work. Depending on the mass assumed for the fourth body, and on the semi-major axis and eccentricities values taken (compatible with the measured projected separation), the angular momentum ratio between the orbits of the third and fourth component is expected to range between ~ 1 and ~ 4. If the mutual inclination is high enough, we may expect a significant *Kozai* resonance as soon as this ratio is $\gtrsim 2$. We thus cannot definitely conclude at present, but we may suspect

that it will be at work and will affect the overall dynamics of the system.

Another important issue is the presence of dust in the system. Cruz-Gonzalez et al. (1984); Wilking et al. (1985) and Bibo et al. (1992) report the detection of a strong far-infrared excess attributed to cold (95 ± 10 K) dust located at about 900 AU from the central binary. According to Bibo et al. (1992), the fact that this distance is very large leads to question whether this dust is of CS origin: if there is some CS dust, why is it only at large distance ? If the whole system is quadruple, dust particles are very unlikely to be dynamically stable at close distance from the central binary. They might be dynamically stable between the central triple system and the fourth body. This actually depends on the orbit assumed for the fourth component, and on the strength of an eventual *Kozai* resonance. If present, dust in this area would be warmer ($\gtrsim 200$ K) and generate a mid-infrared excess that has not been detected sofar. In this context, this non-detection is perhaps an indirect indication of dynamical instability in this region and may put some constraints on the dynamical status of the system. Dust is more safely expected to be found orbiting the four-body system, but not closer to 2–3 times the distance of the fourth body, i.e. at least 100 AU, and probably more if radiation pressure from the central binary is taken into account. The structure of this dust component (circum-quadruple disk or spherical shell ?) is an open question and should depend actually on the dynamical behavior of the four-body system. Obviously a dedicated dynamical study is required.

5. Conclusion

We have presented results of VLT/NACO adaptive optics imaging of the TY CrA system. A fourth stellar component candidate is detected at $\sim 0.3''$ from the unresolved triple system. It is not possible at present time to conclude whether this fourth component is physically bound to the system. If this is the case, this object is likely to be a ~M4 dwarf based on the evolutionary tracks of Baraffe et al. (1998) for an age ranging between 3.2 and 4 Myr and a distance of 136^{+25}_{-19} pc. If so, we can then expect the possible existence of a *Kozai* resonance between the orbit of the fourth component and the third body around the central binary, which could affect the stability of the whole system. Dust particles might be also dynamically unstable between the third and fourth component. The only detection of a strong infrared excess attributed to cold dust orbiting the four-body system may be an indirect indication of dynamical instability in this region. Further dynamical study must be initiated to investigate the status of this possible quadruple system and of the possible location of dust inside or outside the system.

Acknowledgements. We would like to thank the staff of the ESO paranal observatory and the NAOS/CONICA team for their work on the instrument (without them, this work could not have been carried on) and particulary Françoise Crifo for her precious comments.

References

Baraffe I., Chabrier G., Allard F. & Hauschildt P.H., 1998, A&A 337, 403
Beust H., Corporon P., Siess L., Forestini M. & Lagrange A.-M., 1997, A&A, 320, 478
Bibo E.A., Thé P.S. & Dawanas D.N., 1992, A&A, 277, 439
Casey B.W., Mathieu, R.D., Suntzeff, N.B. & Walter, F.M. 1995, AJ, 109, 2156
Casey B.W., Mathieu, R.D., Luiz Paulo, R.V., Andersen, J. & Suntzeff, N.B., 1998, AJ, 115, 1617
Chen H., Grenfell T.G., Myers P.C. & Hughes J.D., 1997, ApJ 478, 295
Claret A. 1995, A&A, 109, 441
Claret A., Giménez A. & Martín E.L. 1995, A&A, 302, 741
Conan J.-M., Fusco T., Mugnier L., et al., 2000, Proc. SPIE, Vol. 4007 (P.L. Wizinowich, Ed.), p.913
Corporon P., Lagrange A.-M. & Bouvier J., 1994, A&A 282, L21
Corporon P., Lagrange A.-M. & Beust H., 1996, A&A 310, 228
Cruz-Gonzalez I., McBreen B. & Fazio G.G., 1984, ApJ 279, 679
D'Antona F. & Mazzitelli I. 1994, ApJS, 90, 467
de Winter D., Van den Ancker M.E., Maira A., et al., 2001, A&A, 380, 609
Fusco T., Véran J.-P., Conan J.-M. & Mugnier L., 1999, A&AS 134, 193
Harrington R.S., 1968, AJ 73, 190
Kozai Y., 1962, AJ 67, 591
Lagrange A.-M., Mouillet D., Beuzit J.-L., et al., 2002, SPIE, in press
Lenzen R., Hofmann R., Bizenberger P. & Tusche A., 1998, SPIE, Vol. 3354
Lenzen R., Hartung M., Brandner et al. 2002, SPIE, Vol. 4841
Neuhäuser R., Walter F.M., Covino E., et al. 2000, A&AS 146, 323
Palla F., Stahler S.W., 2001 ApJ 553, 299
Prato L., Simon M., Mazeh T., et al., 2002, ApJ 569, 863
Rousset G., Lacombe F., Puget P. et al., 2002, SPIE, Vol. 4007
Siebenmorgen R., Prusti T., Natte A. & Müller T.G. 2000, A&A, 361, 258
Söderhjelm S., 1982, A&A 107, 54
Stecklum B., Eckart A., Henning Th. & Löwe M. 1995, A&A, 296, 463
Swenson F.J, Faulkner J., Roger F.J. & Iglesias C.A. 1994, ApJ 425, 286
Teixeira R., Ducourant C., Sartori M.J. et al. 2000, A&A, 361, 1143
Wilking B.A., Harvey P.M., Joy M., Hyland A.R. & Jones T.J. 1985, ApJ 293, 165
Wilking B.A., McCaughrean M.J., Burton M.G., et al., 1997, AJ 114, 2029

1.3 Perspectives

1.3.1 Caractérisation spectroscopique avec NACO

De futures observations spectroscopiques avec l'instrument NACO sont nécessaires pour confirmer la nature de cette possible quatrième composante du système multiple TY CrA. Elles devraient par ailleurs permettre de caractériser clairement le type spectral de cet objet, ainsi que ses paramètres physiques (masse, luminosité et rayon) à partir des modèles stellaires évolutifs.

1.3.2 Étude dynamique approfondie

Dans le cas d'une confirmation, une étude plus approfondie d'Hervé Beust sur la dynamique du système sera nécessaire. Cette étude permettra d'analyser l'existence possible d'une instabilité dynamique causée par une résonance de *Kozaï* entre la troisième et la quatrième composante, ainsi que la manière dont la poussière se répartit dans le système. Un schéma du système est reporté dans la figure 1.2.

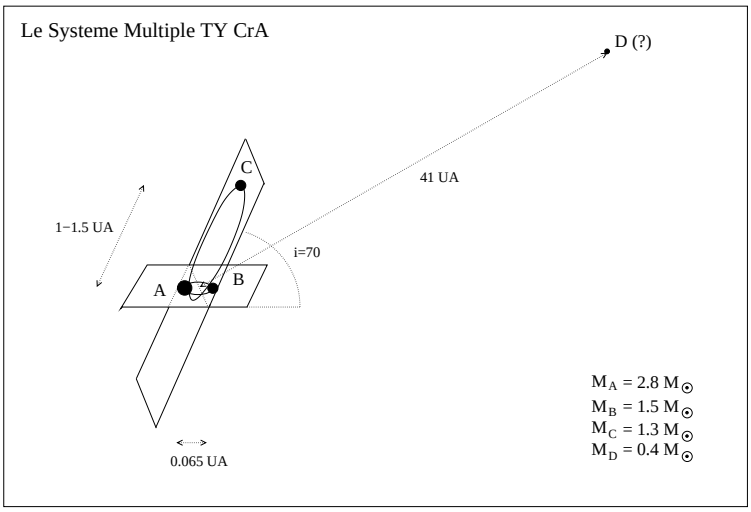

Fig. 1.2 – Schéma du sytème TY CrA. La composante de poussières froides détectée par Bibo et al. (1992) se trouverait au-delà de 100 UA au vu des instabilités dynamiques créées par la quatrième composante (si elle est liée).

Il est par ailleurs envisageable de détecter la troisième composante de ce système avec NACO bien qu'on atteigne ici les limites de l'instrument. Un demi grand axe de 1 à 1.5 UA pour un système à 136 pc correspond à une séparation angulaire de 7 à 12 *mas*. Il n'est, en effet, pas impossible, sous d'excellentes conditions, de résoudre en bande J une binaire ayant une séparation inférieure à la limite de diffraction de NACO de 30 *mas*.

Chapitre 2

L'environnement Circumstellaire d'Orion n

Sommaire

2.1 Le grand complexe moléculaire d'Orion 209

2.2 Article A&A : Imagerie avec NACO de l'environnement circumstellaire de Orion n 211

2.1 Le grand complexe moléculaire d'Orion

2.1.1 Fonction de masse initiale

La région de formation d'Orion, située à 450 pc du Soleil, est le complexe de formation d'étoiles massives qui a été le plus étudié. De l'observation des mouvements propres (Jones & Walker 1988), à l'imagerie optique et IR au sol (Herbig & Terndrup 1986; McCaughrean & Stauffer 1994; Simon et al. 1999), dans l'espace (Prosser et al. 1994; Stolovy et al. 1998; Schultz et al. 1999; Luhman et al. 2000), beaucoup d'efforts ont été consacrés à caractériser particulièrement la fonction de masse initiale (FMI) qui donne le nombre d'étoiles formées par unité de masse. La figure 2.1 (*à gauche*) présente un champ large de ce nuage moléculaire obtenu avec HST/NICMOS. À partir de spectroscopie et photométrie visibles, Hillenbrand (1997) a notamment pu construire le diagramme HR pour plus de mille étoiles de cette association et déduire une FMI piquée à 0.2 $M_{\odot}$. Ces travaux ont été étendus aux étoiles de faibles masses et aux NBs par Hillenbrand & Carpenter (2000), Lucas et al. (2000) et Luhman et al. (2000). Lucas et al. (2000) ont montré que 30% des 500 sources qu'ils avaient observées étaient des NBs incluant des objets de masses semblables aux planètes géantes. Connaître cette FMI jusque dans le domaine des masses substellaires, la comparer à celles d'autres régions de formation, dans le but de savoir si cette fonction est universelle, si elle dépend des conditions initiales du nuage moléculaire, des sources en présence, est crucial pour comprendre les processus qui mènent à la formation des étoiles et des NBs.

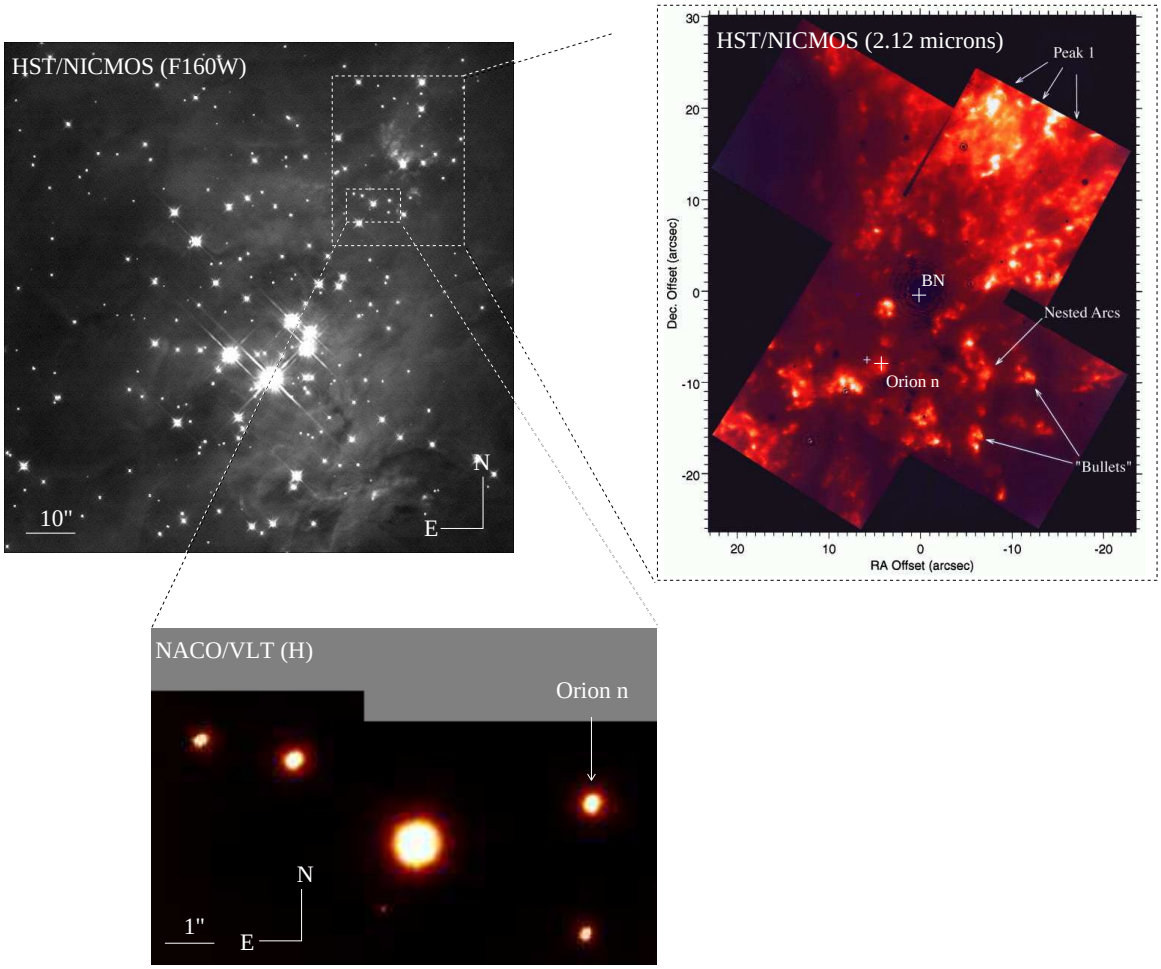

Fig. 2.1 – Images d'Orion centrées sur le Trapezium, obtenues par Luhman et al. (2000) avec le HST/NICMOS dans le filtre F160W. Image de la région de BN obtenue avec HST/NICMOS à 2.12 μm par Stolovy et al. (1998). Et enfin image du champ observé avec NACO en bande H.

2.1.2 Une région mouvementée

Outre son importance dans l'étude de la formation stellaire et substellaire, cette région est très intéressante de par sa structure très riche. L'existence d'importantes régions d'émission d'hydrogène moléculaire (H_2) est en effet caractéristique de chocs créés par l'interaction de flots de gaz, éjecté de jeunes objets en formation avec la matière du nuage moléculaire qui les entoure. Stolovy et al. (1998) et Schultz et al. (1999) ont imagé avec le HST la région particulière autour de la source Becklin-Neugebauer-Kleinmann-Low (BN) révélant des structures fines, connues sous le nom de "doigts", des arches, ainsi que des sources enfouies. La figure 2.1, *à droite*, présente une carte en H_2 à 2.12 μm obtenue par Stolovy et al. (1998).

2.1.3 L'objet singulier Orion n

Orion n est une source localisée à 10″ au sud et 4″ à l'est de la source BN. Cette source extrêmement rouge a une position qui coïncide avec celle de la double source radio détectée par Menten et al. (1995), et avec l'émission en CO à 2 μm observée par Luhman et al. (2000). Cet objet semble être responsable de l'éjection de flots de gaz qui pourrait expliquer l'importante activité en émission H II de cette région. Il pourrait être aussi à l'origine de l'importante luminosité de l'objet proche BN.

2.2 Article A&A : Imagerie avec NACO de l'environnement circumstellaire de Orion n

2.2.1 Observations

Lors des observations du temps garanti de NACO en décembre 2002, nous avons observé à plusieurs reprises le champ de calibration astrométrique au sud-est de la source BN du grand complexe moléculaire OMC-1 du nuage d'Orion. En étudiant plus attentivement les images obtenues avec NACO, en comparaison des images HST de Luhman et al. (2000), Anne-Marie Lagrange a identifié une source faible qui n'était pas connue dans l'environnement circumstellaire proche de la source d'Orion n. Cette source est située à 0.609″ ± 0.005 et à un angle de 256.1° ± 0.5. À partir des images dans les bandes J et H, j'ai pu obtenir la photométrie de cet objet avec l'algorithme de déconvolution de Véran (1997).

2.2.2 Un compagnon de faible masse ?

Une étude comparative des valeurs de photométrie en J et H, en fonction des prédictions du modèle évolutif de BCAH98 et de l'extinction A_V sur la ligne de visée, m'a permis de déterminer un intervalle de masse dans le cas où cet objet serait lié à Orion n. Cet intervalle est compris entre 20 et 150 M_J pour des extinctions respectives de $A_V = 3$ et $A_V = 17$. Il pourrait donc s'agir d'un objet de type NB dans le cas d'une extinction inférieure à $A_V < 10 - 13$. En comparant la photométrie de Orion n en J aux modèles de BCAH98 en fonction de l'extinction, il apparaît que cet objet serait compatible avec une étoile de faible masse pour de fortes extinctions $A_V \geq 15$. Par contre, aucune solution de masse et d'extinction n'est compatible avec les photométries J et H, ce qui semble conforter l'idée que la source Orion n est entourée de poussières. Ce résultat n'est pas surprenant, au regard de la distribution spectrale d'énergie très rouge de cette source.

Astronomy & Astrophysics manuscript no.
(will be inserted by hand later)

The environment of the very red object Orion n

A possible low mass companion ?

A.-M. Lagrange[1], G. Chauvin[1], D. Rouan[2], E. Gendron[2], J.-L. Beuzit[1], F. Lacombe[2], G. Rousset[3], C. Dougados[1], T. Fusco[3], D. Mouillet[4], J.-M. Conan[3], E. Stadler[1], J. Deleglise[2], and C. Perrier[1]

[1]Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire de Grenoble, 414, Rue de la piscine, Saint-Martin d'Hères, France
[2]ONERA, BP52, 29 Avenue de la Division Leclerc Châtillon Cedex, France
[3]Laboratoire D'Etudes Spatiales et d'Instrumentation en Astrophysique, Observatoire de Paris, Bat. 16, 5 Place J. Jansen, 92195 Meudon, France
[4]Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire Midi-Pyrénées, Tarbes, France

Received: / Accepted:

Abstract. We have imaged at high angular resolution the close environement of the very red source Orion n with NACO at the VLT UT4. We report the detection of a faint point like object 0.6″ away from this source. Assuming a distance of 450^{+50}_{-50} pc and an age of 1 Myr, the photometry of this candidate companion is consistent with an object of mass 70-150 M_J assuming a visible extinction of $A_V = 3 - 17$. The relationship between this object and Orion n is discussed hereafter.

Key words. star formation regions — stars: low-mass — stars: pre-main sequence — brown dwarfs

1. Introduction

The Orion region is extensively studied as one of the closest dense star-forming regions. In particular, many efforts have been devoted to derive the IMF in this region, see e.g. Mc Caughrean et al. (1994); Luhman et al. (2000); Hillenbrand & Carpenter (2000) and references therein. Improved instruments have recently allowed especially to study the low mass end of the IMF, down to the brown dwarf (BD) regime. In their near IR survey of the Trapezium cluster, Lucas et al. (2000) found that 30 % of the 500 sources observed are BDs, including objects with masses down to the planetary regime. These so-called free floating planets have been questioned by Hillenbrand & Carpenter (2000). However, recent spectroscopic observations in the σ Orionis cluster (Zapatero et al., 2002) report the detection of a methane dwarf with a mass of 3^{+5}_{-1} M_J (for an age ranging between 1 and 8 Myr), which tends to prove the existence of such objects. Existence of isolated planetary mass objects raises the question of their formation mechanism, as up to now planets were supposed to form within a stellar environment. To further investigate the process(es) of BD and planet formation, both isolated and bound objects must be found and studied. Presently, bound BDs and planets are being extensively searched. So far, only a few BDs bound to stars have been discovered at short separations ($\leq$ 4 AU) with RV surveys ("brown dwarf desert" phenomenon; Halbwachs et al. (2000)). At larger separations (typ. 1000 AU), more BDs have been found with imaging techniques (Gizis et al., 2001), but data are still missing to derive good statistics over a wide range of separations and contrasts.

In the course of Orion observations with NACO, we recorded near IR images of the region South East of BN. The use of an IR wavefront sensor on this AO system on the VLT allows to get data with unprecedented quality. In the observed field originally dedicated to astrometric calibrations, a faint companion candidate to the very red source Orion n was discovered. The observations are described in Sect. 2. In Sect. 3-4, the properties of this new object are derived and discussed.

2. Observations

2.1. Observing log

Observations of the surroundings of Orion were performed in November 2002 with the newly installed NACO instrument at VLT-UT4. The NAOS adaptive optics system (Rousset et al., 2002; Lagrange et al, 2002) provides diffraction limited images in the near infrared (IR) and feeds the observing camera CONICA (Lenzen et al, 1998), equipped with an Alladin detector, covering the 1-5 μm

Send offprint requests to:

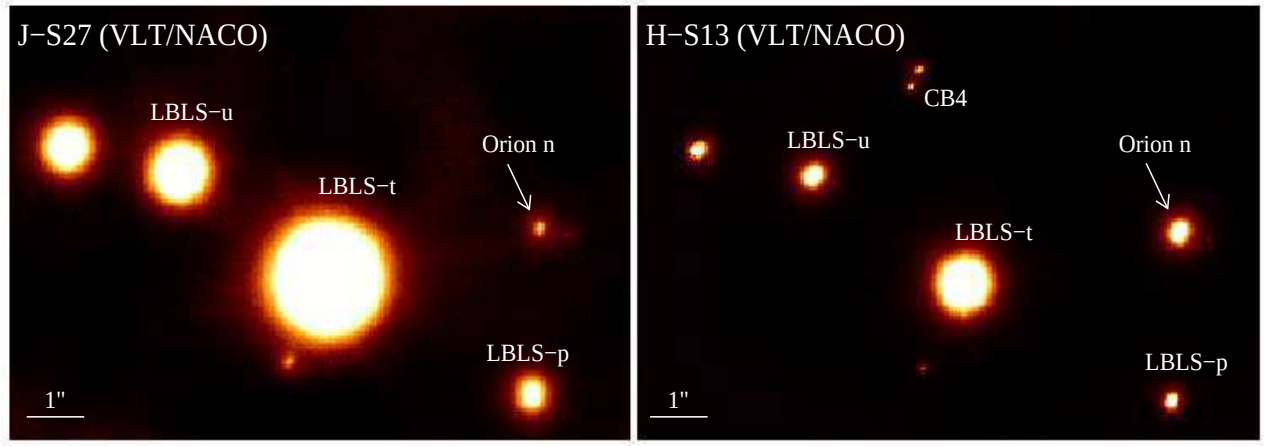

Fig. 1. VLT/NACO images of the observed field in Orion in J band (*left*) and in H band (*right*). The identification of the objects in the field is superimposed (see Table 2). Orion n is at the right of the images. The CB4 source refers to the binary identified by (Stolovy et al., 1998). On both images, north is up and east is left. BN located $10''$ north and $4''$ west was used for AO servoing.

range. Noticeably, NACO is equipped with an IR wavefront sensor (WFS), allowing to servo on very red objects such as BN. The light coming from the telescope was split between NAOS and CONICA with a dichroic which transmit 20% of the IR flux towards NAOS and its IR WFS and the rest towards CONICA.

Images of Orion n were obtained at J and H. Table 1 summarizes the observations. The sky was clear but not perfectly photometric. The seeing conditions were not so good, $\sim 1.4''$ during observations in J band and $\sim 1.1''$ in H band. The corresponding strehl and FWHM performed by the AO system were $\sim$ 10 % and $\sim 0.16''$ in J and $\sim$ 20 % and $\sim 0.08''$ in H. BN (K=6.4; Simon et al. (1999)), located at about $10''$ north and $4''$ west from Orion n was used as the AO reference star. The cameras used were the S27 in J, which provides a $\sim$ 27.0 mas/pixel sampling, and S13 in H with a pixel scale estimated at 13.24 ± 0.05 mas/pixel using the astrometric field of Orion n in Fig. 1 (Luhman et al., 2000; Mc Caughrean et al., 1994). The orientation was found to lie to the west of the vertical by -0.05 ± 0.1^o. It can be noticed that the J data are undersampled.

Table 1. Observing set-up

Filter	λ (μm)	$\Delta\lambda$ (μm)	DIT (s)	NDIT	Cam.	WFS/Dich.
J	1.27	0.25	10s	40	S27	IR/N20C80
H	1.66	0.33	2s	400	S13	IR/N20C80

2.2. Data reduction

To allow a proper background subtraction and the minimisation of instrumental effects, each observation consisted of several images offsetted by a few arcseconds combined with a jitter of a few milliarcseconds. The individual raw data were flat fielded using a gain map normalized to unity. This gain map was derived from sky images taken on the sky at day time. An artificial sky+background image was generated by making a median across the jittered images and flat fielding. The individual flatfielded images were then corrected from the sky+background image and then stacked together using a cross correlation algorithm. The reduction was performed using the ECLIPSE package delivered by ESO and IDL.

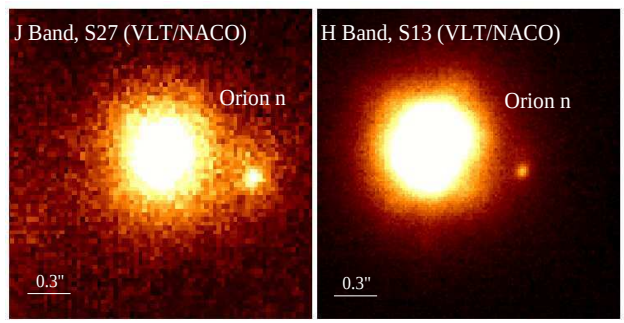

Fig. 2. Zoom on the close environment of Orion n in J Band (*left* and in H Band (*right*). A faint companion is detected $0.6''$ away. North is up, east is left.

2.3. Photometric measurements

Figures 1 and 2 show the resulting images at J and H bands. Table 2 gives the identification of the sources together with published photometry. The names of the target refer to Lonsdale et al. (1982). Orion n, at the right of the image, is a very red source (F(110nm)-F(160nm)=4.25; Luhman et al. (2000)), first detected by Lonsdale et al. (1982) and identified as a reddened star

Table 2. Stars used to perform photometry. L and (1) refers to Luhman et al. (2000); S to Simon et al. (1999); H and (2) to Hillenbrand & Carpenter (2000)

Name	RA(2000)	Delta(2000)	F110 (1)	F160 (1)	H (2)	Comments
LBLS-u	05:35:14.86	-05:22:31.8	13.06	11.73	11.58	S53; L75; H453
LBLS-p	05:35:14.36	-05:22:36.3	15.11	12.91	12.94	S34; L52; H439
Orion n, LBLS-n	05:35:14.35	-05:22:32.9	16.23	11.98	11.47	S32; L50; H448

Table 3. Resulting magnitudes of the observed sources (see text).

Object	J (mag)	H (mag)	separation ($''$)	PA (^{o})
LBLS-u	12.85	11.63		
LBLS-p	14.45	12.72		
Orion n A	15.77	11.42		
Orion n B	17.57	15.88	0.609±0.005	256.1±0.5

by Wynn-William et al. (1984). Our new high resolution images show the presence of a faint companion at $0.609\,'' \pm 0.005$ from Orion n, with a PA of $256.1^o \pm 0.5$. The companion appears clearly bluer than Orion n.

Signal extraction was done using a deconvolution algorithm using a PSF in the field (Veran, 1997) to extract flux ratios and relative positions. For PSFs, we tried both LBLS-u and LBLS-p, and the obtained contrasts matched within 0.1 magnitude.

Conversion to fluxes was performed using LBLS-p (the closest object to Orion n) as a photometric reference and using as a first step NICMOS data in F110W and F160W Luhman et al. (2000). To correct for the differences between NICMOS and NACO filters, we used the following laws (Brandner et al., 2001):

$$m_{110} - J = (0.263 \pm 0.020)(m_{110} - m_{160}) + (0.083 \pm 0.022)$$

$$m_{160} - H = (0.072 \pm 0.041)(m_{110} - m_{160}) + (0.032 \pm 0.045).$$

Table 3 provides the derived magnitudes after correction. The correction effect is much stronger at J band than at H band. For our objects, the correction may be as high as 0.6 magnitude for the J band and but is less than 0.2 magnitude at H band. If we compare the H magnitudes derived to those provided by Hillenbrand & Carpenter (2000), the data also agree within 0.2 magnitude. Finally, we estimate conservatively that given the various steps of photometric determinations, an error of 0.3 magnitude for the H band and 0.6 for J band has to be adopted.

3. Orion n B properties

Given the strong absorbing molecular cloud behind this region, we can reasonnably assume that the Orion n companion is not a background object (Goldsmith et al., 1997). According to Besançon galactic models, the probability for the object to be a background one is less than 0.1%. The $(J - H \geq 1)$ color also excludes the possibility for the object to be a foreground Main Sequence or young star. We assume then here that the object is located in Orion, i.e at a distance $\simeq$ 450 pc. To get the de-reddened magnitudes of the objects, we use Rieke et al. (1985) extinction law who assumes $A_J = 0.282\ A_V$ and $A_H = 0.175\ A_V$, hence $E(J - H)$=0.107 A_V.

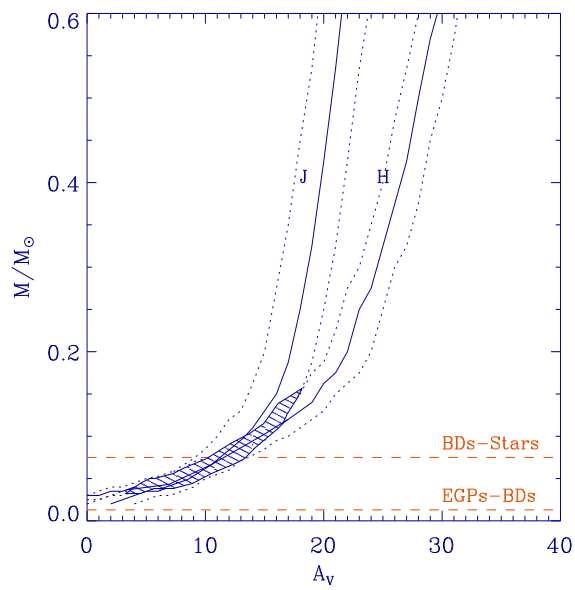

Fig. 3. Theoritical model predictions of Baraffe et al. (1998) for an age of 1 Myr to derive the masses yielding the observed J and H magnitudes as a function of the extinction A_V. The hatched region shows the parameter space compatible with the model and the uncertainties in the J and H photometry.

The visual extinction towards this region is not precisely known; it is very variable and can reach very high values (Luhman et al. (2000), Gezari et al. (1998)). The latter find respective values of 17 and 58 towards the very red sources BN and IRC2 from 10.8 μm silicate absorption. From the same data, one can estimate the A_V towards Orion n to be ranging between 30 and 35. However, the angular resolution ($\simeq$ 0.8 $''$) of those spectroscopic measurements is relatively low and so different values of extinctions in the very direction of Orion n B must be considered. Figure 3 gives the ranges of mass derived from the observed J and H magnitudes and based on Baraffe et al. (1998) models as a function of visual extinction, between 0

and 40. The hatched region shows the parameter compatible space with the model and the uncertainties in J and H photometry. The corresponding companion mass ranges between 70 and 150 M_J for an extinction A_V between 3 and 17. We note that larger values for the extinction, especially as large as the one expected towards Orion n have to be excluded.

4. Connection to Orion n

Orion n is a very peculiar object, with a strong IR flux. Its position coincides within $0.1''$ with a peculiar double radio source (PA $\simeq 190^o$; Menten et al. (1995)) as well as CO emission in the 2 μm region (Luhman et al. (2000)). The H_2O maser emission is similar to those found in high mass star forming regions. Both authors agree that this puzzling object might drive a mass outflow and could take a role in the energetic phenomena in this region. Gezari et al. (1998) also quote the region around Orion n as one of the possible sources of the strong luminosity of the BN region, eventhough mid IR data do not indicate that it is "exceptionnally luminous" in the IR. The PA and separation of the companion do not match any of the double peak observed at 8.4 GHz (Menten et al., 1995) nor do they match the center of expansion of the high velocity water masers observed by Genzel et al. (1981). Hence there is no indication for any link between this new object and the radio sources.

If we proceed for Orion-n as in section 3, we get from the J band values that are compatible with Orion n being a high mass star and having a large extinction (≥ 15). This is compatible with Gezari et al. (1998) results. Considering now both J and H magnitudes, no sincle extinction is compatible assuming the intrinsic SED of a high mass star, which is not surprising regarding the real source's rising spectrum at near IR (Luhman et al., 2000). As already known, Orion n cannot be indeed modeled as a simple high mass star, but an additional source of IR luminosity (circumstellar dust?) must be added.

The present observations do not reveal the presence of bright near IR sources close to Orion n down to a separation of $\simeq 20$ AU. Until higher spatial resolution data are available, Orion n is then a single high mass star, with an extra source of IR luminosity.

The relatively lower extinction found towards the companion might signify, if the companion is indeed located at Orion n distance, that the high extinction towards Orion n is well peaked and maybe due to a dense circumstellar disk. Noticeably, similar conclusions were reached from the modeling of the very red source BN (Dougados et al., 1993).

5. Concluding remarks

We have detected with NACO a faint companion $\sim 0.6''$ away from the very red and peculiar source Orion n. The photometric data are compatible with the object being a 70-150 M_J object and with an extinction A_V of 5-15. More precise photometric data should help to constrain better the properties of this object. The present data do not allow to test whether the object is physically bound to Orion n and hence being may be a bound low mass star or BD located 270 AUs away from a high mass, quite energetic object, or is just another isolated low mass object, as many dozens known today in the sight line of Orion. In any case, the companion does not significantly participate to the high luminosity of the complex.

Acknowledgements. The data were obtained under NAOS guaranteed time. We thank all the colleagues that have taken part in the NAOS project; we also thank the Paranal staff for thier support during the observations. We also thank F. Allard and I. Baraffe for fruitfull discussions on evolutionary tracks.

References

Baraffe I., Chabrier G., Allard F. & Hauschildt P.H. 1998, A&A 337, 403
Brandner W., Grebel E., Barb R., Walborn N. & Moneti A. 2001, AJ, 122, 858
Dougados C., Lena P., Ridgway S.T., Christou J.C. & Probst R.G. 1993, ApJ., 406, 112
Genzel R., Reid M.J., Morand J.M. & Downes D. 1981, ApJ., 244, 884
Gezari D.Y., Backman D.E. & Werner M.W. 1998, ApJ., 509, 283
Gizis J.E., Kirkpatrick J.D., Burgasser, A. et al. 2001, ApJ 551, 163
Goldsmith P.F., Bergin E.A. & LisD.C 1997, ApJ., 491, 615
Halbwachs, J. L., Arenou, F., Mayor, M., Udry, S. & Queloz, D. 2000, A&A 355, 581
Hillenbrand L.A. & Carpenter J.M. 2000, ApJ., 540, 236
Lagrange A.-M., Mouillet D., Beuzit J.-L., et al., 2002, SPIE, in press
Lenzen R., Hofmann R., Bizenberger P. & Tusche A., 1998, SPIE, Vol. 3354
Lonsdale, C. J, et al 1982, AJ., 1982, 87, 1819
Lucas P.W. & Roche P.F. 2002, MNRAS, 336, 637
Luhman K.L., Rieke G.H, Young E.T. et al 2000, ApJ., 540, 1016
Lucas P.W. & Roche P.F. 2000, MNRAS, 858, 864
Mc Caughrean M.J. & Stauffer J.R. 1994, AJ., 108, 1382
Menten K.M. & Ried M.J. 1995, ApJ., 445, 157
Rieke G.H. & Lebofsky M.J., 1985, ApJ., 288, 618
Rousset G., Lacombe F., Puget P. et al. 2002, SPIE, Vol. 4007
Simon M., Close L.M. & Beck T.L. 1999, AJ., 117, 1375
Stolovy S.R., Burton M.G., Erickson, E.F. et al. 1998, ApJ, 492, 151
Véran, J. P. 1997, Ph.D. thesis, Univ. Paris VII
Wynn-Williams, CG et al, 1984, ApJ. 281, 172
Zapatero Osorio, M. R., et al, 2002, ApJ., 578, 536

Conclusion

Conclusions et perspectives

J'ai presenté, dans ce manuscrit, les différents aspects de mon travail de thèse, en dégageant mes objectifs, ma démarche, mes principaux résultats ainsi que les éléments de réflexion qui les ont éclairés. Introduisant d'abord, brièvement, la complexité de l'architecture et du fonctionnement d'un système d'optique adaptative, j'ai présenté mon implication dans l'intégration et les phases de test de l'instrument NACO, afin d'étudier les caractéristiques du détecteur de CONICA et de participer à la réalisation d'un modèle compensateur de flexions et à l'étude des performances de correction de NAOS. Le temps et l'énergie, consacrés à ce premier travail, m'ont donné des repères essentiels pour analyser les performances et les défaillances d'un système d'optique adaptative, afin de l'utiliser de manière optimale. Évoquant, par ailleurs, le principe et la stratégie d'observation et de réduction de l'imagerie coronographique, j'ai brièvement identifié les limitations de cette technique d'imagerie. Sans les énumérer toutes, j'ai montré qu'elles étaient liées à la variabilité de la correction d'optique adaptative, aux bruits de détection, à l'extinction de l'étoile centrale ou au phénomène de rotation de pupille.

J'ai ensuite présenté une seconde partie de mon travail de thèse, consacrée à développer un modèle de contraste. Ce modèle est dédié à la prédiction des performances de détection des instruments d'optique adaptative. Une fois créé, puis validé, cet outil s'est avéré précieux pour tester la faisabilité des observations et pour estimer les sources les plus faibles détectables dans les environnements circumstellaires. Il m'a aussi servi à étudier l'impact de l'évolution des paramètres instrumentaux sur les capacités de détection afin d'anticiper les conséquences de la dégradation du rapport de strehl, des caractéristiques du détecteur ou de l'efficacité des observations. À mes yeux, il a donc constitué un véritable outil de réflexion pour étudier le comportement des bruits de détection dans les images classiques et coronographiques, dans l'objectif d'optimiser, à terme, les observations sur des instruments d'optique adaptative actuels, mais aussi futurs.

L'approche que j'ai suivie, lors de la réalisation du modèle, s'inscrit pleinement dans les préoccupations actuelles de dévéloppement des instruments qui imageront les premières exoplanètes. Citons par exemple le *Planet Finder* (2008), qui sera peut-être le successeur de NACO, en tant qu'instrument de seconde génération sur le VLT, ou les missions spatiales *NGST* (2008) ou TPF/DARWIN (2015) équipées aussi de coronographes mais qui n'auront pas à se soucier des dégradations causées par l'atmosphère. Le succès de ces projets réside, en partie, sur une identification juste des limites internes des instruments actuels pour orienter les développements technologiques susceptibles d'accroître les performances de détection. Dans le cas de

NACO et des grands télescopes au sol, j'ai notamment mis en évidence les rôles dominants des bruits de speckles *bouillonnants* dans la *zone interne* de l'image et de lecture dans la *zone externe*, lors de l'observation de sources brillantes. Ce constat conforte clairement la recherche de rapports de strehl élevés, le développement des techniques d'imagerie différentielle et des détecteurs à faible bruit et à grande capacité, afin d'utiliser des coronographes interférentiels qui permettront d'accéder aux contrastes nécessaires pour imager les premières planètes.

Mon travail de modélisation des performances de détection et ma participation au projet NACO ont été déterminants pour mener à bien le troisième aspect de mon travail de thèse : la recherche de compagnons de faibles masses et de disques de poussières dans l'environnement proche d'étoiles brillantes. J'ai entrepris une première étude sur les associations jeunes et proches, cibles idéales de par leur statut évolutif et leur proximité. Les résultats, que j'ai obtenus sur le compagnon de l'étoile HD 199143, ont montré que bien connaître l'instrument et les procédures de réduction est décisif pour analyser et interpréter correctement les images d'optique adaptative. J'ai ainsi réfuté l'existence d'un disque circumsecondaire autour de cet objet, probablement simple compagnon stellaire de 0.4 $M_{\odot}$. J'ai le projet de déterminer prochainement le spectre et le mouvement propre de ce compagnon probable pour confirmer sa nature, en décembre 2003 avec l'instrument du CFHT PUEO/KIR+Grif.

Dans l'association jeune MBM 12, j'ai ensuite révélé la présence d'un nombre important de binaires et d'un disque proto-planétaire dont nous avons contraint les paramètres physiques (masse, rayon et distribution de tailles des grains). Cet excès de binaires dans MBM 12 est expliquable selon l'hypothèse que la multiplicité des associations jeunes ne dépend pas de l'âge mais des densités des nuages moléculaires dans lequels elles se forment. J'ai aussi brièvement présenté les résultats préliminaires sur la photométrie J, H et K de chacun de ces objets et sur l'étude polarimétrique d'étoiles devant et derrière le nuage. Ce travail devrait nous permettre d'identifier les différentes sous-structures du nuage moléculaire et de situer la position des membres de l'association. Je dois aussi caractériser spectralement chacune des composantes des binaires serrées de MBM 12 avec l'instrument PUEO/KIR+Grif lors de deux prochaines nuits d'observations en décembre 2003.

La recherche de compagnons stellaires et substellaires en imagerie coronographique dans l'association Tucana-Horologium a apporté des résultats décisifs dans mon travail de thèse. Cette étude constitue la première campagne d'imagerie profonde systématique sur un grand nombre d'étoiles jeunes et proches. J'ai présenté les détections de deux compagnons stellaires probables autour de HIP 1910 et HIP 108422 et de deux candidats substellaires autour de HIP 6856 et GSC 8047-0232. J'ai aussi introduit de récents résultats obtenus avec NACO indiquant notamment que l'objet autour de GSC 8047-0232 est probablement lié et aurait une masse M = 30 M_J. Enfin, j'ai aussi exposé une étude sur la fraction de compagnons stellaires et de compagnons naines brunes dans les associations jeunes et proches. Cette étude met, d'une part, en évidence des valeurs très différentes de fractions de compagnons stellaires qui tracent peut-être des différences de densité dans les conditions initiales de formation des associations. J'ai, d'autre part, montré que la fraction de compagnons naines brunes dans les

associations TW Hydrae, Tucana-Horologium et β Pictoris est de quelques pourcents pour des séparations physiques de quelques dizaine d'UA à quelques centaines d'UA. J'ai aussi mis en évidence le manque actuel de contraintes observationnelles pour mener une étude statistique sur l'évolution du *désert de naines brunes* à différentes séparations physiques.

Dans ce sens, je poursuis cette recherche systématique en imagerie coronographique avec NACO des compagnons faibles dans l'environnement des étoiles jeunes et proches. Nous avons déjà observé une quinzaine d'étoiles parmi les nouveaux membres des associations TW Hydrae, β Pictoris et Tucana-Horologium lors du temps garanti de NACO en décembre 2002, mars 2003 et septembre 2003. Des observations en temps ouvert en octobre 2003 et mars 2004 devraient permettre d'imager une vingtaine d'étoiles supplémentaires et de suivre les mouvements propres des candidats qui ont des photométries comparables à celles d'objets liés. Pour les candidats naines L et T les plus sérieux, je souhaite ensuite les caractériser spectralement dans le visible et l'infra-rouge, respectivement avec les instruments VLT/UVES et VLT/ISAAC. J'ai proposé ensuite dans le cadre du temps garanti sur l'instrument VLTI/AMBER d'étendre notre étude à des séparations plus petites, typiquement de 0.1 UA (2 *mas*) à 4 UA (60 *mas*) pour des étoiles situées typiquement à 50 pc. En complément des observations NACO d'une quarantaine d'étoiles des associations jeunes, nous pourrons donc détecté tous les candidats naines brunes et peut-être planètes géantes présents entre 0.1 et 600 UA, offrant ainsi l'étude la plus complète, en termes de contrastes et de séparations physiques, dans les associations jeunes et proches.

Dans le cadre d'observations du 3ème *commissionning* et du temps garanti de NACO, j'ai aussi exposé de récents résultats obtenus sur les systèmes jeunes singuliers TY CrA et Orion n. De futures observations spectroscopiques devraient permettre de confirmer bientôt la nature du compagnon probable du système triple TY CrA et de permettre de débuter une étude dynamique de la stabilité de ce système complexe.

Enfin, j'ai présenté les résultats d'une seconde étude dédiée à l'imagerie profonde de l'environnement des systèmes tardifs, abritant des naines brunes et des planètes. Les mesures de vitesse radiale contraignent, aujourd'hui, l'existence de compagnons substellaires pour des séparations $\Delta \leq 4$ UA. Les grands relevés IR commencent tout juste à identifier les compagnons substellaires à larges séparations $\Delta \geq 1000$ UA. J'ai montré, que notre programme d'imagerie profonde, se consacre particulièrement à l'étude de l'intervalle de séparations physiques, peu explorées, entre 4 et 1000 UA. J'ai présenté les capacités de détection, obtenues aujourd'hui, avec PUEO/KIR+Grif et avec NACO, pour la recherche de compagnons faibles, mais aussi pour celle des disques de débris. J'ai reporté les détections des premiers compagnons probables dont les études photométriques, astrométriques puis spectroscopiques permettront peut-être de confirmer leurs possibles natures substellaires. De nouveaux candidats seront probalement détectés avec la suite du programme d'imagerie profonde de NACO. Ces résultats devraient donner une estimation préliminaire de la fréquence de compagnons naines brunes autour de ces étoiles. La poursuite de l'analyse fine des observations dans le contexte des disques de débris devrait apporter aussi des contraintes supplémentaires sur la localisation possible des

poussières dans ces systèmes. Enfin, le programme d'étude de la multiplicité des étoiles à planètes devrait permettre, bientôt, de déterminer l'influence des compagnons [sub]stellaires dans les mécanismes de formation planétaire.

Ces résultats participent entièrement à l'effervescence actuelle pour caractériser les systèmes planétaires, c'est-à-dire pour déterminer le nombre de systèmes multiples, les distributions de périodes et de masses, l'influence de la métallicité des étoiles hôtes, de leur environnement, et la présence et la distribution spatiale de poussières. À ces efforts, se joignent les prochaines observations avec les instruments HARPS/ESO3.6 m (première lumière obtenue le 11 Février 2003) et VLT/UVES, pour détecter des planètes dix fois plus légères que Saturne. De fortes contraintes en imagerie et spectroscopie IR sur la morphologie des disques circumstellaires devraient, bientôt, être apportées par le télescope SIRTF, lancé le 25 Aôut 2003. Dans les mois à venir, les premières études astrométriques avec les instruments interférométriques VLTI/AMBER et Keck I et II devraient débuter. Elles seront suivies par les missions spatiales SIM (2009) puis GAIA (2010) et permettront de déterminer les masses réelles des exoplanètes. À ces études astrométriques se joindront les recherches de transit photométrique avec les missions COROT (2006), Eddington (2005) et Kepler (2007) pour détecter des planètes de type terrestre. Puis, à plus long terme, il faudra enfin attendre les premiers instruments imageurs de planètes, le VLT/*Planet Finder* (2008) puis les missions spatiales NGST (2008) et TPF/DARWIN (2015), pour obtenir les premières détections directes. Il sera alors envisageable d'obtenir des informations photométriques et spectroscopiques pour caractériser les paramètres physiques et la composition chimique de l'atmosphère des planètes et pour rechercher peut-être les premières traces de vie hors de notre système solaire.

Références Bibliographiques

Bibliographie

Aime C., Soummer R. & Ferrari A. 2002, *"Total coronagraphic extinction of rectangular apertures using linear prolate apodizations"*, A&A, **389**, 334

Andersson B.G., Idzi R., Uomoto A., Wannier P.G., Chen B. & Jorgensen A.M. 2002, *"A Spectroscopic and Photometric Survey of Stars in the Field of L1457 : A New Distance Determination"*, AJ, **124**, 2164

Artymowicz P. 1997, *"Beta Pictoris : an Early Solar System"*, AREPS, **25**, 175

Augereau J.-C., Lagrange A.-M., Mouillet D., Papaloizou J.C.B. & Grorod P.A. 2000, *"On the HR4796 A circumstellar disk"*, A&A, **348**, 557

Augereau J.-C., Lagrange A.-M., Mouillet D. & Ménard F. 2000, *"HST/NICMOS2 observations of the HD 141569 A circumstellar disk"*, A&A, **350**, L51

Augereau J.-C., Lagrange A.-M., Mouillet D. & Ménard F. 2000, *"HST/NICMOS2 coronagraphic observations of the circumstellar environment of the three old PMS stars : HD 100546, SAO 206462 and MWC 480"*, A&A, **365**, 78

Augereau J.-C. 2000, *"Evolution des disques planètaires : Observations, Modélisation et Perspectives Instrumentales"*, Thèse de doctorat, Univertsité Joseph Fourier, Grenoble

Augereau J.-C. & Papaloizou J.C.B. 2003, *"Structuring the HD141569A circumstellar dust disk : Impact of bound stellar companions"*, A&A, accepté

Baraffe I., Chabrier G., Allard F. & Hauschildt P.H ,1998, A&A, **337**, 403

Baraffe I., Chabrier G., Allard F. & Hauschildt P.H. 2002, A&A, **382**, 563

Baraffe I., Chabrier G., Barman T.S., Allard F. & Hauschildt P.H. 2003, *"Evolutionary models for cool brown dwarfs and extrasolar giant planets. The case of HD 209458"*, A&A, **402**, 701

Bate M.R., Bonnell I.A. & Bromm V. 2002, *"The formation mechanism of brown dwarfs"*, MNRAS, **332**, 65

Baudoz P., Rabbia Y. et Gay J. 1999, *"Achromatic interfero coronography : I. Theoritical capapbilities for ground-based observations"*, A&AS

Baudoz P., Rabbia Y., Gay J. et al. 1999, *"Achromatic interfero coronography : II. Effective performance on the sky"*, A&AS

Becklin E.E. & Zuckerman B. 1988,

Bertout C., Basri G. & Bouvier J. 1988, *"Accretion Disks around T Tauri stars"*, ApJ, **330**, 350

Beust H., Corporon P., Siess L., Forestini M. & Lagrange A.M., 1997, *"Dynamics and Evolutionary Status ot the Young Triple Stellar System, TY Coronae Austrinae"*, A&A, **320**, 478

Bibo E.A., Thé P.S. & Dawanas D.N., 1992, *"The Evolutionary Stage of the Herbig Ae/Be Stars in the R Coronae Australis Star-Forming Region"*, A&A, **277**, 439

Boss A.P. 1997, Science, **276**, 1836

Burgasser A.J. et al. 2000, AJ, **120**, 1100

Burrows A., Marley M., Hubbard W.B., Lunine J.I., Guillot T., Saumon D., Freedman R., Sudarsky D. & Sharp C. 1997, ApJ, **491**, 856

Campbell B., Walker G.A.H. & Yang S. 1988, *"A Search for Substellar Companions to Solar-Type Stars"*, ApJ, **331**, 902

Casey B.W., Mathieu R.D., Suntzeff N.B., Lee C.W. & Cardelli J.A. 1993, *"The Spectroscopic Orbit and Subsynchronous Rotation of the Herbig Ae/Be Star TY CrA"*, AJ, **105**, 6

Casey B.W., Mathieu R.D., Suntzeff N.B. & Walter, F.M. 1995, *"The Pre-Main-Sequence Triple TY CrA : Spectroscopic Detection of the Secondary and Tertiary Components"*, AJ, **109**, 2156

Casey B.W., Mathieu, R.D., Luiz Paulo, R.V., Andersen, J. & Suntzeff, N.B. 1998, *"The Pre-Main-Sequence Eclipsing Binary TY CrA : Precise Stellar Dimensions and Test of Evolutionnary Models"*, AJ, **115**, 1617

Carpenter J. M., Hillenbrand L. A. & Skrutskie M. F. 2001, AJ, **121**, 3160

Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F. & Hauschildt, P.H. 2000, ApJ, **542**, 464

Chassat F. 1992, *"Propagation optique à travers la trubulence atmopshérique ; étude modale de l'anisoplanétisme et application à l'optique adptative"*, Thèse de doctorat, Université Paris VII

Conan J-M. 2000, *"Lien entre le rapport de strehl et l'énergie cohérente"*, Note Interne ONERA

Conan J-M., Madec P-Y., Rousset G. 1992, 13th Sacramento Peak Summer Workshop on *"Real time and post-facto solar image correction"*

Conan J-M. 1994, *"Etude de la correction partielle en optique adaptative"*, Thèse de doctorat, Université Paris XI Orsay

Corporon P., Lagrange A.-M. & Bouvier J., 1994, *"Direct Determination of Stellar and Orbital Parameters of the Spectroscopic Binary TY CrA"*, A&A, **282**, L21

Corporon P., Lagrange A.-M. & Beust H. 1996, *"Further Characteristics of the Young Triple System TY Coronae Austrinae"*, A&A, **310**, 228

Cruz-Gonzalez I., McBreen B. & Fazio G.G., 1984, *"Far-infrared observations of a star-forming region in the Cororan Australis dark cloud"*, ApJ, **279**, 679

Cumming A., Marcy G.W. & Butler P. 1999, ApJ, *"The Lick planet search : detectability and mass thresholds"*, ApJ, **526**, 890

Dahn C.C., Harris H.C., Vrba F.J. et al. 2002, AJ, **124**, 1170

D'Antona F. & Mazzitelli I. 1997, *"Evolution of low mass stars"*, MmSAI, **68**, 807

Decin G., Dominik C., Lanz T. & Habing H.J. 1999, A&A, **357**, 522

de la Reza R., Torres C.A.O., Quast G., Castillo B.V. & Vieira G.L., *?*, ApJ, **343**, L61

Dessenne C. 1998, *"Commande modale et prédictive en optique adptative"*, Thèse de doctorat, Université Paris VII

Duchêne, G. 1999, *"Binary fraction in low-mass star forming regions : a reexamination of the possible excesses and implications*, A&A, **341**, 547

Duchêne, G., Bouvier, J., Simon, T. 1999, A&A, **343**, 831

Duchêne, G. 2000, *"Les Systèmes Binaires Jeunes et Leur Environnemnt Proche : Observations à Haute Résolution Angulaire"*, Thèse de Doctorat, Université Joseph Fourier

Duquennoy, A., Mayor, M. 1991, *"Multiplicity among solar-type stars in the solar neighbourhood : II. Distribution of the orbital elements in an unbiased sample"*, A&A, **248**, 485

Dupin J.-P. 1995, *Techniques d'utilisation des CCDs scientifiques"*, Document interne Laboratoire d'Astrophysique de Toulouse

Guilloteau S., Dutrey A. & Simon M. 1999, *"GG Tauri : the ring world"*, A&A, **348**, 570

Elmegreen B.G. 2000, *"Observational Constrains on the Theory of the IMF"*, Star Formation from the Small to the Large Scale

Els S.G., Sterzik M.F., Marchis G., Pantin E., Endl M. & Kürster M. 2001, A&A, *"A second substellar companion in the Gliese 86 system"*, **370**, L1

Epchtein N. 1997, i.l.s.n. proc, **15**

Feigelson E.D 1996, *"Dispersed TT Stars and Galctic Star Formation"*, ApJ, **468**, 306

Fischer, D., Marcy, G. 1992, *"Multiplicity among M dwarfs"*, ApJ, **396**, 178

Fischer, D., Marcy, G., Butler R.P., Vogt S.S., Frink S. & Apps K. 2001, ApJ, **551**, 1107

Fried D.L. 1966, *"Optical resolution through a randomly inhomogeneous medium for very long and vrey short exposures"*, JOSA, Vol. **56**, p. 1372

Fusco T., Conan, J-M., Mugnier L., Michaut V., Rousset G. 2000, *"Characerisation of adpative optics point spread function for anisoplanetic imaging"*, A&AS, **142**

Fusco T. 2000, *"Correction partielle et anisoplanétisme en optique adaptative : Traitements a posteriori et optique adaptative conjuguée"*, Thèse de doctorat, Université de Nice Sophia-Antipolis :"

Geballe T.R, Knapp G.R., Leggett S.K., Fan X., Golimowski D.A., Anderson S., Brinkmann J., Csabai I., Gunn J.E., Hawley S.L. et al. 2002, *"Toward Spectral Classification of L and T Dwarfs : Infrared and Optical Spectroscopy Analysis"*, ApJ, **564**, 466

Gendron E. & Léna P. 1995, *"Astronomical adaptive optics. 1. :Modal control optimization"*, A&A, 291, 337 :

Gendron E. 1995, *"Optimisation de la commande modale en optique adaptative : applications à l'astronomie"*, Thèse de doctorat, Université Paris VII

Gehrz R.D., Smith N., Low F.J., Krautter J., Nollenberg J.G. & Jones T.J. 1999, *"Thermal infrared images ot the remarkable young nearby mulltiple star HD 98800"*, ApJ, **512**, L55

Gizis J.E., Monet D.G., Reid I.N., Kirkpatrick J.D., Liebert J. & Williams R.J. 2000, AJ, **120**, 1085

Gizis J.E., Kirkpatrick J.D., Burgasser, A., Reid I.N., Monet D.G., Liebert J. Wilson, J.C. 2001, *"Substellar companions to Main-Sequence Stars : No Brown Dwarf Desert at Wide Separations"*, A&A, **551**, 163

Gizis J.E. 2002, *"Brown Dwarfs and The TW Hydrae Association"*, AJ, **124**, 484

Greaves J.S., Holland W.S., Moriatry-Schieven G., Jenness T., Dent W.R.F., Zuckerman B., McCarthy C., Webb R.A., Butner H.M., Gear W.K. & Walker H.J. 1998, *"A dust ring around ϵ Eridani : Analog to the young solar system"*

Greenberg J.-M. & Hage J.-I. 1990, *"From interstellar dust to comets - A unification of observational constrains"*, AJ, **361**, 260

Gregorio-Hetem J., Lépine J.R.D., Quast G., Torres C.A.O. & de la Reza R. 1992, AJ, **115**, 867

Guenther E.W., Neuhäuser R., Huélamo N., Brandner W. & Alves J. 2001, *"Infrared spectrum and proper motion of the brown dwarf companion of HR 7329 in Tucanae"*, A&A, **365**, 514

Halbwachs J.L., Arenou F., Mayor M., Udry S. & Queloz D. 2000, *"Exploring the brown dwarf desert with Hipparcos"*, **355**, 581

Halbwachs, J.-L., Mayor, M., Udry, S. & Arenou, F. 2003, A&A, **397**, 159

Haisch K.E., Lada E.A. & Lada C.J. 2001, *"Disk frequencies and lifetimes in young clusters"*, ApJ, **553**, L153

Hartung M. Thèse

Hearty, T., Neuhäuser, R., Stelzer, B., Fernández, M., Alcalá, J.M., Covino, E., Hambaryan, V. 2000a, *The distance to the nearest star-forming region clouds : MBM 12 and MBM 20*, A&A, **353**, 1044

Hearty, T., Fernández, M., Alcalá, J. M., Covino, E., Neuhäuser, R. 2000b, A&A, **357**, 681

Herbig G.H. 1978, *"The properties of T Tauri stars and related objects"*, AdA&A, **1**, 47

Herbig G.H. & Rao N.K. 1972, *"Second Catalog of Emission-Line Stars of The Orion Population"*, ApJ, **174**, 401

Herbi G.H. & Terndrup D.M. 1986, ApJ, **307**, 609

Herbig G.H. & Bell K.R. 1988, Lick Observatory Bulletin, Santa Cruz

Hillenbrand L.A. 1997, AJ, **113**, 1733

Hillenbrand, L. A. & Carpenter, J. M., 2000, ApJ., **540**, 236

Hinz, J.-L., McCarthy, D.-W., Simons, D.-A., Henry, T.-J., Kirkpatrick, J.D. & McGuire, P.C. 2002, AJ, **123**, 2027

Hobbs, L. M., Blitz, L., Magnani, L. 1986, ApJ, **306**, 109

Hobbs, L. M., Penprase, B. E., Welty, D. E., Blitz, L., Magnani, L. 1988, ApJ, **327**, 356

Hogerheijde M., Jayawardhana R., Johnstone D., Blake G.A. & Kessler J., *Millimiter-Wave Searches for Cold Dust and Molecular Gas around T Tauri stars in MBM 12*, ApJ, **124**, 3387

Itoh Y., Sugitani K., Fukuda N., Nakanishi K., Ogura K., Tamura M., Marui K. & Fujita K. 2003, *Interferometric Observations of the T Tauri stars in th MBMn 12 Cloud*, ApJ, **586**, 141

Jayawardhana, R., Wolk, S.J., Barrado y Navascuès, D., Telesco, C.M., Hearty, T.J. 2001a, ApJ, **550**, L197

Jayawardhana, R. & Brandeker, A. 2001b, ApJ, **561**, 111

Jayawardhana, R., Luhman, K.L., D'Alessio, P., Stauffer, J.R. 2002, ApJ, **571**, 51

Joy A.H. 1942, *"Spectra criteria in the classification of variable stars"*, PASP, **54**, 15

Joy A.H. 1945, *"T Tauri variable stars"*, ApJ, **102**, 168

Jones B.F. & Walker M.F. 1998, AJ, **95**, 1755

Jorrisen A., Mayor M. & Udry S. 2001, *"The distribution of exoplanets"*, A&A, **379**, 992

Kardopolov V.I., Sahanionok V.V. & Phylipjev G.K. 1981, Perem. Zvedy, **21**, 589

Kastner J.H., Zuckerman B., Weintraub D.A. & Forveille T. 1997, *"The Nearest Region of Recent Stra Formation"*, Science, **277**, 67

Kenyon S.J. & Hartmann L. 1995, ApJS, **101**, 117

Kirkpatrick J.D., Reid I.N., Liebert J., Cutri R.M., Nelson B., Beichman C.A., Dahn C.C., Monet D.G., Gizis J.E. & Skrutskie M.F. 1999, *"Dwarfs cooler than M : the definition of the spectral type L using discoveries from the 2 Micron All-Sky Survey (2MASS)"*, ApJ, **519**, 802

Kirkpatrick J.D., Dahn C.C., Monet D.G., Reid I.N., Gizis J.E., Liebert J. & Burgasser A.J. 2001, *Brown dwarf companions to G-type stars. I. Gliese 417 B and Glise 584 C*, AJ, **121**, 3235

Köhler R. & Petr-Gotzens M., *"Close Binaries in the η Chamaeleontis Cluster"*, AJ, **124**, 2899

Kolmogorov A.N. 1941, *"Local structure of turbulence in incompressible fluids with very high Reynolds number"*, Dan SSSR, Vol. **30**, p229

Kozaï Y., 1962, *"Secular Perturbations of Asteroids with High Inclination and Eccentricity"*, AJ, **67**, 591

Krist J.E., Stapelfeldt K.R., Ménard F., Padgett D.L. & Burrows C. 2000, *"WFPC2 Images of a Face-on Disk Surrounding TW Hydrae"*, A&A, **538**, 793

Kumar S.S. 1962, *"Study of Degeneracy of Very Light Stars"*, AJ, **67**, 579

Lacombe F., Rousset G. & Granier P. 2002, *"NAOS Global Flexures Test Report"*, Technical Report VLT-TRE-NAO-11650-1-000000-0003

Lai O. 1996, *"L'optique adaptative du Télescope Canada-France-Hawaii et son utilisation pour l'étude des galaxies à flambée d'étoiles"*, Thèse de doctorat, Université Paris VII

Lagrange A.M., Corporon P. & Bouvier J. 1993, *"High Resolution Spectroscopy Observations of TY Coronae Austrinae"*, A&A, **274**, 785

Lagrange A.M., Backman D.E. & Artymowicz P. 1998, *"Planetary Materials Around Main-Sequence Stars"*, PPIV, 639

Latham, D.W., Stefanik, R.P., Mazeh, T., Mayor, M. & Burki, G. 1989, Nature, **339**, 38

Lawson W.A., Crause L.A., Mamajek E.E. & Feigelson E.D. 2002, *"ECHA J0843.3-7905 : Discovery of an old classical T Tauri star in the η Chamaeleontis cluster"*, MNRAS, **329**, L29

Leggett S.K., Golimowski D.A., Xiaohui F. et al. 2002, *"Infrared Photometry of Late-M, L and T Dwarfs"*, ApJ, **564**, 452

Lin D.N.C. & Papaloizou J.C.B. 1996, *"Theroy of Accretion Disks II : Applications to Oberved Systems"*, ARA&A, **34**, 703

Liu M.C., Fischer D.A., Graham J.R., Lloyd J.P., Marcy G.W. & Butler R.P. 2002, *"Crossing the brown dwarf desert using adaptive optics : a very close L dwarf companion to the nearby solar analog HR 7672"*, ApJ, **571**, 519

Lowrance, P. J., McCarthy, C., Becklin, E. E. et al. 1999, ApJ, **512**, L69

Lowrance, P. ,Schneider, G., Kirkpatrick, J. D. et al. 2000, ApJ, **541**, 390

Lowrance, P. , Kirkpatrick, J. D. & Beichman C.A.. 2002, ? ?

Lucas P.W. and& Roche P.F., 2000, MNRAS, **858**, 864

Luhman K. & Rieke G.H. 1998, *"The Low-Mass Initial Mass Function in Young Clusters : L1495E"*ApJ, **497**, 354

Luhman, K., Rieke, G.H., Young, E.T., Cotera A.S., Chen H., Rieke M.J., Schneider G. & Thompson R.I. 2000, ApJ, **540**, 1016

Luhman, K.L. 2001, ApJ, **560**, L287

Luhman, K. & Jayawardhana R. 2002, *"An adaptive optics search for companions to stars with planets"*, **566**, 1132

Lynds, B.T. 1962, ApJS, **7**, 1

Madec P-Y., Conan J-M. & Rousset G. 1992, *"Temporal characterization of atmospheric wavefront for adaptive optics"*, ESO Conf 27-30 Apr. 92, Ed. M-H. Ulrich, p 471

Makarov V.V. & Fabricius C. 2001, *"Internal kinematics of TW Hydrae association of young stars"*, A&A, **368**, 866

Makarov V.V. & Urban S. 2001, *"Kinematic patterns of young nearby associations"*, Young Stras Near Earth, Progress and Prospects, ASP Conference, **Vol. 244**, p 57

Magnani, L., Blitz, L., Mundy, L. 1985, ApJ, **295**, 402

Malfait K., Boagert E. & Waelkens C. 1998, *"An ultraviolet, optical and infrared study of Herbig Ae/Be stars"*, A&A, **331**, 211

Mamajek, E.E., Lawson, W.A., Feigelson, E.D. 1999, *"The η Chamaeleontis Cluster : A Remarkable New Nearby Young open Cluster"*, ApJ, **516**, L77

Mamajek, E.E., Lawson, W.A., Feigelson, E.D. 2000, *"The η Chamaeleontis Cluster : Origin in teh Sco-Cen OB Association"*, ApJ, **544**, 356

Mamajek E.E. & Feigelson E.D. 2001, *"The Dispersal of Young Stars and the Greater Sco-Cen Association"*, Young Stars near Earth : Progress and Prospect, ASP Conference Series, Vol. **244**

Marchal, L., Delfosse, X., Ségransan, D., Beuzit, J.-L., Udry, S., Perrier, C., Mayor, M. & Halbwachs, J.-L. 2003, IAUS, **543**, 299

Marcy G.W. & Benitz K.J. 1989, ApJ, **344**, 441

Marois C., Doyon R., Racine R., Nadeau D. 2000, *"Differential Imaging Coronograph for the Detection of Faint Companion"*, SPIE, **Vol. 4006**, 788

Martin E.L., Basri G., Delfosse X. & Forveille T. 1997, *"Keck HIRES Spectra of the brown dwarf DENIS-P J1228.2-1547"*, A&A, **327**, L29

Mathis J.S. & Whiffen G. 1989, *"Composite Interstellar Grains"*, ApJ, **341**, 808

Mathis J.S. 1996, *"Dust Models with Tight Abondance Constrains"*, ApJ, **472**, 643

Mayor M. & Queloz D. 1995, *"A Jupiter-Mass Companion to a Solar-Type Star"*, Nature, **378**, 355

Mayor M., Duquennoy A., Halbwachs J.-L. & Mermilliod J.C. 1992, *"Complementary Approaches to Double and Multiple Star Research"*, ASP Conf. Ser. Vol. 32, p. 73

McCaughrean, M.J. & Stauffer, J.R. 1994, AJ, **108**, 1382

Meyer M. & Beckwith S.V. 2000, *"Structure and evolution of circumstellar disks around young stars : New views from ISO"* ISO Surveys of a Dusty Universe

Menten K. M. & Ried M. J. 1995, ApJ., 445, 157

Mouillet D., Larwood J.D., Papaloizou J.C.B. & Lagrange A.-M. 1997, *"A planet on an inclined orbit as an explantion of the warp in the Bate Pictoris disk"*, MNRAS, **292**, 896

Mouillet D., Lagrange A.-M., Augereau J.-C. & Ménard F. 2001, *"Asymmetries in the HD 141569 circumstellar disk"*, A&A, 372, 61

Nakajima T. 1995, *"Discovry of a cool brown dwarf"*, Nature, **378**, 463

Natta A., Grinin V.P. & Mannings V. 2000, *Properties and evolution of disks around pre-main sequence stars of intermediate mass*, Protostars and Planets IV, p. 559

Neuhäuser R., Guenther E.W., Petr M.G., Brandner W., Huélamo N. & Alves J. 2000, *"Spectrum and proper Motion of a brown dwarf companion of the T Tauri star CoD-33° 7795"*, A&A, **360**, 39

Neuhäuser R., Brandner W., Eckart A., Guenther E., Alves J., Ott T., Huélamo N. & Fernández 2000, *"On the possibility of ground based direct imaging detection of extrasolar planets : the case of TWA 7"*, A&A, **354**, L9

Neuhäuser R., Guenther E.W., Mugrauer M., Ott Th., Eckart A. 2002, *"Infrared Imaging and spectroscopy of companion candidates near the young stars HD 199143 and HD 358623 in Capricornius"*, A&A, **395**, 877

Neuhäuser R., Guenther E.W., Alves J, Huélamo N, Ott Th., Eckart A. 2003, *"An infrared imagning search for low-mass companions to members of the young nearby β Pic and Tucana/Horologium associations"*, Astron. Nachr, accepted

Noll R.J. 1976, *"Zernick polynomials and atmospheric turbulence"*, JOSA, Vol. **66**, p 207

Oppenheimer B.R., Golimowski D.A., Kulkarni S.R., Matthews K., Nakajima T., Creech-Eakman M. & Durrance S.T. 2001, *A coronographic survey for companions of stars within 8 parsecs*, AJ, **121**, 2189

Ortega V.G., de la Reza R., Jilinski E. & Bazzanella B. 2002, *"The origin of the β Pictoris moving group"*, ApJ, **575**, L75

Palla F. & Stahler S.W. 2001, *"Binary Masses as Test for Pre-Main-Sequence Tracks"*, ApJ, **553**, 299

Pantin E. et al. 2000, ESO PR phot-27-00

Patience J., White R.J., Ghez A.M., McCabe C., McLean I.S., Larkin J.E., Prato L., Sungsoo S.K., Lloyd J.P., Liu M.C., Graham J.R., Macintosh B.A., Gavel D.T., Max C.E., Bauman B.J., Olivier S.S., Wizinowich P. & Acton D.S. 2002, *"Stellar companions to stars with planets"*, **581**, 654

Pound M.W., Bania T.M. & Wilson R.W. 1990, ApJ, **351**, 165

Pollack J.B., Hubickyj O., Bodenheimer P., Lissauer J.J., Podolak M. & Greenzweig Y. 1996, Icarus, **124**, 62

Prosser C.F., Stauffer J.R., Hartmann L., Soderblom D.T, Jones B.F., Werner M.W. & McCaughrean M.J. 1994, AJ, **421**, 517

Potter D. Martín E.L., Cushing M.C., Baudoz P., Brandner W., Guyon O ? & Neuhäuser R. 2002, *"Hokupa'a-Gemini Discovery of Two Ultracool Companions to the Young Star HD 130948"*, A&A, **567**, 133

Queloz D., Mayor M. Weber L. et al. 2000, *"The CORALIE survey for southern extra-solar planets : I. A planet orbiting the star Gliese 86"*, **354**, 99

Racine R., Walker G.A.H., Nadeau D., Doyon R. & Marois C. 1999, *"Speckle Noise and the Detection of Faint Companions"*, PASP, **111**, 587

Rebolo 1995

Reipurth B. & Clarke C. 2001, *"The formation of brown dawrfs as ejected stellar embryos"*, A&A, **122**, 423

Rigaut F. 1992, *"Applications de l'optique adaptative en astronomie"*, Thèse de Doctorat, Université Paris VII

Roddier F. 1981, *"The effect of atmospheric turbulence"*, E. Wolf Edition, Progress in Optics Vol. XIX :

Roddier F., Gilli J. & Lund G. 1981, *"On the origin of speckle boiling and its effects in stellar speckle interferometry"*, J. Optics (Paris), **13(5)**, 263

Roddier F., Roddier C. & Roddier N. 1988, *"Curvature sensing : a new wavefront sensing method"*, Proc. SPIE, Vol. **976**, p. 203

Roddier N. & Roddier F. 1988, *"Curvature sensing and compensation : a computer simulation"*, SPIE, Vol. **1114**, p. 92

Roddier F., Northcott M., Graves J.E. & McKenna D.L. 1993, *"One dimensional spectra of turbulence-induced Zernick aberrations : time-delay and isoplanicity error in partial adaptive optics compensation"*, JOSA, 10, No 5, p. 957

Roddier F. & Roddier C. 1997, PASP, **109**, 815

Rouan D., Riaud P., Bocalletti A., Clénet Y. & Labeyrie A. 2000, *"The Four-Quadrant Phase-Mask Coronograph. I. Principle"*, PASP, 112, 1479

Rousset G., Primot J. & Fontanella J.C. 1987, *"Visible wavefront sensor develoment"*, Proc. LEST tech. rep. on Adaptive Optics on Solar Observations, p. 17

Rousset G., Fontanella J.C., Kern P., Gigan P., Rigaut F., Léna P., Boyer C., Jagourel P., Gaffard J.P., Merkle F. 1990, A&A, **230**, L29 :"First diffraction-limites astronomical images with adaptive optics"

Rousset G., Madec P.-Y. & Rabaud D. 1991, *"Adaptive optics partial correction simulation for two telescopes by interferometry II"*, in High Resolution Imaging, No. 39, ESO, p. 1095

Rousset G. 1994, *"Wavefront sensing"*, Adaptive Optics gor Astronomy, p. 115

Rousset G. 1999, *"Wavefront sensors"*, in Adaptive Optics for Astronomy, ch. 5, p. 91

Rigaut F., Rousset G., Kern P., Fontanella J.C., Gaffard J.P., Merkle F., Léna P. 1991, *"Adaptive optics on a 3.6m telescope : results and performances"*, A&A, **261**, 677

Rucinski S.M. & Krauter J. 1983, *"TW Hya - A TTauri star far from any dark cloud"*, A&A, **121**, 217

Salpeter E.E. 1955, ApJ, **121**, 161

Santos N.C., Israelian G., Mayor M., Rebolo R. & Udry S. 2003, *"Staical properties of exoplanets. II. Metallicity, orbital parameters ans space velocities"*, A&A, **398**, 363

Schneider G., Smith B.A., Becklin E.E., Koerner D.W., Meier R., Hines D.C., Lowrance P.J., Terrile R.J, Thompson R.I & Rieke M. 1998, ApJ, **513**, 127

Scholz R.D., McCaughrean M.J., Lodieu N. & Kuhlbrodt B. 2003, *"ϵ Indi B : A new benchmark T dwarf"*, A&A, **398**, L29

Schultz A.S.B., Colgan S.W.J., Erickson E.F., Kaufman M.J., Hollenbach D.J., O'Dell C.R., Young E.T. & Chen H. 1999, AJ, **511**, 282

Shu F.H., Adams F.C. & Lizano S. 1987, *"Star formation in molecular clouds - Observation and theory"*, ARA&A, **25**, 23

Siess L., Forestini M. & Dougados C. 1997, *"Synthetic Herztsprung-Russel diagrams of open clusters"*

Simon M., Close L.M. & Beck T. L. 1999, AJ., **117**, 1375

Sitko M.L., Lynch D.K. & Russel R.W. 2000, *"Silicate emission in the TW Hydrae association"*, AJ, **"120"**, 2609

Skrutskie M.F., Schneider S.E., Stiening R. et al. 1997, i.l.s.n. proc, **25**

Sfeir D.M., Lallement R., Crifo F. & Welsh B.Y. 1999, A&A, **346**, 785

Smith B.A et Terrile R.J. 1984, *"A circumstellar disk around Beta Pictoris"*, Science, **226**, 1421

Snowden, S.L., McCammon, D., Verter, F. 1993, *"The X-Ray Shadow of the High-Latitude Molecular Cloud MBM 12"*, ApJ, **409**, L21

Song I., Bessel M.S. & Zuckerman B. 2002, *"Additionnal TWA members ? Spectroscopic verification of kinematically selected TWA candidates"*, A&A, **385**, 862

Song I. 2002, *"Age versus L_{IR}/L_{bol} relation of Vega-like Stars"*, Young Stars Near Earth, Progress and Porspects, **Vol. 244**, 221

Soummer R., Dohlen K. & Aime C. 2003, *"Achromatic dual-zone phase mask stellar coronograph"*, A&A, **403**, 369

Stauffer J.R., Hamilton D. & Probst R.G. 1994, *"A CCD-based search for very low mass members of the Pleiades cluster"*, AJ, **108**, 155

Stephenson C.B. 1986, ApJ, **300**, 779

Stelzer, B. & Neuhäuser, R. 2000, *"X-ray emission from young stars in the Tucanae Association"*, A&A, **361**, 581

Sterzik M.F & Durisen R.H. 1995, A&A, **304**, L9

Sterzik M.F., Alcalá J.M., Covine E. & Getr M.G. 1999, *"New T Tauri stars in the vicinity of TW Hydrae"*, A&A, **346**, L41

Sterzik M.F., Durisen R.H. & Pickett B.K. 2001, *"Dynamical Decay of Young Few-Body Clusters and the Origin of Isolated T Tauri Stars"*, Young Stars near Earth : Progress and Prospect, ASP Conference Series, Vol. **244**, P. 116

Stolovy S.R., Burton M.G., Erickson E.F., Kaufman M.J., Chryososotomou A., Young E.T., Colgan S.W.J., Axon D.J., Thompson R.I., Rieke M.J. & Schneider G. 1998, AJ, **492**, L151

Torres, C.A.O., Da Silva, L., Quast, G.R., de la Reza, R. & Jilinski, E. 2000, *"A New Association of Post-T Tauri Stars Near the Sun"*, AJ, **120**, 1410

Torres G., Guenther E.W., Marshall L.A., Neuhäuser R., Latham D.W. & Stefanik R.P. 2003, *"Radial velocity survey of members and candidate members of the TW Hydrae association"*

Trilling D.E. et al. 2000, ApJ, **529**, 499

Tyson R.K. 1991, *"Principles of adaptive optics"*, Academic press, Inc.

Udry S., Mayor M. & Santos N.C. 2003, *"Statical properties of exoplanets. I. The period distribution : Constrains for the migration scenario"*, A&A, **407**, 369

Van den Ancker, M.E., Pérez, M.R. & de Winter, D. 2000, A&A, **363**, 25

Véran J.-P. 1997, *"Estimation la réponse impulisionnelle et restauration d'image en optique adaptative : Application au système d'optique adaptative du télescope Canada-France-Hawaii"*, Thèse de doctorat, Ecole Nationale Supérieure des Télécommunications

Walker G.A.H., Walker A.R., Irwin A.W., Larson A.M., Yang S.L. & Richardson D.C. 1995, Icarus, **116**, 359

Ward W.R. 1997, *"Survival of Planetary Systems"*, A&A, **482**, 211

Webb R.A., Zuckerman B., Platais I., Patience J., White R.J., Schwartz M.J. & McCarthy C. 1999, *"Discovery of seven T Tauri stars and a brown dwarf candidate in the nearby TW Hydrae association"*, ApJ, **512**, L63

Weinberger A.J, Becklin E.E., Scchneider G., Smith B.A., Lowrance P.J., Silverstone M.D., Zuckerman B. & Terrile R.J. 1999, *"The Circumstellar disk of HD 141569 imaged with NICMOS"*, ApJ, **525**, 53

Weinberger A.J., Becklin E.E., Schneider G., Chiang E.I., Lowrance P.J., Siverstone M., Zuckerman B., Hines D.C. & Smiths B.A. 2001, *"Infrared views of the TW Hya disk"*, ApJ, 566, 409

Wilking B.A., Harvey P.M., Joy M., Hyland A.R. & Jones T.J. 1985, *Far-infrared observations of young clusters embedded in the R Coronae Austrinae and ρ Ophiuchi dark clouds*, ApJ, **293**, 165

Wilson J.C., Kirkpatrick J.D., Gizis J.E., Skrutskie M.F., Monet D.G. & Houck J.R. 2001, *"Three wide-separation L dwarf companions from the two micron all sky survey"*, AJ, **122**, 1989

York D.G., Adelman J., Anderson et al., AJ, **120**, 1579

Zernike F. 1934, Physica

Zimmermann, T. & Ungerechts, H. 1990, A&A, **238**, 337

Zucker S. & Mazeh T. 2002, ApJ, **568**, L113

Zuckerman B., Becklin E.E., McLean I.S. & Patterson J. 1992, ApJ, **400**, 665

Zuckerman B. & Webb R.A. 2000, *"Identification of a Nearby Stellar Association in the Hipparcos Catalog : Implications for Recent, Local Star Formation"*, ApJ, **535**, 959

Zuckerman B., Webb R.A., Schwartz M. & Becklin E.E. 2001, *"The TW Hydrae association : Discovery ot T Tauri star members near HR 4796 "*, A&A, **549**, L233

Zuckerman B., Song I. & Webb R.A. 2001a, *"The Tucana Association"*, ApJ, **559**, 388

Zuckerman B., Song I., Bessel M.S. & Webb R.A. 2001b, *"The β co-moving Pictoris Group"*, ApJ, **562**, L87

Annexes

A.1 Les polynômes de Zernike

Ces polynômes peuvent être normalisés de différentes manières selon les auteurs (Born et Wolf 1965, Noll 1976). On utilise en optique adaptative, et dans cette thèse, l'expression donnée par Noll (1976) :

$$m0 \qquad Z_{i\ pair} = \sqrt{2(n+1)}\, R_n^m(r)\, cos(m\theta) \tag{A.1}$$

$$Z_{i\ impair} = \sqrt{2(n+1)}\, R_n^m(r)\, sin(m\theta) \tag{A.2}$$

$$m = 0 \qquad Z_i = \sqrt{n+1}\, R_n^0(r) \tag{A.3}$$

avec $0 \leq r \leq 1$ et $0 \leq \theta \leq 2\pi$ et où

$$R_n^m(r) = \sum_{s=0}^{(n-m)/2} \frac{-1^s (n-s)!}{s![(n+m)/2-s]![(n-m)/2-s]!}\, r^{n-2s} \tag{A.4}$$

On voit qu'à un polynôme $Z_i(r,\theta)$ sont associés les indices n et m, avec $0 \leq m \leq n$ et n et m de même parité. Ces deux nombres sont appelés respectivement le drgré radial et le drgré azimutal. En parcourant le pourtour du cercle unité, le mode oscille m fois ; en parcourant le diamètre, on se déplace sur une fonction polynomiale du rayon r de degré n. On définira ici un polynôme de Zernike soit par la donnée de l'indice global Z_i soit par les deux indices $Z_{n,m}$. Au couple (n,m) correspondent le polynôme d'indice $i = n(n+1)/2 + m + 1$ et le polynôme d'indice $i-1$ si $m \neq 0$. L'indicce i est distribué de la façon suivante par rapport aux degrés n et m.

Tab. A.1 – Table des Polynomes de Zernike

	Degré azimutal m				
n	0	1	2	3	4
0	Z_1 1 Piston				
1		$Z_2,\ Z_3$ $2r\cos\theta$ $2r\sin\theta$ Tip-Tilt			
2	Z_4 $\sqrt{3}(2r^2-1)$ Defocus		$Z_5,\ Z_6$ $\sqrt{6}r^2\cos 2\theta$ $\sqrt{6}r^2\sin 2\theta$ Astigmatisme		
3		$Z_7,\ Z_8$ $\sqrt{8}(3r^3-2r)\cos\theta$ $\sqrt{8}(3r^3-2r)\sin\theta$ Coma		$Z_9,\ Z_{10}$ $\sqrt{8}r^3\cos 3\theta$ $\sqrt{8}r^3\cos 3\theta$ Coma Tri.	
4	Z_{11} $\sqrt{5}(6r^4-6r^2+1)$ Abérr. Sphérique		$Z_{12},\ Z_{13}$ $\sqrt{10}(4r^4-3r^2)\cos 2\theta$ $\sqrt{10}(4r^4-3r^2)\sin 2\theta$		$Z_{14},\ Z_{15}$ $\sqrt{10}r^4\cos 4\theta$ $\sqrt{10}r^4\sin 4\theta$

A.2 Brillance du ciel à Paranal

Voici les valeurs de brillances de ciel utilisées dans les simulations de contraste pour les trois instruments, ADONIS/SHARPII anciennement en fonctionnement à l'observatoire de La Silla, PUEO/KIR à l'observatoire du CFHT et enfin NACO à l'observatoire de Paranal.

	J	H	K	L	M
Paranal Ciel [mag/arcsec^2]	16.5	14.4	13.	3.9	1.2
La Silla Ciel [mag/arcsec^2]	16.7-15.8	15.0-13.8	13.0-12.7		
Mauna Kea Ciel [mag/arcsec^2]	16.3	14.6	11.6		