HAL
open science

Contribution en Signal, Image et Instrumentation pour l'Astronomie

Jean-Louis Prieur

To cite this version:

Jean-Louis Prieur. Contribution en Signal, Image et Instrumentation pour l'Astronomie . Astrophysique stellaire et solaire [astro-ph.SR]. Université Paul Sabatier (Toulouse), 2014. tel-01104499

HAL Id: tel-01104499

https://hal.science/tel-01104499v1

Submitted on 19 Jan 2015

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 d'habilitation à diriger des recherches

Contribution en Signal, Image et Instrumentation pour l'Astronomie

Jean-Louis Prieur
Institut de Recherche en Astronomie et Planétologie
CNRS, UMR 5277
Université de Toulouse

Version 16 janvier 2015

Titre : "Contribution en Signal, Image et Instrumentation pour l'Astronomie"

Auteur : Jean-Louis Prieur

Résumé :

Dans ce manuscrit, je décris mes activités de recherche en traitement du signal, des images et en l'instrumentation pour l'astronomie et je présente les projets que je compte développer dans les prochaines années. Les thématiques que j'ai abordées sont très variées, et les applications ont concerné à la fois les étoiles doubles visuelles et spectroscopiques, les galaxies elliptiques à coquilles et la turbulence atmosphérique et de profils de vitesse du vent par la technique SCIDAR.

Parmi les principaux résultats astrophysiques auxquels j'ai contribué, on peut mentionner la validation des modèles de fusion pour expliquer l'origine des coquilles, la mise en évidence de matière noire dans les galaxies elliptiques, la constitution d'échantillons représentatifs et l'étude détaillée de nombreuses binaires spectroscopiques, dont certaines à longue période, de type FGKM, Am et d'étoiles à spectre composite. En particulier une étude approfondie d'un échantillon d'une centaine d'étoiles Am a permis de mettre en évidence des effets de marées, se manifestant par une circularisation des orbites et une synchronisation entre la rotation axiale des étoiles et leur mouvement orbital. Notre étude a conduit à préciser la valeur de paramètres importants pour la modélisation (rayons fractionnaires critiques) et nous avons pu comparer les temps caractéristiques théoriques de circularisation et synchronisation avec les âges estimés pour ces systèmes. L'accord est convenable pour le synchronisme mais moins bon pour la circularisation. Les effets de marée observés semblent plus importants que ceux prévus par la théorie, pour les étoiles de type Am, à enveloppe radiative.

En ce qui concerne les étoiles doubles visuelles, en collaboration avec un groupe de chercheurs européens, nous avons obtenu plusieurs milliers de mesures avec PISCO et PISCO2, en utilisant des techniques d'interférométrie des tavelures. Ces mesures très précises ont été calibrées de façon absolue avec un réseau de diffraction, et ont une résolution atteignant la limite de diffraction du télescope. Elles ont déjà conduit à la révision de quelques centaines d'orbites. Les périodes orbitales étant très longues, souvent supérieures à des centaines d'années, l'observation des étoiles doubles est un programme de fond, qui nécessite régularité et durée dans le temps. Ce programme ne peut se faire que dans le cadre d'une collaboration internationale et inter-générationnelle. Au fur et à mesure des publications, nos mesures ont été intégrées dans la base de données spécialisée de l'observatoire de l'US. Navy de Washington (USA), qui est ouverte à toute la communauté.

Sur le plan instrumental mes activités ont concerné principalement la conception, la réalisation et le suivi de l'exploitation d'instruments comme PISCO et PISCO2, avec une part importante consacrée au développement de logiciels temps réel pour le contrôle des instruments, des détecteurs et le traitement des données. Les principaux critères que nous avons retenus ont été "performance et fiabilité", puisque ces instruments et logiciels sont utilisés, pratiquement toutes les nuits de beau temps, depuis de nombreuses années (plus de 20 ans pour PISCO).

Le traitement des données de PISCO m'a aussi conduit à développer des programmes d'inversion de profils de turbulence atmosphérique à partir d'observation SCIDAR, qui peuvent fonctionner en mode non supervisé et en temps réel. Ils permettent de restaurer des profils de la turbulence (paramètre C_N^2, seeing, rayon et temps de cohérence) et des paramètres du vent en altitude (vitesse et direction) dans les couches turbulentes. Lorsque les observations

ont été obtenues en mode “SCIDAR généralisé”, ils permet de caractériser la turbulence dans toutes les couches traversées, depuis l’intérieur de la coupole jusqu’à des altitudes de 20 à 23 km. J’ai aussi écrit des programmes de calcul d’orbites à partir de mesures de vitesses radiales pour des systèmes à deux ou trois composantes. La difficulté de ce problème résidait principalement dans l’irrégularité de l’échantillonnage des mesures. Enfin depuis quelques années, je travaille sur des problèmes d’auto-calibration de phase pour la synthèse d’ouverture en astronomie, et de calibration des réseaux GNSS (Global Navigation Satellite System) en géodésie, auxquels mon principal collaborateur, A. Lannes (L2S, Paris), a apporté une solution élégante et originale.

Pour les prochaines années, je voudrais travailler en collaboration avec des collègues, mais aussi si possible avec la participation d’étudiants (stages niveau “master” ou “thèse”) sur les projets suivants :

- projets “Instrumentaux” concernant (i) le transfert de PISCO sur le nouveau télescope Epsilon de 1 m de l’OCA (Obs. Côte d’Azur), avec une automatisation de l’acquisition et du traitement des données. (ii) l’automatisation des fonctions de PISCO2 sur la lunette L76 de Nice, et (iii) le développement d’un logiciel de traitement pour le mode “Shack-Hartmann” de PISCO.
- projets "Traitement du signal" portant sur (i) la mise en œuvre des méthodes de calibration proposées par A. Lannes pour la radio-astronomie et pour les réseaux GNSS. (ii) et la classification non supervisée de sources détectées par le télescope spatial XMM-Newton.
- projets “Astrophysique” concernant l’observation d’étoiles doubles pré-séquence principale du diagramme HR et des naines rouges du voisinage solaire avec PISCO et PISCO2, pour déterminer les orbites et les masses de ces étoiles, encore mal connues.

Title : "Contribution to Signal, Image and Instrumentation in Astronomy"

Author : Jean-Louis Prieur

Abstract :

In this manuscript, I describe my research work concerning signal and image processing, and instrumentation for astronomy. I also present the projects I intend to develop in the next few years. The thematic areas I dealt with were numerous and diverse, and the applications concerned, among others, visual and spectroscopic double stars, tidal effects in Am-type stars, shell galaxies, atmospheric turbulence and wind profiles with the SCIDAR technique.

Among the main astrophysical results to which I contributed, are the validation of merging models to explain the origin of shells around elliptical galaxies, the evidence of the presence of dark matter in those galaxies, the detailed study of many spectroscopic binaries with the constitution of representative samples, including long period orbit systems containing FGKM Am or composite spectrum stars. In particular, a thorough study of a sample of a hundred Am-type stars highlighted the influence of tidal effects, which contributed to circularizing the orbits and to synchronizing the spin and orbital motion in many systems. The fractional critical radii for circularisation and synchronisation that we have determined for our sample were found to be compatible with Zahn's theoretical models. We have also compared the estimated ages of our systems with the theoretical circularisation and synchronisation characteristic times, also predicted by Zahn. We found a fair agreement for the synchronism, but for circularisation, the tidal effects we have observed are more important than what was expected by the theory, for Am-type stars with a radiative envelope.

As regards the visual binary stars, in collaboration with a group of European researchers, we have obtained a few thousand measurements with the PISCO and PISCO2 instruments, by using the speckle interferometry technique. Those accurate measurements have been calibrated in an absolute way with a diffraction grating. Their spatial resolution often reached the diffraction limit of the telescope. They have already led to the revision of a few hundred orbits. As their orbital periods are very long, and generally exceed a few hundred years, the observation of the visual double stars is a substantial program, which requires reliability and regularity over a very long period of time. This program needs an international collaboration that has been already active since several generations. As soon as they have been published, our measures were incorporated into the double star data base of the US. Navy in Washington DC, which is open to the whole scientific community.

With regard to instrumentation, my activities mainly concerned the designing, construction and operation of the PISCO and PISCO2 focal instruments. A substantial part was devoted to real-time software developments for the remote control of the instruments and the detectors, and the subsequent data processing. The main selected criteria were "performance and reliability", both for hardware and software developments. Indeed those instruments and programs have been used during nearly every clear night, for many years (more than 20 years for PISCO, and already five years for PISCO2).

The processing of PISCO data also lead me to developing programs for atmospheric turbulence profile inversion from SCIDAR observations, that can be operated in real-time and in a non-supervised mode. Those programs allow the restoration of turbulence profiles (C_N^2 parameter, seeing, coherence radius and coherence time) and of the wind parameters (velocity and direction) in the turbulent layers. When the observations are obtained in "generalized SCIDAR" mode, we can determine those parameters in all the turbulent layers that have been

crossed by the incoming light, from the inside of the dome to altitudes up to 20–23 km. I have also written specialized software for computing orbits from radial velocities for multiple stellar systems made of two or three components. The main difficulty of this problem rested in the irregular sampling of the measurements. Finally, over the last few years, I have been working on the problems encountered for the phase self-calibration for aperture synthesis in astronomy, and for the calibration of GNSS (Global Navigation Satellite System) networks in geodesy, to which my principal collaborator, A. Lannes (L2S, Paris), has proposed an elegant and original solution.

For the coming years, I would like to work in collaboration with colleagues, but also if possible with some students (graduate trainees or PhD students) on the following projects :

- “Instrumentation” projects concerning (i) transfer of PISCO to the new Epsilon 1 m telescope of OCA (Obs. Côte d’Azur), with the automation of the data acquisition and processing. (ii) automation of PISCO2 on the L76 refractor of OCA, and (iii) software development for the “Shack-Hartmann” mode of PISCO.
- "Signal processing" projects about (i) the implementation of the calibration methods proposed by A. Lannes for radio-astronomy (ALMA) and for GNSS networks. (ii) non-supervised classification of X sources that have been detected by the XMM-Newton space telescope.
- “Astrophysical projects” concerning the observation of double stars belonging to the Pre-Main Sequence (PMS) of the HR diagram, and of red dwarfs of the solar neighbourhood, with PISCO and PISCO2, to determine the orbits and the masses of those stars, which are still poorly known.

Remerciements

J'aimerais remercier tous ceux qui m'ont aidé dans mes travaux de recherche, mais par manque de place, je ne pourrais mentionner ici que quelques noms (par ordre "chronologique"). Je demande par avance à ceux qui ne sont pas cités de m'en excuser.

Je tiens d'abord à remercier ceux qui m'ont accueilli avec bienveillance dans cette communauté, pour mes premiers stages dans des observatoires, puis pour ma thèse : Albert Bijaoui et Bernard Fort en France, David Carter en Australie et Althea Wilkinson en Angleterre.

Après mon entrée au CNRS et pour mener à bien la conception et la réalisation de PISCO, j'ai eu la chance de bénéficier du dévouement et des compétences de Gérard Gallou et Christian Lucuix.

Ensuite, au fil des missions avec PISCO au Pic du Midi, j'ai fait la connaissance de collègues qui sont devenus de précieux collaborateurs : Eric Aristidi, Rémi Avila, Gérard Daigne, Patricia Lampens et Edouard Oblak. Ces missions ont aussi été l'occasion de partager de très bons moments avec le personnel du sommet et les assistants et opérateurs du TBL : Jean-Marie Lavie-Cambot, Philippe Caumettes, Christian Decha, Christian Duthu, Francis Lacassagne et Jean-Pierre Lafforgue.

Je suis très redevable envers Jean-Michel Carquillat et Nicole Ginestet, qui m'ont associé à leur travail sur les binaires spectroscopiques et m'ont beaucoup appris sur la physique et la classification stellaire.

Je remercie aussi tous les membres de l'équipe SISU, qui sont des amis plus que des collègues : Eric Anterrieu, Hervé Carfantan, Sharam Hosseini, Laurent Koechlin, Yannick Neuville, José-Philippe Pérez, Sylvie Roques, et Jean-François Trouilhet, sans oublier bien sûr aussi tous les étudiants, si sympathiques.

J'ai une mention particulière pour André Lannes, qui m'a toujours accordé sa confiance, et qui accepte souvent de passer (ou de perdre ?) du temps avec moi pour me faire comprendre des choses qui sont évidentes pour lui.

Enfin j'ai la chance de pouvoir travailler avec des gens passionnés comme Marco Scardia, Luigi Pansecchi, Bob Argyle et René Gili, qui sont aussi devenus des amis proches, et qui ont le courage, pratiquement tous les soirs de beau temps, de quitter leur appartement bien chauffé, pour aller observer des étoiles doubles dans une coupole froide et humide... Ils poursuivent ainsi patiemment la tâche immense entreprise par les observateurs des générations passées qui avaient la même passion et qui ont fait des sacrifices semblables, pour faire avancer la recherche. La détermination d'orbites à très longue période est à ce prix.

Et pour terminer, je n'oublie pas non plus ceux qui sont partis trop tôt : Jean-Luc Nieto et Michel Festou ...

Table des matières

Introduction **1**

I Principaux sujets de recherche abordés **3**
I.1 Réflexions sur le choix d'un sujet de recherche 3
I.2 Caméra "ciné-CCD" 4
I.3 Galaxies à coquilles 5
I.4 Simulateur des instruments EMMI et EFOSC2 7
I.5 PISCO : construction et exploitation au Pic du Midi 10
I.6 PISCO : transfert à Merate et exploitation sur un télescope dédié 12
I.7 SCIDAR 13
I.8 Binaires spectroscopiques 15
I.9 Binaires visuelles 16
I.10 Etoiles doubles du voisinage solaire avec optique adaptative 17
I.11 PISCO2 18
I.12 Calibration de phase 18

II Traitement du signal et des images **21**
II.1 Haute résolution angulaire 21
II.1.1 Traitement en temps réel des données de PISCO 21
II.1.2 Astrométrie différentielle des étoiles doubles 24
II.1.3 Restauration d'images avec des méthodes bispectrales 25
II.1.4 Traitement d'images obtenues avec optique adaptative 29
II.2 Calcul d'orbites de binaires spectroscopiques 31
II.2.1 Mise en évidence de troisièmes corps invisibles 31
II.2.2 Echantillonnage irrégulier : détermination non supervisée d'orbites . 32
II.3 Inversion de profils SCIDAR 34
II.3.1 Présentation de la technique SCIDAR 34
II.3.2 Brève théorie du SCIDAR 35
II.3.3 Détermination de profils de turbulence 37
II.3.4 Détermination de profils de vitesse et direction du vent 38

III Développement d'instrumentation **41**
III.1 PISCO 41
III.1.1 Présentation 41
III.1.2 Caractéristiques 41
III.1.3 Derniers développements 45

III.1.4 Performances . . . 46
III.1.5 Conclusion . . . 47
III.2 PISCO2 . . . 48
III.2.1 Présentation . . . 48
III.2.2 Correction de la dispersion atmosphérique . . . 49
III.2.3 Conclusion . . . 50

IV Mise en contexte astrophysique **51**
IV.1 Etude des galaxies à coquilles . . . 51
IV.2 Présentation des étoiles doubles . . . 55
IV.3 Etude d'étoiles doubles visuelles . . . 56
IV.3.1 Astrométrie différentielle . . . 56
IV.3.2 Détermination d'orbites . . . 57
IV.3.3 Photométrie différentielle . . . 59
IV.3.4 Etoiles doubles du voisinage solaire (avec optique adaptative) . . . 60
IV.4 Etude de binaires spectroscopiques . . . 64
IV.4.1 Présentation . . . 64
IV.4.2 Détermination des paramètres physiques des étoiles étudiées . . . 64
IV.4.3 Mise en évidence d'effets de marée . . . 67
IV.4.4 Etude statistique des étoiles Am . . . 68
IV.4.5 Loi de distribution de masse . . . 69

V Prospective **71**
V.1 Projet de transfert de PISCO à l'Obs. de la Côte d'Azur . . . 71
V.1.1 Genèse et contexte du projet . . . 71
V.1.2 Intérêt astrophysique de ce transfert . . . 72
V.1.3 Améliorations sur le plan technique . . . 74
V.2 Classification non supervisée de sources X . . . 77
V.2.1 Calcul des indices de couleur X . . . 77
V.2.2 Paramètres utilisés pour la classification . . . 78
V.3 Auto-calibration de phase et calibration de réseaux GNSS . . . 79
V.3.1 Calibration de réseaux GNSS . . . 79
V.3.2 Auto-calibration de phase en radio-astronomie . . . 80
V.4 Proposition de sujets pour des étudiants . . . 81
V.4.1 Traitement du signal . . . 81
V.4.2 Instrumentation . . . 81
V.4.3 Astrophysique . . . 81

VI Conclusion **83**

Index **87**

Bibliographie **89**

Annexes A–G. Compléments **109**

Annexe H. Sélection de quelques articles **113**

Introduction

"Il fut un temps où les scientifiques racontaient sans honte l'histoire de leurs découvertes, même lorsque leurs récits faisaient apparaître la fragilité de leurs prévisions ou l'indécente collaboration de tous les hasards. Ces temps sont révolus et les chercheurs d'aujourd'hui aiment faire croire qu'ils trouvent ce qu'ils cherchent." Charles-Xavier Durand (2001)

J'ai toujours été guidé par une grande curiosité de tout ce qui m'entoure. Je considère que tout sujet scientifique est noble lorsqu'il est bien traité. Je ne pense pas qu'il y ait une hiérarchie avec des sujets qui seraient "supérieurs". Il est essentiel dans notre métier d'avoir un esprit rigoureux, objectif et soucieux du détail. C'est parfois en étudiant un détail qui semblait anodin au départ, que certains ont fait basculer de grandes théories. Il faut se méfier d'une vision trop superficielle des choses, avec des arguments du type "il est évident que..." ou avec des références bibliographiques que "tout le monde utilise", mais que "personne ne vérifie". Lorsqu'on prend le temps de lire les articles originaux, certaines de ces références se révèlent très fragiles, ou en dehors du champ d'application des articles qui les utilisent.

Ce souci du détail convient bien à ma personnalité, et il est absolument nécessaire pour tous ceux qui, comme moi, développent des méthodes numériques ou écrivent des programmes de traitement de données et de commande d'instrumentation en "temps réel". La difficulté est alors de concilier cette exigence avec une vision d'ensemble, et de bien associer esprit d'analyse et esprit de synthèse. L'efficacité dans le travail de recherche dépend fortement du bon dosage entre ces deux aspects. Il faut réussir à garder une bonne distance avec son sujet. L'équilibre est délicat entre l'approfondissement "critique" des connaissances et l'application de lois ou concepts, et que l'on ne pourra pas "décortiquer" complètement, par manque de temps.

L'orientation vers une activité de recherche a commencé très tôt pour moi. Dès l'âge de 12 ans, je voulais déjà "devenir astronome" et j'ai ensuite fait tout ce que je pouvais pour y parvenir. Dès que j'en ai eu la possibilité, pour m'initier à l'astronomie "professionnelle", j'ai effectué des stages dans des observatoires pendant l'été. J'ai eu ainsi la chance dé séjourner au Pic du Midi, à l'OHP, au CERGA et à l'observatoire de Nice. J'ai particulièrement apprécié les deux stages que j'ai faits avec Albert Bijaoui, au CDCA (Centre de Données astronomiques de la Côte d'Azur). J'ai découvert un homme très sympathique, dynamique, avec beaucoup d'enthousiasme et un esprit en perpétuelle ébullition ! J'ai aussi été très impressionné par sa "virtuosité" pour la programmation informatique. Il m'avait convaincu que le traitement des données était un sujet passionnant, au cœur du métier d'astronome et de la recherche en général. C'était aussi un domaine qui me plaisait particulièrement.

C'est donc tout naturellement que j'ai préparé ma thèse au sein de l'équipe *"CCD"* de l'observatoire de Toulouse, puis que j'ai rejoint l'équipe *"Synthèse d'Ouverture Optique et Radio"* qui fut ensuite appelée *"Signal, Image et Instrumentation"*. C'est cette dénomination

que j'ai choisi comme titre de cette habilitation, car l'association de ces trois thèmes constitue le "fil conducteur" de mes activités de recherche. Comme les autres collègues de mon équipe, j'ai travaillé sur des sujets de recherche très variés, avec des applications dans de nombreux thèmes d'astrophysique ou parfois d'autres domaines scientifiques. Notre équipe fait partie des "axes transversaux" de l'institut auquel j'appartiens, et aborde des thèmes "pluri-disciplinaires". Je ne me suis donc pas limité à un type d'objets, les galaxies elliptiques ou les étoiles doubles par exemple. Pour moi, les objets que j'ai observés m'ont surtout permis d'obtenir des données pour développer de nouvelles techniques instrumentales et de nouvelles méthodes d'analyse et de traitement des données. La pluri-disciplinarité suppose une certaine mobilité thématique, qui exige une adaptation rapide à des sujets nouveaux. Cela demande certes des efforts, mais c'est la condition pour pouvoir apporter un regard neuf sur les problèmes rencontrés.

Dans ce document, je présente un résumé de mes activités de recherche qui ont conduit à plus de cinquante articles dans des revues à comité de lecture (cf. Sect.VI). Dans une première partie (Sect. I), je décris brièvement ces travaux en les replaçant dans leur contexte historique, scientifique et humain. Ensuite je présente plus en détail quelques thèmes liés au traitement du signal, des images (Sect. II), et à l'instrumentation (Sect. III). En Sect. IV, je rapporte les principaux résultats obtenus, en les replaçant dans le contexte de l'astrophysique. Enfin en Sect. V, j'ébauche une brève prospective, avec quelques projets que j'ai déjà commencés avec des collègues et que je compte poursuivre ces prochaines années, en encadrant des étudiants.

Plus de détails sur les nouvelles méthodes développées et les travaux effectués, sont disponibles dans les nombreux articles publiés (en suivant les liens "hypertexte" de la bibliographie en Sect. VI) et dans les annexes (assez volumineuses) accessibles sur ma page web :

- Annexe A – Turbulence atmosphérique, SCIDAR, et haute résolution angulaire dans le domaine optique : théorie et méthodes utilisées (en français) ;
- Annexe B – Etoiles doubles : méthodes utilisées et principaux résultats des études menées sur ce sujet (en français) ;
- Annexe C – Etude des étoiles Am : méthodes utilisées et principaux résultats obtenus (en anglais) ;
- Annexe D – SCIDAR (conventionnel et généralisé) : description détaillée des nouvelles méthodes proposées et résultats obtenus (en anglais) ;
- Annexe E – Introduction à la calibration de réseaux GNSS (en français) ;
- Annexe F – Auto-calibration de phase en astronomie et calibration de réseaux GNSS pour la géodésie (en anglais) ;

Chacune de ces annexes contient un index assez complet avec des liens "hypertexte" pour en faciliter la lecture.

Chapitre I

Principaux sujets de recherche abordés

Mes sujets de recherche sont variés en apparence, mais en fait ils sont centrés autour du "traitement des données" qui en est le fil conducteur. Pour définir ces choix, j'ai adopté la démarche que je décris dans la section I.1 aux différentes opportunités qui se sont présentées à moi.

I.1 Réflexions sur le choix d'un sujet de recherche

Cette thèse a pour but d'obtenir une "Habilitation à diriger la recherche". Cela semble un peu prétentieux que de vouloir diriger la recherche d'autres personnes. Les conséquences peuvent être graves car une mauvaise orientation peut conduire sur une "fausse piste" qui peuvent conduire à une impasse. Le changement de direction peut même s'avérer ensuite impossible, à cause du temps perdu.

Je conçois donc cette "habilitation" comme une grande responsabilité vis à vis des étudiants pour les engager sur une bonne voie. Je serai attentif à ce que le travail de recherche que je leur propose correspondent certes à leurs attentes et à leurs compétences, mais soit surtout un atout pour leur avenir professionnel.

Si le choix d'un sujet de recherche est un point crucial pour un étudiant qui désire commencer une thèse, c'est aussi une décision importante qu'un chercheur doit souvent renouveler au cours de sa carrière. Pour ma part, j'ai été confronté à ce problème à plusieurs reprises, et je n'ai pas toujours fait les bons choix. Mais c'est surtout avec des erreurs qu'on acquiert de l'expérience. Ainsi, lorsqu'on envisage de s'engager pour plusieurs années sur un nouveau thème, je pense qu'il est utile de prendre du temps pour analyser les points suivants :

1. L'aspect humain : disponibilité et compétences

L'aspect humain est primordial. Il faut avoir de bonnes relations avec la personne avec qui on va avoir des liens privilégiés pour ce travail, et avec l'équipe concernée.

On doit bien sûr privilégier des personnes sympathiques, mais il faut aussi s'assurer que son interlocuteur soit compétent et suffisamment disponible, pour obtenir par exemple des temps raisonnables pour les échanges de messages électroniques.

2. Le sujet : complexité et apport personnel

Un autre aspect concerne le sujet lui-même, sa complexité, la cohérence avec les sujets déjà traités, et sa pertinence du point de vue scientifique. La recherche se faisant à l'échelle

mondiale, il faut aussi vérifier s'il n'existe pas d'autres équipes concurrentes mieux équipées, avec plus d'avance sur le plan théorique et technique, et si elles ne sont pas sur le point de conclure.

Un changement de thème de recherche est une prise de risque avec une "traversée du désert" inévitable. Il faut donc estimer le temps d'adaptation à ce nouveau sujet pour voir s'il n'est pas excessif et s'il est en rapport avec la portée du travail envisagé.

Ensuite il faut définir les contours de la contribution envisagée. Elle peut concerner toutes les phase d'un projet, avec une participation à la définition du projet jusqu'à l'exploitation finale. Cependant le plus souvent, il faut s'intégrer dans une nouvelle équipe et dans un projet aux contours bien définis. Dans tous les cas, la définition de la contribution personnelle dans ce nouveau projet nécessite de prendre du temps, avec de nombreux échanges et discussions avec ses nouveaux interlocuteurs. Il faut profiter de ces échanges pour partager au maximum les connaissances et expérience de chacun.

Ma contribution a souvent concerné l'analyse des problèmes, l'introduction de nouvelles méthodes ou l'amélioration de méthodes existantes, avec ensuite le développement de nouveaux logiciels. Parfois encore, je n'ai participé qu'à des tâches très en aval, comme la réduction de données déjà acquises, l'analyse des résultats, la préparation ou la finalisation d'articles.

3. Intérêt mutuel pour cette collaboration et contraintes de temps

La participation à un projet commun nécessite un intérêt mutuel des différents participants pour cette collaboration. Sinon la collaboration s'affaiblira avec le temps et s'interrompra avant la fin du projet.

Pour ma part j'attache une grande importance aux nouvelles connaissances et compétences que je pense acquérir en participant à de nouveaux projets. Un autre aspect intéressant peut être le rapprochement avec une équipe dynamique.

De même, il est utile de comprendre quel est l'intérêt des différents interlocuteurs dans ce projet. Cela permet ensuite de mieux définir la participation de chacun et d'éviter des malentendus.

Dernier point, et non pas le moindre, il faut être certain que l'on peut effectivement s'engager dans la durée et que l'on aura suffisamment de temps disponible pour la tâche envisagée. On sous-estime généralement le temps nécessaire pour un travail donné, qui comportera inévitablement des aléas et imprévus.

I.2 Caméra "ciné-CCD"

J'ai effectué mon stage d'ingénieur de l'ENSAE (Ecole Nationale Supérieure de l'Aéronautique et de l'Espace) dans l'équipe de Bernard Fort à l'OMP avec un thème instrumental visant à obtenir des images à haute résolution angulaire, en moyennant des images à courte pose (20 images/s). Il a conduit à la réalisation d'un prototype de caméra CCD (Charge Coupled device) rapide : "ciné-CCD", et à des essais sur le ciel.

Pendant ce stage, j'ai encadré la réalisation de cette caméra sur de multiples aspects techniques : mécanique, optique et thermique. J'ai même fait des plans à la planche à dessin du boîtier de la caméra et du radiateur de refroidissement du circuit CCD ! Cette caméra était refroidie par une bouteille d'azote liquide qui envoyait de l'azote froid gazeux dans un tuyau

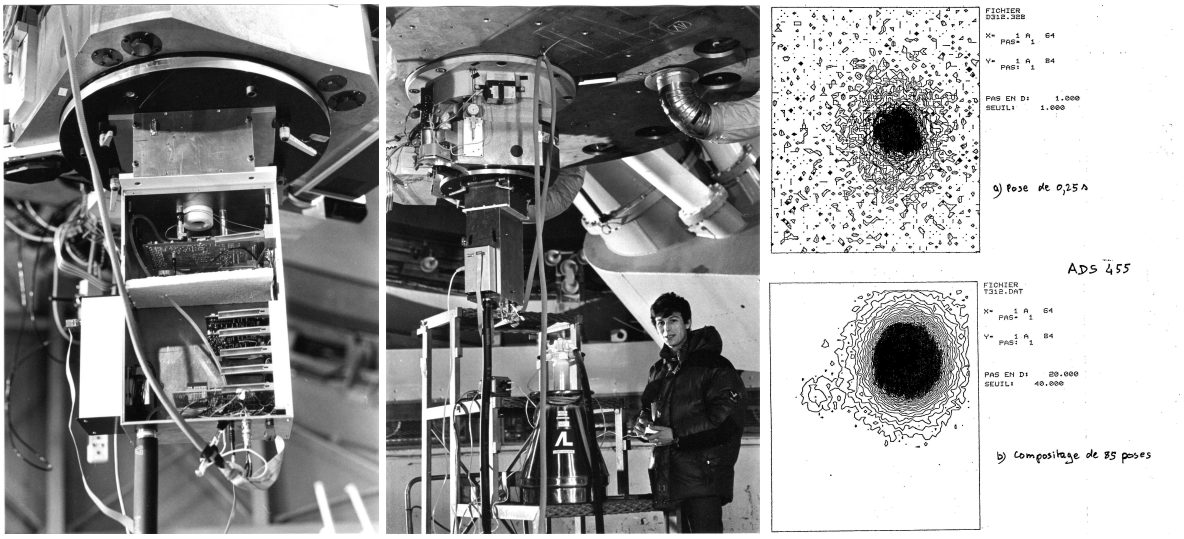

FIG. I.1: Premiers essais de la caméra “ciné-ccd” sur le télescope Bernard Lyot au Pic du Midi, 21-23 juin 1983.

relié au radiateur placé sur le CCD. Le boîtier était étanche et fermé par un hublot constitué par deux lames de verre espacées d'un centimètre. Cet espace, ainsi que le boîtier contenait du silicagel pour absorber l'humidité afin d'éviter la formation de givre. La température obtenue au niveau du CCD était de l'ordre de $-20°$ C, ce qui était suffisant pour réduire le niveau de bruit des poses courtes à un niveau acceptable. En Juin 1983, j'ai pu faire les premiers essais de cette caméra, au foyer du télescope de 2 m du Pic du Midi. Ces essais ont très bien fonctionné. Le gain théorique de l'ordre de 10-20% en résolution (Fried (1965), Hecquet & Coupinot (1985)) était atteint (voir Fig. I.0). J'ai ensuite fait une présentation orale de cette caméra à un colloque sur le traitement des images, au LAS à Marseille (Prieur, 1983b). Plus de détails sur cette caméra sont donnés dans mon rapport de stage de fin d'études ENSAE (Prieur (1993a)), et dans Fort et al. (1985).

Bien que la caméra ait bien fonctionné pendant les essais, le gain en résolution de 10-20% me semblait faible, car il ne changeait pas la nature des images obtenues. D'autres techniques qui avaient été présentées au colloque de Marseille (dont l'interférométrie des tavelures) me paraissaient beaucoup plus intéressantes, car elles permettaient d'atteindre la limite de diffraction du télescope...

I.3 Galaxies à coquilles

Les galaxies à coquilles sont des galaxies qui paraissent normales à tous égards, mais qui sont entourées de faibles rides de lumière en forme d'arcs, ou *coquilles*. Ce n'est qu'au début des années 1980 que l'importance du phénomène est apparue, avec la publication par Malin et Carter d'une liste de 140 galaxies à coquilles.

D. Carter désirait faire des mesures photométriques de ces coquilles, mais les seuls instruments auxquels il avait accès étaient des photomètres photoélectriques qui n'étaient pas adaptés à ce problème. Au milieu des années 1980, il entra en contact avec l'équipe CCD de Toulouse, dirigée B. Fort, afin d'utiliser les (alors nouvelles) caméras CCD qui avaient des

qualités très intéressantes pour la photométrie (linéarité et sensibilité). Une collaboration a très vite commencé entre eux. C'est ainsi que B. Fort m'a proposé de faire une thèse sur les "Galaxies elliptiques à coquilles". Avec des mesures photométriques CCD en bandes larges, je devais essayer de comprendre l'origine de ces curieuses structures et effectuer un long séjour en Australie. En fait, j'ai fait assez vite évoluer cette approche, l'aspect photométrique étant peu discriminant.

Mon travail de thèse en 1985-1988 fut diversifié, avec la rédaction des demandes de temps, les observations, l'écriture de programmes pour la réduction, le traitement des données et l'ajustement de modèles, puis analyse des résultats et la rédaction d'articles. A cela, il faut ajouter un séjour d'un an en Australie, la pratique intensive de l'anglais et l'intégration dans une équipe internationale.

En collaboration avec des chercheurs australiens et britanniques, j'ai entrepris un vaste programme d'observation de tous ces objets en spectroscopie et imagerie CCD (ce qui a nécessité plus de 60 nuits d'observation dont une quinzaine avec le télescope Anglo-Australien de 3.90 m). Cette étude a permis de préciser la nature et l'origine de ces coquilles, avec une analyse détaillée d'un certain nombre d'objets. Elle a permis d'écarter certains modèles et montré la validité des modèles de fusion de galaxies, en suggérant l'existence de halos de matière noire autour des galaxies elliptiques. Les principaux résultats astrophysiques obtenus pendant ma thèse en 1986-1088, puis dans les années 1990-2000 sont résumés en IV.1. Je ne décrirai donc dans cette section que les aspects "traitement des données" de cette étude.

La programmation et l'informatique en général ont constitué une part importante de mon étude sur les galaxies à coquilles. Les CCDs étaient des détecteurs nouveaux et j'ai d'abord dû écrire des programmes de pré-réduction des données : lecture de bandes magnétiques, moyenne et soustraction des "offsets" (courant d'obscurité), des "flat-fields" (plage de lumière uniforme pour la calibration du gain), correction des mauvaises colonnes, des franges d'interférence et d'autres défauts divers (par exemple, causés par les rayons cosmiques). La calibration photométrique devait elle-aussi être traitée dans ce nouveau contexte, et j'ai écrit des programmes pour cette fonction.

Ensuite, j'ai écrit des programmes spécifiques pour détecter ces coquilles, mesurer leur forme et leur profil, et ajuster différents modèles. Pour la partie optimisation, j'ai utilisé la bibliothèque anglaise NAG, qui est très pratique et facile à mettre en œuvre. Ce n'est qu'après mon intégration dans l'équipe "Synthèse d'ouverture" à Toulouse que j'ai commencé à écrire des programmes de minimisation "ab nihilo", avec des algorithmes de gradients conjugués notamment, pour la résolution de problèmes inverses. En 1988, j'ai aussi écrit des programmes simples de simulation numérique que j'ai utilisés pour étudier le profil des coquilles en trois dimensions.

Au total, j'ai écrit plus de deux cents programmes en Fortran pour ce projet (voir annexe de Prieur (1988)). Ils furent d'abord conçus pour des systèmes VAX/VMS, différents terminaux graphiques (Versatec, Grinnel, ARGS, etc) et divers formats de fichiers utilisés à cette époque sur les télescopes français et australiens. Pour pouvoir aussi profiter d'autres contributions, j'avais développé une interface avec le logiciel britannique STARLINK, les programmes du CDCA, de l'équipe CCD de l'observatoire de Toulouse et ceux du Mont Stromlo (Canberra). Ces programmes ont été conçus de façon modulaire, pour fonctionner de la même façon dans des contextes différents. C'est ainsi qu'après ma thèse j'ai pu les adapter assez facilement aux ordinateurs HP et VAX de Garching (Allemagne), aux IBM/UNIX de Toulouse, aux DEC et SUN de Manchester, puis aux divers systèmes UNIX/Linux de Toulouse. La plu-

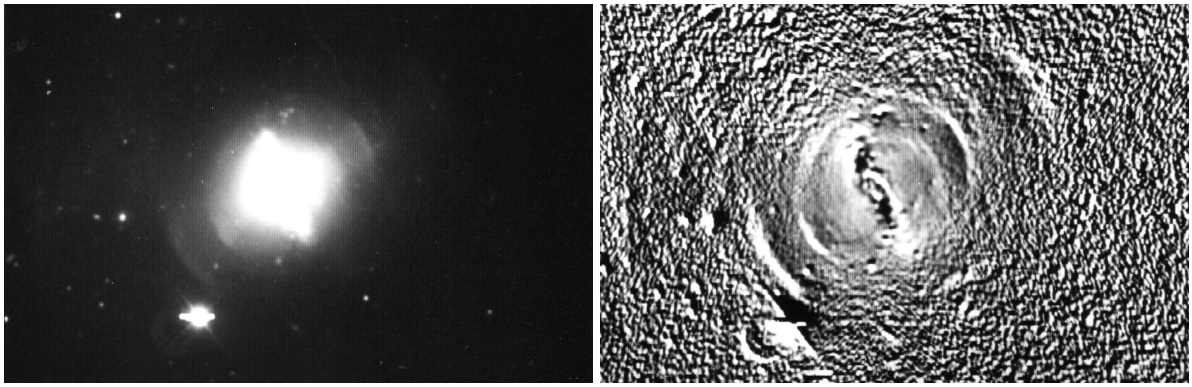

FIG. I.2: Galaxie à coquilles ARP 230 pris avec le télescope de 3.60 m Canadien-Français de Hawaii. A gauche, image brute, à droite : la carte de gradient radial permet de détecter les coquilles et le disque de poussières situé au centre de la galaxie. (d'après Prieur (1988)).

part de ces programmes peuvent encore fonctionner sur les ordinateurs UNIX/Linux d'aujourd'hui. La partie graphique a certes beaucoup évolué, puisque les terminaux graphiques ont changé, mais une partie de ces programmes sont intégrés dans l'environnement graphique (X11 et wxWidgets) des programmes que je continue à développer pour les projets actuels.

J'ai présenté quelques résultats statistiques à l'Assemblée Générale de l'UAI de 1988 Prieur et al. (1988), puis A. Toomre m'a invité au colloque "Dynamique et Interactions de galaxies" de Heidelberg pour faire un article de revue sur les "galaxies à coquilles" Prieur (1989).

Après ma thèse soutenue en juin 1988, j'ai obtenu un contrat "post-doctoral" de deux ans en Allemagne pour écrire un logiciel de simulation d'instruments et lorsque j'ai été ensuite recruté au CNRS à l'observatoire de Toulouse, on m'a demandé de travailler sur un sujet complètement différent. C'est donc avec un rythme moins soutenu que j'ai poursuivi mes travaux sur les "galaxies coquilles", jusque vers l'année 2000.

Pendant ces années, j'ai surtout collaboré avec A. Wilkinson de l'Université de Manchester (Angleterre), qui a utilisé mes programmes pendant une dizaine d'années (j'avais installé ces programmes lors d'un séjour à Manchester en 1988).

Avec A. Wilkinson, pour compléter l'étude des "galaxies à coquilles" et traiter en détail le cas d'une galaxie de type 2, nous avons étudié la galaxie 0422-476 (Wilkinson et al., 2000). Pour cette galaxie, les coquilles n'étaient pas alignées le long du grand axe, comme c'était le cas de NGC 3923 (Prieur, 1988),

I.4 Simulateur des instruments EMMI et EFOSC2

Après ma thèse en 1988-1990, j'ai travaillé deux ans en "post-doctorat" au siège de Garching (Allemagne) de l'ESO (European Southern Observatory). Ma tâche principale consistait à écrire des programmes de simulation pour les instruments EFOSC2 (ESO Faint Object Spectrograph and Camera, v.2) et EMMI (ESO Multi-Mode Instrument), installés sur des télescopes de l'observatoire de La Silla (Chili). Le but était de permettre aux futurs utilisateurs de prendre connaissance avec ces instruments, pour préparer les demandes de temps et s'initier aussi au traitement des données. Ces programmes devaient s'inspirer du simulateur

du télescope spatial Hubble et être intégrés dans le logiciel MIDAS de l'ESO. Ma tâche fut aussi de constituer une base de données, en rassemblant des informations disponibles ou en obtenant des nouvelles. Il était en effet nécessaire de constituer une petite base de données avec diverses courbes échantillonnées de la même manière en longueur d'onde :

- spectres d'objets typiques : étoiles et galaxies
- luminosité du ciel nocturne à La Silla
- transmission des optiques
- réponse des détecteurs CCD disponibles

Pour constituer ces bases de données pour EFOCS2 (Prieur & Rupprecht, 1990a) et EMMI (Prieur & Rupprecht, 1990b), j'ai dû réduire des anciennes observations faites à La Silla, et me familiariser pour cela avec le logiciel IHAP.

Les instruments EFOSC2 et EMMI étaient des instruments multi-fonctions qui ont été installés à tour de rôle sur le télescope NTT (New Technology Telescope). Ce télescope de 3.58 m de diamètre a été inauguré en 1989 (pendant mon séjour à Garching). Il fut un prototype des télescopes à "optique active" avec de nombreuses innovations technologiques pour le télescope et la coupole, qui furent ensuite utilisées pour la réalisation du VLT (Very Large Telescope). La forme du miroir principal flexible est contrôlée par des actuateurs pilotés par ordinateur. Son instrumentation a elle-aussi fait l'objet d'une attention particulière, avec le développement de deux instruments multi-fonctions très performants : EFOSC2 et EMMI.

EFOSC2 (ESO Faint Object Spectrograph and Camera, v.2) est la 2ème version de l'instrument spectro-imageur pour objets faibles EFOSC1 qui équipait le télescope de 3.60 m de La Silla, et que j'avais utilisé en 1987 pour des observations de NGC 3923 (Prieur, 1987). EFOSC2 est un instrument polyvalent, avec des fonctions d'imagerie et de spectroscopie en mode normal ou polarimétrique, un mode de spectroscopie multi-objets et un mode coronographie. Le passage d'un mode à l'autre peut se faire en cours de nuit, sans perte de temps. Son domaine d'excellence est la spectroscopie à basse résolution, avec une bonne sensibilité dans le domaine ultra-violet. C'est aussi un réducteur de focale avec des optiques très performantes à haute transmission et optimisées pour travailler dans une large bande passante, entre 305 et 1100 nm (voir Buzzoni et al., 1984, ESO Messenger 88,9). Instrument de "première lumière" du NTT en 1989, EFOSC2 a été ensuite exploité sur le télescope de 2.2 m de 1990 à 2008. Depuis 2008, EFOSC2 est à nouveau en service sur le NTT où il a remplacé EMMI.

EMMI (ESO Multi-Mode Instrument) est un instrument encore plus polyvalent qu'EFOSC2, avec des fonctions supplémentaires comme la spectroscopie échelle à haute résolution (R=7700–70000) (Dekker, H., Delabre, B., D'Odorico, S., 1986, SPIE, 627, 39). EMMI a été utilisé sur le NTT de 1990 à 2008.

Ce "postdoc" fut pour moi une très bonne expérience de travail en équipe dans un organisme international, avec des exigences de qualité à tous les niveaux (scientifique, technique, documentation, écriture des programmes, etc). A la fin de mon séjour, j'avais réussi à écrire tous les programmes et à constituer les bases de données associées. J'avais aussi rédigé une importante documentation et animé quelques ateliers de "formation pour les utilisateurs".

Ces programmes étaient intégrés à MIDAS sous la forme de "contextes" et simulaient des fichiers d'images ou de spectres dans le même format que les observations réelles (D'Odorico et al., 1989; Prieur & Rupprecht, 1990b). La comparaison avec des observations réelles faites avec EFOCS2 en 1990 a fait apparaître un écart d'environ 30% (Prieur & Rupprecht, 1990a), probablement dû à la présence de poussière. En effet, le nettoyage des miroirs du télescope effectué quelques semaines plus tard a apporté un gain en transmission de 25%.

Imaging mode

When finished press **CTRL/Z** and then on **R** (Help with **CTRL/G**)

Channel	*R*	Filter	*EM_D:ESO606*		
F/D cam	*2.5*	V obj	*22.0*	Obj spect	*EM_D:ESTAR_F0*
Detector	*CCD18*	V sky	*22.0*	Sky spect	*EM_D:ESKY516*
Prefl. e-	*0.0*	Seeing	*1.0*	Zenith dist	*10.0*
Binn in x	*1*	Exp time	*300.0*		
Binn in y	*1*			Out. image	*SIMU_OUT*
DETECTOR:					
Ncol.	*1024*	Scale in x	*0.447*	Full name	*THX 31156 coated*
Nrows	*1024*	Scale in y	*0.447*	Dark e-/s	*0.00800*
ADU e-	*2.0*	Bias ADU	*300.0*	Satur. e-	*170000.0*
RON e-	*6.0*				

Spectroscopic mode

When finished press **CTRL/Z** and then on **R** (Help with **CTRL/G**)

Channel	*R*	Filter1	*CLEAR*	Filter2	*CLEAR*
F/D cam	*2.5*	V obj	*20.0*	Obj spect	*EM_D:ESTAR_F0*
Detector	*CCD18*	V sky	*22.0*	Sky spect	*EM_D:ESKY516*
Prefl. e-	*0.0*	Seeing	*1.0*	Zenith dist	*10.0*
Exp time	*3600.0*	Disperser	*GRIS1*	Slit width	*1.0*
Binn in x	*1*	Slit displ	*0.0*	Slit length	*10*
Binn in y	*1*	Dichroic	*N*	Dispersion	*0.856*
Cent. lbda	*600.0*	Lambda2	*400.0*	Lambda3	*800.0*
DETECTOR:					
Ncol.	*1024*	Scale in x	*0.447*	Full name	*THX 31156 coated*
Nrows	*1024*	Scale in y	*0.447*	Dark e-/s	*0.00800*
ADU e-	*2.0*	Bias ADU	*300.0*	Satur. e-	*170000.0*
RON e-	*6.0*				

FIG. I.3: Simulateur EMMI-NTT : panneaux de contrôle utilisés pour choisir les paramètres des simulations en mode imagerie et spectroscopie basse résolution.

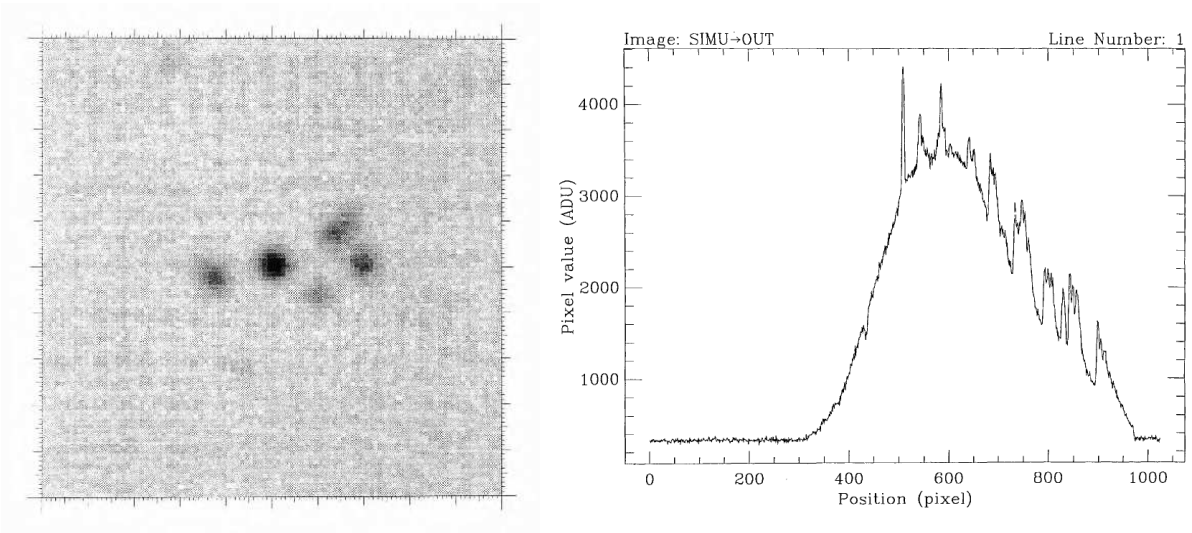

FIG. I.4: Simulateur EMMI-NTT : Exemple de simulation d'une image et d'un spectre. A gauche : image simulée d'un amas ouvert situé à une distance de 30 kpcs, en tenant compte les effets de la turbulence atmosphérique, le bruit de Poisson et les caractéristiques du détecteur CCD (saturation, courant d'obscurité, débordement des charges lors de la saturation, bruit de lecture). A droite : spectre simulé d'une étoile F0 , $m_V = 20$, pose de 1 h, et autres paramètres de la figure I.2 (somme des 6 rangs les plus brillants occupés par l'objet).

I.5 PISCO : construction et exploitation au Pic du Midi

Lorsque j'ai été recruté au CNRS en 1990, j'ai rejoint l'équipe "Synthèse d'ouverture" dirigée par André Lannes, et je me suis intéressé à la mise en œuvre de façon pratique des nouvelles méthodes d'inversion bispectrale qu'André avait développées sur le plan théorique (Lannes, 1988).

Le Groupe De Recherche du Télescope Bernard Lyot du Pic du Midi (GDR du TBL) qui était en train d'élaborer un nouveau plan d'instrumentation, m'a alors demandé de m'occuper de la réalisation d'un nouvel instrument, appelé initialement "Tavelographe", puis "PISCO". Cet instrument devait permettre d'obtenir des images ou d'autres informations à haute résolution angulaire, en utilisant des techniques d'interférométrie des tavelures (ou"speckle" en anglais). pour exploiter les qualités d'image du site du Pic du Midi. Bien que ne connaissant pas bien ce sujet, j'ai accepté d'accomplir cette tâche, en voyant dans cet instrument un moyen d'appliquer les méthodes d'imagerie bispectrales de l'équipe d'André Lannes.

Pour le GDR du TBL, le tavelographe devait être intégré à la nouvelle bonnette placée sous le tube du télescope et permettre en cours de nuit, par un simple basculement de miroirs, de passer en mode "speckle". J'ai commencé à étudier cette option, mais j'ai rapidement préféré le concept classique d'un instrument autonome, pour faciliter sa mise au point en dehors de la coupole, et permettre une utilisation éventuelle sur d'autres télescopes.

Certains membres du GDR voulaient qu'il y ait un monochromateur dans cet instrument pour pouvoir observer des structures fine de l'atmosphère d'étoiles géantes. J'avais déjà une certaine expérience, puisque j'avais construit un monochromateur à Sup'Aéro pour faire un spectrohéliographe. Cependant j'ai préféré une autre option, avec des filtres à bande étroite, au besoin thermostatés, pour éviter une trop grande complexité à cet instrument. Je voulais un instrument polyvalent, à la manière des instruments de l'ESO comme EMMI ou EFOSC2, mais aussi robuste et fiable.

Ce projet a été un travail d'équipe, avec Gérard Gallou (dessin, suivi de la sous-traitance et montage des parties mécaniques), Christian Lucuix (conception, réalisation et tests de la partie électronique) et Laurent Koechlin (théorie, optique, détecteurs, etc). J'ai eu beaucoup de chance d'avoir l'aide de Laurent Koechlin pour ce projet car il avait une très grande expérience dans le domaine de l'interférométrie des tavelures et l'interférométrie optique en général. Par un heureux hasard, il venait juste de s'installer à Toulouse pour travailler avec André Lannes sur la théorie de l'interférométrie.

Au sein de cette équipe, mon rôle principal a été de coordonner la réalisation, les tests en laboratoire ou au Pic du Midi, puis ensuite d'assurer le bon fonctionnement avec le développement et la maintenance des logiciels associés. J'ai ainsi développé des programmes pour commander l'instrument avec une correction en temps réel de la dispersion atmosphérique. J'ai aussi écrit des programmes de traitement des données, adaptés aux différents détecteurs et modes de fonctionnement de PISCO.

Du point de vue technique, tout a bien fonctionné. La réalisation complète, depuis l'étude jusqu'aux premières observations en 1993, a duré moins de trois ans, avec un budget modeste (moins de 60 keuros). PISCO est un instrument polyvalent avec plusieurs modes de fonctionnement :

- Imagerie conventionnelle (à pupille pleine)
- Imagerie avec masques pupillaire
- Coronographie

FIG. I.5: Equipe participant aux premières observations de PISCO au Pic du Midi en juin 1993, avec la caméra CP40. De gauche à droite : Jean-Luc Lebrun, Christian Lucuix, José-Philippe Pérez, Pierre Déréthé, Jean-Louis Prieur, Christian Duthu, Bernard Servan, Laurent Koechlin et Christine André.

- Spectroscopie à haute résolution angulaire
- Analyse du front d'onde (Shack-Hartmann)
- SCIDAR

Ces modes peuvent être sélectionnés de façon quasi-instantanée en cours de nuit. Toutes les fonctions sont pilotées à distance par ordinateur et la correction de la dispersion atmosphérique se fait automatiquement, en temps réel. Pour plus de détails, voir Prieur et al. (1998).

Sur le plan théorique, PISCO m'a permis d'étudier en détail le processus de formation des images dans le cas particulier de l'interférométrie des tavelures, avec des simulations numériques (André et al. (1994)) ou en laboratoire avec un simulateur de turbulence (Annexe A, Sect J.5). Dans le mode imagerie bispectral, mes programmes ont permis de restaurer des images à haute résolution angulaire en mode non supervisé. J'ai adapté ces méthodes à toute une gamme de détecteurs que j'ai utilisés avec PISCO (CP40, CAR, PAPA, ICCD, EMCCD) qui avaient chacun leurs qualités et leurs défauts. Certains de ces défauts se sont révélés très gênants pour notre application, mais la limite fondamentale est liée au faible flux des images traitées et à la nature quantique de la lumière.

PISCO a fait rapidement partie des instruments accessible à tous les observateurs du TBL, français ou étrangers. Entre 1993 et 1998, il a été utilisé pour une quinzaine de missions, qui ont conduit à une quinzaine d'articles et la contribution à deux thèses. Les problèmes principaux sont venus des détecteurs qui n'ont pas toujours bien fonctionné et de l'atmosphère : la coupole est souvent restée fermée à cause des mauvaises conditions météorologiques et la qualité des images fournies par le télescope a été très décevante, bien en deçà de la qualité du site. L'origine en était la mauvaise gestion du refroidissement de la coupole. La température de l'air situé à l'intérieur était systématiquement toujours plus élevée qu'à l'extérieur. Et l'expérience a montré qu'une différence d'au moins un degré ne permettait pas d'obtenir un

“seeing” inférieur à une seconde d’arc.

Les programmes ambitieux d’imagerie d’objets faibles et complexes ont ainsi dû être abandonnés, au profit de l’étude des étoiles doubles, dont l’observation s’accommode de conditions atmosphériques moyennes. L’étude de ces objets est d’ailleurs le champ d’application privilégié de “l’interférométrie des tavelures” en astronomie. Un autre sujet bien adapté à ces conditions est l’étude de la turbulence atmosphérique (!), par la méthode SCIDAR qui a été intégrée comme mode de fonctionnement supplémentaire de PISCO en 1998 (voir Sect. I.7).

Les observations au Pic du Midi avec PISCO ont conduit à de très bons résultats dans le domaine des étoiles doubles visuelles, avec des mesures précises jusqu’à la limite de diffraction du télescope (Carbillet et al. (1996), Aristidi et al. (1997), Aristidi et al. (1999), Scardia et al. (2000a), Prieur et al. (2001), Prieur et al. (2002), Prieur et al. (2002), Prieur et al. (2003)). Cependant, ce thème ne semblait pas “porteur” pour le comité des programmes, ce qui conduisit à un “déclassement” de PISCO à la fin des années 1990. N’étant plus utilisé au Pic du Midi, l’instrument fut ainsi ramené à Toulouse, et entreposé dans une annexe à l’atelier de mécanique de l’OMP. Certains commençaient à me demander s’ils pouvaient le démonter pour récupérer des pièces. L’avenir de PISCO semblait très sombre...

I.6 PISCO : transfert à Merate et exploitation sur un télescope dédié

Un petit groupe international de chercheurs spécialistes des étoiles doubles visuelles s’était créé autour de PISCO, en liaison avec les observations faites au Pic du Midi. Ces chercheurs étaient très affectés par les refus successifs du comité des programmes à partir de 1998. Certains ont alors tenté, en vain pendant plusieurs années, de proposer de nouvelles demandes de temps dont la justification scientifique répondait aux diverses objections de ce comité.

Parmi ce groupe, Patricia Lampens (Bruxelles) était une des plus dynamiques et ne voulait pas en rester là. En 2000, elle entreprit des démarches pour installer PISCO sur le télescope de 2 m de Rhozen en Bulgarie. Un protocole de cession fut ensuite rédigé avec l’Observatoire de Rhozen. En 2001, j’ai organisé à Toulouse une formation sur l’utilisation de PISCO, pour Patricia Lampens et Antonn Strigachev (Rhozen) qui devaient s’occuper de l’installation de PISCO en Bulgarie. Cependant, le projet prit ensuite beaucoup de retard et fut finalement abandonné au début de 2003.

Quelques mois plus tard, Marco Scardia (Merate, Italie) m’envoyait un court message où il me proposait une autre solution : installer PISCO sur un télescope de 1 m de diamètre, qui serait dédié à l’observation des étoiles doubles. Au départ, j’étais un peu déçu d’avoir à utiliser un plus petit télescope, mais il y avait beaucoup d’avantages à disposer d’un télescope en permanence, sans avoir à démonter et remonter PISCO pour les observations. Cela permettrait un gain en fiabilité, stabilité des réglages, avec des opérations de calibration qui ne seraient plus à renouveler à chaque mission. Le décision fut prise au printemps 2003 et tout devait aller ensuite très vite. Marco était un chercheur passionné par les étoiles doubles, qui a mis toutes ses compétences dans ce projet. Les pièces mécaniques pour adapter PISCO furent fabriquées pendant l’été, le miroir ré-aluminés à l’automne et les premières images furent obtenues en décembre 2003 (Fig. I.5). Depuis cette époque, Marco observe pratique-

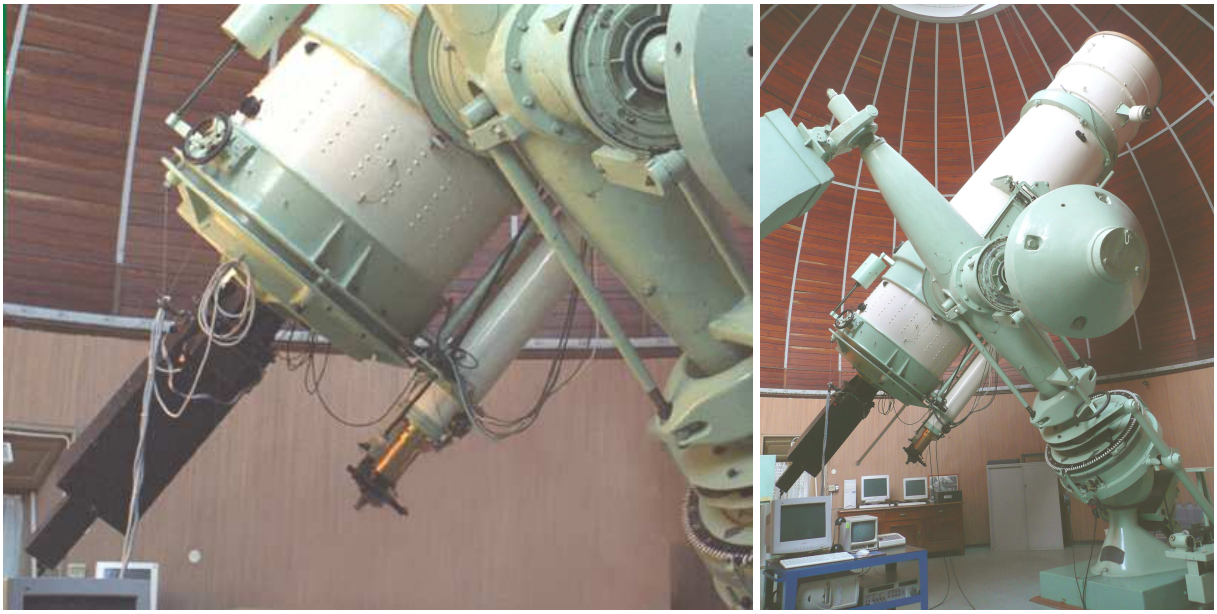

FIG. I.6: PISCO installé sur le télescope Zeiss de 1 m à Merate (Italie).

ment toutes les nuits de beau temps, parfois avec son collègue Luigi Pansecchi. PISCO est devenu un instrument dédié à l'observation des étoiles doubles visuelles, avec à ce jour plus de 3000 mesures et une longue série d'articles publiés dans des revues à comité de lecture (Scardia et al., 2005, 2006, 2007, 2008a; Prieur et al., 2008; Scardia et al., 2009; Prieur et al., 2009; Scardia et al., 2010; Prieur et al., 2010; Scardia et al., 2010; Prieur et al., 2012; Scardia et al., 2013; Prieur et al., 2014).

Le dernier développement instrumental en cours concerne l'analyse des aberrations optiques du télescope par la méthode de Hartmann, avec la trame de micro-lentilles incorporée dans PISCO (voir Sect. V.4.2).

I.7 SCIDAR

Un autre domaine d'application de PISCO au Pic du Midi a concerné l'étude de la turbulence atmosphérique. En 1998, j'ai été contacté par Gérard Daigne (Observatoire de Bordeaux), pour observer avec PISCO en utilisant la technique SCIDAR (SCintillation Detection And Ranging). Il voulait utiliser cette technique pour évaluer les performances de systèmes de mesure d'astrométrie différentielle, comme les interféromètres à double champ DFI (Dual-Field Interferometers, Colavita et al (1987); Colavita (1994)). Je ne connaissais pas du tout le sujet, mais j'acceptais de commencer une collaboration car cela me semblait un sujet intéressant. Les conditions étant presque toujours mauvaises pendant nos missions : pourquoi ne pas étudier la turbulence ? De plus Gérard Daigne était très sympathique, motivé et il avait déjà une bonne expertise du sujet sur le plan théorique.

Les observations eurent lieu au Pic du Midi en septembre 1998 (sans moi) avec la caméra ICCD de l'observatoire de Nice. Gérard Daigne me demanda ensuite de l'aider à réduire les données, qui étaient enregistrées sur des cassettes vidéo SVHS. Ce fut alors pour moi l'occasion de m'initier à la technique SCIDAR, et d'écrire des programmes pour le traitement de

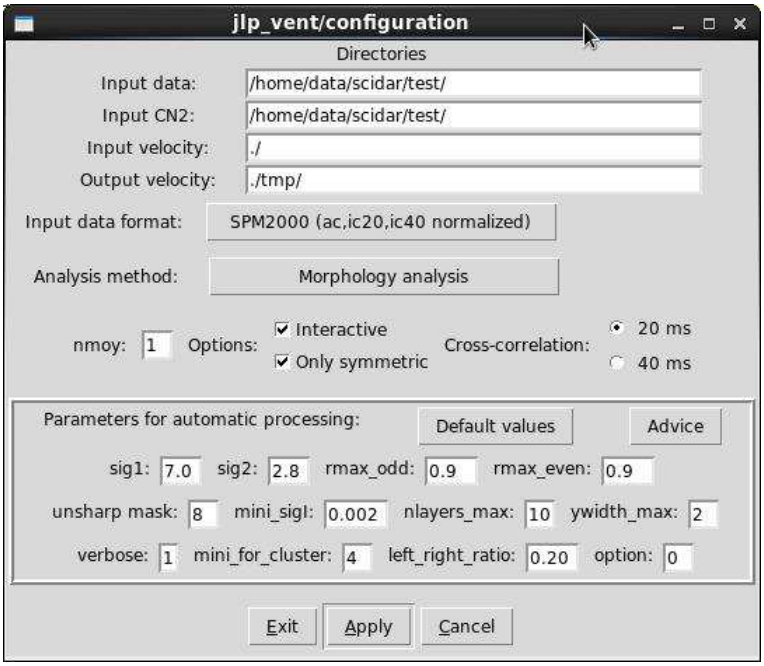

FIG. I.7: Interface TCL-TK de mon programme `jlp_vent.c` de restauration de profils de vitesse et de direction du vent en altitude à partir d'observations en mode SCIDAR généralisé.

ces données. J'ai ainsi mis au point un logiciel automatique assez complexe qui commandait la lecture des cassettes sur un magnétoscope, la numérisation du signal vidéo, et le traitement des données en "temps réel". C'était la version "SCIDAR" du programme que j'avais écrit pour réduire les cassettes de cette caméra ICCD.

Pour compléter la réduction de ces observations j'ai ensuite écrit un programme d'inversion qui restaure des profils de turbulence et de paramètres du vent en altitude. Il est basé sur une analyse de type CLEAN, avec analyse morphologique pour la partie "paramètres du vent" (voir Sect. II.3 et Annexe A). Ces observations ont conduit à la détermination de profils de turbulence jusqu'à une altitude d'une vingtaine de kilomètres au-dessus du site du Pic du Midi (Prieur et al., 2001).

Dès 2001, R. Avila de l'UNAM (Mexique) a manifesté un intérêt pour ce programme et m'a demandé de travailler sur une adaptation aux observations faites en mode "SCIDAR généralisé". Il m'a demandé d'intégrer mes fonctions à son programme `ventspml.f90` qu'il avait écrit en Fortran 90 avec Jean Vernin. Ce programme était interactif et utilisait la bibliothèque graphique PGPLOT pour gérer une partie de l'interface avec l'utilisateur. Cette intégration s'est avéré délicate, car le programme `ventspml.f90` était dérivé d'un programme très ancien (à cartes perforées), et il était très dépendant du format des données, qui changeait à chaque mission d'observation. Je suis cependant parvenu à développer un programme (`jlp_vent.c`) basé sur une approche programmation-objet, fonctionnant en mode non supervisé (en "batch") et disposant d'une interface utilisateur en langage TCL/TK (voir Fig. I.6).

En janvier 2004, j'ai effectué un séjour de trois semaines à Morelia (Mexique) pour améliorer mon programme `jlp_vent.c` et travailler sur l'article avec R. Avila qui présente la méthode que j'ai utilisée (Prieur et al., 2004). En 2005-2006, j'ai continué à travailler sur la réduction de mesures SCIDAR, en collaboration avec R. Avila (UNAM, Mexique) et

J. Vernin (Nice) (Avila et al., 2006). En 2007 et 2008, j'ai collaboré avec Jean Vernin sur des observations à l'Obs. de Haute-Provence, puis j'ai travaillé avec Jeff Stoesz (Obs. d'Arcetri, Florence, Italie), sur des données SCIDAR prises avec le télescope VATT (Vatican Advanced Technology Telescope) situé au Mont Graham en Arizona, sur le même site que le LBT (Large Binocular Telescope). Cependant ces travaux n'ont pas conduit à des publications.

Au terme de ce projet, j'avais donc écrit des programmes fonctionnant en mode non supervisé qui permettent de restaurer des profils de la turbulence (paramètre C_N^2, seeing, rayon et temps de cohérence) et des paramètres du vent en altitude (vitesse et direction) dans les couches turbulentes. Ces programmes ont été testés avec succès sur des données "SCIDAR généralisé" de plusieurs nuits complètes d'observation (Prieur et al., 2004; Avila et al., 2006). Plus de détails sont disponibles en Sect. II.3, en Annexe A et en Annexe D.

I.8 Binaires spectroscopiques

Lorsque j'ai compris que je ne pourrai plus observer avec PISCO au Pic du Midi, vers la fin des années 1990, j'ai essayé de trouver d'autres thèmes de recherche. Une possibilité était de continuer à travailler avec les personnes avec qui j'avais collaboré dans le cadre des observations avec PISCO, en élargissant mon champ d'étude des étoiles doubles à d'autres classes que les binaires visuelles. C'est ainsi ainsi que j'ai abordé l'étude des binaires à éclipses, des binaires spectroscopiques et des étoiles Am (le phénomène Am est suspecté d'être associé à la présence d'un compagnon stellaire) dans le cadre d'une nouvelle collaboration avec J.-M. Carquillat, N. Ginestet (OMP), E. Oblak (Besançon) et M. Kurpinska-Winiarska (Cracovie).

J.-M. Carquillat et N. Ginestet ont très bien accueilli ma proposition de collaborer avec eux sur les thèmes de leur équipe "Binaires Spectroscopiques". Cette équipe avait été l'équipe la plus importante de l'Observatoire de Toulouse pendant très longtemps, mais après les réorganisations successives de cet observatoire, elle avait peu à peu perdu la plupart de ses membres, sans bénéficier de nouveaux recrutements. Cette équipe était réputée pour la qualité de ses travaux en spectroscopie basés sur de nombreuses observations faites à l'Observatoire de Haute-Provence (OHP), surtout avec l'instrument CORAVEL (voir Fig. I.7) (Annexe B; Annexe C). Elle s'était rendue célèbre par la réalisation du premier catalogue informatisé des binaires spectroscopiques (Pédoussaut et al., 1988), l'édition d'un Atlas de Spectres Stellaires (Ginestet et al., 1992), et par ses nombreuses publications d'orbites spectroscopiques et de classification stellaire, avec des collaborations internationales (Annexe B).

Mon premier contact avec cet équipe fut lors d'un petit service de traduction d'un article en anglais. Cet article, soumis en français, venait d'être accepté pour publication, mais l'éditeur du journal exigeait une traduction en anglais. Ensuite, lorsque nous avons vraiment travaillé ensemble, J.-M. Carquillat et N. Ginestet m'ont confié le travail de rédaction pour nos articles en commun. En fait j'ai souvent eu ce rôle de "rédacteur" dans toutes mes autres collaborations, même lorsque je n'étais pas le premier auteur. Ceci m'a permis d'acquérir une bonne expérience pour la rédaction d'articles, et surtout de participer activement à tous les articles dont j'étais co-auteur.

Outre la rédaction et l'analyse finale des résultats, j'ai participé à la réduction et au traitement des données. J'ai ainsi écrit des programmes pour le calcul d'orbites spectroscopiques en mode non supervisé, avec la recherche automatique de la période et la mise en évidence de corps invisibles (voir Sect. II.2. Ces programmes ont permis aussi de générer directement

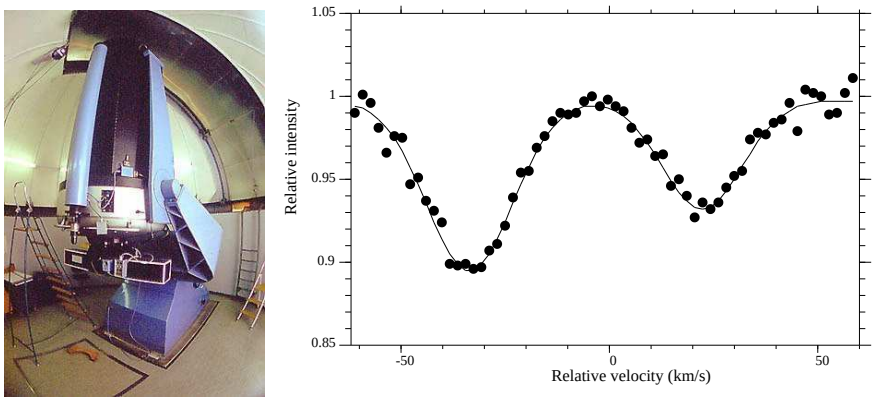

FIG. I.8: Profil d'inter-corrélation du spectre de l'étoile HD 7119 (à droite) obtenu le 19/10/1997 avec CORAVEL monté sur le télescope 1 m suisse de l'OHP (à gauche). On voit clairement ici deux "vallées" de corrélation correspondant aux composantes primaire et secondaire avec des vitesses respectives de -33 km/s et $+21$ km/s. D'après Carquillat et al. (2002).

les tables des résultats en format LaTeX et les figures en postscript, ce qui a permis de gagner beaucoup de temps pour les publications. J'ai aussi écrit divers autres programmes qui sont apparus nécessaires au cours de notre collaboration, comme par exemple des programmes pour calculer des indices de Strömgren, pour déterminer des paramètres liés à l'effet de marée dans les étoiles Am, pour déterminer la distribution de masse des étoiles, etc (Annexe C).

Au cours de ces quelques années de collaboration, je me suis bien familiarisé à cette thématique, que je ne connaissais pas du tout auparavant. Ma contribution a permis de finaliser toutes les études qui étaient en cours : étude des étoiles F-K-G-M, des étoiles à spectres composites, et des étoiles Am. Nous avons ainsi analysé et publié la plupart des nombreux résultats observationnels accumulés par cette équipe, avant que N. Ginestet, puis J.-M. Carquillat ne prennent leur retraite. J'ai ainsi été co-auteur de 14 articles avec eux (voir Sect. VI), dont les principaux résultats sont présentés en Sect. IV.4, en Annexe B et en Annexe C.

I.9 Binaires visuelles

La mise en service de PISCO au Pic du Midi avait montré que PISCO était particulièrement bien adapté aux mesures d'étoiles doubles visuelles. Ceci m'avait naturellement conduit à avoir des contacts puis des collaborations avec les spécialistes de ce thème de recherche. Ceci fut d'autant plus important que c'est ensuite la détermination de ces chercheurs qui a permis la poursuite des observations avec PISCO, après la fin de son exploitation au Pic du Midi (voir Sect. I.6).

L'étude des étoiles doubles visuelles est parfois mal perçue, parce qu'elle demande beaucoup de temps d'observation, et nécessite des années, voire des siècles, avant de pouvoir établir des orbites ! Elle n'en demeure pas moins très importante pour l'astrophysique, car c'est la seule méthode permettant d'obtenir les valeurs des masses des étoiles en utilisant seulement les lois de la gravitation. La connaissance des paramètres orbitaux permet aussi d'apporter des contraintes sur le processus de formation des étoiles (voir Annexe B).

Pour pouvoir envisager une contribution à ce thème de recherche, j'ai rapidement compris

qu'il fallait obtenir des mesures très précises et en grande quantité. Les observations au Pic du Midi avaient permis d'obtenir quelques dizaines de mesures seulement. Je me suis donc efforcé à améliorer les programmes d'acquisition, à développer le traitement en temps réel, et à faciliter la réduction finale des observations. J'ai ensuite écrit des programmes permettant d'accéder à des catalogues de données (WDS, Hipparcos, Catalogue d'orbites, etc), pour traiter des grandes quantités de mesures et fournir directement des tables en format LaTex pour la publication des résultats.

A ce jour, les observations de Marco Scardia avec PISCO à Merate ont conduit à la publication de plusieurs milliers de mesures d'excellente qualité (voir Sect. IV.3). Il faut souligner aussi tout le travail de maintenance du télescope, de sa monture et de la coupole, fait par Marco et ses collaborateurs, dans des conditions difficiles : le matériel est très ancien et il n'y a souvent aucun support financier.

I.10 Etoiles doubles du voisinage solaire avec optique adaptative

En collaboration avec P. Lampens (Bruxelles, Belgique) et R. Argyle (Cambridge, UK), nous avons étudié un échantillon d'étoiles doubles du voisinage solaire, avec des observations avec le télescope de 3.6 m de l'ESO et le système d'optique adaptative ADONIS (ADaptative Optics Near Infrared System), dans le proche infra-rouge. Ces objets disposaient d'orbites et de parallaxes assez précises, mais les masses calculées montraient des écarts par rapport à celles déduites de la relation masse-luminosité des étoiles de la séquence principale.

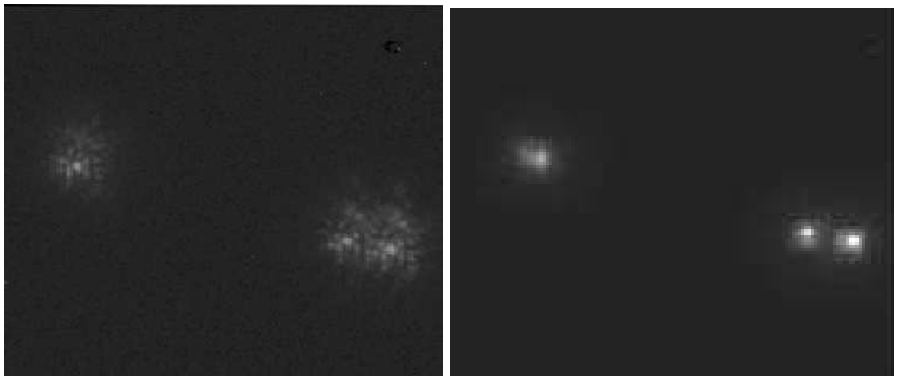

FIG. I.9: Observations de l'étoile quadruple ADS 6650 avec le système d'optique adaptative ADONIS du télescope de 3.6 m du l'ESO (Chili). Images sans correction (à gauche) et avec correction (à droite). Séparation de 0".17 pour le couple CD (situé à gauche) et de 0".863 pour le couple AB (situé à droite).

Cette étude a été pour moi l'occasion de traiter des images d'optique adaptative et de travailler dans un nouveau domaine de longueur d'onde. Nous avons ainsi obtenu des mesures astrométriques et photométriques en ajustant des profils de Moffat aux images obtenues avec ADONIS, et en analysant leur transformée de Fourier (voir Sect. II.1.4). Les principaux résultats astrophysiques sont présentés en Sect. IV.3.4 et dans la publication qui en a résulté (Lampens et al., 2012).

Du point de vue humain, cette collaboration a été très bénéfique avec Patricia Lampens (que je connaissais depuis quelques années à la suite d'une mission commune au Pic du Midi)

et Bob Argyle, avec qui j'ai fait connaissance à cette occasion, et qui est ensuite devenu un membre actif du groupe "PISCO".

I.11 PISCO2

En 2007, j'ai été contacté par René Gili qui observait les étoiles doubles avec la grande lunette de Nice, parce qu'il voulait avoir des renseignements sur PISCO. Il avait l'intention de réaliser un instrument pour observer en mode d'interférométrie des tavelures pour cette lunette, qui lui permettrait aussi d'effectuer la mise au point de façon beaucoup plus simple que ce qu'il faisait jusqu'alors. René était un amateur, ou plutôt un passionné par l'astronomie, qui est le terme le plus approprié. Il avait une longue expérience de l'observation des étoiles doubles, aux côtés de Paul Couteau, dont ils était devenu au fil des ans un des plus proches collaborateurs et un ami fidèle. Rappelons que Paul Couteau fut un observateur infatigable des étoiles doubles, avec plusieurs milliers de mesures au micromètre à fil, qui a découvert plus de 2700 nouveaux couples (Couteau, 1993). C'est lui aussi qui a pris l'initiative et dirigé la restauration de la vénérable grande lunette de Nice, dans les années 1960.

René et moi avons vite sympathisé et j'ai essayé de l'aider du mieux possible, d'abord par mes conseils, puis en réalisant quelques programmes pour faciliter l'acquisition des données et effectuer un traitement en temps réel et une visualisation des résultats en temps réel. René utilisait les nouvelles caméras EMCCD (Electron Multiplied CCD), plus performantes que la caméra ICCD de PISCO qui date de 1992. Le programme `builspeck1` que j'ai écrit pour ces caméras permet d'activer à distance toutes leurs fonctions, contrôle l'acquisition des données et effectue le même traitement en temps réel que le programme `vcrb` pour la caméra ICCD de PISCO (voir Sect. II.1).

En 2008, René a pris la décision de construire un instrument spécialement adapté à ses besoins, qu'il a appelé PISCO2, car il pouvait être considéré comme une version simplifié de PISCO. Cet instrument est décrit en détail dans Gili et al. (2014). C'est essentiellement un instrument conçu, réalisé et financé par René Gili.

Ma contribution a donc été très limitée. J'ai seulement fourni quelques conseils pour la partie optique et la correction de la dispersion atmosphérique. En utilisant l'expérience acquise avec PISCO, j'ai calculé les caractéristiques des prismes de Risley, commandé leur réalisation, puis écrit un programme de calcul de la position des prismes en fonction de la direction de l'objet visé (voir Sect. III.2).

PISCO2 s'est révélé être très bien adapté à l'observation des étoiles doubles avec la grande lunette de Nice, en étant à la fois performant et facile à utiliser. R. Gili a déjà obtenu plusieurs milliers de mesures avec cet instrument.

I.12 Calibration de phase

Certaines techniques validées avec PISCO trouvent une extension naturelle dans la synthèse d'ouverture à partir d'interféromètres à grandes lignes de base. C'est pour cela que j'ai envisagé à la fin des années 1990 de me reconvertir dans le domaine millimétrique et de la synthèse d'ouverture en radio-astronomie. Ceci m'aurait permis de valoriser une partie de l'investissement de notre équipe dans ce domaine, et de m'impliquer à terme dans le projet ALMA (Atacama Large Millimeter Array).

Au milieu des années 1990, A. Lannes et les autres membres de notre équipe avaient développé une méthode de restauration d'image à partir d'observations interférométriques en radio-astronomie (Lannes, 1994, 1996). Pour sa mise au point cette méthode avait été mise en œuvre dans le logiciel WIPE, qui avait été ensuite intégré dans le logiciel GILDAS de traitement des observations de l'IRAM (Institut de Radio-Astronomie Millimétrique) par K. Bouyoucef (étudiant de notre équipe). Cependant assez rapidement, certains modules de WIPE n'ont plus fonctionné, à cause de changements opérés dans GILDAS. En 1999-2000, en collaboration avec l'équipe informatique de l'IRAM à Grenoble, j'ai modifié WIPE pour l'adapter au nouvel environnement graphique de GILDAS.

En 1999, j'ai effectué deux missions à l'IRAM à Grenoble au cours desquelles j'ai participé au traitement des données acquises par l'interféromètre du plateau de Bure par des collègues de l'OMP. Pour approfondir mes connaissances en radio-astronomie, j'ai ensuite participé à deux écoles d'été en juin 2000 :

- "Interférométrie millimétrique", organisée par l'IRAM à Grenoble ;
- "Imagerie en synthèse d'ouverture", organisée par le NRAO (National Radio Astronomy Observatory) à Socorro (Nouveau-Mexique, Etats-Unis).

Les observations depuis le sol d'objets astronomiques sont perturbées par des retards de phase aléatoires qui se produisent lors de la propagation des ondes électromagnétiques dans l'atmosphère ("aberrations de phase"). Ces retards dépendent du trajet parcouru et sont a priori inconnus (voir Annexe A). La restauration d'images à haute résolution angulaire, à partir d'observations avec des dispositifs interférométriques, nécessite une estimation de ces retards de phase, opération qui est appelée "calibration de phase". "L'auto-calibration de phase" consiste à déterminer ces aberrations en n'utilisant que les observations de l'objet à étudier. Cette méthode utilise des contraintes sur l'image de l'objet et sur la propriété de clôture de phase : les données de clôture fournies par le dispositif instrumental ne sont pas altérées par la turbulence atmosphérique (voir Annexe A).

L'auto-calibration de phase est la méthode incontournable pour la restauration d'image avec tous les dispositifs interférométriques fonctionnant dans le domaine optique par exemple. Dans le domaine de la radio-astronomie centimétrique ou millimétrique, les variations de phase dues à l'atmosphère sont relativement lentes, et les aberrations de phase peuvent être estimées autrement. La calibration de phase se fait généralement à partir de l'observation d'objets connus (dits "calibrateurs de référence"), auxquelles on associe souvent des mesures radiométriques, en utilisant des modèles d'atmosphère de plus en plus sophistiqués. Dans le domaine submillimétrique d'ALMA, cette méthode est plus difficile à mettre en œuvre car la variation temporelle de la turbulence est beaucoup plus rapide. On ne peut pas présager des progrès futurs, mais il n'est pas certain que la même méthode (avec des calibrateurs) puisse être appliquée. Les méthodes d'auto-calibration demeureront peut-être les seules possibles. Dans tous les cas, elles resteront toujours un moyen supplémentaire d'améliorer ou de valider les images restaurées à partir d'autres méthodes de calibration.

En 2002-2004, j'ai mis en œuvre la méthode d'auto-calibration proposée par Lannes (2005) qui permet de traiter des problèmes difficiles, comme ceux de la restauration d'image à partir de relations de clôture à partir de réseaux de 3 pupilles. J'ai ensuite traité des observations obtenues avec le télescope Keck I (de 10 m de diamètre), sur lequel était placé un masque pupillaire et qui fonctionnait ainsi comme un interféromètre optique avec un grand nombre de sous-pupilles (Coll. P. Tuthill, Univ. de Sydney). Bien que ce contexte soit différent de celui de la radio-astronomie pour lequel la méthode d'André ait été étudié, les résul-

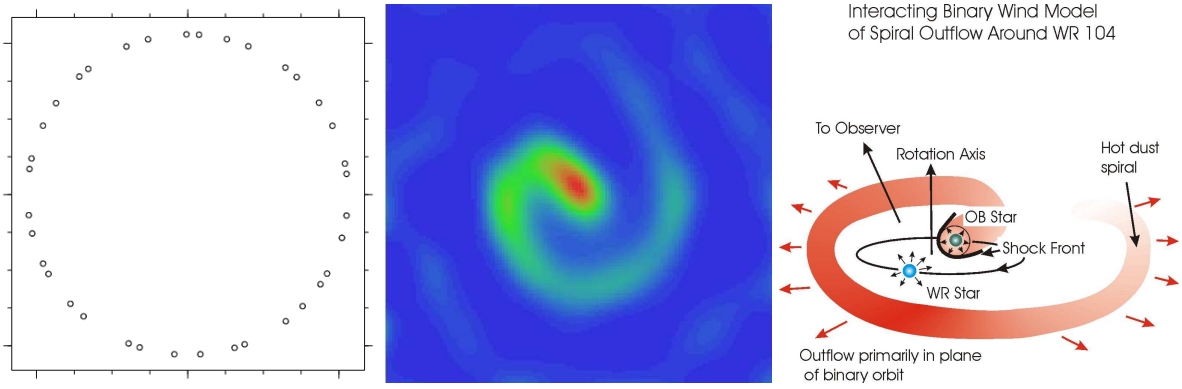

FIG. I.10: Image de l'environnement stellaire de l'étoile double WR 104, restaurée avec la méthode d'auto-calibration de Lannes (2005) (au centre) à partir d'observations faites par P. Tuthill avec le télescope Keck I, en utilisant le masque pupillaire représenté sur la figure de gauche. Le modèle théorique représenté à droite est extrait de Tuthill et al. (1999).

tats sur les données fournies par P. Tuthill ont été positifs (voir Fig. I.9. Pour restaurer cette image, la calibration de phase a été effectuée avec la méthode de Lannes (2005) et la synthèse de Fourier avec une méthode de maximum d'entropie (MEM), en limitant le processus aux 4 ou 5 premières itérations.

Pendant les années suivantes, j'ai gardé des contacts avec A. Lannes après son départ de notre équipe pour rejoindre le CERFACS (Centre Européen de Recherche et de Formation Avancée en Calcul Scientifique) et il m'a tenu informé des développements théoriques qu'il faisait dans ce domaine. Il a notamment élaboré un modèle mathématique élégant qui décrit les ensembles et les opérateurs en jeu dans le problème de la calibration de phase en radio-astronomie. Il a ensuite proposé une autre formulation de ce problème, au niveau des arcs et non plus au niveau des phaseurs comme cela se faisait généralement. Son approche permet d'étudier la stabilité du problème et la fiabilité de la solution réalisant le minimum de la fonctionnelle de ce problème (Lannes & Prieur, 2011). Nous avons récemment étudié en détail le problème annexe correspondant à la détermination des ambiguïtés entières de ces arcs (Lannes & Prieur, 2014).

Plus de détails sur ces développements théoriques et leur extension à des applications en géodésie (calibration de réseaux GNSS) sont donnés en Annexe E et Annexe F.

Chapitre II

Traitement du signal et des images

II.1 Haute résolution angulaire

II.1.1 Traitement en temps réel des données de PISCO

Le traitement des données en mode interférométrie des tavelures ou de restauration d'images avec des méthodes bispectrales est assez lourd car il nécessite le calcul de transformées de Fourier de chaque image élémentaire (voir Annexe A). Lors de sa "découverte" de l'interférométrie des tavelures, Antoine Labeyrie calculait les transformées de Fourier par un traitement optique et l'intégration des spectres de puissance se faisait directement sur des émulsions photographiques (Labeyrie, 1970).

Si on prend le cas des images de $n = 128 \times 128$ pixels que nous traitons avec PISCO, le calcul avec l'algorithme de transformée de Fourier discrète rapide (FFT, Fast Fourier Transform) (Cooley & Tukey, 1965) nécessite de l'ordre de $5n \log_2(n) = 1.15 \times 10^6$ opérations. Le traitement en temps réel de 50 images par seconde (i.e., poses élémentaires de 20 ms), nécessite alors un processeur d'au moins 50 mégaflops (flops : floating point operation per second). Pendant très longtemps (jusque vers le milieu des années 2000), les ordinateurs dont je pouvais disposer pour PISCO n'étaient pas assez puissants pour calculer des spectres et des bispectres en temps réel. Certains collègues y parvenaient cependant en utilisant des processeurs spécialisés de type DSP (Digital Signal Processor)[1].

Les premières caméras installées sur PISCO furent des caméras à comptage de photons, que l'on nous prêtait pour effectuer les missions au Pic du Midi : CP40 de l'INSU, CAR (Caméra à Anode Résistive) de l'OCA, et PAPA de P. Nissensson (Cambridge, USA). Ces caméras fournissaient directement les coordonnées des photons détectés, en temps réel. Un traitement bien adapté à ce format, et relativement facile à mettre en œuvre, consistait à calculer des auto-corrélations, ou des triples corrélations restreintes à quelques plans particuliers. Pour les missions au Pic du Midi avec ces détecteurs, nous utilisions les programmes de Laurent Koechlin qui décodaient le format de ces données et effectuaient ce traitement en temps réel sur un ordinateur Macintosh. Pour tester les méthodes bispectrales proposées par Lannes (1988), un traitement plus complet était nécessaire, qui ne pouvait alors se faire qu'en temps différé. Pour cela, j'avais écrit des programmes adaptés à chaque type de caméra, qui

[1] Pour ma part, je préférais attendre, en pensant que l'évolution des techniques rendrait vite caduque un éventuel développement sur ces DSP. L'avenir m'a donné raison. Quelques années plus tard, ces calculs pouvaient être effectués en temps réel par de simple ordinateurs personnels.

reconstituaient des images élémentaires et calculaient ensuite des moyennes de spectres et de termes bispectraux sur une “liste bispectrale” (le bispectre étant de dimension 4) (voir Annexe A).

Ces caméras étaient très sensibles, mais elles n’étaient pas faciles à utiliser et sujettes à de nombreuses pannes. De plus, elles avaient des défauts (distorsion, “trou du centreur”) qui se sont révélés être très gênants pour la restauration d’images à haute résolution angulaire à l’aide des méthodes bispectrales que nous voulions mettre en œuvre (Prieur et al., 1998). A partir de 1998, au Pic du Midi puis à Merate, nous avons uniquement utilisé la caméra ICCD (Intensified CCD), que nous a aimablement prêté l’équipe d’Eric Aristidi de l’Université de Nice. Cette caméra, fabriquée par Philips, est équipée d’un amplificateur de brillance (galette de micro-canaux avec photo-cathode SR20) couplé à un détecteur CCD, à la manière de la caméra “Ciné-CCD” que j’avais testée au Pic du Midi lors de mon stage d’ingénieur (Prieur, 1993a; Fort et al., 1985). La caméra ICCD Philips produit un signal vidéo qui transite par une fibre optique pour visualisation sur un moniteur vidéo et/ou enregistrement sur un magnétoscope. Jusqu’en 2009, les données de cette caméra étaient enregistrées sur cassettes SVHS (Super Video Home System). J’avais mis au point un banc de numérisation automatique de cassettes vidéo, à partir d’un magnétoscope Panasonic AG-7355 et d’une carte électronique RIO/ELLIPS pour PC (port PCI). Le magnétoscope était piloté par ordinateur par une liaison RS232 et la carte de numérisation RIO/ELLIPS assurait une numérisation sur 8 bits, avec une cadence de 50 images par seconde. Cette carte ne peut être installée que sur un port PCI et les pilotes ne sont disponibles que pour le système d’exploitation “Microsoft/Windows”.

J’ai donc été conduit à écrire un programme `VCRB` de traitement en langage C++, avec des bibliothèques graphiques fonctionnant sous ce système d’exploitation (Fig. II.0). Dans les années 1990, le traitement d’une cassette de 3 heures nécessitait presque une semaine de calcul avec les PC de l’époque. Le programme `VCRB` devait à la fois piloter le magnétoscope (avance, retour en arrière, lecture, arrêt, pause, lecture du compteur, etc), la carte de numérisation (paramétrage, numérisation, stockage et transfert) et le traitement des données (correction, sélection et traitement des images élémentaires). Ce programme a été utilisé au Pic du Midi, à Toulouse et à Merate, avec différents ordinateurs, systèmes d’exploitation (Windows 3, Windows 95 et Windows XP), et deux magnétoscopes différents. Je l’ai amélioré et maintenu pendant une quinzaine d’années. Il s’est montré fiable et robuste, et parvenait à traiter des cassettes entières sans interruption, ce qui durait en général plusieurs jours.

Au début ce traitement se faisait presque exclusivement en différé, après les observations. Ensuite, j’ai intégré progressivement de plus en plus de traitement en temps réel, pendant les observations. Depuis 2006, grâce aux progrès techniques, l’essentiel du traitement, y compris la restauration d’image, peut être fait sur un ordinateur personnel (PC), en temps réel. Les données numérisées ont pu aussi être stockées sur disque, et nous n’enregistrons plus sur des cassettes vidéo depuis 2008.

Cette caméra ICCD s’est montrée très fiable. Nous avons eu cependant quelques pannes, causées par un mauvais contact sur la sortie en fibre optique, que nous avons réussi à réparer (heureusement, car il n’y a plus de maintenance possible chez Philips). Le système de fixation de la fibre optique a été complètement révisé récemment par Marco Scardia et Alessio Zanutta, pour que ce genre de problèmes ne se reproduise plus.

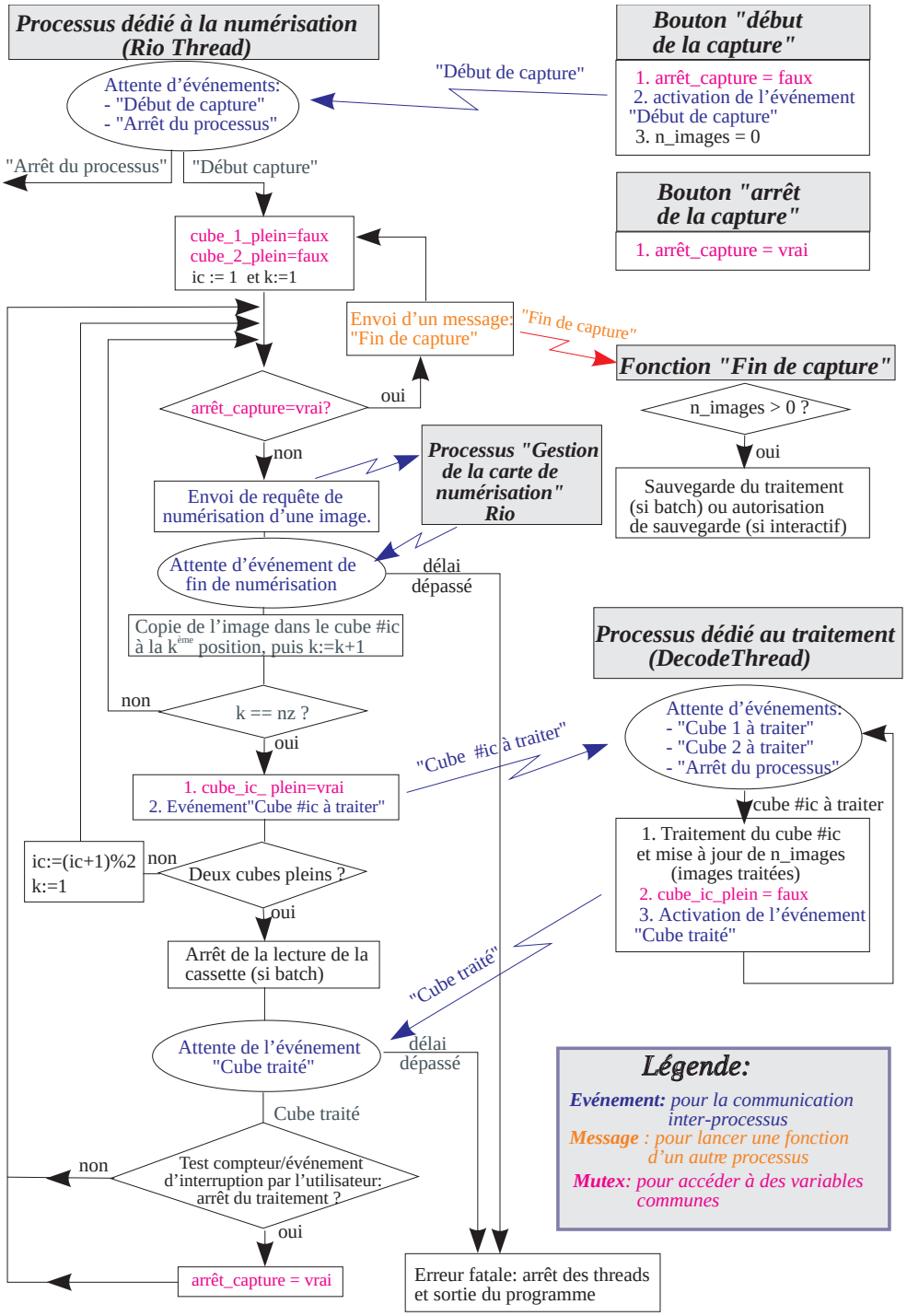

FIG. II.1: Algorithme du programme VCRB de traitement en temps réel des images

II.1.2 Astrométrie différentielle des étoiles doubles

Dans le cas d'une étoile double, la fonction d'auto-corrélation mesurée comporte deux pics secondaires, qui sont souvent noyés dans un fond continu, plus intense vers le centre. Pour améliorer la visibilités des pics secondaires, nous utilisons la méthode de Worden et al. (1977), qui permet de réduire une grande partie des variations basse-fréquence de la fonction d'auto-corrélation et fournit par là-même des images directement exploitables pour les mesures d'astrométrie relative d'étoiles doubles. Cette méthode peut être considérée comme une déconvolution simplifiée (voir démonstration en Annexe A). Elle consiste à soustraire à l'auto-corrélation moyenne des images élémentaires, la moyenne des inter-corrélations entre les images distantes de Δt largement supérieur au temps de cohérence τ de la turbulence atmosphérique.

Cette méthode s'est révélée très efficace pour tous les détecteurs utilisés avec PISCO, et elle a permis d'établir, en temps réel, un diagnostic rapide de la qualité des observations. Pour les détecteurs fournissant des coordonnées des photons avec leur temps d'arrivée (CAR, PAPA), cette approche permet de déterminer la valeur optimale de τ (valeur qui fournit le contraste maximum). Pour les inter-corrélations, on prend généralement $\Delta t = 5\tau$. Dans le cas des autres détecteurs (CP40, ICCD) fonctionnant avec un échantillonnage temporel fixe Δt_0 (de 20 ms), nous avons pris une valeur fixe $\Delta t = 5\Delta t_0$ (soit 100 ms).

Un exemple d'une telle image est donné sur la figure II.1 pour l'étoile double ADS 9880. A partir de cette auto-corrélation, nos programmes Xdisp1 ou Wdisp1 sont utilisés pour déterminer la position précise des pics secondaires par deux méthodes : calcul du centre de gravité ou ajustement d'une Gaussienne. Une opération préliminaire consiste cependant à soustraire le fond résiduel qui est ajusté sur une couronne entourant ces pics par un polynôme bidimensionnel du 3ème degré. On procède avec plusieurs essais pour la soustraction de ce fond et on en déduit la valeur moyenne de la séparation angulaire ρ et l'angle de position θ et leur incertitude associée.

La fonction d'auto-corrélation correspond à la transformée de Fourier du module du spectre des images et ne contient donc pas d'information de phase. Les pics secondaires ont rigoureusement la même intensité dans cette fonction d'auto-corrélation (ils peut exister une différence dans l'auto-corrélation de Worden, mais cette différence n'est pas significative). Pour connaître le "quadrant", dans lequel se trouve le compagnon, il faut utiliser une information de phase. Celle-ci peut être obtenue par le calcul de la triple corrélation Weigelt (1977), ou d'une restriction de cette fonction à un plan seulement, comme l'ont proposé Aristidi et al. (1997). C'est cette méthode qui est mise en œuvre dans le programme `vcrb` (voir Fig. II.1).

Dans le programme `buildspec1`, pour PISCO2, j'ai rajouté l'option de la méthode DVA (Direct Vector Autocorrelation) de Bagnuolo (1992). On calcule alors une auto-corrélation "orientée" qui tient compte de la brillance observée aux extrémités des vecteurs. Cette méthode fonctionne assez bien lorsque la différence de luminosité entre les deux composantes de la binaire n'est pas trop importante (par exemple si $\Delta m < 2$). On peut alors mesurer ρ et θ sur ces auto-corrélations DVA, à partir des photo-centres des pics secondaires, comme dans le cas des auto-corrélations "classiques" ou "de Worden". L'avantage supplémentaire de cette méthode est de fournir une indication sur la position du compagnon (le quadrant") et sur la différence de magnitude des deux composantes, calculée partir du rapport des intensités de ces deux pics. Cette méthode fonctionne bien à Nice (voir Gili & Prieur (2012)) où le seeing

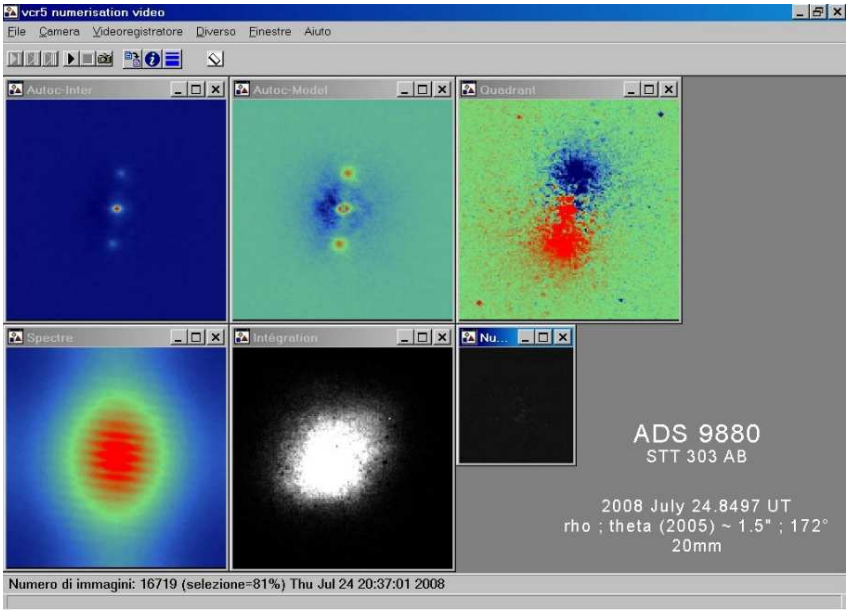

FIG. II.2: Traitement effectué en temps réel par le programme `vcrb` des observations de ADS 9880 faites avec PISCO. De gauche à droite et de haut en bas : auto-corrélation par la méthode de Worden, auto-corrélation à laquelle on a enlevé un modèle de fond, triple corrélation restreinte, spectre de puissance, longue intégration et image élémentaire. La mesure de (ρ, θ) est effectuée ensuite sur l'auto-corrélation. L'ambiguïté de 180° est levée avec la triple corrélation. Le "quadrant" est indiqué par la position du pic bleu : ici le compagnon est situé en haut de l'image.

est souvent excellent, mais ne donne pas de bons résultats à Merate.

II.1.3 Restauration d'images avec des méthodes bispectrales

Le bispectre B_o de la fonction d'irradiance $i_o(\overrightarrow{x})$ d'un objet est défini à partir du spectre $I_o(\overrightarrow{u})$ de i_o par :

$$B_o(\overrightarrow{u}_1, \overrightarrow{u}_2) = \hat{I}_o(\overrightarrow{u}_1)\, \hat{I}_o(\overrightarrow{u}_2)\, \hat{I}_o^*(\overrightarrow{u}_1 + \overrightarrow{u}_2)$$

Cette fonction est accessible à l'expérience, et peut être calculée à partir du spectre de l'image obtenue dans le plan focal d'un télescope par exemple. Pour réduire le bruit de la mesure, on calcule souvent une moyenne temporelle que nous appellerons ici, *bispectre expérimental* et qui sera noté B_e.

En posant

$$I_o(\overrightarrow{u}) = |I_o(\overrightarrow{u})|\ \exp i\beta(\overrightarrow{u})$$

et :

$$B_o(\overrightarrow{u}_1, \overrightarrow{u}_2) = |B_o(\overrightarrow{u}_1, \overrightarrow{u}_2)|\ \exp i\gamma(\overrightarrow{u}_1, \overrightarrow{u}_2),$$

on en déduit la relation suivante, pour le termes de phase :

$$\exp i\gamma(\overrightarrow{u}_1, \overrightarrow{u}_2) = \exp i\beta(\overrightarrow{u}_1)\ \exp i\beta(\overrightarrow{u}_2)\ \exp -i\beta(\overrightarrow{u}_1, \overrightarrow{u}_2)$$

On peut ainsi définir l'opérateur bispectral C_0 tel que

$$\gamma = C_0\beta \quad \text{avec} \quad \gamma(\overrightarrow{u}_1, \overrightarrow{u}_2) = \beta(\overrightarrow{u}_1) + \beta(\overrightarrow{u}_2) - \beta(\overrightarrow{u}_1, \overrightarrow{u}_2)$$

où γ et β sont respectivement les phases du bispectre et du spectre de l'objet.

En utilisant la propriété que la "clôture de phase" n'est pas affectée par les aberrations de phase dues à la propagation dans l'atmosphère, on montre que la fonction de transfert bispectrale expérimentale est réelle, avec un terme de phase nul (voir Annexe A). Le phaseur $\xi_e = \exp i\gamma_e$ du bispectre expérimental de l'image est donc égal au phaseur du bispectre de l'objet, à un terme de bruit près. On a donc :

$$\exp i\gamma_e = \exp i\gamma + \epsilon$$

L'opérateur de transformée de Fourier (TF) étant inversible, on peut calculer la fonction d'éclairement d'une image à partir de sa TF. Le module d'une TF ne contenant que très peu d'information, le problème de *l'imagerie par méthode bispectrale* consiste donc essentiellement à déterminer le phaseur $\exp i\beta$ du spectre de l'objet à partir d'une mesure $\xi_e = \exp i\gamma_e$ du phaseur du bispectre expérimental.

Nous sommes donc amenés à minimiser la fonctionnelle :

$$q(\beta) = \| \exp i\gamma_e - \exp i\, C_0\beta \|_{\mathbf{Q}} \tag{II.1}$$

La norme $\|\|_{\mathbf{Q}}$ est associée au produit scalaire suivant :

$$(x|x')_{\mathbf{Q}} = \overline{x}^T \mathbf{Q}\, x'$$

où $\mathbf{Q} = V^{-1}$ est l'inverse de la matrice de variance-covariance V du phaseur expérimental $\exp i\gamma_e$. Notons que la distance associée est parfois appelée ***distance de Mahalanobis*** (Mahalanobis, 1936). La plupart des auteurs font l'hypothèse simplificatrice que V est une matrice diagonale, dont les termes diagonaux sont $w_i = 1/\sigma_i^2$, où σ_i est l'écart-type obtenu lors du calcul de la composante i du vecteur phaseur bispectral moyen. En notant w_e la fonction telle que $w_e(i) = w_i$ la fonctionnelle à minimiser (cf Eq. II.1) devient :

$$q_w(\beta) \approx \| w_e \left(\exp i\gamma_e - \exp i\, C_0\beta \right) \|$$

Pour résoudre ce problème (voir Annexe A), nous avons mis en œuvre la méthode de minimisation itérative par moindres carrés avec une méthode de Gauss-Newton proposée par Lannes (1988), et aussi (pour comparer) une version de la méthode récursive proposée par Weigelt (1977) et Lohmann et al. (1983). Nous avons aussi commencé à étudier le traitement plus rigoureux de ce problème, avec une résolution par la méthode QR, en prenant en compte la distance de Mahalanobis.

Lorsque la phase du spectre de l'image de l'objet a été reconstruite, on doit ensuite résoudre un problème de déconvolution faisant intervenir le module de ce spectre et la fonction de transfert du système imageur, qui est estimée à partir d'observations d'une étoile simple, dite *étoile de référence*. En principe, ces observations devraient avoir été effectuées dans des conditions aussi proches que possibles de celles de l'objet (même filtre, type spectral et magnitude voisins, hauteur zénithale semblable, moment d'observation proche, etc.). En fait l'expérience m'a montré que ces contraintes pouvaient être relâchées, et qu'il n'était pas nécessaire d'observer une étoile de référence pour chaque objet étudié. L'information contenue dans le module du spectre est beaucoup moins importante que celle contenue dans la phase. Pour cette opération, j'ai utilisé la méthode de déconvolution régularisée proposée par Lannes at al. (1987a,b), et mise en œuvre dans le logiciel DIANE de Sylvie Roques et Jean

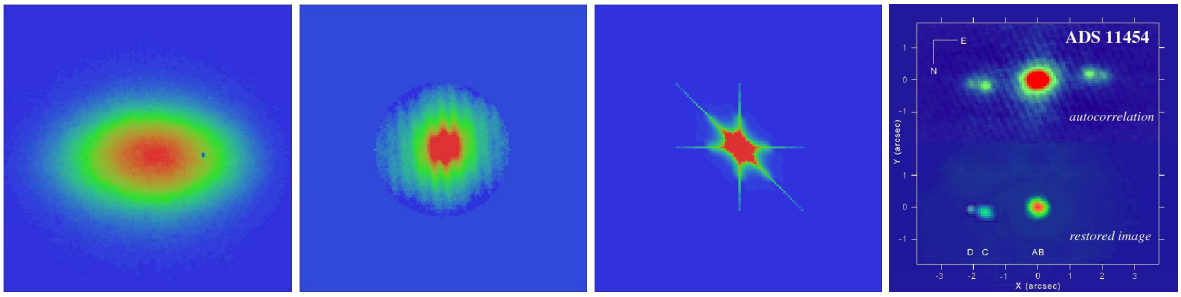

FIG. II.3: Système multiple ADS 11454 observé le 12/09/2006 avec PISCO à Merate (AB-C : 1".63 et C-D : 0".44, $\Delta m_V(AB - CD) = 1.2$). De gauche à droite : longue intégration des images élémentaires ; spectre de puissance moyen des images élémentaires corrigé du biais introduit par le bruit de photons ; coupe du bispectre corrigé du biais de photons ; autocorrélation moyenne et image restaurée avec notre méthode bispectrale (AB non résolu, C et D). D'après Scardia et al. (2009).

Vigneau. J'ai adapté ce logiciel à mon problème (données dans l'espace de Fourier) et à mon environnement informatique (langage C, format FITS pour les images, allocation dynamique de mémoire, etc).

En fait la plus grande difficulté que j'ai rencontrée dans la mise en œuvre de cette méthode a concerné l'estimation correcte du bispectre expérimental B_e à partir des données. Des facteurs multiples, à la fois théoriques (bruit de photons, biais statistiques) et pratiques (liés au détecteurs utilisés), rendent l'estimation de ce bispectre expérimental très difficile. L'élément décisif qui m'a permis d'aboutir a été la simulation complète du processus sur banc d'optique, avec un simulateur de turbulence, PISCO et la caméra ICCD. Les différentes corrections, que j'applique maintenant systématiquement dans des procédures non supervisées, font intervenir la TF de la réponse du détecteur à un seul photon et nécessitent la résolution d'une équation du 3ème degré pour estimer le nombre de photons moyen par image (qui n'est pas accessible directement dans le cas de la caméra ICCD). Elles sont décrites dans l'Annexe A. Ces corrections sont appliquées dans le programme `vcrb` qui permet depuis 2006 d'obtenir des images restaurées par des méthodes bispectrales en temps réel, à partir des observations de PISCO avec la caméra ICCD (voir Fig. II.2).

L'étude détaillée que j'ai faite pour résoudre ce problème a aussi été l'occasion pour moi de faire des simulations complètes du processus d'imagerie, prenant en compte la turbulence atmosphérique, le processus de détection, la réponse du détecteur, et les différents biais statistiques intervenant lors du calcul du bispectre expérimental (voir Fig. II.3 et Annexe A). La partie du bispectre B qui est représentée sur les figures II.3 et II.2 correspond à la partie réelle d'une coupe $B((u_1, 0), (v_1, 0))$. Plus précisément, les valeurs du bispectre de la zone centrale correspondent à la "liste bispectrale" associée à une couverture fréquentielle circulaire de rayon $ir = 30$. Les valeurs sur les axes qui s'étendent au delà de cette zone centrale ont été obtenues à partir du spectre de puissance (pour plus de détails, voir Annexe A).

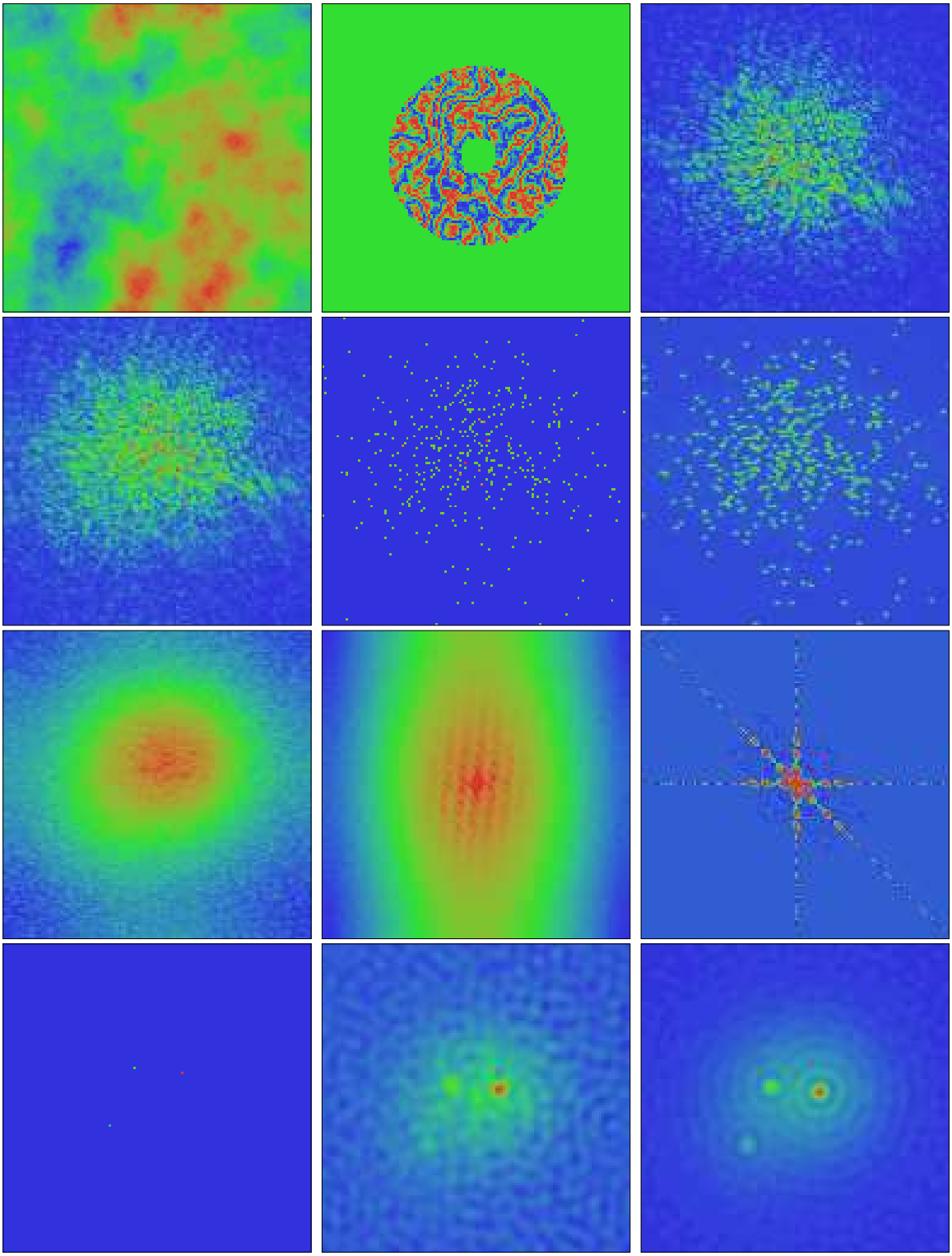

FIG. II.4: Simulation d'observations d'une étoile triple avec PISCO et la caméra ICCD. De gauche à droite et de haut en bas : écran de phase instantané (turbulence atmosphérique), phase sur la pupille d'entrée du télescope, réponse impulsionnelle instantanée, image élémentaire analogique dans le plan focal, photons détectés, image élémentaire fournie par la caméra ICCD, longue pose, spectre de puissance, coupe du bispectre mesuré, objet hors atmosphère, image restaurée avec la phase du bispectre, image finale restaurée après déconvolution.

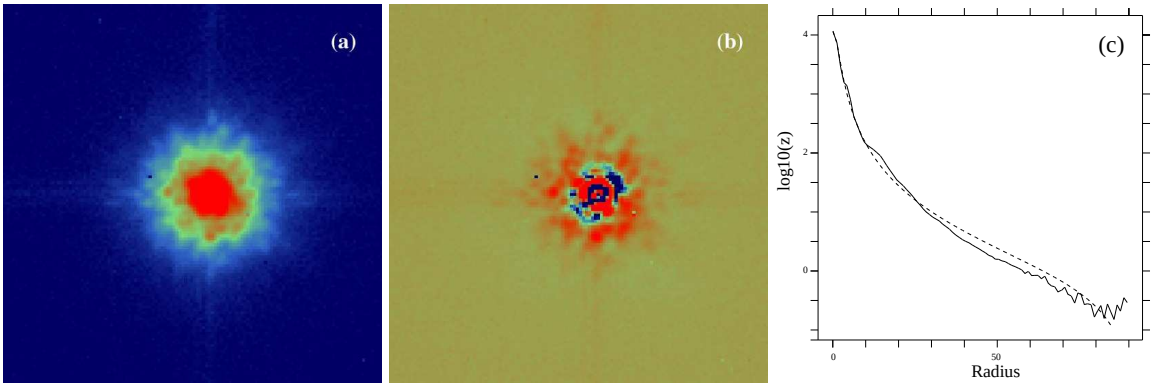

FIG. II.5: Profil de Moffat ajusté à une image d'une étoile de calibration (HR 8658) obtenue en K avec ADONIS : (a) image brute, (b) résidu et (c) profil de l'image brute en ligne continue et profil de Moffat en pointillés. D'après Lampens et al. (2012).

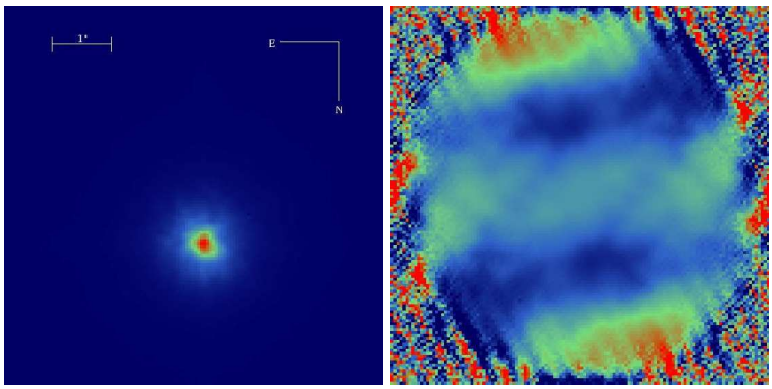

FIG. II.6: Analyse de Fourier des images de HIP 20087 obtenues avec ADONIS. La correction d'optique adaptative a produit une image intégrée (à gauche) ne comportant qu'une simple tache brillante. En divisant le spectre de puissance correspondant par celui d'une étoile de calibration, nous avons obtenu un spectre de puissance "restauré" (à droite) qui comporte deux systèmes de franges qui suggèrent la présence de deux compagnons autour de l'étoile primaire. On voit clairement ici le bruit blanc à l'extérieur du disque de diamètre D/λ correspondant à la limite de diffraction du télescope. D'après Lampens et al. (2012).

II.1.4 Traitement d'images obtenues avec optique adaptative

Comme cela a déjà été évoqué en Sect. I.10, j'ai collaboré avec P. Lampens (Bruxelles) et R. Argyle (Cambridge, UK) pour l'étude d'un échantillon d'étoiles doubles du voisinage solaire, à partir d'observations faites le système d'optique adaptative ADONIS. Pour la réduction des données, nous avons travaillé à la fois dans l'espace de Fourier (voir Fig. II.5) pour les binaires très serrées et dans l'espace direct lorsque les étoiles étaient bien résolues. Dans ce cas nous avons ajusté des profils de Moffat (voir Fig. II.4) avec la procédure que nous allons décrire ici.

Pour modéliser les profils stellaires observés sur les plaques photographiques, Moffat (1982) avait proposé une formule semi-empirique qui prenait en compte la diffusion lumineuse à l'intérieur des émulsions photographiques, et qui a été ensuite largement utilisée dans d'autres contextes. Son expression est proche d'un profil de Lorentz (en $1/(1+b\,r^2)$) :

$$I_1(x,y) = \frac{h_1}{(1+b\,r_1^2)^q} \quad \text{avec} \quad r_1 = \sqrt{(x-x_1)^2+(y-y_1)^2} \tag{II.2}$$

où q est une valeur réelle, généralement comprise entre 1 et 2, et où r_1 est la distance du point considéré au centre du profil de coordonnées (x_1, y_1). Le paramètre b prend en compte la largeur du profil ; il est lié à la largeur totale à mi-hauteur du profil s (ou "seeing") par :

$$s = \frac{2\sqrt{2^{1/q} - 1}}{b} \tag{II.3}$$

On peut aussi prendre en compte l'ellipticité des isophotes du profil en ajoutant deux paramètres supplémentaires e et k dans l'expression de r_1, comme l'a proposé Cuypers (1997) :

$$r_1 = \sqrt{(x - x_1)^2 + e\,(x - x_1)\,(y - y_1) + (1 + k)\,(y - y_1)^2} \tag{II.4}$$

Le modèle comprend alors 7 paramètres : x_1, y_1, h_1, b, q, k, e.

Nous avons vérifié que le profil de Moffat était bien adapté aux images obtenues en optique adaptative (voir Fig. II.4). Pour mesurer la photométrie et la position relative des composantes des étoiles doubles, P. Lampens a ajusté des profils de Moffat avec la procédure de réduction développée par Cuypers (1997) dans le contexte du logiciel MIDAS de l'ESO. Pour pouvoir vérifier la procédure et éventuellement faire des mesures d'autres applications, j'ai écrit le programme `fit_moffat.cpp` en C++ qui permet de travailler en dehors du contexte de MIDAS. Ce programme ajuste la fonction d'éclairement suivante correspondant à la somme de N profils de Moffat à deux dimensions :

$$I(x, y) = \sum_{m=1}^{N} I_m(x, y) + n(x, y) \quad \text{avec} \quad I_m(x, y) = \frac{h_m}{[1 + (b\,r_m)^2]^q} \tag{II.5}$$

où $n(x, y)$ est un polynôme du premier degré en (x, y) qui permet de prendre en compte les variations linéaires du fond du ciel :

$$n(x, y) = n_0 + n_1\,x + n_2\,y + n_3\,x\,y \tag{II.6}$$

Dans le cas d'un étoile double, le problème consiste à minimiser une fonction $f(\overrightarrow{p})$ où le vecteur $\overrightarrow{p}$ appartient à $\mathbb{R}^{14}$, dont les 14 coordonnées correspondent à x_1, y_1, h_1, x_2, y_2, h_2, b, q, k, e, n_0, n_1, n_2 et n_3 :

$$f(\overrightarrow{p}) = \sum_{(x,y)\in\mathcal{A}} \left[z(x, y) - I_{\overrightarrow{p}}(x, y)\right]^2 \tag{II.7}$$

Dans cette expression, $z(x, y)$ est la valeur mesurée sur le détecteur de la fonction d'éclairement pour le pixel (x, y) et $\mathcal{A}$ est le domaine de l'image dans lequel se fait la minimisation.

J'ai utilisé l'algorithme de minimisation avec contraintes bornées LBFGS (voir Annexe A), pour lequel il est nécessaire de fournir la valeur du gradient g de la fonction $f(\overrightarrow{p})$ à minimiser, dont les composantes s'expriment sous la forme :

$$g_i = \sum_{(x,y)\in\mathcal{A}} -2\left[z(x, y) - I_{\overrightarrow{p}}(x, y)\right] \frac{\partial I_{\overrightarrow{p}}(x, y)}{\partial p_i} \tag{II.8}$$

L'expression des composantes de ce gradient est donnée (avec la démonstration) en Annexe A), (et aussi dans l'annexe de Lampens et al. (2012)).

L'écriture du programme a été assez rapide et n'a pas soulevé de problème particulier. Lors de son utilisation, la minimisation par le module LBFGS s'est révélée un peu lente et il a été nécessaire de fournir un point d'initialisation convenable pour que le processus converge. Ce programme a donné des résultats en très bon accord avec la procédure de J. Cuypers. Nous avons pu ainsi mesurer la position et la photométrie relative de chacune des deux composantes des couples résolus. Les principaux résultats et le contexte astrophysique de cette étude sont présentés en Sect. IV.3.4.

II.2 Calcul d'orbites de binaires spectroscopiques

II.2.1 Mise en évidence de troisièmes corps invisibles

Le problème du calcul d'orbites est un problème non linéaire, qui est généralement traité par une méthode de type "Gauss-Newton". Le principe est de procéder par itérations successives à la minimisation par moindres carrés du problème linéarisé (voir formules en Annexe B). Dans l'équipe "Binaires spectroscopiques", les éléments orbitaux des étoiles doubles mesurées étaient calculés avec les deux programmes `bs1.for` et `bs2.for` écrits par Robert Nadal, en Fortran IV (avec des cartes perforées...) (Nadal et al, 1979), pour traiter respectivement les cas des systèmes binaires pour lesquels la vitesse radiale d'une seule composante avait été mesurée (appelés BS1), et les cas avec deux composantes détectées (dénommés BS2). En 1999, pour faciliter la préparation des articles, j'ai modifié ces programmes en les adaptant à un environnement informatique plus moderne et en leur ajoutant d'autres fonctions : sorties de graphiques en format "postcript" et de tableaux en format "LaTeX". La fonction graphique a apporté une amélioration très appréciée : avant ma collaboration, toutes les courbes qui avaient été publiées avaient été faites "à la main" (avec un trace-lettres, par J.-M. Carquillat).

Il est vite apparu ensuite la nécessité de pouvoir traiter des cas plus complexes. La précision des mesures obtenues avec CORAVEL permettait de mettre en évidence des perturbations provenant de corps invisibles. Dans tous les cas observés, les systèmes à trois corps sont "hiérarchiques" : le demi grand-axe du système interne est très inférieur à celui du système externe, ce qui permet de considérer le problème global comme deux problèmes à deux corps indépendants. En fait, on peut montrer que seuls les systèmes hiérarchiques sont stables. Pour traiter ce problème, j'ai écrit le programme `bs3.for` qui calcule les éléments orbitaux d'un système BS1 comportant une troisième composante invisible. J'ai aussi écrit `bs4.for` qui traite le cas où les deux composantes du système interne ont été détectées (i.e., cas d'une BS2). Les détails de la méthode utilisée, avec les formules mathématiques et leur démonstration, sont donnés en Annexe B.

Ces programmes ont ainsi conduit à la détermination des éléments orbitaux des deux orbites de systèmes hiérarchiques à 3 étoiles. Par exemple l'étoile HD 7119, qui apparaissait comme une BS2 sur les traces de CORAVEL (Fig. I.7), s'est avérée être un nouveau système triple formé de deux couples imbriqués de périodes 6.8 et 1687 jours (voir Fig. II.6 et Tab. II.0).

Dans certains cas, à partir de vitesses radiales d'une seule étoile (cas d'une étoile BS1), nous sommes parvenus à en déduire les éléments orbitaux des différentes orbites d'un système triple. Un troisième corps invisible a été ainsi découvert autour HD 32893 (BS1), à une

Eléments orbitaux		Orbite n°1		Orbite n°2	
P	jours	6.761504	$\pm$0.000027	1687.	$\pm$26
T	JD2400000+	48945.35	$\pm$0.09	50684.4	$\pm$12.
ω	degrés	7.7	$\pm$5.0		
e		0.028	$\pm$0.003	0.	$\pm$0.04
K_1	km·s^{-1}	42.48	$\pm$0.13	3.00	$\pm$0.15
K_2	km·s^{-1}	46.81	$\pm$0.19		
V_0	km·s^{-1}	Variable		-10.94	$\pm$0.11
$a_1 \sin i$	Gm	3.945	$\pm$0.012	69.61	$\pm$3.64
$a_2 \sin i$	Gm	4.350	$\pm$0.018		
$M_1 \sin^3 i$	M$_\odot$	0.262	$\pm$0.002		
$M_2 \sin^3 i$	M$_\odot$	0.237	$\pm$0.002		
f(m)	M$_\odot$			0.0047	$\pm$0.0008
$\sigma(O-C)_1$	km·s^{-1}	0.68			
$\sigma(O-C)_2$	km·s^{-1}	1.04			

TAB. II.1: Etoile HD 7119, découverte comme système triple : éléments orbitaux des couples interne et interne. En ligne 2 : T est l'époque du passage au périastre pour l'orbite n°1, et du passage au nœud ascendant pour l'orbite n°2. D'après Carquillat et al. (2002).

distance suffisamment grande (0".04) pour qu'il soit susceptible d'être détecté en interférométrie des tavelures sur un télescope de la classe des 4 m de diamètre (Carquillat & Prieur, 2007c). De même, HD 100054B s'est révélé être un système triple avec des périodes de 12.8 et 874 jours pour les couples interne et externe, alors qu'une seule étoile avait laissé une trace visible avec CORAVEL. (Ginestet et al., 2003).

II.2.2 Echantillonnage irrégulier : détermination non supervisée d'orbites

Pour obtenir une bonne répartition temporelle des observations, les observateurs essaient d'observer le plus souvent possible. Cependant des problèmes météorologiques et les aléas liés à l'attribution de temps de télescope perturbent souvent ces bonnes résolutions. En pratique, l'échantillonnage des mesures CORAVEL obtenues par l'équipe "Binaires spectroscopiques" est généralement très irrégulier. La détermination de la période orbitale des systèmes est donc souvent un problème difficile.

Pour déterminer une valeur approchée de cette période afin de pouvoir lancer ensuite les programmes de calcul des éléments orbitaux, les membres de l'équipe "Binaires spectroscopiques" (souvent N. Ginestet) utilisaient une méthode empirique basée sur des essais successifs. Pour chaque valeur d'essai de la période, ils calculaient le "diagramme de phase" correspondant (courbe des vitesses radiales en fonction de la phase). Leur expérience permettait de rejeter les diagrammes qui ne correspondaient pas à des courbes typiques de vitesses radiales de systèmes binaires. Ils disposaient ensuite d'un ensemble de courbes (imprimées en 1982) correspondant à des différentes combinaisons d'éléments orbitaux, qui leur permettaient d'estimer les valeurs initiales. Ensuite ils utilisaient ces diagrammes de phase et ces valeurs initiales pour calculer les éléments orbitaux par moindres carrés avec les programmes `bs1.for` ou `bs2.for` qui fournissaient aussi la valeur moyenne des résidus. Lorsque cette valeur était de l'ordre de l'erreur des mesures, l'orbite était considérée comme valable.

Quand j'ai commencé à collaborer avec cette équipe, j'ai voulu améliorer cette procédure,

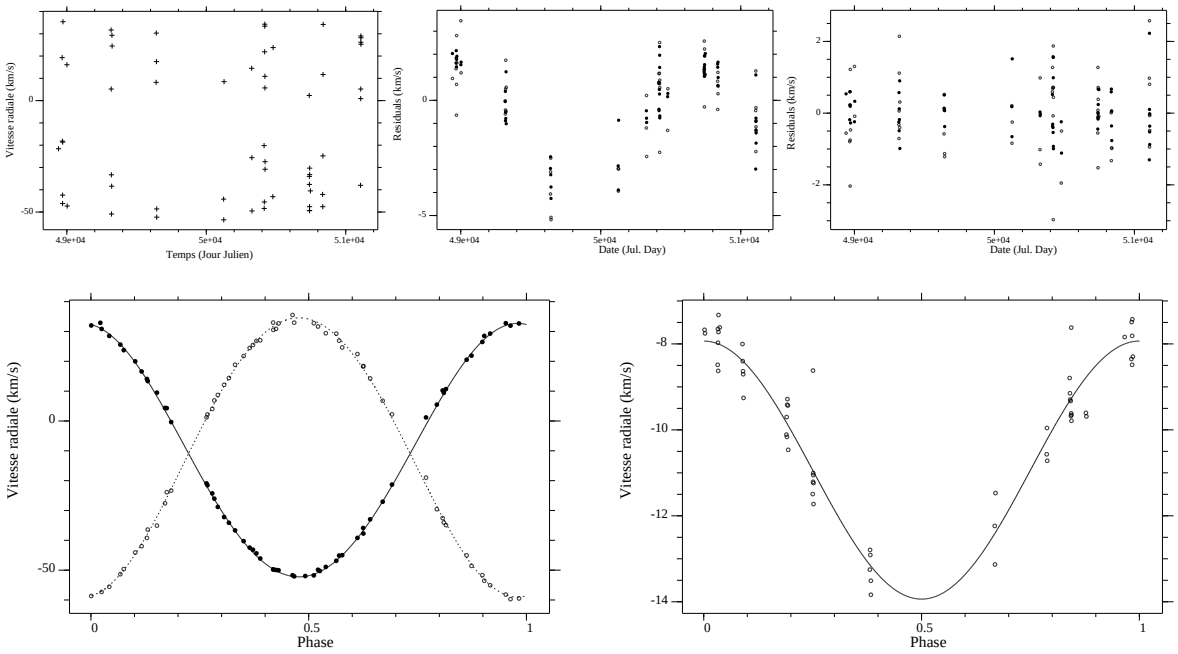

FIG. II.7: Etoile triple HD 7119. En haut de gauche à droite : mesures de la vitesse de la primaire, résidus en ne prenant en compte que deux composantes, résidus avec trois composantes. En bas à gauche : mesures et vitesses calculées pour le système interne. En bas à droite : résidus et perturbations des vitesses calculées en supposant l'existence d'un compagnon invisible. D'après Carquillat et al. (2002).

et si possible parvenir à un calcul d'orbites complètement non supervisé. Il me fallait donc trouver une solution informatique pour la recherche de la période et le calcul des valeurs initiales, puisque l'étape suivante (calcul des éléments orbitaux) avait déjà été traitée par les programmes `sb1.for` et `sb1.for`.

Pour la recherche d'une valeur approchée de la période, mes collègues m'ont orienté vers diverses méthodes qui étaient parfois utilisées pour le calcul d'orbites des binaires spectroscopiques, par exemple le calcul du "périodogramme" de Lomb (1976) et la "méthode de la corde" de Dworetsky (1983). Ces méthodes sont décrites en Annexe B, avec quelques exemples d'application avec des programmes que j'ai écrits. En collaboration avec Hervé Carfantan et Sébastien Bourguignon (OMP), nous avons aussi testé une approche bayésienne, et notamment une méthode de "Maximum A Posteriori" avec un modèle Bernouilli-Gaussien. Cette méthode a donné de bons résultats pour les quelques cas traités, mais ils ont nécessité de longs temps de calcul.

Le critère utilisé pour déterminer la validité d'une orbite est que la valeur du résidu moyen doit être comparable aux erreurs des mesures. Les exemples traités ont montré que ces méthodes ne trouvaient pas toujours les bonnes valeurs initiales pour les périodes (voir exemple en Annexe B). J'ai alors suivi le conseil d'Hervé de traiter le problème complet, et d'inclure dans le processus de recherche le calcul du critère qui était utilisé pour déterminer la validité de la solution.

En 2005, j'ai mis au point une procédure automatique qui explore systématiquement toutes les valeurs de la période dans un intervalle donné, construit le diagramme de phase, détermine les valeurs initiales des éléments avec le programme `sb_initial.c`), effectue

un ajustement par moindres carrés par une méthode Gauss-Newton, et enfin calcule le résidu moyen correspondant (programmes `bs1.for` ou `bs2.for`) (voir détails en Annexe B). La solution retenue pour les éléments orbitaux est celle qui minimise le résidu moyen. Cette procédure permet d'explorer tout l'intervalle des périodes choisi par l'utilisateur. Son exécution était très rapide (quelques minutes seulement avec des PC Pentium dont je disposais à l'époque), et elle a conduit à une solution unique pour tous les cas que nous avons traités.

Cette procédure est donc très proche de celle utilisée par l'équipe "Binaires spectroscopiques" avant le début de ma collaboration. Mais elle fonctionne en mode non supervisé, avec l'avantage de pouvoir explorer l'intervalle complet de toutes les périodes possibles (sans effort et en un temps record). Pour chaque valeur de la période, on commence aussi par calculer un "diagramme de phase". Le point critique est alors la détermination des valeurs initiales des éléments orbitaux qui est nécessaire pour lancer ensuite la minimisation de ces éléments. La procédure a pu fonctionner à partir du moment où le programme d'initialisation `sb_initial.c` a été rendu capable de travailler pour n'importe quel diagramme de phase. Il devait être en mesure de fournir un diagnostic rapide sur l'intérêt de lancer le calcul des éléments orbitaux, et bien sûr ne pas s'interrompre pour des valeurs de période complètement aberrantes. Pour cette initialisation, j'ai utilisé la méthode proposée par Maurice Imbert dans sa thèse (Imbert, 1975), qui consiste à faire un développement en série de Fourier limité aux premiers termes, et de déduire la valeur des paramètres orbitaux à partir de ces coefficients de Fourier (voir les formules avec leur démonstration en Annexe B). Elle a très bien fonctionné dans tous les cas que nous avons traités.

II.3 Inversion de profils SCIDAR

Pour réduire des observations SCIDAR au Pic du Midi, j'ai écrit un logiciel d'inversion destiné à restaurer des profils de turbulence et de paramètres du vent en altitude. Basé sur une analyse morphologique de type CLEAN, ce programme a été ensuite étendu aux observations faites en mode "SCIDAR généralisé". Le contexte de cette étude a déjà été présenté en Sect. I.7. Nous décrivons ici succinctement l'aspect "traitement du signal". Plus de précisions sont données en Annexe A et Annexe D.

II.3.1 Présentation de la technique SCIDAR

La technique SCIDAR (SCIntillation Detection And Ranging) fut proposée par Rocca et al. (1974) pour caractériser la turbulence atmosphérique qui perturbe les observations astronomiques. Cette technique est basée sur l'analyse de l'autocorrelation des images d'une étoile binaire, dans un plan pupille. Elle permet la détermination de (i) profils verticaux de l'indice de structure $C_{\mathrm{N}}^2(h)$, qui caractérise l'intensité de la turbulence optique, et (ii) les vitesses $\overrightarrow{V}$ des couches turbulentes.

Cette technique a été souvent utilisée sur différents télescopes dans de nombreux observatoires astronomiques pour des évaluations de sites ou comme complément à des mesures de *seeing*. Bien que la résolution spatiale du SCIDAR le long de la ligne de visée ne puisse pas rivaliser avec des mesures *in situ* pour des études détaillées de la distribution de la turbulence, cette technique fournit une vue instantanée du profil vertical complet de la turbulence, ce qui n'est pas possible avec des ballons sondes. Les mesures SCIDAR sont donc très précieuses

pour étudier la turbulence et ses variations temporelles de façon globale, sur toute la colonne d'air située au-dessus du site d'observation.

II.3.2 Brève théorie du SCIDAR

Cas d'une seule couche mince

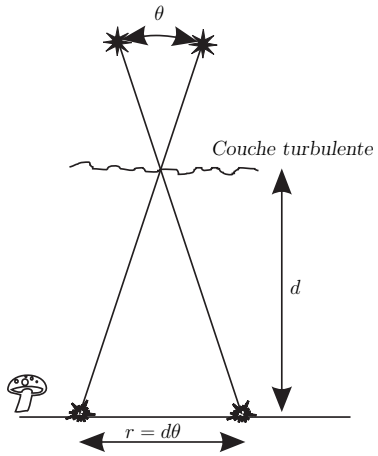

FIG. II.8: Principe du SCIDAR (cas d'une seule couche mince).

La technique du SCIDAR "classique" est basée sur l'observation, dans un plan d'analyse situé au niveau du sol[2], des fluctuations d'irradiance d'une étoile double (voir Annexe A et Annexe D). Si on considère une seule couche turbulente, mince, située à une distance d_j du plan d'analyse, deux étoiles séparées d'une distance angulaire $\overrightarrow{\theta}$ donnent naissance dans le plan d'analyse à des motifs de diffraction similaires et décalés d'un vecteur $\overrightarrow{r_j} = d_j\,\overrightarrow{\theta}$ (voir Fig. II.7). La covariance $C_2(\overrightarrow{\rho}) \stackrel{\text{def}}{=} \langle \delta I(\overrightarrow{r})\,\delta I(\overrightarrow{r} + \overrightarrow{\rho})\rangle$ des fluctuations d'irradiance δI présente ainsi deux pics secondaires centrés sur $\overrightarrow{r}_j$ et $-\overrightarrow{r}_j$:

$$C_2(\overrightarrow{\rho}) = A\,C_1(\overrightarrow{\rho}) + B\left[C_1(\overrightarrow{\rho} + d_j\,\overrightarrow{\theta}) + C_1(\overrightarrow{\rho} - d_j\,\overrightarrow{\theta})\right] \tag{II.9}$$

$$\text{avec } A = (1+\alpha^2)/(1+\alpha)^2 \quad \text{et } B = \alpha/(1+\alpha)^2 \tag{II.10}$$

où α est le rapport de luminosité des deux composantes de l'étoile double (relié à la différence de magnitude Δm par : $\alpha = 10^{-0.4\Delta m}$) et où $C_1(\overrightarrow{\rho})$ est fonction de covariance normalisée des fluctuations d'irradiance d'une étoile simple (voir démonstration en Annexe A, Sect. 1.2.3). En fait l'information utile de $C_2(\overrightarrow{\rho})$ est contenue le long de la direction de la séparation de l'étoile double. Pour éliminer le pic central qui contient essentiellement du bruit, on calcule la différence entre les composantes parallèles et perpendiculaires de cette direction, notées respectivement $C_2^{\parallel}(\overrightarrow{\rho})$ et $C_2^{\perp}(\overrightarrow{\rho})$. On introduit ainsi la fonction de covariance SCIDAR définie par :

$$C_{sci}(\overrightarrow{\rho}) = C_2^{\parallel}(\overrightarrow{\rho}) - C_2^{\perp}(\overrightarrow{\rho}) \tag{II.11}$$

[2]Nous verrons plus loin que le SCIDAR "généralisé" déplace ce plan d'analyse au-dessous du niveau du sol.

$C_1(\overrightarrow{\rho})$ est aussi la transformée de Fourier du spectre de puissance Φ_I des fluctuations d'irradiance au niveau du sol. En faisant l'hypothèse de faibles perturbations, pour une couche mince d'épaisseur δh_j située à une hauteur h_j, et une observation au zénith, on a (voir Roddier (1981) ou Annexe A, Sect. 1.2.2) :

$$\Phi_I(\overrightarrow{f}) = 3.9\,10^{-2}\,k^2 f^{-11/3} \sin^2(\pi\lambda h_j f^2) \int_{h_j-\delta h_j/2}^{h_j+\delta h_j/2} C_N^2(h)\,\mathrm{d}h \tag{II.12}$$

où λ est la longueur d'onde observée.

Ce spectre de puissance est donc isotrope et proportionnel à J_j, le *facteur optique de turbulence* de la couche mince :

$$J_j = \int_{h_j-\delta h_j/2}^{h_j+\delta h_j/2} C_N^2(h)\,\mathrm{d}h, \tag{II.13}$$

Pour des observations dont la direction de visée fait un angle z avec le zénith, le facteur de turbulence doit être remplacé par $\tilde{J}_j = J_j \sec z$.

En calculant la transformée de Fourier de $\Phi_I(\overrightarrow{f})$, on trouve l'expression de $C_1(\rho)$ qui vaut :

$$C_1(\rho) = \tilde{J}_j\, K(\rho, h_j \sec z) \tag{II.14}$$

avec :

$$K(\rho, d_j) = 0.243\,k^2 \int_0^\infty f^{-8/3} \sin^2(\pi\lambda d_j f^2)\, J_0(2\pi f\rho)\,\mathrm{d}f. \tag{II.15}$$

où J_0 est la fonction de Bessel de première espèce d'ordre 0.

Cette fonction $C_1(\rho)$ est représentée en Fig. II.8 pour différentes distances de la couche turbulente. Nous avons pu la retrouver expérimentalement (avec son extension négative) au cours du traitement d'observations réelles.

Pour une étoile simple, le *rayon de cohérence* des fluctuations d'irradiance (i.e. la taille caractéristique des motifs de diffraction) vaut environ $\sqrt{\lambda d_j/2\pi}$ qui correspond au rayon de la première zone de Fresnel (Tatarskii, 1961). Pour le SCIDAR, la résolution spatiale le long de la ligne de visée (i.e., l'aptitude à distinguer deux couches turbulentes de même valeur du facteur optique J) est donnée par :

$$\Delta d_j \simeq \frac{0.78\sqrt{\lambda d_j}}{\theta}. \tag{II.16}$$

où θ est la séparation angulaire de l'étoile double observée. Nous avons déterminé la valeur du coefficient (i.e., 0.78) (Prieur et al., 2001), en mesurant la largeur à mi-hauteur (FWHM, Full Width at Half Maximum) des courbes des fonctions de covariance $C_1(\rho)$ (voir Eq. II.14 et Fig. II.8).

Cas d'un profil complet de couches turbulentes

Considérons maintenant le cas plus général où il existe plusieurs couches turbulentes le long de la ligne de visée. Ces couches sont statistiquement indépendantes et leurs différentes contributions à la scintillation au niveau du sol, vont s'ajouter de façon quadratique. Plus précisément, les spectres de puissance des différentes fluctuations d'irradiance relatives $\delta I/I$ vont s'ajouter (Tatarskii, 1961; Roddier, 1981).

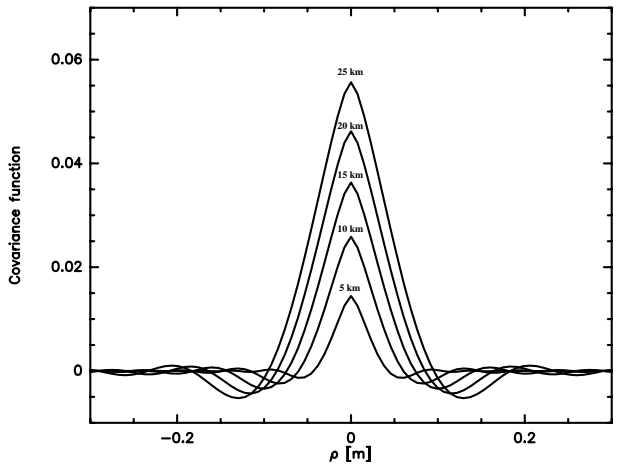

FIG. II.9: Fonction de covariance $C_1(\rho) \stackrel{\text{def}}{=} \langle \delta I(r)\, \delta I(r+\rho) \rangle$ des fluctuations d'irradiance δI dues à une seule couche turbulente, dont le facteur optique est égal à $J = 3.10^{-14}$ m$^{1/3}$, pour différentes distances : d = 5, 10, 15, 20, 25 km. La longueur d'onde est $\lambda = 0.53\,\mu$m.

Dans le cas d'une distribution continue de turbulence le long de la ligne de visée, le profil de covariance dans la direction θ (correspondant à l'angle de position de l'étoile double) est donné par :

$$C_{sci}(\rho) = B \sec z \int_0^\infty K\left(\rho, h \sec z\right)\, C_N^2(h)\, \mathrm{d}h \tag{II.17}$$

qui est une intégrale de type Fredholm dont le noyau est $K(\rho, h \sec z)$ (voir Eq.II.15)

II.3.3 Détermination de profils de turbulence

L'équation II.17 montre que les mesures de $C_{sci}(\rho)$ permettent de déterminer la distribution de l'indice de structure $C_N^2(h)$ en fonction de l'altitude h. Pour résoudre ce problème inverse, on peut minimiser un critère de maximum d'entropie (MEM, *Maximum Entropy Method*), en utilisant la méthode (mono-dimensionnelle) proposée par Vernin (1984).

Une alternative consiste à considérer un modèle multi-couches avec une distribution de turbulence le long de la ligne de visée :

$$C_{sci}(\overrightarrow{\rho}) = B \sum_j \tilde{J}_j\, K\left(|\overrightarrow{\rho} - \overrightarrow{r}_j|\,, d_j\right) \tag{II.18}$$

Ce problème inverse peut être résolu avec un algorithme de type CLEAN (Schwarz, 1978), comme nous l'avons proposé dans Prieur et al. (2001) et mis en œuvre à deux dimensions, pour traiter des observations en mode SCIDAR conventionnel (Prieur et al., 2001) et en mode SCIDAR généralisé (Prieur et al., 2004). Les détails de cet algorithme sont donnés en Annexe A. Les profils obtenus par notre programme à partir d'observations réelles sont en très bon accord avec ceux calculés par le programme de maximum d'entropie de R. Avila (Avila, 1998), qui est dérivé du programme original de J. Vernin (voir Fig. II.10).

Notons que notre méthode applique l'algorithme CLEAN sur la fonction $C_2(\overrightarrow{\rho})$ en deux dimensions ce qui (i) lui confère une plus grande robustesse par rapport à la mise en œuvre traditionnelle de la méthode MEM, et (ii) le rend directement applicable à l'analyse des variations temporelles, avec par exemple la détermination de la vitesse et direction du vent dans les

couches turbulentes (voir section suivante). Il est même possible de prendre en compte l'étirement des motifs de scintillation dû à des vents violents en altitude, ce qui est impossible dans le programme MEM de R. Avila.

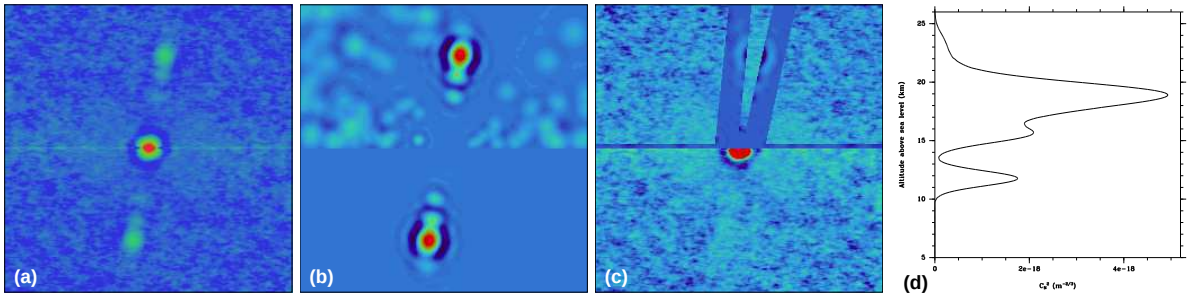

FIG. II.10: Exemple d'inversion du profil de C_N^2 à partir d'une fonction $C_2(\rho)$ **(a)** avec notre méthode de type CLEAN : image restaurée **(b)**, résidus **(c)** et profil C_N^2 restauré **(d)**. Observations SCIDAR avec PISCO au Pic du Midi de l'étoile double γ Ari (Prieur et al., 2001).

II.3.4 Détermination de profils de vitesse et direction du vent

En utilisant la même approche CLEAN que pour l'inversion de profils de turbulence, j'ai conçu une procédure automatique pour déterminer les paramètres du vent des couches turbulentes (vitesse et direction) à partir d'observations SCIDAR (conventionnel ou généralisé). En les combinant aux profils de $C_N^2(h)$ ces paramètres permettent de caractériser complètement la turbulence atmosphérique qui est responsable de la dégradation des images astronomiques.

Cette procédure a été mise en œuvre dans le programme `jlp_vent`, que j'ai écrit entre 2000 et 2004. L'algorithme est représenté en Fig. II.12. Il permet un traitement automatique d'observations en mode "SCIDAR-généralisé" pour en déduire des profils de la vitesse et de la direction du vent, depuis le sol jusqu'à des altitudes de 20–23 km. Ce programme permet de traiter des situations très complexes en mode non supervisé et rivalise souvent avantageusement avec la capacité humaine de reconnaissance de formes en milieu bruité. Il a été utilisé pour la réduction des données d'une campagne d'observations en mode "SCIDAR généralisé", faite à San Pedro Martir (Mexique) en 2000 (Prieur et al., 2004).

En 2005, j'ai écrit un autre programme pour convertir les profils restaurés de la direction de la vitesse du vent en valeurs compatibles avec celles données par les observations météorologiques. Ceci nous a permis de vérifier la validité de nos mesures, qui se sont révélées être en très bon accord avec les mesures faites avec des ballons-sondes et avec les prédictions de modèles météorologiques NCEP/NCAR réalisant l'assimilation de données météorologiques (cf. Fig. II.11, et Avila et al. (2006)).

Le programme `jlp_vent` est un des rares (peut-être même encore le seul) programmes entièrement automatiques d'inversion de profils de paramètres du vent en altitude. Une application possible serait, par exemple, de fournir une analyse "temps réel" de la turbulence atmosphérique au-dessus d'un observatoire et d'améliorer ainsi les performances des systèmes d'optique adaptative en opération sur ce site.

Le programme `jlp_vent` pourrait traiter des données SCIDAR-généralisé en temps réel, et caractériser ainsi la turbulence atmosphérique au-dessus du site d'observation (C_N^2,

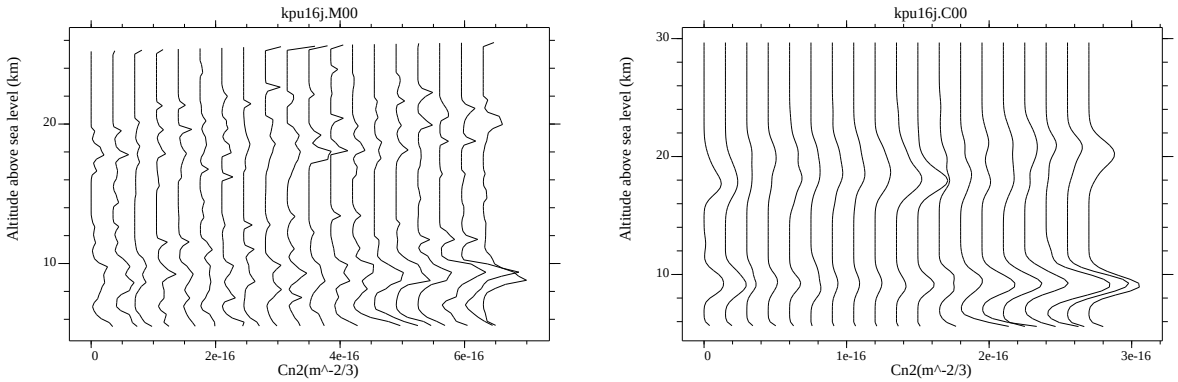

FIG. II.11: Profils $C_N^2(h)$ calculés avec MEM (à gauche) et CLEAN (à droite). Observations de κ Pup, le 17/01/1998 au CTIO en mode SCIDAR généralisé (profils séparés de 1 min). D'après Prieur et al. (2004).

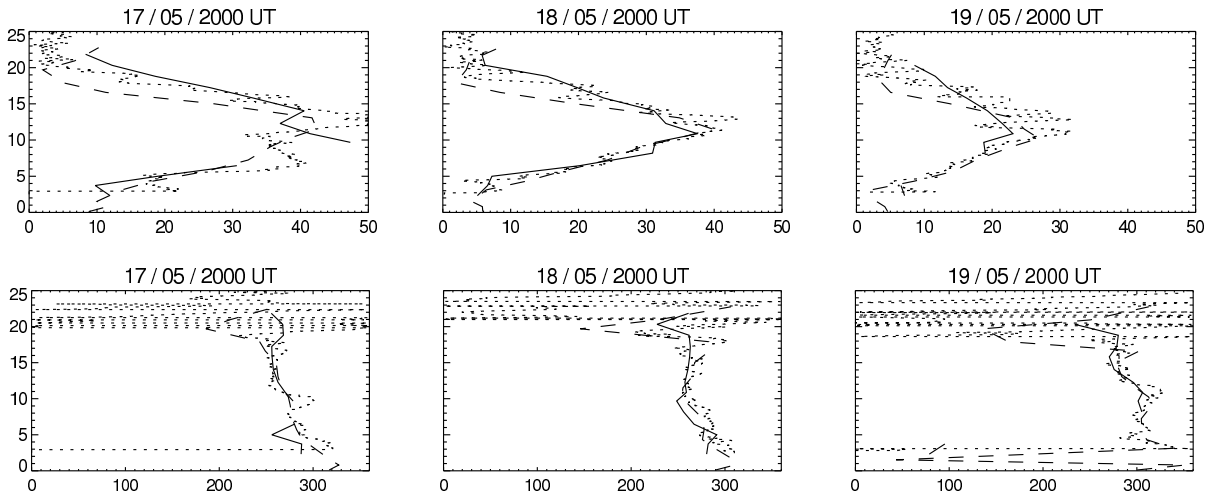

FIG. II.12: Profils de vitesse et de direction du vent obtenus avec le SCIDAR généralisé (ligne continue), le modèle NCEP/NCAR (tirets) et des ballons-sondes (pointillés). Axes des courbes : altitude en km, vitesse en m/s et direction en degrés. D'après Avila et al. (2006).

vitesse et direction du vent des couches turbulentes). Ces informations pourraient permettre d'améliorer les performances de dispositifs d'optique adaptative multi-conjugués :

- l'altitude des principales couches turbulentes serait utilisée pour positionner les divers plans de correction.
- Les paramètres de vitesse et direction du vent permettraient de prédire l'essentiel des corrections à effectuer sur chacun de ces plans conjugués

Tout ceci devrait permettre de réduire le temps de réponse du système d'optique adaptative, d'apporter un gain substantiel de la qualité de la correction (meilleur rapport de Strehl) et d'augmenter l'étendue du champ corrigé,

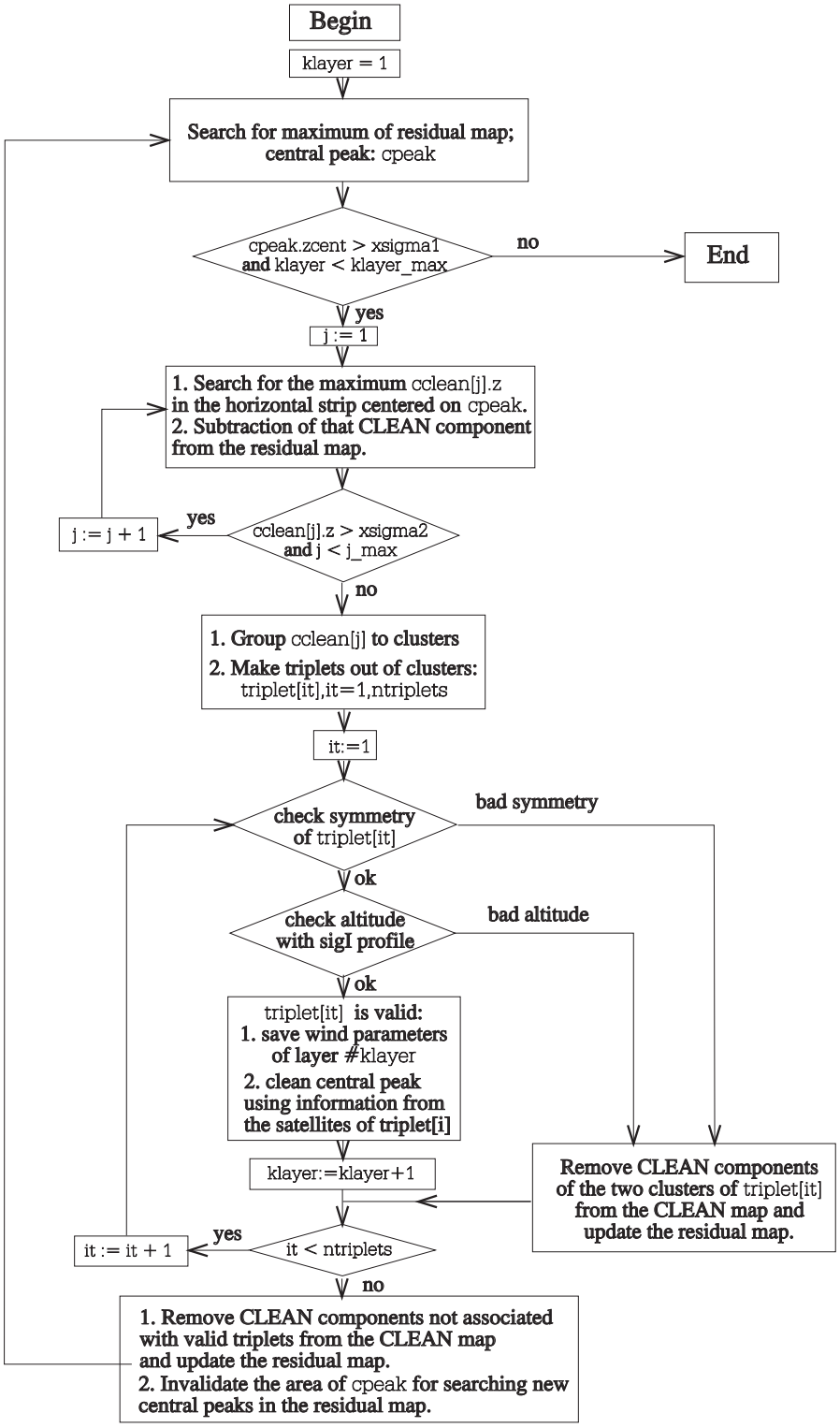

FIG. II.13: Algorithme de notre méthode d'inversion de profils de vitesse et direction du vent mise en œuvre dans le programme `jlp_vent`. D'après Prieur et al. (2004).

Chapitre III

Développement d'instrumentation

III.1 PISCO

III.1.1 Présentation

D'abord appelé "Tavelographe de l'OMP" puis PISCO ("Pupil Interferometry Speckle Camera and COronagraph"), cet instrument a pour but d'obtenir des images (ou de l'information) à haute résolution angulaire. Il a été conçu et réalisé à l'Observatoire Midi-Pyrénées entre 1991 et 1993, dans le cadre du plan d'instrumentation établi à la fin des années 1980 pour équiper le télescope Bernard Lyot (TBL) du Pic du Midi (voir Sect. I.5).

J'ai accepté de diriger ce projet en 1991 car je pensais que cet instrument pouvait me permettre d'obtenir des observations pour mettre en œuvre les techniques d'interférométrie des tavelures et obtenir ainsi des images avec une résolution angulaire jusqu'à la limite de diffraction du télescope (0." 05 au TBL). Il constituerait ainsi un banc d'essai pour les algorithmes de restauration d'image à haute résolution angulaire développés par A. Lannes à la fin des années 1980.

Placé au foyer d'un télescope (Figs. III.0 et III.1), PISCO sert principalement d'interface avec une caméra d'acquisition, qui fournit des images à haute cadence avec des temps d'exposition très courts (de quelques ms) pour "geler" la turbulence atmosphérique. Les performances de PISCO dépendent fortement des qualités du détecteur utilisé. Il était prévu au départ pour fonctionner avec la caméra CP40 de l'INSU, mais elle s'est révélée difficile à utiliser, avec des défauts très gênants pour nos applications (distorsion géométrique importante et "trou du centreur", voir (Prieur et al., 1993)). Nous avons ensuite testé d'autres détecteurs (Ranicon CAR de l'OCA, PAPA de P. Nissensson de Cambridge, USA, ICCD de E. Aristidi, Nice). A partir de 1998, nous avons finalement adopté la caméra ICCD de l'Université de Nice (Fig. III.3) comme principal détecteur de PISCO. En effet, ce détecteur est facile à utiliser, très fiable et bien adapté à nos applications.

III.1.2 Caractéristiques

PISCO est un instrument très polyvalent, dont les principales caractéristiques sont les suivantes :

- Six modes d'observation : speckle, coronographie stellaire, spectroscopie à grisme, analyseur Shack-Hartmann, SCIDAR, synthèse d'ouverture avec masques pupillaires.

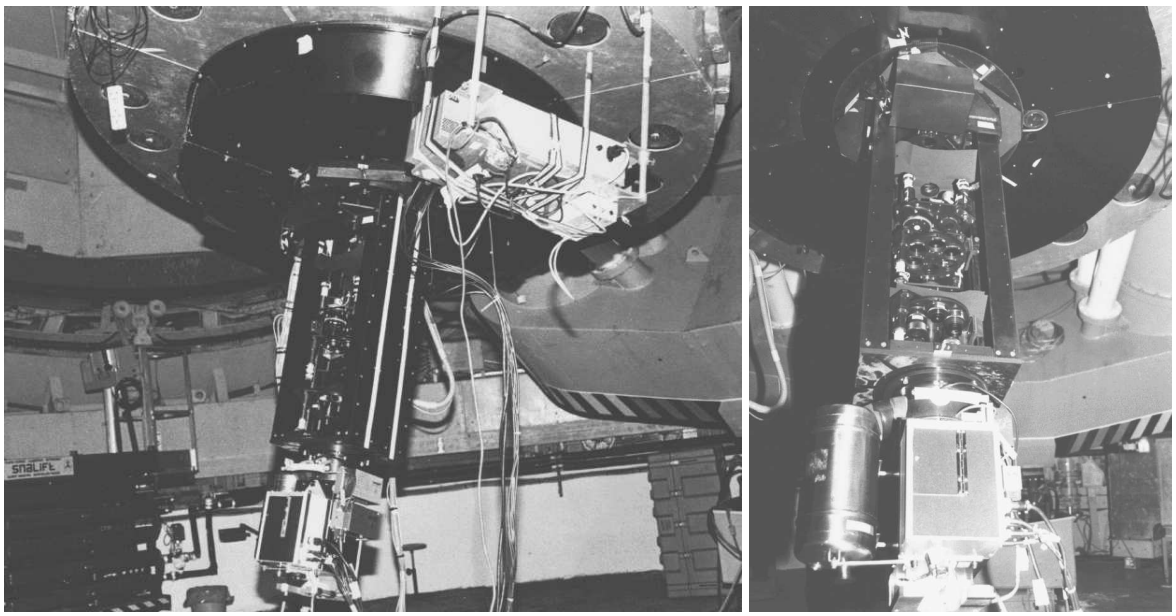

FIG. III.1: Premier montage de PISCO au foyer Cassegrain du TBL, avec la caméra CP40 en juin 1993.

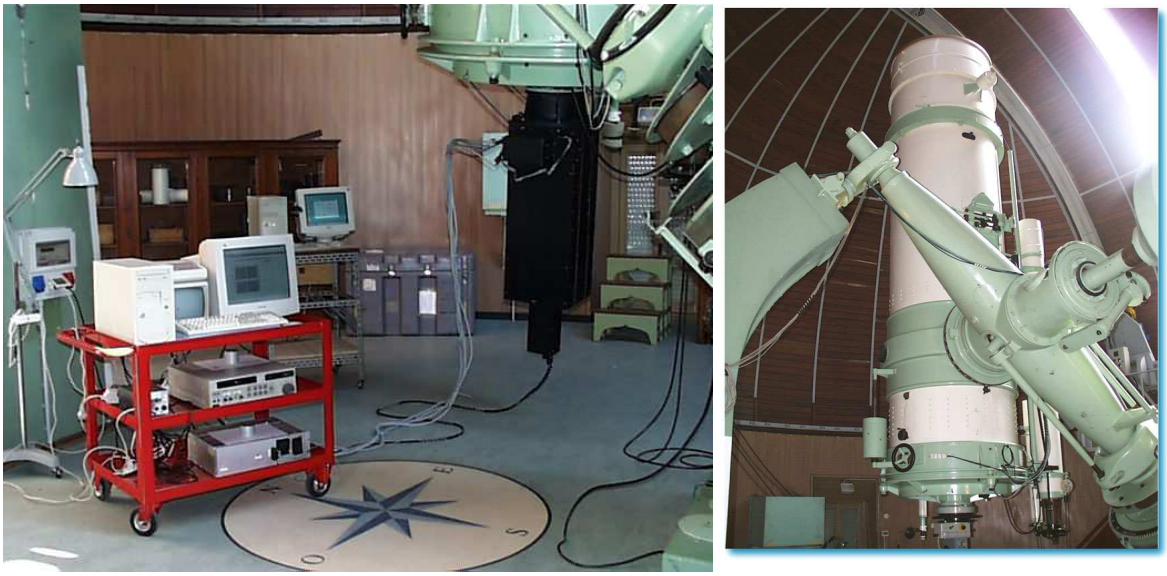

FIG. III.2: PISCO au foyer Cassegrain du télescope Zeiss de 1 m de Merate (Italie).

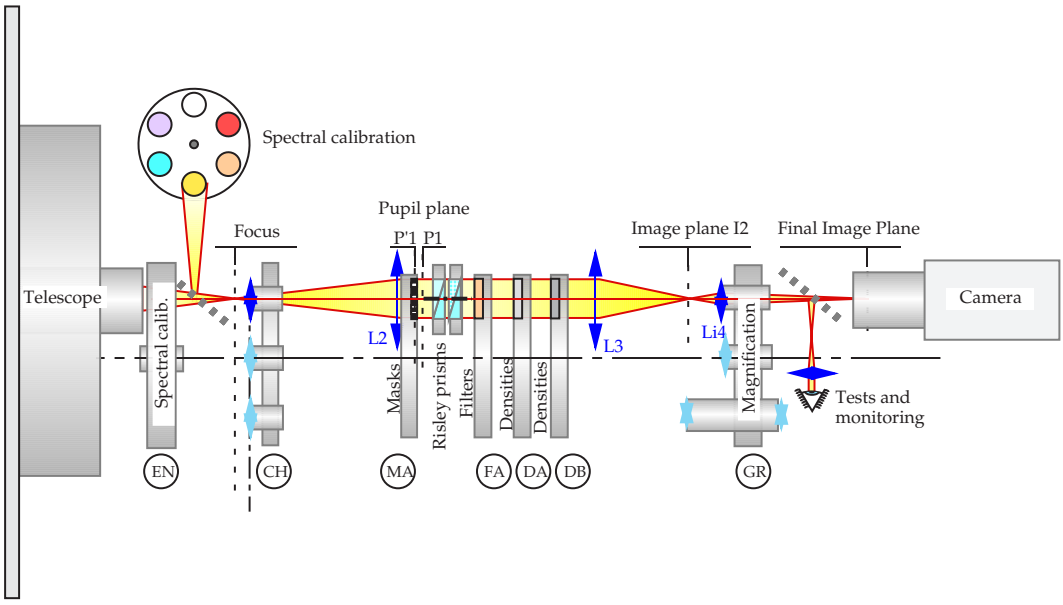

FIG. III.3: Schéma optique de PISCO.

- Pupille accessible, pour y placer des masques pupillaires ou coronographiques, et une trame de micro-lentilles.
- Plusieurs grandissements possibles (voir Tab. III.0).
- Prismes de Risley pour la correction de la dispersion atmosphérique.
- Roue à filtres avec possibilité de placer des filtres thermostatés encombrants ou des grismes.
- Deux roues à densités neutres pour ajuster le niveau d'éclairement du détecteur, dans le cas d'objets brillants.
- Mires de calibration dans le plan focal d'entrée (pour la la distorsion géométrique et le grandissement).
- Lampes pour la calibration spectrale ou l'éclairage des mires de calibration.

Le schéma optique de PISCO est représenté sur la figure III.2. Sur le trajet optique, dans le sens des rayons lumineux, on trouve successivement une lentille de champ L_1 (roue CH) dans le plan image d'entrée I_1 (foyer Cassegrain), un doublet L_2 pour générer un faisceau parallèle — où se trouvent un masque de pupille (roue MA), deux prismes de Risley (roues RA et RB), des filtres (roue FA et FB), des densités neutres (roues DA et DB) —, un doublet L_3 qui reprend le faisceau parallèle et le focalise dans le plan image I_2, et enfin un oculaire L_{i4} (roue GR), qui agrandit cette image I_2 et la projette sur le détecteur. Les dimensions, focales et positions des optiques sont décrites dans le manuel technique (Prieur et al., 1993). PISCO est facilement adaptable à d'autres télescopes : il suffit de changer les oculaires dans la roue de grandissement afin d'obtenir l'échantillonnage adéquat. Les optiques sont dimensionnées pour accepter des faisceaux ouverts jusqu'à F/8.

Toutes les fonctions de PISCO peuvent être commandées à distance par une liaison RS232 qui peut donc être assurée directement avec un terminal VT100. Pour réaliser une interface plus conviviale et plus performante, j'ai écrit le programme `tav1.exe`, en C++ (Borland) dans l'environnement WINDOWS. La sélection d'une position quelconque d'une roue donnée se fait par menus déroulants, avec un affichage explicite des noms des filtres (en italien à

Paramètres		TBL			Merate
		CP40	CAR	ICCD	ICCD
Détecteur	format (pixels)	288×384	512×512	300×300	300×300
	taille pixels (μm)	52	26	35	35
Oculaire 4.5 mm	champ (")	2.1×2.9	1.9×1.9	1.4×1.4	—
	échelle ("/pixel)	0.0074	0.0037	0.0046	
Oculaire 7.5 mm	champ (")	4.9×6.5	4.4×4.4	2.3×2.3	—
	échelle ("/pixel)	0.012	0.0062	0.0078	
Oculaire 10 mm	champ (")	4.9×6.5	4.4×4.4	3.3×3.3	9.6×9.6
	échelle ("/pixel)	0.017	0.0085	0.011	0.032
Oculaire 20 mm	champ (")	11.5×15.4	5.1×5.1	7.8×7.8	22.5×22.5
	échelle ("/pixel)	0.040	0.020	0.026	0.075
Oculaire 32 mm	champ (")	—	—	—	47.4×47.4
	échelle ("/pixel)	—	—	—	0.158
Oculaire 50 mm	champ (")	72×96	66×66	48×48	150×150
	échelle ("/pixel)	0.25	0.13	0.16	0.50
Mode SCIDAR	ϕ pupille (pixels)	200	400	300	400

TAB. III.1: Valeurs du champ et de l'échelle en fonction du détecteur et de la focale de l'oculaire (roue GR). Pour λ=500 nm. la résolution maximale vaut λ/D=0.052" pour le TBL (D=2 m, F=50.4 m), et 0.104" pour le télescope Zeiss de Merate (D=1.02 m, F=16.25 m).

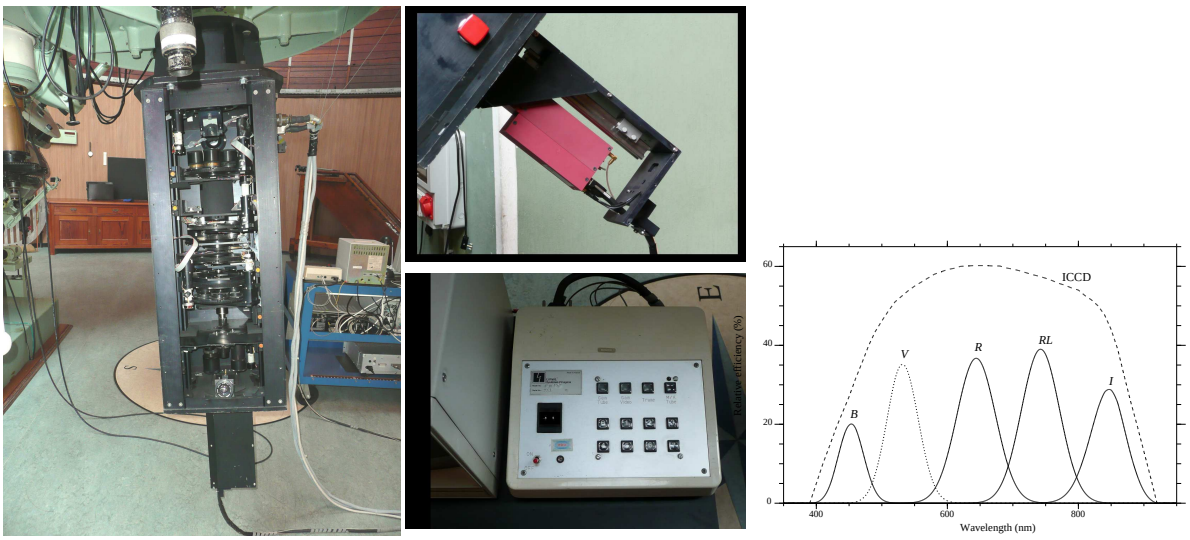

FIG. III.4: PISCO équipé de la caméra ICCD Philips (à gauche). Au centre : vues de la caméra et de son boîtier de commande. A droite : transmission des filtres disponibles sur PISCO, en tenant compte de la courbe de sensibilité (relative) de la caméra ICCD.

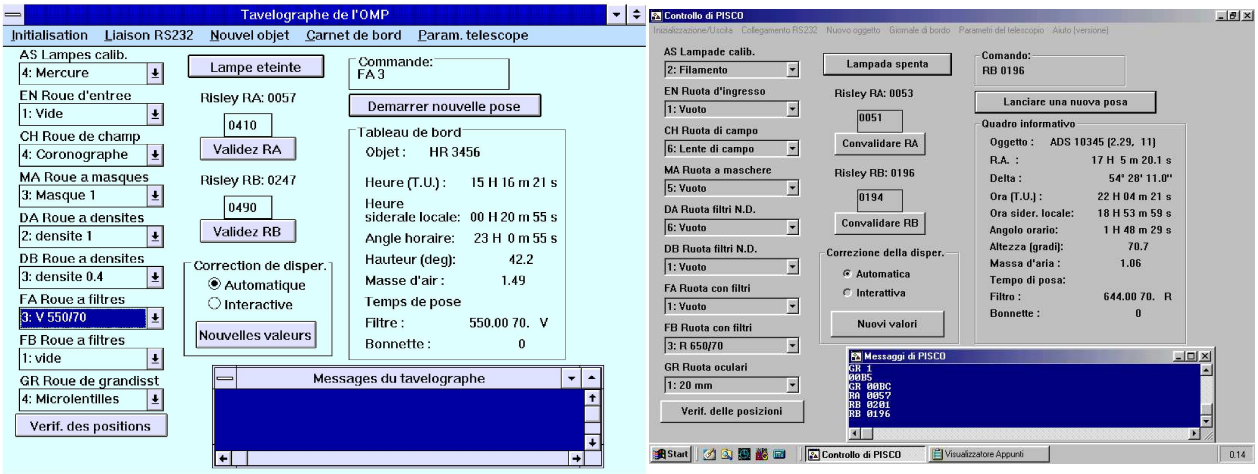

FIG. III.5: Programme de commande de PISCO : à gauche, version pour le Pic du Midi, à droite, version pour Merate.

Merate), des masques ou des lentilles disponibles sur cette roue (voir Fig. III.4).

Le programme `tav1.exe` permet d'assurer une correction en temps réel de la dispersion atmosphérique. Il calcule la correction à effectuer en fonction de l'heure, de la configuration de l'instrument (en utilisant les caractéristiques des filtres), des coordonnées de l'objet pointé (possibilité de lecture directe sur catalogues) et d'un certain nombre de paramètres entrés lors de l'initialisation du programme (température, pression et degré d'hygrométrie extérieurs, position de la bonnette). Il envoie ensuite l'ordre de changement de position des prismes si la nouvelle position calculée diffère de la position actuelle de plus de 5 pas codeurs (correspondant à 5/1024ème de tour) pour un des deux prismes.

Un autre intérêt de `tav1.exe` est la tenue automatique d'un carnet de bord sur toutes les observations avec des indications sur la configuration de l'instrument, l'objet pointé, les heures de début et de fin de la pose, et des commentaires éventuels. Tous ces fichiers sont archivés pour toutes les missions de PISCO depuis septembre 1994 et constituent une source importante d'information pour l'exploitation des données.

III.1.3 Derniers développements

Pour assurer une exploitation optimale de PISCO, je travaille en collaboration étroite avec Marco Scardia, Luigi Pansecchi (Merate, Italie) et Robert Argyle (Cambridge, UK). Depuis 2003 et jusqu'en 2010 (i.e., tant que ma santé me l'a permis), j'ai effectué chaque année une mission d'une semaine à Merate pour améliorer mes programmes ou faire quelques opérations de maintenance. Les modifications apportées dans mes programmes (à Merate ou à Toulouse) ont permis d'améliorer la qualité et le rendement des observations d'une part, et de faciliter leur traitement, d'autre part.

– En 2005, Marco a fait usiner un réseau pour permettre une calibration absolue de l'échelle sur le détecteur de PISCO (Fig. III.5). La méthode que nous avons utilisée pour cette calibration est décrite dans Scardia et al. (2007)

FIG. III.6: Réseau de calibration monté sur le télescope Zeiss de 1m de Merate en Novembre 2005. Ce réseau permet une calibration absolue de l'échelle sur le détecteur de PISCO. De gauche à droite : Jean-Louis Prieur, Marco Scardia, Renzo Valtolina et Luigi Pansecchi.

- En 2007, j'ai amélioré l'algorithme de mon programme de calcul des fonctions d'auto-corrélation (pendant les observations), en utilisant des processus autonomes dédiés au traitement (programmation "multi-threads" : voir Fig : II.0). Ceci s'est traduit par un gain en vitesse de traitement d'environ 50%.
- En 2008, j'ai travaillé sur la partie restauration d'images, ce qui a ensuite permis d'obtenir des images restaurées par des méthodes bispectrales, directement dans la coupole, juste à la fin des observations (voir Sect II.1.3).
- Lors de ma visite à Merate en 2008, nous avons changé le PC qui effectue le traitement dans la coupole, ce qui a augmenté la vitesse de traitement. Depuis ce changement, nous numérisons et traitons désormais toutes les images en temps réel, avec une cadence de 50 images par seconde.
- En 2009, nous avons modifié le programme d'acquisition pour enregistrer les images élémentaires sur disque dur, en lieu et place des cassettes SVHS. Ceci est rendu possible par l'évolution technologique, qui permet aujourd'hui d'acquérir des disques durs de grande capacité (plusieurs téra-octets), pour un prix raisonnable.

Au cours des dernières années, j'ai mis au point une procédure quasi-automatique qui permet de générer les tables et les figures pour les articles, en utilisant plusieurs bases de données et notamment les catalogues Hipparcos, du WDS (Washington Double Star Catalog), OC6 (Sixth orbit Catalog) et IC4 (Fourth Catalog of Interferometry Measurements). Ceci a l'avantage d'éviter des erreurs et de réduire le temps entre les observations et la publication des mesures. Le grand nombre de mesures rendait nécessaire cette façon de travailler.

III.1.4 Performances

Notre expérience au Pic du Midi nous a montré que la haute résolution spatiale n'était possible avec PISCO que pour des objets relativement brillants ($m_V < 12$ avec le TBL et les détecteurs les plus sensibles que nous avons utilisés), ce qui a limité notre champ d'application au domaine stellaire et planétaire. Nous nous sommes ensuite concentrés sur

l'étude des étoiles doubles et multiples. C'est le domaine privilégié de l'interférométrie des tavelures, car cette technique est très efficace pour obtenir des mesures précises d'étoiles doubles serrées, même lorsque les conditions atmosphériques ne sont pas excellentes.

Avec le télescope Zeiss de Merate, les conditions nécessaires pour observer une étoile double avec PISCO et la caméra ICCD sont :

- magnitude : $m_V \leq 11$ mag (11 avec l'oculaire de 32 mm),
- séparation : $\rho \geq 0.12$ ",
- différence de magnitude : $\Delta m \leq 4$ mag

L'acquisition d'une caméra plus moderne pourrait permettre d'observer des objets plus faibles, mais il se poserait alors le problème du pointage de ces objets. Le télescope Zeiss est très ancien et le pointage se fait encore sans ordinateur, de façon "traditionnelle", en lisant la position du télescope sur les cercles de déclinaison et d'angle horaire, puis en centrant l'objet à l'aide du chercheur. Au-delà de la magnitude 10, il y a généralement plusieurs objets dans le champ du chercheur, et il est nécessaire d'utiliser des cartes de champ pour pointer le bon objet. Cette opération prend alors du temps, et elle est très difficile (voire impossible) à faire par un seul observateur.

III.1.5 Conclusion

Nous pouvons constater aujourd'hui que PISCO a pleinement rempli sa mission, et même dépassé les objectifs initiaux. Après avoir été utilisé au foyer Cassegrain du TBL au Pic du Midi entre 1993 et 1998, il est installé depuis novembre 2003 sur le télescope Zeiss de 102 cm de diamètre de l'Observatoire de Brera à Merate (Italie). Depuis cette date, ce télescope est entièrement dédié à l'observation d'étoiles doubles visuelles avec PISCO.

Cet instrument a permis la restauration d'images (ou plus généralement d'information) à haute résolution angulaire, jusqu'à la limite de diffraction du télescope. Les observations avec PISCO ont conduit à la publication de plusieurs milliers de mesures d'étoiles doubles très précises et calibrées de manière absolue (Annexe B). PISCO a aussi rempli sa mission de banc d'essai pour l'équipe "Synthèse d'Ouverture", en nous permettant de mettre au point une procédure complète de restauration d'images à l'aide de méthodes bispectrales. Cette procédure fonctionne en mode non supervisé et en temps réel depuis 2005 (voir Sect II.1.3).

Plus de renseignements sur PISCO sont disponibles dans Prieur et al. (1998) qui fait une synthèse des caractéristiques de cet instrument, en Annexe A et dans le manuel technique destiné aux utilisateurs (Prieur et al., 1993). Enfin, nous tenons à jour une page internet consacrée à PISCO, en plusieurs langues : français, anglais et italien.

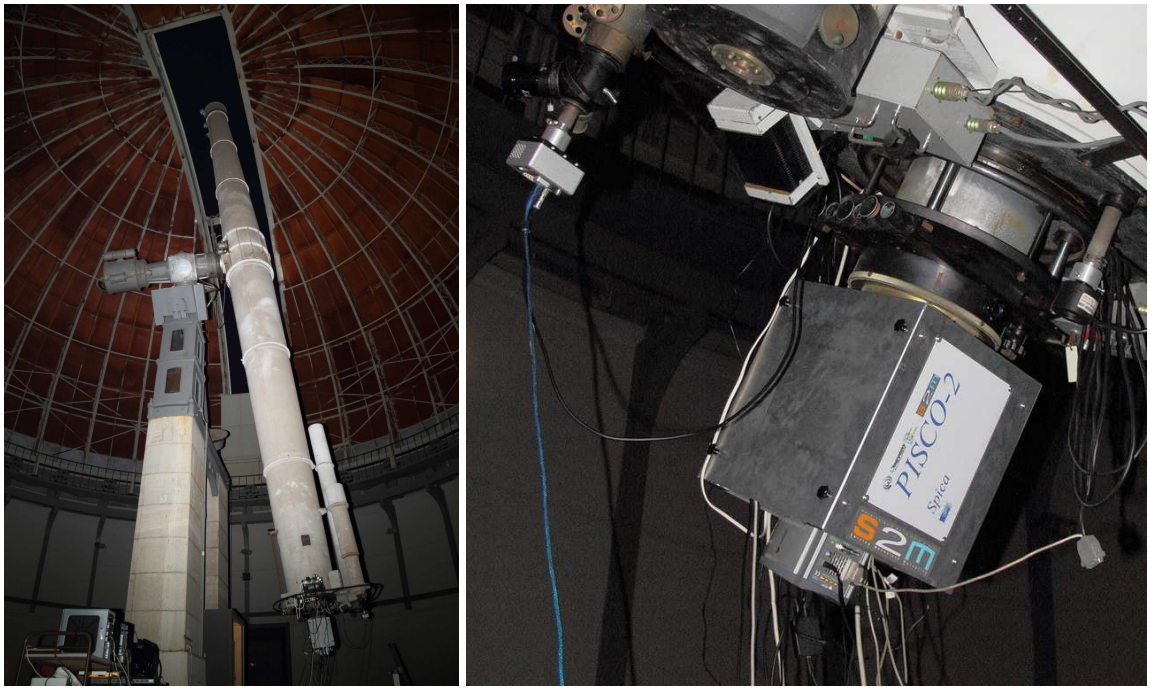

FIG. III.7: PISCO2 avec la caméra EMCCD ANDOR DV897 au foyer de la grande lunette de Nice (clichés R. Gili)

III.2 PISCO2

III.2.1 Présentation

PISCO2 (Pupil Interferometry Speckle camera and COronagraph, 2ème version) est un tavelographe construit en 2010–2012, pour la lunette de 76-cm de l'OCA ("Grand Equatorial de l'Observatoire de la Côte d'Azur", dénomée ci-après L76) (Figs. III.6). C'est un instrument focal dédié à l'observation des étoiles doubles visuelles, en utilisant la technique d'interférométrie des tavelures (Labeyrie, 1970) pour obtenir des mesures très précises.

Le schéma optique de PISCO2 (Fig. III.7) est semblable à celui de PISCO, mais il a été simplifié pour se limiter au mode "interférométrie des tavelures". Comme pour PISCO, deux prismes de Risley sont utilisés pour corriger la dispersion atmosphérique. La mise au point de la grande lunette exigeant une translation du détecteur qui serait difficile à mettre en œuvre, PISCO2 comporte une fonction de "mise au point" motorisée, qui n'existe pas dans PISCO. Toutes les fonctions associées à la configuration des éléments optiques de PISCO2 sont commandées à distance depuis un ordinateur (Gili et al., 2014).

PISCO2 peut être équipé de différent détecteurs. Le changement de la lentille L1 permet de maintenir un agrandissement adapté aux différentes tailles des pixels, pour obtenir un bon échantillonnage des images fournies par le détecteur. Par exemple, deux lentilles L1 de 50 et 100 mm de focale ont été utilisées respectivement pour les caméras ANDOR DV885 et DV897. Ces caméras ont été successivement montées sur PISCO ; elles sont décrites en détail dans Gili et al. (2014).

J'ai écrit un programme `buildspeck1.cpp` qui permet l'acquisition d'images en poses courtes avec les caméras EMCCD ANDOR, leur enregistrement dans des fichiers FITS-3D,

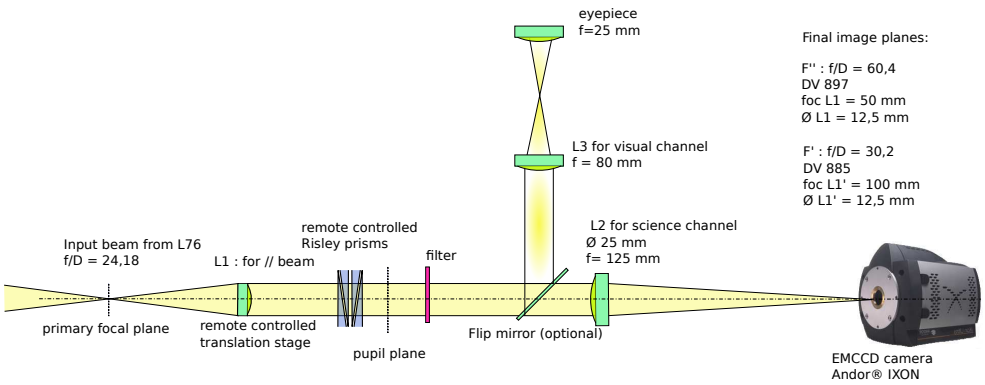

FIG. III.8: PISCO2 : schéma optique. La focale de la lentille L1 est déterminée en fonction de la dimension des pixels du détecteur utilisé (pour obtenir un bon échantillonnage).

et leur traitement en temps réel (voir Sect. II.1.1). Ce programme peut fonctionner aussi en temps différé, et traiter des fichiers de données déjà enregistrées.

En 2012, René Gili a procédé à une calibration absolue de l'échelle sur le détecteur en employant la même méthode que celle utilisée pour PISCO (Scardia et al., 2007) : un réseau de calibration a été placé au sommet du tube de la lunette (Gili et al., 2014).

III.2.2 Correction de la dispersion atmosphérique

Pour des observations astronomiques à partir du sol, l'atmosphère se comporte comme un prisme dispersif : les images sont étirées en formant un petit spectre vertical. Cet effet peut être négligé pour des observations proches du zénith, mais il devient très important lorsque la hauteur sur l'horizon devient faible et il dégrade alors fortement la résolution angulaire. Par exemple dans le domaine visible, pour une bande passante de $\Delta\lambda = 250$ nm centrée sur $\lambda = 500$ nm, la dispersion atmospherique (i.e. écart maximal des rayons lumineux provenant d'une étoile) est de $\Delta\theta = 1''$ pour une hauteur $h = 60°$. Elle vaut $\Delta\theta = 2''$ pour $h = 30°$ (Annexe A).

Pour éviter cette dégradation de la qualité des images, PISCO2 est équipé d'un correcteur de dispersion atmosphérique. Comme pour PISCO (voir Prieur et al. (1998)), ce correcteur utilise deux prismes de Risley qui produisent une dispersion chromatique de même amplitude mais de sens opposé à la dispersion atmosphérique. C'est simplement l'orientation des prismes qui permet d'ajuster à la fois l'amplitude et la direction de la dipersion (Annexe A). Placé dans une monture motorisée et pilotée par ordinateur, chaque prisme de Risley est mobile en rotation autour de l'axe optique de PISCO2.

En fait chaque "prisme de Risley" est constitué de deux prismes d'angles et d'indices différents, qui sont collés-tête bêche pour former un système dispersif à déviation nulle (voir Fig. III.8). Comme pour PISCO (Prieur et al., 1998), nous avons utilisé la combinaison des verres Schott F4+SK10. Cette combinaison a l'avantage d'avoir un faible coût, tout en étant très efficace en terme de résidus par rapport à la dispersion atmosphérique (Annexe A).

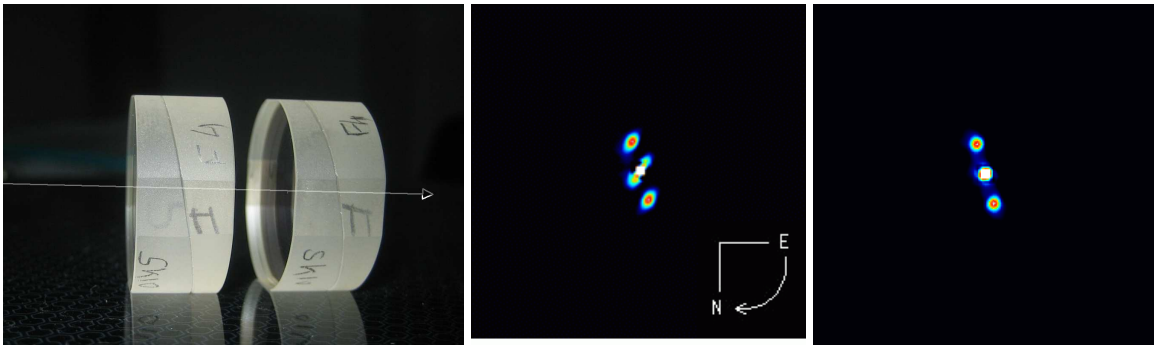

FIG. III.9: Correction de la dispersion atmosphérique : primes de Risley de PISCO2 (à gauche), autocorrélation d'une étoile double sans correction (au centre) et avec correction (à droite). Objet : A2724, $\rho = 0."8$, $\theta = 197°$, distance zénitale : $z = 42°$.

Les angles des prismes en F4 et en SK10 que nous avons fait usiner sont respectivement 10.0° et 9.92°. Ces valeurs ont été calculées de façon à avoir une déviation nulle et une dispersion résiduelle inférieure à 0.01" pour tout objet observé à une hauteur supérieure à 30°, dans le cas le plus défavorable : filtre large-bande AF (450-650 nm) et courte focale (50 mm) pour L1 (voir courbes en Annexe A).

J'ai écrit un programme (`pisco2_risley.cpp`) qui calcule en temps réel la consigne à donner au programme THORLABS (qui commande à distance les prismes de Risley) pour corriger la dispersion atmosphérique en temps réel. Les observations nous ont montré que la correction était très bonne, même pour les objets de -7° de déclinaison, qui est actuellement la limite de pointage à cause de la longueur des câbles utilisés (Gili et al., 2014).

III.2.3 Conclusion

PISCO2 a bien respecté son cahier des charges : c'est un instrument léger, compact, très bien adapté à la lunette L76 et à l'observation des étoiles doubles visuelles, facile à utiliser et dont le coût est très raisonnable. PISCO2 est facilement reconfigurable et peut être considéré comme un "banc d'optique". L'adaptation à un nouveau détecteur s'en trouve facilitée : PISCO a déjà été utilisé avec deux détecteurs différents (DV885 et DV897). Ils ont fonctionné avec le même programme d'acquisition et de traitement des images en temps réel (`buildspeck1.cpp`). L'échelle de ces détecteurs a été calibrée de façon absolue à l'aide d'un réseau placé sur la pupille d'entrée de la lunette L76. La dernière fonction à être mise en œuvre a été la correction de la dispersion atmosphérique. Elle est opérationnelle depuis 2012, avec le calcul en temps réel des positions des prismes de Risley et la commande à distance de ces prismes depuis un ordinateur.

Les performances de PISCO2 sur la grande lunette sont également remarquables. René Gili a pu observer des étoiles binaires très faibles, avec $m_V \approx 16$ et il a résolu des couples dont la séparation angulaire était de l'ordre de la limite de diffraction de la lunette (0".16). Il a aussi mesuré des systèmes particulièrement difficiles, avec une grande différence de luminosité entre les deux composantes ($\Delta m_V \approx 4$).

Chapitre IV

Mise en contexte astrophysique

IV.1 Etude des galaxies à coquilles

Les galaxies à coquilles sont des galaxies qui paraissent normales à tous égards, mais qui sont entourées par de faibles “rides” de lumière en forme d’arcs : *les coquilles*. Ce n’est qu’au début des années 1980 que l’importance du phénomène est apparue, avec la publication par D. Malin et D. Carter d’une liste de 140 galaxies à coquilles. Ces galaxies étaient elliptiques et lenticulaires pour la plupart. Les premières observations ont montré que ces coquilles étaient de nature stellaire. Très rapidement, pour expliquer la présence de ces coquilles, deux types de modèles sont proposés : d’après certains, les coquilles se seraient formées à partir du gaz intra-galactique comprimé par une onde de choc provoquée par un sursaut d’activité du noyau de la galaxie (origine interne) ; d’après d’autres, ce seraient des ondes de densité d’étoiles provenant d’une galaxie-compagnon qui aurait été absorbée par la galaxie-hôte (formation par fusion).

Les observations des coquilles sont délicates à cause de leur faible luminosité et/ou du fort contraste avec la galaxie sous-jacente. Les détecteurs CCD (qui commençaient à être utilisés en astronomie) se sont vite révélés quasiment indispensables pour cette étude, en permettant la détection et les mesures photométriques de ces coquilles. Le fait d’appartenir à l’équipe CCD de Toulouse a ainsi été pour moi un atout, pour commencer une collaboration avec le groupe anglo-australien qui s’était constitué au cours des années 1980 pour étudier ces objets. Pendant ma thèse j’ai pu ainsi participer à un vaste programme d’observation de toutes les galaxies du catalogue de Malin et Carter, en spectroscopie et imagerie CCD. Ma contribution a surtout consisté à mettre au point une chaîne de traitement et d’analyse des données. Nous avons d’abord étudié en détail quelques galaxies typiques Fort et al. (1986); Prieur (1988). Nous avons été ensuite étendu notre étude à un plus grand échantillon pour en déduire des propriétés statistiques de ces objets (Prieur (1988); Carter et al. (1988); Prieur et al. (1988); Prieur (1989); Wilkinson et al. (1989, 2000).

L’étude que j’ai menée entre 1983 et 2000, principalement en collaboration avec B. Fort (Obs. du Pic du Midi et de Toulouse), D. Carter (Obs. Mt Stromlo, Australie), W. Sparks (Baltimore, U.S.A.) et A. Wilkinson (Univ. Manchester, U.K.), a conduit à un grand nombre de résultats nouveaux parmi lesquels on peut citer :

1. Parmi les deux types de modèles proposés : formation d’étoiles à l’intérieur de “bulles” géantes de gaz, ou ondes de densité formées par les étoiles d’un compagnon ayant fusionné avec la galaxie-hôte, notre étude confirme l’origine par fusion de galaxies. Cette

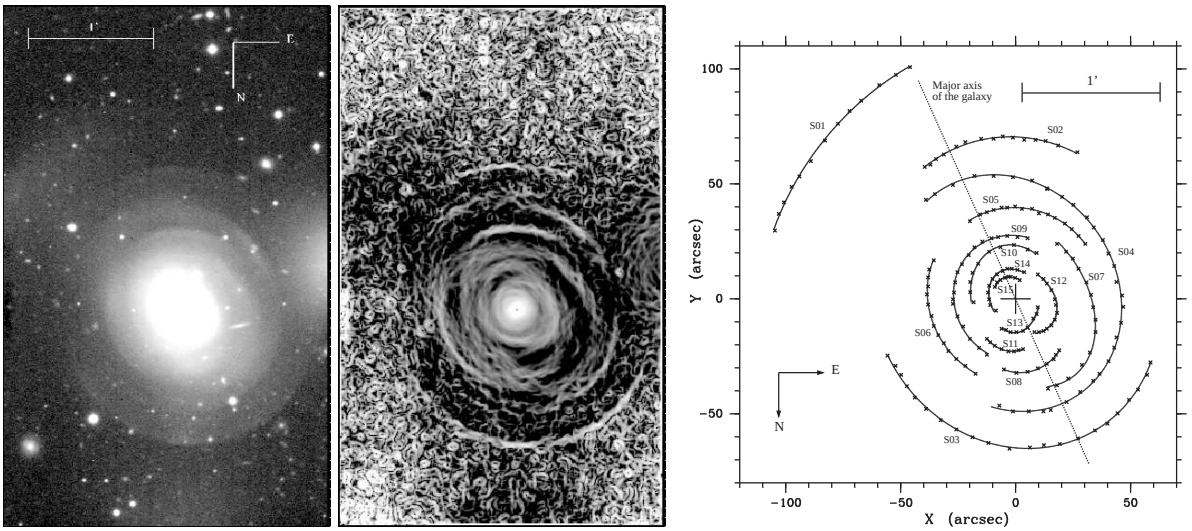

FIG. IV.1: Galaxie à coquilles de type 2 : cas de la galaxie anonyme 0422-476. A gauche, compositage des images CCD en plusieurs couleurs. Au centre, gradient de l'image précédente. A droite, ajustement de portions d'ellipses aux mesures des contours des coquilles. D'après Wilkinson et al. (2000).

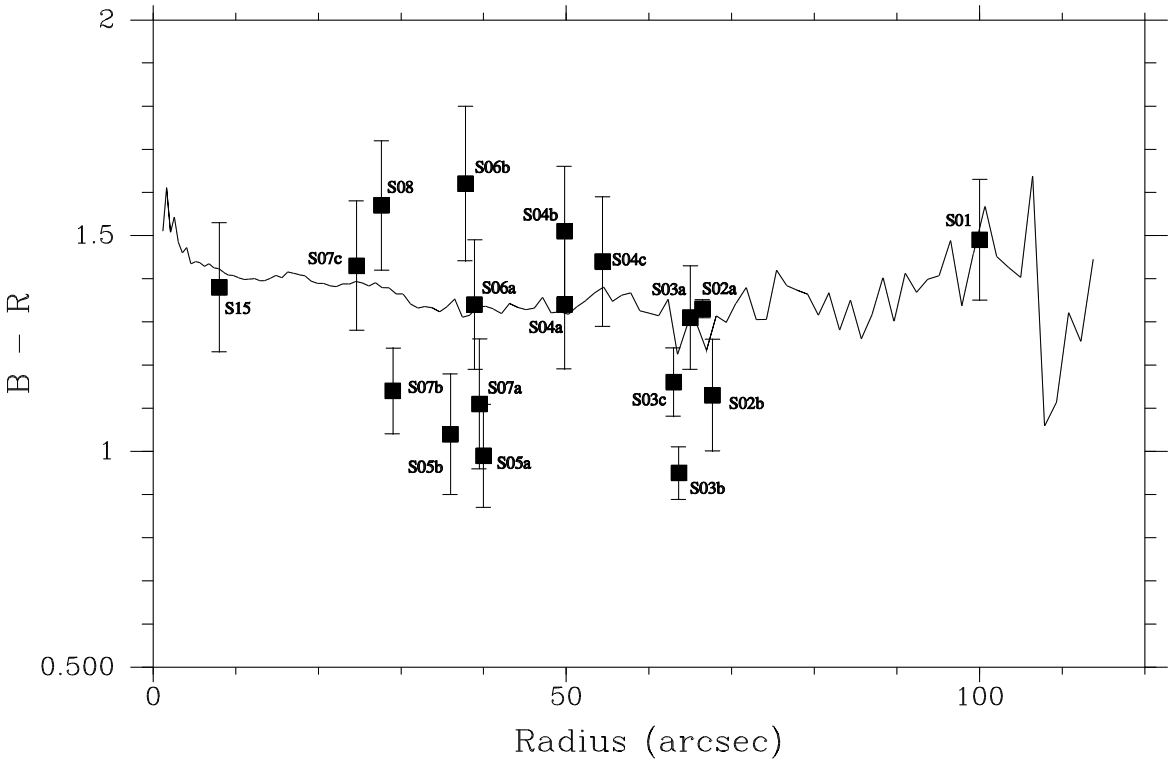

FIG. IV.2: Comparaison des mesures photométriques des coquilles de 0422-476 avec le profil moyen de la galaxie (numérotation des coquilles de la Fig. IV.0). Les coquilles ne sont pas systématiquement plus bleues que le reste de la galaxie. D'après Wilkinson et al. (2000).

conclusion est basée sur une étude morphologique et photométrique d'un échantillon d'une vingtaine d'objets. La morphologie des coquilles (distribution radiale, ellipticités, angles caractéristiques) et leur photométrie (étude des profils, luminosité intégrée, et indices de couleurs) sont en accord avec les prédictions des modèles de formation par fusion (Prieur, 1988, 1989; Wilkinson et al., 2000).

2. Les observations spectroscopiques de 100 galaxies à coquilles ont mis en évidence une formation stellaire massive et récente pour 20% des objets, ce qui était complètement inattendu pour des galaxies elliptiques et lenticulaires (Carter et al., 1988) (voir Fig. IV.3). Les spectres de certains objets sont du même type que ceux des galaxies actives "E+A" découvertes dans les amas lointains et associées à l'effet Butcher-Oemler (augmentation avec le redshift de la fréquence de galaxies bleues dans les cœurs des amas, Butcher & Oemler (1978)). Nos observations suggèrent donc que l'accrétion d'un compagnon est un processus efficace pour réactiver la formation stellaire dans les galaxies elliptiques et que les interactions entre galaxies peuvent expliquer le taux anormalement élevé de galaxies actives dans les amas lointains.
3. Nous avons réussi à obtenir des mesures photométriques en plusieurs couleurs des coquilles, ce qui est difficile car ces structures sont très faibles et superposées au fond lumineux de la galaxie (Fort et al., 1986; Prieur, 1988; Wilkinson et al., 2000). Les coquilles sont généralement plus bleues que le reste de la galaxie, ce qui est compatible avec l'absorption d'un compagnon de population stellaire plus jeune. Nous avons aussi parfois observé de grands écarts de couleurs à l'intérieur d'un même système, d'une coquille à l'autre, mais aussi le long d'une même coquille (Prieur, 1988; Wilkinson et al., 2000) (voir Fig. IV.1). Comme l'ont montré nos simulations numériques (Prieur, 1988), ceci peut s'expliquer par une séparation des composantes (bulbe-disque) d'une galaxie spirale lors de sa fusion avec la galaxie hôte.
4. Une étude approfondie de NGC 3923, le système le plus riche (plus de 20 coquilles) a permis de préciser le scénario de formation de ce système (Prieur, 1988). Les coquilles sont vraisemblablement le résultat d'une collision radiale avec un compagnon elliptique de masse environ 1/10 de celle de la galaxie. Après avoir perdu la plus grande partie de ses étoiles lors du premier passage dans les régions centrales, le compagnon s'est ensuite progressivement dépouillé des étoiles restantes, tout en subissant un freinage par friction dynamique, ce qui a entraîné le noyau résiduel dans les régions les plus internes de la galaxie.
5. Notre étude morphologique du catalogue de Malin et Carter a fait apparaître une corrélation entre la forme du système de coquilles (système aligné ou "en pétales") et l'ellipticité apparente de la galaxie-hôte (Prieur, 1988, 1989). Les systèmes alignés ne sont visibles qu'autour de galaxies aplaties ($E \geq 2.5$), et les systèmes "en pétales" (Fig. IV.0) ne sont pas observés autour de galaxies très aplaties ($E \geq 4$). Cette corrélation traduit l'influence du potentiel total de la galaxie (y compris celui de l'éventuel halo de matière noire), sur la géométrie des coquilles. La morphologie des systèmes de coquilles est donc liée à la forme du potentiel central de la galaxie-hôte. Ce résultat est compatible avec les simulations numériques de Dupraz & Combes (1986)
6. A partir du taux d'observation de galaxies à coquilles, et de la durée de vie des systèmes, il est en principe possible d'en déduire une estimation de la fréquence des collisions entre galaxies, et une limite supérieure à la masse de matière invisible contenue à l'intérieur des systèmes de coquilles (Prieur, 1988, 1989) (voir Fig. IV.2). Avec un

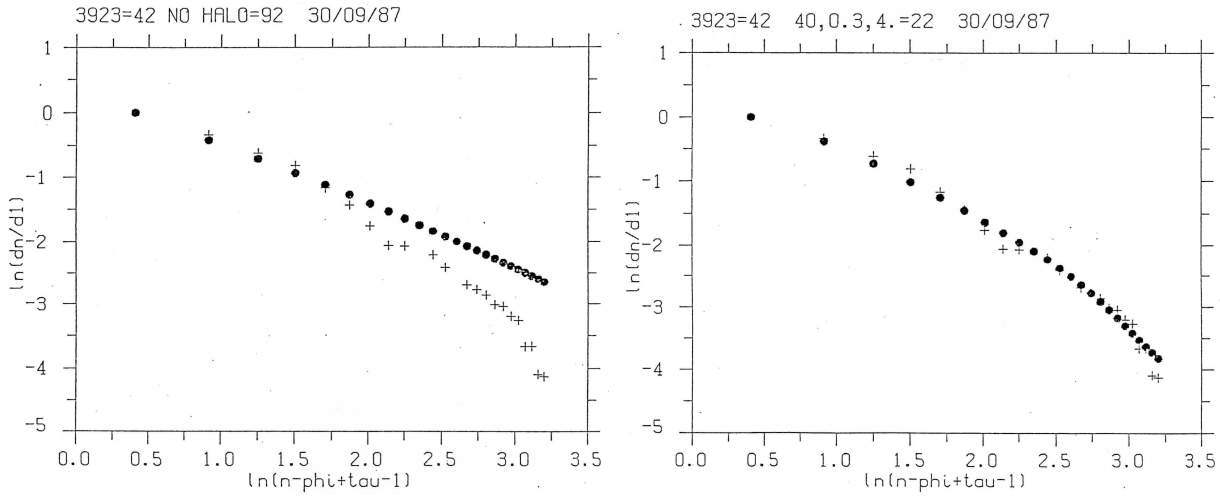

FIG. IV.3: Distribution radiale des coquilles de NGC 3923 (croix) et ajustement d'un modèle de galaxie (cercles pleins) sans matière noire (à gauche) et avec un halo M/L $\approx$ 40 (à droite). D'après Prieur (1988).

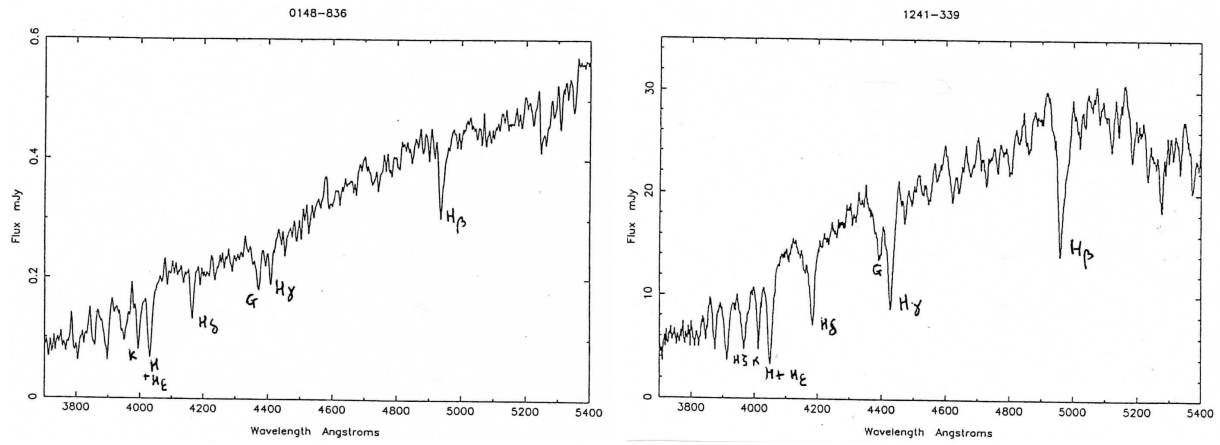

FIG. IV.4: Spectres de galaxies elliptiques à coquilles montrant des signes de formation récente d'étoiles. D'après Prieur (1988).

taux de 10%, et une durée de vie de l'ordre de 2 à 3 milliards d'années, les galaxies elliptiques auraient ainsi fusionné en moyenne avec un ou deux compagnons (Prieur, 1989).

En conclusion, notre étude a permis d'établir à peu près définitivement que le modèle de formation par fusion est le seul à rendre compte des propriétés observationnelles des coquilles. De part leur comportement de particules-test, les étoiles des coquilles offrent une occasion unique de sonder le potentiel total des galaxies, y compris celui des halos massifs invisibles. L'importance des interactions gravitationnelles pour la formation et l'évolution des galaxies semble désormais bien établie, et les galaxies à coquilles, résultats de collisions entre galaxies, permettent donc d'étudier une phase cruciale dans l'évolution des galaxies.

IV.2 Présentation des étoiles doubles

"Il est étonnant que sur quatre milliards d'êtres humains, pas plus de six ou sept mesurent régulièrement des binaires." *P. Couteau (1978)*

"More than two-thirds of stars belong to multiple stellar systems. Binary stars are considered now as one of the best constraints on stellar formation models." *A. Duquennoy et M. Mayor (1992)*

Les étoiles ne se forment pas seules. Les observations montrent que le résultat le plus fréquent de leur processus de formation est un couple de deux étoiles liées par la gravitation, ou étoile binaire. Les propriétés statistiques de ces systèmes permettent de contraindre le mécanisme qui les a créées, en tenant compte de leur évolution ultérieure.

Dans les sections IV.3 et IV.4, je ferai une synthèse des travaux que j'ai effectués dans ce domaine. C'est l'exploitation de PISCO qui m'a conduit naturellement vers ce sujet. Mais j'ai aussi utilisé des observations faites avec d'autres instruments (système d'optique adaptative ADONIS et spectrovélocimètre CORAVEL). Je présente ici les principales caractéristiques des étoiles doubles pour introduire ce sujet. Plus de détails sont donnés en Annexe B.

Au cours de mon travail, j'ai étudié plusieurs catégories d'étoiles binaires :

- les **binaires visuelles** sont les systèmes binaires physiques (liés gravitationnellement) découverts par des techniques d'imagerie, initialement par des observations visuelles et désormais principalement par l'interférométrie des tavelures ou des télescopes spatiaux, comme Hipparcos (voir Sect. IV.3). Ils correspondent généralement à des systèmes très écartés (demi grand axe de plusieurs unités astronomiques), avec des périodes orbitale longues, de quelques années à plusieurs centaines d'années. Exemple : Castor (α Gem, $P \approx 450$ ans).
- les **binaires spectroscopiques** sont mises en évidence par la variation périodique des vitesses radiales, de la composante principale seule (cas des SB1) ou des deux composantes (cas des SB2) (voir Sects. II.2 et IV.4). Les séparations entre les deux composantes sont plus faibles que pour les binaires visuelles. Les demi grands axes sont de l'ordre de quelques rayons solaires seulement et les périodes orbitales très courtes, de quelques jours à plusieurs dizaines de jours. Exemple : Mizar.
- les **binaires astrométriques** sont découvertes lors de mesures astrométriques d'étoiles faites au sol, et désormais dans l'espace (avec Hipparcos par exemple). Le mouvement de certaines étoiles, dans un référentiel constitué par des étoiles lointaines, présente des oscillations trahissant un mouvement orbital autour d'un compagnon invisible. Ces mesures astrométriques permettent d'estimer la masse du compagnon (e.g., valeurs utilisées dans Lampens et al. (2003)). Exemple célèbre : Sirius.
- les **binaires à éclipses** sont des systèmes serrés dont le plan orbital est quasiment perpendiculaire au plan tangent à la sphère céleste, et dont la courbe de lumière présente des variations périodiques correspondant à des éclipses (voir Tab. IV.3). Les courbes photométriques présentent deux sortes de minima correspondant au passage de chacune des deux composantes devant l'autre. Exemple : Algol.

Enfin il existe des systèmes très serrés (que nous n'avons pas étudiés), où un échange de matière se produit parfois entre les deux étoiles. Lors de ces échanges, la matière accrétée par une composante tombe dans le champ gravitationnel de celle-ci, en libérant une quantité d'énergie qui peut être considérable. L'évolution des deux étoiles peut être aussi fortement perturbée par ces échanges de matière. La classification de ces systèmes dépend de la nature

TAB. IV.1: Paramètres physiques mesurables pour les différents types d'étoiles doubles que nous avons étudiées. D'après Halbwachs (2000).

Objets : Périodes typiques :	Binaires visuelles 1 an / 200 ans	Binaires spectroscopiques 1 jour / 30 ans	Binaires à éclipses 1 heure / 1 an
Inclinaison	oui	non	oui
Demi-grand axe	$a_1 + a_2$ (angulaire)	$a_1 \sin i$ (en m) $a_2 \sin i$ (si SB2)	$\sim a$ (en rayons)
Masses	$(M_1 + M_2) \times d^3$	$M_{1,2} \sin^3 i$ (si SB2) $\frac{M_2^3 \sin^3 i}{(M_1 + M_2)^2}$ (si SB1)	$\frac{M_1}{M_2}$
Luminosité	Δm	Δm (si SB2)	Δm
Autres			$\frac{R_{1,2}}{a}, \frac{T_1}{T_2}$

de l'étoile qui accrète la matière : **algols** pour les étoiles de la séquence principale, **variables cataclysmiques** pour les naines blanches, et **binaires X** pour les étoiles à neutrons et les trous noirs.

La table IV.0 présente les paramètres physiques mesurables pour les différents types d'étoiles doubles que nous avons étudiés. L'association d'observations provenant de différentes sources permet parfois de lever les ambiguïtés inhérentes à certaines méthodes d'observation. Ainsi les orbites établies en imagerie (binaires visuelles) ou en photométrie (binaires à éclipses) permettent de lever l'incertitude sur l'inclinaison des orbites des binaires spectroscopiques.

IV.3 Etude d'étoiles doubles visuelles

IV.3.1 Astrométrie différentielle

Depuis 2004, l'instrument PISCO est exploité à Merate (Italie) sur le télescope Zeiss de 1 m de diamètre (INAF, obs. de Brera), entièrement dédié à l'observation des étoiles doubles visuelles. Les observations essentiellement ont pour objet la mesure des positions relatives (astrométrie différentielle) des compagnons d'étoiles doubles ou multiples. Ces observations se font sur une base régulière (presque tous les soirs de beau temps), par Marco Scardia et Luigi Pansecchi (Obs. de Brera, Merate). C'est actuellement le plus grand télescope dédié à l'astrométrie des étoiles doubles dans le monde. Déjà plus de trois mille mesures ont été effectuées à Merate (voir Fig. IV.4), et ont contribué à une vingtaine de publications (voir Sect. VI). Les mesures que nous obtenons avec PISCO sont publiées et stockées ensuite dans les bases de données de l'U.S. Naval Observatory (Washington, DC). Elles sont ainsi disponibles pour toute la communauté scientifique.

Nous observons tous les couples dont l'orbite n'a pas été déterminée (ou est encore mal déterminée) et accessibles à notre instrumentation. Cela représente une liste d'environ 3000 objets. Nous observons plus particulièrement au voisinage du passage au périastre (lorsqu'il est connu) : les mesures obtenues sont très utiles pour réduire l'incertitude des éléments

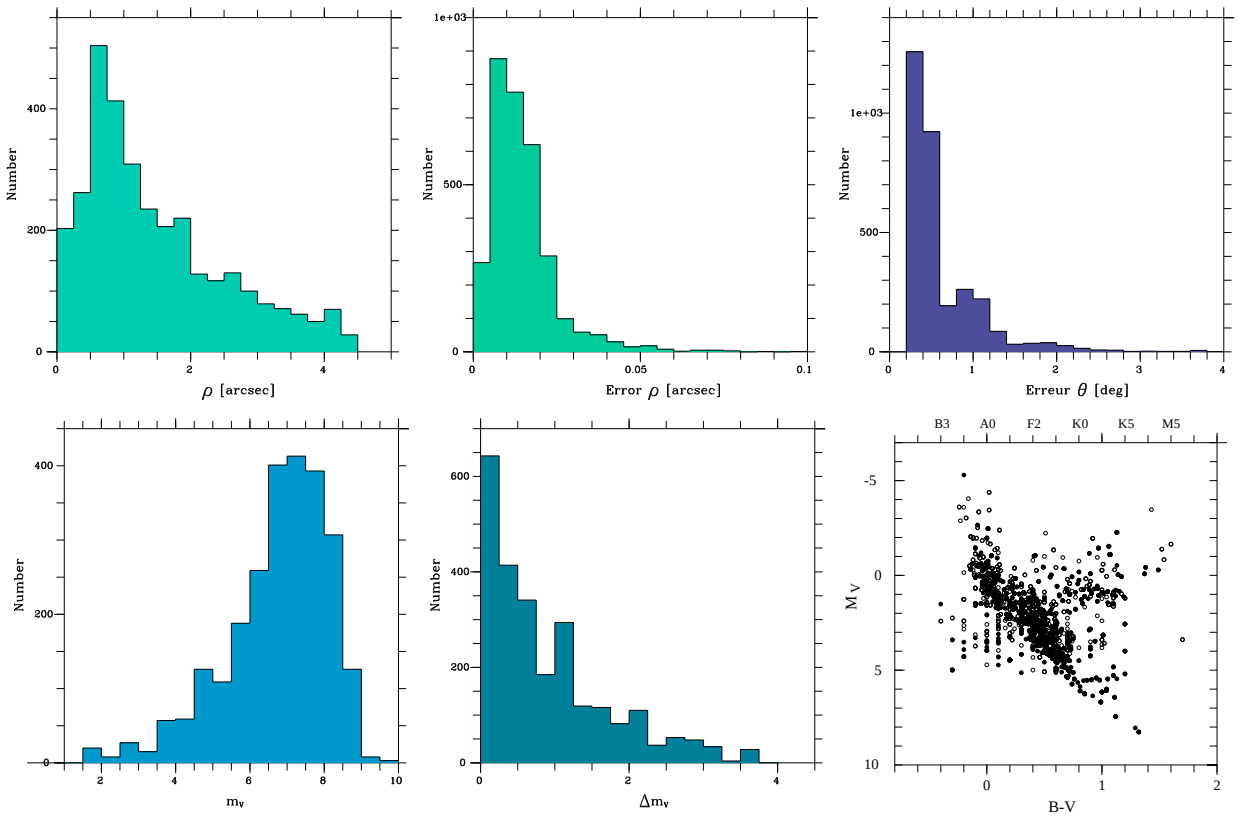

FIG. IV.5: Mesures d'étoiles doubles avec PISCO de 2004 à 2012. De gauche à droite et de haut en bas : séparation angulaire ρ, erreur sur ρ, erreur sur l'angle de position θ, magnitude globale m_V, différence de magnitude des composantes Δm_V, et diagramme HR.

orbitaux.

La partie du diagramme HR correspondant aux étoiles naines rouges n'est pas observable avec la caméra ICCD, à cause d'un manque de sensibilité (Fig. IV.4). C'est regrettable car la connaissance de la masse de ces objets serait très utile pour contraindre les modèles de formation stellaire. Nous aimerions pouvoir disposer d'un détecteur plus sensible pour pouvoir les observer avec PISCO dans les prochaines années.

IV.3.2 Détermination d'orbites

Marco Scardia (Obs. de Brera, Italie) est devenu le principal observateur de PISCO, mais il est aussi un spécialiste du calcul des orbites des binaires visuelles (voir Sect. IV.3.2). Il choisit généralement les cibles en fonction de leur intérêt pour la détermination des orbites. Plusieurs centaines d'orbites ont pu être révisées grâce aux mesures de PISCO (voir Sect. VI). Je présente ici deux exemples de cette détermination : γ Vir et ζ Aqr.

Gamma Virginis

Le cas de l'étoile double brillante γ Virginis illustre bien l'intérêt d'avoir un télescope dédié équipé d'une instrumentation performante. Les mesures régulières et précises de PISCO pendant plusieurs années ont montré que le mouvement était képlérien, ce qui invalide l'hy-

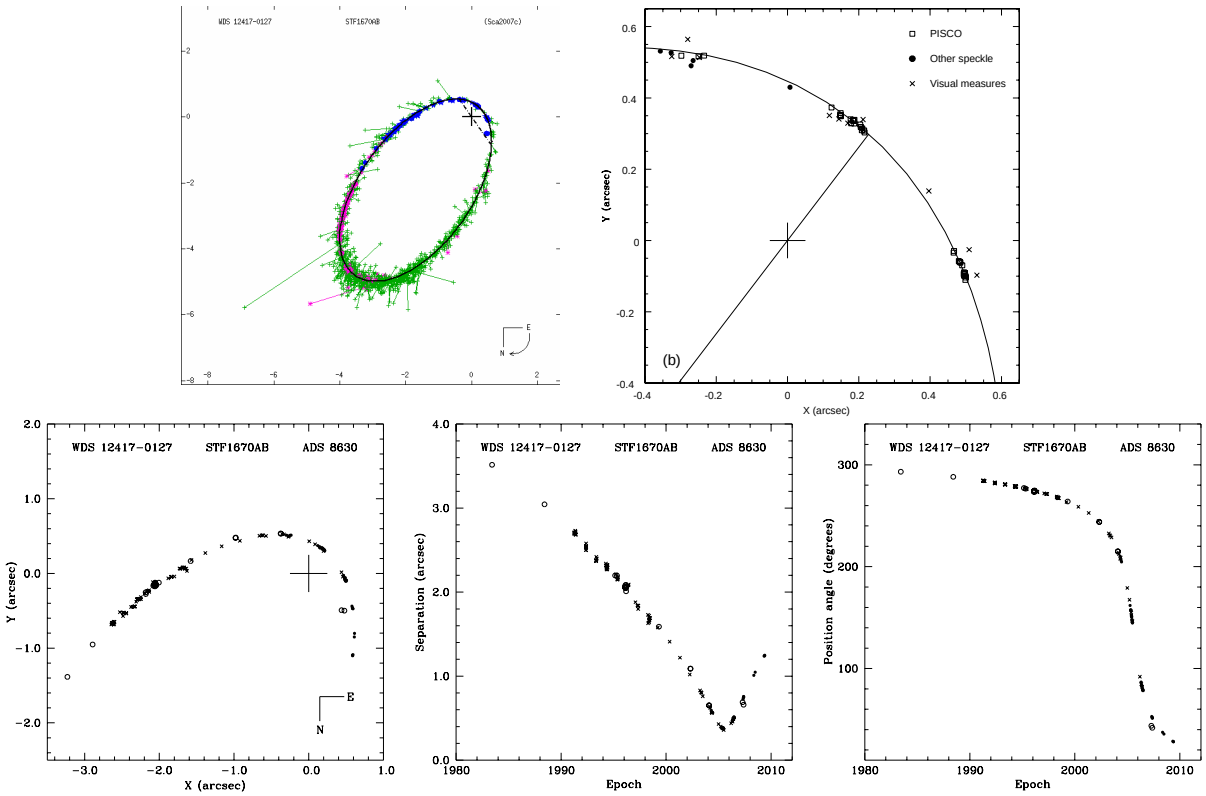

FIG. IV.6: γ Vir. En haut : les mesures en interférométrie des tavelures en bleu (à gauche), notamment celles obtenues avec PISCO près du périastre (à droite) nous ont permis de recalculer l'orbite (Scardia et al., 2007). En bas : les mesures de PISCO (cercles pleins) définissent des tracés très précis au cours du temps, qui montrent la validité de notre procédure de traitement et de calibration.

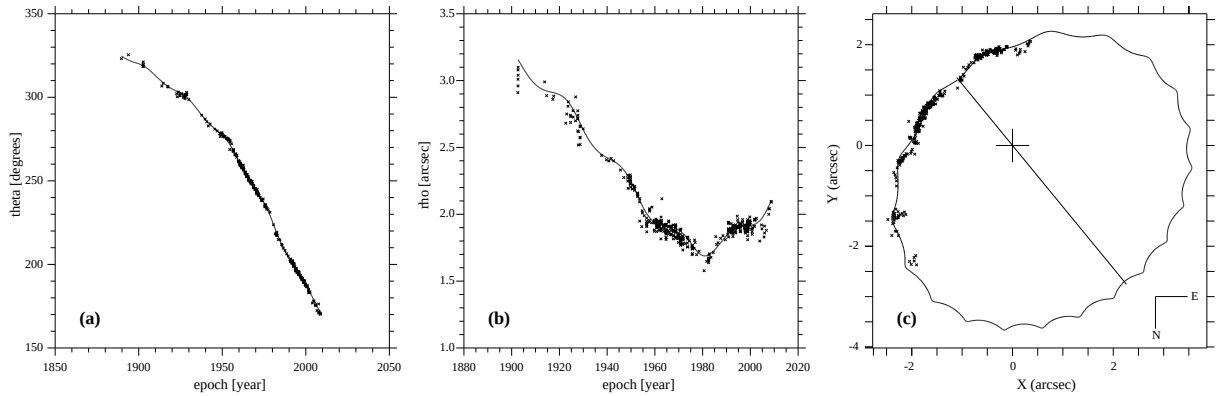

FIG. IV.7: Zeta Aqr : combinaison de nos orbites AB et Bb-P (en trait plein) comparée aux mesures photographiques et interférométriques (croix) : angle de position (a), séparation angulaire(b) et orbite dans le plan du ciel (c). D'après Scardia et al. (2010).

pothèse de l'existence d'un troisième corps dans ce système. Nous avons aussi pu observer ce couple lors de son rapide passage au périastre au cours du printemps 2005, avec un mouvement angulaire voisin de 0.2 degré par jour (cf Fig. IV.5). Toutes ces mesures nous ont permis de réduire fortement les incertitudes sur les éléments orbitaux (Scardia et al., 2007). La période orbitale (169 ans) a été déterminée avec une incertitude de 4 jours seulement. En utilisant la parallaxe d'Hipparcos (révisée par van Leeuwen(2007)), la somme des masses des deux étoiles naines de type F0 est 2.74 $M_\odot$, avec une incertitude relative de 2.2% .

Zeta Aquari

Zeta Aquari (ADS 15971) est aussi un cas très intéressant. Cette étoile double visuelle proche ($d = 35$ pc) présente des écarts périodiques par rapport au mouvement képlérien attendu pour un système binaire (Fig. IV.6). En utilisant toutes les mesures photographiques et interférométriques publiées depuis 1923, nous avons d'abord calculé les résidus de notre orbite de ADS 15971 AB en coordonnées cartésiennes. Nous en avons déduit les éléments de "l'orbite de perturbation Bb-P" et leurs erreurs avec la méthode de moindres carrés de Hellerich (1925). A notre connaissance, c'est la première fois que l'on déterminait l'incertitude sur ces éléments orbitaux. L'orbite Bb-P a été très difficile à déterminer, parce que la valeur de son grand axe est très petite : seulement 0".06. La masse du compagnon invisible a été estimée à $M_b = 0.65$ $M_\odot$. Plus de détails sont donnés dans Scardia et al. (2010).

IV.3.3 Photométrie différentielle

La détermination de la masse totale à partir des orbites des binaires visuelles est bien sûr insuffisante pour décrire précisément les propriétés physiques des étoiles qui constituent ces systèmes doubles ou multiples. La connaissance du type spectral des étoiles est nécessaire pour une description plus précise.

La classification spectrale de la plupart des étoiles doubles fait référence au système global. Lorsque des classifications des composantes sont mentionnées, elles sont généralement établies à partir d'une estimation visuelle de la différence de magnitude, avec une erreur typique de ± 0.2 mag (Christy & Walker, 1969; Edwards, 1976). Ainsi donc, la situation actuelle est que les (rares) masses précises des binaires visuelles sont le plus souvent attribuées à des composantes dont les couleurs sont inconnues ou incertaines. Ce paradoxe provient du fait que les masses bien déterminées correspondent à des couples serrés, à période courte (inférieure à quelques dizaines d'années), mais dont le type spectral des deux composantes est généralement inconnu, puisque leurs spectres ne peuvent pas être détectés séparément par des observations en spectroscopie "conventionnelle".

Des mesures photométriques en large bande de chacune des composantes peuvent permettre de résoudre ce problème. Pour la première fois, le catalogue Hipparcos a fourni des mesures de photométrie différentielle, ΔH_p pour de nombreuses visuelles binaires de séparation inférieure à la seconde d'arc (ESA, 1997) Le catalogue "Tycho Double Star Catalogue" (Fabricius et al., 2002) donne aussi ΔB_T et ΔV_T pour des systèmes avec $\rho > 0".5$ et $\Delta m < 3$. Malheureusement, la plupart des binaires visuelles ne figurent pas dans ce catalogue, car elles sont trop serrées pour avoir pu être résolues par Hipparcos/Tycho. Dans un futur proche, la mission spatiale GAIA devrait apporter une contribution significative dans ce domaine.

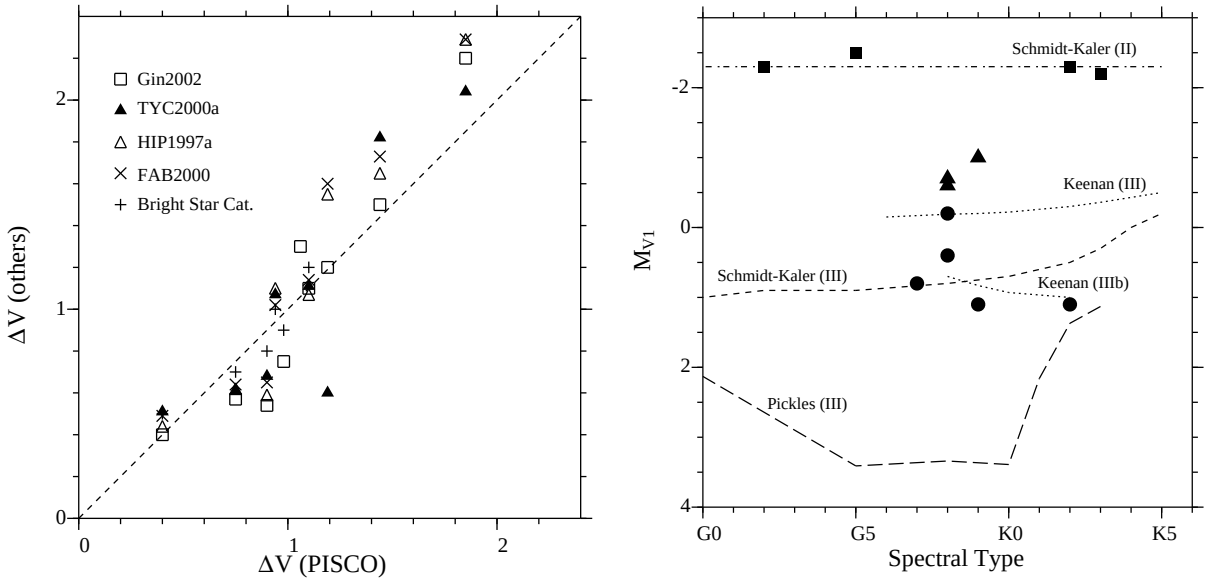

FIG. IV.8: Mesures photométriques différentielles des composantes d'étoiles doubles obtenue avec PISCO. A gauche : comparaison avec les mesures d'autres auteurs. A droite : Magnitudes absolues déduites des mesures photométriques de PISCO pour les géantes de classe II (carrés), II-III (triangles) et III (cercles), comparées aux calibrations de Schmidt-Kaler (1982), Pickles (1998) et Keenan (1999). D'après Prieur et al. (2003).

En collaboration avec J.-M. Carquillat, N. Ginestet (OMP) et de nombreux autres collègues, nous avons observé avec PISCO au Pic du Midi un échantillon d'étoiles à spectre composite. Notre but était de mettre en évidence leur binarité dans un premier temps et d'identifier séparément le type spectral des deux étoiles dans un deuxième temps. Ce programme a donné de bons résultats et nos mesures photométriques différentielles (en B, V, R) nous ont permis d'apporter des contraintes sur les types spectraux des composantes individuelles de ces systèmes (Prieur et al., 2002, 2003). Nous avons mis au point une procédure complète de restauration d'images pour obtenir des mesures photométriques différentielles (voir Sect II.1.3 et Annexe A). La validité de cette procédure a pu être établie en comparant certaines de nos mesures avec d'autres sources et nous avons pu déterminer les magnitudes absolues des étoiles primaires froides, en supposant que les étoiles secondaires chaudes étaient sur la séquence principale (voir Fig. IV.7).

IV.3.4 Etoiles doubles du voisinage solaire (avec optique adaptative)

En collaboration avec P. Lampens (Bruxelles, Belgique) et R. Argyle (Cambridge, UK), nous avons observé des étoiles doubles du voisinage solaire avec le télescope de 3.6 m de l'ESO et le système d'optique adaptative ADONIS (ADaptative Optics Near Infrared System), dans le proche infra-rouge (cf Sect. I.10). On disposait pour ces objets d'orbites et de parallaxes assez précises, mais les masses calculées montraient des écarts par rapport à celles déduites de la relation masse-luminosité des étoiles de la séquence principale. Notre but était donc d'obtenir de nouvelles mesures astrométriques, mais aussi de photométrie différentielle entre les deux composantes, de façon à apporter des contraintes sur leur nature (rapport des masses et températures).

Nous avons réussi à obtenir ces mesures à partir de nos observations en ajustant des profils

TAB. IV.2: Résolution théorique λ_C/D en secondes d'arc pour les divers télescopes avec lesquels nous avons observé, en fonction du filtre utilisé. Les combinaisons que nous avons effectivement utilisées sont indiquées en caractères gras.

Filtre	B	V	R	J	H	K	
λ_C (μm)	0.450	0.550	0.650	1.253	1.643	2.177	
λ_C/D pour D=0.7 m	0.13	**0.16**	0.19	0.37	0.49	0.64	Nice
λ_C/D pour D=1.0 m	0.093	**0.11**	**0.13**	0.26	0.34	0.45	Merate
λ_C/D pour D=2.0 m	0.046	**0.057**	**0.067**	0.13	0.17	0.22	TBL
λ_C/D pour D=3.6 m	0.026	0.032	0.037	**0.072**	**0.094**	**0.12**	ESO

de Moffat et en analysant leur transformée de Fourier (voir Sect. II.1.4). Nous présentons ici les principaux résultats, mais pour plus de détails, nous invitons le lecteur à consulter la publication qui en a résulté (Lampens et al., 2012).

Intérêt des observations dans l'infra-rouge

Les bandes spectrales utilisées par ADONIS étaient J H et K, respectivement centrées sur 1.253, 1.643 et 2.177 μm. Dans ce domaine du proche infra-rouge, les longueurs d'onde sont donc deux à trois fois plus longues que dans le domaine optique, que nous utilisons avec PISCO. La résolution angulaire étant égale à λ/D, où D est le diamètre du télescope, est ainsi pénalisée en infra-rouge. Le tableau IV.3.4 montre la résolution maximale correspondant à la limite de diffraction des divers télescopes que nous avons utilisés. On remarque qu'il n'y a qu'un gain minime en résolution avec le système ADONIS sur le télescope de 3.6 m de l'ESO par rapport à PISCO sur le télescope Zeiss de Merate. L'intérêt principal est ailleurs : le domaine infra-rouge est bien mieux adapté à l'observation des étoiles naines froides de type K-M, que le domaine optique. Or ce sont justement des étoiles de ce type qui sont fréquentes dans l'environnement proche du Soleil, que nous voulions étudier dans ce programme.

Etude d'objets particuliers

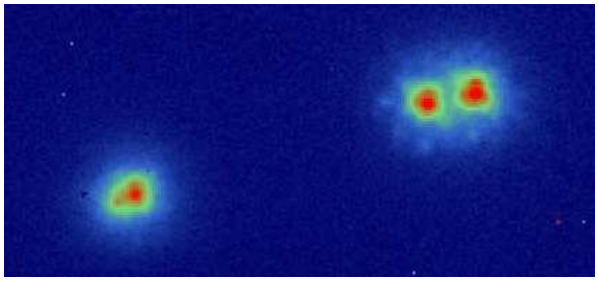

FIG. IV.9: Etoile quadruple ζ Cancri observée le 15/12/2000 avec optique adaptative sur le télescope de 3.6 m de l'ESO (Chili).

La figure IV.8 montre une image des composantes ABCD du système multiple ζ Cancri (STF 1196, ADS 6650, HIP 40167) obtenue le 15 décembre 2000 par notre groupe avec ADONIS. Les 4 composantes du système sont bien visibles : ($\rho = 0".33$, $\theta = 68°$) pour le

couple CD (sur la partie gauche) et ($\rho = 0".86$, $\theta = 78°$) pour le couple AB (sur la partie droite). En fait, la composante D de système avait été détectée seulement quelques mois auparavant avec le système d'optique adaptative du télescope CFHT (Canada-France Hawaii Telescope), par Hutchings et al. (2000). L'existence de ce compagnon était proposée depuis plusieurs années pour expliquer les irrégularités du mouvement orbital de la composante C autour du système AB, et par l'analyse de l'orbite spectroscopique de C. Hutchings et al. ont attribué le type spectral M2V à ce compagnon D. Comme la masse de cette composante D est très élevée, il pourrait même s'agir d'une autre étoile double, formée de deux étoiles naines de type M. Rappelons que les étoiles M ont une faible luminosité dans le domaine visible, et sont plus lumineuses dans le proche infra-rouge. C'est ce qui explique la non-détection de la composante D avec PISCO et par tous les autres observateurs dans le domaine visible.

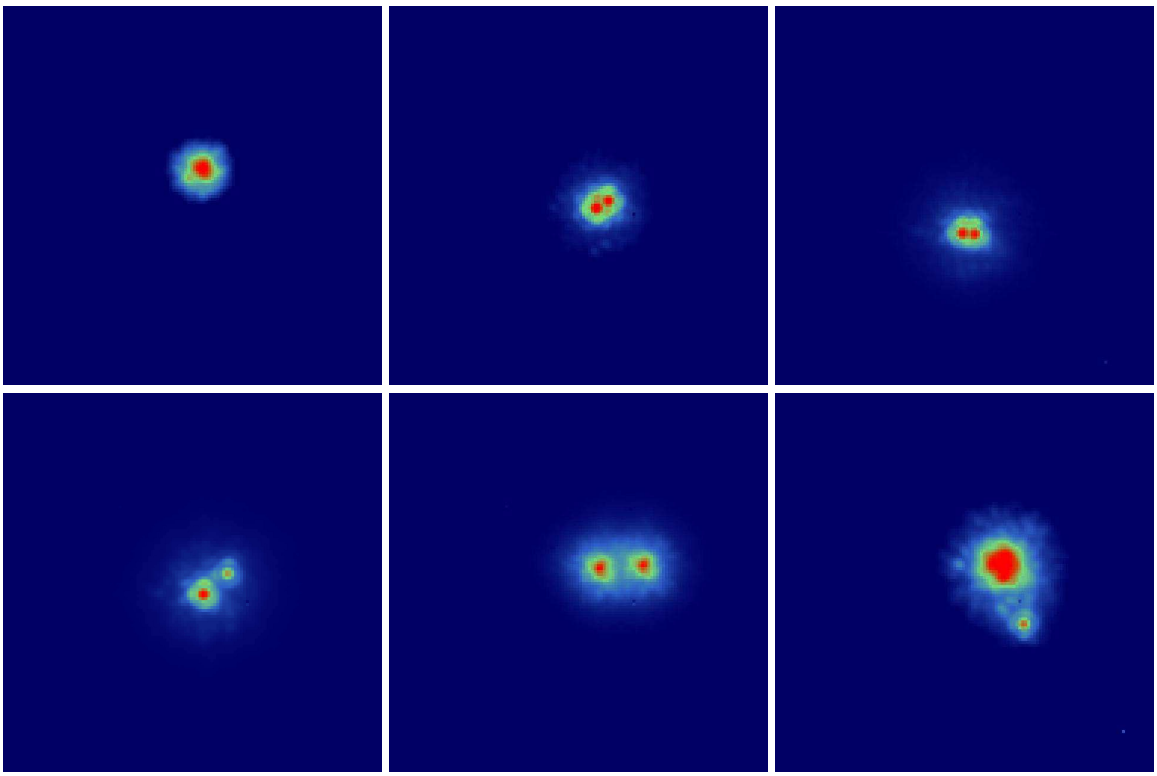

FIG. IV.10: Images en optique adaptative de HIP 730, 5165, 22550, 22607, 30953 et 42913 obtenues en décembre 2000. avec ADONIS sur le télescope de 3.6 m de l'ESO. Même champ (6".4 × 6".4) et même orientation que Fig. I.8 (Nord vers le bas, Est à gauche).

Etude de l'échantillon complet

En utilisant les méthodes d'ajustement de profils de Moffat et d'analyse de Fourier décrites en Sect. II.1.4, nous avons obtenu de nouvelles mesures de la position des composantes des systèmes multiples observés avec ADONIS. Ces mesures ont des incertitudes de l'ordre de 0".008 et 0°.8 pour ρ et θ, qui sont donc légèrement supérieures à celles que ce que nous obtenons avec PISCO (voir Fig. IV.4). Ceci est dû à la meilleure précision de la calibration de PISCO, et au bruit assez élevé des images obtenues en optique adaptative.

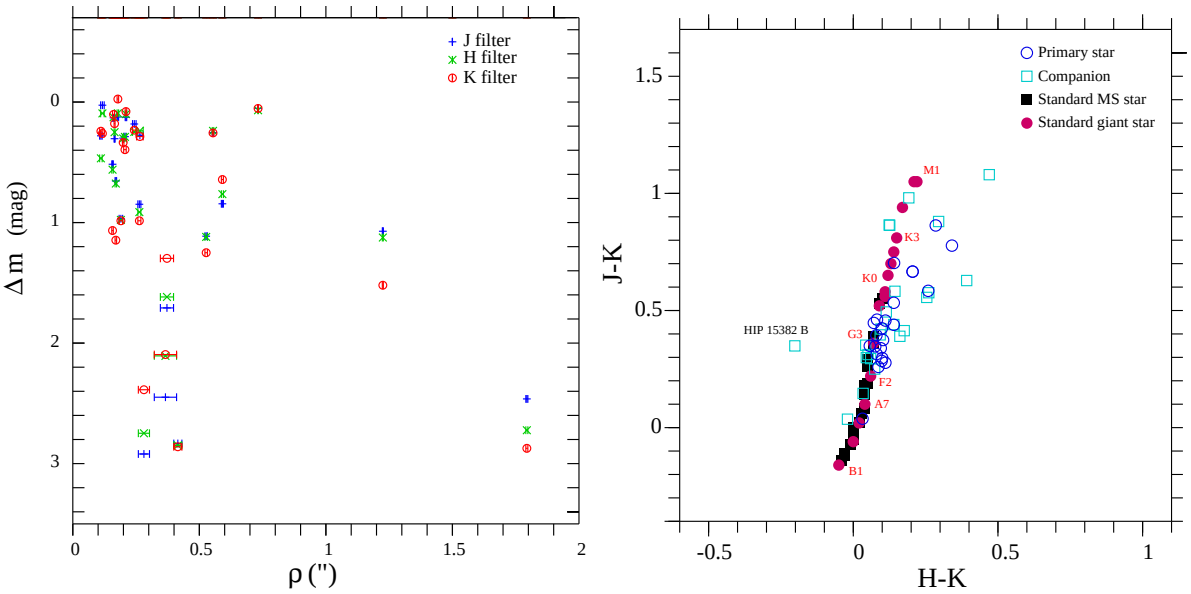

FIG. IV.11: Mesures des étoiles doubles observées en optique adaptative. A gauche : différence de magnitude entre les deux composantes mesurée en J (+ bleu), H ($\times$ vert), et K ($\oplus$ rouge), en fonction de la séparation angulaire. A droite : indices de couleur infra-rouge des composantes stellaires individuelles : primaires (cercles bleus) et compagnons (carrés bleus). Des étoiles standard ont été rajoutées à ce graphe pour comparaison : séquence principale (carrés pleins noirs) et étoiles géantes (disques rouges). D'après Lampens et al. (2012).

Nos mesures photométriques nous ont permis de déterminer les magnitudes J, H, K et les indices de couleur infra-rouge de 54 étoiles constituant ces systèmes. Les valeurs obtenues sont proches des indices de couleur des étoiles individuelles (voir Fig. IV.10).

Notre étude apporte ainsi de nouvelles mesures des systèmes multiples observés et des contraintes sur les types spectraux de leurs composantes (Lampens et al., 2012). Elle permet de compléter notre connaissance de ces systèmes dont l'orbite et la parallaxe sont connues avec une assez bonne précision et qui seront l'objet d'une attention particulière dans l'avenir. En effet, du fait de leur proximité avec le Soleil, il est probable que des planètes seront bientôt découvertes dans ces systèmes.

IV.4 Etude de binaires spectroscopiques

IV.4.1 Présentation

A partir de 1999, j'ai participé avec J.-M. Carquillat et N. Ginestet, à une étude d'un grand nombre de systèmes binaires dont les variations de vitesse radiale détectées par les spectrographes trahissent leur duplicité (ou multiplicité).

De nombreuses observations de ces objets ont été effectuées pendant plusieurs dizaines d'années par l'équipe "Binaires Spectroscopiques" de l'observatoire de Toulouse, principalement avec le spectro-vélocimètre CORAVEL de l'Observatoire de Haute-Provence (OHP). Ces observations ont produit un jeu de mesures unique qui a permis la détermination de nombreuses orbites, dont certaines ont des périodes longues, de l'ordre d'une dizaine d'années.

La détermination d'orbites de binaires spectroscopiques nécessite des mesures (réparties le plus régulièrement possible) sur un intervalle de temps le plus grand possible, si possible supérieur à une période orbitale. De nos jours, cette exigence convient mal aux comités des programmes, qui privilégient les programmes ponctuels avec des "retours rapides". Cette difficulté actuelle augmente d'autant plus la valeur des mesures patiemment accumulées par l'équipe "binaires spectroscopiques" de Toulouse depuis la fin des années 1970, car ce type de programme est désormais impossible à réaliser.

Notons que ce problème se pose aussi pour les observateurs d'étoiles doubles visuelles. Les périodes orbitales sont même beaucoup plus longues, ce qui exclut quasiment toute possibilité pour un observateur unique de mesurer entièrement une orbite. La détermination des orbites des binaires visuelles ne peut se faire que par une collaboration avec les générations passées, en utilisant souvent les nombreuses mesures effectuées au XIXème siècle. Malheureusement, dans le cas des binaires spectroscopiques, les mesures anciennes sont inexistantes (ou inutilisables car trop imprécises).

Pour chaque objet dont une orbite a été calculée à l'aide des observations faites à l'OHP, nous avons combiné les informations déduites des éléments orbitaux aux autres données observationnelles disponibles afin d'en déduire la valeur de nombreux paramètres physiques des composantes (rayon, masse, âge, métallicité) (voir IV.4.2). Un résultat astrophysique intéressant a été la mise en évidence des effets de marée dans de nombreux systèmes. Nous avons étudié particulièrement la circularisation des orbites et la synchronisation de la rotation des étoiles avec leur mouvement orbital (voir IV.4.3). Nous avons pu aussi déterminer la distribution des masses des compagnons d'un grand nombre de couples Carquillat & Prieur (2007c). Plus de détails sont donnés en Annexe B et en Annexe C. et dans les 14 articles que nous avons publiés ensemble (voir bibliographie en Sect. VI).

IV.4.2 Détermination des paramètres physiques des étoiles étudiées

La méthode utilisée pour obtenir des paramètres physiques des étoiles étudiées (luminosité absolue, masse, température, métallicité, âge, etc) est décrite en détail en Annexe C. Pour illustrer un cas particulièrement bien étudié, qui souligne l'intérêt de combiner toutes les différentes sources d'information disponibles, je présente ici quelques résultats de l'étude de la binaire à éclipses, HD 126031, que nous avons publiée dans Carquillat et al. (2004) Nos observations de HD 126031 avec CORAVEL avaient montré que cet objet était une binaire spectroscopique, mais seulement une composante avait été détectée. Les mesures photomé-

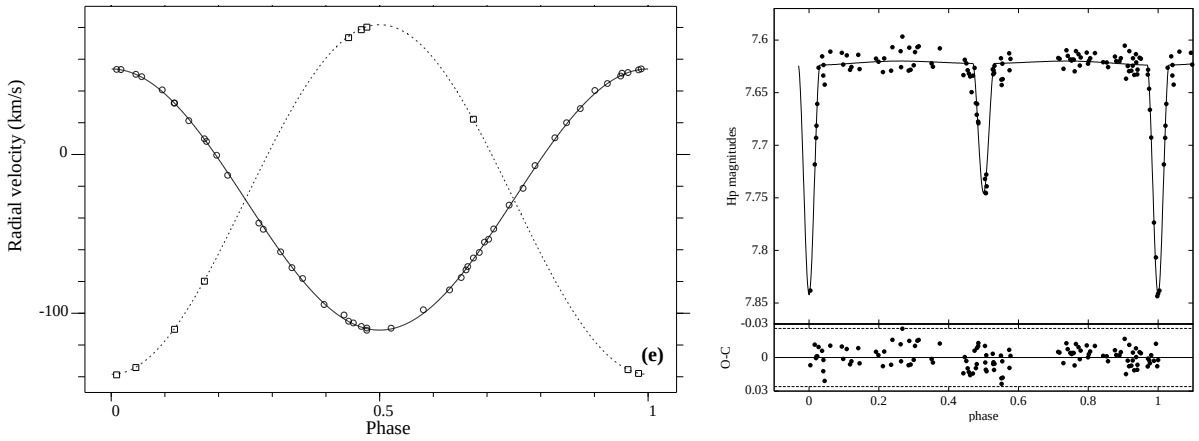

FIG. IV.12: Etude de HD 126031. A gauche : ajustement de nos mesures de vitesse radiale avec les éléments orbitaux de la table IV.2. A droite : ajustement d'un modèle de binaire à éclipses aux mesures photométriques obtenues avec Hipparcos. D'après Carquillat et al. (2004).

TAB. IV.3: Eléments orbitaux de HD 126031 obtenus à partir des vitesses radiales (cf. Fig. IV.11).

P	T_0 (JD)	e	K_1	K_2	V_0	$a_1 \sin i$	$a_2 \sin i$	$\mathfrak{M}_1 \sin^3 i$	$\mathfrak{M}_2 \sin^3 i$	$\sigma_{1(O-C)}$	$\sigma_{2(O-C)}$
jours	2400000+		km.s^{-1}	km.s^{-1}	km.s^{-1}	Gm	Gm	$\mathfrak{M}_\odot$	$\mathfrak{M}_\odot$	km.s^{-1}	km.s^{-1}
3.782624	50480.328	0.	82.23	110.10	-28.37	4.277	5.727	1.600	1.195	0.92	0.49
±0.000006	±0.003	—	±0.18	±0.26	±0.12	±0.009	±0.014	±0.011	±0.008		

triques ("courbe de lumière") obtenues par Hipparcos suggéraient qu'il s'agissait aussi d'une binaire à éclipses. Nous avons alors demandé (et obtenu) du temps de télescope sur le 1.93 m de l'OHP pour observer avec le spectrographe ELODIE, qui nous a effectivement permis de détecter la deuxième composante.

Nous avons d'abord suivi la procédure décrite dans Sect. II.2.2 pour calculer les éléments orbitaux reportés dans la table IV.2, avec leurs erreurs. L'analyse de la courbe de lumière a permis de compléter cette description, en fournissant notamment le rapport des températures effectives des deux composantes. Les mesures photométriques dans le système Strömgren (Annexe C) et la parallaxe Hipparcos (ESA, 1997) nous ont alors permis de calculer respectivement la température effective et la magnitude absolue de chacune deux composantes de HD 126031, qui ont pu être ainsi positionnées dans le diagramme HR représenté sur la figure IV.12. Les valeurs des masses déduites des lignes iso-masses de ce diagramme théorique sont en accord avec celles obtenues à partir de la courbe de lumière (Table IV.3). Notons aussi que dans ce diagramme, les deux composantes sont situées sur une même isochrone, en tenant compte des erreurs, d'environ 10^9 ans. Ceci est conforme aux prévisions, puisque ces deux composantes se sont formées à la même époque : en l'absence de transfert de matière entre les deux étoiles pouvant perturber l'évolution stellaire et invalider ce diagramme théorique, elles doivent se trouver sur la même ligne isochrone.

L'ensemble des paramètres physiques obtenus sont reportés dans la table IV.3. On note le faible niveau des incertitudes (de l'ordre de 0.1%). Tous les paramètres obtenus dans cette étude pour la secondaire (rayon, température, masse et luminosité) sont cohérents et suggèrent qu'il s'agit d'une étoile naine de type F tardif : F6-7 V. La primaire est de type Am, de type A8-9 V.

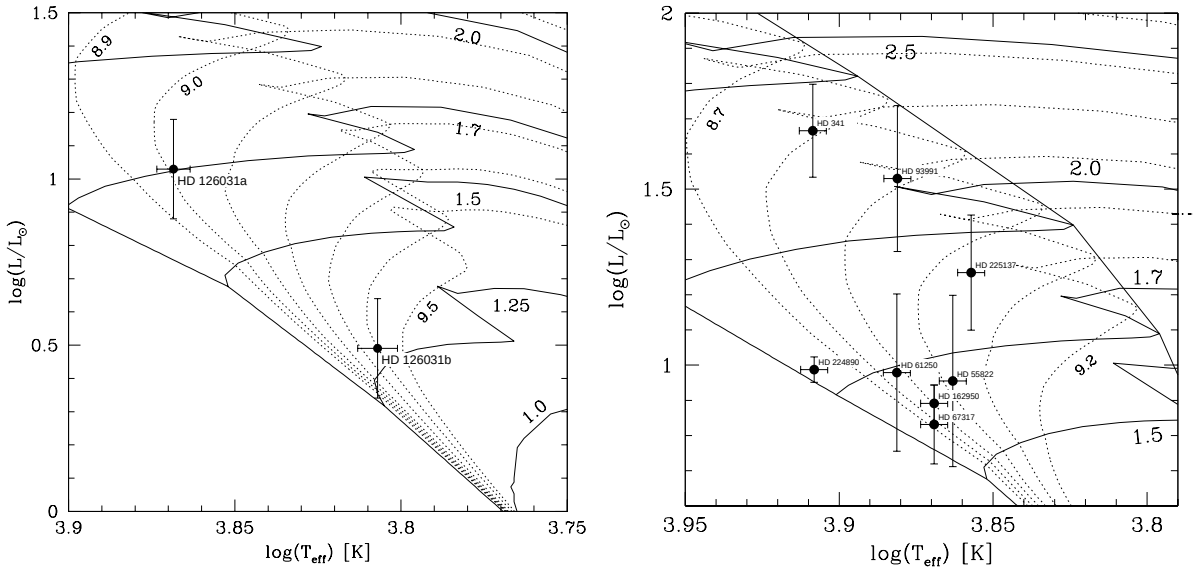

FIG. IV.13: Position des deux composantes de HD 126031 (à gauche) et des étoiles primaires d'un échantillon de 10 SB1 (à droite) dans le diagramme HR théorique d'évolution, calculé par Schaller et al. (1992) des étoiles de métallicité solaire (Z=0.02), avec les lignes iso-masses repérées en $M_\odot$ (lignes continues). Les isochrones (en pointillés) proviennent de Meynet et al. (1993), avec une indication de l'âge en $\log_{10}$ années. D'après Carquillat et al. (2004).

TAB. IV.4: Paramètres déterminés pour les deux composantes de HD 126031. D'après Carquillat et al. (2004).

Paramètre	Valeur	Erreur	Unité	Origine
i	82.7	0.3	°	Courbe de lumière
$T_{\rm eff\,1}$	7370	80	K	Photométrie de Strömgren
$T_{\rm eff\,2}/T_{\rm eff\,1}$	0.87	0.01	—	Courbe de lumière
R_1	1.94	0.03	$R_\odot$	Courbe de lumière et vitesses radiales
R_2	1.39	0.04	$R_\odot$	"
a	14.49	0.01	$R_\odot$	"
$\mathfrak{M}_1$	1.64	0.02	$M_\odot$	"
$\mathfrak{M}_2$	1.23	0.02	$M_\odot$	"
Δm_V	1.41	0.15	mag.	"

IV.4.3 Mise en évidence d'effets de marée

Un résultat intéressant des observations de vitesses radiales a été la mise en évidence d'effets de marée dans les systèmes étudiés comportant une étoile Am (voir Annexe C).

Etant des corps fluides, les étoiles appartenant à des systèmes binaires relativement serrés, subissent des déformations provoquées par les forces de marées induites par la présence d'un compagnon. Ces forces tendent à faire évoluer les systèmes binaires vers un état d'équilibre où la rotation des étoiles est synchronisée avec leur mouvement orbital et où l'orbite de chacun des deux corps est circulaire. La modélisation théorique en détail de ce processus est un problème difficile qui fait encore l'objet de recherches en dynamique des fluides. Elle a été particulièrement étudiée par Jean-Paul Zahn, ancien directeur de notre observatoire (Zahn, 1966, 1975; Zahn&Bouchet, 1989; Rieutord & Zahn, 1997).

Dans le cadre de notre étude des étoiles Am, qui est présentée en détail en Annexe C, nous avons porté une attention particulière à l'étude des conséquences attendues par la théorie : synchronisation de la rotation avec le mouvement orbital, et circularisation des orbites. Nous avons ainsi mis en œuvre le test de synchronisme de Kitamura & Kondo (1978) pour toutes les étoiles Am étudiées. Nous avons calculé les temps caractéristiques prévus par les modèles théoriques et les avons comparés avec les âges estimés pour ces systèmes.

Les études théoriques (Zahn, 1975) ont montré que les temps caractéristiques de circularisation ou de synchronisme avaient une très forte dépendance en fonction de la valeur du rayon fractionnaire $r = R/a$ (où R est le rayon de l'étoile et a le demi grand-axe de l'orbite) : $t_{\rm circ} \propto (R/a)^{-21/2}$ et $t_{\rm sync} \propto (R/a)^{-17/2}$ pour une étoile à enveloppe radiative. Ainsi pour une population d'âge donné (par exemple 1/4 du "temps de vie" sur la séquence principale), Zahn a prédit des valeurs de rayons critiques fractionnaires $r_{\rm circ}$ et $r_{\rm sync}$ marquant une claire limite entre respectivement les systèmes circulaires et elliptiques ou bien entre les systèmes synchronisés et ceux qui ne le sont pas.

Très peu d'observations étaient disponibles jusqu'alors, et la plupart des théoriciens citaient encore les travaux de Giuricin et al. (1984a,b) qui avaient rassemblé des observations d'origine assez diverses. Notre étude des étoiles binaires ayant une composante de type Am nous a permis d'estimer les valeurs de ces rayons critiques pour notre échantillon. Nous avons ainsi obtenu $r_{\rm circ} \approx 0.15$ et $r_{\rm sync} \approx 0.20$ (cf. Fig. IV.14 et Prieur et al. (2006)). Ces valeurs sont un peu inférieures à celles de Giuricin et al., mais demeurent compatibles avec l'étude théorique de Zahn (voir discussion en Annexe C).

Notre étude nous a permis aussi de comparer individuellement les temps caractéristiques théoriques $t_{\rm circ}$ et $t_{\rm sync}$ avec l'âge estimé du système. L'accord est convenable pour le synchronisme, mais moins bon pour la circularisation. Les effets de marées tendant à la circularisation semblent plus importants que ceux prévus par la théorie, dans le cas d'étoiles à enveloppe radiative.

Dans les systèmes BS1 avec une seule composante visible de type Am, qui constituent l'essentiel de notre échantillon, les temps caractéristiques théoriques de circularisation estimés à partir des paramètres de la composante visible (à enveloppe radiative) sont ainsi en général beaucoup plus longs que l'âge de cette étoile. Une explication possible est que cette circularisation serait due à la présence d'un compagnon à enveloppe convective (pour lequel les temps de circularisation par effet de marée sont plus courts), ou bien (dans le cas de systèmes très détachés avec un mouvement orbital à longue période) que cette circularisation se serait produite dans la phase pré-séquence principale (voir discussion en Annexe C).

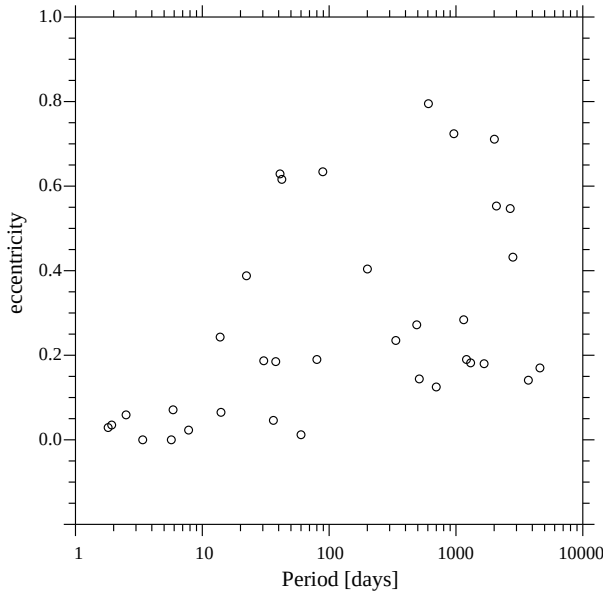

FIG. IV.14: Diagramme e en fonction de $\log P$ pour notre échantillon d'étoiles de types F, G, K et M (Carquillat et al., 2008). Les orbites qui ont des périodes inférieures à $P_{circ} = 10$ jours sont quasiment circulaires. Cette propriété est expliquée par des effets de marée agissant sur les couches fluides constituant les étoiles.

IV.4.4 Etude statistique des étoiles Am

Une étude approfondie d'un échantillon d'étoiles Am est décrite en Annexe C. Dans cet échantillon de 91 étoiles Am, qui au départ n'étaient pas connues pour être doubles, nous avons découvert 58 nouvelles binaires spectroscopiques (BS). Le taux de duplicité BS parmi les étoiles Am est donc supérieur à 64 %, ce qui est significativement plus grand que le taux observé pour les étoiles "normales". Un certain nombre d'étoiles binaires avec une très faible inclinaison ($i < 10°$) n'ont pas pu être détectées avec des observations spectroscopiques, mais nos résultats semblent indiquer qu'une fraction non négligeable d'étoiles Am (environ 30%) n'appartiennent pas à des BSs : sont soit des étoiles isolées ou des membres de systèmes doubles très écartées. Ceci est en accord avec les conclusions de l'étude statistique d'étoiles Am stars de Abt & Levy (1985). D'après eux, un autre mécanisme, différent des effets de marées dans les systèmes doubles serrés, devait être envisagé comme alternative pour réduire la vitesse de rotation d'une étoile A isolée (par exemple une expansion due à l'évolution stellaire). En effet le ralentissement de la vitesse de rotation semble être une condition nécessaire (et peut-être aussi suffisante) pour convertir une étoile A normale en une étoile Am (Michaud al., 1983; Abt, 2000; Talon et al., 2006).

L'étude statistique des élément orbitaux des BSs contenant une étoile Am ont conduit aux résultats suivants (Carquillat & Prieur, 2007c) :

- La distribution des périodes avec $P < 100$ jours est compatible avec les modèles théoriques de formation des étoiles Am par un ralentissement de la rotation axiale d'étoiles de type A, produit par un synchronisme *rotation axiale – révolution orbitale* causé par des effets de marée. Mais l'existence de systèmes à longue période avec $P > 100$ jours montre que certaines étoiles Am n'ont pas été produites par ce mécanisme.
- La coupure séparant les systèmes circulaires et elliptiques dans le diagramme (e, $\log P$) est observée pour $P_c \approx 5.6 \pm 0.5$ jours. Rappelons que cette période est liée à $t_{\rm circ}$, le

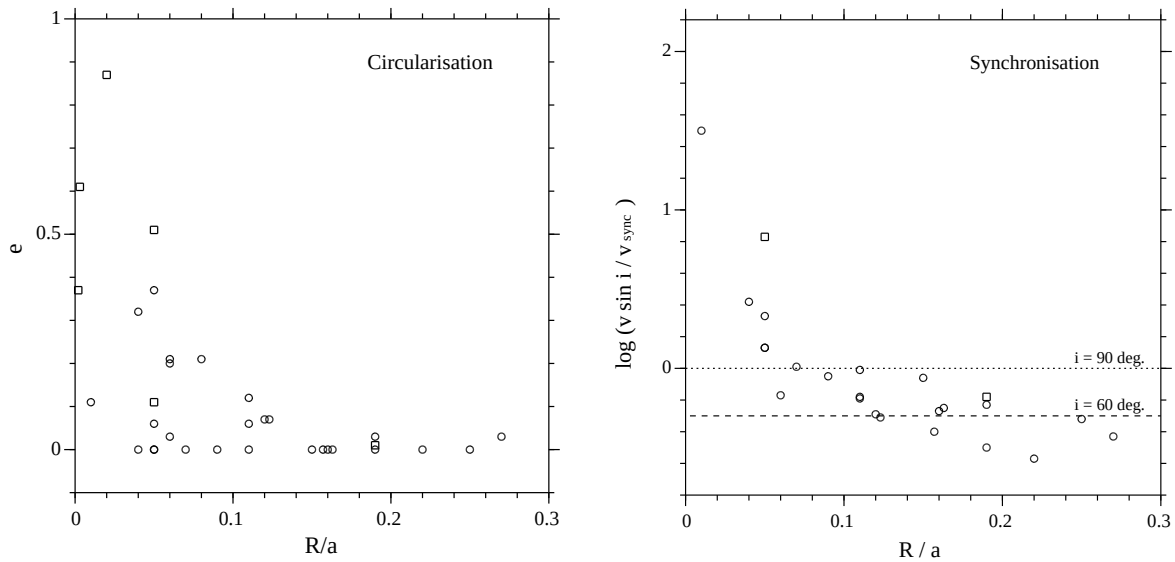

FIG. IV.15: Circularisation pour $R/a < 0.1$ et synchronisation pour $R/a < 0.2$ par effet de marée de notre échantillon de systèmes binaires de type Am (Prieur et al., 2006).

temps caractéristique de circularisation des orbites par effet de marée. Pour un échantillon donné, le nombre d'orbites circulaires augmentent avec le temps. Il en résulte que P_c est un indicateur de l'âge moyen d'un échantillon. D'après la calibration de Duquennoy & Mayor (1991) établie à partir d'observations d'amas stellaires, la valeur obtenue indique que l'âge typique des étoiles Am de notre échantillon est de 0.5–1 $\times 10^9$ ans. Cet âge est en accord avec les valeurs individuelles que nous avons déterminées à partir des isochrones théoriques du diagramme HR, dans les études détaillées publiées dans notre série d'articles.

IV.4.5 Loi de distribution de masse

Dans le dernier article de la série consacrée aux étoiles Am (Carquillat & Prieur, 2007c), nous avons déterminé la masse d'une trentaine d'étoiles (i.e. les compagnons des étoiles primaires Am). Nous avons simulé les fonctions de masse associées à deux modèles différents : loi de puissance (dite de "Salpeter") et loi de Gauss. Les valeurs optimales pour la loi de puissance étaient $m^{-0.3}$ et la gaussienne était centrée sur 0.8 M$_\odot$ avec un écart-type de 0.5 M$_\odot$.

Nous avons ensuite appliqué des tests statistiques pour comparer l'accord de ces deux modèles avec la distribution $f(m)$ que nous avons mesurée. Nous avons utilisé à la fois un test de χ^2 qui compare les distributions de $f(m)$ et un test de Kolmogorov-Smirnov qui fait intervenir les fonctions cumulatives (voir Annexe B). Les deux tests ont montré que les lois de puissance ou gaussienne, étaient toutes deux également probables et compatibles avec la distribution observée de $f(m)$ (voir Fig. IV.15).

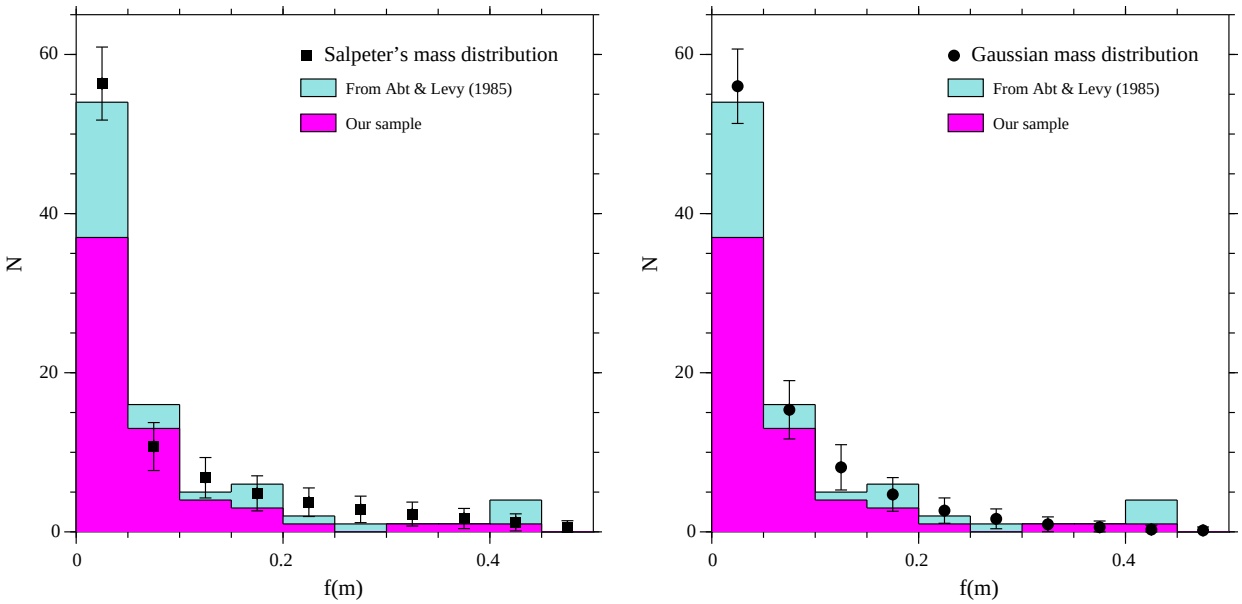

FIG. IV.16: Histogramme de f(m) pour 89 étoiles doubles spectroscopiques Am et comparaison avec deux modèles supposant que la distribution des masses des compagnons est une loi de puissance en $m^{-\alpha}$ avec $\alpha = 0.3$ (à gauche) ou une gaussienne centrée sur 0.8 ± 0.5 $M_\odot$ (à droite).

La valeur médiane de la masse des compagnons est $M_2 = 0.8 \pm 0.5$ $M_\odot$, correspond à des étoiles naines de type G, K ou M. Ces étoiles ont une faible luminosité, ce qui est aussi compatible avec le faible nombre de binaires BS2 détectées dans notre échantillon : 21% seulement parmi toutes les binaires détectées (Carquillat & Prieur, 2007c).

Chapitre V

Prospective

V.1 Projet de transfert de PISCO à l'Obs. de la Côte d'Azur

V.1.1 Genèse et contexte du projet

L'exploitation de PISCO au TBL, puis à Merate en Italie en 2004 a conduit à de très bons résultats scientifiques, comme nous l'avons vu en Sect. IV.3 et en Annexe B. Les efforts que nous avons faits dans les années 1990 pour concevoir et mettre au point l'instrument PISCO, ainsi que les logiciels de traitement, n'ont pas été vains et ont donc été largement rentabilisés. Depuis plus de dix ans, je travaille en étroite collaboration avec M. Scardia et L. Pansecchi (Obs. de Brera, Merate), et R. Argyle (Univ. de Cambridge, Angleterre) qui participent activement aux observations avec PISCO et à la réduction des données ; rares sont les semaines où ne nous échangeons pas un ou plusieurs messages !

L'atout majeur de la situation actuelle est de disposer d'un télescope entièrement dédié à PISCO et aux observations d'étoiles doubles. A part pour des opérations d'entretien (aluminure du télescope ou gros travaux de maintenance), PISCO n'est jamais démonté. La caméra ICCD prêtée par l'Université de Nice, est demeurée installée elle-aussi sur PISCO, ce qui a conduit à des mesures très fiables dans le temps. La calibration absolue de l'échelle sur le détecteur avec un réseau placé à l'entrée du télescope n'a été nécessaire qu'un nombre limité de fois. Ceci est un grand avantage par rapport aux "instruments de mission" qui sont montés sur de grands télescopes pour quelques nuits d'observation seulement, et où la calibration est beaucoup plus difficile à réaliser.

Cependant le site n'est pas excellent et le télescope est très ancien. Le pointage d'objets de magnitude supérieure à $m_V = 10$ est quasiment impossible à faire par une seule personne et nécessite l'utilisation de cartes de champ. Le pointage effectué en lisant les coordonnées précises sur le cercle d'ascension droite nécessite généralement deux personnes, et le centrage de l'objet sur le réticule de la lunette guide se fait souvent dans une position très inconfortable. En dépit de leurs problèmes de santé, Marco Scardia et Luigi Pansecchi font preuve de beaucoup de courage et d'abnégation pour obtenir patiemment de nouvelles mesures d'étoiles doubles avec PISCO, pratiquement pendant toutes les nuits de beau temps. Un "avantage" du site de Merate est que la qualité des images se dégrade pratiquement toujours à partir de minuit, ce qui permet aux observateurs de dormir un peu avant de reprendre leurs activités de la journée.

Une menace, qui se précise, est l'accroissement de la luminosité ambiante. L'observatoire

FIG. V.1: Coupoles jumelles du projet C2PU sur le plateau de Calern et ancien télescope EST (Obs. de la Côte d'Azur). Clichés J.P. Rivet.

est situé à la périphérie de la petite ville de Merate, qui se trouve dans la grande banlieue de Milan. La pollution lumineuse croît inexorablement avec les années, malgré les règlements régionaux (établis grâce aux initiatives de Marco) qui devraient interdire l'éclairage urbain en direction du ciel. Le coup de grâce pourrait être porté par le projet immobilier en cours de construction, qui devrait rapidement conduire à l'apparition d'un grand complexe de logements, à quelques dizaines de mètres de la coupole du télescope Zeiss.

Ces raisons nous ont incité à chercher un autre télescope sur un autre site. Entre 2008 et 2010, nous avons étudié la faisabilité d'un projet d'installation de PISCO sur le télescope MéO de 1.5 m de l'OCA sur le plateau de Calern, qui a finalement échoué. Une autre possibilité est ensuite apparue avec la restauration des deux anciens télescopes de 1 m de l'interféromètre infra-rouge "Soir d'été" installé à proximité. Ce projet s'est concrétisé peu à peu et PISCO devrait être installé à terme sur le nouveau télescope EST, appelé Epsilon, dans le cadre d'un projet plus large, appelé C2PU (Centre Pédagogique Planète et Univers) à visée pédagogique universitaire.

V.1.2 Intérêt astrophysique de ce transfert

Les observations montrent que plus de la moitié des étoiles du voisinage solaire ont au moins un compagnon stellaire. La duplicité est donc loin d'être un phénomène marginal. C'est aussi le seul moyen direct d'obtenir les valeurs des masses, en n'utilisant que les lois de la gravitation. Comme nous l'avons vu en Sect.IV.4.3 l'évolution d'une étoile peut être perturbée par la présence d'une étoile-compagnon proche dans les systèmes serrés. Pour pouvoir extrapoler les valeurs des masses obtenues au cas des étoiles isolées, il est donc nécessaire d'étudier des systèmes doubles avec un grande séparation et donc avec une longue période orbitale, ce qui correspond aux binaires visuelles.

Pour une orbite bien déterminée, l'incertitude sur la valeur de la masse du système dépend principalement de l'incertitude sur la distance, qui est encore malheureusement en général

mal connue. Les mesures de parallaxe de la mission GAIA devraient ainsi conduire à réduire considérablement les incertitudes sur les masses déduites des orbites actuelles. Nous devrions donc obtenir assez rapidement des masses précises pour les systèmes binaires dont l'orbite a déjà été bien déterminée. La plus grande précision des distances qui sera aussi obtenue pour les autres systèmes sera un argument supplémentaire pour justifier l'acquisition de nouvelles mesures d'étoiles doubles visuelles.

En plus de la détermination des masses, l'étude de systèmes doubles ou multiples à grande séparation permet d'apporter des contraintes sur les modèles pour différents paramètres physiques (luminosité, métallicité, etc) des diverses composantes, en utilisant le fait qu'elles ont le même âge et sont situées à la même distance. L'étude statistique des paramètres orbitaux et la distribution des masses permettent de contraindre fortement les modèles de formation et d'évolution stellaire.

Il est donc essentiel d'observer régulièrement les étoiles doubles pour obtenir suffisamment de nouvelles mesures, afin de déterminer de nouvelles orbites ou d'améliorer les orbites existantes. Cet effort doit s'inscrire dans la durée, parce que les périodes orbitales des binaires visuelles sont très longues (plusieurs dizaines ou plusieurs centaines d'années).

Notre groupe est le seul dans le monde à utiliser un télescope de plus de 80 cm de diamètre dédié à cette tâche. Les limites actuelles de notre instrumentation, en termes de luminosité ($m_V < 9.5$), de séparation ($0".15 < \rho < 4"$) et déclinaison ($\delta > 0°$) conduisent à définir un échantillon d'environ un millier d'étoiles doubles visuelles dont l'orbite n'est pas bien définie, et que nous observons à Merate.

Nous voudrions profiter de ce transfert pour étendre notre échantillon aux objets situés dans la partie rouge et de faible luminosité du diagramme HR, qui demeurent inaccessibles à notre instrumentation actuelle. Nous voulons améliorer la sensibilité de nos observations pour pouvoir étudier des étoiles jeunes (pré-séquence principale) et des naines rouges de la séquence principale du voisinage solaire, qui sont généralement négligées par les observateurs, à cause de leur faible luminosité. De ce fait, la masse de ces étoiles est mal contrainte par les observations. C'est d'autant plus regrettable que les masses des étoiles jeunes sont une forte contrainte des modèles de formation stellaire.

Pour atteindre ces objectifs, il est nécessaire changer de détecteur au profit d'une caméra plus sensible (voir Sect. V.1.3). La meilleure qualité du site et le gain en sensibilité du détecteur devrait nous permettre d'observer des étoiles beaucoup plus faibles et d'accéder à ces étoiles "pré-séquence principale". Notre projet devrait ainsi à terme conduire à la détermination des masses d'étoiles jeunes et de faible masse, et des étoiles naines de l'environnement solaire (Coll. P Lampens, Obs. de Bruxelles, et une vingtaine de chercheurs européens).

Un autre avantage des caméras actuelles est la numérisation directe des données en sortie de la caméra et une commande à distance depuis un ordinateur. Comme le télescope Epsilon sera équipé d'un système de pointage contrôlé par ordinateur, nous pourrons donc envisager un mode de fonctionnement entièrement automatique de PISCO et de son détecteur. Ce mode automatique serait une solution très performante pour l'observation systématique d'un grand nombre d'étoiles doubles, pour confirmer par exemple la duplicité des nombreux candidats qui devraient être découverts par GAIA.

Rappelons enfin que l'observation des étoiles doubles visuelles est un travail de longue haleine car les périodes orbitales sont généralement très longues, de plusieurs dizaines années, voire même de plusieurs siècles. Notre programme n'a donc de sens que s'il s'inscrit dans la durée. Une automatisation des observations faciliterait grandement le travail des ob-

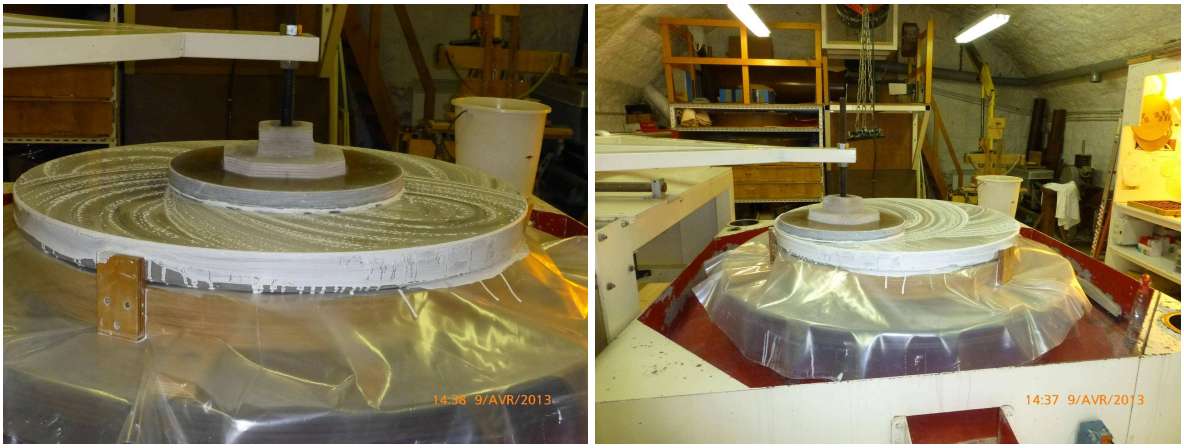

FIG. V.2: Miroir principal du télescope Epsilon en cours de parabolisation à l'atelier optique du laboratoire LISE de l'OCA (clichés D. Vernet).

servateurs, et permettrait d'envisager une longue exploitation de PISCO sur ce télescope.

V.1.3 Améliorations sur le plan technique

Le nouveau télescope Epsilon

Le projet C2PU d'enseignement universitaire de l'OCA, dirigé par Lyu Abe, Philippe Bendjoya et Jean-Pierre Rivet, prévoit la réhabilitation des deux télescopes de 1 m de l'ancien interféromètre infra-rouge "Soir d'été" de Jean Gay. Le télescope Omicron destiné uniquement à des activités d'enseignement est aujourd'hui terminé. A terme, il devrait être pilotable à distance par une connexion internet. Le télescope Epsilon sur lequel PISCO sera monté est en cours de réalisation.

Le laboratoire LISE (Laboratoire d'Interférométrie Stellaire et Exoplanétaire) de l'OCA, dirigé par Antoine Labeyrie, est impliqué dans ce projet, en prenant en charge la fabrication de l'optique devant équiper ces deux télescopes. Les miroirs du télescope OUEST (Omicron) ont été réalisés en 2010-2012 par David Vernet, le responsable de l'atelier optique de ce laboratoire. La qualité optique de ce télescope est excellente, comme l'ont montré les premiers essais sur le ciel (voir C2PU-images). D. Vernet est actuellement en train de terminer le polissage des miroirs du télescope Epsilon (voir Fig. V.1).

La réhabilitation du télescope Epsilon est donc en bonne voie. Le support de PISCO (voir Sect. V.1.3) est en cours de réalisation à l'atelier mécanique de l'OCA. La fabrication du barillet (support du miroir primaire) devra être sous-traitée en partie à l'extérieur, à cause de ses grandes dimensions. L'ensemble des pièces mécaniques devrait être terminé avant l'automne 2014. Le système de pilotage du télescope Epsilon et de sa coupole sera identique à celui du télescope Omicron, qui est déjà opérationnel. Sa réalisation ne devrait donc pas poser de problème. Il est difficile de donner une date pour la fin des travaux, mais il est probable que la première lumière ait lieu pendant l'hiver prochain (voir site web C2PU).

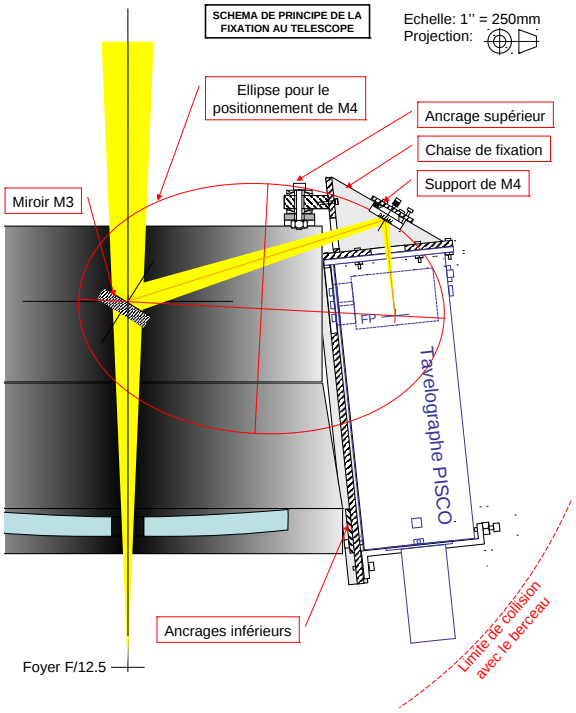

FIG. V.3: Schéma du montage de PISCO sur le tube du télescope Epsilon de l'OCA (cf. étude de J.-P. Rivet, 2013).

Montage de PISCO sur le télescope Epsilon

Le nouveau télescope Epsilon sera de type Cassegrain, avec deux miroirs secondaires M2 et M3 alignés sur l'axe du tube. PISCO sera installé sur le côté de ce tube, dans une position inversée par rapport au montage sur un foyer Cassegrain, l'entrée étant orientée vers le bas (voir Fig V.2). Ce montage a le double avantage d'être facile à mettre en œuvre et de pouvoir utiliser rapidement un autre instrument placé de l'autre côté du tube, par un simple basculement du miroir M3.

La caméra montée à l'arrière de PISCO gardera ainsi la même orientation par rapport au Nord, quelle que soit la direction de l'objet visé. Un montage de type Coudé aurait nécessité au moins deux miroirs de renvoi supplémentaires et un dispositif de rotation de champ, avec une incertitude inévitable sur la direction du Nord dans le champ.

J.-P. Rivet a conçu un système astucieux pour le réglage du miroir plan M4 : ce miroir est mobile sur un support sphérique, dont le centre de rotation est situé sur la surface du miroir. De cette façon, le réglage du miroir M4 en rotation pour centrer le faisceau au niveau de plan focal d'entrée PF de PISCO, ne modifie pas la distance frontale du foyer à l'intérieur de PISCO. La deuxième étape du réglage consiste à aligner le faisceau d'entrée avec l'axe optique de PISCO. Comme on le voit sur la figure V.2, on peut considérer que le centre du miroir M4 appartient à une ellipse dont les deux foyers sont le centre du miroir plan M3 et le centre du champ au niveau du plan focal d'entrée PF de PISCO. Ce deuxième réglage doit donc se faire en déplaçant le centre de M4 sur cette ellipse, afin de garder une distance M3-M4-PF constante et conserver ainsi la mise au point.

Changement de détecteur

Nous voudrions profiter de ce transfert pour changer de détecteur au profit d'une caméra plus sensible et plus récente (la caméra ICCD de l'université de Nice a plus de vingt ans). Mais le choix est difficile, parce que nos conditions d'utilisation sont très particulières. Nos tests ont montré que les performances observées sont bien différentes de celles annoncées par les constructeurs.

Depuis quelques années, nous avons l'intention de remplacer la caméra ICCD que nous utilisons depuis une quinzaine d'années. par une caméra EMCCD. Nous avons orienté notre choix vers les caméras ANDOR qui sont les moins chères. Les performances annoncées par le constructeur pour ces caméras sont très attractives avec des rendements quantiques supérieurs à 50–70%. Le gain attendu serait donc par conséquent, de l'ordre de 3 magnitudes, par rapport à la caméra ICCD Philips que nous utilisons, dont la photo-cathode avait un rendement quantique de l'ordre de 7% lorsqu'elle avait été achetée (en 1993 !).

L. Koechlin (IRAP) et R. Gili (OCA), nous ont prêté deux caméras EMCCD ANDOR (LUCA-R et IXON DV885), que nous avons pu tester sur PISCO à Merate en 2010 et 2011. Pour réaliser ces tests, nous avons fait usiner une bride d'adaptation compatible avec ces deux caméras. J'ai aussi écrit un programme en C++, `buildspeck1` pour piloter ces caméras et faire le même traitement en temps réel qu'avec le programme `vcrb` que j'avais écrit pour la caméra ICCD Philips. Notons qu'il existe une autre version de ce programme `filespeck1` qui permet le traitement différé des cubes de données enregistrés pendant les observations, sans nécessiter de connexion avec une caméra ANDOR.

Pendant deux semaines, en septembre 2010, puis en mai 2011, nous avons pu utiliser ces deux caméras ANDOR dans les mêmes conditions que la caméra Philips (par chance, les conditions météorologiques nous ont été assez favorables). Nous avons été très déçus par leurs performances. Lors de ma mission en septembre 2010, la caméra LUCA-R s'est révélée moins sensible que la caméra Philips (environ une magnitude de différence). En mai 2011, nous avons testé une caméra IXON qui était elle-aussi une caméra EMCCD, mais plus performante (et plus chère) que la LUCA-R. La caméra IXON est équipée d'un système de refroidissement plus évolué (jusqu'à $-70°$ C, au lieu de $-20°$ C de la caméra LUCA-R). En choisissant les meilleurs réglages, la caméra IXON est parvenue à égaler à peu près les performances en sensibilité de la caméra Philips, mais au prix d'un plus grand temps d'intégration (poses de 100 ms pour la caméra IXON au lieu de 12 ms pour la caméra Philips) et de défauts très gênants dans les transformées de Fourier. A la suite de ces tests, nous avons décidé de garder notre ancien détecteur ICCD Philips pour PISCO.

Il semble que les nouvelles caméras ANDOR soient beaucoup plus performantes, mais nous n'avons pas pu les tester sur PISCO. R. Gili utilise avec PISCO2 une caméra IXON DV897 équipée d'un CCD aminci éclairé par l'arrière, et refroidi à $-90°$ (Gili et al., 2014). Il estime le gain en sensibilité à 2 mag. environ par rapport à la caméra IXON DV885 que nous avons testée sur PISCO. Les nouvelles caméras ANDOR semblent encore plus sensibles, ce qui devrait conduire à un gain total d'environ 3 mag. par rapport à notre détecteur ICCD. C'est donc vers ce type de caméra que devrait se porter notre choix. En cas de difficultés pour en obtenir le financement, nous continuerons à utiliser la caméra ICCD avec PISCO. M. Scardia a fait refaire des câbles plus longs pour pouvoir commander cette caméra depuis la salle de contrôle du télescope Epsilon. Nous sommes donc prêts à pouvoir utiliser PISCO, dès que le télescope sera terminé.

V.2 Classification non supervisée de sources X

En collaboration avec Jean-François Trouilhet (IRAP) et Dacheng Lin (Univ. Atlanta, USA), nous voulons utiliser des techniques de classification non supervisée pour la classification de sources astronomiques détectées par le télescope spatial XMM-Newton, qui sont reportées dans le 2XMMi-DR3 (Second XMM-Newton Serendipitous Source Catalogue, incremental, Data Release 3) a été publié en 2010.

Rappelons que la mission XMM-Newton (X-ray Multi-Mirror Mission) est une mission de l'Agence Spatiale Européenne. Elle a été lancée avec une fusée Ariane le 10 décembre 1999. La plate-forme spatiale contient 3 télescopes opérant dans le domaine des rayons-X, et équipés de 3 caméras EPIC (European Photon Imaging Cameras), qui sont sensibles dans le domaine 0.2–12 keV. L'exploitation a commencé en 2000 et pourrait se poursuivre jusqu'en 2018.

Ce projet fait suite à une première étude publiée par Lin et al. (2012), basée sur une classification supervisée établie avec des seuils sur des combinaisons diverses de nombreux paramètres. Notre but est d'aborder ce problème avec un peu de recul, en utilisant des outils modernes de classification, dont J.-F. Trouilhet possède une bonne expertise. Mon rôle a été d'analyser le problème et de développer de programmes pour l'interfaçage entre les aspects astrophysique et classification. La classification proprement dite sera étudiée par Jean-François.

Pour cette étude, j'ai principalement utilisé l'article de Lin et al. (2012), et les quatre tables de données associées à cet article.

V.2.1 Calcul des indices de couleur X

Les indices de couleur X sont des paramètres très importants pour la classification, mais ils ne figuraient pas dans les tables de données associées à l'article de Lin et al. (2012). Je ai donc calculé ces indices, et je les ai ajoutés à la table 4, sous forme de colonnes supplémentaires.

Pour calculer les indices de couleur X HR_1, HR_2, HR_3, HR_4 et leurs erreurs correspondantes EHR_1, EHR_2, EHR_3, EHR_4, à partir des mesures R_1, R_2, R_3, R_4, R_5 et de leurs erreurs associées ER_1, ER_2, ER_3, ER_4, ER_5 dans les cinq bandes du télescope XMM-Newton : 0.2-0.5 keV, 0.5-1.0 keV, 1.0-2.0 keV, 2.0-4.5 keV, et 4.5-12.0 keV, j'ai utilisé les formules suivantes, proposées par Stiele at al. (2011) :

$$HR_i = \frac{R_{i+1} - R_i}{R_{i+1} + R_i} \tag{V.1}$$

$$EHR_i = 2 \times \frac{\sqrt{(R_{i+1} \times ER_i)^2 + (R_i \times ER_{i+1})^2}}{(R_{i+1} + R_i)^2} \tag{V.2}$$

L'indice i dans ces équations (V.1) et (V.2) peut prendre quatre valeurs de un à quatre ($i = 1, 2, 3, 4$).

J'ai calculé ces indices à partir de la table 3 de l'article et je les ai ajoutés à la table 4, en créant de nouvelles colonnes : HR_1 (cols 540-551), EHR_1 (cols 553-564), HR_2 (cols 566-577), EHR_2 (cols 579-590), HR_3 (cols 592-603), EHR_3 (cols 606-616), HR_4 (cols 618-629), EHR_4 (cols 631-642).

TAB. V.1: A gauche : description de notre table utilisée pour la classification. A droite : code du type des sources défini dans Lin et al. (2012).

Col.	Description
0	No d'identification de la source
1	Catégorie : 1=type déjà identifié 0=type inconnu
2	Code du type de source attribué par Lin et al. (2012)
3	HR1
4	EHR1
5	HR2
6	EHR2
7	HR3
8	EHR3
9	HR4
10	EHR4
11	Vvar14 : variation à long terme 0.2-4.5 keV
12	Xxir : Rapport X/IR : log(F_x/F_IR)
13	alpha : distance (") à la galaxie la plus proche
14	alpha/D25 : (D25 rayon de la galaxie pour m_V=25)
15	Latitude galactique (°)
16	F8max : maximum de la luminosité 0.2-12 keV
17	EF8max : erreur sur F8max
18	Existence d'une contre-partie optique : 1=oui 0=non
19	Détection de "flash X" : 1=oui 0=non

Code	Type	Comments
100	Star	star (probably main-sequence star)
101	PrSt	pre-main-sequence star
102	OrVr	Orion variable
103	OrSt	Orion variable
104	VrSt	variable star
105	FlSt	flaring star
200	G	galaxy
201	Sy1n	narrow-line Seyfert 1
202	Sy1	Seyfert 1
203	Sy2	Seyfert 2
204	LIN	low-ionization nuclear emission-line region
205	Bla	blazars
206	QSO	quasi-stellar object/quasar
207	AGN	active galactic nucleus
300	BHB	black-hole X-ray binary
301	Bstr	burster
302	aPsr	accretion-powered X-ray pulsar
303	rPsr	rotation-powered pulsar
304	INS	thermally cooling isolated neutron star
305	MGR	magnetar
306	CV	cataclysmic variable
307	CO	compact object system
308	ULX	ultra-luminous X-ray source
309	XGS	candidate non-nuclear extragalactic source
310	GPS	source in the Galactic plane ($\|b\| \leq 10°$)
311	SNR	supernova remnant
312	Mixed	

Notons que pour une source donnée (repérée par son identifiant SRCID), plusieurs détections sont parfois reportées dans la table 3. Dans ce cas, avant de déterminer ces indices, j'ai d'abord calculé la valeur moyenne des mesures R_i relatives à cette source.

Notons enfin que certaines valeurs de ces indices ne sont pas significatives. et ne doivent pas être utilisées pour la classification, lorsque les erreurs associées sont très grandes.

V.2.2 Paramètres utilisés pour la classification

Pour constituer le tableau des "données utiles" `dac_data_set.dat`, que nous voulons utiliser pour notre classification, nous avons extrait des tables annexes de Lin et al. (2012), les données correspondant aux vingt paramètres décrits dans la Table V.0 (à gauche). Le "code du type de source" indiqué en Col.#2 correspond au à la convention définie pour la classification par Lin et al. (2012) (Table V.0 à droite). Nous avons adopté la même convention, pour faciliter la comparaison de nos résultats avec les leurs.

Les données que nous allons utiliser pour la classification sont donc stockées dans la table `dac_preproc.dat` constituée de 20 paramètres des $N_T = 4330$ sources étudiées dans Lin et al. (2012). Parmi ces sources, 1502 avaient déjà été identifiées dans la littérature : elles sont repérées par une valeur unité en Col. #1, et l'identification correspondante est reportée en Col. #3. Cet ensemble de sources identifiées peut ainsi être utilisé comme base d'apprentissage et/ou de test.

Notre table `dac_data_set.dat` contient les 13 paramètres effectivement utilisés pour la classification de Lin et al. (2012). Parmi eux, nous pouvons distinguer dix paramètres à va-

riation continue (Cols #3, #5, #7, #9, et de #11 à #16) et deux paramètres “discrets” à valeur binaire (Cols. #18 et #19). Cette différence de nature aura des conséquences sur les méthodes de classification que nous utiliserons. Cinq colonnes correspondant à des incertitudes (Cols. #4, #6, #8, #10 et #17) pourront être utilisées pour pondérer des moments statistiques ou une distance de Mahalanobis, par exemple.

La première étape du traitement a consisté à calculer les valeurs réduites centrées des paramètres continus. Ceci est exigé par la plupart des méthodes de classification, pour permettre la comparaison de paramètres ayant des domaines de variation très différents. Nous avons donc calculé des moyennes et l'écart-type (pondérés) des paramètres continus. Ensuite, pour chaque valeur individuelle de ces paramètres nous avons enlevé la moyenne et divisé les résultat par l'écart-type correspondant. Nous avons ainsi obtenu la table `dac_preproc.dat` qui a la même structure que `dac_data_set.dat`.

Notons que, pour le calcul des moyennes et écart-type, nous avons dû multiplier les valeurs des colonnes #16 et #17 de `dac_data_set.dat` par 10^{13} , pour éviter des problèmes numériques liés à la précision du codage des nombres sur ordinateur. En effet, les valeurs de ces deux colonnes étaient inférieures à 10^{-13}.

La première étape du traitement est donc terminée, et la classification proprement dite devrait commencer prochainement, avec la participation d'un étudiant. Cette étude a le double avantage de permettre la mise en œuvre de méthodes de classification et d'obtenir une bonne connaissance de la taxonomie utilisée en astronomie pour décrire les principaux objets qui existent dans l'Univers.

V.3 Auto-calibration de phase et calibration de réseaux GNSS

Comme cela a déjà été évoqué (Sect. I.12), dans le cadre d'une collaboration avec A. Lannes, j'ai abordé le thème de la calibration de phase pour la synthèse d'ouverture en astronomie. Un autre domaine d'application de la nouvelle approche proposée par A. Lannes concerne la calibration des retards d'horloge des réseaux GNSS (Global Navigation Positioning System), comprenant par exemple le système de satellites américains Navstar-GPS (Global Positioning System) ou ceux du futur système européen GALILEO. Ces deux problèmes présentent des analogies comme l'a montré A. Lannes (Lannes & Prieur, 2011, 2013), qui propose une nouvelle approche pour les résoudre. Plus de détails sur les derniers développements théoriques auxquels il m'a associé, sont donnés en Annexe E et Annexe F.

V.3.1 Calibration de réseaux GNSS

En géodésie, le principe de positionnement précis par satellite repose sur des “équations de phase” qui comportent un défaut de rang, lié à l'incertitude sur le nombre d'ondes sur le trajet satellite-utilisateur. Une façon d'aborder ce problème consiste à combiner les informations provenant de plusieurs satellites, pour calculer des “double différences” analogues aux relations de clôture de phase qui sont utilisées pour la synthèse d'ouverture en astronomie. A. Lannes est ainsi parvenu à exprimer le problème de la calibration des réseaux GNSS de façon analogue à celui de l'auto-calibration de phase en radio-astronomie. En étudiant en détail les structures algébriques de ces deux problèmes et les propriétés des opérateurs associés, il a proposé une approche similaire pour traiter ces deux problèmes en étendant la notion de

clôture à des boucles d'ordre quelconque, sans calculer explicitement ces clôtures en astronomie ou ces doubles différences en géodésie Lannes & Prieur (2011, 2013). En géodésie, on est alors conduit à procéder en trois étapes : (i) lever le défaut de rang en définissant le concept de "solution de référence" (ii) résoudre ensuite un problème de minimisation qui fait intervenir un vecteur d'ambiguïtés entières, (iii) résoudre le problème global en utilisant cette solution entière. Nous avons étudié en détail les principales méthodes de résolution proposées dans la littérature, que nous avons réussi à relier à notre "solution de référence".

La nouvelle méthode de calibration des réseaux GNSS proposée par A. Lannes s'est révélée être très performante, comme l'ont montré les simulations et le traitement de données d'un réseau régional fournies par P. Teunissen (Curtin University of Technology, Perth, Australie). Après une phase initiale de calibration du réseau global, cette approche devrait permettre (avec un algorithme de type QR-récursif) la détermination en temps réel des retards d'horloge des nouveaux satellites apparaissant dans le champ des récepteurs du réseau. L'enjeu est de taille, car cela permettrait au "maître du réseau" de communiquer en temps réel les valeurs de calibration à tous les récepteurs individuels (GPS, par exemple) qui pourraient alors en déduire leur positionnement précis en temps réel (PPP, Precise Point Positioning).

J'aimerais participer à la mise en œuvre concrète de cette méthode, pour traiter le cas d'un réseau mondial avec des données réelles. J'ai commencé à écrire un programme qui permet de visualiser les données d'un tel réseau, mais la tâche est évidemment assez complexe et nécessiterait plus de temps que ce que dont j'ai pu disposer jusqu'à présent. Je pense que cela pourrait constituer un très bon sujet de thèse...

V.3.2 Auto-calibration de phase en radio-astronomie

"L'auto-calibration de phase" consiste à déterminer la fonction de phase du spectre de l'objet à restaurer, à partir des données de clôture fournies par le dispositif instrumental. En radio-astronomie centimétrique et millimétrique, la technique d'auto-calibration de phase a eu tendance ces dernières années à être remplacée par la calibration de phase avec des calibrateurs et des informations radiométriques, qui est une meilleure solution pour des objets faibles. Mais cette façon de procéder n'est pas envisageable pour les longueurs d'onde beaucoup plus petites, car le temps de cohérence de la turbulence est alors beaucoup trop court. C'est le cas dans certaines bandes du domaine submillimétrique par exemple. Nous pensons donc que notre approche de l'auto-calibration de phase devrait avoir des applications intéressantes pour le mode submillimétrique d'ALMA (Atacama Large Millimeter Array). En collaboration avec Frédéric Boone (IRAP) et A. Lannes (L2S, Paris), nous envisageons de développer un logiciel complet de restauration d'image par synthèse d'ouverture basé sur notre nouvelle approche de l'auto-calibration de phase qui pourrait être intégré dans la chaîne de traitement ("pipe-line") d'ALMA.

V.4 Proposition de sujets pour des étudiants

V.4.1 Traitement du signal

Classification non supervisée des sources détectées par le télescope XMM-Newton

Collaboration avec J.-F. Trouilhet (IRAP) et D. Lin (Atlanta, USA).

Calibration en temps réel de réseaux GNSS

Collaboration avec A. Lannes (L2S, Paris) et F. Mercier (CNES).

Imagerie par auto-calibration de phase avec ALMA

Collaboration avec A. Lannes (L2S, Paris) et F. Boone (IRAP).

V.4.2 Instrumentation

Analyse Shack-Hartmann du télescope Zeiss de Merate

Collaboration avec M. Scardia et L. Pansecchi (Obs. de Brera, Italie), P. Spanò (Canada).

Automatisation de PISCO2 et développement d'une Interface Homme-Machine

Collaboration avec R. Gili et J.-P. Rivet (OCA).

Automatisation des observations avec PISCO sur le nouveau télescope Epsilon de l'OCA

Collaboration avec F. Vakili, Ph. Bendjoya et J.-P. Rivet (OCA), L. Koechlin (IRAP), M. Scardia (Obs. de Brera, Italie).

V.4.3 Astrophysique

Observations automatiques d'étoiles doubles avec PISCO

Collaboration avec M. Scardia et L. Pansecchi (Obs. de Brera , Italie), et R. Argyle (Cambridge, U.K.). Mesures systématiques des objets peu mesurés du WDS (Washington Double Star Catalogue), et des nouvelles binaires découvertes par Hipparcos et GAIA.

Observations avec PISCO et PISCO2 des naines rouges du voisinage solaire

Collaboration avec P. Lampens (Obs. de Bruxelles, Belgique). Observation des étoiles naines rouges très nombreuses dans le voisinage solaire (objets de Gliese), mais peu observées car très faibles.

Chapitre VI

Conclusion

Par rapport à la plupart de mes collègues astronomes qui travaillent souvent sur les mêmes thèmes au cours de leur carrière, je fais partie des chercheurs “pluri-disciplinaires”, car j’ai souvent travaillé au “carrefour” de plusieurs domaines scientifiques. Cela m’a donné l’occasion d’aborder des sujets très divers, avec des scientifiques venant d’horizons très différents, parfois pendant une durée assez courte, le temps de préparer un article seulement. Ce fut souvent une situation assez inconfortable, et cela a entraîné pour moi la nécessité d’une formation permanente pour m’adapter rapidement à de nouveaux domaines de recherche et de nouvelles méthodes de travail (mais n’est-ce pas aussi ce que l’on demande aux étudiants ?). Mais c’est aussi une manière de “rester en prise” avec les secteurs les plus dynamiques de la recherche, et c’est le prix à payer pour pouvoir aborder de nouveaux sujets avec un regard extérieur. Les problèmes rencontrés peuvent alors être traités en profitant de l’expérience acquise sur d’autres thématiques. Il n’est pas rare que de “nouvelles” méthodes pertinentes pour résoudre les problèmes d’un domaine de recherche soient développées en adaptant des méthodes couramment utilisées dans un autre domaine.

Cette mobilité thématique est en partie responsable de mon retard pour soumettre cette habilitation. Je ne parvenais pas à trouver un titre adéquat ! En fait, j’aurais pu présenter plusieurs thèses sur des sujets différents (voir par exemple les thèmes des six annexes A–F de ce manuscrit). Je travaille généralement sur plusieurs thèmes en parallèle. Parfois, ces thèmes sont si éloignés que les collègues avec qui je collabore ne se connaissent pas entre eux, ne se rencontreront vraisemblablement jamais et, en général, ne s’intéressent pas du tout aux autres sujets que je traite sans eux. Les thématiques que j’ai abordées et qui ont été décrites dans ce manuscrit ont donc été très variées, avec des applications aussi diverses que l’étude des étoiles doubles, des galaxies elliptiques et les mesures de la turbulence atmosphérique.

Parmi les principaux résultats astrophysiques auxquels j’ai contribué, on peut mentionner la validation des modèles de fusion pour expliquer l’origine des coquilles, la mise en évidence de matière noire dans les galaxies elliptiques, la constitution d’échantillons représentatifs et l’étude détaillée de nombreuses binaires spectroscopiques, dont certaines à longue période, de type FGKM, Am et d’étoiles à spectre composite. En particulier une étude approfondie d’un échantillon d’une centaine d’étoiles Am a permis de mettre en évidence des effets de marées, se manifestant par une circularisation des orbites et une synchronisation entre la rotation axiale des étoiles et leur mouvement orbital. Notre étude a conduit à préciser la valeur de paramètres importants pour la modélisation (rayons fractionnaires critiques) et nous avons pu comparer les temps caractéristiques théoriques de circularisation et synchronisation avec les

âges estimés pour ces systèmes. L'accord est convenable pour le synchronisme mais moins bon pour la circularisation. Les effets de marée observés semblent plus importants que ceux prévus par la théorie, dans le cas d'étoiles à enveloppe radiative.

En ce qui concerne les étoiles doubles visuelles, en collaboration avec un groupe de chercheurs européens, nous avons obtenu plusieurs milliers de mesures avec PISCO et PISCO2, en utilisant des techniques d'interférométrie des tavelures. Ces mesures très précises ont été calibrées de façon absolue avec un réseau de diffraction, et ont une résolution atteignant la limite de diffraction du télescope. Elles ont déjà conduit à la révision de quelques centaines d'orbites. Les périodes orbitales étant très longues, souvent supérieures à des centaines d'années, l'observation des étoiles doubles est un programme de fond, qui nécessite régularité et durée dans le temps. Ce programme ne peut se faire que dans le cadre d'une collaboration internationale et inter-générationnelle. Au fur et à mesure des publications, nos mesures ont été intégrées dans la base de données spécialisée de l'observatoire de l'US. Navy de Washington (USA), qui est ouverte à toute la communauté.

Sur plan instrumental, j'ai participé à la conception et la réalisation de nouveaux instruments comme PISCO et PISCO2, à la mise au point de systèmes de correction de dispersion atmosphérique et de calibration absolue de mesures. Mais j'ai porté une attention particulière au suivi de ces instruments, pour améliorer leurs performances et faciliter leur utilisation. J'ai ainsi mis au point un logiciel complet de contrôle de PISCO, de la chaîne d'acquisition et du traitement des données en temps réel, qui est en opération presque tous les soirs sur les ordinateurs situés dans la coupole Zeiss à Merate, et dont une partie est aussi utilisée avec PISCO2 sur la grande lunette de Nice. Un étude approfondie du processus de formation des images complétée par des simulations à la fois théoriques et sur banc d'optique, a conduit au développement d'une procédure complète de restauration d'images à haute résolution angulaire, par inversion bispectrale suivie d'une déconvolution, en mode non supervisé. Cette option est intégrée dans le logiciel de traitement temps réel des données de PISCO depuis 2006. Les principaux critères que nous avons retenus pour les développements instrumentaux ont été "performance et fiabilité", puisque ces instruments et logiciels sont utilisés, pratiquement toutes les nuits de beau temps, depuis de nombreuses années (plus de 20 ans pour PISCO).

Le traitement des données de PISCO m'a aussi conduit à développer des programmes d'inversion de profils de turbulence atmosphérique à partir d'observation SCIDAR, qui peuvent fonctionner en mode non supervisé et en temps réel. Ils permettent de restaurer des profils de la turbulence (paramètre C_N^2, seeing, rayon et temps de cohérence) et des paramètres du vent en altitude (vitesse et direction) dans les couches turbulentes. Lorsque les observations ont été obtenues en mode "SCIDAR généralisé", ils permet de caractériser la turbulence dans toutes les couches traversées, depuis l'intérieur de la coupole jusqu'à des altitudes de 20 à 23 km. J'ai aussi écrit des programmes de calcul d'orbites à partir de mesures de vitesses radiales pour des systèmes à deux ou trois composantes. La difficulté de ce problème résidait principalement dans l'irrégularité de l'échantillonnage des mesures. Enfin depuis quelques années, je travaille sur des problèmes d'auto-calibration de phase pour la synthèse d'ouverture en astronomie, et de calibration des réseaux GNSS (Global Navigation Satellite System) en géodésie, auxquels mon principal collaborateur, A. Lannes (L2S, Paris), a apporté une solution élégante et originale.

La rédaction de ce document et la préparation de la soutenance de ma thèse d'habilitation à diriger les recherches, a été l'occasion pour moi de faire un bilan du passé et un travail de prospective. J'envisage ainsi l'avenir avec l'encadrement d'étudiants pour travailler sur de

nouveaux projets et partager ensemble nos connaissances et expérience.

Pour les prochaines années, je voudrais travailler en collaboration avec des collègues, mais aussi si possible avec la participation d'étudiants (stages niveau “master” ou “thèse”), sur :

- des projets “Instrumentaux” concernant (i) le transfert de PISCO sur le nouveau télescope Epsilon de 1 m de l'OCA, avec une automatisation de l'acquisition et du traitement des données. (ii) l'automatisation des fonctions de PISCO2 sur la lunette L76 de Nice, et (iii) le développement d'un logiciel de traitement pour le mode “Shack-Hartmann” de PISCO.
- des projets à thématique "Signal" portant sur (i) la mise en œuvre des méthodes de calibration proposées par A. Lannes pour la radio-astronomie (ALMA) et pour les réseaux GNSS, (ii) et la classification non supervisée de sources détectées par le télescope spatial XMM-Newton.
- et des projets “Astrophysique” concernant l'observation d'étoiles doubles pré-séquence principale du diagramme HR et des naines rouges du voisinage solaire avec PISCO et PISCO2, pour déterminer les masse de ces étoiles, encore mal connues.

Mes collègues et moi-même serions très heureux de travailler sur ces projets avec des étudiants qui devraient nous apporter leur dynamisme et de nouvelles idées...

Index

C_N^2 (indice de structure), 36
J_j (facteur optique de turbulence), 36
Δm_V (diff. de mag. des deux composantes), 59
ρ (angle de position d'une binaire), 24, 59, 61
θ (séparation angulaire d'une binaire), 24, 61
m_V (magnitude visuelle), 59

AAT (Anglo-Australian Telescope), 6
ADONIS (ADaptative Optics Near Infrared System), 17, 29, 60
ALMA (Atacama Large Millimeter Array), 18, 80
Am (type spectral), 15, 65, 69

binaires
- angle de position θ, 24
- binaires à éclipses, 55
- binaires astrométriques, 55
- binaires spectroscopiques, 55
- binaires visuelles, 55
- séparation angulaire ρ, 24

bispectre
- définition, 25
- expérimental, 25

BS1 (Binaire Spectroscopique, 1 comp. détectée), 31, 67
BS2 (Binaire Spectroscopique, 2 comp. détectées), 31, 69

C2PU (Centre Pédagogique Planète et Univers), 72
Cassegrain, 75
CCD (Charge Coupled device), 4
- flat field, 6
- offset, 6

CERFACS, 20
CFHT (Canada-France Hawaii Telescope), 61
CLEAN, 37
coquilles
- galaxies à coquilles, 5

CORAVEL, 15, 31

déconvolution, 26
DSP (Digital Signal Processor), 21

EFOSC2 (ESO Faint Object Spectrograph and Camera, v.2), 7
EMCCD (Electron Multiplied CCD), 18, 76
EMMI (ESO Multi-Mode Instrument), 7
ENSAE (Ecole Nationale Supérieure de l'Aéronautique et de l'Espace), 4
ESO (European Southern Observatory), 7

FFT (Fast Fourier Transform), 21
flops (floating point operations per second), 21
Fredholm, 37
Fresnel, 36

GAIA, 59, 81
GALILEO, 79
GNSS (Global Navigation Satellite System), 79
GPS (Global Positioning System), 79

Hipparcos, 55, 81

ICCD (Intensified CCD), 13, 22, 76
interférométrie des tavelures, 10, 21, 48, 55
IRAM (Institut de Radio-Astronomie Millimétrique), 18
IRAP (Institut de Recherche en Astrophysique et Planétologie), 80

LBT (Large Binocular telescope), 15
LISE (Laboratoire d'Interférométrie Stellaire et Exoplanétaire), 74

Mahalanobis (distance de), 26, 79
marées

circularisation, 67
synchronisme, 67
MEM (Maximum Entropy Method), 14, 19, 37
MIDAS, 8, 30
Moffat (profil de), 29

NRAO (National Radio Astronomy Observatory), 19
NTT (New Technology Telescope), 8

OCA (Observatoire de la Côte d'Azur), 48
OHP (Observatoire de Haute-Provence), 15
optique adaptative
ADONIS, 29, 60

phase
aberrations, 19
auto-calibration, 19
calibration, 19
PISCO, 41
caractéristiques, 41
schéma optique, 43
PISCO2, 48
PPP (Precise Point Positioning), 80

Risley (prismes de), 43, 48

SCIDAR (SCIntillation Detection And Ranging), 34
scintillation, 36
rayon de cohérence, 36
seeing, 30, 34
speckle, 10

télescope
1 m Epsilon (OCA, Calern), 74
1 m Omicron (OCA, Calern), 74
1 m Zeiss de Merate (Italie), 47
10 m Keck (Hawaii), 19
2 m TBL (Pic du Midi), 5, 41
3.6 m CFHT (Hawaii), 61
3.6 m NTT (ESO, Chili), 8
3.6 m de l'ESO (Chili), 29, 60
3.9 m AAT (Australie), 6, 111
8 m VLT (ESO, Chili), 8
LBT (Mt Graham, USA), 15
XMM-Newton (ESA), 77

TBL (Télescope Bernard Lyot), 5, 10, 41
TF (Transformée de Fourier), 26
turbulence
couche turbulente, 35
distribution verticale, 34
simulation, 27

VLT (Very Large Telescope), 8

WDS (Washington Double Star Catalogue), 81
WIPE, 18
Worden (méthode de), 24

Bibliographie

Improved study of metallic-line binaries
Abt H.A., Levy S.G., 1985, ApJS, 59, 229

Does rotation alone determine whether an A-type star's spectrum is abnormal or normal ?
Abt H.A., 2000, ApJ, 544, 933

Imagerie à haute résolution angulaire à l'aide d'un tavelographe à masques pupillaires
André, C., 1995, Thèse, Univ. Paul Sabatier, Toulouse.

Imaging binary stars by the cross-correlation technique
Aristidi, E., Carbillet, M., Lyon, J.-F., Aime, C., 1997, A&AS, 125, 139

Caractérisation de la turbulence atmosphérique pour la haute résolution angulaire en astronomie
Avila, R., 1998, These, Université de Nice.

Absolute quadrant determinations from speckle observations of binary stars
Bagnuolo, W.G., Mason, B.D., Barry, D.J., Hartkopf, W.I., McAlister, H.A. : 1992, AJ, 103, 1399

The evolution of galaxies in clusters. I - ISIT photometry of C1 0024+1654 and 3C 295
Butcher, H., Oemler, A., Jr., 1978, ApJ 219, 18

MK classification of 142 visual binaries
Christy, J.W., Walker, R.L., 1969, PASP 81, 643

Atmospheric phase measurements with the Mark III stellar interferometer
Colavita, M.M., Shao, M., Staelin, D.H., 1987, Appl.Opt., 26, 4106

Measurement of the Atmospheric Limit to Narrow Angle Interferometric Astrometry Using the Mark-III Stellar Interferometer
Colavita, M.M., 1994, A&A, 293, 1027

An algorithm for the machine calculation of complex Fourier series
Cooley, J.W., Tukey, J.W., 1965, Math. Comput., 19, 297

Observation des étoiles doubles visuelles
Couteau, P., 1978, Flamarion.

Catalogue de 2700 étoiles doubles
Couteau, P., 1993, Obs. Côte d'Azur, Nice, 2ème Edition.

Reduction of CCD observations of double and multiple stars
Cuypers, J. 1997, In Proc. of the International Workshop : Visual Double Stars : Formation, Dynamics and Evolutionary Tracks, Santiago de Compostela, ed. J. A. Docobo, A. Elipe, & H. McAlister, ASSL, 223, 35

Estimation of spatial power spectra in speckle interferometry
Dainty, J.C., Greenaway A.H., 1979, JOSA, Vol. 69, N°5, 786

Shells around galaxies - Testing the mass distribution and the 3-D shape of ellipticals
Dupraz, C., Combes, F., 1986, A&A, 166, 53

Multiplicity among solar-type stars in the solar neighbourhood. II. Distribution of the orbital elements in an unbiased sample
Duquennoy, A., Mayor, M., 1991, A&A, 248, 485

A period-finding method for sparse randomly spaced observations or "How long is a piece of string ?"
Dworetsky, M.M., MNRAS 1983, 203, 917-924

MK classification for visual binary components
Edwards, T.W., 1976, AJ 81, 245

The Tycho double star catalogue
Fabricius, C., Høg, E., Makarov, V.V., Mason, B.D., Wycoff, G.L., Urban, S.E., 2002, A&A 384, 180

Optical resolution through a randomly inhomogeneous medium for very long and very short exposures
Fried, D.L., 1966, JOSA, 56, 1372-1379

Hipparcos and Tycho Catalogues
ESA 1997, ESA SP-1200.

Reconstruction of an object from the modulus of its Fourier transform
Fienup, J., 1978, Optics Letters, 3, 27

Atlas de spectres stellaires
Ginestet, N., Carquillat, J.-M., Jaschek, M., Jaschek, C., Pédoussaut A., Rochette J., 1992, Obs. Midi-Pyrénées, Obs. de Strasbourg (France).

Orbital circularization in early-type detached close binaries
Giuricin, G., Mardirossian, F., Mezzetti, M., 1984a, A&A, 134, 365

Synchronization in early-type spectroscopic binary stars
Giuricin, G., Mardirossian, F., Mezzetti, M., 1984b, A&A, 135, 393

Statistical Optics
Goodman, J., 1985, Wiley Interscience

Présentation générale des étoiles doubles
Halbwachs, J.-L., 2000, Ecole de Goutelas #23, CNRS, 22-26 Mai 2000, Edité par D. Egret, J.-L. Halbwachs, et J.-M. Hameury.

Fourth Catalog of Interferometric Measurements of Binary Stars
Hartkopf, W.L., Mason, B.D., Wycoff, G.L., McAlister, H.A., 2010, http://ad.usno.navy.mil/wds/int4.html

Gain en résolution par superposition de poses courtes recentrées et sélectionnées
Hecquet, J., Coupinot, G., 1985, J. Optics, 16, 21-26

The noise bias problem in optical speckle imaging
Hege, E.K., Eckart, A., Christou, J.C., 1986, SPIE, Instrumentation in Astronomy VI, 627, 772.

Notes on noise calibration of speckle imagery
Hege, E.K., 1989, in Diffraction-limited imaging with Very Large Telescopes, D.M. Alloin and J.-M. Mariotti, Kluwer Academic Publishers, pp 113–124

Über eine Vereinfachung der Formeln der Bahnverbesserung visueller Doppelsterne
Hellerich, J., 1925, Astron. Nachr. 223, 335

Stability of tidal equilibrium
Hut P., 1980, A&A, 92, 167

Tidal evolution in close binary systems
Hut P., 1981, A&A, 99, 126

Direct Observation of the Fourth Star in the ζ Cancri System
Hutchings J.B., Griffin R.F., Ménard F., 2000, PASP, 112, 833

Contribution à l'étude des étoiles doubles spectroscopiques
Imbert, M., 1975, Thèse, Univ. de Provence

Revision and calibration of MK luminosity classes for cool giants by HIPPARCOS parallaxes
Keenan, P.C., Barnbaum, C., 1999, ApJ 518, 859

Statistical study of Am stars in spectroscopic binary systems
Kitamura, M., Kondo M., 1978, Ap&SS, 56, 341

Recovery of images from atmospherically degraded short exposure photographs
Knox, K., Thomson, B.J., 1974, ApJ Lett., 193, L45

Analysis of a method for obtaining near-diffraction-limited information in the presence of atmospheric turbulence
Korff, D., 1973, JOSA, 63, 971

Attainment of diffraction limited resolution in large telescopes by Fourier analysing speckle patterns in star images
Labeyrie, A., 1970, A&A, 6, 85

Stabilized reconstruction in signal and image processing ; Part I : Partial deconvolution and spectral extrapolation with limited field
Lannes, A., Roques, S., Casanove, M.J., 1987a, J. Mod. Optics, 34, 161–226

Stabilized reconstruction in signal and image processing ; Part II : Iterative reconstruction with and without constraint. Interactive implementation
Lannes, A., Roques, S., Casanove, M.J., 1987b, J. Mod. Optics, 34, 321–370

On a new class of iterative algorithms for phase-closure imaging and bispectral analysis
Lannes, A., 1988, Proc. of the NOAO-ESO conference on *High Resolution Imaging by interferometry II*, (Ed. J.M. Beckers and F. Merckle) Garching, Germany, p 169

Fourier interpolation and reconstruction via Shannon-type techniques. I. Regularization principle
Lannes, A., Anterrieu, E., Bouyoucef, K., 1994, J. Mod. Optics, 41, 1537–1574

Fourier interpolation and reconstruction via Shannon-type techniques. II. Technical developments and applications
Lannes, A., Anterrieu, E., Bouyoucef, K., 1996, J. Mod. Optics, 43, 105–138

A global analysis of the phase calibration operation
Lannes, A., 2005, JOSA A, 22, 697

Classification of X-Ray Sources in the XMM-Newton Serendipitous Source Catalog
Lin, D., Webb, N.A., Barret, D., 2012, ApJ, 756, 27

Speckle masking in astronomy : triple corelation theory and applications
Lohmann, A.W., Weigelt, G., Wirnitzer, B., 1983, Appl. Opt., 22, 4028

Least-squares frequency analysis of unequally spaced data
Lomb, N.R., 1976, Astroph. and Space Science, 39, 447-462

Diffraction gratings and applications
Loewen, E.G., Popov, E., 1997, Ed. Marcel Dekker (New York)

On the generalised distance in statistics
Mahalanobis, P.C., 1936, Proc. of the Nat. Inst. of Sciences of India 2, 49

New dating of galactic open clusters
Meynet G., Mermilliod J.-C., Maeder A., 1993, A&AS, 98, 477

Diffusion, meridional circulation, and mass loss in Fm-Am stars
Michaud G., Tarasick D., Charland Y., Pelletier C., 1983, ApJ, 269, 239

A theoretical investigation of focal stellar images in the photographic emulsion and application to photographic photometry
Moffat, A.F.J. 1982, A&A, 3, 455

64 Piscium, a double line spectroscopic binary - Discussion on orbital elements
Nadal, R., Ginestet, N., Carquillat, J.-M., Pédoussaut, A., 1979, A&AS, 35, 203

Signal-to-noise ratio of the bispectral analysis of speckle interferometry
Nakajima, T., 1988, JOSA A, Vol. 5, 1477

Optical refractive index of air : dependence on pressure, temperature and composition
Owens, J., 1967, Appl. Opt. Vol. 6, No. 1, 51

Spectroscopic binaries – 15th complementary catalog
Pédoussaut, A., Carquillat, J.-M., Ginestet, N., Vigneau, J., 1988, A&AS, 75, 441

A Stellar Spectral Flux Library, 1150 – 25000 Å
Pickles, A.J., 1998, PASP 110, 863

Ekman pumping and tidal dissipation in close binaries : a refutation of Tassoul's mechanism
Rieutord, M., Zahn, J.-P., 1997, ApJ 474, 760

Detection of atmospheric turbulent layers by spatio-temporal and spatio-angular correlation measurements of stellar-light scintillation
Rocca, A., Roddier, F., Vernin, J., 1974, JOSA, 64, 1000-1004.

The effects of atmospheric turbulence in optical astronomy
Roddier, F., 1981, in Progress in Optics (ed. E. Wolf), 19, 281.

Problèmes inverses en traitement d'image. Régularisation et résolution en imagerie bidimensionnelle
Roques, S., Thèse d'Etat, 1987, Univ. Paul Sabatier, Toulouse

Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology
Schmidt-Kaler, Th., 1982, in K. Schaifers, H.H. Voigt (eds.) : Landolt-Börnstein, New Series, Group VI, Vol.2-B, (Springer-Verlag Berlin), p. 1

New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at Z = 0.020 and Z = 0.001
Schaller G., Schaerer D., Meynet G., Maeder A., 1992, A&AS, 96, 269

A practical solution of the atmospheric dispersion problem
Simon, G., 1966, Astron. J., 71, 190

The deep XMM-Newton Survey of M 31
Stiele, H., et al., 2011, A&A, 534, 55

An introduction to Statistical Communication Theory
Thomas, J., 1969, John Wiley & Sons, New York

A dusty pinwheel nebula around the massive star WR 104
Tuthill, P.G., Monnier, J.D., Danchi, W.C., 1999, Nature, 398, 487

Mathematical-statistical Description of the Iterative Beam Removing Technique (Method CLEAN)
Schwarz, U.J., 1978, A&A, 65, 345.

Am Fm stars as a test of rotational mixing models
Talon S., Richard O., Michaud G., 2006, ApJ, 645, 634

Wave propagation in a Turbulent Medium
Tatarskii, V.I., 1961, Dover ed., New-York.

Comparaison Sondeur Optique/Radar VHF
Vernin, J., 1984, report, Nice University, France.

Broad spectral bandpass atmospheric dispersion correctors
Wallner, E.P., Wetherell, W.B., 1990, Rapport Itek Corporation, Lexington MA

Modified astronomical speckle interferometry, speckle masking
Weigelt, G., 1977, Opt. Comm., 21, 55–59.

Bispectral analysis at low light levels and astronomical speckle masking
Wirnitzer, B., 1985, JOSA A, 2, 14

The angular diameter of Vesta from speckle interferometry
Worden, S.P., Murray, K.S., Schmidt, G.D., Angel, J.R.P., 1977, Icarus 32, 450

Les marées dans une étoile double serrée
Zahn, J.-P., 1966, Ann. Astroph., 29, 313

The dynamical tide in close binaries
Zahn, J.-P., 1975, A&A, 41, 329

Tidal friction in close binary stars
Zahn, J.-P., 1977, A&A, 57, 383

Tidal evolution of close binary stars. II - Orbital circularization of late-type binaries
Zahn, J.-P., Bouchet L., 1989, A&A 223, 112

Liste des articles dont je suis co-auteur

I. Revues à comité de lecture

1 *A CCD camera for cinematographic use for astronomy*
Fort B., Picat J.-P., Lours C., Dupin J.-P., Tilloles P., Avitabile F., Bailleul G., Prieur J.-L., 1985, *Advances in Electronics and Electron Physics*, Vol. 64A, 205. (fichier PDF)

2 *Surface photometry of shell galaxies : NGC 2865, NGC 3923, and NGC 5018*
Fort B., Prieur J.-L., Carter D., Meatheringham S.J., Vigroux L., 1986, ApJ, 306, 110–121 (fichier PDF)

3 *Faint distorted structures in the core of A 370 : are they gravitationally lensed galaxies at $z \approx 1$?*
Fort B., Prieur J.-L., Mathez G., Mellier Y., Soucail G. 1988, A&A Letters, 200, L17 (fichier PDF)

4 *The shell system around NGC 3923 and its implications for the potential of the galaxy*
Prieur J.-L., 1988, ApJ, 326, 596–615 (fichier PDF)

5 *Spectra of shell ellipticals : redshifts, velocity dispersion, evidence for recent star formation*
Carter D., Prieur J.-L., Wilkinson A., Sparks W.B., Malin D.F., 1988, MNRAS, 235, 813 (fichier PDF)

6 *High resolution imaging of comets and asteroids using bispectral techniques*
André C., Festou M.C., Koechlin L., Lannes A., Perez J.-P., Prieur J.-L., Roques, S., 1994, *Planetary and Space Science*, 42, 747-758. (fichier PDF)

7 *Discovery of a new bright close double star*
Carbillet M., Lopez B., Aristidi E., Bresson Y., Aime C., Ricort G., Prieur J.-L., Koechlin L., Helmer G., Lefèvre J., Cruzalebes P., 1996, Astron. & Astrophys., 314, 112. (fichier PDF) (Erratum : 1998, A&A 329, 1172) (fichier PDF)

8 *ICCD speckle observations of binary stars : measurements during 1994–1995*
Aristidi E., Carbillet M., Prieur J.-L, Lopez B., Bresson Y., Koechlin L., 1997, Astron. & Astrophys Suppl., 126, 555–561. (fichier PDF)

9 *The PISCO speckle camera at Pic du Midi Observatory*
Prieur J.-L, Koechlin L., André C., Gallou G., Lucuix C., 1998, Experimental Astronomy, vol 8, Issue 4, p 297-315. (fichier PDF)

10 *Speckle observations of double and multiple stars at Pic du Midi Observatory : measurements during 1995 and 1997 and new orbits*

Aristidi E., Prieur J.-L., Scardia M., Koechlin L., Avila R., Lopez B., Rabbia Y., Carbillet M., Nisenson P., Gezari D., 1999, Astron. & Astrophys Suppl., 134, 545-552. (fichier PDF)

11 *0422-476 : an azimuthally distributed shell galaxy*
Wilkinson A., Prieur J.-L., Lemoine R., Carter D., Malin D., Sparks W.B., 2000, MNRAS, 319, 977–990. (fichier PDF)

12 *Speckle observations of double and multiple stars at Pic du Midi Observatory : measurements in 1998*
Scardia M., Prieur J.-L., Aristidi E., Koechlin L., 2000a, Astrophys. Journal Suppl., 131, 561-569. (fichier PDF)

13 *Orbital elements of five close visual binary stars*
Scardia M., Prieur J.-L., Aristidi E., Koechlin L., 2000b, Astron. Nachr., 321, 4, 255-262. (fichier PDF)

14 *Speckle observations of binary systems measured with Hipparcos*
Prieur J.-L., Oblak E., Lampens P., Kurpinska-Winiarska M., Aristidi E., Koechlin L., Ruymaekers G., 2001, Astron. & Astrophys., 367, 865-875. (fichier PDF)

15 *Contribution to the search for binaries among Am stars. II. HD 81876 and HD 98880, double-lined spectroscopic binaries.*
Carquillat J.-M., Ginestet N., Prieur J.-L., 2001, Astron. & Astrophys., 369, 908–914 (fichier PDF)

16 *SCIDAR measurements at Pic du Midi*
Prieur J.-L., Daigne G., Avila R., 2001, Astron. & Astrophys., 371, 366–377 (fichier PDF)

17 *Orbital elements of six visual binary stars*
Scardia M., Prieur J.-L., Koechlin L., Aristidi E., 2001, Astron. Nachr., 322, 3, 1–9 (fichier PDF)

18 *High resolution observations of late-type stars*
Prieur J.-L., Aristidi E., Lopez B., Mignard F., Carbillet M., 2002, Ap. J. Suppl., 139, 249–258. (fichier PDF)

19 *Speckle measurements of stars with composite spectrum : observations with PISCO in 1993-1998*
Prieur J.-L., Koechlin L., Ginestet N., Carquillat J.-M., Aristidi E., Scardia M., Arnold L., Avila R., Festou M.C., Morel S., Pérez J.-P., 2002, Ap. J. Suppl., 142, 95–104 (fichier PDF)

20 *Contribution to the search for binaries among Am stars. III. HD 7119, a double-lined spectroscopic binary and a triple system*

Carquillat J.-M., Ginestet N., Prieur J.-L., Udry S., 2002, MNRAS, 336, 1043–1048 (fichier PDF)

21 *Speckle observations of composite spectrum stars : II. Differential photometry of the binary components*
Prieur J.-L., Carquillat J.-M., Ginestet N., Koechlin L., Lannes A., Anterrieu E., Roques S., Aristidi E., and Scardia M. 2003, Ap. J. Suppl., 144, 263–276. (fichier PDF)

22 *Contribution to the search for binaries among Am stars. IV. HD 100054 B and HD 187258*
Ginestet N., Prieur J.-L., Carquillat J.-M., Griffin R.F., 2003, MNRAS, 342, 61–68. (fichier PDF)

23 *Contribution to the study of composite spectra. IX. Spectroscopic orbital elements of ten systems*
Carquillat J.-M., Prieur J.-L., Ginestet N., 2003a, MNRAS, 342, 1271–1279. (fichier PDF)

24 *Contribution to the search for binaries among Am stars. V. Orbital elements of eight short-period spectroscopic binaries*
Carquillat J.-M., Ginestet N., Prieur J.-L., Debernardi Y., 2003b, MNRAS, 346, 555–564. (fichier PDF)

25 *Contribution to the search for binaries among Am stars. VI. Orbital elements of ten new spectroscopic binaries, implications on tidal effects*
Carquillat J.-M., Prieur J.-L., Ginestet N., Oblak E., Kurpinska-Winiarska M., 2004, MNRAS, 352, 708–720. (fichier PDF)

26 *Automatic determination of wind profiles with Generalized SCIDAR*
Prieur J.-L., Avila R., Daigne G., Vernin J., 2004, PASP, 116, 778–789 (fichier PDF)

27 *Contribution to the study of F-G-K-M binaries. X. HD 54901, HD 120544 and HD 123280, three nearby F-type spectroscopic binaries*
Carquillat J.-M., Prieur J.-L., Udry S., 2005, Astron. Nach., 326, 1, 31–37 (fichier PDF)

28 *Speckle observations with PISCO in Merate. I. Astrometric measurements of visual binaries in 2004* Scardia M., Prieur J.-L., Sala M., Ghigo M., Koechlin L., Aristidi E., Mazzoleni F., 2005, MNRAS, 357, 1255–1266 (fichier PDF) (Erratum in (fichier PDF))

29 *Contribution to the study of composite spectra. X. HD 3210/1, 27395, 39847, 70826, and HD 218257/8, five new spectroscopic binaries in multiple systems*
Carquillat J.-M., Prieur J.-L., Ginestet N., 2005, MNRAS, 360, 718–726 (fichier PDF)

30 *Speckle observations with PISCO in Merate. II. Astrometric measurements of visual binaries in 2004*
Scardia M., Prieur J.-L., Pansecchi L., Argyle R.W., Sala M., Ghigo M., Koechlin L.,

Aristidi E., 2006, MNRAS, 367, 1170–1180 (fichier PDF)

31 *Generalized SCIDAR measurements at San Pedro Mártir : II. Wind profiles statistics*
Avila R., Carrasco E., Ibañez F., Vernin J., Prieur J.-L., Cruz D.X., 2006, PASP, 118, 503–515 (fichier PDF)

32 *Contribution to the study of F-G-K-M binaries. XI. Orbital elements of three red-giant spectroscopic binaries : HR 1304, HR 1908and HD 126947.*
Prieur J.-L., Carquillat J.-M., Griffin R.F., 2006, Astron. Nach., 327, 7, 686–692 (fichier PDF)

33 *Contribution to the search for binaries among Am stars. VII. Spectroscopical orbital elements of seven new spectroscopic binaries, implications on tidal effects*
Prieur J.-L., Carquillat J.-M., Imbert M., 2006, MNRAS, 372, 703–714 (fichier PDF)

34 *Speckle observations with PISCO in Merate. III. Astrometric measurements of visual binaries in 2005 and scale calibration with a grating mask*
Scardia M., Prieur J.-L., Pansecchi L., Argyle R.W., Basso S., Sala M., Ghigo M., Koechlin L., Aristidi E., 2007, MNRAS, 374, 965–978 (fichier PDF)

35 *Contribution to the study of composite spectra. XI. Orbital elements of some faint systems.*
Carquillat J.-M., Prieur J.-L., 2007a, Astron. Nachr., 328, 1, 46–54 (fichier PDF)

36 *The orbit of the visual binary ADS 8630.*
Scardia M., Argyle R.W., Prieur J.-L., Pansecchi L., Basso S., Law N.M., Mackay C.D., 2007, Astron. Nachr., 328, 2, 146–153 (fichier PDF)

37 *Contribution to the study of composite spectra. XII. Spectroscopic orbits of eight southern stars*
Carquillat J.-M., Prieur J.-L., 2007b, Astron. Nachr., 328, 6, 527–535 (fichier PDF)

38 *Contribution to the search for binaries among Am stars. VIII. New spectroscopic orbits of 8 systems and statistical study of a sample of 91 Am stars*
Carquillat J.-M., Prieur J.-L., 2007c, MNRAS, 380, 1064–1078 (fichier PDF) (version avec tables complètes)

39 *Contribution to the study of F-G-K-M binaries. XII. Orbital elements of seven new spectroscopic binaries*
Carquillat J.-M., Prieur J.-L., 2008, Astron. Nach., 329, 1, 45–54 (fichier PDF)

40 *Speckle observations with PISCO in Merate. IV. Astrometric measurements of visual binaries in 2005*
Scardia M., Prieur J.-L., Pansecchi L., Argyle R.W., Sala M., Basso S., Ghigo M., Koechlin L., Aristidi E., 2008a, Astron. Nach., 329, 1, 54–68 (fichier PDF)

41 *Preliminary orbital elements of six visual binary stars*
Scardia M., Prieur J.-L., Pansecchi L., Argyle R.W., 2008b, Astron. Nach., 329, 4, 379–386 (fichier PDF)

42 *Speckle observations with PISCO in Merate. V. Astrometric measurements of visual binaries in 2006*
Prieur, J.-L., Scardia, M., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., Ghigo, M., Koechlin, L., Aristidi, E., 2008, MNRAS, 387, 772–782 (fichier PDF)

43 *Speckle observations with PISCO in Merate. VI. Astrometric measurements of visual binaries in 2006*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., 2009, Astron. Nach., 330, 1, 55–67 (fichier PDF)

44 *Speckle observations with PISCO in Merate. VII. Astrometric measurements of visual binaries in 2007*
Prieur, J.-L., Scardia, M., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., 2009, MNRAS, 395, 907–917 (fichier PDF)

45 *Speckle observations with PISCO in Merate. VIII. Astrometric measurements of visual binaries in 2007 and new orbits of the multiple system Zeta Aqr*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., 2010, Astron. Nach., 331, 286–299 (fichier PDF)

46 *Speckle observations with PISCO in Merate. IX. Astrometric measurements of visual binaries in 2008*
Prieur, J.-L., Scardia, M., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., 2010, MNRAS, 407, 1913–1925 (fichier PDF)

47 *Speckle observations with PISCO in Merate. X. Astrometric measurements of visual binaries in 2009*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., 2010, Astron. Nach., 331, 286–299 (fichier PDF)

48 *Algebraic analysis of the phase-calibration problem in the self-calibration procedures*
Lannes, A., Prieur, J.-L., 2011, Astron. Nach., 332, 759–784
(fichier PDF) [lien vers HAL]

49 *Speckle observations with PISCO in Merate. XI. Astrometric measurements of visual binaries in 2010*
Prieur, J.-L., Scardia, M., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., 2012, MNRAS, 422, 1057–1070 (fichier PDF)

50 *Relative astrometric and photometric measurements of visual binaries made with the Nice 76-cm refractor in 2008*
Gili, R., Prieur, J.-L., 2012, Astron. Nach., 333, 727–735

(fichier PDF) [lien vers HAL]

51 *Relative astrometry and near-infrared differential photometry of nearby southern orbital binaries with adaptive optics*
Lampens P., Prieur J.-L., Argyle R.W., Cuypers, J., 2012, Astron. Nachr., 334, 237–250 (fichier PDF)

52 *Calibration of the clock-phase biases of GNSS networks : the closure-ambiguity approach*
Lannes, A., Prieur, J.L., 2013, J Geod 87, 709–731
(fichier PDF) [lien vers HAL]

53 *Speckle observations with PISCO in Merate (Italy). XII. Astrometric measurements of visual binaries in 2011*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Spanó, P., Riva, M., Landoni, M., 2013, MNRAS, 434, 2803–2813
(fichier PDF) [lien vers HAL]

54 *Integer-ambiguity resolution in astronomy and geodesy*
Lannes, A., Prieur, J.-L., 2014, Astron. Nach., 335, 198–209
(fichier PDF) [lien vers HAL]

55 *Speckle observations with PISCO in Merate (Italy). XIII. Astrometric measurements of visual binaries in 2012 and new orbits for ADS 10786 BC, 12144, 12515, 16314 and 16539*
Prieur, J.-L., Scardia, M., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Zanutta, A., Aristidi, E., 2014, Astron. Nachr., 335, 817–832 (fichier PDF)

56 *PISCO2 : the new speckle camera of the Nice 76-cm refractor*
Gili, R., Prieur, J.-L., Rivet, J.-P., Vakili, F., Koechlin, L., Bonneau, D., 2014, The Observatory, sous presse. (fichier PDF)

II. Communications à des colloques

1 *Adaptation d'une caméra CCD aux techniques de recentrage d'images*
Prieur, J.-L., 1983b, *IVème Séminaire de traitement des images*, LAS, Marseille.

2 *Shells around tumbling bars - Mass distribution around NGC 3923*
Dupraz, C., Combes, F., Prieur, J.-L., 1987, *"Structure and Dynamics of Elliptical galaxies"*, IAU Symp. n° 127, Ed T. De Zeeuw (Dortrecht Reidel), p 469.

3 *Statistical study of shell galaxies : first results*
Prieur, J.-L., Wilkinson, A., Carter, D., Sparks, W.B., Malin, D.F., 1988, *IAU XXth General Assembly*, Baltimore.

4 *The CCD Mosaic Project by ESO and INSU/Toulouse Observatory*
D'Odorico, S., Prieur, J.-L., 1988, *IAU XXth General Assembly*, Baltimore.

5 *Status of shell galaxies*
(article de revue)
Prieur, J.-L., 1989, *"Dynamics and Interactions of Galaxies,"* Ed. R. Wielen (Springer-Verlag), Heidelberg (29 mai–2 juin 1989), pp 72–83.
(fichier PDF) [lien vers HAL]

6 *0422-476 : A shell galaxy will non-aligned shells*
Wilkinson, A., Prieur, J.-L., Carter, D., Malin, D., Pence, W.D., Sparks, W.B., 1989, *"Dynamics and Interactions of Galaxies,"* Ed. R. Wielen (Springer-Verlag), Heidelberg (29 mai–2 juin 1989), pp 104–106.

7 *On a wide class of polyspectral inverse problems*
Lannes, A., Anterrieu, E., Prieur, J.-L., 1991, International Signal Processing Workshop on *Higher Order Statistics*, (Ed. J.L. Lacoume, M.A. Lagunas, C.L. Nikias) Chamrousse (10–12 Juillet 1991), pp 107–110.

8 *Image reconstruction using bispectral techniques*
Prieur, J.-L., Lannes, A., Cullum, M., 1991, Proc. of the ESO conference on *High Resolution Imaging by interferometry II*, (Ed. J.M. Beckers and F. Merckle) Garching (14–18 octobre 1991), pp 353–357. (fichier PDF)

9 *Elliptical galaxies and the continuity of the Hubble sequence*
Bender, R., Capaccioli, M., Macchetto, F., Nieto, J.-L., Caon, N., Davoust, E., Piotto, G., Poulain, P., Prieur, J.-L., Prugniel, P., Rampazzo, R., Scorza, C., Sparks, W.M., Surma, P., Wagner, S., ESO/EIPC workshop *Evolution of Elliptical Galaxies*, Isola d'Elba, 25–30 May 1992 (Ed. Danziger, Zeilinger and Kjär), pp 3–18. (fichier PDF)

10 *High resolution imaging of comets and asteroids using bispectral techniques*
André, C., Festou, M.C., Koechlin, L., Lannes, A., Perez, J.-P., Prieur, J.-L., Roques, S., IAU Symp. 160, *Asteroids, Comets, Meteors III,* 14–18 juin 1993, Belgirate. (fichier PDF)

11 *Premières observations avec le tavelographe à masques pupillaires au TBL*
Prieur, J.-L., Koechlin, L., André, C., Gallou, G., Lucuix, C., Coll. *La Science au Pic du Midi*, Meudon, 16–17 nov. 1993, pp 16–18.

12 *Le tavelographe à masques pupillaires de l'OMP*
Prieur, J.-L., Festou, M.C, Koechlin, L., André, C., *Coll. National de Planétologie de l'INSU*, Toulouse, 13–16 juin 1994, p S16-22.

13 *A diffraction-limited imaging survey of binaries in intermediary-mass pre-main sequence stars*
Bouvier, J., Corporon, P., Prieur, J.-L., Rigaut, F, Tessier, E., Brandner, W., *Planetary*

Formation in the Binary Environment, Stony Brook, 16–18 juin 1996.

14 *Turbulence effects in narrow-angle astrometry from SCIDAR measurements at Pic du Midi*
Daigne, G., Prieur, J.-L., Avila, R., *Astronomical site evaluation in the visible and radio range*, (13-17 nov. 2000, Marrakech, Morocco) Ed. J. Vernin, Z. Benkhaldoun and C. Muñoz-Tuñón, ASP Conf. Ser. 2002, Vol.266, p.142 (fichier PDF)

15 *Infrared differential photometry of selected orbital binaries*
Lampens P., Prieur J.-L., Argyle R., *The environment and evolution of binary and multiple stars*, Février 2003, Mexico, IAU Coll. 191, Rev. Mex. A. A. 21, 75. (fichier PDF)

16 *The orbit of the visual binary ADS 8630.*
Scardia M., Argyle R.W., Prieur J.-L., Pansecchi L., Basso S., Law N.M., Mackay C.D., 2006, *Binary stars as critical tools and tests in contemporary astrophysics* Proceedings of IAU Symp. No 240 , du 22 au 25 Août 2006 à Prague (Rép. Tchèque).

17 *Speckle imaging in Merate. The PISCO project : results and prospects*
Argyle R.W., Scardia M., Prieur J.-L., Pansecchi L., 2009, *Double and Multiple Stars : Dynamics, Physics, and Instrumentation*, du 10 au 11 Décembre 2009, à Santiago de Compostela (Espagne) Eds : J.A. Docobo, V.S. Tamazian, Y.Y. Balega 2011, AIP Conf. Proc. 1346, 42–56 (fichier PDF)

18 *Speckle interferometry with PISCO in Merate.*
Argyle R.W., Scardia M., Prieur J.-L., Pansecchi L., 2010, *Annual Meeting of the Royal Astronomical Society* Janvier 2010, à Londres (U.K.).
Publié en 2010 : The Observatory, Vol 130, No 1217, pp 200–202 (fichier PDF)

19 *Speckle interferometry with PISCO in Merate and prospects for the future*
Scardia M., Prieur J.-L., Argyle R.W., Pansecchi L., Gili, R., Koechlin, L., 2012, *Binaries inside and outside the Local Interstellar Bubble*, held 10-11 February 2011, in Santiago de Compostela (Spain) Eds : J.A. Docobo, V.S. Tamazian, Y.Y. Balega, AIP Conf. Proc. 1452, 39

III. Autres publications

1 *Caméra CCD à compositage pour l'astronomie*
Prieur, J.-L., 1983a, *Rapport de projet de fin d'études* de l'ENSAE.
(fichier PDF) [lien vers HAL]

2 *Une nouvelle caméra CCD à compositage*
Prieur, J.-L., 1984, *Pulsar*, **640**, 2–5.

3 *La météorite d'Orgueil*

Prieur, J.-L., Maux, J.-M., Marty, F., 1984, Edité par le *Club d'Astronomie de Villemur.* Deuxième édition, 2014 (ISBN 978-2-7466-6979-6).

4 *Observations of the shell galaxy NGC 3923 with EFOSC*
Prieur, J.-L., 1987, *The Messenger* **49**, 12. (fichier PDF)

5 *Etude de galaxies à coquilles*
Prieur, J.-L., 1988, *Thèse*, Université Paul Sabatier, Toulouse.
(fichier PDF) [lien vers HAL]

6 *An Elliptical Galaxy with Shells galore*
1988, *Sky and Telescope*, **76**, 227.

7 *A programme to simulate observations with EFOSC2 and EMMI*
D'Odorico, S., Prieur, J.-L., Rupprecht, G., 1989, *The Messenger* **58**, 60. (fichier PDF)

8 *Efficiency curves of EFOSC2 in spectroscopic mode on the NTT*
Prieur, J.-L., Rupprecht, G., 1990a, *ESO Technical Memorandum 15-06-1990.* (fichier PDF)

9 *Efficiency curves of EMMI in the spectroscopic and direct imaging modes*
Prieur, J.-L., Rupprecht, G., 1990b, *ESO Technical Memorandum 09-10-1990.* (fichier PDF)

10 *EMMI context : User's Manual. EMMI/EFOSC2 Numerical Simulator*
Prieur, J.-L., 1990, *ESO Internal Publication, EMMI Context 31-7-1990.* (fichier PDF)

11 *Le tavelographe du TBL*
Prieur, J.-L., 1992, *Les Nouvelles d'Arizes* (Bulletin de l'Observatoire du Pic du Midi), 4, pp 5–6.

12 *Tavelographe à masques pupillaires*
Prieur, J.-L., Koechlin, L., André, C., 1993, *Rapport technique.* (fichier PDF)

13 *Premières observations au TBL avec le tavelographe à masques pupillaires*
Prieur, J.-L., Koechlin, L., André, C., Gallou, G., Lucuix, C., 1994, *Les Nouvelles d'Arizes* (Bulletin de l'Observatoire du Pic du Midi), 6, pp 4–6.

14 *Elements orbitaux d'étoiles doubles : ADS 11979, ADS 12144 et ADS 12515*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Koechlin, L., Aristidi, E., 2001, *Circ. d'Information de la Commission 26 de l'UAI* n° 144.

15 *Elements orbitaux de WDS 02193-0259 (JOY 1 Aa ADS 1778)*
Scardia M., Prieur J.-L, Aristidi E., Lopez B., Mignard F., Carbillet M., 2001, *Circ. d'Information de la Commission 26 de l'UAI* n° 145.

16 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 2377, MCA 61 et ADS 16539*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Koechlin, L., Aristidi, E., 2001, *Circ. d'Information de la Commission 26 de l'UAI* n° 145.

17 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 2616, 10140, 14748 et 15236*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Koechlin, L., Aristidi, E., 2002, *Circ. d'Information de la Commission 26 de l'UAI* n° 146.

18 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 7307 et 17030*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Koechlin, L., Aristidi, E., 2002, *Circ. d'Information de la Commission 26 de l'UAI* n° 147.

19 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 10279 et 16650*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Koechlin, L., Aristidi, E., 2002, *Circ. d'Information de la Commission 26 de l'UAI* n° 148.

20 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 5514, 10235 et KUI 102*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Koechlin, L., Aristidi, E., 2003, *Circ. d'Information de la Commission 26 de l'UAI* n° 149.

21 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 14424 et 14942*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Koechlin, L., Aristidi, E., 2003, *Circ. d'Information de la Commission 26 de l'UAI* n° 151.

22 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 5447 et 8035*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Koechlin, L., Aristidi, E., Sala, M., 2004, *Circ. d'Information de la Commission 26 de l'UAI* n° 153.

23 *The speckle camera PISCO on the 1-meter Zeiss telescope of INAF-OAB*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Koechlin, L., Aristidi, E., Lampens, P., Strigachev, A., Oblak, E., Kurpinska-Winiarska, M., Ghigo, M., Mazzoleni, F., Sala, M., 2004, *Circ. d'Information de la Commission 26 de l'UAI* n° 153.

24 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 4208*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2005, *Circ. d'Information de la Commission 26 de l'UAI* n° 156.

25 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 684 et ADS 11956*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Basso, S., 2006, *Circ. d'Information de la Commission 26 de l'UAI* n° 158.

26 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 1345, 7730 et 8630*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Basso, S., 2006, *Circ. d'Information de la Commission 26 de l'UAI* n° 159.

27 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 3610.*

Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2006, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 160.

28 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 4371.*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2007, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 161.

29 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 4376, 12540 et 14783*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2007, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 162.

30 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 9343*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2007, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 163.

31 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 277*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2008, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 164.

32 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 3711, 5514, 11479, 11584 et 16538*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2008, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 165.

33 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 7685, ADS 7982 et I 173*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2008, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 166.

34 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 7971 et 8128*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2009, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 167.

35 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 7744 et 15971*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2009, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 168.

36 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 15971 Bb-P*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2009, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 169.

37 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 11468, 13850 et 16057*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2010, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 170.

38 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 8239*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2010, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 171.

39 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 8035, 9982, 10345, 10850, 11484 et MLR 198*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2010, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 172.

40 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 8128*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2011, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 175.

41 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 11170 et 16314*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2012a, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 176.

42 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 2377, 9182, 12144, 12515, 14748 et 16539*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2012b, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 177.

43 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 8739 et 12880*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2013a, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 178.

44 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 9626*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2013b, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 179.

45 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 7775, 9578 et 14412*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2013c, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 180.

46 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 713, 9378, 9836 et BSO 13 AB*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2013d, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 181.

47 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 16345, 16393 et HU 1335*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2014a, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 182.

48 *Eléments orbitaux d'étoiles doubles : ADS 1097, 8954, 11186 et 16463*
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2014b, *IAU Commission 26 Circulaire d'Information* n° 183.

49 *Turbulence atmosphérique, mesures SCIDAR et haute résolution angulaire avec PISCO*

Prieur, J.-L., 2014, Annexe A de ma thèse d'HDR (Habilitation à Diriger les Recherches).

50 *Etude d'étoiles doubles visuelles et spectroscopiques*
Prieur, J.-L., 2014, Annexe B de ma thèse d'HDR (Habilitation à Diriger les Recherches).

51 *Study of Am stars*
Prieur, J.-L., 2014, Annexe C de ma thèse d'HDR (Habilitation à Diriger les Recherches).

52 *SCIDAR : profile inversion of turbulence and of wind parameters*
Prieur, J.-L., 2014, Annexe D de ma thèse d'HDR (Habilitation à Diriger les Recherches).

53 *Introduction à la calibration de réseaux GNSS*
Prieur, J.-L., 2014, Annexe E de ma thèse d'HDR (Habilitation à Diriger les Recherches).

54 *Phase self-calibration in astronomy and calibration of GNSS networks for geodesy*
Prieur, J.-L., 2014, Annexe F de ma thèse d'HDR (Habilitation à Diriger les Recherches).

NB :les Circulaires d'Information de la Commission 26 de l'UAI sont accessibles sur le site de la Commission 26.

Annexes A–G. Compléments

Annexe A. Turbulence atmosphérique, mesures SCIDAR et haute résolution angulaire avec PISCO

http://userpages.irap.omp.eu/~jprieur/doca.pdf

Annexe B. Etude des étoiles doubles visuelles et spectroscopiques

http://userpages.irap.omp.eu/~jprieur/docb.pdf

Annexe C. Etude des étoiles Am

http://userpages.irap.omp.eu/~jprieur/docc.pdf (document en anglais)

Annexe D. SCIDAR : Inversion de profils verticaux de vent et de turbulence atmosphérique

http://userpages.irap.omp.eu/~jprieur/docd.pdf (document en anglais)

Annexe E. Introduction à la calibration de réseaux GNSS

http://userpages.irap.omp.eu/~jprieur/doce.pdf

Annexe F. Auto-calibration de phase en astronomie et calibration de réseaux GNSS pour la géodésie

http://userpages.irap.omp.eu/~jprieur/docf.pdf (document en anglais)

Annexe G. Encadrement d'étudiants

Synthèse d'ouverture dans le domaine optique
Thèse de Christine André (1993-1995)

Stage de DEA (1993)

La première étudiante que j'ai encadrée fut Christine André, en stage de DEA (avril-juin 1993) sur le thème des techniques bispectrales d'imagerie développées dans notre équipe. Elle a ensuite obtenu une bourse de thèse et poursuivi sur le même thème.

Thèse (1993-1995)

De septembre 1993 à juin 1995, Christine a participé à la mise au point de PISCO qui venait d'être conçu et réalisé à l'OMP. Elle a effectué des tests de flexibilité mécanique de la structure et mesuré la stabilité des images. Christine a aussi contribué à la rédaction du manuel d'utilisation de l'instrument et notamment de la partie calibration spectrale.

Elle a pris part à plusieurs missions d'observations au Pic du Midi. Malheureusement, les conditions météorologiques ont souvent été très mauvaises, ce qui a conduit à des données difficilement exploitables.

Christine a présenté un poster au colloque "Asteroïdes, Comètes et Météores" à Belgirate (Italie) en 1993 sur les possibilités de cet instrument (ACM-proceedings-1993). Ce poster a ensuite été complété, et a conduit à une publication dans "Planetary and Space Science" (ACM-1993). Christine a aussi participé à une école d'été sur l'"Optique Adaptative" à Cargese en 1995. Elle a finalement soutenu sa thèse le 30 juin 1995 devant une commission composée de J.-P. Pérez (Président), D. Bonneau (rapporteur), G. Ricort (rapporteur), A. Lannes et moi-même.

A la suite de sa thèse qui avait duré trois ans, Christine a obtenu le renouvellement pour un an de son poste d'ATER puis s'est orientée vers une carrière de professeur dans l'enseignement secondaire.

Etude morphologique de galaxies à coquilles
Stage de maîtrise de Cyrille Gasqueres et Julien Mares (1998)

Ce stage s'est déroulé de mars à juin 1998, à mi-temps, en alternance avec des cours de maîtrise à l'Université Paul Sabatier. Il s'agissait de traiter des clichés de galaxies à coquilles obtenues avec le télescope de 4 m de diamètre Anglo-Australien de Sidings Springs. Les étudiants devaient pointer les contours des coquilles de ces galaxies avec un curseur afin d'en déterminer ultérieurement les caractéristiques morphologiques (distance au centre, ellipticité, positions angulaires, etc). Il s'est avéré que cette tâche était très (trop) délicate et nécessitait

un peu de “métier”. Chacun a fait des mesures indépendantes, mais j’ai dû moi-aussi refaire tous les pointés. J’ai ensuite fait une synthèse intégrant leurs mesures aux miennes.

L’intérêt de ce stage pour moi a donc consisté en des mesures indépendantes, afin de tendre vers une plus grande objectivité sur la position réelle de ces structures faibles que sont les coquilles.

Programmation en langage objet C++ sous Windows
Stage de DEUG de Frédéric Vella (1998)

Frédéric Vella, étudiant en DEUG de Sciences de la Matière Appliquées (SMA), a effectué un stage sous ma direction du 1er au 31 Juillet 1998. Il soufrait d’un sévère handicap. Myopathe, il ne pouvait bouger que quelques uns de ses doigts et communiquait avec l’ordinateur à l’aide d’un “clavier virtuel” (clavier dessiné à l’écran, sur lequel avec la souris, il cliquait sur les touches qu’il voulait utiliser).

Au cours de ce stage, il s’est initié à la programmation Windows en C++ avec le compilateur Borland, qui est assez complexe à utiliser. Avec mon aide, il a réalisé une bibliothèque de fonctions graphiques permettant de visualiser sur l’écran tout type de courbes, à partir de fichiers de données en ASCII. Ainsi, à partir d’un fichier contenant deux colonnes de chiffres, le programme affiche ses données dans une fenêtre, en calculant automatiquement l’échelle et en offrant à l’utilisateur le choix des couleurs, des symboles, de l’épaisseur des traits avec la possibilité d’impression directe.

Il a aussi rédigé lui-même son rapport, ce qui représentait un travail difficile pour lui. Comme il lui était impossible de tourner les pages d’un livre, il a obtenu de l’information sur l’OMP à partir des pages internet.

Ce stage s’est donc déroulé dans de très bonnes conditions. Le souvenir le plus émouvant fut de voir sa grande tristesse, le jour de son départ...

Etude photométrique de poussières cométaires
Stage de DEA d’Olivier Berné (2005)

Michel Festou, un collègue, avait pris un étudiant pour un stage de DEA, sur le thème des poussières cométaires, au printemps 2005. M. Festou est tombé malade peu de temps après le début de ce stage et a été hospitalisé. Il m’a demandé de m’occuper de cet étudiant. En fait, M. Festou devait mourir quelques semaines après.

J’ai aidé à Olivier à conclure le travail commencé avec M. Festou, qui concernait l’analyse de mesures photométriques de poussières cométaires, et leur interaction avec le vent solaire. Il a rédigé un bref rapport sur cette partie, puis je l’ai orienté vers un autre sujet, afin qu’il ne soit pas pénalisé par le décès brutal de son directeur de stage. A la suite d’un séminaire de C. Joblin sur la poussière interstellaire, nous avons pensé que ce serait une bonne chose si Olivier pouvait travailler avec elle sur ce sujet. Nous avons contacté C. Joblin, en lui expliquant la situation et elle a été d’accord pour encadrer Olivier pour terminer son stage de DEA, sur le thème de la poussière interstellaire. C’est un sujet qui semble a priori voisin, mais qui est en fait bien différent du sujet initial. En effet, la taille des poussières cométaires étudiées par M. Festou est bien plus grande que celle des poussières interstellaires étudiées par C. Joblin.

Ma contribution a donc consisté en une aide pour la rédaction du premier rapport, pour qu’elle se fasse rapidement, et une orientation “stratégique” de cet étudiant vers un thème “porteur”, que je pensais pouvoir déboucher sur un poste.

Annexe H. Sélection de quelques articles

- *Speckle observations of composite spectrum stars : II. Differential photometry of the binary components*
  Prieur J.-L., Carquillat J.-M., Ginestet N., Koechlin L., Lannes A., Anterrieu E., Roques S., Aristidi E., and Scardia M. 2003, Ap. J. Suppl., 144, 263–276. (CS-TBL-PaperII)
- *Automatic determination of wind profiles with Generalized SCIDAR*
  Prieur J.-L., Avila R., Daigne G., Vernin J., 2004, PASP, 116, 778–789 (SCIDAR-PaperII)
- *Contribution to the search for binaries among Am stars. VII. Spectroscopical orbital elements of seven new spectroscopic binaries, implications on tidal effects*
  Prieur J.-L., Carquillat J.-M., Imbert M., 2006, MNRAS, 372, 703–714 (Am-PaperVII)
- *Speckle observations with PISCO in Merate (Italy). XIII. Astrometric measurements of visual binaries in 2012 and new orbits for ADS 10786 BC, 12144, 12515, 16314 and 16539*
  Prieur, J.-L., Scardia, M., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Zanutta, A., Aristidi, E., 2014, Astron. Nachr., accepté pour publication. (Merate-PaperXIII)

The Astrophysical Journal Supplement Series, 144:263–276, 2003 February
© 2003. The American Astronomical Society. All rights reserved. Printed in U.S.A.

SPECKLE OBSERVATIONS OF COMPOSITE SPECTRUM STARS. II. DIFFERENTIAL PHOTOMETRY OF THE BINARY COMPONENTS[1]

J.-L. Prieur, J.-M. Carquillat, N. Ginestet, and L. Koechlin
UMR 5572, Observatoire Midi-Pyrénées—CNRS, 14 Avenue E. Belin, 31400 Toulouse, France

A. Lannes and E. Anterrieu
CERFACS, 42, Avenue Gaspard Coriolis, 31057 Toulouse Cedex, France

S. Roques
UMR 5572, Observatoire Midi-Pyrénées—CNRS, 14 Avenue E. Belin, 31400 Toulouse, France

E. Aristidi
UMR 6525, Université de Nice Sophia-Antipolis—CNRS, Parc Valrose, 06108 Nice Cedex 2, France

and

M. Scardia
I.N.A.F.—Osservatorio Astronomico di Brera, via E. Bianchi 46, 23807 Merate, Italy
Received 2002 June 10; accepted 2002 September 16

ABSTRACT

Multicolor differential photometry measurements of the two components of 18 close binary stars, mostly composite spectrum stars, are presented. They are based on observations made at Pic du Midi Observatory with the speckle camera PISCO between 1993 and 1998. Optical bench experiments were also performed to assess the validity of the whole process from the data acquisition with the ICCD detector to the final photometry measurements. The results are discussed and compared with (1) *Hipparcos* and speckle photometry, (2) spectroscopic measurements, and (3) composite spectra computed with a spectral library. Our measurements are in good agreement with other observations. We also determined the evolution stage of the individual components: the absolute visual magnitudes of the cool giant stars that we found are compatible with the calibrations made by other authors. This work shows that PISCO is well adapted to efficiently perform relative photometry of close binary stars.

Subject headings: binaries: general — binaries: visual — techniques: interferometric

1. INTRODUCTION

Composite spectrum stars are binary stars (often spectroscopic binary stars) generally composed by the association of a dwarf hot star (B or A type) with a cool evolved star (G, K, or M) (Ginestet et al. 1992). The study of these systems is of great astrophysical interest (1) to reach a better estimation of the masses of red giant stars and (2) to constraint stellar evolution models. The main observational problem concerns the difficulty for identifying the spectral type of the two components separately.

When we started working on this subject in the early 1990's, the spectral type of the components of most of these systems was erroneous. Indeed, in the conventional spectral domain of the MK classification (380–480 nm), the spectra of the two components appeared inextricably tangled and, as a consequence, the hot components were classified as too late and the cool components as too early. To establish the nature of the cool component we undertook a spectral survey in the near-infrared with the Carélec and Aurélie spectrographs at the Haute-Provence Observatory (Ginestet et al. 1994, 1997; Ginestet, Carquillat, & Jaschek 1999; Carquillat et al. 1997). The classification of the hot components in the near-UV by a " subtraction of spectra " method is presented in Ginestet & Carquillat (2002).

In a previous paper (Prieur et al. 2002, hereafter Paper I), we presented our sample and the position measurements of the binary components. We report here our measurements of the differential photometry obtained with PISCO[2] (Prieur et al. 1998) at Pic du Midi. As discussed by many authors (e.g., Roberts 1999, and for a review, Worley, Mason, & Wycoff 2001), photometric measurements of individual stars in close binary systems are very difficult to perform: atmospheric turbulence, photon noise, and detector defects may induce systematic errors which generally tend to overestimate the magnitude difference of binary stars. Hence, all possible sources of systematic errors should be carefully tracked down and the whole reduction procedure extensively tested from the data acquisition to the final measurements. To do so, we set up an optical test bench experiment in the laboratory with a simulator of atmospheric turbulence, the full PISCO instrument and its ICCD detector. We could then simulate astronomical observations with a known target and then fully test our data processing method.

In § 2, we present the method we used to restore images from the speckle data. The experiments on the test bench are described in § 3. In § 4 we report the astronomical observations and the differential photometry measurements that have been performed on our sample of composite spectrum

[1] Based on observations made with the Télescope Bernard Lyot at the Pic du Midi Observatory, France.

[2] PISCO stands for Pupil Interferometry Speckle camera and Coronagraph.

stars. Then in § 5, we compare these measurements (1) to published data from *Hipparcos* and from other sources and (2) to values computed with synthetic spectra.

2. PRESENTATION OF THE METHOD

2.1. *Phase Retrieval and Image Restoration*

The phase of the Fourier transform of the object was retrieved with a bispectral method with least-square minimization as proposed by Lannes (1988). The restoration of the final image was performed with the regularized deconvolution method with support constraint in direct domain, as presented in Lannes et al. (1987a, 1987b). The whole procedure was described in detail and discussed in Prieur, Lannes, & Cullum (1991).

Both numerical experiments and full simulations on a test bench were performed, to assess the validity and robustness of the image restoration process that we had developed. In particular, these simulations have clearly shown the growing importance of a valid correction for the photon noise bias in the bispectrum when the mean number of photons per frame decreases (typically when this number is less than 500).

2.2. *Power Spectrum Correction for Photon Noise Bias*

In the case of low illumination, the photoelectric detection can be modeled by a Poisson process, the probability of occurrence of a single photo-event at a given location x being proportional to the intensity $f(x)$ of the incident wave (Goodman 1985). We will also make the hypothesis that the ICCD detector is linear (see § 3.3) and note $g(x)$, its response to a single photon. In this paper, x and its dual Fourier variable u are two-dimensional vectors.

Let us note (d_k) the sequence of detected elementary frames. The intensity function $d_k(x)$ can then be expressed as

$$d_k(x) = \sum_{m=1}^{N_k} g(x) \star \delta(x - x_{m,k}) \ , \tag{1}$$

where $\star$ is the convolution operator, and N_k is the total number of photons detected in kth frame. N_k follows Poisson's statistics with average $\overline{N}$.

With these assumptions, Dainty & Greenaway (1979) derived the expression of the mean power spectrum of the elementary frames:

$$E(|\hat{d}(u)|^2) = |\hat{g}(u)|^2 \times \left(\overline{N} + \overline{N}^2 \frac{|\hat{f}(u)|^2}{|\hat{f}(0)|^2} \right) . \tag{2}$$

Actually, Dainty & Greenaway did not mention the photon response, i.e., they assumed that $g(x)$ was a Dirac function $\delta(x)$.

2.3. *Bispectrum Correction for Photon Noise Bias*

At low light levels and in the case of photon-counting detection, Wirnitzer (1985) and Nakajima (1988) have shown that an unbiased estimate $\mathscr{Q}_k(\boldsymbol{v}_1, \boldsymbol{v}_2)$ of the bispectrum of the image can be obtained from the bispectrum $\mathscr{B}_k(\boldsymbol{v}_1, \boldsymbol{v}_2)$ and the Fourier transform $\hat{d}_k(\boldsymbol{v})$ of the elementary frames:

$$\mathscr{Q}_k(\boldsymbol{v}_1, \boldsymbol{v}_2) = \mathscr{B}_k(\boldsymbol{v}_1, \boldsymbol{v}_2) - B_{\rm ph} \ , \tag{3}$$

$$B_{\rm ph} = |\hat{d}_k(\boldsymbol{v}_1)|^2 + |\hat{d}_k(\boldsymbol{v}_2)|^2 + |\hat{d}_k(-\boldsymbol{v}_1 - \boldsymbol{v}_2)|^2 - 2\overline{N} \ , \tag{4}$$

where $B_{\rm ph}$ is the *bispectrum photon noise bias*. Hence, the photon noise bias only affects the real part of the bispectrum. In the absence of photon noise bias correction, the real part of the mean bispectrum is overestimated and the amplitude of its phase is reduced (to zero, for extreme cases). Examples are given in Figure 6.

These formulae were derived for photon-counting detectors that provide the individual photon coordinates and normalize each of them to unity, i.e., $g(x) = \delta(x)$. In the case of the ICCD detector, and with the assumptions described in § 2.2, the problem can be reduced to the photon-counting case by performing a normalization of the spectrum. Hence,

$$\mathscr{Q}_k^{\rm iccd}(\boldsymbol{v}_1, \boldsymbol{v}_2) = \frac{\mathscr{B}_k^{\rm iccd}(\boldsymbol{v}_1, \boldsymbol{v}_2)}{\hat{g}(\boldsymbol{v}_1)\hat{g}(\boldsymbol{v}_2)\hat{g}^*(\boldsymbol{v}_1 + \boldsymbol{v}_2) + \epsilon} - B_{\rm ph}^{\rm iccd} \ , \tag{5}$$

$$B_{\rm ph}^{\rm iccd} = \frac{|\hat{d}_k^{\rm iccd}(\boldsymbol{v}_1)|^2}{|\hat{g}(\boldsymbol{v}_1)|^2 + \epsilon} + \frac{|\hat{d}_k^{\rm iccd}(\boldsymbol{v}_2)|^2}{|\hat{g}(\boldsymbol{v}_2)|^2 + \epsilon} + \frac{|\hat{d}_k^{\rm iccd}(-\boldsymbol{v}_1 - \boldsymbol{v}_2)|^2}{|\hat{g}(-\boldsymbol{v}_1 - \boldsymbol{v}_2)|^2 + \epsilon} - 2\overline{N} \ . \tag{6}$$

The ϵ (small and positive) term is added to reduce instabilities for small values of $|\hat{g}(u)^2|$.

The mean number of photons $\overline{N}$ per elementary frame can be determined either from the mean value of the power spectrum at high frequencies (larger than the cut frequency u_c) or from its variance, since $\langle N_k \rangle = \langle N_k^2 \rangle$ (property of Poisson's statistics).

3. EXPERIMENTS AND SIMULATIONS ON A TEST BENCH

We set up a laboratory simulation to check the validity and the limitations of our photometric measurements made with PISCO. This experiment allowed us to test both the data acquisition process and the whole image restoration procedure with a known target.

3.1. *Experimental Setup*

The whole setup is presented in Figure 1. The target was a photographic slide lit by a halogen lamp and placed at the focus plane of a collimating lens. Inserted in the parallel beam, a slowly rotating disk (at 1 rpm) introduced random phase delays, to simulate the atmospheric turbulence. This disk was made of perspex with a thin layer of hair spray. The parallel beam was then refocused to the entrance image plane of PISCO, by a set of lenses that simulated the Cassegrain focus of the TBL. The reduction scale of the pupil and the turbulence scale were chosen to simulate the conditions encountered with a 2 m aperture.

As for astronomical observations, the ICCD detector was mounted on PISCO, and data were recorded on SVHS tapes. These tapes were later processed by the same pipeline procedure that we used for astronomical observations.

The digitization of the tapes was done by a video cassette recorder (VCR) Panasonic AG-7355 and an ELLIPS/Full

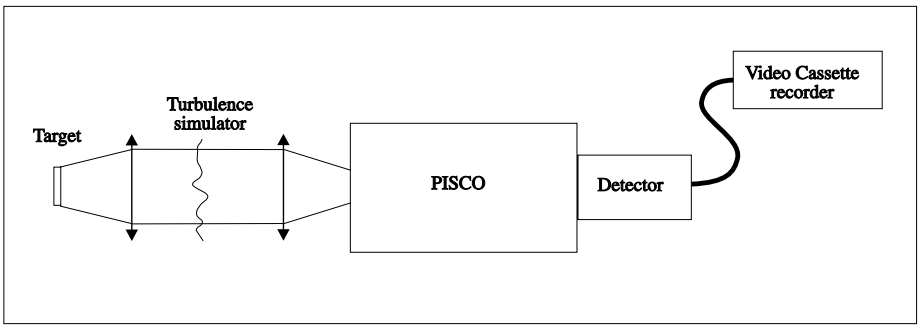

FIG. 1.—Simulations on the test bench: experimental setup

RIO board. The VCR was controlled by a PC, and a program developed by JLP allowed a fully automatic digitization and processing of the SVHS tapes.

Here are the main limitations of our experiment:

1. The first order of turbulence is not simulated, because of the small scale of the hair spray droplets. Hence, the long exposures obtained with our experiment are comparable to those obtained on the night sky with a tip-tilt correction.
2. The maximum duration of a sequence is limited to 1 minute, because the rotation of the disk makes the turbulence periodic.

3.2. *Simulations Parameters*

Among all possible setups of the ELLIPS/RIO digitizing board, we found out that the most sensitive parameters were the contrast (C) and brightness (B). The useful range of these parameters was determined experimentally: the contrast could be tuned between C = 70 and C = 90, and the brightness had to be set accordingly between B = 140 and B = 130, respectively. Hence, in what follows, only three setups will be considered here: (C = 70, B = 140), (C = 80, B = 130), and (C = 90, B = 130).

A series of simulations were performed with different configurations for various purposes. They are presented in Table 1. The simulation name and the target are given in columns (1) and (2), respectively. The atmospheric turbulence simulator could be switched on and off (col. [3]). In the following, we sometimes add G6 or G7 to the simulation name (e.g., T1-G6) according to the video gain setup for the ICCD. In those simulations, VG = 6 was selected when the target was bright, simulating bright stars; VG = 7 was selected for faint targets.

3.3. *Linearity Tests*

3.3.1. *Tests on Flat Disks*

For the simulations T1-G6 and T1-G7 (with video gains of VG = 6 and VG = 7, respectively), the target was a slide with four "flat disks," constituted by frosted circular areas. The brightness ratio between the brightest (D1) and the faintest (D4) disks was very large ($\Delta m \sim 3.4$) so that this linearity test could cover a large dynamical range. We used a set of neutral density attenuators whose transmission varied from 1. to 10^{-2} to light this target with a wide range of illumination (ratio of 100).

Photometric measurements of the four disks were obtained on "long exposures," i.e., by integrating the elementary frames during about 1 minute. They are plotted in Figure 2 versus the measurements of T1-G6, used as a reference and corresponding to a good illumination and a small video gain (VG = 6). This figure shows that the photometric response of the system (ICCD detector + digitizing board) can be considered as linear. The mean departure from linearity is 3% for the high levels (disk D2, $\Delta m = 0.08$), 5% for the low levels (disk D3, $\Delta m = 1.58$), and 8% for the very low levels (disk D4, $\Delta m = 3.44$). That response is not very sensitive to the illumination of the target within the wide domain (ratio 100) that we have explored. During this experiment, the best setup for the

TABLE 1
SIMULATIONS ON THE TEST BENCH

Name (1)	Target (2)	Turbulence (3)	Purpose (4)
T1	Flat disks	no	Linearity tests
T2	Double star	no	Linearity tests
S1.....	Double star	yes	Image restoration
S2.....	Single star	no	Photon noise bias

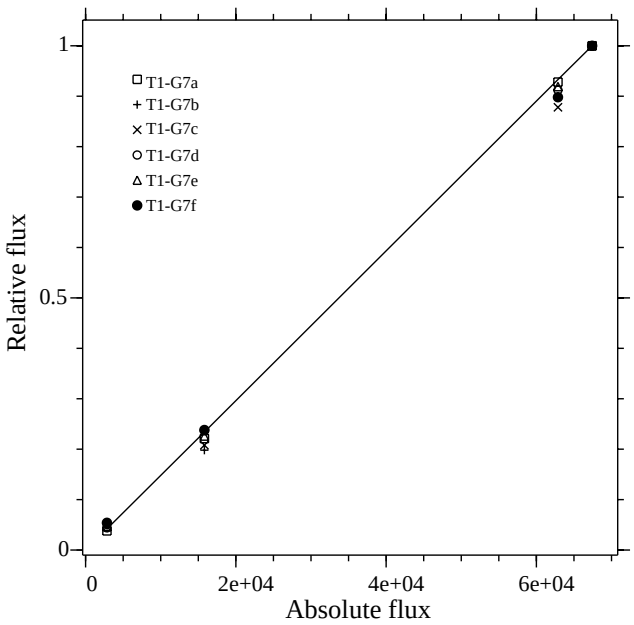

FIG. 2.—Linearity tests with experiments T1-G7a to T1-G7f. Solid line corresponds to the ideal linear case. The "absolute" flux of each disk was measured with VG = 6 with a good illumination of the target.

digitization parameters was found to be (C = 80, B = 130) for VG = 7 and (C = 70, B = 140) for VG = 6.

3.3.2. *Tests with Pointlike Sources*

Still images of simulated double stars without turbulence, were integrated during ~30 s. The resulting measurements showed that relative photometry of pointlike sources was not reliable when the stellar images were well focused and concentrated to only a few pixels. This is caused by the saturation of the channels of the microchannel plate used in front of the CCD. To reduce this effect, it is necessary to defocus the image to spread it over a large number of pixels (like in the case of "flat disks"). This condition is fortunately often verified during astronomical observations, since (1) a large magnification is used to correctly sample the Airy disk, and (2) the atmospheric turbulence makes the image wander over the image.

3.4. *Photon Noise Bias and ICCD Photon Response $g(x)$*

We performed a series of experiments with low illumination to study both the ICCD photon response and the effects of the photon noise bias on the mean power spectrum and mean bispectrum of the elementary frames.

3.4.1. *Photon Noise Bias on the Power Spectrum*

To evaluate the value of the power spectrum $F^2(u) \equiv |\hat{f}(u)|^2$ of a steady brightness distribution $f(x)$ that lights the surface of a detector, one would naturally think to use $D^2(u) \equiv E(|\hat{d}(u)|^2)$, the average of the power spectra of the detected elementary frames $d(x)$. As shown in § 2.2, this estimator is biased for low illumination levels. Likewise, its bispectrum $F^3(u_1, u_2) \equiv \hat{f}(u_1)\hat{f}(u_2)\hat{f}^*(u_1 + u_2)$ cannot be approximated by the average bispectrum $D^3(u) \equiv E[\hat{d}(u_1)\hat{d}(u_2)\hat{d}^*(u_1 + u_2)]$.

During experiment S2, an image of a low-illuminated steady target without turbulence simulator was projected to the ICCD entrance faceplate. This target was chosen as a pointlike object, and its image was slightly defocused. The resulting mean power spectrum $D^2(u)$ of the elementary frames is plotted in Figure 3. Compared to the power spectrum $D_0^2(u)$ of the average frame $d_0(x) = E(d(x))$, we note (1) the presence of a nonuniform background and (2) a bright peak at zero frequency. Hence, $D^2(u)$ is biased (see § 2.2). The existence of a nonzero background in $D^2(u)$ (Fig. 3) can be explained by the "photon noise bias" $|\hat{g}(u)|^2 \times \overline{N}$. The nonuniformity of this background (as would be expected for a perfect photon-counting detector) is an indication that $g(x)$ is not concentrated to a single pixel.

3.4.2. *Determination of the Power Spectrum of the ICCD Photon Response*

To obtain an experimental determination of $|\hat{g}(u)|^2$, that will be called $G_e^2(u)$ in what follows, we measured the mean power spectrum of a series of frames corresponding to a flat field with a low illumination, and VG = 7. In that case, $\hat{f}(u) = \delta(u)$, and $E(|\hat{d}(u)|^2) = |\hat{g}(u)|^2 \times \overline{N}$ for all nonzero frequencies (see eq. [2]).

The quantity $G_e^2(u)$ is plotted in Figure 4, with its inverse Fourier transform, i.e., the autocorrelation of $g(x)$. The horizontal pattern with negative lobes in the center of this autocorrelation is due to losses during the transfer of charges across the CCD. As shown by Germain & Douglass (2001) in their Figure 2, the actual ICCD photon response is asymmetric. As charge packets are clocked across the CCD, traps tend to be filled by electrons from the leading pixels within a speckle. For adjacent pixels, the charge on the pixel closer to the CCD output is then systematically lowered relative to the trailing pixel.

During this experiment, we noted that the level of the response function to a single photon was not constant (absolute variation of about 30%). The assumption of a convolution by a fixed function $g(x)$ is only an approximation.

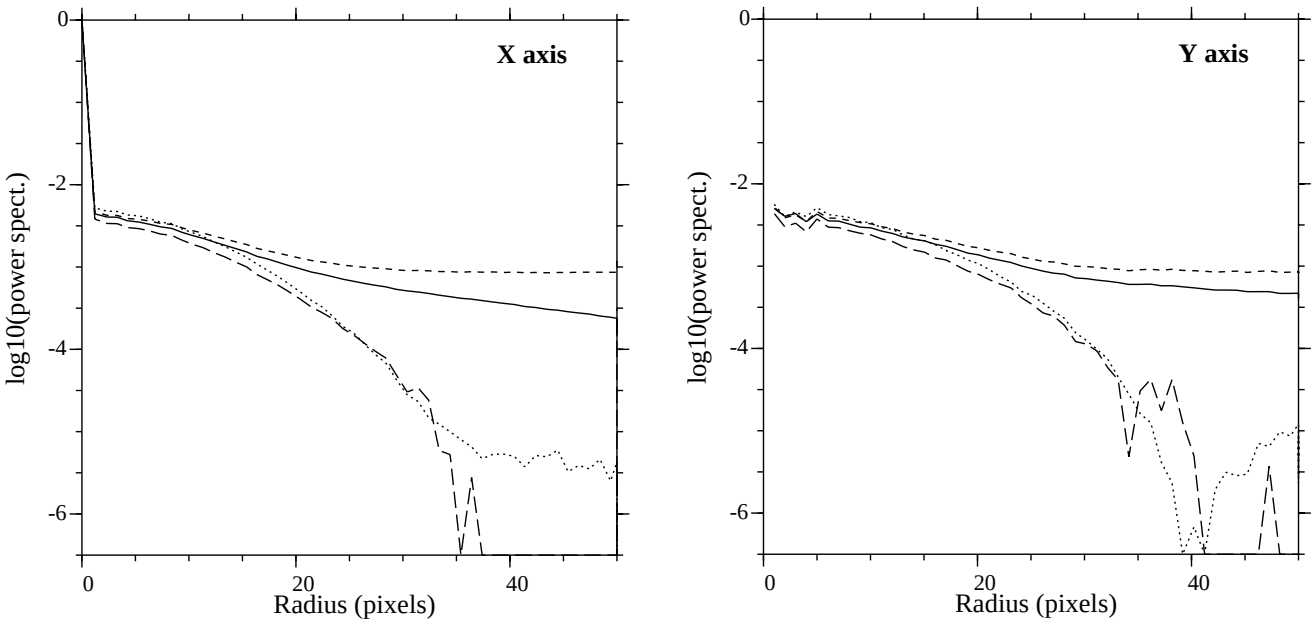

FIG. 3.—Photon noise bias correction using an experimental calibration of the photon response. Normalized mean power spectrum of elementary frames obtained from experiment S2: raw (*solid line*), corrected for photon response (*small-dashed line*), corrected for photon response and photon noise bias (*long-dashed line*). Unbiased power spectrum (*dotted line*) from a high illumination exposure. *Left*, cut along the *X*-axis; *right*, cut along the *Y*-axis.

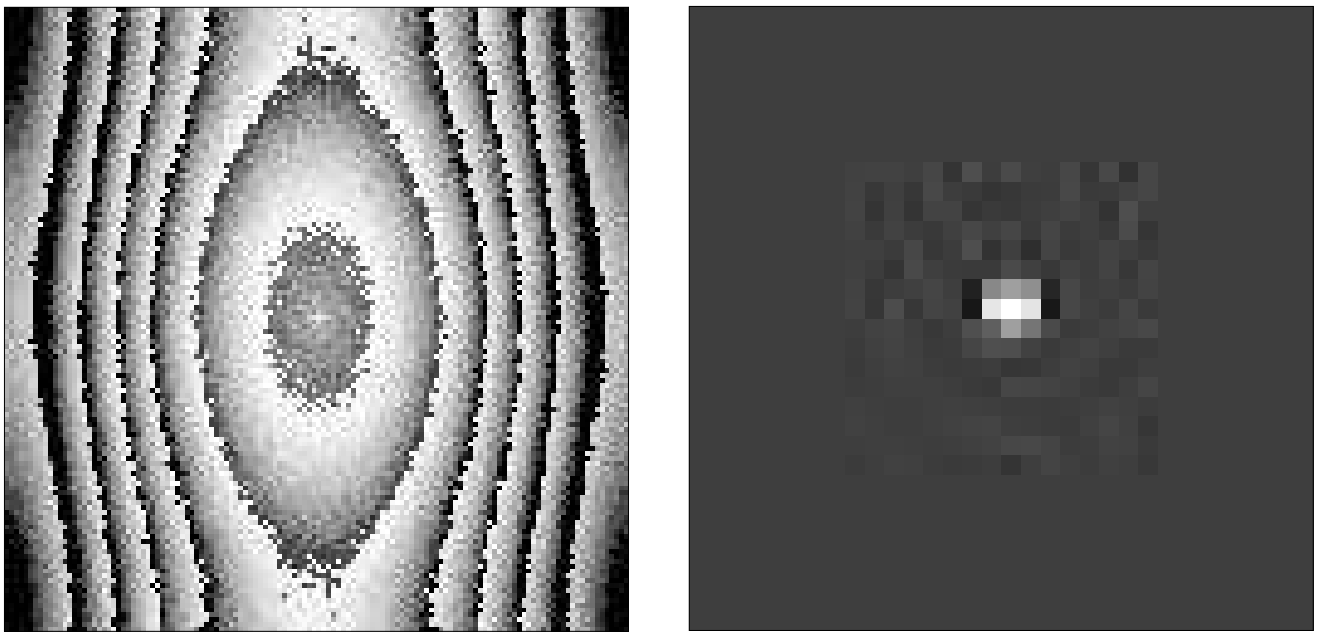

FIG. 4.—Experimental determination $G_e^2(u)$ of the power spectrum of the ICCD response function to a single photo-event (*left*) and corresponding autocorrelation function (*right*).

3.4.3. *Modeling of the Power Spectrum of the ICCD Photon Response*

Hege et al. (1986) and Hege (1989) used a Gaussian function for modeling the photon response of their video raster photon detector. For our ICCD and for low illumination levels, we also found a good agreement between $|\hat{g}(u)|^2$ and a two-dimensional Gaussian function: $G_m^2(u) = a_0 \exp(x^2/\sigma_x^2 + y^2/\sigma_y^2) + b_0$. It was necessary to introduce the b_0 term to model the white noise, which reduced the residuals to $\sim$0.1% rms of the maximum value. We checked that the fit of this four-parameter function had a good stability when fitting $|\hat{g}(u)|^2$ on the high frequencies only.

We performed some tests to check whether the function $G_m^2(u)$ fitted to the high frequencies of the power spectrum of the target could lead to a better correction than $G_e^2(u)$, the experimentally determined power spectrum of the photon response (see § 3.4.2). In the case of simulation S2, we obtained good results with $G_m^2(u)$ and the fitted photon response was very similar to $G_e^2(u)$. When testing this method with other data, our findings were as follows:

1. When the photon flux was small, $G_m^2(u)$ and $G_e^2(u)$ were very similar, except at very high frequencies ($u > 0.8u_c$), where some differences could observed. This may be due to time variations of the photon response at high angular frequencies. In this case, the correction of the power spectrum obtained with $G_m^2(u)$ led to a much larger "plateau" than $G_e^2(u)$, and consequently to a better determination of $\overline{N}$. Nevertheless, we did not obtain significant differences on the bispectrum correction when using either $G_m^2(u)$ or $G_e^2(u)$. The restored images were very similar with photometry measurements in very good agreement, within the internal errors.

2. When the photon noise bias was small (cases of high illumination level), the function $G_m^2(u)$ obtained from the fit of the data was significantly different from the experimentally determined function $G_e^2(u)$, with a higher central peak and big stripes as illustrated in Figure 5. The resulting correction for the bispectrum obtained with $G_m^2(u)$ led then to very odd images that could not be exploited.

It then appears that the function $G_m^2(u)$ that can be measured at high frequencies on the power spectrum of the

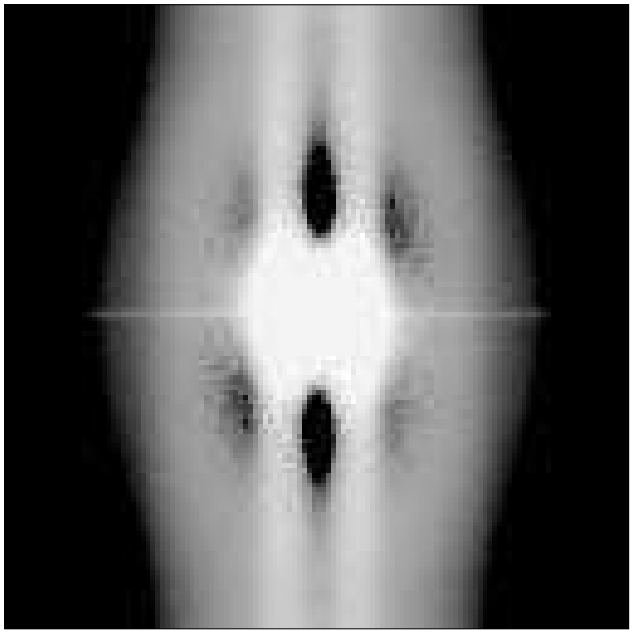

FIG. 5.—Power spectrum residuals from the Gaussian fit in the case of high illumination: evidence of video noise.

object is actually the sum of two terms: the photon noise bias and the video noise. In the case of a high illumination, the video noise is dominant. Applying a correction on the photon noise bias with that function leads then to wrong results. In the case of a low illumination, the video noise is negligible and the power spectrum on the high frequencies is well representative of the photon noise bias.

In summary, because of the presence of that video noise, fitting a model $G_m^2(u)$ does not bring any substantial contribution in the "favorable" cases of faint objects, whereas it can lead to a bad correction of the photon noise bias for the bright objects. In what follows, we will therefore only refer to the correction with $G_e^2(u)$, which is the most reliable for image restoration.

3.5. *Photometric Measurements of Simulated Double Stars with Turbulence*

To check the reliability of photometric measurements of a binary object in the presence of atmospheric turbulence, a simulation (S1) was thus performed with different values for the turbulence strength and a wide range of illumination. We present here four data sequences extracted from the SVHS recordings, with VG = 6 and designated as S1-G6-a, S1-G6-b, S1-G6-c, and S1-G6-d (see Fig. 6). The SNR of the maxima of the corresponding "long exposure," obtained by integrating the elementary frames, were 19, 2.0, 1.2, and 0.9, respectively, with a FWHM seeing of 6, 16, 18, and 17 pixels, respectively.

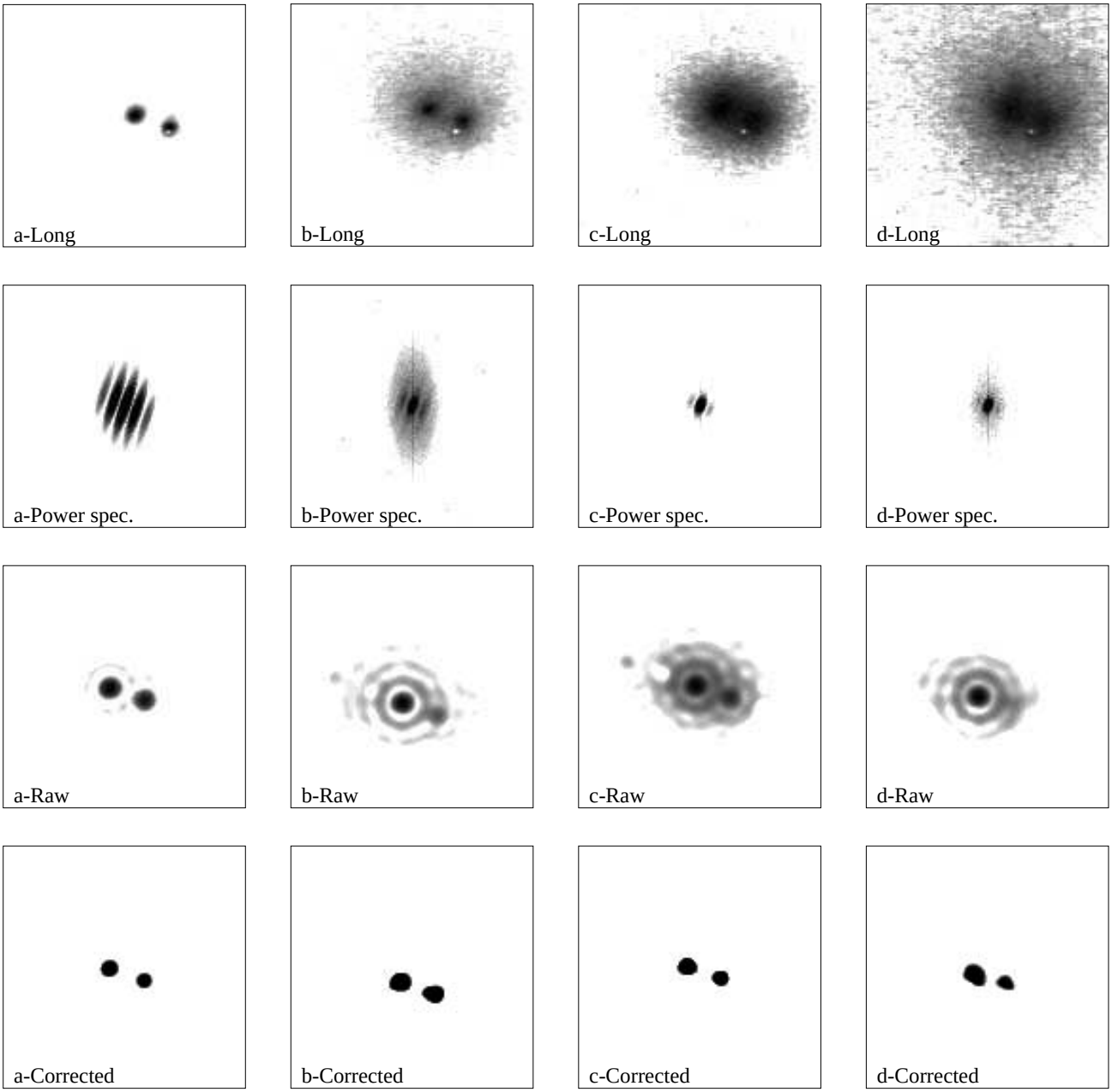

FIG. 6.—Simulation S1, with different strength of turbulence, increasing from left to right: S1-G6-a, S1-G6-b, S1-G6-c, S1-G6-d. *From top to bottom*: long exposure, mean power spectrum, images whose phase was restored from the raw bispectrum, restored images using bispectrum and power spectrum both corrected for the photon noise bias, and detector photon response.

TABLE 2

PHOTOMETRIC MEASUREMENTS OBTAINED FROM THE SIMULATION S1, WITH DIFFERENT TURBULENCE STRENGTH

Name (1)	Δm (Long) (2)	Δm (Raw) (3)	Δm (Corr.) (4)	$\overline{N}$ (Phot) (5)
S1-G6-a	0.06	0.34	0.12	120–250
S1-G6-b	0.06	0.84	0.05	180–400
S1-G6-c.....	0.08	0.44	0.09	220–300
S1-G6-d	0.11	0.81	0.05	200–300
S1-G7bb	−0.07	2.04	0.08	30–60
S1-G7cc	0.01	0.40	0.09	50–120
S1-G7gg.....	0.14	1.23	0.14	30–60

Photometric measurements derived from simulation S1 are given in Table 2. The measurements performed on the long exposures (which are equivalent to tip-tilt corrected long exposures, as already mentioned in § 3) are given in column (2). Those obtained on the restored images using the bispectral method described in § 2 are given in columns (3) and (4). The "raw" values (col. [3]) are relative to images obtained without correction, whereas the "corrected" values (col. [4]) correspond to images whose phase was restored after photon noise bias correction with the range of $\overline{N}$ values given in column (5) (i.e., mean number of photons per frame). As the components of this double star were well separated (see Fig. 6), the intensity ratio could be directly measured on the images restored after phase retrieval only, without any need for deconvolution.

As mentioned in § 2.3, the value of $\overline{N}$ can be determined either from the mean or from the variance of the power spectrum at high frequencies. We have checked that both methods led to similar results and give the 3 σ range of $\overline{N}$ values in column (5). It appeared that the photometry was not very sensitive to the value of $\overline{N}$. The Δm values obtained with that range of $\overline{N}$ have a variation smaller than 0.05 mag.

TABLE 3

FILTER CHARACTERISTICS

Name	Central Wavelength (nm)	Bandwidth (nm)
B^P	447	47
V^P.....	530	57
R^P	644	70

In the simulation S1, the expected value for Δm was 0.07 ± 0.01, as measured with long exposures with a good illumination (S1-G6-a, -b, and -c). Table 2 shows clearly that, for obtaining a good photometric measurement, it is essential to perform a correction for the photon noise bias and for the detector photon response for both the power spectrum and the mean bispectrum (see §§ 2.2 and 2.3).

During these simulations, phase restoration proved crucial for obtaining good photometry. Even when a strongly degraded modulus was used, the restored image led to correct results as soon as the phase was good. This simulation also gives an indication of the accuracy that we can obtain with PISCO and the ICCD: the mean value of column (4) is $\langle \Delta m \rangle = 0.09 \pm 0.03$ mag.

4. PHOTOMETRY OF BINARY STARS

4.1. *Observations*

The observations were made with PISCO installed at the Cassegrain focus of the 2 m telescope at Pic du Midi during the period 1993–1998. As these observations were thoroughly described in Paper I, we simply describe here the filter system that we have used (see Table 3 and Fig. 7). The observations presented here were performed with two detectors: the CAR (Caméra à Anode Résistive or Ranicon-type detector) of Observatoire de la Côte d'Azur (OCA) and the

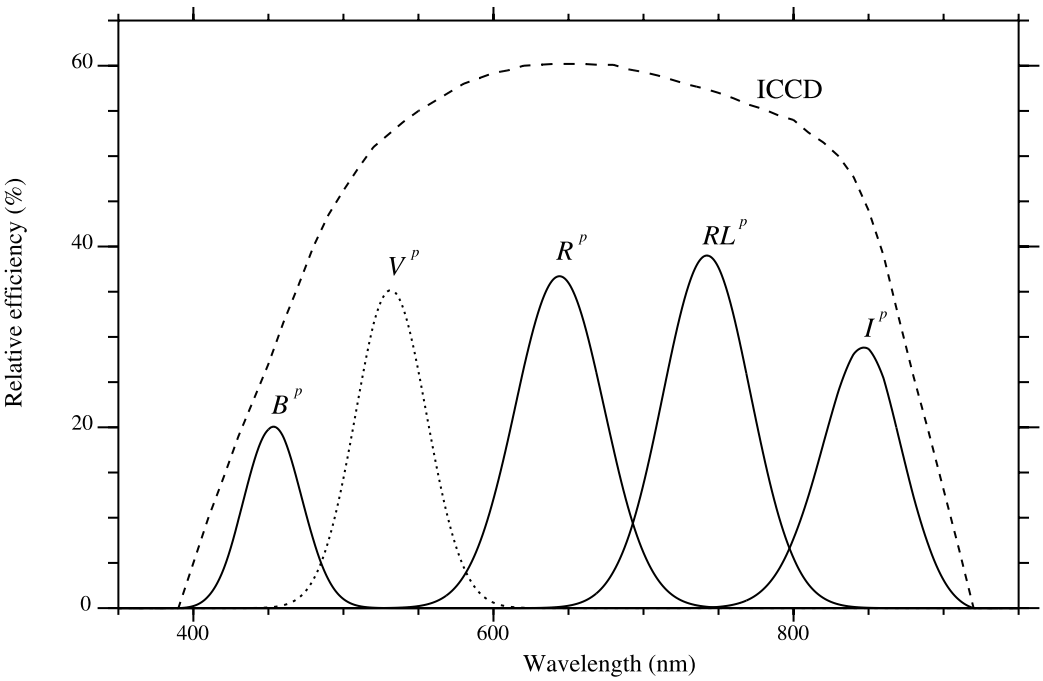

FIG. 7.—Relative efficiency curve of PISCO filters combined with the ICCD response (*upper curve in dashed line*)

ICCD (Intensified CCD with a microchannel plate) of Université de Nice.

4.2. *Photometric Measurements*

We restored high-resolution images with the bispectrum technique as described in Prieur et al. (1991) and derived the differential photometry of the two components.

The photometric measurements are displayed in Tables 4 and 5. For each observation, we give the name of the object (HD or WDS in col. [1]), the global color index $B-V$ of the binary system (in col. [3]) measured by *Hipparcos* (ESA 1997), and the relative photometry ΔB^P, ΔV^P, and ΔR^P (cols. [5], [6], and [8]) relative to the filter system described in Table 3, and when available, the photometry ΔB, ΔV, and ΔR (cols. [4], [7], and [9]) given by other sources. The code used for those sources is the same as in the Fourth Catalog of Interferometric Measurements of Binary Stars[3]: ARI1999 for Aristidi et al. (1999), FAB2000a for Fabricius & Makarov (2000), HIP1997a for ESA (1997), HOR2002 for Horch et al. (2002), ISM1992 for Ismailov (1992), LAB1974 for Labeyrie et al. (1974), SCO1998 for Schoeller et al. (1998), TTB2000 for ten Brummelaar et al. (2000), TYC2000a for Høg et al. (2000), TYC2002 for Fabricius et al. (2002), WSI1997 for Douglass, Hindsley, & Worley (1997), WSI1999a for Germain et al. (1999a), WSI1999b for Germain et al. (1999b), and WSI2000a for Douglass et al. (2000). We added the code GIN2002 for Ginestet & Carquillat (2002). The epoch of observation in Besselian years is in column (10) and comments in column (11).

To compare our photometric measurements with theoretical values that can be derived from models, we have used Pickles' spectral library HILIB (Pickles 1998). We developed a program that could compute, for two stars of any spectral type, the expected output flux for a given filter using the efficiency curves (filter + ICCD response) of Figure 7 (e.g., Fig. 8). In Table 4, we give (in italics) the relative photometry corresponding to the combination of the spectral types given in column (2). The superscript "(G)" indicates that the spectral types were directly taken from GIN2002, whereas the superscript "(P)" is added when the photometric measurements favored a slightly different spectral classification (see § 4.3). In the same line, the $B-V$ in column (3) is derived from this composite spectrum. Absolute visual magnitudes were determined for each component (same line, col. [11]), so that they lead to a satisfactory agreement with the observations (see discussion in § 5.2).

In this table, the measurements from other sources are "raw" values (i.e., not converted into Johnson's system).

Note that the indices $B-V$ measured by *Hipparcos* are affected by the interstellar reddening, while those computed by spectral models are "intrinsic." One can check in column (3) that the latter are smaller than the former, as they should actually be. Note also that our differential measurements are not sensitive to interstellar reddening.

4.3. *Individual Cases* (*Table 4*)

HD 8036.—GIN2002 gives G9 III–IV + A7 IV but K2 III+A7 IV better agrees the PISCO data. It was also classified as G8 III: + A7 V (Bidelman 1958) and KIII:+A7 V (Cowley 1976). $d = 121$ pc.

HD 12447.—α Psc is a well known orbital visual binary (Scardia 1983). Both components are chemically peculiar hot stars: the primary is A0p, and the secondary is Am; $\Delta m_V = 1$. According to the Bright Star Catalogue (Hoffleit & Jaschek 1982), both components of the visual binary are possibly spectroscopic binary systems. On the long exposure frames, the two stars are marginally separated: the intensity of the secondary is much lower in B than in V, and the contrast between the two components is of the same order in V and in R. This is a good agreement with our measurements obtained on the restored images. Therefore, the value $\Delta B = 1.08$ given by FAB2000a is dubious.

HD 18925.—γ Per is a well known eclipsing, spectroscopic and interferometric system (see Batten et al. 1989; Popper & McAlister 1987; Pourbaix 1999). The absolute magnitudes we find for the two components (col. [11]) are slightly different from the values given by GIN2002 ($M_{V1} = -1.25$ and $M_{V2} = 0.05$), for the same classification G9 II–III+A2 III. $d = 79$ pc.

HD 29140.—88 Tau. The primary is a spectroscopic binary of Am type ($P = 3.57$ days, $\Delta m_V = 2.31$). A red secondary spectrum was detected by Fekel (Batten et al 1989). According to Tokovinin & Gorynya (2001), this is a sextuple system!

HD 74874.—ϵ Hya is a variable star of BY Dra type, both orbital spectroscopic and interferometric binary (see Batten et al. 1989 and Hartkopf, Mason, & McAlister 1996). According to Batten et al., the system is at least quintuple. Bright Star Catalogue gives $\Delta m_V = 0.9$. $d = 41$ pc.

HD 166479.—Bright Star Catalogue gives $\Delta m_V = 0.8$. GIN2002 gives G8 III+B9.5 V. $d = 461$ pc, but the precision of the parallax is bad (ESA 1997).

HD 183912 Aa.—β_1 Cyg is a new triple interferometric system: in addition to the known component at 0″.4, Prieur et al. (2002) found another, close, companion at 0″.05. GIN2002 gives K2 II+B8:p. $d = 118$ pc.

HD 186203.—χ Aql has a luminous cool primary: GIN2002 gives G2 Ib+B5.5 V. Bright Star Catalogue gives $\Delta m_V = 1.2$. $d = 230$ pc.

HD 186518.—This is a variable star (PS Vul). Bright Star Catalogue gives $\Delta m_V = 1.5$. Very imprecise parallax (ESA 1997) and distance (1300 pc).

HD 187259.—π Aql is a well known visual binary with a composite spectrum. Bright Star Catalogue gives $\Delta m_V = 0.5$. $d = 175$ pc.

HD 187321.—McA 58 has a luminous cool primary: GIN2002 gives G5 Ib–II+B7 IV. $d \sim 1000$ pc (deduced from photometric model).

HD 194359.—$d = 265$ pc.

HD 195692.—This has a primary of type Am that is a spectroscopic binary ($P = 11.3$ days). Bright Star Catalogue gives $\Delta m_V = 1.8$.

HD 215242.—This is a variable star. Bright Star Catalogue gives $\Delta m_V = 1.6$. GIN2002 gives the classification G8 III+B7.5 IV but notes that the features of the IR spectra suggest, for the primary, a higher luminosity ($M_{V1} = -0.6$) than that of a normal giant. The parallax (ESA 1997) is very uncertain and so is its distance (1136 pc).

[3] Hartkopf, W. L., Mason, B. D., Wycoff, G. L., & McAlister, H. A. 2002, Fourth Catalog of Interferometric Measurements of Binary Stars, http://ad.usno.navy.mil/wds/int4.html.

TABLE 4

PHOTOMETRIC MEASUREMENTS WITH PISCO: COMPOSITE SPECTRUM STARS

Ident. (1)	Model (2)	$B-V$ (3)	ΔB (4)	ΔB^P (5)	ΔV^P (6)	ΔV (7)	ΔR^P (8)	ΔR (9)	Epoch (10)	Comments (11)
HD 8036		0.64		-0.32 ± 0.1	0.65 ± 0.1		1.68 ± 0.1		1998.66	$\rho = 1''.6$
HIP 6226			-0.20 ± 0.15			0.57 ± 0.15		...	1991.25	FAB2000a
01198−0031			...			0.52		...	1991.25	HIP1997a
			...			0.54		...	1991.25	TYC2000a
			−0.24			0.57		...		GIN2002
	G9 III–IV+A7 IV$^{(G)}$	*0.58*	*−0.15*	*0.02*	*0.52*	*0.60*	*0.98*	*0.98*		*1.1, 1.7*
	K2 III–IV+A7 IV$^{(P)}$	*0.65*	*−0.30*	*−0.11*	*0.50*	*0.60*	*1.09*	*1.08*		*1.1, 1.7*
HD 12447		0.03		1.68 ± 0.1	0.94 ± 0.1		1.03 ± 0.1		1998.66	$\rho = 1''.9$
HIP 9487				1.68 ± 0.1	...		1.07 ± 0.1		1998.66	
02020+0246AB			1.08 ± 0.15			1.02 ± 0.15		...	1991.25	FAB2000a
			...			1.10		...	1991.25	HIP1997a
			...			1.07		...	1991.25	TYC2000a
			...			0.9		...	1995.7	WSI1997
	Ap+Am									
HD 18925		0.72		0.33 ± 0.1	0.98 ± 0.2		1.15 ± 0.1		1998.66	$\rho = 0''.3$
HIP 14328			...			...		1.5 ± 0.5	1974.	LAB1974
03048+5330			...			1.3		...		GIN2002
	G9 II–III+A2 III$^{(G)}$	*0.61*	*0.23*	*0.43*	*1.00*	*1.10*	*1.58*	*1.57*		*−1.0, 0.1*
HD 29140				1.7 ± 0.2	1.6 ± 0.2		1.0 ± 0.1		1997.07	$\rho = 0''.2$
HIP 21402			...			...		1.85 ± 0.15	1994.7	SCO1998
04357+1010	*Am*									
HD 74874		0.69		...	0.9 ± 0.2		...		1997.07	$\rho = 0''.3$ ARI1999
HIP 43109			...			1.2		...	1988	ISM1992
08468+0625AB			...			1.0 ± 0.15		...	1997	HOR2001a
			...			0.75		...		GIN2002
	G7 III+A8 III–IV$^{(G)}$	*0.63*	*0.18*	*0.35*	*0.82*	*0.90*	*1.25*	*1.25*		*0.8, 1.7*
HD 166479		0.57		...	0.80 ± 0.1		1.65 ± 0.1		1998.66	$\rho = 1''.2$
HIP 89023			-0.72 ± 0.15			0.53 ± 0.15		...	1991.25	FAB2000a
18101+1629			...			0.43		...	1991.25	HIP1997a
			...			0.56		...	1991.25	TYC2000a
			...			1.1		...	1991	WSI1997
			...			0.8		...	1993	WSI1997
			...			0.54		...		GIN2002
	G8 II–III+B9 V$^{(P)}$	*0.51*	*−0.09*	*0.14*	*0.80*	*0.90*	*1.40*	*1.39*		*−0.7, 0.2*
HD 183912		1.09		1.16 ± 0.1	1.75 ± 0.1		2.10 ± 0.3		1998.66	$\rho = 0''.4$
HIP 95947			0.58 ± 0.15			2.15 ± 0.15		...	1991.25	FAB2000a
19307+2758Aa			...			2.12		...	1991.25	HIP1997a
			...			1.9		...	1991.25	TYC2002
			...			2.64 ± 0.19		3.47 ± 0.26	1996.	TTB2000
			...			2.2		...		GIN2002
	K2 II+B8 V$^{(G)}$	*0.78*	*0.69*	*0.98*	*1.77*	*1.90*	*2.53*	*2.52*		*−2.3, −0.4*

TABLE 4—*Continued*

Ident. (1)	Model (2)	$B-V$ (3)	ΔB (4)	ΔB^P (5)	ΔV^P (6)	ΔV (7)	ΔR^P (8)	ΔR (9)	Epoch (10)	Comments (11)
HD 186203		0.58		...	1.00 ± 0.1		1.49 ± 0.1		1998.66	$\rho = 0\farcs4$
HIP 96957			-0.16 ± 0.15			1.03 ± 0.15		...	1991.25	FAB2000a
19426+1150			...			0.88		...	1991.25	HIP1997a
			...			1.0		...	1991.25	TYC2002
			...			1.2		...	1992.7	WSI1997
			...			1.1		...	1994?	WSI1999b
			...			1.1		...		GIN2002
	G2 Ib–II+B5 V$^{(P)}$	*0.49*	*0.06*	*0.30*	*0.99*	*1.10*	*1.60*	*1.59*		*−2.3,−1.2*
HD 186518		1.02		...	...		1.79 ± 0.2		1998.66	$\rho = 0\farcs3$
HIP 97091			-0.78 ± 0.15			1.28 ± 0.15		...	1991.25	FAB2000a
19441+2708			...			1.20		...	1991.25	HIP1997a
			...			1.2		...		GIN2002
	K3 II+B6 V$^{(G)}$	*0.65*	*−0.15*	*0.18*	*1.05*	*1.20*	*1.90*	*1.89*		*−2.2,−1.*
HD 187259		0.55		0.18 ± 0.1	0.31 ± 0.1		0.51 ± 0.1		1998.66	$\rho = 1\farcs5$
HIP 97473				...	0.32 ± 0.1		...		1998.66	
19487+1149			-0.64 ± 0.15			0.39 ± 0.15		...	1991.25	FAB2000a
			...			0.29		...	1991.25	HIP1997a
			...			0.41		...	1991.25	TYC2000a
			...			0.8		...	1993	WSI1999a
			...			0.4		...		GIN2002
	G8 III+A2 IV$^{(G)}$	*0.49*	*−0.45*	*−0.25*	*0.31*	*0.40*	*0.85*	*0.84*		*0.4, 0.8*
HD 187321		0.86		...	1.34 ± 0.2		1.80 ± 0.2		1998.66	$\rho = 0\farcs4$
HIP 97476			0.17 ± 0.15			1.61 ± 0.15		...	1991.25	FAB2000a
19487+1852			...			1.46		...	1991.25	HIP1997a
			...			1.7		...	1991.25	TYC2002
			...			1.5		...		GIN2002
	G5 II+B7 IV$^{(P)}$	*0.57*	*0.38*	*0.62*	*1.30*	*1.40*	*1.88*	*1.88*		*−2.5,−1.1*
HD 194359		0.71		...	1.09 ± 0.2		1.78 ± 0.3		1998.66	$\rho = 0\farcs3$
HIP 100643			0.47 ± 0.15			1.5 ± 0.15		...	1991.25	FAB2000a
20244+2417			...			1.39		...	1991.25	HIP1997a
			...			0.5		...	1991.25	TYC2002
			...			0.9		...	1994.	WSI1999a
			...			1.2		...		GIN2002
	G8 III+A1 V$^{(G)}$	*0.61*	*0.27*	*0.47*	*1.10*	*1.20*	*1.72*	*1.70*		*−0.2, 1.0*
HD 195692				...	...		0.38 ± 0.1		1998.66	$\rho = 0\farcs2$
HIP 101300			...			2.17		...	1991.25	HIP1997a
20320+2548	*Am*									
HD 215242		0.45		...	...		0.10 ± 0.1		1998.66	$\rho = 0\farcs5$
HIP 112170			-1.32 ± 0.15			0.04 ± 0.15		...	1991.25	FAB2000a
22431+4710			...			0.07		...	1991.25	HIP1997a
			...			...		1.43 ± 0.08	1991.25	SCO1998
			...			−0.3		...		GIN2002
	G8 II–III+B7 IV$^{(P)}$	*0.21*	*−1.36*	*−1.11*	*−0.41*	*−0.30*	*0.22*	*0.22*		*−0.6,−0.9*

TABLE 5
PHOTOMETRIC MEASUREMENTS WITH PISCO: COMPLEMENTARY LIST

Ident. (1)	(2)	(3)	ΔB (4)	ΔB^P (5)	ΔV^P (6)	ΔV (7)	ΔR^P (8)	ΔR (9)	Epoch (10)	Comments (11)
HD 74874				...	1.9 ± 0.2		...		1997.07	$\rho = 2''.9$, ARI1999
HIP 43109.....			...			3.10		...	1991.25	HIP1997a
08468+0625AC			...			2.70		...	1991.25	TYC2002
HD 83808				...	1.6 ± 0.2		...		1997.07	$\rho = 0''.6$, ARI1999
HIP 83808.....			...			...		...		
09412+0954Ac										
HD 165341.....				1.85 ± 0.1	1.75 ± 0.1		1.44 ± 0.1		1995.56	$\rho = 1''.6$
HIP 88601.....			2.37 ± 0.15			1.90 ± 0.15		...	1991.25	FAB2000a
18054+0232.....			...			1.84		...	1991.25	HIP1997a
			...			1.8		...	1991.25	TYC2002
			...			2.0		...	1994.5	WSI1999a
HD 183912.....				0.54 ± 0.1	1.18 ± 0.1		1.86 ± 0.1		1995.559	$\rho = 34''$
HIP 95947.....			...			2.07		...	1991.25	HIP1997a
19307+2758AB.....			...			1.1		...	1991.25	TYC2002

4.4. *Notes on the Complementary List* (*Table 5*)

HD 74874 AC.—We give here the photometry of the AC components. The AB components form the composite spectrum system listed in Table 4.

HD 83808 Ac.—Here also, AB pair is a composite spectrum star and a spectroscopic binary.

HD 165341.—ADS 11046 is a binary star belonging to an astrometric program of orbit monitoring. It was observed with the CAR detector, with a different procedure (see Paper I).

HD 183912 AB.—Albireo. Variable. Here the composite spectrum couple is Aa (in Table 4). This system was also observed with the CAR detector.

5. DISCUSSION

5.1. *Comparison with Other Measurements*

The confrontation of the data from PISCO observations with those obtained by other observers is illustrated in Figure 9.

The magnitude differences obtained by PISCO and other sources given in Tables 4 and 5 are not in the same photometric system, which may explain some discrepancies in Table 4. Hence, in that figure, we have converted the measurements coming from *Hipparcos* satellite (HIP1997a, TYC2000a, and FAB2000) to the Johnson system using the formula given in ESA (1997) and the spectral types determined by Ginestet & Carquillat (2002). Likewise, we have

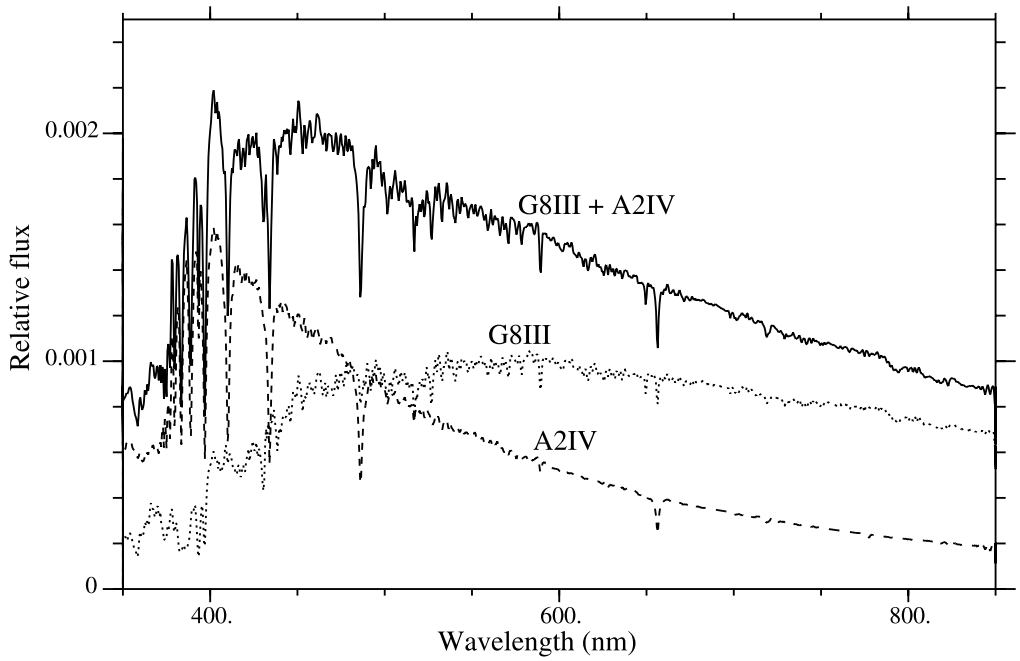

FIG. 8.—Example of synthetic spectrum used for HD 187259: G8 III+A2 IV, with absolute visual magnitudes of 0.8 and 1.2, respectively

converted PISCO ΔV^p measurements to the Johnson system using corrections derived from the spectral models of Table 4 (col. [2]). No correction was applied to HD 12447, since the spectral types of both components are close (Am and Ap).

The agreement is generally good for most objects, with a scatter of less than 0.2 mag.

5.2. *Comparison with Spectral Models: Derivation of the Absolute Visual Magnitudes of the Cool Components*

As one can see in Table 4, our measurements and those published in the literature are in reasonable agreement with the photometry computed from the spectral types given in column (2), which in most cases correspond to the classification of GIN2002.

Since our measurements are *differential* measurements, they are only sensitive to the difference $M_{V2} - M_{V1}$ of the absolute visual magnitudes of the primary (M_{V1}) and secondary (M_{V2}). The value of M_{V2} was taken from Schmidt-Kaler (1982), which we assumed to be well determined since the hot secondary was generally a dwarf star. Hence, our differential measurements allowed a direct determination of M_{V1}, the visual magnitude to the cool component, generally a giant or a supergiant. The errors for M_{V1} are estimated at $\sim$0.6 mag by taking into account the errors on the differential measurements (about 0.2 mag) and the errors on the determination of M_{V2} (about 0.5 mag), which is a combnation of the noise in Schmidt-Kaler's calibration and the indetermination of the spectral type of the dwarf component.

In his paper, Pickles (1998) computed M_V values from a fit of a population synthesis obtained with his spectral library to the 5 Gyr solar abundance isochrone by Bertelli et al. (1994). These values often led to inconsistencies with our measurements, especially for the giants with types around G–K III. We therefore compared the values of the absolute magnitudes of the cool components found in Table 4 (col. [11]) with the calibrations proposed by various authors in Figure 10. Taking into account the value for the errors of $\sigma_{M_{V1}} \sim 0.6$ mag, we obtain a good agreement with Schmidt-Kaler (1982) and Keenan & Barnbaum (1999), and a disagreement with Pickles' calibration of cool giants with population synthesis. Note that the new calibrations of Keenan & Barnbaum result from the contribution of the *Hipparcos* measurements: the absolute magnitudes of many cool bright giants around G6–K3 have been revised and decreased by about 1 mag relative to the values by Schmidt-Kaler. The G6–K3 cool giant stars whose visual absolute magnitudes remain close to 1.0, now form the group of IIIb giants (see Fig. 10).

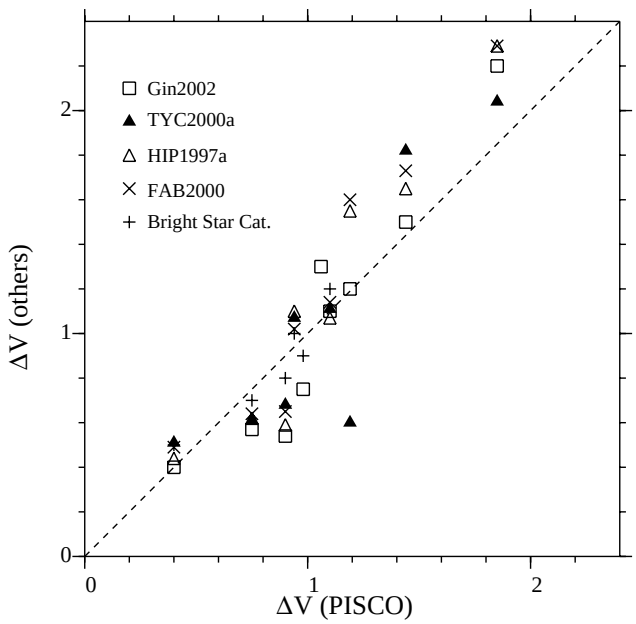

FIG. 9.—Comparison of PISCO differential photometric measurements with other measurements published in the literature. All these data have been converted to Johnson system.

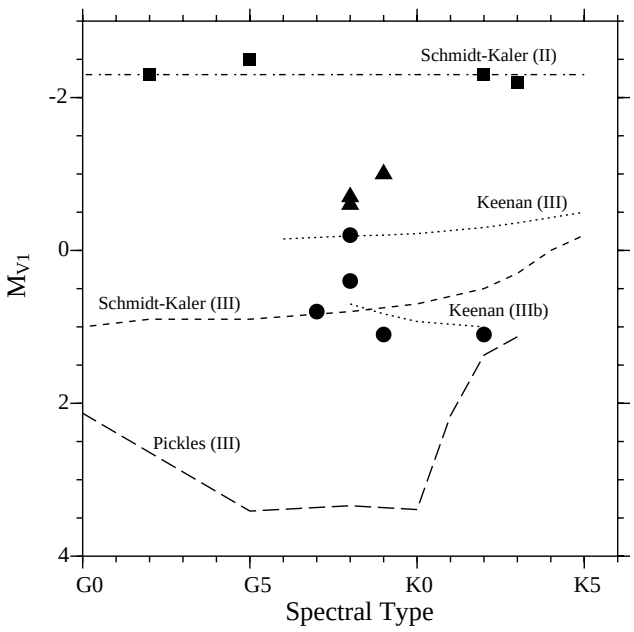

FIG. 10.—Absolute magnitudes of the cool components derived from our measurements for giants of class II (*squares*), II–III (*triangles*), and III (*circles*), compared to calibrations by Schmidt-Kaler (1982), Pickles (1998), and Keenan & Barnbaum (1999).

5.3. *Comparison with Hipparcos Total Magnitudes*

In Table 6, we evaluate the consistency of our values of absolute magnitudes of individual components with the total absolute visual magnitudes measured by *Hipparcos* M_V^H. For each object of Table 4 for which a determination has been done, we give in columns (2) and (3) the values M_{V1} and M_{V2} of the primary and secondary components, respectively (see col. [11] of Table 4), and the corresponding total absolute magnitude M_V of the system in column (4). We present in column (5) the *Hipparcos* measurements $M_V^{H,\mathrm{corr}}$, which have been corrected for interstellar reddening by GIN2002, and the corresponding errors in column (6) (deduced from the parallax errors). The difference between our estimate of the total absolute magnitude and that from *Hipparcos* is given in column (7). The mean error σ_{M_V} that we can expect for M_V from our measurements is estimated at $\sim$0.8 mag, since $\sigma_{M_{V2}} \sim 0.5$ mag and $\sigma_{M_{V1}} \sim 0.6$ mag. In all cases, except for HD 18925 and HD 186203, $|M_V^{H,\mathrm{corr}} - M_V| \lesssim \sigma_{M_V^H}$. For these two objects, the difference is 0.29 and 0.84, respectively, which is less

TABLE 6

Comparison with *Hipparcos* Total Absolute Magnitudes

Name (1)	M_{V1} (2)	M_{V2} (3)	M_V (4)	$M_V^{H,\mathrm{corr}}$ (5)	$\sigma_{M_V^H}$ (6)	$M_V - M_V^{H,\mathrm{corr}}$ (7)
HD 8036	1.1	1.7	0.61	0.37	0.34	0.24
HD 18925	−1.0	0.1	−1.34	−1.63	0.12	0.29
HD 74874	0.8	1.7	0.41	0.26	0.12	0.15
HD 166479	−0.7	0.2	−1.09	−2.58	1.73	1.49
HD 183912	−2.3	−0.4	−2.47	−2.58	0.15	0.11
HD 186203	−2.3	−1.2	−2.64	−1.80	0.43	−0.84
HD 186518	−2.2	−1.	−2.51	−4.89	2.58	2.38
HD 187259	0.4	0.8	−0.17	−0.59	0.42	0.42
HD 187321	−2.5	−1.1	−2.76	...	...	...
HD 194359	−0.2	1.0	−0.51	−0.47	0.59	−0.04
HD 215242	−0.6	−0.9	−1.51	−4.61	2.98	3.10

than, or of the same order of, the errors on M_V. Hence, the total magnitudes M_V derived from our study are compatible with *Hipparcos* data.

This comparison nevertheless shows that the spectral classification of HD 186203 as G2 Ib–II+B5 V is only marginally compatible with *Hipparcos* data, although it leads to a very good agreement with differential photometry data (see Table 4).

6. CONCLUSION

Over the last 10 years, the PISCO speckle camera of Observatoire Midi-Pyrénées has proven to be well adapted to efficiently perform relative astrometry of binary and multiple stars. This work has shown it could also be used for photometric purposes.[4]

[4] The last observations with PISCO were made in 1998 at Pic du Midi Observatory (France). An international project has just started to install PISCO with the ICCD on the 2 m telescope of Rhozen Observatory (Bulgaria).

The full process from the data acquisition of simulated astronomical targets to the restored images and final photometric measurements was successfully tested in the laboratory with an optical test bench experiment.

Confrontation of photometry obtained with PISCO on astronomical targets with data from other sources showed a very good agreement, with a typical difference of less than 0.2 mag for individual components of close double systems. The absolute visual magnitudes of the cool giant stars that we determined are in good agreement with Schmidt-Kaler (1982) and Keenan & Barnbaum (1999).

We would like to thank the technical staff of the Télescope Bernard Lyot for providing assistance during the observations. We are grateful to D. Mourard, who lent us the CAR detector. We are indebted to the referee, E. Keith Hege, for his useful comments and suggestions, especially about the photon noise bias calibration.

REFERENCES

Aristidi, E., et al. 1999, A&AS, 134, 545
Batten, A. H., Fletcher, J. M., & MacCarthy, D. G. 1989, Publ. Dom. Astrophys. Obs. Victoria, 17, 1
Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Fagotto, F., & Nasi, E. 1994, A&AS, 106, 275
Bidelman, W. P. 1958, PASP, 70, 168
Carquillat, J.-M., Jaschek, C., Jaschek, M., & Ginestet, N. 1997, A&AS, 123, 5
Cowley, A. P. 1976, PASP, 88, 95
Dainty, J. C., & Greenaway, A. H. 1979, J. Opt. Soc. Am., 69, 786
Douglass, G. G., Hindsley, R. B., & Worley, C. E. 1997, ApJS, 111, 289
Douglass, G. G., Mason, B. D., Rafferty, T. J., Holdenried, E. R., & Germain, M. E. 2000, AJ, 119, 3071
ESA. 1997, *Hipparcos* and Tycho Catalogues (ESA SP-1200) (Noordwijk: ESA)
Fabricius, C., Hog, E., Makarov, V. V., Mason, B. D., Wycoff, G. L., & Urban, S. E. 2002, A&A, 384, 180
Fabricius, C., & Makarov, V. V. 2000, A&A, 356, 141
Germain, M. E., & Douglass, G. G. 2001, AJ, 121, 2239
Germain, M. E., Douglass, G. G., & Worley, C. E. 1999a, AJ, 117, 1905
———. 1999b, AJ, 117, 2511
Ginestet, N., & Carquillat, J.-M. 2002, ApJS, 143, 513
Ginestet, N., Carquillat, J.-M., & Jaschek, C. 1999, A&AS, 134, 473
Ginestet, N., Carquillat, J.-M., Jaschek, C., & Jaschek, M. 1997, A&AS, 123, 135
Ginestet, N., Carquillat, J.-M., Jaschek, M., & Jaschek, C. 1994, A&A, 108, 359
Ginestet, N., Carquillat, J.-M., Jaschek, M., Jaschek, C., Pédoussaut, A., & Rochette, J. 1992, Atlas de Spectres Stellaires (Toulouse: Obs. Midi-Pyrénées)
Goodman, J. W. 1985, Statistical Optics (New York: Wiley)
Hartkopf, W. L., Mason, B. D., & McAlister, H. A. 1996, AJ, 111, 370
Hege, E. K., Eckart, A., & Christou, J. C. 1986, Proc. SPIE, 627, 772
Hege, E. K. 1989, Diffraction-limited Imaging with Very Large Telescopes, ed. D. M. Alloin & J.-M. Mariotti (Dordrecht: Kluwer), 113
Hoffleit, D., & Jaschek, C. 1982, Bright Star Catalogue (New Haven: Yale Univ. Obs.)
Høg, E., et al. 2000, A&A, 357, 367
Horch, E. P., Robinson, S. E., Meyer, R. D., van Altena, W. F., Ninkov, Z., & Piterman, A. 2002, AJ, 123, 3442
Ismailov, R. M. 1992, A&AS, 96, 375
Keenan, P. C., & Barnbaum, C. 1999, ApJ, 518, 859
Labeyrie, A., Bonneau, D., Stachnik, R. V., & Gezari, D. Y. 1974, ApJ, 194, L147
Lannes, A. 1988, Proc. NOAO-ESO Conference on High Resolution Imaging by Interferometry II, ed. J. M. Beckers & F. Merckle (Garching: ESO), 169
Lannes, A., Roques, S., & Casanove, M. J. 1987a, J. Mod. Opt., 34, 161
———. 1987b, J. Mod. Opt., 34, 321
Nakajima, T. 1988, J. Opt. Soc. Am., 5, 1477
Pickles, A. J. 1998, PASP, 110, 863
Popper, D. M., & McAlister, H. A. 1987, AJ, 94, 700
Pourbaix, D. 1999, A&A, 348, 127

Prieur, J.-L., Koechlin, L., André C., Gallou, G., & Lucuix, C. 1998, Exp. Astron., 8, 297
Prieur, J.-L., Lannes, A., & Cullum, M. 1991, Proc. of the NOAO-ESO Conf. on High Resolution Imaging by Interferometry II, ed. J. M. Beckers & F. Merckle (Garching: ESO), 353
Prieur, J.-L., et al. 2002, ApJS, 142, 95 (Paper I)
Roberts, L. C. 1999, PASP, 650, 1999
Scardia, M. 1983, Astron. Nachr., 304, 257
Schmidt-Kaler, Th. 1982, in Landolt-Börnstein, New Series, Gr.6, Vol.2-B (Berlin: Springer), 1
Schoeller, M., Balega, I. I., Balega, Y. Y., Hofmann, K.-H., Reinheimer, T., & Weigelt, G. 1998, Soviet Astron. Lett., 24, 283
ten Brummelaar, T. A., Mason, B. D., McAlister, H. A., Roberts, L. C., Jr., Turner, N. H., Hartkopf, W. I., & Bagnuolo, W. G., Jr. 2000, AJ, 119, 2403
Tokovinin, A. A., & Gorynya, N. A. 2001, A&A, 374, 227
Wirnitzer, B. 1985, J. Opt. Soc. Am., 2, 14
Worley, C. E., Mason, B. D., & Wycoff, G. L. 2001, AJ, 122, 3484

Publications of the Astronomical Society of the Pacific, **116**:778–789, 2004 August
© 2004. The Astronomical Society of the Pacific. All rights reserved. Printed in U.S.A.

Automatic Determination of Wind Profiles with Generalized SCIDAR

J.-L. Prieur

Laboratoire Universitaire d'Astrophysique (UMR 5572), Observatoire Midi-Pyrénées, CNRS, 14 Avenue Edouard Belin, 31400 Toulouse, France; jean-louis.prieur@obs-mip.fr

R. Avila[1]

Centro de Radioastronomía y Astrofísica, Universidad Nacional Autónoma de México, Apartado Postal 3-72, Morelia, Michoacán, C.P. 58089, México; r.avila@astrosmo.unam.mx

G. Daigne

Observatoire Aquitain des Sciences de l'Univers (UMR 5804), B.P. 89, F-33270 Floirac, France; daigne@obs.u-bordeaux1.fr

and

J. Vernin

Laboratoire Universitaire d'Astrophysique de Nice (UMR 6525), Université de Nice, Sophia Antipolis, CNRS, Parc Valrose, 06108 Nice Cedex 2, France; jean.vernin@unice.fr

Received 2004 May 17; accepted 2004 June 7; published 2004 July 30

ABSTRACT. We present an iterative, potentially automated method for deriving wind profiles from generalized scintillation detection and ranging (SCIDAR) measurements, which can work in a nonsupervised mode. It is an extension of our CLEAN-based method previously developed for C_N^2 profile determination. The algorithm is based on a morphological analysis of the cross-correlation function of consecutive scintillation irradiance frames, with the introduction of some knowledge from the C_N^2 profiles, which are determined from the autocorrelation of those frames. This method was successfully tested on data from the site-testing observations made at San Pedro Mártir in 2000, even for the most difficult cases.

1. INTRODUCTION

The SCIDAR (scintillation detection and ranging) method was proposed by Rocca et al. (1974) to characterize the atmospheric turbulence that perturbs astronomical observations. This method is based on an analysis of the autocorrelation of irradiance images of a binary star in the pupil plane. It allows the determination of (1) vertical profiles of the refractive-index structure constant $C_N^2(h)$, which characterizes the strength of the optical turbulence, and (2) the velocities $\boldsymbol{V}$ of the turbulent layers.[2]

The original SCIDAR method did not allow the determination of the turbulence of layers located close to the ground or inside the dome. To allow such a determination, Fuchs et al. (1998) proposed shifting the (virtual) plane of analysis a few kilometers below the pupil plane. Avila et al. (1997) implemented this method on a telescope. This extension of the SCIDAR method is known as generalized SCIDAR (noted here as GS).

In the last few years, extensive observation campaigns have been performed using GS to study the turbulence above astronomical observatories (Avila et al. 1998, 2003; Klückers et al. 1998; Vernin et al. 2000; McKenna et al. 2003).[3] Although profiles of $C_N^2(h)$ are routinely calculated from those observations, using maximum entropy methods (Vernin 1992; Klückers et al. 1998) or CLEAN (Prieur et al. 2001), few papers presenting wind profiles have been published (Klückers et al. 1998; Avila et al. 2001, 2003; Vernin et al. 2000). The main reason is that wind parameters are rather difficult to retrieve from SCIDAR (or GS) data. To our knowledge, the only interactive programs that do so are very tedious (Avila et al. 2001). We present here the results of our investigations into an automatic determination of wind profiles that can be run in batch mode on large amounts of data.

2. THE SCIDAR METHOD

The SCIDAR technique has been the subject of many papers (e.g., Rocca et al. 1974; Vernin & Azouit 1983; Caccia et al. 1987; Avila et al. 1997; Klückers et al. 1998; Prieur et al. 2001). Here we present only the guidelines of the method in order to introduce the quantities that are useful for this paper.

In this section, we assume that the observations are per-

[1] On leave at the Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México.

[2] In this paper, two-dimensional vectors are noted in bold.

[3] See also online data provided by M. Chun at http://kolea.ifa.hawaii.edu/~mchun/mkseeing/MKSCSCIDAR.html.

formed at the zenith. For nonzero zenith angle γ, the altitude h should be replaced by $h\cos^{-1}(\gamma)$ in all equations.

2.1. Principle of the $C_N^2(h)$ Measurements

Let us first consider the observation of a single star in the presence of a single thin turbulent layer at altitude h above the ground, with a thickness δh and a refractive-index structure constant $C_N^2(h)$. This layer introduces phase fluctuations in the light path, which generate intensity fluctuations (i.e., "scintillation") at ground level, with a covariance of $\mathcal{C}(\boldsymbol{r}, h)\, C_N^2(h)\, \delta h$. Assuming that the phase fluctuations produced by the layer have a Kolmogorov spectrum, it can be shown that

$$\mathcal{C}(\boldsymbol{r}, h) = 0.66\pi^{1/3}\lambda^{-2}\int d\boldsymbol{f}\, f^{-11/3} \times \sin^2(\pi\lambda h f^2)\exp(-2i\pi\boldsymbol{f}\cdot\boldsymbol{r}), \tag{1}$$

where $\boldsymbol{f}$ represents the two-dimensional spatial frequency, and f is its modulus. Hence, the contribution $\sigma_I^2(h)$ of this layer to the total scintillation variance σ_I^2 at ground level is given by

$$\sigma_I^2(h) \equiv \mathcal{C}(0, h)\int_{h-\delta h/2}^{h+\delta h/2} C_N^2(h)\, dh = 19.12\lambda^{-7/6}h^{5/6}J(h), \tag{2}$$

where $J(h)$ is the "optical turbulence factor" of this layer:

$$J(h) = \int_{h-\delta h/2}^{h+\delta h/2} C_N^2(h)\, dh. \tag{3}$$

In the case of a double star whose components have an angular separation $\boldsymbol{\rho}$, the scintillation pattern is duplicated at ground level, with a horizontal distance $\boldsymbol{\rho}h$ between the two patterns. Hence, we can easily derive profiles of $C_N^2(h)$ by analyzing the mean spatial autocorrelation function of short-exposure images of the scintillation pattern produced by a double star. This is the principle of the SCIDAR technique.

In classical SCIDAR, the telescope pupil is imaged onto the detector, which makes the technique insensitive to turbulence close to the ground, because the scintillation variance is proportional to $h^{5/6}$ (see eq. [2]). In GS, the plane of the detector is made the conjugate of a plane at a distance $h_{\rm GS}$ (the analysis plane), which lies a few kilometers below the telescope pupil (i.e., $h_{\rm GS} < 0$). In this case, the turbulence near the ground, including that in the telescope dome, becomes detectable, because the relevant distance of scintillation produced by a turbulent layer at altitude h is now $H = h - h_{\rm GS}$, which is indeed the distance between the phase screen and the plane of observation (see Fig. 1). Therefore, equations (1) and (2) remain valid when simply replacing h with H.

Since the different turbulent layers are statistically independent, the contribution of each one is added, and the total theoretical autocorrelation function can be written as (see Roddier 1981)

$$C^{**}(\boldsymbol{r}) = \int_{-h_{\rm GS}}^{+\infty} dh\, C_N^2(h)\big[a\,\mathcal{C}(\boldsymbol{r}, H) + b\,\mathcal{C}(\boldsymbol{r} - \boldsymbol{\rho}H, H) + b\,\mathcal{C}(\boldsymbol{r} + \boldsymbol{\rho}H, H)\big]. \tag{4}$$

The factors a and b of equation (4) are given by

$$a = \frac{1+\alpha^2}{(1+\alpha)^2} \quad \text{and} \quad b = \frac{\alpha}{(1+\alpha)^2}, \quad \text{with} \quad \alpha = 10^{-0.4\Delta m}, \tag{5}$$

where Δm is the magnitude difference of the double star.

Hence, all the information that is needed to retrieve $C_N^2(h)$ is contained in a radial section of $C^{**}(\mathbf{r})$ along the double-star separation. Furthermore, it is convenient to isolate the satellites from the central peak, because in the latter the contribution of each layer is indistinguishable from that of the others since they are added, and it contains the uncorrelated noise. The result of the radial section (x direction) and of the isolation of, say, the peak on the left-hand side (located at $x_{\rm left}$), for experimental data, can be expressed as

$$B_{\rm GS}^{**}(x) = \int_{-h_{\rm GS}}^{+\infty} dh\, K(x - x_{{\rm left},H})\; C_N^2(h) + N(x). \tag{6}$$

Here $N(x)$ is the noise, and the kernel $K(x - x_{{\rm left},H})$ is a radial section of $b\,\mathcal{C}(\boldsymbol{r} - \boldsymbol{\rho}H, H) * S(\boldsymbol{r})$, where $S(\boldsymbol{r})$ is the autocorrelation of the impulse response (the point-spread function; PSF) of the detector. The determination of $C_N^2(h)$ is thus an inverse problem, obeying equation (6), which is a Fredholm-type equation. It can be solved by various numerical methods; for instance, by using a maximum-entropy algorithm (e.g., Vernin 1992) or CLEAN (e.g., Prieur et al. 2001).

Vernin & Azouit (1983) showed that $\Delta\mathcal{R}(h)$, which is the equivalent radius (full width at half-maximum) of a correlation peak for a given layer at altitude h, is proportional to $(\lambda[h - h_{\rm GS}])^{1/2}$. The proportionality constant has been determined by Prieur et al. (2001) to be equal to 0.78, so that

$$\Delta\mathcal{R}(h) = 0.78\sqrt{\lambda(h - h_{\rm GS})}. \tag{7}$$

2.2. Principle of Wind Velocity $V(h)$ Measurements

In what follows, we assume that the turbulent structures are carried by the mean wind, without deformation. This assumption is known as the "Taylor hypothesis" and is valid for short enough time intervals. In this case, the scintillation pattern

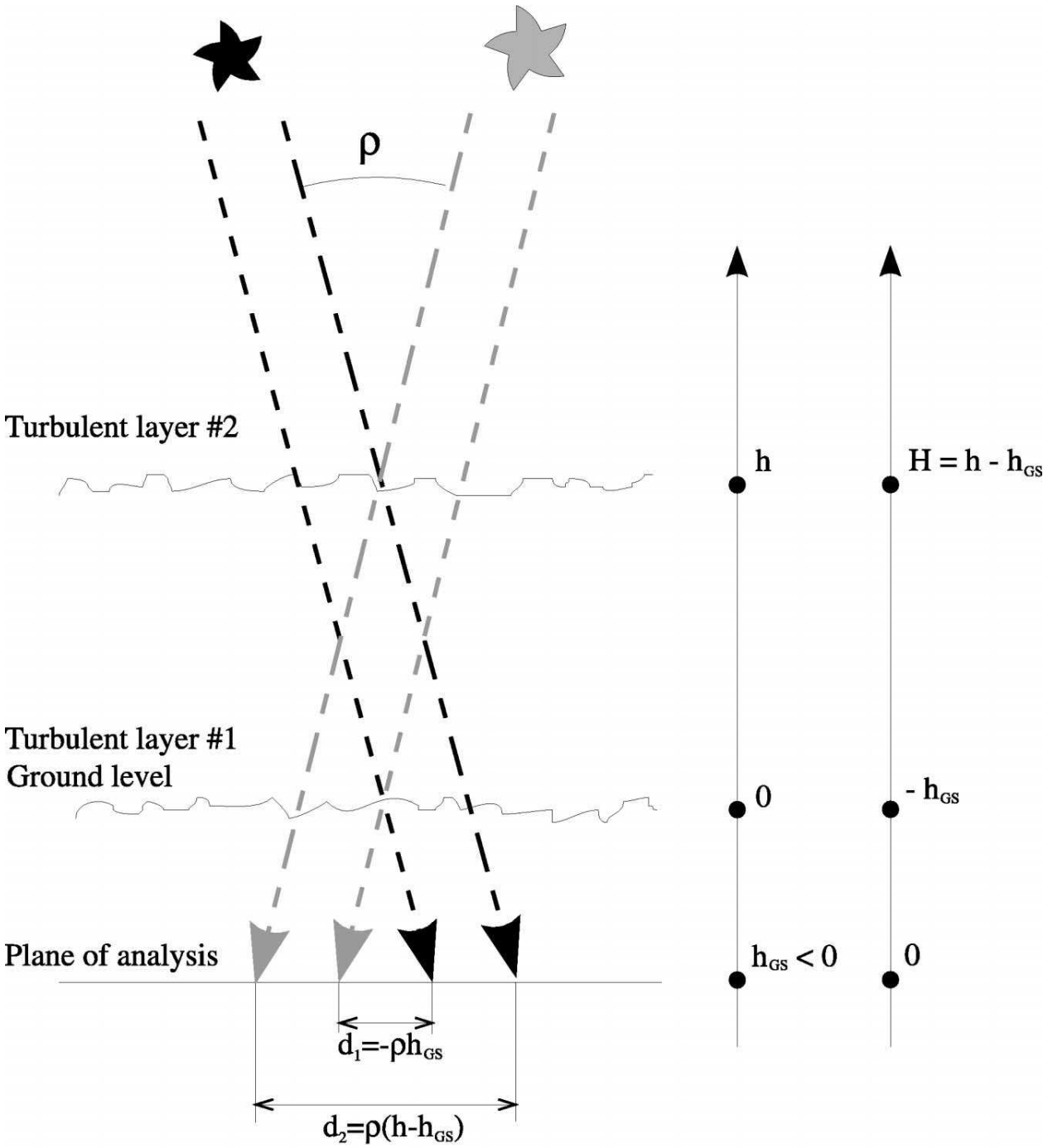

FIG. 1.—Principle of generalized SCIDAR.

produced by a layer at altitude h, where the mean (horizontal) wind velocity is $\boldsymbol{V}(h)$, moves on the analysis plane a distance of $\boldsymbol{V}(h)\,\Delta t$ in a time Δt. Hence, $\boldsymbol{V}(h)$ can be determined by analyzing the cross-correlation of pairs of scintillation images taken at times separated by Δt. As in the case of the autocorrelation (see § 2.1), the presence of a turbulent layer at height H produces a triplet in the cross-correlation function, with a separation of $\pm\boldsymbol{\rho}H$ between the central peak and the satellites. But here the central peak is no longer situated at the origin; it is located at the point $\boldsymbol{r} = \boldsymbol{V}(h)\,\Delta t$. In the case of multiple

layers, by analogy with equation (4), the cross-correlation can be written as

$$\mathcal{C}_c^{**}(\boldsymbol{r}, \Delta t) = \int_{-h_{\rm GS}}^{+\infty} dh\, C_N^2(h) \Big\{ a\, \mathcal{C}_c\big[\boldsymbol{r} - \boldsymbol{V}(h)\Delta t, H\big] + b\, \mathcal{C}_c\big[\boldsymbol{r} - \boldsymbol{V}(h)\Delta t - \boldsymbol{\rho} H, H\big] + b\, \mathcal{C}_c\big[\boldsymbol{r} - \boldsymbol{V}(h)\Delta t + \boldsymbol{\rho} H, H\big]\Big\}. \quad (8)$$

$\mathcal{C}_c$ differs slightly from $\mathcal{C}$ (eq. [4]), because of a certain amount of temporal decorrelation of the scintillation (partial failure of the Taylor hypothesis) and a possible fluctuation of $\boldsymbol{V}(h)$ during the integration time. Those two effects respectively reduce the amplitude of the scintillation covariance and widen it (Caccia et al. 1987). In the current implementation of our method, we have assumed that $\mathcal{C}_c(\boldsymbol{r}, H) \propto \mathcal{C}(\boldsymbol{r}, H)$ and have neglected the (small) width increase. The absence of artifacts in the residual maps that we have obtained so far indicates that this assumption was valid for the data we have processed with our method.

2.3. Sensitivity of the Method

Experimentally, we are limited to a finite pupil size, and the intensity of $B_{\rm GS}^{**}(x)$ of equation (6) is modulated (i.e., multiplied) by $P(x)$, the autocorrelation of the pupil. We can thus expect that the noise increases with x, the abscissa of the secondary peak. As shown in Figure 1, this quantity is proportional to $\boldsymbol{\rho}$, the angular separation of the binary, and to $h_{\rm GS}$, the distance of the analysis plane from the ground. Hence, for GS observations, one should select binaries so as to obtain a good compromise between large values of x (to allow a good separation of turbulent layers with a high resolution in altitude) and small values of x (to reduce the noise).

Tokovinin (1997) has shown that when neglecting the readout noise, the statistical rms noise of $B_{\rm GS}^{**}(x)$ per frame is given by

$$\Delta B_{\rm GS}^{**}(x) = (a\, \sigma_I^2 + 1/N_{\rm ph}) / \sqrt{M(x)}, \quad (9)$$

where $N_{\rm ph}$ is the mean number of photons per coherence area of the scintillation pattern (radius r_c), and $M(x)$ is the number of independent cells (i.e., the ratio of $P[x]$, the overlapping pupil area, to πr_c^2, the coherence area of the scintillation patterns). Following Vernin & Azouit (1983), we take r_c equal to the Fresnel radius of the turbulent layer that dominates the scintillation pattern (i.e., with the largest $\sigma_I^2[h]$). We then have $r_c = (\lambda H_0/2\pi)^{1/2}$ by noting H_0, the distance of that layer to the plane of analysis, and

$$M(x) = 2P(x)/(\lambda H_0). \quad (10)$$

When considering equation (6) at $x_{\rm left}$ (the center of the left satellite), we can estimate the uncertainty of the optical turbulence factor (see eq. [3]):

$$\Delta J(x_{\rm left}) = \frac{\Delta B_{\rm GS}^{**}(x_{\rm left})}{K(0, H)}, \quad (11)$$

where $K(0, H) = b\, \mathcal{C}(0, H) * S(0)$. Using equations (2), (9), and (10), it becomes

$$\Delta J(x_{\rm left}) = \frac{(3.70)10^{-2}\, \lambda^{5/3} H^{-5/6} H_0^{1/2}\, (a\, \sigma_I^2 + 1/N_{\rm ph})}{b\sqrt{P(x)}}. \quad (12)$$

This noise can be reduced by averaging the signal on n independent frames and integrating it over the full area of the satellites. More generally, the total noise for the estimation of J for a given layer from the measurement of a triplet can then be approximated with

$$N_J(H) \approx \frac{\Delta J(x_{\rm left})}{c_\tau \sqrt{n} \sqrt{H/H_0}}, \quad (13)$$

where c_τ is an attenuation factor of various origins that affects the signal, such as the decorrelation due to the length of the integration time, the nonsteadiness of the atmospheric turbulence, and the deviations from Taylor's assumption. We have found via experimentation that a typical value of c_τ is ~0.7. The term $\sqrt{H/H_0}$ takes into account the reduction of noise due to the possible integration of the signal on a disk of diameter $\Delta\mathcal{R}(h)$ (see eq. [7]).

3. AUTOMATIC WIND VELOCITY MEASUREMENTS

3.1. Introduction

From the previous section, we see that the basic problem in obtaining wind velocity profiles from the cross-correlation function $\mathcal{C}_c^{**}$ is to detect the triplets produced by the turbulent layers. For each triplet, the wind parameters (horizontal amplitude and direction) can be derived from the position of the central peak, whereas the altitude of the layer is computed from the distance between the two satellites.

The experimental data consist of images that are measurements of the two-dimensional spatiotemporal cross-correlation function $\mathcal{C}_c^{**}(\boldsymbol{r}, \Delta t)$ (with $\Delta t = 20$ or 40 ms). In what follows, we assume that they have been filtered out from experimental noise and rotated so that the lines (x axis, in the following) are parallel to the direction of separation of the binary, since those assumptions were true for the cross-correlation data that we have used to test our method.

3.2. Principle of our Method

We have chosen to use an iterative approach based on the CLEAN algorithm, as we did for the inversion of C_N^2 profiles for SCIDAR measurements (Prieur et al. 2001). We wanted to take advantage of the experience acquired working with the interactive program developed by Avila et al. (2001), which had a demonstrated efficiency in providing good measurements. With that program, the peaks are removed from the cross-correlation function using successive steps. For each step, the location of the central peak and satellites of a triplet are manually entered by the user and then removed from the cross-correlation function. The user performs as many iterations as necessary in order to obtain a final image that is free of any detectable peaks.

The method we propose is an "automated version" of Avila et al.'s program. For each iteration, the image is scanned for a central peak and two satellites. The validity of this triplet is determined through an analysis of the morphology, the brightness of the peaks, and the scintillation variance expected at the corresponding altitude. When all criteria are satisfied, the parameters of this layer (altitude, wind velocity, and direction) are stored in a file, and this triplet is removed (i.e., "cleaned"). The resulting image is called a "residual map," whereas the image that is built with the valid triplets is called a "clean map." The program proceeds with successive iterations in order to detect (and then remove) all the triplets that are associated with turbulent layers.

3.3. Description of the Algorithm

Here we define the main objects used in this section. The `cpeaks` and `clusters` are associated with the central peaks and the satellites, respectively. The `triplets` are made of two `clusters` and one `cpeak`. CLEAN components that are detected in the CLEAN process are labeled as `cclean`. In our current implementation in C, they are represented as "structures," with many fields used to qualify them (position, intensity, size, etc.). In object-oriented languages, they could be genuine "objects."

The algorithm is presented in Figure 2 and proceeds in four steps.

Step 1: Detection of the Central Peak

We first determine the center of the central peak `cpeak` by looking for the maximum in the current residual map (which is initialized to the cross-correlation function when starting the program). Its intensity is labeled `cpeak.zcent`. A Gaussian function is then fitted within a small region around that maximum, which allows a more precise determination of the location (`cpeak.xcent`, `cpeak.ycent`) of the center of `cpeak`, and thus of the velocity of the possible corresponding turbulent layer(s).

To allow for subsequent detection of the (fainter) satellites, the intensity of `cpeak` needs to be large enough. We use a threshold on `cpeak.zcent` of `xsigma1` for validating this peak. A typical value for `xsigma1` is 6 σ_c, where σ_c is the standard deviation of the background (i.e., area that is free of any triplets) of the cross-correlation function. The program stops when the residual map does not exhibit any maxima larger than this value.

Step 2: Detection of CLEAN Components (Satellites)

Next, an iterative CLEAN processing of the satellites is performed inside the horizontal strip that is centered at (`cpeak.xcent`, `cpeak.ycent`) with a width $\Delta\mathcal{R}$ (see eq. [7]). For each jth iteration, the location of the pixel displaying the maximum intensity is searched for. Its coordinates are noted (`cclean[j].x`, `cclean[j].y`), as is its intensity (`cclean[j].z`). Then the function $\alpha\mathcal{C}(\boldsymbol{r}, H) * S(\boldsymbol{r})$ centered on (`cclean[j].x`, `cclean[j].y`) is subtracted from the current residual map to "clean" this central peak (see § 2). As in most implementations of the CLEAN method, only a fraction of the maximum is "cleaned" at each iteration (we use $\alpha = 0.30$). The value of H, which is needed to compute $\mathcal{C}(\boldsymbol{r}, H)$, is derived from the distance from `cclean[j]` to `cpeak` (see § 2). The iterative process on j stops when the noise level is reached (i.e., `cclean[j].z` < `xsigma2`) or when the number of CLEAN components exceeds a certain limit, `j_max`. A typical value for `xsigma2` is 3 σ_c. The test on `j_max` is needed to avoid problems when `xsigma2` has been set too small.

Step 3: Gathering CLEAN Components into Triplets

A morphological analysis is then performed on the set of CLEAN components `cclean[j]` detected in step 2. The purpose of this analysis is to sort out the numerous components and select those belonging to possible satellites associated with the central peak `cpeak`. This is done in two steps:

1. `group_to_clusters`.—Routine uses a process of iterative morphological analyses to group the `cclean[j]` components into `clusters` that serve as candidates for satellites associated with turbulent layers. First, the density of neighbors within $\mathcal{R}(h)$ (eq. [7]) is computed for each CLEAN component. The component having the maximum density of neighbors is taken as the center of a new cluster, and its neighbors [within $\mathcal{R}(h)$] are associated with this cluster. The components belonging to this cluster are then neutralized for the succeeding iterations. The routine stops when the maximum neighbor density is too small (typically fewer than three).

2. `make_triplets`.—Performs an analysis of those clusters in order to select the pairs that would be good candidates for satellites of a `cpeak` linked to a turbulent layer. When such a pair is found, it constitutes a `triplet`. The criteria used here are strictly morphological: two clusters that are located on the left and on the right of the central peak `cpeak`, respectively, form a new `triplet` when their distances to that peak are similar. At this stage, it is also possible to detect "foreign peaks"; i.e., possible central peaks (and their satellites)

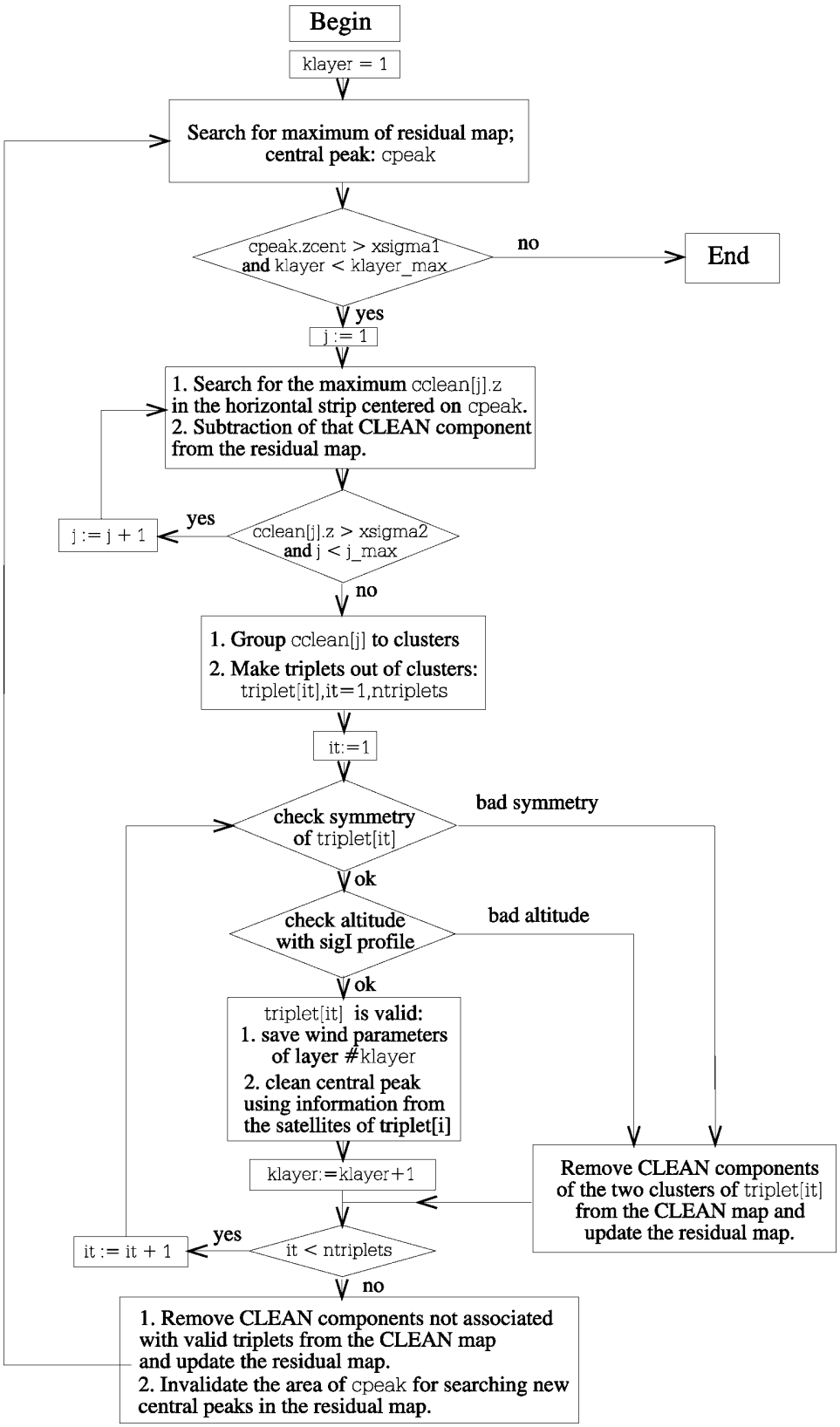

FIG. 2.—Algorithm of our method for computing wind profiles.

that are generated by turbulent layers that have different velocities from that of the layer(s) associated with the central peak `cpeak` (see examples in § 4.1). Indeed, a foreign central peak can be characterized as a bright cluster without a counterpart on the other side (left/right) relative to the central peak `cpeak`, and with some satellites located symmetrically relative to it. Foreign peaks with their corresponding satellites are then processed separately.

At the end of this analysis, all the `cclean[j]` components that do not belong to clusters that have been grouped into `triplets` are removed from the CLEAN map, and the residual map is updated accordingly.

Step 4: Testing the Validity of the Triplets

Two tests of validity are then performed for each `triplet` (`it` loop index in Fig. 2):

1. `check_symmetry`.—Performs a thorough analysis of the symmetry, relative to the central peak, of the two clusters belonging to the `triplet`. For the morphology, we check that the variances in x and y of the left/right distributions of the `cclean` components are similar and that the mean values for y on both sides are also similar. Concerning the intensities, both clusters should have a comparable number of `cclean` components, and the intensity of the central peak should be larger than that of the satellites (see § 2). Here the main difficulty is the possible contamination by a foreign peak that was not detected by the `make_triplets` routine.

2. `check_altitude`.—A final test of the validity of the clusters is done using the C_N^2 profile. The selected clusters should correspond to an altitude H in which the scintillation variance $\sigma_I^2(H)$ is larger than the threshold `xsigma2` used for detecting the satellites in the cross-correlation function. Note that the profile of the scintillation variance is derived from the C_N^2 profile, using equation (2).

In the case of "multiple layers" (i.e., turbulence layers with similar wind velocities and different altitudes), two or more `triplets` are associated with the central peak `cpeak`, and the layer index `klayer` is increased accordingly. Actually, in the current implementation of this program, a more precise determination of the central peak's location is performed for each valid `triplet` by taking into account the location of the two satellites. This allow us to disentangle the cases in which multiple layers have their central peaks superimposed.

Each time a valid triplet is found, the central peak is "cleaned" using the information contained in the satellites. The program removes from that peak $([a\alpha]/b)\mathcal{C}(\boldsymbol{r}, H) * S(\boldsymbol{r})$ (see eqs. [1] and [5]). At the end of the process, some nonnegligible residuals at this location might still remain, since the satellites are not always fully detected, because of the presence of noise. Thus, in order to allow the algorithm to converge, all the pixels belonging to the disk centered at (`cpeak.xcent`, `cpeak.ycent`) with diameter $\Delta\mathcal{R}$ are invalidated for further searches of central peaks in the residual map.

When a `triplet` is rejected during this analysis, all CLEAN components belonging to its two `clusters` are removed from the CLEAN map, and the residual map is updated accordingly.

General Remarks

Note that all the CLEAN components that are not associated with satellites of valid `triplets` are restored to the residual map. They are thus available for processing in subsequent iterations. This allows the successful analysis of complex cases (e.g., examples of § 4.1).

The sensitivity of the algorithm can be easily fine-tuned by changing the values of the two thresholds `xsigma1` and `xsigma2`, which are used to terminate the search for the central peak and the satellites, respectively.

An option of processing structures with a single satellite is also possible. This may be necessary when the binary star is widely separated and/or when the wind velocities are large, such that one of the satellites may extend beyond the cross-correlation map. In this case, the tests for symmetry are invalidated, and the only remaining test is that performed by `check_altitude` with the σ_I^2 profile. To improve stability and avoid a possible avalanche of spurious detections, the thresholds `xsigma1` and `xsigma2` may then need to be enlarged (i.e., the central peak and its satellite must have a better signal-to-noise ratio [S/N] than when full triplets are detected).

4. ANALYSIS OF THE RESULTS

4.1. Examples of Processing

We present here a few examples to illustrate some of the program's typical processing functions.

Multiple Layers

The detection of layers that have similar velocities is rather difficult, since the corresponding central peaks are superimposed. Triplets 1 and 2 in Figures 3*a*–3*b* illustrate this. Moreover, the left-side satellite of triplet 1 is mixed with the central peak of triplet 5. Despite these two potential problems, the program clearly identified each layer (via the detection of "multiple layers"; see step 4 of § 3.3). The pairs of clusters corresponding to layers 1 and 2 and located at different altitudes are grouped with the same central peak to form two triplets. After the validation of the triplets, the accurate location of the central peaks is then set to the mean of the corresponding satellite centers.

Thick Layer

Rather frequently, the data show comma-like structures that correspond to a series of layers at similar altitudes (a so-called "thick layer") and at significantly different velocities. An ex-

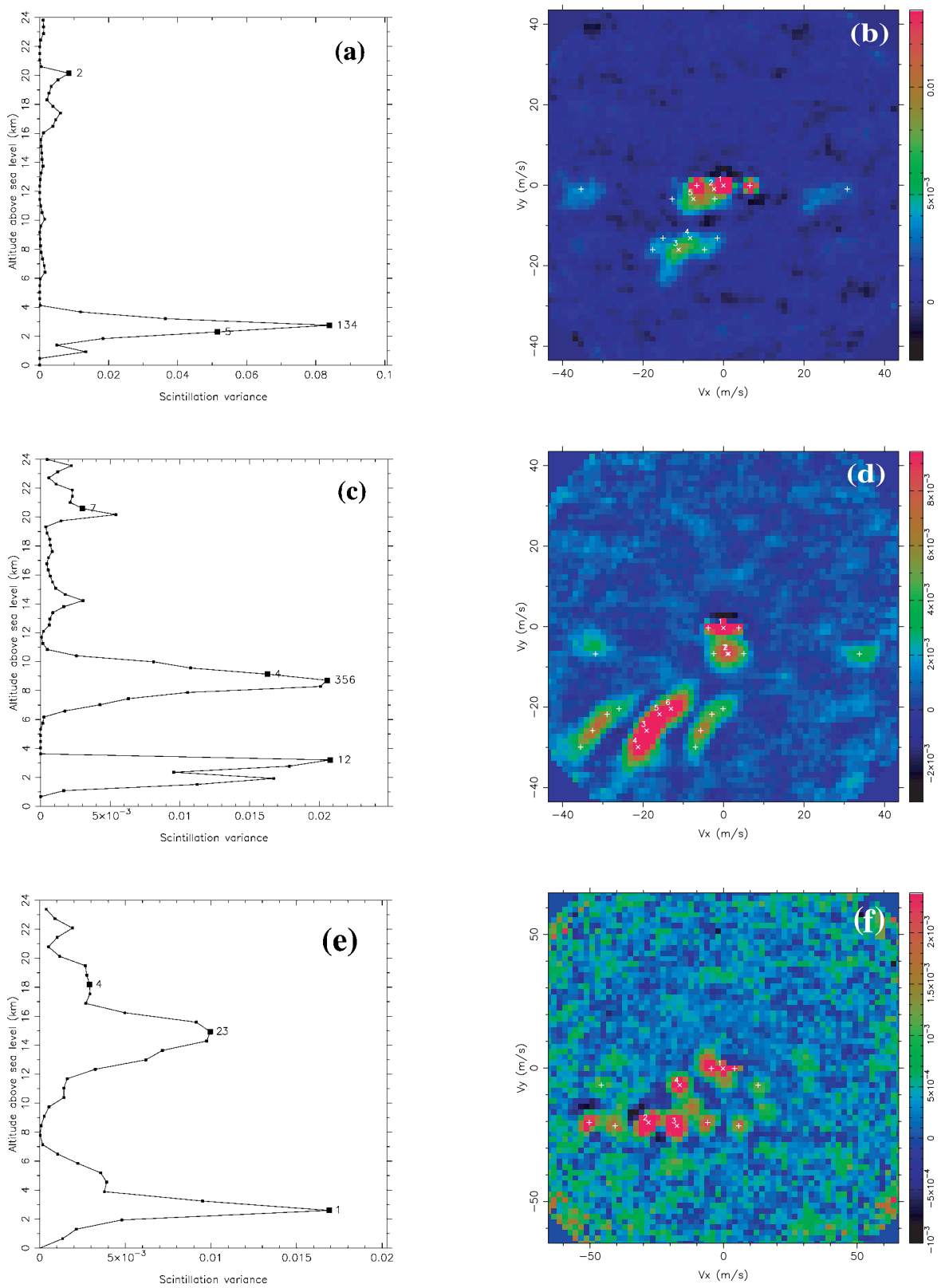

FIG. 3.—Examples of processing. (*a*, *b*) Multiple layers with similar velocities. (*c*, *d*) Thick layer with a velocity gradient. (*e*, *f*) Superimposed triplets. Left-column images (*a*), (*c*), (*e*) show the scintillation variance profile; right-column images (*b*), (*d*), (*f*) show the cross-correlation function, with crosses on the detected peaks (× for central peaks, + for satellites).

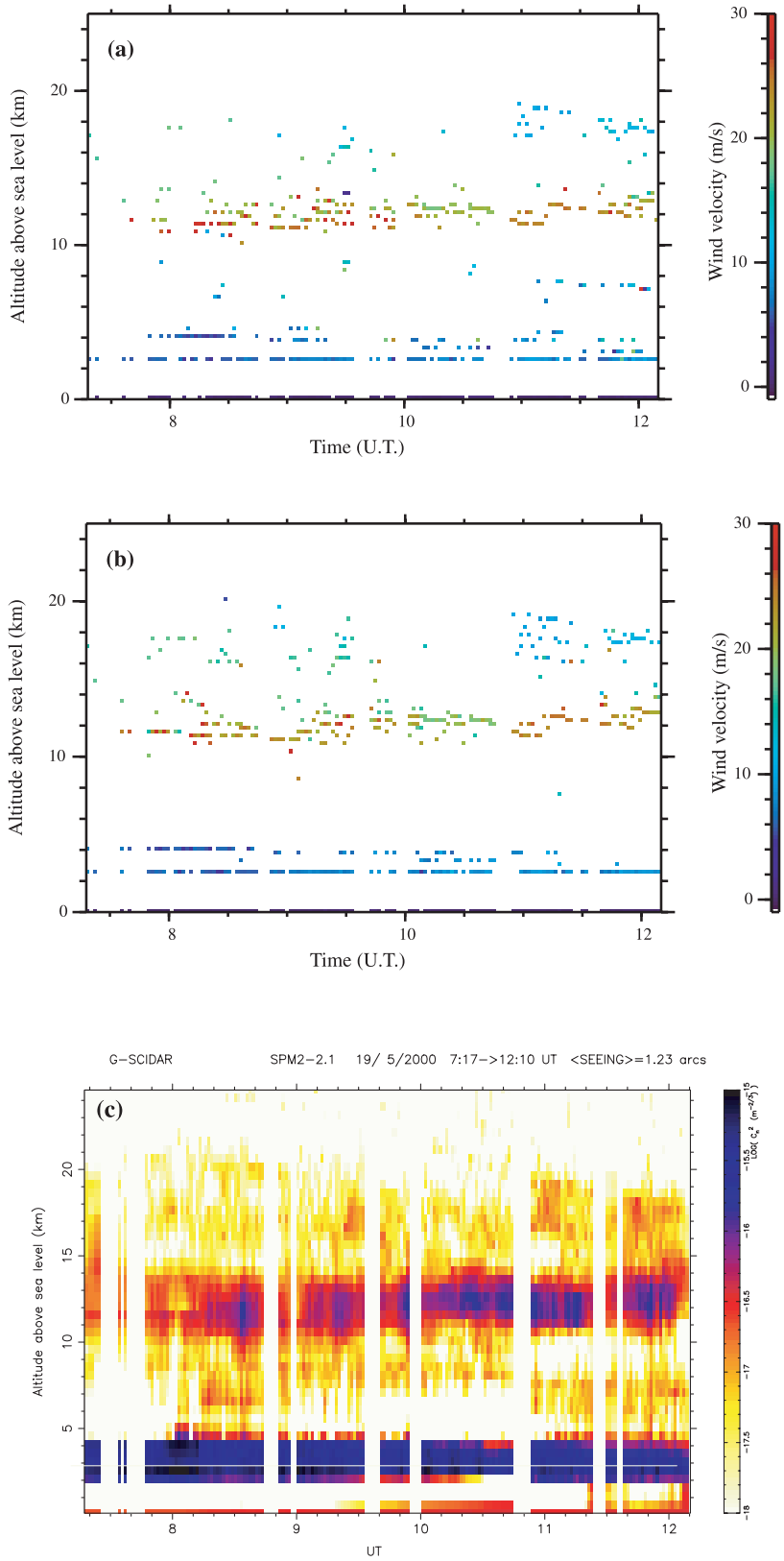

FIG. 4.—Vertical wind velocity profiles measured with (*a*) automatic and (*b*) interactive procedures. The corresponding C_N^2 profile is displayed in (*c*). (Data from night of 2000 May 19.)

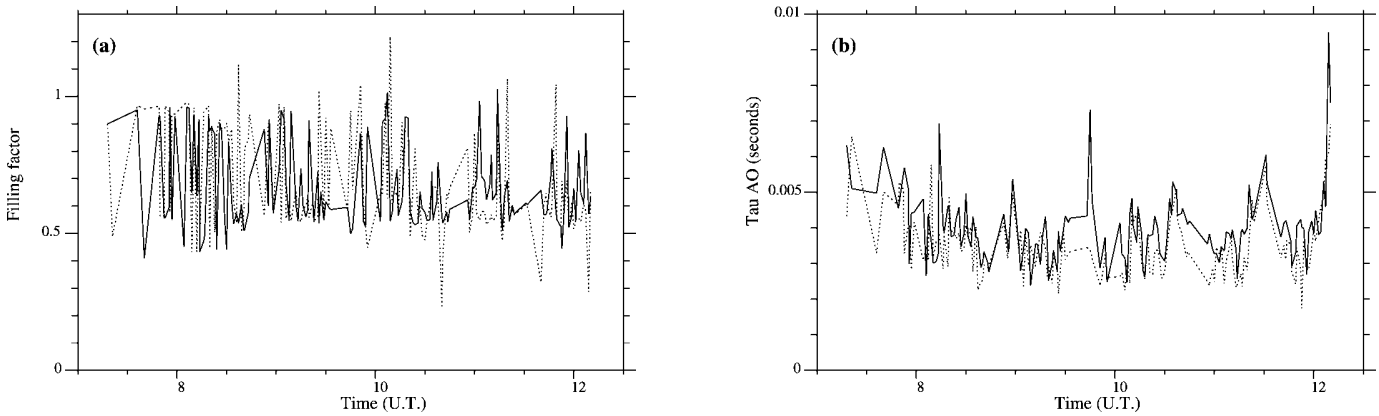

FIG. 5.—(*a*) Filling factor and (*b*) τ_{AO}, obtained with automatic (*solid line*) and interactive (*dashed line*) procedures, vs. the time of observation. (Data from night of 2000 May 19.)

ample of this is presented in Figure 3*d*. Here the program identifies four layers in the "comma" structure on the bottom left corner of the cross-correlation maps. As shown in Figure 3*c*, layers 3, 5, and 6 are located at the same altitude, whereas layer 4 is slightly higher. Indeed, when the altitude differences are smaller than the GS altitude resolution $\Delta\mathcal{R}(h)/\boldsymbol{\rho}$ (see eq. [7]), the same (mean) altitude is attributed to those layers.

Mixed-up Case

Figure 3*f* illustrates a particularly difficult situation in which triplets are mixed up along the same line (triplets 2 and 3 here). This figure shows that the program is effectively able to handle such situations. As explained in § 3.3, this can be done in two ways: either by identifying a "foreign" central peak and its satellites during the processing of the brightest (and first detected) central peak, or by rejecting all the clusters not associated with the brightest central peak during this processing, and by a specific processing of the "foreign" triplet during the subsequent iteration, which starts by the detection of the central foreign peak.

Wind Velocity at Ground Level

When the separation of the double star and/or the distance of the analysis-plane from the pupil (h_{GS}) are not large enough, the turbulence near the ground can produce triplets with satellites that are partially superimposed on the central peak.

This is the case for layers 1 and 2 in Figure 3*d* and layer 1 in Figure 3*f*. As can be seen, the program ably handles this complexity. For altitudes close to the ground level, the program works on the concept of "pattern recognition." The clusters corresponding to the satellites are identified by a thorough analysis of the intensity profile around the central peak.

The detection of the wind at ground level is a very important feature, because it enables us to determine the C_N^2 inside the telescope dome. As explained by Avila et al. (2001), when two layers are detected at ground level with zero and nonzero velocities, respectively, then the first layer can be attributed to the turbulence inside the dome.

4.2. Comparison with Interactive Processing

In this section, we compare the results derived using this method to those obtained by Avila et al. (2003) with the "interactive" data reduction. We have used the campaign of GS observations performed in 2000 with the 2.1 m telescope at San Pedro Mártir (SPM), which are described in Avila et al. (2003).

In Figures 4*a* and 4*b*, we show the velocity profiles obtained for the night of 2000 May 19 using the automatic and interactive programs, respectively. In this example, a good compromise between sensitivity and robustness was obtained with `xsigma1` ~7 and `xsigma2` ~2.4. For each observation, we have plotted a black dot at altitude zero when the turbulence inside the dome (with zero velocity) was detected. Thus, it clearly appears that our program very effectively detects the turbulence layers close to ground level, and even inside the dome. Furthermore, the detection rates in automatic and interactive modes are very similar.

The C_N^2 profiles measured during that observation are displayed in Figure 4*c*. The night can be considered typical, with the highest velocity winds at around 30 m s^{-1} for the turbulent layers at high altitudes, in the range of 10–15 km. In this plot, the altitude of the SPM observatory at 2800 m is indicated by a white line.

Figures 4*a* and 4*b* show that the results obtained by the interactive and automatic modes are in very good agreement, especially for altitudes with a C_N^2 showing good S/N. Indeed, for the files we have processed, the main differences between the two modes were found to exist in altitudes with small levels of turbulence, which corresponds to a small S/N for the C_N^2 profiles. But there also remain some particularly difficult situations that result in significant differences between the inter-

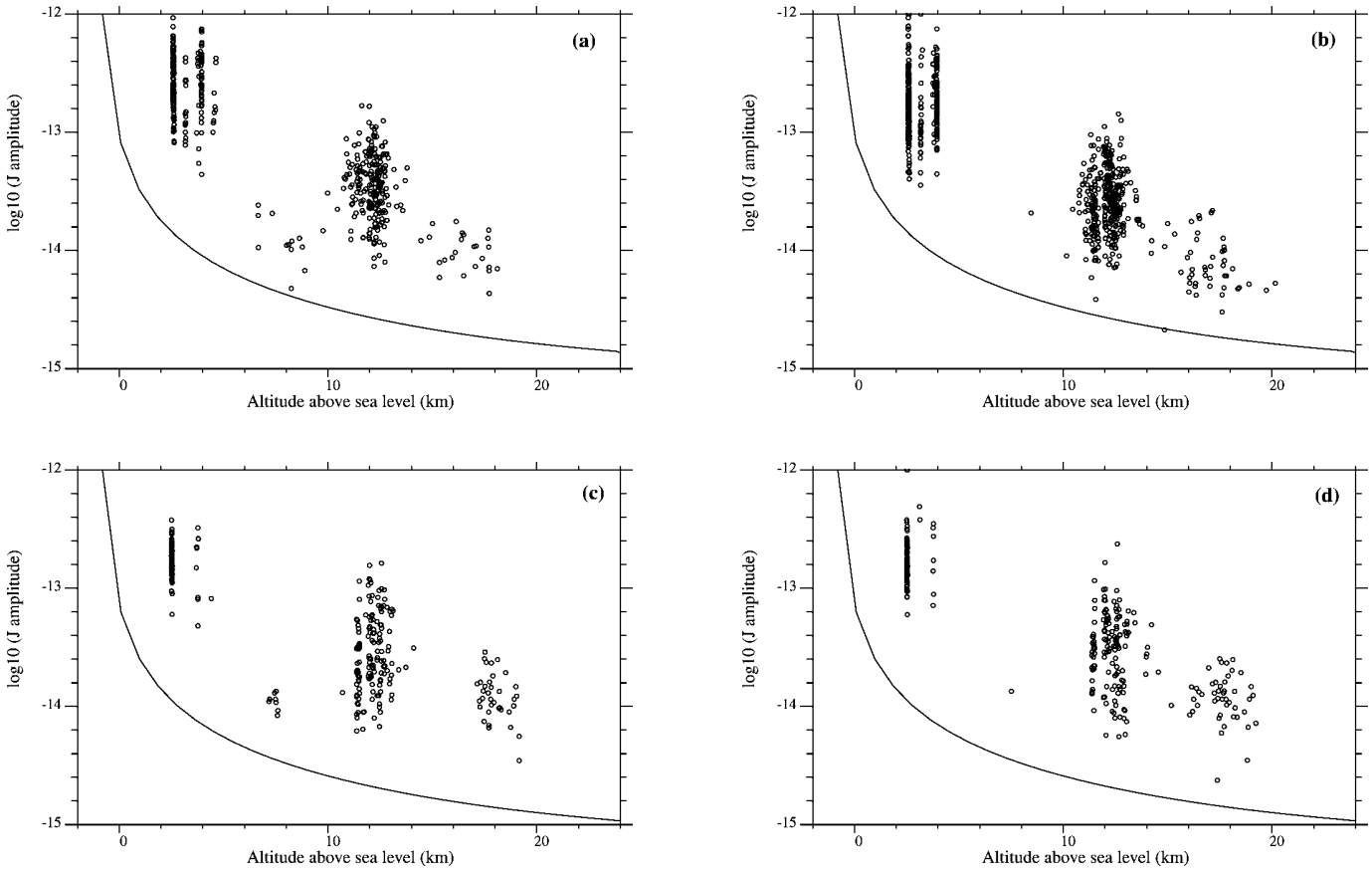

FIG. 6.—Optical turbulence factors (*open circles*) of the layers detected with (*a*, *b*) automatic (*b*, *d*) and interactive procedures for (*a*, *b*) ζ CrB and (*c*, *d*) 95 Her. The theoretical detection curve corresponding to S/N = 3 is plotted as a solid line. (Data from night of 2000 May 19.)

active and automatic procedures, despite good S/Ns. The program (and humans) may not detect all the layers, or may give false detections, or both. This rate of false detection is dependent on the complexity of the situation and on the values of `xsigma1` and `xsigma2`, which fine-tune the sensitivity.

Of course this program is not perfect. Despite all our efforts, it cannot integrate all the wisdom of the human brain. There will always be situations in which a skilled user will be superior to this program and could detect turbulent layers with lower S/Ns or could more ably disentangle particularly complex cases. The CLEAN-based process we have chosen is versatile and allows a full integration of the automatic and interactive modes. In the current version of our program, the user can interactively add or remove triplets in the results obtained in the automatic mode. For desperate cases, the user can even process everything in the interactive mode alone.

We can quantify the level of detection using the *filling factor*, which is defined as the ratio of the sum of $J(h)$ for the detected layers over the total sum of $J(h)$ for all layers. In Figure 5*a*, we show the filling factor versus the time of observation for the measurements from May 19. In this figure, one can see that the automatic and interactive procedures lead to very similar filling factors, which indicates that the detection levels are nearly the same in both cases. The parameters that can be derived from the two sets of measurements are also very similar. Figure 5*b* shows an example of $\tau_{\rm AO}$, which is the coherence time for full-correction adaptive optics derived from the turbulence and wind velocity using (Roddier et al. 1982)

$$\tau_{\rm AO} = 0.519 \left(\frac{2\pi}{\lambda}\right)^{-6/5} \left[\int dh \left|V(h)\right|^{5/3} C_N^2(h)\right]^{-3/5} . \quad (14)$$

The performance of both the interactive and automatic procedures can also be compared with the theoretical expectations using the noise estimation provided by equation (13). In Figure 6, we show the J amplitudes of the detected layers along with the theoretical curves corresponding to S/N = 3 for the two binaries ζ CrB and 95 Her, observed during the night of 2000 May 19 (with $h_{\rm GS} = -4$ km, $\sigma_I^2 \approx 0.34$, $n = 2000$, $H_0 = 13$ km, and $N_{\rm ph} \approx 100$ and 120 photons for ζ CrB and 95 Her, respectively).

This figure shows that the levels of detection of the automatic and interactive procedures are very similar and are close to the 3 σ level.

5. CONCLUSION

Our CLEAN-based method was implemented and successfully tested on extensive data from GS observations made in San Pedro Mártir in 2000. The wind velocity parameters (velocity and direction) that were derived with this method are fully compatible with the results obtained using interactive programs.

This method allows an automatic determination of wind parameters at various altitudes, which, combined with the C_N^2 profiles, provides a full characterization of the turbulence above the site of observation, in a nonsupervised mode. This opens up the possibility of processing large amounts of data and even doing real-time processing. Adaptive optics systems at telescopes located on the same site could then take advantage of information concerning turbulence parameters to increase observing efficiency.

This work is based on observations made with the 2.1 m telescope at San Pedro Mártir, Mexico. Funding for the measurement campaign was provided by grants J32412E from CONACyT, IN118199 from DGAPA-UNAM, M97U01 from ECOS-ANUIES, and the TIM project (IA-UNAM).

REFERENCES

Avila, R., Vernin, J., & Cuevas, S. 1998, PASP, 110, 1106
Avila, R., Vernin, J., & Masciadri, E. 1997, Appl. Opt., 36, 7898
Avila, R., Vernin, J., & Sánchez, L. J. 2001, A&A, 369, 364
Avila, R., et al. 2003, Rev. Mex. AA, 19, 11
Caccia, J. L., Azouit, M., & Vernin, J. 1987, Appl. Opt., 26, 1288
Fuchs, A., Tallon, M., & Vernin, J. 1998, PASP, 110, 86
Klückers, V. A., Wooder, N. J., Nicholls, T. W., Adcock, M. J., Munro, I., & Dainty, J. C. 1998, A&AS, 130, 141
McKenna, D., et al. 2003, Proc. SPIE, 4839, 825
Prieur, J.-L., Daigne, G., & Avila, R. 2001, A&A, 371, 366
Rocca, A., Roddier, F., & Vernin, J. 1974, J. Opt. Soc. Am., 64, 1000
Roddier, F. 1981, Prog. Opt., 19, 281
Roddier, F., Gilli, J., & Lund, G. 1982, J. Opt., 13, 263
Tokovinin, A. A. 1997, Study of the SCIDAR Concept for Adaptive Optics Applications (ESO Tech. Rept. VLT-TRE-UNI-17416-0003; Garching: ESO)
Vernin, J. 1992, in Wave Propagation in Random Media (Scintillation): Invited Papers, ed. V. I. Tatarskii, A. Ishimaru, & V. U. Zavorotny (Bellingham: SPIE Press), 248
Vernin, J., & Azouit, M. 1983, J. Opt., 14, 131
Vernin, J., et al. 2000, 1998 Gemini Site Testing Campaign: Cerro Pachón and Cerro Tololo (Gemini RPT-AO-G0094; Washington: AURA)

Mon. Not. R. Astron. Soc. **372,** 703–714 (2006) doi:10.1111/j.1365-2966.2006.10879.x

Contribution to the search for binaries among Am stars – VII. Orbital elements of seven new spectroscopic binaries, implications on tidal effects

J.-L. Prieur,[1★] J.-M. Carquillat[1] and M. Imbert[2]

[1]*UMR 5572 d'Astrophysique, Observatoire Midi-Pyrénées – CNRS, 14 avenue Edouard Belin, 31400 Toulouse, France*
[2]*Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, OAMP, 2 place Le Verrier, 13248 Marseille Cedex 04, France*

Accepted 2006 July 26. Received 2006 June 7; in original form 2006 April 11

ABSTRACT

We present the results of a radial-velocity study of seven Am stars (HD 3970, 35035, 93946, 151746, 153286, 204751 and 224002) observed at the Observatoire de Haute-Provence (OHP) and the Cambridge Observatories with CORAVEL instruments. We find that these systems are single-lined spectroscopic binaries whose orbital elements are determined for the first time. Among this sample, HD 35035 and 153286 have long periods, with $P = 2.8$ and 9.5 yr, respectively, which is rather unusual for Am stars. Four systems have orbits with large eccentricities (with $e \geqslant 0.4$). Physical parameters are inferred from this study for the primaries of those systems.

We then investigate the influence of tidal interaction, which has already led to the synchronism of the primaries and/or to the circularization of the orbits of some systems belonging to this sample. We extend this study to the list of 33 objects studied in this series of papers and derive values of the critical fractional radii $r = R/a$ for circularization and synchronization of Am-type binaries. We find that the stars with $r \gtrsim 0.15$ are orbiting on circular orbits and that synchronism is likely for all components with $r \gtrsim 0.20$.

Key words: binaries: spectroscopic – stars: fundamental parameters.

1 INTRODUCTION

This paper is the seventh in a series devoted to the search for and the consequent study of spectroscopic binaries (SBs) in a large sample (about 100 objects) of chemically peculiar stars of type Am. The observing programme started in 1992 using the CORAVEL instrument of the 1-m Swiss telescope at the Observatoire de Haute-Provence (OHP). The main goals of this investigation are:

(i) to discover new SBs among Am stars and determine their orbits and physical properties,

(ii) to estimate the ratio of SBs and stars with constant radial velocity (RV) in the sample,

(iii) to provide new material about tidal interaction and the related question of the implication of binaries in the Am phenomenon.

More details about this programme are presented in Ginestet & Carquillat (1998, Paper I) and in Carquillat et al. (2004, Paper VI).

We report here the results of an RV monitoring of the Am stars HD 3970, 35035, 93946, 151746, 153286, 204751 and 224002. Five stars of this group come from the Third Catalogue of Am Stars with Known Spectral Types (Hauck 1986), the main source of our sample, and two other stars originate from the Bidelman (1988) list (Miscellaneous Spectroscopic Notes). Those stars appeared as single-lined spectroscopic binaries (SB1) with CORAVEL. We obtain, for the first time to our knowledge, the orbital elements of those binary systems.

In Section 2, we present our observations and the orbital elements we derived. In Section 3, we give some information that we found in the literature about those seven systems. In Section 4, we derive some physical parameters of the primary components and examine their evolutionary status. We also estimate the minimum masses and separations of the companions. Finally, in Section 5, we examine the influence of tidal effects on those systems: occurrence of rotation–revolution synchronism and circularization of the orbits. We determine the critical fractional radii for circularization and synchronization from this sample and from the whole list of objects studied so far in all the papers of this series.

2 OBSERVATIONS AND DERIVATION OF ORBITAL ELEMENTS

All the observations were performed with CORAVEL instruments by our team with the 1-m Swiss telescope at the OHP and by R.F. Griffin who kindly observed some stars of our programme with his own CORAVEL instrument mounted on the 91-cm telescope at the Cambridge observatories. CORAVEL is a spectrophotometer that allows measurements of heliocentric RVs by performing a

★E-mail: prieur@ast.obs-mip.fr

© 2006 The Authors. Journal compilation © 2006 RAS

Table 1. Radial velocities and $(O - C)$ residuals for HD 3970.

Date (JD 240 0000+)	Cycle	RV (km s^{-1})	$(O - C)$ (km s^{-1})
48936.52	−0.22	8.5	−1.6
48937.47	−0.19	9.9	0.4
48967.37	0.56	8.7	−0.5
49317.43	9.41	5.9	0.3
49318.37	9.43	6.8	0.5
49319.36	9.46	7.0	0.0
49323.32	9.56	9.5	0.4
49643.47	17.65	9.7	−0.6
50326.62	34.91	−0.5	−2.0
50327.55	34.93	−2.7	0.5
50328.60	34.96	−10.4	0.3
50414.43	37.13	−12.6	−0.9
50418.55	37.23	−3.4	−1.1
50419.39	37.25	0.6	1.5
50420.39	37.28	−0.3	−0.7
50421.34	37.30	0.9	−0.7
50480.30	38.79	10.1	0.2
50481.29	38.82	9.5	0.3
50741.47	45.39	6.4	1.3
50745.52	45.50	8.1	0.2
50836.33	47.79	10.5	0.6
50837.30	47.81	9.4	0.1
50838.31	47.84	9.2	0.9
51107.48	54.64	10.8	0.6
51108.49	54.67	9.8	−0.7
51109.47	54.69	9.2	−1.4
51186.32	56.63	10.9	0.7
53012.29	102.77	11.2	1.0
53014.25	102.82	9.4	0.4
53261.52	109.07	−21.2	−1.0
53297.53	109.98	-19.1^{C}	−1.1
53339.39	111.04	−24.5	0.4
53343.35	111.14	−9.2	1.3
53344.38	111.17	−7.5	0.2
53345.41	111.19	−5.5	−0.2
53375.38	111.95	-7.2^{C}	0.1
53379.28	112.05	-23.7^{C}	0.2
53620.59	118.15	-9.6^{C}	0.2
53621.57	118.17	-6.7^{C}	0.6
53627.56	118.32	1.7	−0.7
53628.52	118.35	2.8	−0.6
53648.55	118.85	7.9^{C}	0.3
53692.53	119.96	-11.2^{C}	0.5
53693.42	119.99	-18.8^{C}	0.4
53722.35	120.72	9.7^{C}	−0.9

Table 2. Radial velocities and $(O - C)$ residuals for HD 35035.

Date (JD 240 0000+)	Cycle	RV (km s^{-1})	$(O - C)$ (km s^{-1})
48670.37	−0.67	36.4	−0.9
48672.34	−0.67	36.7	−0.6
48676.31	−0.66	37.4	0.1
48936.61	−0.41	38.2	−0.3
48938.64	−0.41	38.8	0.3
48970.52	−0.38	38.8	−0.2
49000.43	−0.35	39.6	0.1
49003.52	−0.35	39.8	0.3
49317.63	−0.04	63.7	0.7
49318.54	−0.04	62.8	−0.4
49319.53	−0.04	64.3	0.9
49427.32	0.07	48.6	−0.5
49430.37	0.07	47.2	−1.3
49640.66	0.28	38.5	0.9
49715.35	0.35	36.6	−0.6
49725.57	0.36	38.3	1.1
49781.36	0.41	36.3	−0.9
49785.33	0.42	38.2	1.0
50123.41	0.75	41.4	−0.3
50193.32	0.81	43.2	−1.3
50324.64	0.94	56.8	−2.0
50414.57	1.03	59.0	−0.1
50421.47	1.04	58.4	1.6
50478.44	1.09	44.3	−0.9
50482.35	1.10	43.8	−0.9
50705.60	1.31	36.1	−1.2
50835.38	1.44	38.9	1.6
51106.59	1.71	39.8	−0.8
51185.45	1.78	43.1	0.1
51572.41	2.16	41.8	1.6
51959.35	2.54	38.8	0.8
52676.40	3.24	38.6	0.5
53011.47	3.56	39.7	1.5
53261.64	3.81	42.9	−1.2
53297.71	3.84	46.6^{C}	0.4
53339.49	3.88	48.1	−1.5
53344.56	3.89	49.3	−0.8
53357.59	3.90	51.2^{C}	−0.5
53365.59	3.91	53.8^{C}	1.1
53375.51	3.92	56.2^{C}	2.0
53392.52	3.94	58.0^{C}	0.8
53410.41	3.95	62.2^{C}	1.1
53444.42	3.99	67.9	−0.1
53445.35	3.99	67.8	−0.3
53448.32	3.99	68.1	−0.2
53454.41	4.00	67.3^{C}	−1.0
53464.37	4.01	66.7^{C}	−0.3
53482.34	4.02	63.0^{C}	1.2
53625.66	4.16	39.5	−0.6

cross-correlation of the stellar spectrum with a physical mask placed in the focal plane of the spectrograph (Baranne, Mayor & Poncet 1979). In principle, CORAVEL is only devoted to the study of cool stars (spectral types later than F4), but practically it also permits to obtain RVs for hotter stars that rotate slowly ($v \sin i < 40$ km s^{-1}) and exhibit metallic lines in their spectrum, such as Am stars. For a given star, the mean internal standard error of the RV measurements strongly depends upon the $v \sin i$ value. A smaller rotational velocity induces a sharper CORAVEL correlation dip, which in turn leads to a more accurately computed RV. For the present sample, this error lies between 0.4 km s^{-1} for HD 153286 ($v \sin i = 7.3$ km s^{-1}) and 1.5 km s^{-1} for HD 224002 ($v \sin i = 38.8$ km s^{-1}). The RVs were reduced to the system of the Geneva observatory data base (Udry, Mayor & Queloz 1999), via the observation of RV standard stars conjointly with the programme stars. The RVs obtained by R.F. Griffin at Cambridge were also reduced to that system applying an appropriate offset. The observed RVs for the sample stars are given in Tables 1 to 7, the measures made at Cambridge being marked with the superscript ^{C}.

The spectroscopic orbital elements given in Table 8 were obtained with our least-squares program BS1 with the observed RVs, all weighted unity. Actually the main difficulty consists of finding the preliminary elements that are required for linearizing the

Table 3. Radial velocities and $(O - C)$ residuals for HD 93946.

Date (JD 240 0000+)	Cycle	*RV* (km s^{-1})	$(O - C)$ (km s^{-1})
53087.48	−1.07	−43.9	−0.1
53088.44	−0.80	22.8	1.2
53088.57	−0.77	30.8	−0.6
53089.36	−0.54	46.5	0.2
53090.40	−0.25	−26.2	0.8
53090.61	−0.19	−38.3	0.5
53091.36	0.02	−29.5	0.4
53091.59	0.08	−12.2	−0.1
53343.71	71.00	−34.2	−0.4
53344.65	71.26	37.0	−0.6
53345.66	71.55	29.1	0.3
53444.47	99.34	49.2	0.2
53445.43	99.61	11.5	−0.4
53445.60	99.66	−2.6	−0.9
53446.38	99.88	−46.2	−1.2
53446.63	99.95	−41.3	0.8
53447.39	100.16	10.4	−0.2
53447.59	100.22	26.8	−0.4
53448.37	100.44	48.3	−0.3
53448.62	100.51	37.4	−0.7
53704.71	172.54	31.8	0.5
53705.57	172.78	−33.7	0.0
53746.57	184.31	46.5	0.6
53747.53	184.58	20.7	0.5

Table 4. Radial velocities and $(O - C)$ residuals for HD 151746.

Date (JD 240 0000+)	Cycle	*RV* (km s^{-1})	$(O - C)$ (km s^{-1})
52822.48	−0.77	−10.3	−0.3
52824.44	−0.37	−34.9	0.2
52824.59	−0.33	−29.5	0.5
53087.69	54.05	16.6	0.7
53088.64	54.25	−14.7	−0.5
53089.57	54.44	−42.9	1.0
53090.59	54.65	−31.8	0.1
53091.52	54.85	3.7	−0.6
53091.67	54.88	9.3	0.4
53258.38	89.34	−31.3	0.0
53259.35	89.54	−45.1	−0.4
53260.38	89.75	−14.1	−0.7
53261.37	89.96	17.3	0.6
53262.31	90.15	5.0	1.0
53445.68	128.06	15.3	−0.3
53446.60	128.25	−13.8	0.2
53447.70	128.48	−45.7	−0.2
53524.39	144.33	−30.0	−0.4
53526.58	144.78	−8.0	−0.7
53625.29	165.19	−3.1	−0.7
53626.28	165.39	−39.0	0.0
53627.29	165.60	−40.1	−0.6
53628.31	165.81	−0.9	0.7
53705.20	181.71	−21.1	0.9
53706.21	181.92	12.6	−1.0
53746.71	190.29	−22.1	0.1

problem and starting the first iteration of the least-square minimization performed by BS1 (Nadal et al. 1979). In the first few papers of this series, the preliminary values of the periods were found 'manually' by a guess-and-try procedure. The selection criterion was that the corresponding phase diagram (RV versus phase, like in Fig. 1) had to look like that of an RV orbit, i.e. like one of those printed in our catalogue of curves obtained with a simulation program. The other preliminary elements were then taken to be equal to the parameters corresponding to the most similar curve found in that catalogue.

Since 2002 (for Carquillat et al. 2003, Paper V), we have improved this procedure by using a new program, SB_INITIAL, that computes preliminary elements, provided that the period is approximately known. This program is based on the method proposed by Imbert (1972). A Fourier series development is calculated with a least-squares minimization of the data in the phase diagram corresponding to the preliminary period. We limit this development to the first four or six terms and then use the relations found by Imbert that express the orbital elements as a function of the first terms of the Fourier coefficients.

In 2004 (for Paper VI), we developed a new program, PERIOD_RESID, that allowed an automatic determination of all preliminary elements, including the period. We only have to select the interval of possible values for the period and the step that is to be used to explore this range. For each value, the program constructs a phase diagram, determines preliminary elements with SB_INITIAL and then calls BS1 to derive more accurate orbital elements (if possible) and the rms residual of this orbit. A good (preliminary) value for the period corresponds to the value that leads to the smallest residuals, compatible with the measurement errors. We have found that this program was very efficient for all the objects we have processed so far. On a PC, only a few minutes are generally required to find the period of an unknown system with PERIOD_RESID, and a few seconds more are needed by BS1 to obtain the final elements, the postscript curves and the LaTeX tables, that can been used in a paper like this one.

The $(O - C)$ residuals are given in Tables 1 to 7 and the computed RV curves in Fig. 1. In all cases, the standard deviation of the residuals, $\sigma_{(O-C)}$, is consistent with the RV mean error, which indicates the absence of detectable spectroscopic third components in those systems.

For the short period systems HD 93946 and 151746, the Lucy & Sweeney (1971) test led us to consider as significant, although very small, the eccentricity of the HD 93946 orbit and to adopt a circular orbit for HD 151746. The systems HD 35035 and 153286 have long periods of 2.8 and 9.5 yr, respectively, which is unusual for systems involving an Am star. Note also the very eccentric orbit of HD 204751 ($e \approx 0.9$).

3 NOTES ON INDIVIDUAL SYSTEMS

In this section, we report some information about the studied stars, in particular the origin of the Am classification and, when available, the classifications from the Ca II K line (k), hydrogen lines (h) and metallic lines (m). We give also previous information about the SB nature of the star when it was known.

3.1 HD 3970 (HIP 3331)

The Am classification quoted in Hauck's catalogue originates from Abt (1984) who gave F2 (k), F0 (h), F4 (m). That is somewhat unusual because the type of the K lines is later than the type derived from the hydrogen lines. Olsen (1980) also proposed an Am

Table 5. Radial velocities and $(O - C)$ residuals for HD 153286.

Date (JD 240 0000+)	Cycle	RV (km s^{-1})	$(O - C)$ (km s^{-1})
48671.73	−0.11	−15.2	0.0
48672.71	−0.11	−15.1	0.1
48675.69	−0.11	−15.4	−0.1
49141.48	0.03	−18.5	0.0
49142.51	0.03	−18.3	0.2
49144.52	0.03	−18.7	−0.2
49427.59	0.11	−13.9	0.4
49430.67	0.11	−14.2	0.0
49640.32	0.17	−11.8	−0.2
49644.32	0.17	−11.5	0.1
49782.69	0.21	−10.5	−0.1
49786.66	0.21	−10.8	−0.5
50193.57	0.33	−8.7	−0.3
50324.43	0.37	−8.1	0.0
50328.38	0.37	−8.1	0.0
50477.73	0.41	−7.8	0.1
50741.27	0.49	−7.9	−0.1
50745.27	0.49	−7.6	0.2
50834.75	0.52	−7.6	0.3
50974.60	0.56	−8.3	−0.3
50978.49	0.56	−8.4	−0.4
51105.31	0.59	−8.1	0.1
51320.51	0.66	−8.4	0.4
51640.64	0.75	−10.5	−0.2
51687.40	0.76	−10.7	−0.1
52448.48	0.98	-19.1^{C}	0.0
52470.46	0.99	-19.0^{C}	0.1
52501.42	1.00	-19.1^{C}	0.0
52551.33	1.01	-19.0^{C}	0.0
52613.23	1.03	-18.7^{C}	−0.3
52688.73	1.05	-17.3^{C}	0.1
52736.64	1.07	-16.9^{C}	−0.3
52760.60	1.07	-16.3^{C}	−0.1
52780.55	1.08	−16.0	−0.1
52801.55	1.08	-15.4^{C}	0.2
52820.46	1.09	−14.8	0.5
52822.47	1.09	−15.6	−0.4
52854.41	1.10	-14.4^{C}	0.3
52893.40	1.11	-14.2^{C}	−0.1
52951.26	1.13	-13.6^{C}	−0.3
53019.79	1.15	-12.6^{C}	−0.1
53061.73	1.16	-12.1^{C}	−0.1
53087.70	1.17	−11.4	0.3
53095.64	1.17	-11.7^{C}	−0.1
53132.60	1.18	-11.2^{C}	0.1
53143.51	1.18	−11.1	0.1
53192.50	1.20	-10.3^{C}	0.4
53250.41	1.21	-10.2^{C}	0.1
53261.36	1.22	−10.5	−0.3
53336.23	1.24	-9.9^{C}	−0.2
53357.20	1.25	-9.8^{C}	−0.2
53445.68	1.27	−8.9	0.3
53452.70	1.27	-9.1^{C}	0.0
53518.52	1.29	-8.6^{C}	0.3

classification from its Strömgren indices. Note that other and different classifications can be found in the literature: δ Del (Bidelman 1983) and F2 II (Sato & Kuji 1990). Fehrenbach et al. (1987) and Grenier et al. (1999) classified HD 3970 as a supergiant F2 Ib star and noted the variability of its RV.

Table 6. Radial velocities and $(O - C)$ residuals for HD 204751.

Date (JD 240 0000+)	Cycle	RV (km s^{-1})	$(O - C)$ (km s^{-1})
49643.38	−47.44	−26.9	0.3
49644.36	−47.42	−27.6	−0.3
50325.59	−36.01	−18.1	−0.2
50327.51	−35.98	−4.1	0.1
50328.51	−35.96	−10.6	−0.6
50416.32	−34.49	−27.4	−0.8
50418.36	−34.46	−26.4	0.6
50419.33	−34.44	−26.6	0.5
50420.30	−34.42	−27.5	−0.2
50740.45	−29.06	−31.3	−0.5
50745.43	−28.98	−5.0	−0.6
50746.41	−28.96	−9.5	0.5
50834.26	−27.49	−25.8	0.8
50836.29	−27.45	−27.5	−0.5
50837.27	−27.44	−26.8	0.3
50838.27	−27.42	−27.1	0.2
50975.60	−25.12	−30.6	0.0
50977.62	−25.09	−29.3	1.5
51106.39	−22.93	−13.2	1.7
51107.39	−22.91	−17.0	−0.5
51108.39	−22.90	−19.3	−1.6
51109.40	−22.88	−19.2	−0.5
51110.37	−22.86	−20.4	−0.9
51185.29	−21.61	−23.7	1.5
51186.26	−21.59	−25.2	0.2
53258.48	13.12	−19.3	−0.7
53261.39	13.17	−21.1	−0.4
53343.29	14.54	−26.2	0.7
53495.59	17.09	-15.5^{C}	1.3
53549.55	17.99	-11.6^{C}	−0.3
53568.54	18.31	-24.3^{C}	−0.3
53589.55	18.66	-29.2^{C}	−1.0
53593.56	18.73	-29.8^{C}	−0.9
53597.58	18.80	-29.9^{C}	−0.2
53608.44	18.98	-26.9^{C}	−0.3
53608.57	18.98	-25.3^{C}	0.2
53609.51	19.00	0.9^{C}	0.5
53609.62	19.00	5.4^{C}	0.4
53610.39	19.01	2.8^{C}	0.7
53624.40	19.25	−22.0	0.8
53630.55	19.35	-25.0^{C}	−0.4
53637.43	19.47	-27.1^{C}	−1.0
53669.29	20.00	3.5^{C}	−0.2
53669.38	20.00	6.7^{C}	0.1
53669.47	20.00	7.6^{C}	−0.7
53670.47	20.02	-2.5^{C}	−0.1
53671.32	20.03	-7.9^{C}	0.5
53673.40	20.07	-15.1^{C}	−0.3
53683.25	20.23	-21.8^{C}	0.7
53684.37	20.25	-22.9^{C}	0.0

3.2 HD 35035 (HIP 25160)

Two classifications are reported in Hauck's catalogue: A3 (k), F0 (m) from Walther (1949) and A2 (k), F4 (m) from Zirin (1951). Strömgren photometry is available for this object, but there was no previous detection of RV variations.

3.3 HD 93946 (HIP 53081)

The Am classification originates from Bidelman (1988) list. Here also, no previous information could be found about its RV.

Table 7. Radial velocities and $(O - C)$ residuals for HD 224002.

Date (JD 240 0000+)	Cycle	*RV* (km s^{-1})	$(O - C)$ (km s^{-1})
49643.44	−0.70	−41.2	1.1
49644.40	−0.65	−33.0	2.1
50124.26	23.58	−1.5	−2.1
50125.25	23.63	5.7	−0.5
50127.25	23.73	12.8	1.2
50419.38	38.48	−13.0	0.9
50420.41	38.53	−6.3	−0.4
50421.37	38.58	0.9	0.2
50478.28	41.45	−19.5	−1.3
50479.25	41.50	−9.8	0.5
50480.29	41.55	−4.4	−1.8
50481.24	41.60	3.7	0.3
50482.26	41.65	7.5	−0.8
50741.54	54.74	9.6	−1.9
50745.48	54.94	−16.0	0.4
50746.46	54.99	−31.1	−2.4
50837.32	59.58	0.7	−0.2
50838.28	59.63	7.9	1.7
50976.62	66.61	6.7	2.0
50978.58	66.71	10.4	−1.0
51005.57	68.07	−43.0	2.7
51106.43	73.16	−52.5	0.3
51107.46	73.22	−51.5	−0.5
51108.41	73.26	−49.1	−2.5
51109.39	73.31	−42.2	−2.1
51185.32	77.15	−54.0	−1.4
53011.29	169.34	−34.6	1.4
53012.25	169.39	−27.6	0.6
53014.24	169.49	−10.0	1.6
53258.50	181.82	8.4	2.2
53259.46	181.87	−1.5	−0.2
53261.52	181.98	−25.5	−0.5
53343.43	186.11	−49.5	0.9
53344.37	186.16	−53.2	−0.4
53345.34	186.21	−50.8	0.8
53746.27	206.45	−18.9	−0.8

3.4 HD 151746 (HIP 81757)

This object was classified as Am by Bidelman (1988) who also mentioned it as an SB. This star is the primary component of the close visual binary CCDM 16420+7353, for which Seymour et al. (2002) computed a preliminary visual orbit (with $P = 32$ yr and $a = 0.17$ arcsec) based on 15 speckle interferometry observations between 1978 and 1993. Therefore, HD 151746 is a physical triple system.

3.5 HD 153286 (HIP 82864)

The classification quoted in Hauck's catalogue, A3 (k), F5 (m), originates from Bertaud & Floquet (1967). The Am nature of HD 153286 was confirmed by Grenier et al. (1999) who gave the detailed classification A3 (k), A8 (h) and F4 (m). According to Babcock (1958), three spectra of this star indicate a magnetic field of 'significant intensity and negative polarity', which is not usual among Am stars. The SB nature was not previously mentioned. Strömgren photometry is available.

3.6 HD 204751 (TYC 4261–1731–1)

The classification reported in Hauck's catalogue, A3 (k), F1 (h), F6 (m), is from Abt (1984). Olsen (1980) proposed also an Am classification from its Strömgren indices. This object is not listed in the *Hipparcos* Catalogue but it was observed by the *Tycho* mission (ESA 1997). The parallax given in Table 9 was extracted from the *Tycho* catalogue. No previous information was found about the RV of this star.

3.7 HD 224002 (HIP 117856)

This star was first classified as Am by Cowley & Cowley (1965) and later by Bertaud (1970) who gave the classification A2 (k), F2 (m) that is quoted in Hauck's catalogue. More recently, Grenier et al. (1999) gave the detailed classification A3 (k), A7 (h), F3 (m) and noted the variability of the RV.

4 PHYSICAL PARAMETERS

In what follows, we present the procedure we used to derive the physical parameters of the primary stars of those systems that are listed in Table 9. They are mainly based on:

(i) the available data found in the literature: magnitudes, colour indices (in the UBV and Strömgren systems) and parallaxes;

(ii) the orbital parameters of Table 8; and

(iii) grids of models used to calibrate Strömgren photometry, and evolutionary models to infer the masses and ages from the location in the Hertzsprung–Russell (HR) diagram.

The final aim is, when possible, to estimate the evolutionary status of the concerned components. For this purpose, we must first estimate the colour excess for each system and examine the influence of the undetected companions.

4.1 Strömgren photometry

Four stars have been measured in the Strömgren photometric system, namely HD 3970, 35035, 153286 and 204751, according to Hauck & Mermilliod (1998). The corresponding data are displayed in Table 10. When the β value was available (for HD 35035 and 153286), we estimated the effective temperatures, $T_{\rm eff}$ and $\log g$ (Table 9, lines 10 and 11) using the grids, $(c_1)_0$ versus β, given by Moon & Dworetsky (1985). When β was not known, those parameters were obtained from the Relyea & Kurucz (1978) grids of $(c_1)_0$ versus $(b - y)_0$. The dereddened indices $(b - y)_0$, $(c_1)_0$ and $(m_1)_0$ were computed either with Crawford (1975, 1979) formulae, when β was available, or via E_{B-V} with the Crawford (1975) relation.

For the stars without Strömgren photometry, we estimated the effective temperatures (except for HD 151746, see below) from the $B - V$ values and Flower (1996) tables. In this case, the temperature is given between brackets in Table 9 (line 10).

We also give an estimate of the metallicity [Fe/H] (Table 9, line 12), using Cayrel's calibration as reported by Crawford (1975, fig. 17 of this paper). The values we found are in agreement with the metallic-lined nature of the stars.

4.2 Colour excess

We estimated the reddening E_{B-V} from the Strömgren indices, when H_β measurement was available. Indeed, from the value of the β parameter (free of the effect of interstellar absorption), we can obtain

Table 8. Orbital elements of the spectroscopic binaries. In column 3, T_0 is the epoch of periastron passage, except for HD 151746 for which T_0 corresponds to the ascending node passage.

HD	P (d)	T_0 (JD 240 0000+)	ω (°)	e	K_1 (km s^{-1})	V_0 (km s^{-1})	$a_1 \sin i$ (Gm)	$f(m)$ (M$_\odot$)	$\sigma_{(O-C)}$ (km s^{-1})
3970	39.5743 ± 0.0012	48945.06 ± 0.16	148.6 ± 1.3	0.521 ± 0.011	18.17 ± 0.30	0.52 ± 0.13	8.44 ± 0.21	0.015 ± 0.001	0.78
35035	1025.21 ± 0.67	49357.9 ± 2.4	14.0 ± 1.6	0.613 ± 0.009	15.59 ± 0.25	43.51 ± 0.16	173.7 ± 4.4	0.199 ± 0.015	0.95
93946	3.555 27 ± 0.000 04	53091.29 0.19	220.5 ± 19.8	0.014 ± 0.004	48.02 ± 0.20	3.36 ± 0.15	2.347 ± 0.010	0.0409 ± 0.0005	0.59
151746	4.837 37 ± 0.000 06	52826.205 ± 0.008	—	0.0 (fixed)	31.78 ± 0.19	−14.02 ± 0.12	2.114 ± 0.013	0.0161 ± 0.0003	0.57
153286	3458.18 ± 7.74	49051.3 ± 12.4	185.3 ± 1.6	0.367 ± 0.008	5.67 ± 0.06	−11.41 ± 0.04	251.0 ± 4.0	0.053 ± 0.002	0.22
204751	59.6993 ± 0.0006	52475.31 ± 0.02	320.9 ± 1.1	0.867 ± 0.002	19.78 ± 0.26	−24.44 ± 0.12	8.08 ± 0.18	0.0059 ± 0.0004	0.70
224002	19.8059 ± 0.0006	49657.33 ± 0.35	109.0 ± 6.3	0.107 ± 0.012	32.21 ± 0.41	−19.48 ± 0.29	8.72 ± 0.12	0.068 ± 0.003	1.38

$(b-y)_0$, the dereddened value of $(b-y)$ (Crawford 1979), and then the colour excess $E_{B-V} = E_{b-y}/0.73$ (see Crawford 1975). When β was unknown, we used Lucke (1978) maps and the distance deduced from the parallax. The adopted values of E_{B-V} are quoted in Table 9 (line 5).

Then we computed the absolute visual magnitudes of the systems using the *Hipparcos* parallaxes values (ESA 1997) and the apparent visual magnitudes m_V corrected, if needed, for the interstellar absorption: $A_V \approx 3\,E_{B-V}$.

4.3 Influence of the companion

Except HD 35035, all systems studied here have small mass functions, i.e. $f(m) < 0.07\,\mathrm{M}_\odot$ (Table 8), which gives an indication of a small mass ratio $\mu = M_2/M_1$ of the two components (see Section 4.7). When taking the statistically most likely values: $M_1 \approx 2\,\mathrm{M}_\odot, i \approx 60°$ and $M_{V1} \approx 1.7$ (cf. North et al. 1997), we find $M_2 < 1\,\mathrm{M}_\odot$ and $\Delta m_V > 3$. So it is likely that the companions of those systems are faint and that the photometric indices are not very affected by the presence of the companions.

We can then consider that the visual absolute magnitude M_{V1} of the primary of a given system lies between two limits, a minimum value $M_{V1,\min}$ that is the global magnitude of the system (when Δm_V is very large) and a maximum value $M_{V1,\max}$, corresponding to $\Delta m_V = 2$ (which is the average limit of detection of the secondary with CORAVEL). We will adopt $M_{V1} = (M_{V1,\min} + M_{V1,\max})/2$ (Table 9, line 9). The case of HD 35035 with a larger mass function $[f(m) = 0.2\,\mathrm{M}_\odot]$ is examined hereafter.

4.4 The case of HD 35035

For this system, the mass function of $0.2\,\mathrm{M}_\odot$ implies a rather massive secondary. Indeed, assuming $M_1 \approx 2\,\mathrm{M}_\odot$, we would have $M_2 \geqslant 1.3\,\mathrm{M}_\odot$. This corresponds to a spectral type earlier than F6 V and a magnitude difference of $\Delta m_V < 2$, according to Schmidt-Kaler (1982), which is small enough to make it detectable with CORAVEL. The absence of secondary dips in the CORAVEL correlation patterns indicates that the secondary is hot, without metallic lines in its spectrum.

Other constraints come from photometric measurements of the global system: $M_V = 1.0$ and $B-V = 0.23$, after correction of the interstellar absorption.

We can then tentatively propose the following composite model, which satisfies all the constraints.

(i) Primary: Am, $M_V \approx 1.6, B-V = 0.18$.
(ii) Secondary: F0 IV, $M_V \approx 1.9, B-V = 0.30$.

4.5 The case of HD 151746

For this close visual star, the CCDM Catalogue (Dommanget & Nys 1994) quotes $m_{V,A} = 7.3$ and $m_{V,B} = 7.6$. With $m_{V,A} = 7.3$, the visual absolute magnitude of the spectroscopic pair would be $M_{V,A} = 1.88 \pm 0.15$. A statistical correction for the unseen spectroscopic companion (see Section 4.3) leads us to adopt $M_{V,1} = 1.96 \pm 0.15$. It is difficult to make a valid estimate of the effective temperature of the Am component in the absence of Strömgren photometry and other physical information about the visual companion. Nevertheless, with a visual absolute magnitude of about 2 mag, the primary Am component must be a not very evolved dwarf star (Schmidt-Kaler 1982).

4.6 The evolutionary status, masses and radii

Using the estimates of T_{eff} and $\log(L/\mathrm{L}_\odot)$ for six stars of the present sample, we can plot them in the theoretical HR diagram of Schaller et al. (1992; see Fig. 2) and derive the theoretical masses (Table 9, line 14). We obtained the values of $\log(L/\mathrm{L}_\odot)$ from the visual absolute magnitudes $M_{V,1}$ and the bolometric corrections tabulated by Flower (1996). For HD 204751, the *Tycho* parallax, of poor quality, leads to a very faint luminosity, which would set the star under the zero-age main-sequence (ZAMS) in the HR diagram. Nevertheless,

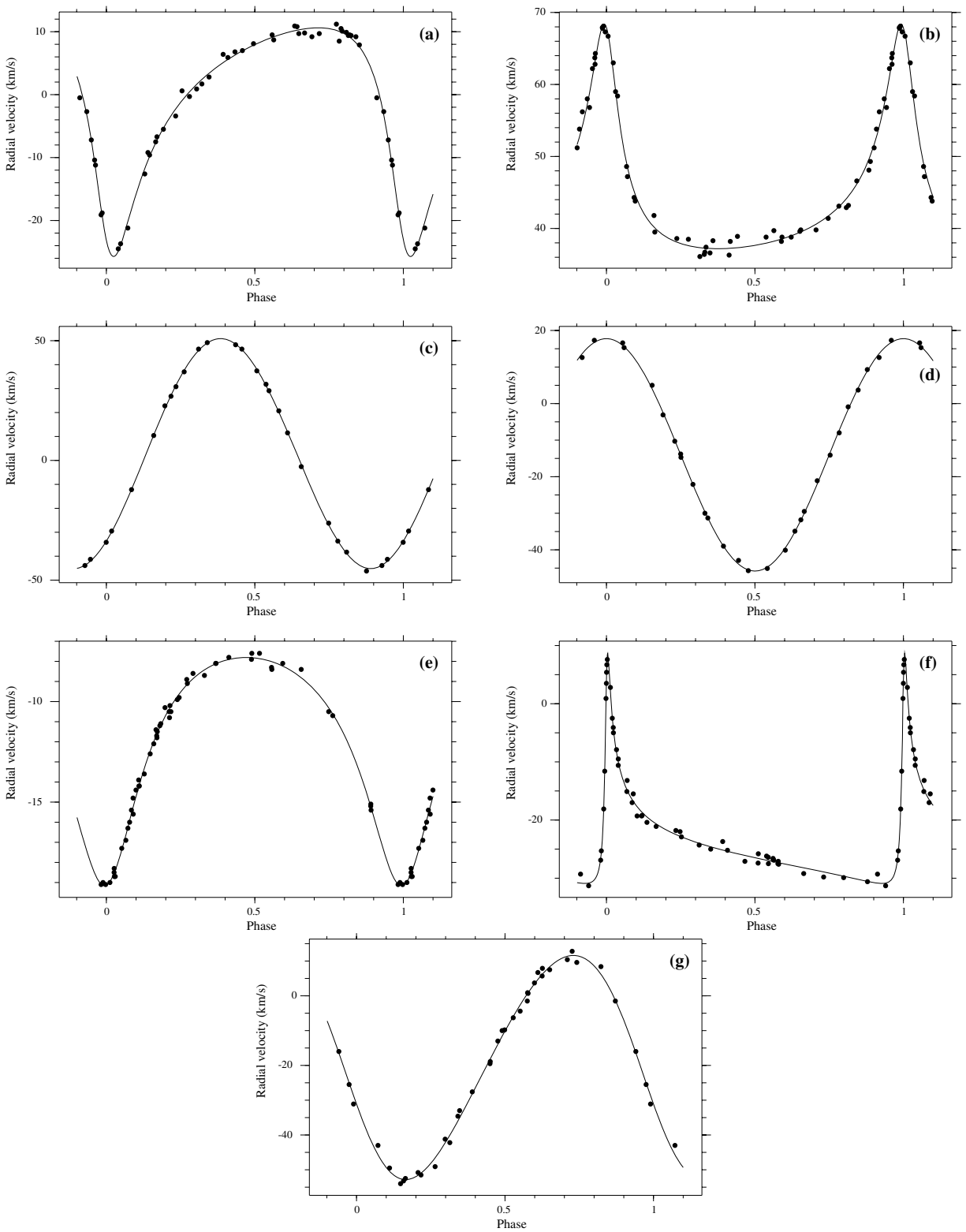

Figure 1. RV curves computed with the orbital elements of Table 8: (a) HD 3970, (b) HD 35035, (c) HD 93946, (d) HD 151746, (e) HD 153286, (f) HD 204751, and (g) HD 224002. For HD 151746, which has a circular orbit, the ascending node was taken as the origin of the phases. For the other systems, the origin of the phases corresponds to the periastron passage.

© 2006 The Authors. Journal compilation © 2006 RAS, MNRAS **372,** 703–714

Table 9. Physical parameters derived from this study and from the knowledge of $m_v, B-V$ and π. The subscripts 1 and 2 refer to the primary and secondary components, respectively.

(1)	HD	3970	35035	93946	151746	153286	204751	224002
(2)	HIP	3331	25160	53081	81757	82864	—	117856
(3)	m_V	7.20	7.56	8.65	6.82	7.03	7.93	7.99
(4)	$B-V$	0.34	0.31	0.28	0.22	0.31	0.33	0.31
(5)	E_{B-V}	0.04	0.08	0.00	0.00	0.00	0.03	0.06
(6)	$v \sin i$ (km s^{-1})	29.1 ± 2.9	22.1 ± 2.2	25.3 ± 1.3	13.1 ± 2.6	7.3 ± 0.2	27.3 ± 2.7	38.8 ± 3.9
(7)	π (mas)	5.40 ± 0.81	5.33 ± 1.24	3.61 ± 1.15	8.26 ± 0.59	9.43 ± 0.60	12.0 ± 4.1	6.47 ± 0.86
(8)	d (pc)	185^{+33}_{-24}	188^{+56}_{-36}	277^{+130}_{-67}	121^{+9}_{-8}	106^{+7}_{-6}	83^{+44}_{-21}	155^{+23}_{-19}
(9)	$M_{V,1}$	0.83 ± 0.33	1.6 ± 0.5	1.52 ± 0.69	2.0 ± 0.2	1.98 ± 0.14	3.31 ± 0.74	1.94 ± 0.28
(10)	$T_{\rm eff}$ (K)	7400 ± 100	8000 ± 100	(7300 ± 100)	—	7500 ± 100	7300 ± 100	(7500 ± 100)
(11)	$\log g$ (cgs)	3.7	4.1	—	—	4.0	4.0	—
(12)	[Fe/H]	0.68	0.43	—	—	0.71	0.86	—
(13)	$\log (L/{\rm L}_\odot)$	1.55 ± 0.13	1.25 ± 0.20	1.28 ± 0.28	—	1.09 ± 0.06	$0.73^{+0.13}_{-0}$	1.11 ± 0.11
(14)	$M_1({\rm M}_\odot)$	2.2 ± 0.2	1.9 ± 0.2	1.9 ± 0.3	(∼2)	1.80 ± 0.05	∼1.6	1.8 ± 0.1
(15)	$R_1({\rm R}_\odot)$	3.6 ± 0.6	2.2 ± 0.6	2.7 ± 0.9	(∼2)	2.0 ± 0.2	∼1.6	2.1 ± 0.3
(16)	$M_{2,\,\rm min}({\rm M}_\odot)$	0.5	1.3	0.6	(∼0.5)	0.7	∼0.3	0.8
(17)	$a({\rm R}_\odot)$	71.5 ± 4.0	647 ± 20	14.3 ± 1.0	(17.5 ± 1.2)	1386 ± 85	89.5 ± 4.5	44.5 ± 2.5
(18)	$a(1-e)({\rm R}_\odot)$	35 ± 2.0	250 ± 8	14.2 ± 1.0	—	863 ± 54	11.6 ± 0.6	39.6 ± 2.2
(19)	P (d)	40	1025	3.6	4.8	3458	60	20
(20)	$P_{\rm ps}$ (d)	16.62	238.14	—	—	1872.04	2.57	18.47
(21)	$v_{\rm sync}$ (km s^{-1})	11.0	0.5	38.4	(21)	0.05	31.5	5.8
(22)	Synchronized?	No	No	Likely	Likely	No	Likely	No
(23)	Circularized?	No	No	Yes	Yes	No	No	No
(24)	log age (yr)	$8.90^{+0.1}_{-0.1}$	$8.87^{+0.1}_{-0.1}$	$9.00^{+0.04}_{-0.10}$	—	$8.95^{+0.05}_{-0.05}$	< 8.95	$9.00^{+0.01}_{-0.05}$
(25)	log $t_{\rm sync}$ (yr)	13/10.6	23/20	8.4	(10)	26/25	17/10.0	14/13
(26)	log $t_{\rm circ}$ (yr)	17/13	29/25	10.7	(13)	33/31	22/12.5	17/16

Table 10. Strömgren photometry and derived data with the Crawford (1975, 1979) calibration (see Section 4.1).

HD	β	$b-y$	$E_{(b-y)}$	m_1	$(m_1)_0$	c_1	$(c_1)_0$	$(\delta m_1)_0$
3970	—	0.21	0.03	0.23	0.25	0.83	0.83	−0.06
35035	2.83	0.18	0.06	0.21	0.23	0.88	0.87	−0.03
153286	2.79	0.18	0.01	0.25	0.26	0.81	0.81	−0.06
204751	—	0.22	0.02	0.24	0.25	0.69	0.68	−0.07

the error bars are rather large and we may assume that this component is on the ZAMS, i.e. with $\log L/{\rm L}_\odot \approx 0.73$ (or $M_{\rm bol} \approx 2.9$), or even a little above the ZAMS.

From Fig. 2, one sees that all the primaries have masses near $2\,{\rm M}_\odot$, which is compatible to what we assumed in Section 4.3.

The isochrones from Meynet, Mermilliod & Maeder (1993) reported in this HR diagram indicate ages lying between 500 million and one milliard years, except perhaps HD 204751, which may be younger.

Using the Stefan radiation law as given by Schmidt-Kaler (1982), $\log (R/{\rm R}_\odot) = -0.2\ M_{\rm bol} - 2\ \log T_{\rm eff} + 8.47$, we computed the theoretical radius of those stars (Table 9, line 15). HD 3970 appears as the most evolved star of the sample, although it is not a supergiant. The classification as δ Del (i.e. evolved metallic-line star) proposed by Bidelman (1983) for this object seems realistic.

4.7 Minimum masses and separations of the spectroscopic companions

The mass function of an SB is defined as

$$f(m) = M_1 \sin^3 i\ \mu^3/(1+\mu)^2, \qquad (1)$$

where $\mu = M_2/M_1$ is the mass ratio of the components (1 = primary, 2 = secondary). When using for each system the mass M_1 quoted in line 14 of Table 9, the relation (1) gives, with $i = 90^\circ$, the minimum value of μ, from which we can derive $M_{2,\,\rm min}$, the minimum value of the mass of the companion (line 16 of Table 9). For HD 151746, for which very little information was available (see Section 4.5), we tentatively assumed a value of $M_1 \approx 2\,{\rm M}_\odot$ that corresponds to an average mass value for Am stars (see Section 4.6) and put all those mass estimates between brackets in Table 9.

The mean linear separation a between the two components of a binary system is

$$a = a_1(1 + 1/\mu), \qquad (2)$$

where a_1 is the semimajor axis of the orbit of the primary relative to the centre of mass of the system. The relations (1) and (2) lead, for a given value of i, to an estimate of the separation a. Carquillat et al. (1982) brought to light that the values obtained in this way have a very small dependency on the value assumed for i. For the seven SBs of our sample, we used the values of $a_1 \sin i$ (column 8 of Table 8) to derive those of a for $20^\circ < i < 90^\circ$ (a range of 94 per cent likelihood) with the constraint that $\mu < 1$, which sometimes reduces this range. The mean values and the corresponding ranges of uncertainties are given in Table 9 (line 17).

Given their distances, the mean angular separations of the two most detached systems, HD 35035 and 153286, are expected to be 0.016 ± 0.004 and 0.060 ± 0.008 arcsec, respectively. For HD 35035, a separation with a multipupil interferometer should be possible, favoured by a faint Δm_V (see Section 4.4). As for HD 153286, the rather large expected separation should permit a resolution with a speckle camera at the focus of a large telescope, provided the companion is not too faint.

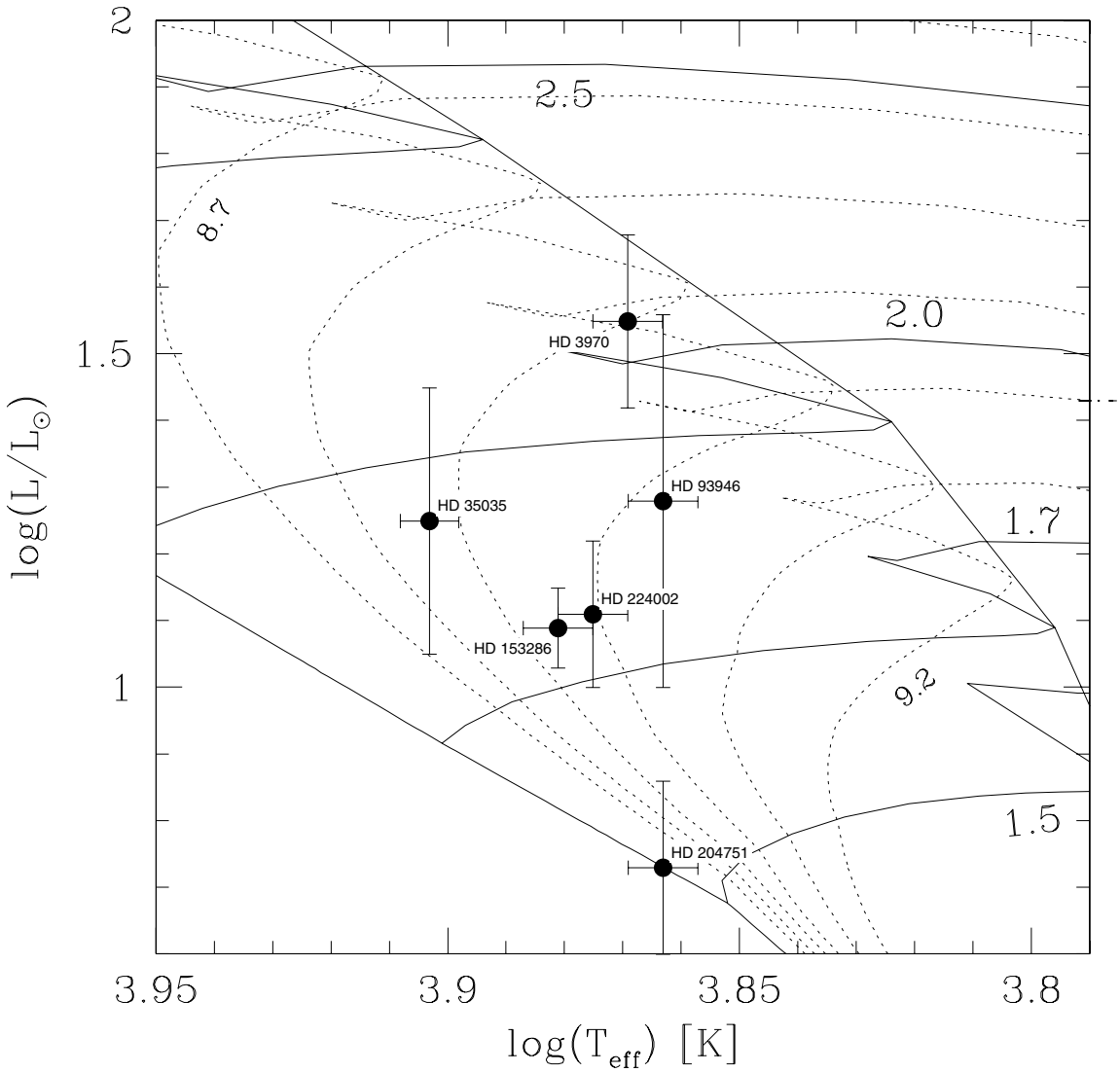

Figure 2. Location of the primary components of the Am SB1 in the theoretical evolutionary HR diagram computed by Schaller et al. (1992) for $Z = 0.02$, with the isochrones (dotted lines) given by Meynet et al. (1993), for log age (yr) varying from 8.7 to 9.2 in steps of 0.1. The solid lines correspond to the evolution tracks for mass values of 1.5, 1.7, 2.0 and 2.5 $M_{\odot}$.

5 IMPLICATIONS ON TIDAL EFFECTS

Theoretical studies have shown that tidal interaction between the two components of well-detached binary systems leads to the circularization of the orbits and to the synchronism of the rotation of those components with the orbital motion. In agreement with theory, observational studies have shown that tidal effects are stronger in close binaries.

5.1 Rotation–revolution synchronism

Because of energy dissipation induced by tidal effects, the orbit of a binary system evolves towards a circular orbit and the rotation of the components tends to be synchronized with the orbital motion, with a direction of spin perpendicular to the orbital plane. In such a case, when a component of a binary system rotates in synchronism with the orbital motion and when the orbit and the equator of the star are coplanar, we have the following relation:

$$R = Pv = Pv \sin i / \sin i, \tag{3}$$

where R is the radius of the component, v its tangential equatorial velocity and P the orbital period.

Hut (1981) has shown that systems formed with highly eccentric orbits can reach a state close to synchronism, called 'pseudo-synchronism' before the orbit is circularized. According to Hut, this state is characterized by a pseudo-period $P_{\rm ps}$ related to the orbital period P via the relation

$$P_{\rm ps} = P \frac{\left(1 + 3e^2 + \frac{3}{8}e^4\right)(1 - e^2)^{3/2}}{1 + \frac{15}{2}e^2 + \frac{45}{8}e^4 + \frac{5}{16}e^6}. \tag{4}$$

The parameter $v \sin i$ (projected equatorial velocity) can be obtained from the width of the CORAVEL correlation dip profiles, using the Benz & Mayor (1981) calibration. The values are reported in line 6 of Table 9. From relation (3), we derive $v \sin i = R \sin i/P$, which

leads to

$$v \sin i \leqslant v_{\rm sync} \quad \text{with} \quad v_{\rm sync} = R/P. \tag{5}$$

Note that $v_{\rm sync} = 50.6(R/{\rm R}_\odot)/(P/{\rm d})\,{\rm km\,s^{-1}}$. For circular orbits, the inequality (5) can be used as a test of synchronism when i is unknown. Indeed, if a star rotates in synchronism, its value of $v \sin i$ should verify the relation (5). In the case of elliptic orbits, P should be replaced with the pseudo-period $P_{\rm ps}$ given in line 20 of Table 9. In this table, note the big difference between P (line 19) and $P_{\rm ps}$ for the orbits with large eccentricities (e.g. HD 35035 and 204751).

We applied this test to the primary component of the seven systems. To do so, the primary radii were assumed to be equal to the theoretical values obtained with the Stefan law or, when not available (e.g. for HD 151746), we assumed the typical value $R \approx 2\,{\rm R}_\odot$ (see Table 9, line 15). We thus obtained the equatorial velocity value for synchronism $v_{\rm sync}$, quoted in line 21 of Table 9. This value could then be compared with the measured value of $v \sin i$ (line 6) and the result of the test is given in line 22. We see that the synchronism state has probably been reached for the two short-period circularized systems HD 93946 and 151746. This could be expected because the major axes are small for those two objects, which leads to strong tidal interaction. The same occurs for HD 204751 in terms of pseudo-synchronism. It is again not very surprising because, at the periastron passage of this very eccentric orbit, the distance of the components is only $12\,{\rm R}_\odot$.

5.2 Comparison with theory: characteristic times

To account for tidal effects among early-type stars, Zahn (1975, 1977) proposed that the main dissipative mechanism was radiative damping acting on the dynamical tide. We have presented this model in Paper VI, with the expressions of the characteristic times $t_{\rm sync}$ and $t_{\rm circ}$ relative to the synchronization of the star rotation and the circularization of the orbit, respectively. The values computed for the objects of this paper are given in Table 9 (lines 25 and 26) using the same procedure as described in Paper VI. When a system has a non-circular orbit, we also give in this table (in the same line and column, but separated with a slash) the value obtained with the minimum separation $a(1-e)$ corresponding to the periastron passage, where the tidal effects are the strongest and the most efficient. For a system with a large eccentricity, like HD 204751 with $e = 0.87$, the minimum separation is much smaller than the mean separation (a), and the corresponding values of $t_{\rm sync}$ and $t_{\rm circ}$ are also much smaller. It should be remembered that those theoretical values are only rough estimates, because they are based on simplified modelling of the internal structure of those stars, which is poorly known.

We obtained some estimates of the ages for all the systems displayed in Fig. 2 by using the isochrones of Meynet et al. (1993) plotted in this figure as dashed lines. Those values are reported in Table 9 line 24.

When taking into account the results of the synchronization test given in line 22, we find a rather good agreement between the ages of the stars and the theoretical values of $t_{\rm sync}$:

(i) the estimated age of HD 93946 is larger than $t_{\rm sync}$, and indeed the synchronization test is positive;

(ii) the cases when this test is negative correspond to values of $t_{\rm sync}$ much larger than the estimated ages; and

(iii) for HD 204751, the agreement is marginal with the value of $t_{\rm sync}$ obtained with the minimum separation $a(1-e)$.

When considering $t_{\rm circ}$, the agreement is rather good (lines 24 and 26), the cases of non-circular orbits corresponding to values of $t_{\rm circ}$ much larger than the estimated ages. Nevertheless, the circularized systems have ages much smaller than the values computed for $t_{\rm circ}$ with Zahn's model. Indeed, the log age = 9.00 for HD 93946 and the log age < 10.2 for HD 151746 (because this star is younger than the age of the Universe). As already discussed in Paper VI, possible origins of this discrepancy for an SB1 binary system are as follows.

(i) The unseen companion has a small mass and thus must have a convective envelope. Tidal interaction is much more efficient in this case and the cool companion alone can have circularized the mutual orbit (this circularization has probably occurred in the Hayashi phase of the pre-main sequence).

(ii) The binary system may have formed as circular.

5.3 Synchronization and circularization critical fractional radii

Zahn (1977) predicted a strong dependency of the strength of tidal effects with the *fractional radius* $r = R/a$, defined as the ratio of the star radius with the semimajor axis of the orbit. For stars with a convective core and a radiative envelope, $t_{\rm circ} \propto (R/a)^{-21/2}$ and $t_{\rm sync} \propto (R/a)^{-17/2}$. Hence, the determination of the smallest component separations, or *critical fractional radii* $r_{\rm sync}$ and $r_{\rm circ}$, at which synchronism or orbit circularization become mostly observed, is a valuable test for theoretical models.

5.3.1 Determination from our whole sample of Am stars

The Figs 3 and 4 illustrate the influence of tidal interaction on the evolution of the 33 systems we have studied in the series of our papers devoted to Am SB systems (see: Paper I; Carquillat, Ginestet & Prieur 2001, Paper II; Carquillat et al. 2002, Paper III; Ginestet et al. 2003, Paper IV; and Papers V and VI). Those figures were made by extracting all the relevant data contained in those papers.

Fig. 3 clearly shows that all stars with $r \geqslant 0.15$ are orbiting on circular orbits.

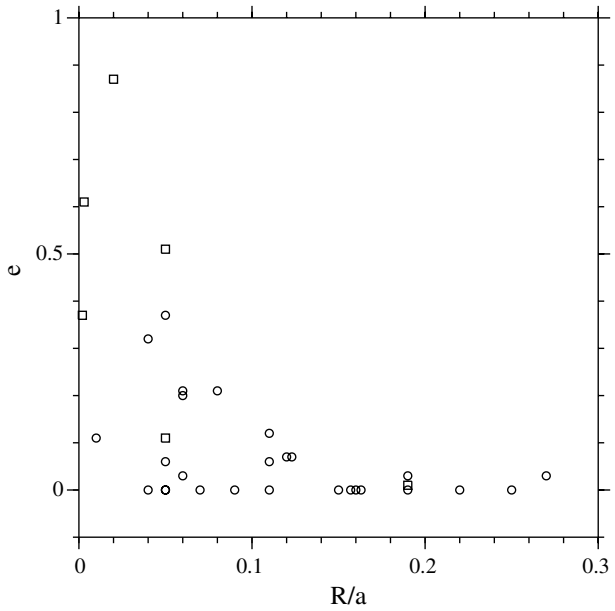

Figure 3. Circularization of the binary systems for this sample (squares) and for the systems from Papers I to VI (circles).

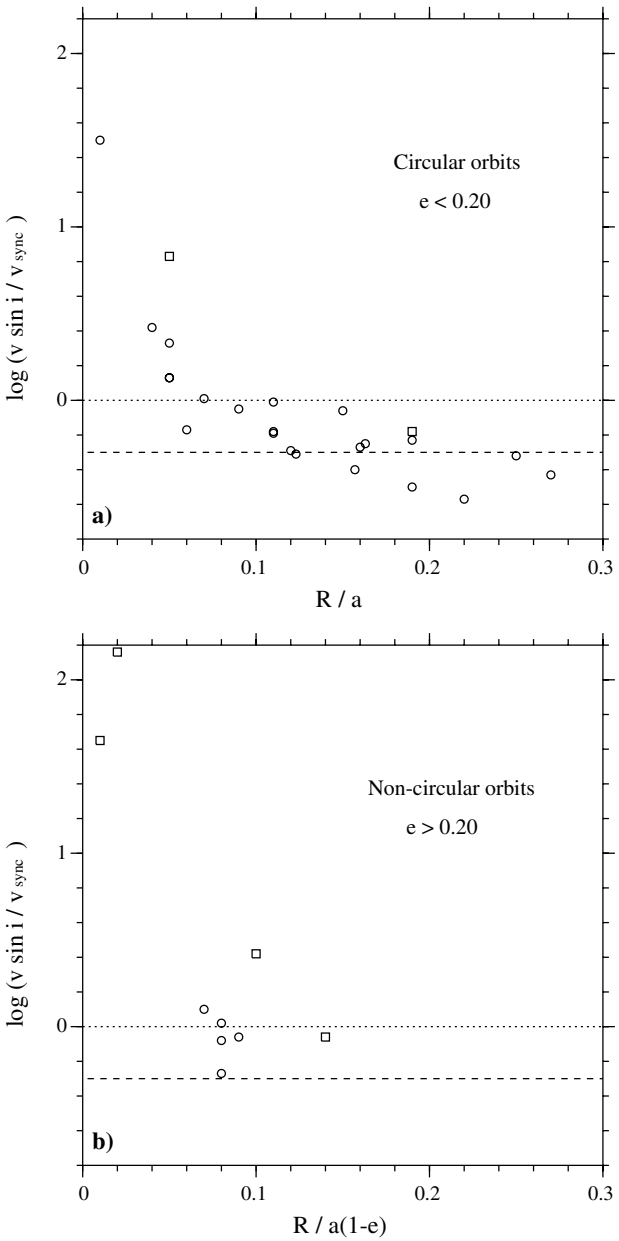

Figure 4. Synchronization of the binary systems belonging to this sample (squares) and to the whole list of Am stars studied from Papers I to VI (circles). The dotted and dashed lines correspond to the synchronization thresholds for $i = 0°$ and $i = 60°$, respectively.

In the diagram log $(v \sin i/v_{\rm sync})$ versus r of Fig. 4(a), the synchronism test of the inequality (5) corresponds to imposing a threshold with the dotted line. This would lead to $r_{\rm sync} \approx 0.1$. We could also apply a stricter criterion involving the ratio $v/v_{\rm sync}$, where v is the true equatorial velocity. Indeed, if we assume that the inclination has a uniform random distribution, the most probable value of $\sin i$ is 0.5, which corresponds to $i = 60°$ (dashed line). Hence, the stricter test $v < v_{\rm sync}$ would lead to $r_{\rm sync} \approx 0.20$.

For the non-circular orbits, which are concerned with pseudo-synchronism only (see Fig. 4b), we have plotted log $(v \sin i/v_{\rm sync})$ versus $R/[a(1-e)]$, because the minimum separation is more relevant in this case. Indeed, tidal interaction is much stronger in the portion of the orbit close to the periastron passage. From this plot, it seems that the critical fractional radius, expressed as $R/[a(1-e)]$, is larger than 0.15, but the number of points is unfortunately too small to enable us to be more precise.

5.3.2 Discussion

Zahn (1977) computed the limiting separations 'for which the corresponding characteristic times are equal to one quarter of the main sequence life span', for circularization and synchronism. For a population of relatively evolved dwarf primaries (i.e. stars that have already spent one-quarter of their lifetime on the main sequence), those values are thus equal to the critical radii that can be deduced from the observations. From table 2 of Zahn (1977), we obtain $r_{\rm sync} \approx 0.14$ and $r_{\rm circ} \approx 0.20$, for binary systems with $M_1 = 2\,{\rm M}_\odot$ and $\mu = 1$. If we assume a smaller mass ratio, $\mu = 0.5$, which is generally more likely for SB1, those values become somewhat larger: $r_{\rm sync} \approx 0.17$ and $r_{\rm circ} \approx 0.24$.

With our sample of Am stars, we find $r_{\rm sync} \approx 0.20$, which is very close to the predicted value. Concerning the circularization, our determination of $r_{\rm circ} \approx 0.15$ is smaller than Zahn's expectations. However, let us note that Zahn assumed that the two stars forming the system had a radiative envelope, which is generally not the case for our systems. Indeed, most of the objects studied in this series of papers are SB1 and the mass estimates of the unseen secondary stars are small (see e.g. Table 9, line 16). Hence, those stars must have convective envelopes. As mentioned in Section 5.2, tidal effects acting on the companions are more effective in this case and may have led to the circularization of the mutual orbits.

To our knowledge, the only statistical study of early-type stars that used the fractional radius r was made by Giuricin, Mardirossian & Mezzetti (1984a,b). With early-type eclipsing binaries and double-lined spectroscopic binaries (SB2), they found $r_{\rm sync} \approx 0.15$ and $r_{\rm circ} \approx 0.25$, which is very close to the predictions of Zahn (1977). The analysis of the light curves of eclipsing binaries can provide directly the values of the fractional radii r of both components and of the inclination i of the system. For the SB2 of their sample, they determined the r values with a procedure similar to ours. The value we find for $r_{\rm sync}$ is in good agreement with their value, but our determination of $r_{\rm circ} \approx 0.15$ is somewhat smaller than theirs. The sample of 200 stars they used for determining $r_{\rm circ}$ (Giuricin et al. 1984b) is a compilation of many sources, which include nearly main-sequence detached eclipsing binaries (spectral types O, B, A) and short period SB2 ($P < 200$ d). A plausible explanation is that the fraction of low mass convective companions is larger in our sample. This is obvious for their group of SB2 constituted with systems with components of similar luminosities (and masses). It must also exist a high fraction of systems with comparable luminosities in the other group of the eclipsing binaries, because such a property facilitates their detection. Hence, the smaller value found for $r_{\rm circ}$ in our sample than in Giuricin's would support the argument that the presence of a convective companion plays a key role in the circularization of close binary systems containing an early-type star.

ACKNOWLEDGMENTS

This work is based on observations made at the OHP (France) and at Cambridge Observatories (UK).

We are indebted to M. Mayor for giving us observing time with CORAVEL, and to R.F. Griffin for observing at Cambridge some of those stars (HD 3970, 35035, 153286 and 204751) at our request. We

thank S. Udry for reducing part of the observations. We are grateful to the anonymous referee for his remarks that have contributed to improve the discussion of Section 5.3. For bibliographic references, we used the SIMBAD data base operated by the Centre de Données Astronomiques de Strasbourg (France).

REFERENCES

Abt H. A., 1984, ApJ, 285, 247
Babcock H. W., 1958, ApJ, 128, 228
Baranne A., Mayor M., Poncet J. L., 1979, Vistas Astron., 23, 279
Benz W., Mayor M., 1981, A&A, 93, 235
Bertaud C., 1970, A&AS, 1, 7
Bertaud C., Floquet M., 1967, J. Obs., 50, 425
Bidelman W. P., 1983, AJ, 88, 1182
Bidelman W. P., 1988, PASP, 100, 1084
Carquillat J.-M., Nadal R., Ginestet N., Pédoussaut A., 1982, A&A, 115, 23
Carquillat J.-M., Ginestet N., Prieur J.-L., 2001, A&A, 369, 908 (Paper II)
Carquillat J.-M., Ginestet N., Prieur J.-L., Udry S., 2002, MNRAS, 336, 1043 (Paper III)
Carquillat J.-M., Ginestet N., Prieur J.-L., Debernardi J.-Y., 2003, MNRAS, 346, 555 (Paper V)
Carquillat J.-M., Prieur J.-L., Ginestet N., Oblak E., Kurpinska-Winiarska M., 2004, MNRAS, 352, 708 (Paper VI)
Cowley A. P., Cowley R. C., 1965, PASP, 77, 184
Crawford D. L., 1975, AJ, 80, 955
Crawford D. L., 1979, AJ, 84, 1858
Dommanget J., Nys O., 1994, Comm. Obs. R. Belgique, 115, 1
ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200. ESA Publications Division, Noordwijk
Fehrenbach Ch., Burnage R., Duflot M., Peton A., Rolland L., Genty V., Mannone C., 1987, A&AS, 71, 263
Flower P. J., 1996, ApJ, 469, 355
Ginestet N., Carquillat J.-M., 1998, A&AS, 130, 415 (Paper I)
Ginestet N., Prieur J.-L., Carquillat J.-M., Griffin R. F., 2003, MNRAS, 342, 61 (Paper IV)
Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., 1984a, A&A, 131, 152
Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., 1984b, A&A, 134, 365
Grenier S. et al., 1999, A&AS, 137, 451
Hauck B., 1986, A&AS, 64, 21
Hauck B., Mermilliod J.-C., 1998, A&AS, 129, 431
Hut P., 1981, A&A, 99, 126
Imbert M., 1972, A&A, 18, 267
Lucke P. B., 1978, A&A, 64, 367
Lucy L. B., Sweeney M. A., 1971, AJ, 76, 544
Meynet G., Mermilliod J.-C., Maeder A., 1993, A&AS, 98, 477
Moon T. T., Dworetsky M. M., 1985, MNRAS, 217, 305
Nadal R., Ginestet N., Carquillat J.-M., Pédoussaut A., 1979, A&AS, 35, 203
North P., Jaschek C., Hauck B., Figueras F., Torra J., Künzly M., 1997, in Battrick B., ed., Proc. ESA Symp. Hipparcos, ESA SP-402. ESA, Noordwijk, p. 239
Olsen E. H., 1980, A&AS, 39, 205
Relyea L. J., Kurucz R. L., 1978, ApJS, 37, 45
Sato K., Kuji S., 1990, A&AS, 85, 1069
Schaller G., Schaerer D., Meynet G., Maeder A., 1992, A&AS, 96, 269
Schmidt-Kaler Th., 1982, in Schaifers K., Voigt H. H., eds, Landolt-Börnstein – Group VI Astronomy and Astrophysics, Vol. 2B. Springer-Verlag, Berlin, p. 1
Seymour D. M., Mason B. D., Hartkopf W. I., Wycoff G. L., 2002, AJ, 123, 1023
Udry S., Mayor M., Queloz D., 1999, in Hearnshaw J. B., Scarfe C. D., eds, IAU Coll. 170, ASP Conf. Ser. Vol. 185, Precise Stellar Radial Velocities. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 367
Walther M. E., 1949, ApJ, 110, 67
Zahn J.-P., 1975, A&A, 41, 329
Zahn J.-P., 1977, A&A, 57, 383
Zirin H., 1951, Bull. Harv. Coll. Obs., 520, 38

This paper has been typeset from a TEX/LATEX file prepared by the author.

Speckle observations with PISCO in Merate: XIII. Astrometric measurements of visual binaries in 2012, and new orbits for ADS 10786 BC, 12144, 12515, 16314 and 16539

J.-L. Prieur[1,2], **M. Scardia**[3], **L. Pansecchi**[3], **R.W. Argyle**[4], **A. Zanutta**[3], and **E. Aristidi**[5]

[1] Université de Toulouse – UPS-OMP – IRAP, Toulouse, France
[2] CNRS – IRAP, 14 avenue Edouard Belin, 31400 Toulouse, France
[3] INAF – Osservatorio Astronomico di Brera, Via E. Bianchi 46, 23807 Merate, Italy
[4] Institute of Astronomy, Madingley Road, Cambridge, CB3 0HA, United Kingdom
[5] Université de Nice-Sophia Antipolis –Laboratoire Lagrange –CNRS–OCA, Parc Valrose 06108 Nice cedex 2, France

Received March 17, 2014; accepted

Key words Stars: binaries: close – binaries: visual — astrometry — techniques: interferometric — stars: individual (ADS 10786 BC, ADS 12144, ADS 12515, ADS 16314, ADS 16539)

We present relative astrometric measurements of visual binaries, made in 2012 with the speckle camera PISCO at the 102-cm Zeiss telescope of Brera Astronomical Observatory, in Merate. Our observing list contains orbital couples as well as binaries whose motion is still uncertain. We obtained 355 new measurements of 344 visual binary stars, with angular separations in the range $0''.14$ — $6''.9$, and an average accuracy of $0''.02$. The mean error on the position angles is $0^\circ.5$. Most of the position angles were determined without the usual 180° ambiguity with the application of triple-correlation techniques and/or by inspection of the long integration files. We also present new revised orbits for ADS 10786 BC, 12144, 12515, 16314 and 16539, partly derived from PISCO observations. The corresponding estimated values for the masses of those systems are compatible with the spectral types.

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

1 Introduction

This paper presents the results of speckle observations of visual binary stars made in Merate (Italy) in 2012 with the Pupil Interferometry Speckle camera and COronagraph (PISCO) on the 102-cm Zeiss telescope of *INAF – Osservatorio Astronomico di Brera* (OAB, Brera Astronomical Observatory). It is the thirteenth of a series whose purpose is to contribute to the determination of binary orbits (Scardia et al. 2005, 2006, 2007, 2008a, Prieur et al. 2008, Scardia et al. 2009, Prieur et al. 2009, Scardia et al. 2010, Prieur et al. 2010, Scardia et al. 2011, Prieur et al. 2012, and Scardia et al. 2013, herein: Papers I to XII). The focal instrument PISCO was developed at *Observatoire Midi-Pyrénées* (France) and first used at *Pic du Midi* from 1993 to 1998. It was moved to Merate in 2003 and installed on the INAF Zeiss telescope that has been dedicated to binary star observations since that epoch.

In Sect. 2, we briefly describe our observations. In Sect. 3, we present and discuss the astrometric measurements. We also compare those measurements with the ephemerides computed with the published orbital elements, when available. Finally in Sect. 4 we present the new revised orbits that we have computed for ADS 10786 BC, 12144, 12515, 16314, and 16539, and discuss the estimated values for the masses of those systems.

2 Observations

The observations were carried out with the PISCO speckle camera and the ICCD (Intensified Charge Coupled Device) detector belonging to Nice University (France). This instrumentation is presented in Prieur et al. (1998) and our observing procedure is described in detail in Paper VI.

2.1 Observing list

Our observing list basically includes all the visual binaries for which new measurements are needed to improve their orbits, that are accessible with our instrumentation. It consists of a few thousands objects. A detailed description can be found in our previous papers (e.g., Paper VI).

The distribution of the angular separations measured in this paper is displayed in Fig. 1a and shows a maximum for $\rho \approx 0''.8$. The largest separation of $6''.93$ was obtained for ADS 1670AC. The smallest separation was measured for JCT3Aa,Ab (ADS 6696), with $\rho = 0''.144$. Let us recall that the diffraction limit is

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

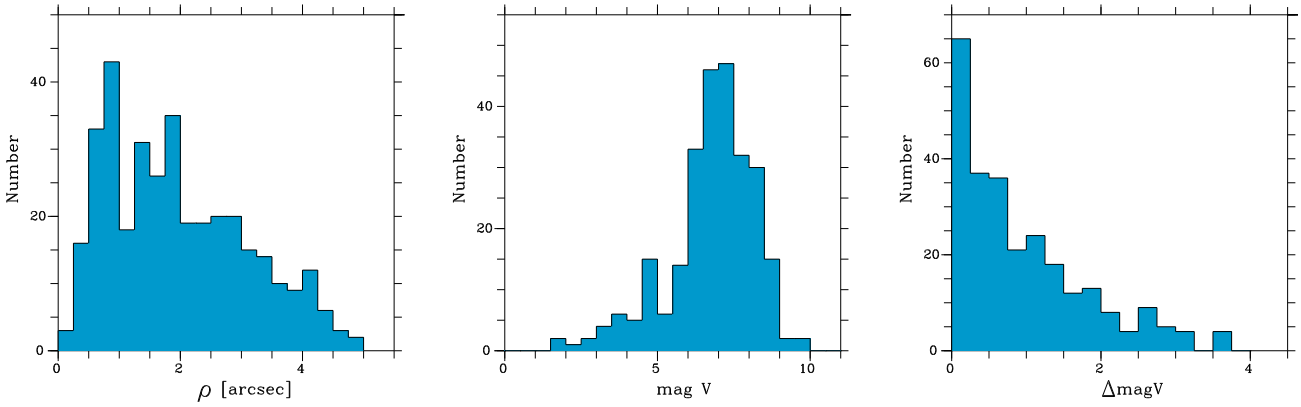

Fig. 1 Distribution of the angular separations of the 355 measurements of Table 3 (a), the total visual magnitudes of the corresponding binaries (b) and the differences of magnitude between their two components (c).

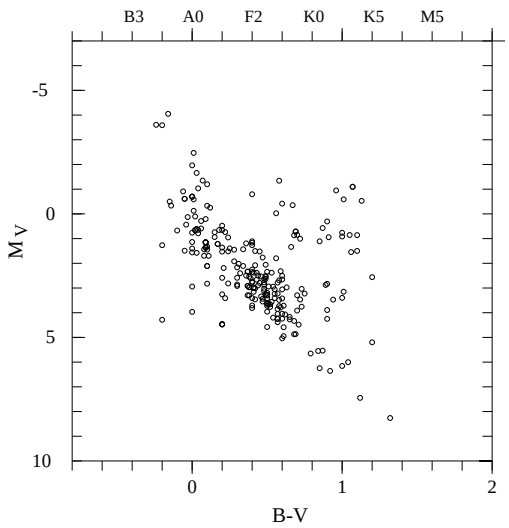

Fig. 2 HR diagram of the binaries measured in Table 1, for which Hipparcos parallaxes were obtained with a relative error smaller than 50% (i.e., 276 objects).

$\rho_d = \lambda/D \approx 0''.13$ for the Zeiss telescope (aperture $D = 1.02$ m) and the R filter ($\lambda = 650$ nm).

The distribution of the apparent magnitudes m_V and of the difference of magnitudes Δm_V between the two components are plotted in Figs. 1b and 1c, respectively. The telescope aperture and detector sensitivity led to a limiting magnitude of about $m_V = 10$ (Fig. 1b) and a maximum Δm_V for speckle measurements of about 3.8 (Fig. 1c).

Using the Hipparcos parallaxes, we were able to construct the HR diagram of those binaries, which is displayed in Fig. 2. We only plotted the objects for which the relative uncertainty on the parallax was smaller than 50%. This concerned 276 objects only.

3 Astrometric measurements

The 355 astrometric measurements obtained with the observations made in 2012 are displayed in Table 1. They concern 344 visual binaries. For each object, we report its WDS name (Washington Double Star Catalogue, Mason et al. 2013, hereafter WDS Catalogue) in Col. 1, the official double star designation in Col. 2 (sequence is "discoverer-number"), and the ADS number in Col. 3 (Aitken, 1932) when available. For each observation, we then give the epoch in Besselian years (Col. 4), the filter (Col. 5), the focal length of the eyepiece used for magnifying the image (Col. 6), the angular separation ρ (Col. 7) with its error (Col. 8) in arcseconds, and the position angle θ (Col. 9) with its error (Col. 10) in degrees. In Col. 11, we report some notes and some information about the secondary peaks of the auto-correlation files (e.g. diffuse, faint or elongated) or about the power spectrum (NF: no fringes). For the systems with a known orbit, the $(O - C)$ (Observed minus Computed) residuals of the ρ and θ measurements are displayed in Cols. 13 and 14, respectively. The corresponding authors are given in Col. 12, using the bibliographic style of the "Sixth Catalogue of Orbits of Visual Binary Stars" (Hartkopf & Mason, 2013, hereafter OC6). When not explicitly specified, the measurements refer to the AB components of those systems. In Col. 14, the symbol ^{Q} indicates that there was a quadrant inconsistency between our measures and the positions derived from the orbital elements published for this object.

The characteristics of the R, RL, and I filters used for obtaining those measurements are given in Table 2. Some objects were observed without any filter because they were too faint. This is indicated with W (for "white" light) in the filter column (Col. 5 of Table 1).

As for the other papers of this series, position measurements were obtained by an interactive processing of the auto-correlation files computed in real time dur-

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

Table 1 Table of speckle measurements and O-C residuals with published orbits (begin.)

WDS	Name	ADS	Epoch	Fil.	Eyep. (mm)	ρ ($''$)	σ_ρ ($''$)	θ ($^\circ$)	σ_θ ($^\circ$)	Notes	Orbit	$\Delta\rho$(O-C) ($''$)	$\Delta\theta$(O-C) ($^\circ$)
00014+3937	HLD60	17178	2012.040	R	32	1.300	0.019	167.3*	0.7		Hrt2011a	0.01	−1.2
00028+0208	BU281AB	9	2012.041	RL	32	1.556	0.022	161.7*	0.7				
00049+4540	BU997	41	2012.043	R	32	3.860	0.041	336.5*	0.4				
00049+5832	STF3057	36	2012.043	R	32	3.824	0.043	297.4*	0.3				
00057+4239	A110	55	2012.043	R	32	2.094	0.032	123.0*	0.4				
00059+1805	STF3060AB	60	2012.038	R	32	3.345	0.025	133.6*	0.3				
00063+5826	STF3062	61	2012.038	R	20	1.526	0.008	350.6*	0.3		Sta1977b	−0.04	−0.1
00093+7943	STF2	102	2012.038	R	20	0.858	0.008	16.9*	0.7		Sca1980d	−0.01	2.0
00134+2659	STT2AB	161	2012.068	R	10	0.414	0.003	158.8*	0.6	Elongated	Sca2000b	−0.05	−2.5
00209+1059	BU1093	287	2012.043	R	20	0.758	0.008	117.4*	0.3		Lin2010c	-0.00	−1.0
00209+3259	AC1	285	2012.068	R	32	1.803	0.017	287.4*	0.3				
00302+4557	A910	408	2012.071	R	32	2.604	0.019	35.5*	0.5				
00310+3406	STF33	421	2012.071	R	32	2.767	0.016	212.3	0.6				
00455+4324	BU865AB	627	2012.043	R	32	1.220	0.016	192.2*	1.6				
00458+5459	ARG2AB	630	2012.043	RL	32	2.514	0.035	49.4*	0.4				
00480+5127	STF59AB	659	2012.041	R	32	2.231	0.028	147.5*	0.4				
00499+2743	STF61	683	2012.041	R	32	4.236	0.021	114.6*	0.3				
00548+0926	STF74	754	2012.041	R	32	3.084	0.022	298.8*	0.4				
00550+2338	STF73AB	755	2012.041	R	20	1.065	0.008	325.3*	0.3		Doc1990b	−0.03	−0.6
00551+2811	A437AB	758	2012.068	R	32	2.975	0.016	208.9*	0.3				
00578+3211	HO307	789	2012.068	W	32	3.046	0.038	83.8*	0.3	Elongated			
01095+4715	STT515AB	940	2012.043	R	10	0.514	0.003	118.1*	0.3	Elongated	Sca2001d	0.01	−0.8
01099+4011	AG15	953	2012.068	W	32	2.789	0.019	69.7*	0.3	Diffuse			
01106+5101	BU235Aa	963	2012.071	R	20	0.832	0.008	137.9*	0.3	Elongated			
01122+5132	STF97	981	2012.071	R	32	4.506	0.052	100.5*	0.3				
01149+4815	A934	1004	2012.041	W	32	3.108	0.036	183.8*	0.3	Elongated			
01401+3858	STF141	1305	2012.041	R	32	1.643	0.024	301.0*	0.8				
01559+0151	STF186	1538	2012.043	R	20	0.787	0.008	248.3*	0.4		USN2007b	−0.02	0.2^Q
02020+0246	STF202	1615	2012.038	RL	20	1.830	0.009	265.4*	0.3		Sca1983f	0.06	2.3
02091+5104	STF213AC	1670	2012.071	R	32	6.933	0.038	64.2*	0.4	Diffuse			
02091+5104	STF213AB	1670	2012.071	R	32	1.833	0.016	323.9*	0.3				
02140+4729	STF228	1709	2012.043	R	20	0.769	0.009	294.4*	0.4		Sta1982b	−0.01	−2.7
02176+2214	STF244	1758	2012.071	R	32	4.429	0.024	288.8	0.3				
02262+2105	COU258	–	2012.068	W	32	2.296	0.016	121.5*	0.3				
02282+2952	STF269	1868	2012.043	RL	32	1.656	0.022	344.5*	1.8				
02294+5532	STF268	1878	2012.071	R	32	2.803	0.022	129.7*	0.3				
02309+5311	HJ2139AB	1903	2012.071	R	32	3.825	0.019	297.4*	0.3				
02357+4411	A1528	1962	2012.068	RL	32	1.552	0.016	193.5*	0.5				
02388+3325	STF285	2004	2012.068	R	32	1.680	0.021	162.5*	0.3				
02411+1848	STF291AB	2042	2012.068	RL	32	3.342	0.017	116.8*	0.3				
02446+2928	STF300	2091	2012.043	R	32	3.090	0.030	314.3*	0.3				
02475+1922	STF305AB	2122	2012.044	R	32	3.595	0.044	306.5*	0.3		Rab1961a	−0.13	−0.1
03171+4029	STF369	2443	2012.044	R	32	3.599	0.028	29.3*	0.3				
03312+1947	STF403	2584	2012.150	R	32	2.293	0.016	171.4*	0.3				
03344+2428	STF412AB	2616	2012.041	RL	20	0.721	0.008	353.6	0.4		Sca2002a	−0.02	0.9
”	”	”	2012.142	R	10	0.744	0.004	352.7	0.3	Elongated	Sca2002a	0.01	0.1
03350+6002	STF400AB	2612	2012.142	R	20	1.589	0.008	266.8*	0.3		USN2000b	0.08	−1.5
03356+3141	BU533	2628	2012.150	R	20	1.053	0.008	220.9*	0.3				
03377+4807	HLD9AB	2643	2012.142	R	32	1.335	0.016	53.9*	1.5				
03401+3407	STF425	2668	2012.071	R	32	1.926	0.016	60.3*	0.4				
03466+2728	COU694	–	2012.071	R	32	2.514	0.032	134.0*	0.5				
03479+3336	STF448	2772	2012.142	R	32	3.370	0.019	13.1*	0.3				
03490+1459	HO324	2787	2012.150	R	32	1.117	0.016	330.9*	0.6				
04020+4151	STF477	2934	2012.068	RL	32	3.072	0.016	211.3*	0.3				

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

Table 1 Table of speckle measurements and O-C residuals with published orbits (cont.)

WDS	Name	ADS	Epoch	Fil.	Eyep. (mm)	ρ ($''$)	σ_ρ ($''$)	θ (°)	σ_θ (°)	Notes	Orbit	$\Delta\rho$(O-C) ($''$)	$\Delta\theta$(O-C) (°)
04022+2808	STF481AB	2944	2012.150	RL	32	2.637	0.040	105.9	0.3	NF			
04045+5544	STF480	2955	2012.150	R	32	3.291	0.016	326.5	0.3				
04076+3804	STT531AB	2995	2012.142	R	32	2.591	0.016	355.6	0.4		Hei1986b	0.16	3.0
04077+1510	STF495	2999	2012.142	R	32	3.651	0.021	221.9	0.3				
04100+8042	STF460	2963	2012.142	R	10	0.757	0.005	142.7	0.3	Elongated	Sca2003a	0.07	−5.3
04140+4235	A1711	3062	2012.167	R	20	0.670	0.011	77.8	0.4	NF			
04159+3142	STT77AB	3082	2012.145	R	20	0.491	0.009	296.7	0.5		Sta1985	−0.05	−0.3
04160+0027	STF517	3095	2012.145	R	32	3.286	0.017	8.0	0.3				
04224+2049	BU87	3158	2012.167	R	20	1.887	0.012	167.3	0.4	NF			
04227+1503	STT82AB	3169	2012.167	R	20	1.249	0.008	332.2	0.3		WSI2004a	0.02	−2.1
04233+1123	STF535	3174	2012.145	R	20	1.124	0.009	271.7	0.3		Hrt2000c	0.07	1.6
04268+5539	STF531	3207	2012.191	R	20	0.963	0.011	324.4	0.3				
04301+1538	STF554	3264	2012.205	R	20	1.538	0.008	16.3	0.3		Baz1980a	−0.08	0.8
04316+3739	BU789	3275	2012.205	R	32	0.844	0.024	322.4	0.7				
04333+5103	STF553	3287	2012.199	R	32	3.053	0.032	134.4	0.3				
04335+1801	STF559	3297	2012.199	R	32	3.062	0.016	275.7	0.6	Elongated			
04367+1930	STF567	3330	2012.142	R	32	2.046	0.033	342.8	0.5		USN2002	0.01	0.3
04381+4207	STF565AB	3338	2012.188	R	20	1.347	0.011	166.9	0.5				
04385+2656	STF572AB	3353	2012.188	R	32	4.389	0.022	9.3	0.3				
04422+3731	STF577	3390	2012.188	R	20	0.740	0.008	338.4	1.3		Hei1998	−0.07	−3.4
04518+0115	STF609	3484	2012.150	R	32	2.931	0.024	69.0	0.3				
04518+1339	BU552AB	3483	2012.169	R	20	0.715	0.008	258.0	0.9		Hei1984b	0.02	−1.5
04549+0836	STT90AB	3517	2012.150	R	32	1.766	0.017	339.4	0.8				
04573+6145	STT88	3526	2012.169	R	20	0.764	0.014	307.3	0.4				
04581+0141	STF622	3568	2012.202	R	32	2.571	0.017	161.3	0.6	Diffuse			
05000+7003	STF604	3551	2012.150	R	32	2.149	0.016	38.2	0.4	Diffuse			
05003+3924	STT92AB	3589	2012.202	RL	32	4.187	0.035	281.9	0.3		Cve2006e	0.07	0.1
05005+0506	STT93	3596	2012.202	R	32	1.537	0.030	244.7	0.5		USN1999a	0.02	0.8
05013+5015	STF619	3593	2012.202	R	32	4.231	0.065	158.2	0.3		Kis2009	0.22	−0.5
05026+5450	AG84	3604	2012.202	R	32	2.487	0.046	152.2	0.3				
05055+1948	STT95	3672	2012.169	R	20	0.928	0.008	296.0	0.3		Jas1996b	−0.03	−1.1
05075+5532	BU749	3683	2012.205	R	20	1.304	0.008	240.8	0.3				
05079+0830	STT98	3711	2012.191	R	20	0.896	0.008	295.3	0.3		Sca2008d	−0.01	−0.4
05079+5459	STF635	3689	2012.205	R	32	1.018	0.016	303.6	0.6				
05245−0224	DA5Aa-B	4002	2012.167	R	20	1.811	0.009	76.8	0.3	Elongated			
05268+0306	KNT3AB	4039	2012.167	R	20	2.979	0.015	327.6	0.3	Faint			
05270+2737	HO226AB	4032	2012.167	R	20	0.672	0.008	89.5	0.7				
05290+3746	BU890	4060	2012.145	R	32	1.231	0.016	282.8	0.4				
05301+2933	STF719AB	4086	2012.145	R	32	1.236	0.016	333.6	0.7				
05308+0557	STF728	4115	2012.142	R	20	1.264	0.008	44.7	0.5		USN1999b	−0.03	−0.0
05309+1015	STF726	4113	2012.145	R	32	1.071	0.017	262.4	1.2				
05347−0424	STF743AB	4176	2012.224	R	32	1.801	0.017	282.0	1.7				
05351+0956	STF738AB	4179	2012.224	R	32	4.386	0.022	43.6	0.3	Diffuse			
05364+2200	STF742	4200	2012.142	R	32	4.078	0.020	273.7	0.5		Hop1973b	−0.05	−1.5
05371+2655	STF749AB	4208	2012.142	R	20	1.154	0.008	139.9	0.3		Sca2007a	−0.01	-0.8^{Q}
05371+4150	STF736	4204	2012.169	R	32	2.582	0.021	359.9	0.3				
05399+3757	STT112	4243	2012.169	R	20	0.887	0.008	46.8	0.3				
05474+2939	BU560	4371	2012.145	R	20	1.702	0.009	124.5	0.3		Sca2008c	0.03	−0.6
05499+3147	STF796AB	4421	2012.142	R	32	3.743	0.019	61.5	0.3				
05511+6545	STF780AB	4405	2012.145	R	32	3.846	0.019	104.2	0.4				
05525+4009	STF802AB	4456	2012.202	R	32	2.441	0.016	103.6	1.1				
05529+3427	STF807	4463	2012.202	R	32	2.477	0.035	150.8	0.4				
05535+3720	BU1053	4472	2012.145	R	32	1.852	0.016	358.9	0.5				
05542+1015	STT123	4491	2012.205	R	32	2.142	0.016	186.8	0.5				

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

Table 1 Table of speckle measurements and O-C residuals with published orbits (cont.)

WDS	Name	ADS	Epoch	Fil.	Eyep. (mm)	ρ (″)	σ_ρ (″)	θ (°)	σ_θ (°)	Notes	Orbit	$\Delta\rho$(O-C) (″)	$\Delta\theta$(O-C) (°)
05544+1854	STF813	4490	2012.205	R	32	3.021	0.016	149.5*	0.8				
05589+1248	STT124	4562	2012.224	R	10	0.594	0.005	299.1*	0.5	Elongated	Baz1988d	0.21	−4.9
06041+1101	J335	4647	2012.205	R	32	1.253	0.032	270.8*	0.4		Ole2002a	0.05	−4.7
06074+3616	STT131	4691	2012.235	R	20	1.501	0.011	276.9*	0.3				
06081+0317	STF851	4726	2012.205	R	32	2.926	0.055	33.4*	0.8	Faint			
06082+3759	STT132	4709	2012.235	R	20	1.820	0.009	332.0*	0.5	NF			
06085+1358	STF848AB	4728	2012.145	R	32	2.563	0.016	109.7*	0.3				
06113+3040	STF861BC	4779	2012.150	R	32	1.665	0.016	314.4*	0.3				
06117+1723	STF867AB	4789	2012.150	R	32	2.184	0.016	158.6*	0.3				
06118+0228	J52	4796	2012.238	R	32	2.095	0.016	281.6*	0.4				
06128+2426	AG107	4810	2012.235	R	32	1.485	0.033	178.8	0.3	Faint			
06135+1015	HO22	4823	2012.238	R	20	0.984	0.010	208.9	0.8	Faint			
06146+1725	J683	4836	2012.238	R	32	1.351	0.016	3.6*	0.5				
06192+3947	STF883AB	4905	2012.238	R	32	3.487	0.017	264.0*	0.6				
06197+2128	AG109	4933	2012.238	R	32	2.398	0.030	17.1*	0.3				
06200+2826	STF888AB-C	4929	2012.241	R	32	2.909	0.016	263.4*	0.5				
06221+5922	STF881Aa-B	4950	2012.167	R	10	0.640	0.003	147.1*	0.3				
06246+3424	HU702	5014	2012.241	R	32	0.852	0.016	329.1*	0.4				
06250+4233	A2356	5016	2012.241	R	32	0.837	0.016	262.6	0.6				
06266+1531	STT140AB	5062	2012.241	R	32	2.983	0.019	119.0*	0.3	NF			
06344+1445	STF932	5197	2012.202	R	32	1.662	0.028	305.4*	1.2		Hop1960a	0.02	3.5
06347+3832	STF928AB	5191	2012.202	R	32	3.465	0.024	131.0*	0.3				
06387+4135	STF941	5269	2012.202	R	32	1.934	0.016	81.8*	0.8				
06531+5927	STF963	5514	2012.167	R	10	0.244	0.003	343.5*	0.6		Sca2008d	−0.02	1.6
06573+5825	STT159	5586	2012.167	R	10	0.658	0.005	231.8*	0.3		Sod1999	0.01	1.6
07028+1305	HO342	5725	2012.170	R	20	1.170	0.008	87.7*	0.3				
07128+1511	WEI14	5875	2012.170	R	32	2.108	0.016	160.2*	0.3				
07128+2713	STF1037	5871	2012.167	R	20	0.977	0.010	306.9	0.4		Sca1983e	0.04	0.6
07148+5233	STF1033	5896	2012.170	R	32	1.582	0.016	275.1*	0.3				
07274+1519	STF1094	6086	2012.170	R	32	2.507	0.016	95.8*	0.3				
07303+4959	STF1093	6117	2012.167	R	20	0.864	0.009	203.5	0.4		Sca1984d	0.07	−0.3
07345+1218	STF1116	6180	2012.170	R	32	1.732	0.016	95.6*	0.3				
07346+3153	STF1110	6175	2012.142	R	20	4.832	0.024	56.3*	0.3		Hei1988a	−0.01	−0.2
07359+4302	STT174	6191	2012.202	R	32	2.193	0.019	88.2*	0.3				
07401+0514	STF1126	6263	2012.170	R	20	0.840	0.008	173.9*	0.4				
07486+2308	WRH15	6378	2012.235	R	10	0.263	0.004	31.0*	0.6		USN2002	-0.00	0.5
07556+3630	COU2075	–	2012.241	R	20	0.832	0.011	141.8*	0.4				
07598+1341	STF1170	6499	2012.205	R	32	2.373	0.016	106.4*	0.9				
08024+0409	STF1175	6532	2012.202	R	32	1.406	0.021	284.0*	0.6		Ole2001	0.03	−4.9
08033+2616	STT186	6538	2012.205	R	20	0.994	0.014	73.7*	0.5				
08041+3302	STT187	6549	2012.238	R	10	0.420	0.003	339.1	0.9	Elongated	Msn1999a	0.01	0.1
08056+2732	STF1177	6569	2012.235	R	32	3.504	0.033	349.7*	0.4				
08095+3213	STF1187	6623	2012.205	R	32	3.037	0.025	21.4*	0.3		Ole2001	0.09	0.5
08122+1739	STF1196AB	6650	2012.205	R	20	1.101	0.008	31.1*	0.3		Hrr1992	0.00	0.9
08160+1842	JCT3Aa,Ab	6696	2012.235	R	10	–	–	–	–	Unres			
08160+1842	JCT3Aa,Ab	6696	2012.205	W	10	0.144	0.011	25.7*	3.7	Faint			
08432+3849	BU209	6946	2012.205	R	32	1.245	0.016	8.3*	0.7				
08468+0625	STF1273AC	6993	2012.241	R	20	2.756	0.017	303.4*	0.3	NF			
08468+0625	SP1AB	6993	2012.241	R	10	0.269	0.003	176.2*	1.6		Hrt1996a	-0.00	0.2
08508+3504	STF1282	7034	2012.235	R	32	3.519	0.018	277.4*	0.9				
08514+5732	STF1275	7033	2012.235	R	32	1.874	0.033	197.9*	0.3				
08531+5457	A1584	7054	2012.238	R	20	0.678	0.015	86.1	0.3	Faint	Hei1991	0.01	−2.8
08542+3035	STF1291	7071	2012.241	R	20	1.526	0.008	310.0*	0.3				
08554+7048	STF1280	7067	2012.203	R	32	2.787	0.016	353.0*	0.5		Hei1997	0.12	−1.0

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

Table 1 Table of speckle measurements and O-C residuals with published orbits (cont.)

WDS	Name	ADS	Epoch	Fil.	Eyep. (mm)	ρ (″)	σ_ρ (″)	θ (°)	σ_θ (°)	Notes	Orbit	$\Delta\rho$(O-C) (″)	$\Delta\theta$(O-C) (°)
09036+4709	A1585	7158	2012.238	R	10	0.268	0.004	289.6*	0.3		SOR2000	−0.01	−0.0
09104+6708	STF1306	7203	2012.203	RL	32	4.342	0.030	348.6*	0.3	NF	Sca1985c	0.12	−0.7
09184+3522	STF1333	7286	2012.238	R	20	1.944	0.010	49.6*	0.3				
09210+3643	STF1339	7308	2012.238	R	32	1.424	0.016	63.9*	0.6				
09210+3811	STF1338	7307	2012.235	R	20	1.094	0.008	303.9*	0.3		Sca2002b	0.09	−4.2
09245+0621	STF1348	7352	2012.235	R	20	1.956	0.010	134.1*	0.3				
09273+0614	STF1355	7380	2012.238	R	32	1.782	0.030	353.2*	0.6		Lin2011b	−0.06	−0.6
09521+5404	STT208	7545	2012.339	R	10	0.370	0.004	298.2*	0.4		Hei1996c	−0.03	−1.2
10163+1744	STT215	7704	2012.369	R	20	1.469	0.008	176.5*	0.3		Zae1984	−0.08	−2.3
10181+2731	STF1421	7715	2012.361	R	32	4.543	0.023	330.9*	0.3				
10200+1950	STF1424AB	7724	2012.356	R	32	4.727	0.041	125.2*	0.5		WSI2006b	0.11	−0.8
10234+2630	A1990	7747	2012.361	R	32	1.420	0.017	288.7	0.4				
10236+2617	A1991	7748	2012.361	R	32	1.466	0.038	189.2*	0.3				
10256+0847	STF1431	7764	2012.361	R	32	3.569	0.018	73.7*	0.3				
10260+5237	STF1428	7762	2012.380	R	32	2.784	0.016	87.4*	0.3				
10269+1713	STT217	7775	2012.380	R	20	0.770	0.008	148.4*	0.3		Sca2013b	-0.00	0.2
10279+3642	HU879	7780	2012.380	R	10	0.541	0.003	224.5*	0.3		Msn2001c	−0.01	0.3
10493−0401	STF1476	7936	2012.378	R	32	2.441	0.019	16.4*	0.3				
11037+6145	BU1077	8035	2012.339	R	10	0.668	0.003	4.7*	0.3		Sca2011a	0.00	−2.0
11182+3132	STF1523AB	8119	2012.339	R	20	1.627	0.008	193.5*	0.3		Msn1995	−0.01	−0.9
11190+1416	STF1527	8128	2012.339	R	10	0.312	0.005	209.4	0.3	NF	Tok2012b	-0.00	−0.9
”	”	”	2012.356	R	10	0.308	0.003	211.4	0.3		Tok2012b	−0.01	0.9
”	”	”	2012.378	R	10	0.312	0.003	212.0	0.4	NF	Tok2012b	-0.00	1.2
”	”	”	2012.413	R	10	0.306	0.004	211.8	0.3		Tok2012b	−0.01	0.5
11239+1032	STF1536	8148	2012.356	R	20	2.066	0.010	98.6*	0.3		Hei1986a	−0.01	1.8
11279+4434	STF1542	8171	2012.361	R	32	3.467	0.017	264.8*	0.3	NF			
11308+4117	STT234	8189	2012.356	R	10	0.470	0.004	175.0	0.3	NF	Doc2009g	0.01	−0.4
11323+6105	STT235	8197	2012.356	R	20	0.813	0.011	29.2*	0.5		Hei1990c	−0.03	1.2
11328+6004	KR38	8203	2012.361	R	32	2.812	0.016	52.9	0.4				
11347+1648	STF1552	8220	2012.339	R	32	3.525	0.018	207.9*	0.5				
11363+2747	STF1555	8231	2012.339	R	20	0.728	0.008	148.7*	0.3		Doc2007i	0.04	−1.0
11390+4109	STT237	8252	2012.378	R	32	2.041	0.016	243.2*	0.3		USN2002	0.02	−1.5
11547+0944	BRT1276	–	2012.380	W	32	2.861	0.016	357.9*	0.8				
11551+4629	STF1579AB-C	8347	2012.378	R	32	3.901	0.020	41.9*	0.3				
11561+4533	STF1581	8354	2012.380	W	32	2.386	0.016	169.9*	0.3				
12060+6842	STF3123	8419	2012.378	R	10	0.284	0.003	201.9	1.1	NF	Hrt1996a	-0.00	−1.1
12108+3953	STF1606	8446	2012.356	R	10	0.506	0.004	151.3*	0.5		Msn1999a	-0.00	1.5
12244+2535	STF1639	8539	2012.339	R	20	1.803	0.009	323.7*	0.3		Ole2000b	-0.00	0.3
12257+4444	STF1642	8546	2012.408	R	32	2.530	0.022	179.4*	0.3				
12272+2701	STF1643	8553	2012.356	R	32	2.823	0.028	5.0*	0.3		WSI2004a	0.09	0.4
12306+0943	STF1647	8575	2012.356	R	20	1.328	0.008	248.1	0.3		Hop1970	0.08	−2.6
12360+1124	STF1661	8606	2012.380	W	32	2.218	0.030	251.7*	0.4				
12417−0127	STF1670	8630	2012.356	R	20	1.816	0.009	13.0*	0.3		Sca2007c	−0.02	−0.2
”	”	”	2012.380	R	20	1.817	0.009	12.9*	0.3		Sca2007c	−0.03	−0.2
12563+5406	STF1695	8710	2012.413	R	32	3.828	0.025	279.7*	0.3				
12587+2728	STF1699	8721	2012.361	R	32	1.659	0.021	8.5	0.3				
13007+5622	BU1082	8739	2012.356	RL	20	0.992	0.008	108.0*	0.3		Sca2012c	−0.03	1.1
”	”	”	2012.413	R	20	0.992	0.008	107.7*	0.3		Sca2012c	−0.03	0.7
13025+2330	STF1709	8749	2012.361	R	32	2.727	0.016	250.7*	0.3				
13064+2109	COU11Aa-B	–	2012.361	I	32	1.716	0.016	314.4*	0.3				
13084+1529	STF1722	8796	2012.361	R	32	2.651	0.016	335.7*	0.3				
13128+4030	A1606	8820	2012.460	R	32	1.267	0.022	16.8	0.6				
13189+0030	A2585	8855	2012.463	R	32	0.839	0.016	216.7	1.9				
13235+2914	HO260	8887	2012.463	R	32	1.618	0.016	86.0*	0.4		WSI2004a	−0.05	0.8

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

Table 1 Table of speckle measurements and O-C residuals with published orbits (cont.)

WDS	Name	ADS	Epoch	Fil.	Eyep. (mm)	ρ (″)	σ_ρ (″)	θ (°)	σ_θ (°)	Notes	Orbit	$\Delta\rho$(O-C) (″)	$\Delta\theta$(O-C) (°)
13243+0124	STF1742	8890	2012.463	R	32	0.945	0.027	356.0*	0.3				
13284+1543	STT266	8914	2012.463	R	32	1.972	0.016	357.0*	0.4		Hrt2011d	−0.03	−0.2
13324+3649	STF1755	8934	2012.413	R	32	4.206	0.025	129.9*	0.3				
13341+6746	STF1767	8959	2012.460	R	32	4.116	0.021	343.9*	0.3				
13367+6947	STF1771	8976	2012.460	R	32	1.814	0.016	80.2*	0.4				
13375+3618	STF1768	8974	2012.460	R	20	1.752	0.009	96.1*	0.3		Sta1976b	0.01	1.1
14024+4620	SWI1	9090	2012.487	R	32	3.752	0.019	24.8	0.3				
14033+0557	HWE29AB	9091	2012.463	W	32	1.280	0.017	235.8	0.3	Elongated			
14152+4658	STF1826	9183	2012.463	W	32	4.321	0.022	309.3*	0.5	Diffuse			
14153+0308	STF1819	9182	2012.460	R	20	0.897	0.010	173.3*	0.3		Sca2012b	0.00	0.3
14158+1018	STF1823AB-C	9185	2012.506	W	32	3.841	0.054	147.0*	0.3				
14165+2007	STF1825	9192	2012.506	R	32	4.331	0.022	153.6*	0.4				
14411+1344	STF1865	9343	2012.460	R	10	0.500	0.004	292.9	0.3	Elongated	Sca2007f	−0.01	−0.3
14421+6116	STF1878	9357	2012.520	R	32	4.144	0.038	314.0*	0.3				
14436+3745	STF1875	9362	2012.520	W	32	3.040	0.027	128.1*	0.3				
14475+6210	KR43	9391	2012.523	W	32	2.740	0.038	211.7*	0.9	Elongated			
14525+1844	BU31	9423	2012.542	R	32	1.973	0.022	220.1*	0.9				
14526+5903	STF1892	9428	2012.542	W	32	3.090	0.038	235.9*	0.3				
14531+7811	HU908	9445	2012.523	RL	20	1.522	0.008	237.3*	0.3				
14568+7050	STF1905	9460	2012.523	R	32	2.803	0.021	160.0*	0.9				
14584+4403	STF1896	9461	2012.498	R	32	4.116	0.021	275.9*	0.3				
15038+4739	STF1909	9494	2012.457	R	20	1.353	0.008	61.7*	0.3		Sod1999	0.06	−0.4
15075+0914	STF1910	9507	2012.457	R	32	4.002	0.020	210.8*	0.3				
15183+2650	STF1932AB	9578	2012.457	R	20	1.626	0.008	263.6	0.3		Sca2013b	0.00	−0.6
15208+3459	HO62	9599	2012.498	W	32	1.335	0.019	101.6*	0.4				
15232+3017	STF1937AB	9617	2012.498	R	10	0.660	0.003	187.3*	0.3	Elongated	Sod1999	0.00	−0.0
15245+3723	STF1938Ba,Bb	9626	2012.457	R	20	2.274	0.011	4.8*	0.3		Sca2013a	0.05	0.2
15264+0822	A1119	9635	2012.498	W	32	1.571	0.033	178.5*	1.1				
15264+4400	STT296AB	9639	2012.463	R	32	2.127	0.016	274.0*	0.3				
15300+2530	STF1950	9675	2012.542	R	32	3.297	0.052	90.4*	0.3				
15361+5531	A1124	9720	2012.457	R	32	1.383	0.016	143.2*	0.3	Diffuse			
15405+1840	A2076	9742	2012.460	R	20	0.733	0.008	185.1	0.8				
15416+1940	HU580	9744	2012.569	R	10	0.218	0.004	249.4*	0.9		Doc2007d	0.01	−0.5
15427+2618	STF1967	9757	2012.569	R	10	0.575	0.005	111.3*	0.6	Elongated	Mut2010b	−0.01	−0.0
15432+1340	BU619	9758	2012.586	R	20	0.647	0.011	358.3*	1.1				
15476+5523	BU946	9793	2012.591	RL	20	2.323	0.015	128.5*	0.3	NF			
15487+8337	STF2034	9853	2012.591	R	20	1.099	0.008	108.3*	0.4				
15589+2147	STF1990BC	9865	2012.586	R	32	4.091	0.027	26.3	0.7				
16009+1316	STT303AB	9880	2012.460	R	32	1.550	0.016	172.7*	0.3				
16160+0721	STF2026	9982	2012.460	R	32	3.493	0.025	17.2*	0.3		Sca2011a	0.03	−0.2
16188+3154	HU1172	9998	2012.523	W	32	1.706	0.024	327.3*	0.8				
16231+4738	STF2047	10038	2012.586	R	32	1.751	0.016	324.0*	0.6				
16289+1825	STF2052AB	10075	2012.460	R	32	2.282	0.016	119.3*	0.3		Sca1984d	−0.02	−1.0
16309+0159	STF2055AB	10087	2012.586	R	20	1.396	0.008	38.9*	0.4	Elongated	Hei1993b	−0.04	−0.2
16448+3544	STF2097AB	10193	2012.569	R	32	1.934	0.016	77.5*	0.6				
16458+3538	STF2101AB	10203	2012.569	R	32	4.034	0.065	47.3*	0.3	Elongated			
16476+2538	WEI31	10216	2012.542	W	32	4.873	0.024	316.1*	0.3	Diffuse			
16483+0244	BU43	10217	2012.605	R	32	1.405	0.016	54.9*	0.9				
16492+4559	BU627AB	10227	2012.602	RL	20	1.896	0.009	34.7*	0.3				
16492+4559	BU627AC	10227	2012.602	RL	20	2.107	0.011	41.4*	0.3				
16492+4559	BU627A,BC	10227	2012.602	RL	20	1.998	0.010	38.2*	0.3		FMR2012a	−0.03	0.5
16492+4559	A1866BC	10227	2012.602	RL	20	0.316	0.008	85.9	0.3		DRs2012	0.03	-0.7^{Q}
16511+0924	STF2106	10229	2012.569	R	20	0.744	0.008	171.5*	0.8		Sca2001g	−0.03	−0.2
16518+2840	STF2107AB	10235	2012.586	R	20	1.423	0.015	102.8*	0.3		Sca2003c	0.03	−0.9

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

Table 1 Table of speckle measurements and O-C residuals with published orbits (cont.)

WDS	Name	ADS	Epoch	Fil.	Eyep. (mm)	ρ ($''$)	σ_ρ ($''$)	θ ($^\circ$)	σ_θ ($^\circ$)	Notes	Orbit	$\Delta\rho$(O-C) ($''$)	$\Delta\theta$(O-C) ($^\circ$)
16541+0826	HEI857	–	2012.629	R	20	0.554	0.011	140.4*	1.1	Elongated			
16564+6502	STF2118AB	10279	2012.523	R	20	0.994	0.010	66.6*	0.7		Sca2002d	−0.16	−0.3
”	”	”	2012.602	R	20	1.025	0.008	65.5*	0.3		Sca2002d	−0.13	−1.4
16567+1408	STT318	10270	2012.635	RL	32	2.855	0.035	241.8*	0.3				
16581+1509	STT319	10277	2012.635	R	20	0.851	0.014	65.1*	0.8				
17020+0827	STF2114	10312	2012.569	R	20	1.323	0.017	195.1*	0.6				
17047+1936	PRY2AB	10326	2012.605	RL	20	1.828	0.011	227.4*	0.3				
17053+5428	STF2130AB	10345	2012.569	R	20	2.472	0.036	5.1*	0.3		Pru2012	0.02	−0.2
17082−0105	A1145	10355	2012.629	R	20	0.655	0.008	343.4*	0.9		WSI2006b	-0.00	−1.2
17128−0403	STF2132	10395	2012.630	R	32	1.931	0.016	112.5*	0.5				
17131+5408	STF2146AB	10410	2012.569	W	32	2.615	0.035	224.3*	0.4				
17190+4408	STF2154A,Aa	10474	2012.709	R	32	0.863	0.052	182.2	3.0	New?			
17190+4408	STF2154AB	10474	2012.709	R	32	2.026	0.035	251.5*	0.3				
17229+1628	STF2157AB-C	10508	2012.709	R	32	3.345	0.017	208.6*	0.5				
17234+4209	STF2163	10523	2012.709	W	32	1.329	0.049	75.5*	0.6				
17240+3835	HU1179	10531	2012.635	R	10	0.279	0.004	272.7	0.6	Elongated	Hrt2000b	0.01	2.2
17290+5052	STF2180	10597	2012.591	R	32	3.068	0.043	258.4*	0.5				
17386+5546	STF2199	10699	2012.591	R	32	2.057	0.019	55.4*	0.4		Pop1995d	0.13	2.0
17399+4119	A695	10706	2012.687	R	32	3.433	0.065	230.5*	0.5				
17427+0520	AG212	10730	2012.687	W	32	2.672	0.022	25.2*	0.3				
17432+2245	COU629	–	2012.690	W	32	4.056	0.020	206.7*	0.3	Elongated			
17433+1018	HEI551	–	2012.711	W	32	3.212	0.016	76.5*	0.5	Diffuse			
17436+2237	HU1285	10743	2012.687	W	20	0.514	0.026	211.4*	1.5	Elongated	USN2002	0.00	−1.6
17456+1553	HU1287	10768	2012.690	W	32	1.901	0.035	62.9*	0.3				
17462+7629	MLR209	–	2012.711	W	32	2.280	0.038	53.4*	0.3				
17465+2743	AC7BC	10786	2012.605	R	32	0.970	0.024	258.9	1.4		Cou1960b	0.03	−0.4
”	”	”	”	”	”	”	”	”	”		This paper	0.03	−1.8
17490+2511	COU501	–	2012.690	W	32	1.877	0.016	318.0*	0.3				
17506+0714	STT337	10828	2012.605	W	20	0.584	0.022	166.9*	1.3	Diffuse	Doc1990a	0.07	2.7
17520+1520	STT338AB	10850	2012.591	R	20	0.823	0.009	163.7*	0.7		Pru2012	-0.00	−1.0
17571+0004	STF2244	10912	2012.602	R	20	0.650	0.010	100.1*	1.0		Hei1997	0.12	−0.8
18025+4414	BU1127	11010	2012.602	R	20	0.698	0.008	49.0*	0.4		Cve2006e	−0.11	−2.4
18113+1713	HU317	11141	2012.690	R	32	1.462	0.021	204.6	0.8				
18121+2739	STF2292	11155	2012.591	R	20	0.900	0.017	274.9	0.3	Faint			
18126+3836	BU1091	11170	2012.630	R	20	0.738	0.008	318.3	0.6		Pru2012	−0.01	−1.7
18146+0011	STF2294	11186	2012.635	R	20	1.349	0.017	92.6*	0.4	Faint	Luy1934a	0.14	−0.5
18234+2327	STF2314	11309	2012.690	R	32	2.506	0.016	329.1*	0.6				
18386+2706	HJ1333	11533	2012.712	W	32	2.836	0.057	225.6*	0.7				
18386+3043	STF2358	11535	2012.709	W	32	2.515	0.027	223.2*	0.3	Elongated			
18443+3940	STF2382AB	11635	2012.687	R	20	2.308	0.022	346.7*	0.6		WSI2004b	−0.06	0.1
18443+3940	STF2383Cc-D	11635	2012.687	R	20	2.403	0.034	77.2*	0.9		Doc1984b	0.03	0.2
18461+1655	HEI259	–	2012.709	W	32	1.885	0.016	247.5*	0.8				
19266+2719	STF2525	12447	2012.810	R	32	2.135	0.016	289.4*	0.6		Hei1984b	-0.00	−0.3
19450+4508	STF2579	12880	2012.630	RL	20	2.707	0.021	217.9*	0.3		Sca2012c	0.00	−0.5
”	”	”	2012.687	RL	20	2.710	0.014	217.8*	0.3		Sca2012c	0.00	−0.6
”	”	”	2012.813	R	20	2.705	0.014	217.4*	0.3		Sca2012c	-0.00	−0.9
19458+4033	STT385	12904	2012.815	R	32	1.231	0.028	50.9*	1.2				
19464+3344	STF2576	12889	2012.687	R	32	2.914	0.016	157.6*	1.1		Sca1981f	−0.08	−0.9
19471+3321	HU758	12930	2012.878	R	32	0.877	0.016	144.2	0.7				
19515+2332	BU978	13030	2012.813	R	32	0.937	0.016	59.2*	0.3				
19525+2227	HO580	13055	2012.813	R	20	0.689	0.034	274.5*	0.7				
19535+2405	DJU4	–	2012.813	R	20	1.400	0.032	245.1*	0.5		Cve2008d	0.06	−1.4
”	”	”	2012.854	R	20	1.409	0.019	244.6*	1.0		Cve2008d	0.07	−1.9
19540+1518	STF2596	13082	2012.630	R	32	2.041	0.025	298.1*	0.4				
19576+1524	A1663	13166	2012.687	R	32	1.313	0.021	236.3	0.6	Faint			

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

Table 1 Table of speckle measurements and O-C residuals with published orbits (cont.)

WDS	Name	ADS	Epoch	Fil.	Eyep. (mm)	ρ ($''$)	σ_ρ ($''$)	θ ($^\circ$)	σ_θ ($^\circ$)	Notes	Orbit	$\Delta\rho$(O-C) ($''$)	$\Delta\theta$(O-C) ($^\circ$)
19579+4216	STF2607AB-C	13186	2012.810	R	32	2.978	0.122	289.1*	1.2	NF			
19584−0214	AC12	13178	2012.815	R	32	1.488	0.022	298.5*	0.8				
19585+3317	STF2606	13196	2012.815	R	20	0.687	0.008	146.5*	0.6				
19594+3206	A378	13212	2012.854	R	32	0.811	0.024	290.5*	0.7				
20010+3742	BU1289AB	13262	2012.889	R	20	0.666	0.020	54.2*	1.1				
20014+1045	STF2613	13256	2012.810	R	32	3.550	0.077	354.4*	0.3		Hop1973b	−0.61	2.5
20028+1435	STF2616	13290	2012.878	R	32	3.492	0.040	266.6*	0.3	NF			
20040+1221	A1194	13314	2012.690	W	32	0.904	0.074	314.5	0.4				
20043+3033	STF2626	13329	2012.815	W	20	0.952	0.013	127.8*	0.8	Elongated			
20051−0418	BU56	13334	2012.878	R	32	1.326	0.016	187.4*	0.6				
20056+6342	STF2642	13392	2012.712	R	32	1.759	0.047	190.4	0.7				
20074+3543	STT398	13405	2012.889	R	20	0.992	0.022	80.6*	0.8				
20080+4223	A382	13415	2012.889	R	20	1.712	0.009	95.6*	0.3				
20262+3712	HO130	13856	2012.810	W	32	1.852	0.019	287.7*	0.3	Elongated			
20337+3835	A1431	14007	2012.813	R	32	0.901	0.016	25.4*	1.1				
20370+1203	STF2701	14063	2012.709	R	32	2.122	0.019	220.5*	0.3				
20396+4035	STT410	14126	2012.813	R	20	0.862	0.024	3.9	0.7		Hrt2011a	-0.00	−0.1
20397+6325	DOB15	14155	2012.813	W	32	3.139	0.019	88.6	0.5	Elongated			
20445+2356	STF2724	14227	2012.810	R	32	2.465	0.022	149.5	1.2				
20595+5013	BU68	14520	2012.878	R	32	1.901	0.033	148.9*	1.4				
20598+2004	STF2739	14515	2012.878	R	32	3.297	0.022	253.0*	0.3	Faint			
21105+1958	STF2767	14708	2012.810	R	32	2.492	0.028	28.4*	0.3				
21186+1134	BU163	14839	2012.889	R	20	0.829	0.010	257.8*	0.7		Fek1997	−0.02	-0.4^Q
21208+3227	STT437AB	14889	2012.889	R	32	2.444	0.055	19.8*	0.8		Hrt2011a	0.02	0.7
21318+3349	STF2802	15060	2012.813	R	32	3.732	0.021	9.1*	0.4				
22110+6324	STF2879AB	15712	2012.889	R	20	0.780	0.017	233.8*	0.9				
22136+5234	BU991	15756	2012.889	R	20	0.699	0.011	134.5*	1.0	Faint			
23244+6917	A789	16738	2012.890	R	32	1.958	0.049	82.8*	0.6				
23256+3326	AG292	16744	2012.890	W	32	3.760	0.071	233.7*	0.3	Elongated			
23375+4426	STT500AB	16877	2012.890	R	10	0.460	0.007	11.5	1.0		Zul1981	0.04	−5.1
23439+0715	STF3033	16958	2012.890	R	32	3.042	0.036	183.2	0.3				
23516+4205	STT510AB	17050	2012.890	R	20	0.611	0.023	118.7	1.1	NF	Nov2005	0.02	-1.7^Q

Note: In column 9, the exponent * indicates that the position angle θ could be determined without the 180° ambiguity. In column 14, the exponent ^{Q} indicates discrepant quadrants between our measurements and the published orbits.

Table 2 Characteristics of the filters used for the measurements of Table 1.

Name	Identification	λ_c (nm)	Δ_λ (nm)
R	ORIEL/57621	644	70
W	ICCD alone	650	420
RL	ORIEL/57661	743	69
I	ORIEL/57701	855	74

ing the observations. This processing led to a series of measurements with different background estimates and simulated noise, from which we derived the mean values and the standard deviation of those multiple measurements (see Paper III for more details). The final measures and their errors are displayed in Table 1. The average error values of the measurements reported in this table are $0''.020 \pm 0''.014$ and $0^\circ.5 \pm 1^\circ.4$ for ρ and θ, respectively.

3.1 Quadrant determination

As our astrometric measurements were obtained from the *symmetric* auto-correlation files, the θ values first presented a 180° ambiguity. To resolve this ambiguity and determine the quadrant containing the companion, Aristidi et al. (1997) have proposed a method that can be considered as a restricted triple correlation (RTC hereafter). The quadrants of the measurements indicated in Table 1 were mostly derived from the RTC files that were computed in real time during the observations, However, for the couples with the largest separations, a straightforward determination was done

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

Table 3 Objects with discrepant quadrants

Name	Q	Filter	Δm_V	Spectral type
ADS 758 AB	3	R	0.11	F8
ADS 3353 AB	1	R	0.15	F0
ADS 4208 AB	2	R	0.01	B8IV
ADS 7352 AB	2	R	0.12	F5

when the companions could be directly spotted on the long integration files.

As a result, in Table 1, we are able to give the unambiguous (i.e. "absolute") position angles of 305 out of 355 measurements, i.e. 86% of the total. They are marked with an asterisk in Col 9. When our quadrant determination procedure failed, the angular measurement was reduced to the quadrant reported in the WDS catalogue, which is extracted from the Fourth Catalogue of Interferometric Measurements of Binary Stars (Hartkopf et al. 2013, hereafter IC4).

Our "absolute" θ values are consistent with the values tabulated in WDS for all objects except for ADS 758, 3353, 4208 and 7352. We display some information about those objects in Table 3. In Col. 2, we indicate the quadrant (Q) that we obtained from our observations, using the usual convention of numbering it from 1 to 4 to indicate the North-East, South-East, South-West and North-West quadrants, respectively. In Col. 3 we indicate which filter we have used. We report the difference of magnitude between the two components from the IC4 in Col. 4, and the global spectral type found in the SIMBAD astronomical data base in Col. 5. For all those objects, the small value and the uncertainty in the magnitude difference Δm_V account for the discrepancy.

3.2 Comparison with published ephemerides

The $(O-C)$ (Observed minus Computed) residuals of the measurements for the 112 systems with a known orbit in Table 1 are displayed in Cols. 13 and 14 for the separation ρ and position angle θ, respectively. Those residuals were obtained with a selection of valid orbits found in the OC6 catalogue. We did not always use the most recent orbits since sometimes older orbits led to equivalent or even smaller residuals. For ADS 10786 BC we also reported the residuals obtained with our revised orbit presented in Sect. 4.

Fig. 3 shows that the residuals have a rather large scatter. This scatter is not indicative of the overall quality of the measures presented. It is naturally explained by the (old) age of many orbits that need revision. The mean values computed with the residuals of Table 1 are $< \Delta\rho_{O-C} >= -0''.001 \pm 0''.081$ and $< \Delta\theta_{O-C} >= -0^\circ.4 \pm 1^\circ.6$. The small values obtained for those offsets provide a good validation of our calibration (see Paper XII).

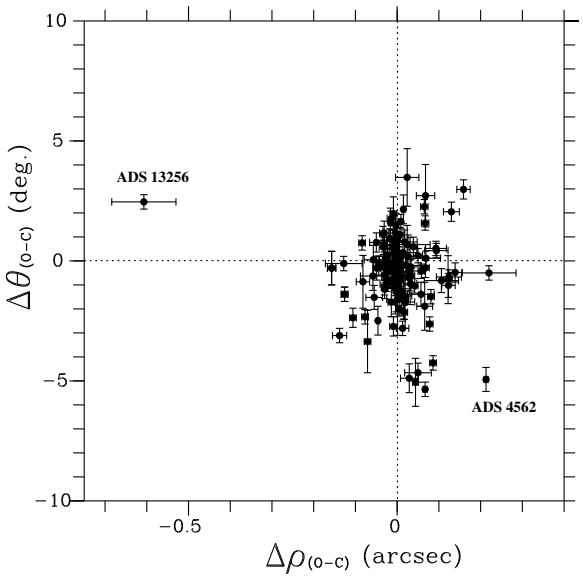

Fig. 3 Residuals of the measurements of Table1 computed with the published orbits.

In the following, we examine the cases of ADS 4562, and 13256, that appear with the largest residuals in Fig. 3. This is not surprising since those two binaries have a Grade 5 orbit (i.e. "indeterminate") in the OC6 catalogue.

ADS 4562: the residuals with the orbit of Baize (1988) begin to be rather large. A new orbit will be needed in the future, when a larger part of the orbit is monitored.

ADS 13256: this object has the largest residual in Table 1 of ($\Delta_\rho = -0''.607$, $\Delta\theta = 2^\circ.5$) with Hopmann (1973)'s orbit. This orbit was computed a long time ago, with insufficient data. The arc of the monitored orbit was very short in 1973, but has not increased very much since. It cannot be excluded that the motion is rectilinear.

4 Revised orbits of ADS 10786 BC, 12144, 12515, 16314, and 16539

In this section we present the new revised orbits, partly deduced from PISCO observations, that we have computed for ADS 10786 BC, 12144, 12515, 16314, and 16539.

We have followed the same method for those five objects. Using our last measurements with PISCO and the other available observations contained in the data base maintained by the United States Naval Observatory (USNO), we first computed the preliminary orbital elements with the analytical method of Kowalsky (1873). We then used them as initial values for the least-squares method of Hellerich (1925). When convergence was achieved, Hellerich's method led to an improvement of the orbital elements (with the exception

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

of the major axis) and to an estimation of the corresponding errors. The final value of the major axis was then set to the value that minimized the residuals in separation of Hellerich's solution.

The final orbital elements are presented in Table 4. The errors reported in this table were obtained by Hellerich's least-squares method. For ADS 12515, the errors could not be estimated since Hellerich's method did not converge. The format of the tables contained in this section is self-explanatory, but a detailed description of those formats can be found in Papers VI and VII.

[h]

The $(O-C)$ residuals of the new orbits, restricted to the last observations for reasons of space, are given in Tables 5, 6, 7, 8, and 9, for ADS 10786 BC, 12144, 12515, 16314, and 16539, respectively. The name of the observer is reported in the last column, using the US Naval Observatory convention.

The ephemerides for 2014–2023 are presented in Table 10. The apparent orbits are shown in Fig. 4 as solid lines. The observational data used for the calculation of the orbital elements are plotted as small crosses or, in the case of PISCO observations, as filled circles (that appear in red in the electronic version). The orientation of the graphs conforms to the convention adopted by the observers of visual binary stars. For each object, the location of the primary component is indicated with a big cross. The straight line going through this point is the line of apsides. An arrow shows the sense of rotation of the companion.

In Table 11, we present some physical parameters of those systems. The (total) visual magnitudes (Col. 3), the difference of magnitude between the components (Col. 4) and the spectral types (Col. 5) were extracted from the IC4 and the SIMBAD data bases. The dynamical parallaxes are presented in Col. 6. Those parallaxes were derived from our orbital elements using Baize & Romani (1946)'s method, with our revised formulae presented in Scardia et al. (2008b). In Col. 7, we report the Hipparcos parallaxes from ESA (1997) or the revised values from van Leeuwen (2007), as indicated in Col. 11. In Cols. 8, 9 and 10, we give the corresponding angular and linear sizes of the semi-major axis a and the total mass $\mathfrak{M}_{\rm total}$, respectively, that were computed from our orbital elements and the Hipparcos parallaxes.

4.1 New orbit of ADS 10786 BC

WDS 17465+2743 – AC 7 BC – ADS 10786 BC

This couple belongs to the wide system STF 2220 A-BC, and was discovered by Alvan Clark in July 1856 with a 19.7 cm refractor (Dawes, 1857). Dawes noticed that this faint star was not resolved by F.G.W Struve with the Dorpat 25-cm refractor in 1829, 1832 and 1836, and with the 38-cm Merz-Mahler Poulkova refractor in 1851. Dawes added "... it is, therefore, truly

Table 5 ADS 10786 BC: O-C residuals of our new orbit (after 2007). The symbol ^{P} indicates PISCO measurements.

Epoch	$\Delta\rho$ (O-C) ($''$)	$\Delta\theta$ (O-C) ($^\circ$)	Observer
2008.344	−0.069	−0.7	Ant
2008.369	0.000	0.1	Ant
2008.452	0.002	0.5	Msn
2008.527	0.018	−2.2	Gii
2010.511	0.027	0.5	Los
2010.681	−0.003	−4.0	Ant
2012.605	0.030^P	-1.8^P	Sca

Table 6 ADS 12144: O-C residuals of our new orbit (after 1990). The symbol ^{P} indicates PISCO measurements.

Epoch	$\Delta\rho$ (O-C) ($''$)	$\Delta\theta$ (O-C) ($^\circ$)	Observer
1990.523	−0.028	−3.0	Lin
1996.699	0.004	1.7	Hrt
1998.679	-0.003^P	2.1^P	Sca
2006.570	0.014	−3.7	Hrt
2007.602	0.007	0.2	Msn
2008.639	0.002	6.6	Gii

Table 7 ADS 12515: O-C residuals of our new orbit (after 1985). The symbol ^{P} indicates PISCO measurements.

Epoch	$\Delta\rho$ (O-C) ($''$)	$\Delta\theta$ (O-C) ($^\circ$)	Observer
1987.720	−0.009	−2.4	LBu
1989.680	0.022	−7.0	LBu
1991.250	0.013	−9.4	HIP
1996.660	−0.014	−12.6	Hei
1998.673	0.010^P	-6.2^P	Sca
2007.601	−0.002	−8.1	Msn

Table 8 ADS 16314: O-C residuals of our new orbit (after 2003). The symbol ^{P} indicates PISCO measurements.

Epoch	$\Delta\rho$ (O-C) ($''$)	$\Delta\theta$ (O-C) ($^\circ$)	Observer
2004.878	-0.015^P	0.4^P	Sca
2005.745	−0.044	1.3	WSI
2006.717	−0.000	1.1	Slm
2007.707	−0.026	0.4	Gii
2007.972	-0.019^P	-0.4^P	Sca
2009.808	−0.029	−0.2	WSI
2011.907	-0.029^P	0.5^P	Sca

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

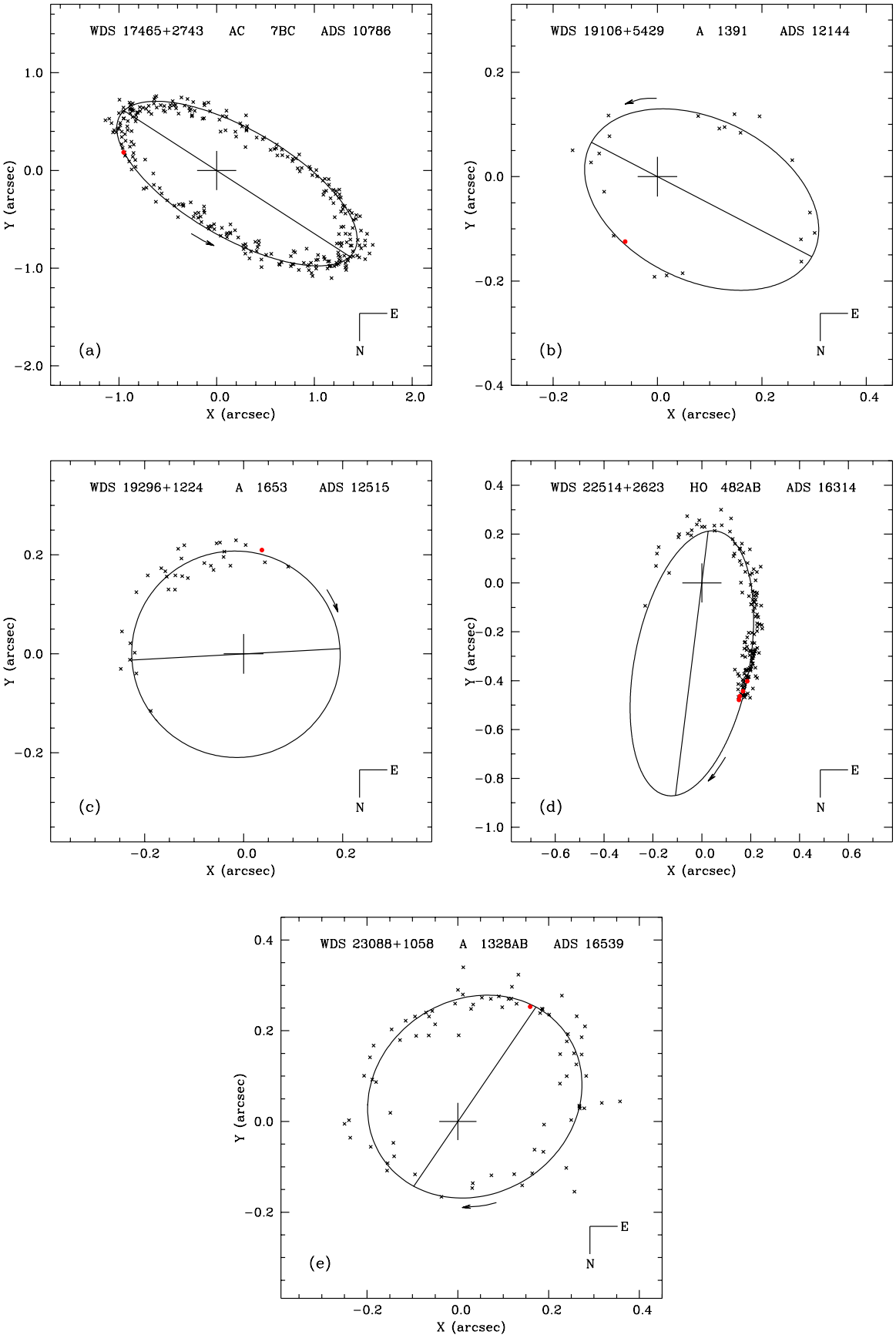

Fig. 4 New orbits of ADS 10786 BC (a), ADS 12144 (b), ADS 12515 (c), ADS 16314 (d) and ADS 16539 (e). The observations by PISCO are plotted as filled circles which appear in red in the electronic version.

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

Table 9 ADS 16539: O-C residuals of our new orbit (after 1996). The symbol ^{P} indicates PISCO measurements.

Epoch	$\Delta\rho$ (O-C) ($''$)	$\Delta\theta$ (O-C) ($^\circ$)	Observer
1998.679	-0.005^P	0.5^P	Sca
1999.869	0.004	−0.7	WSI
2001.685	0.002	4.0	WSI
2002.700	0.002	3.4	WSI
2005.861	−0.009	−1.0	Msn
2007.588	−0.007	−2.1	Msn
2008.887	0.010	−0.3	Orl

astonishing that Mr. Alvan Clark should have detected its unsuspected duplicity with an object-glass whose aperture is only 7.75 inches!...".

This couple is one of the faintest systems that has been observed in Merate: the primary is a red dwarf (M4V spectral type) with a visual magnitude of 10.2 only. It is also known as GJ 695 C or μ Her C. It is very close from the sun, with an estimated distance of 8.3 pc only (see Table 11, where we reported the parallax of ADS 10786 A).

The orbital period of AC 7 BC is rather short, close to 43 yr, which explains why many orbits have been computed until now. The first orbit was proposed by Doberck (1879). The last one, from Starikova (1976) leads to systematic residuals both for ρ and θ, whereas the previous orbit, from Couteau (1959), is still valid.

Couteau's orbit is nevertheless very old, with observations made before 1957. Taking profit of more than 55 years of new and precise observations, which represents about 1.3 orbital revolutions, we recomputed an orbit to improve the accuracy of the orbital elements. Our new orbit of AC 7 BC was calculated by fitting the set of all the 353 observations, made since its discovery. Using the procedure described above, we obtained a straightforward convergence. On the second iteration, we discarded the bad measurements that led to very large residuals (more than $5^\circ.6$ and $0''.20$ for θ and ρ, respectively). The orbital elements reported in Table 4 fit the observations well (see Fig. 4), with mean residuals of $\Delta\rho_{O-C} = 0''.079$ and $\Delta\theta_{O-C} = 1^\circ.9$. The uncertainties of the orbital elements are very small and this orbit is close to being definitive, since 3.7 orbital revolutions have been well monitored by the observations.

The dynamic parallax obtained with the formula of Scardia et al. (2008b) is close to the Hipparcos parallax of van Leeuwen (2007) and the sum of the masses is in good agreement with theoretical values (see Table 11).

4.2 New orbit of ADS 12144

WDS 19106+5429 – A 1391 – ADS 12144 (HIP 94194)

This couple was discovered by R.G. Aitken (1907) with the 91-cm refractor of Lick Observatory in 1906. It is a faint and close binary with a separation angle always smaller than $0.''35$, which makes it difficult to observe. We have not yet managed to measure it in Merate, but we resolved it at the Pic du Midi Observatory in 1998, when PISCO was mounted on a 2-meter telescope.

A few orbits have been published for this object. The orbit from Baize (1987) leads to big residuals for the most recent observations. In 2000, we revised this orbit (Scardia et al., 2001), but our orbit now leads to systematic residuals for the position angle. Taking profit of the last few precise measurements, we propose here a new revision of the orbital elements.

Using a selection of 22 valid measurements made since 1906, we obtained the orbital elements reported in Table 4. Although the number of available measurements was small, we still had to reject six bad observations whose position angles were clearly erroneous. Our new orbit fit the observations well (see Fig. 4), with mean residuals of $\Delta\rho_{O-C} = 0''.019$ and $\Delta\theta_{O-C} = 3^\circ.9$.

The corresponding systemic mass computed with Hipparcos parallax (van Leeuwen, 2007) is larger than what is expected from theory for an F8 couple (see Table 11), but the agreement is reasonable when considering the large uncertainties. Furthermore, the luminosity class of this object may have been badly determined. The dynamic parallax computed with our formula (Scardia et al., 2008b) is in good agreement with the value obtained with Hipparcos (see Table 11).

4.3 New orbit of ADS 12515

WDS 19106+5429 – A 1653 – ADS 12515 (HIP 95845)

This couple was discovered by R.G. Aitken in 1907 with the 91-cm refractor of Lick Observatory. It is a close binary with an average angular separation of around $0''.2$, which is difficult to observe with a small telescope. Like ADS 12144, we only managed to resolve ADS 12515 when PISCO was operated at the Pic du Midi, on the 2-meter Bernard-Lyot telescope. About half of the orbit that appears nearly circular has been monitored since its discovery.

The first orbit of ADS 12515 was computed by Heintz (1963). It leads now to systematic residuals both for ρ and θ. In this paper we present the new orbit that we computed by fitting the set of 36 available observations obtained between 1907 and 2007. We first drew the apparent ellipse and applied Kowalsky's method on the apparent ellipse. Hellerich's method did not converge and we had to improve this orbit using a trial-and-error method. Our final orbit is nearly circular and fits the observations with means residuals of $0''.020$ and $4^\circ.1$ in ρ and θ, respectively. The large value for the position angle residuals is due to the poor quality of the

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

measurements. Only two speckle measurements have been obtained yet (PISCO in 1998 and Mason in 2007).

This object has a spectral type of A3V and is very far from the sun, with an estimated parallax of $0''.00191 \pm 0''.00101$ (van Leeuwen, 2007) or $0''.00362 \pm 0''.00119$ (ESA 1997). Although they are based on the same observations (from Hipparcos), those two determinations are quite different, but the uncertainties are very large. The systemic mass is excessive and unreasonable (25.7 $M_\odot$) when using van Leeuwen (2007)'s parallax, whereas it is in fair agreement with the theory (3.8 $M_\odot$) with ESA (1997)'s value. In the "General Catalogue of Trigonometric Parallaxes" (van Altena et al., 1995), the parallax is even larger ($0''.0045 \pm 0''.0070$), which leads to a total mass of 2.0 $M_\odot$. The dynamic parallax computed with our formula (Scardia et al., 2008b) is in agreement with the values from ESA (1997) or van Altena et al. (1995), but in disagreement with van Leeuwen (2007)'s parallax, which seems underestimated.

4.4 New orbit of ADS 16314

WDS 22514+2623 – HO 482 AB – ADS 16314 (HIP 112871)

This couple was discovered in 1889 by G.W. Hough with his 47-cm refractor in Evanston (Illinois, USA) (Hough, 1890). Its angular separation was very small until (and around) the periastron passage that occurred in 1925, and this binary was not easy to resolve with small telescopes. Since then, the companion has been moving away from the primary, which makes it easier to measure. The observations of ADS 16314 are numerous, especially after 1925, and their dispersion is rather small (see Fig. 4).

The first orbit of ADS 16314 was proposed by Arend (1944), and a few others have been computed since. The last one, from Starikova (1982) now leads to systematic residuals. We thus decided to take profit of more than thirty years of new observations to determine new orbital elements. The orbital elements reported in Table 4 were obtained by fitting the set of the 145 observations made since its discovery. They fit the observations very well (see Fig. 4), with mean residuals of $\Delta\rho_{O-C} = 0.028''$ and $\Delta\theta_{O-C} = 2.5°$. Only part of the orbit has been monitored yet, which explains the large uncertainty of the period. However, as the dispersion of the measures is rather small, the other orbital elements are rather well determined with a small uncertainty.

The total mass of the system is in good agreement with the theoretical values (see Table 11) and the dynamical parallax computed with our formula (Scardia et al., 2008b) is consistent with the Hipparcos parallax.

4.5 New orbit of ADS 16539

WDS 23088+1058 – A 1328 AB – ADS 16539 (HIP 114280)

This couple was discovered by R.G. Aitken in 1905 with the 91-cm refractor of Lick Observatory (Aitken, 1905). It has always been difficult to measure, since its angular separation has never been larger than $0''.35$. Since 1905, the companion has made about 1.5 orbital revolutions, which were regularly monitored by the observers. A few orbits have been computed until now, and the last one was calculated in 2000 by our group (Scardia et al., 2001). This orbit leads to systematic residuals with the last speckle observations, so we decided to use those precise observations to revise it.

The new orbital elements presented in Table 4 have been computed by fitting the 78 available measurements, using the general procedure that was described above. Our elements lead to a good representation of the observations (see Fig.4) with mean residuals of $\Delta\rho_{O-C} = 0.031''$ and $\Delta\theta_{O-C} = 3.4°$. The uncertainties for the period and the semi-major axis are very small, so we do not think new observations will change their values in the future.

The total mass computed with the Hipparcos parallax value of $0.''00839$ determined by van Leeuwen (2007), is slightly in excess for a F5V binary. This excess is smaller with the ESA (1997)'s determination of $0.''00925$. The dynamic parallax computed with (Scardia et al., 2008b) is slightly larger ($0.''0098$) and would lead to a smaller systemic mass, in good agreement with theoretical masses (see Table 11.

5 Conclusion

In 2012, we obtained 355 new measurements of 344 visual binaries with PISCO in Merate, with an average accuracy of $0''.02$ for the angular separation and $0°.5$ for the position angles. The total number of measurements made with PISCO in Merate since 2004 now exceeds 3200. Our group has thus provided a good contribution to the continuing monitoring of long period visual binary systems, which is important for refining systemic stellar masses.

We finally presented new orbital elements computed for ADS 10786 BC, 12144, 12515, 16314 and 16539, Those orbits were partly derived from PISCO observations. The total mass values we have obtained are compatible with the expected theoretical values.

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

Acknowledgements. We thank the members of the United States Naval Observatory, Washington DC, for kindly sending on request some lists of measurements of visual binaries. This work has made use of the "Fourth Catalogue of Interferometric Measurements of Binary Stars" (http://ad.usno.navy.mil/wds/int4), the "Sixth Catalogue of Orbits of Visual Binary Stars" (http://ad.usno.navy.mil/wds/orb6), the Washington Double Star Catalogue (http://ad.usno.navy.mil/wds/wds) maintained at the U.S. Naval Observatory, and the SIMBAD astronomical data base (http://simbad.u-strasbg.fr/simbad) operated by the *Centre de Données Astronomiques de Strasbourg* (France).

References

Aitken,R.G.,1905, Lick Obs. Bull. n. 93
Aitken, R.G., 1907, Lick Obs. Bull. n. 109
Aitken, R.G.: 1932, "New General Catalogue of Double Stars", Carnegie Institute, Washington
Arend, M.S., 1944, Journ. Observ., 27, 23
Aristidi, E., Carbillet, M., Lyon, J.-F., Aime, C., 1997, A&AS, 125, 139
Baize, P., Romani, L., 1946, Ann. Astrophys. 9, 13
Baize, P., 1987, A&AS, 71, 177
Baize, P., 1988, A&AS, 74, 507
Couteau, P., 1959, Bull. Astron. Paris 23, 127
Dawes, W.R., 1857, MNRAS 17, 257
Doberck, W.A., 1879, Astron. Nachr. 96, 111
ESA: 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200, ESA Publications Division, Noordwijk
Hartkopf, W.I., Mason, B.D., 2013, "Sixth Catalogue of Orbits of Visual Binary Stars" http://ad.usno.navy.mil/wds/orb6.html (OC6)
Hartkopf, W.I., Mason, B.D., Wycoff, G.L., McAlister, H.A., 2013, "Fourth Catalogue of Interferometric Measurements of Binary Stars" http://ad.usno.navy.mil/wds/int4.html (IC4)
Heintz, W.D., 1963, Veroff. Sternw. München 5, 19
Hellerich, J., 1925, Astron. Nachr. 223, 335
Hopmann, J, 1973, Astron. Mitt. Wien, 13, 322
Hough, G.W., 1890, AJ, 9, 177
Kowalsky, M., 1873, Procès-verbaux de l'Université Impériale de Kasan
Mason, B.D., Wycoff, G.L., Hartkopf, W.I., 2013, "Washington Double Star Catalogue" http://ad.usno.navy.mil/wds/wds.html (WDS)
Prieur, J.-L, Koechlin, L., André, C., Gallou, G., Lucuix, C., 1998, Experimental Astronomy, vol 8, Issue 4, 297
Prieur, J.-L., Scardia, M., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., Ghigo, M., Koechlin, L., Aristidi, E., 2008, MNRAS, 387, 772 (Paper V)
Prieur, J.-L., Scardia, M., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., 2009, MNRAS, 395, 907 (Paper VII)
Prieur, J.-L., Scardia, M., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., 2010, MNRAS, 407, 1913 (Paper IX)
Prieur, J.-L., Scardia, M., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., 2012, MNRAS, 422, 1057–1070 (Paper XI)
Scardia, M., Prieur, J.-L., Koechlin, L., Aristidi, E., 2001, IAU Commisssion 26, Inf. Circ. n. 144
Scardia, M., Prieur, J.-L., Sala, M., Ghigo, M., Koechlin, L., Aristidi, E., Mazzoleni, F., 2005, MNRAS, 357, 1255 (with erratum in MNRAS 362, 1120) (Paper I)
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., Ghigo, M., Koechlin, L., Aristidi, E., 2006, MNRAS, 367, 1170 (Paper II)
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Basso, S., Sala, M., Ghigo, M., Koechlin, L., Aristidi, E., 2007, MNRAS, 374, 965 (Paper III)
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., Basso, S., Ghigo, M., Koechlin, L., Aristidi, E., 2008a, Astron. Nach., 329, 1, 54 (Paper IV)
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., 2008b, AN 329, 379
Scardia M., Prieur J.-L., Pansecchi L., Argyle R.W., Sala M., 2009, Astron. Nach., 330, 1, 55 (Paper VI)
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., 2010, Astron. Nach., 331, 286 (Paper VIII)
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Sala, M., 2011, Astron. Nach., 332, 508 (Paper X)
Scardia, M., Prieur, J.-L., Pansecchi, L., Argyle, R.W., Spanó, P., Riva, M., Landoni, M., 2013, MNRAS, 434, 2803–2813 (Paper XII)
Starikova, G.A., 1976, Trud. Astron. Inst. Sternberg 47, 96
Starikova,G.A., 1982, Pisma Astron. Zh. 8,306
van Altena, W.F., Truen-Liang, L., Hoffleit, E.D., 1995, *"The General Catalogue of Trigonometric Stellar Parallaxes"*, Yale University Observatory ed., New Haven, U.S.A.
van Leeuwen, F., 2007, "Hipparcos, the new reduction of the raw data", Springer Netherlands Ed.

 © 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

Table 4 New orbital elements of ADS 10786BC, 12144, 12515, 16314, and 16539.

ADS	Ω_{2000} (°)	ω (°)	i (°)	e	T (yr)	P (yr)	n (°/yr)	a (″)	A (″)	B (″)	F (″)	G (″)
10786BC	60.07	172.85	66.06	0.1796	2008.335	43.127	8.3474	1.385	−0.74628	−1.15605	0.39725	−0.42762
	±0.17	±0.64	±0.15	±0.0009	±0.073	±0.013	±0.002	±0.038				
12144	64.4	177.4	44.9	0.401	1981.135	138.12	2.6065	0.238	−0.10963	−0.21111	0.14721	−0.08250
	±6.4	±4.4	±3.8	±0.033	±0.87	±11	±0.198	±0.032				
12515	65.8	322.4	171.5	0.073	2039.864	229.1	1.5710	0.211	−0.01153	0.21019	0.20876	0.01336
16314	166.1	347.2	121.9	0.6080	1925.180	383	0.93996	0.555	−0.54097	0.06694	−0.05066	0.30716
	±1.8	±1.4	±1.4	±0.050	±0.85	±72	±0.176	±0.026				
16539	114.3	145.7	153.5	0.2773	1963.25	72.0	5.0006	0.247	0.19750	−0.13471	−0.10915	−0.20200
	±4.8	±5.0	±2.3	±0.005	±0.21	±0.29	±0.020	±0.021				

Table 10 New ephemerides of ADS 10786BC, 12144, 12515, 16314, and 16539.

Epoch	ADS 10786BC		ADS 12144		ADS 12515		ADS 16314		ADS 16539	
	ρ (″)	θ (°)	ρ (″)	θ (°)	ρ (″)	θ (°)	ρ (″)	θ (°)	ρ (″)	θ (°)
2014.0	0.791	272.7	0.219	20.4	0.198	139.7	0.543	16.2	0.280	102.9
2015.0	0.685	284.6	0.225	22.3	0.198	137.9	0.549	15.8	0.274	99.5
2016.0	0.599	300.3	0.230	24.2	0.197	136.2	0.555	15.4	0.268	96.0
2017.0	0.556	319.7	0.236	25.9	0.197	134.4	0.560	15.0	0.262	92.2
2018.0	0.571	340.2	0.241	27.6	0.197	132.6	0.566	14.7	0.255	88.3
2019.0	0.639	357.9	0.246	29.2	0.197	130.8	0.571	14.3	0.248	84.1
2020.0	0.743	11.5	0.251	30.8	0.196	129.0	0.577	13.9	0.240	79.7
2021.0	0.864	21.4	0.256	32.3	0.196	127.3	0.582	13.6	0.232	75.0
2022.0	0.990	28.9	0.261	33.7	0.196	125.5	0.588	13.2	0.224	70.0

Table 11 Physical parameters ($\pi_{\rm dyn}$, a and $\mathfrak{M}_{\rm total}$) derived from the new orbital elements.

ADS	HIP	m_V	Δm_V	Spectral type	$\pi_{\rm dyn}$ (mas)	$\pi_{\rm HIP}$ (mas)	a (″)	a (AU)	$\mathfrak{M}_{\rm total}$ ($M_\odot$)	Source of $\pi_{\rm HIP}$
10786BC	–	10.2	0.5	M4V	123.0	120.33[(1)]	1.39	11.5	0.82	van Leeuwen (2007)
						±0.16	±0.04	±0.3	±0.07	
12144	94194	8.65	0.9	F8V	6.2	5.58	0.238	42.7	4.1	van Leeuwen (2007)
						±0.85	±0.032	±8.7	±2.6	
12515	95845	7.83	1.3	A3V	3.3	3.62	0.211	58	3.8	ESA (1997)
						±1.19		±19[(2)]	±3.7[(2)]	
”	”	”	”	”	”	1.91	”	110	26	van Leeuwen (2007)
						±1.01		±58	±41	
16314	112871	6.96	1.0	A3V	6.5	6.89	0.555	81	3.6	ESA (1997)
						±1.62	±0.026	±19	±2.9	
”	”	”	”	”	”	7.54	”	74	2.7	van Leeuwen (2007)
						±0.84		±9	±1.4	
16539	114280	7.61	0.6	F5V	9.8	9.25	0.247	27	3.7	ESA (1997)
						±1.16	±0.021	±4	±1.7	
”	”	”	”	”	”	8.36	”	29	5.0	van Leeuwen (2007)
						±0.82		±4	±1.9	

(1) Parallax of ADS 10786A.
(2) lower estimate of the error, using the parallax error only, and neglecting all the other (unknown) errors.

© 0000 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim