



HAL
open science

Caractérisation interférométrique de la relation brillance de surface-couleur des binaires à éclipse et étalonnage des échelles de distance dans l'univers

Mounir Challouf

► **To cite this version:**

Mounir Challouf. Caractérisation interférométrique de la relation brillance de surface-couleur des binaires à éclipse et étalonnage des échelles de distance dans l'univers. Autre. Université Nice Sophia Antipolis; Université Tunis El Manar. Faculté des Sciences Mathématiques, Physiques et Naturelles de Tunis (Tunisie), 2015. Français. NNT : 2015NICE4023 . tel-01199436

HAL Id: tel-01199436

<https://theses.hal.science/tel-01199436v1>

Submitted on 15 Sep 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

Pour l'obtention du grade de

DOCTEUR EN PHYSIQUE

de l'Université Tunis El Manar

FACULTÉ DES SCIENCES MATHÉMATIQUES PHYSIQUES ET NATURELLES DE
TUNIS

DOCTEUR EN SCIENCES DE L'UNIVERS

de l'Université Nice-Sophia Antipolis

ÉCOLE DOCTORALE SCIENCES FONDAMENTALES & APPLIQUÉES

Présentée par

Mounir CHALLOUF

Caractérisation interférométrique de la relation brillance de surface-couleur des binaires à éclipse et étalonnage des échelles de distance dans l'univers

Directeur de thèse : **M. Denis Mourard**

Co-direction : **M. Hassen Aroui**

Soutenue le 28 Mai 2015

devant la Commission d'Examen

JURY

Mme. Souad CHEKIR LAHMAR	Université de Carthage	Président du jury
M. Pierre KERVELLA	Observatoire de Paris	Rapporteur
M. Moncef DEROUICH	Université de Sousse	Rapporteur
M. Xavier DELFOSSE	Université Joseph Fourier, Grenoble	Examinateur
M. Denis MOURARD	Observatoire de la Côte d'Azur	Directeur de thèse
M. Hassen AROUI	Université de Tunis	Directeur de thèse
M. Nicolas NARDETTO	Observatoire de la Côte d'Azur	Invité
M. Nejmeddine JAÏDANE	Université de Tunis El Manar	Invité

بِسْمِ اللَّهِ الرَّحْمَنِ الرَّحِيمِ

﴿ وَقُلِ الْحَمْدُ لِلَّهِ سَيُرِيكُمْ آيَاتِهِ فَتَعْرِفُونَهَا وَمَا رَبُّكَ بِغَافِلٍ عَمَّا تَعْمَلُونَ ﴾

Table des matières

Liste des figures	5
Liste des tableaux	7
Résumé	8
Abstract	9
Introduction générale	11
I Les binaires à éclipses et les distances dans l'Univers	15
1 Distances dans l'univers	16
1.1 Notion de distances	16
1.2 L'échelle des distances dans l'univers	18
1.2.1 Indicateurs primaires	20
1.2.2 Indicateurs secondaires	22
2 La méthode des binaires à éclipse	25
2.1 Le projet "Araucaria" et la détermination des distances dans le groupe local	25
2.2 La relation brillance de surface	27
2.2.1 Notions de la relation BSC	27
2.2.2 Historique de la relation BSC	28
3 Objectifs de la thèse	30
II L'interférométrie optique longue base	33
1 Interférométrie optique	34
1.1 Historique de l'interférométrie	34
1.2 Principe de l'interférométrie	37

Table des matières

1.3	Notions fondamentales de l'interférométrie	39
1.3.1	La turbulence atmosphérique	39
1.3.2	Techniques de correction de la turbulence atmosphérique	41
1.4	Les observables interférométriques	43
1.4.1	Cohérence spatio-temporelle	44
1.4.2	Fonction de cohérence mutuelle et degré de cohérence complexe	45
1.4.3	Visibilité et phase des franges d'interférence	49
1.4.4	Exemple d'application de la Visibilité	51
2	Le Centre de HAute Résolution Angulaire CHARA	54
3	Les interféromètres dans le monde	58
3.1	Le Very Large Telescope Interferometer (VLTI)	58
3.2	Le Sydney University Stellar Interferometer (SUSI)	59
3.3	Le Navy Prototype Optical Interferometer (NPOI)	61
3.4	Le Infrared Spatial Interferometer (ISI)	61
4	Conclusion	62
III Observations interférométriques dans le visible avec VEGA / CHARA		65
1	Visible spEctroGraph and polArimeter (VEGA)	66
1.1	Principe de l'instrument VEGA	66
1.1.1	Table optique d'interface VEGA-CHARA	66
1.1.2	Le polarimètre	68
1.1.3	Le spectrographe	68
1.2	Objectifs scientifiques de VEGA	69
1.3	La configuration VEGA/3T-4T	70
2	Observations CHARA/VEGA d'étoiles utilisées de type précoce	72
2.1	Critère de sélection des étoiles	72
2.2	L'échantillon d'étoiles	73
2.3	Méthodologie d'observation et traitement des données	74
2.3.1	Proposition et préparation des observations	74
2.3.2	Observations	80
2.3.3	Des visibilitées brutes aux visibilitées calibrées	83
2.3.4	Modèles d'ajustement	87
2.4	Détermination des diamètres angulaires	88
2.4.1	Rotateur lent	88
2.4.2	Rotateur rapide	91

3	Conclusion	93
IV	Étalonnage de la relation brillance de surface-couleur	95
1	Étalonnage de la relation brillance de surface-couleur	96
1.1	Les différents échantillons d'étoiles utilisés	96
1.2	Photométrie stellaire	98
1.2.1	Magnitudes et indices de couleur	98
1.2.2	Le rougissement et l'extinction interstellaire	98
1.2.3	Correction photométrique de la magnitude	99
2	Relation empirique S_V vs $(V-K)_0$	103
2.1	Dépendance de la classe spectrale	103
2.2	Étalonnage global	106
3	Applications : détermination de distance de λ Tau	108
4	Conclusion	110
V	Impact de la rotation sur la relation brillance de surface-couleur	113
1	Effet de la rotation sur la structure d'une étoile	114
1.1	Le modèle de roche pour le rotateur rapide	114
1.2	L'effet Von Zeipel	116
2	Simulations d'observations avec VEGA/CHARA	118
2.1	Modèles théoriques de rotateurs	118
2.2	Principe d'estimation de la visibilité	119
2.3	Le modèle M3 comme exemple	122
3	Quantification de l'effet de la rotation sur la relation BSC	123
4	Rotateur rapide δ Per	126
5	Conclusion	128
	Conclusion et perspectives	129
	ANNEXES	132
	A Improving the surface brightness-color relation for early-type stars using optical interferometry	133
	B Performance, results, and prospects of the visible spectrograph VEGA on CHARA	147

Table des matières

C The impact of the rotation on the surface brightness of early-type stars	159
D Measurements of eight early-type stars angular diameters using VEGA/CHARA interferometer	163
E The Araucaria Project : the Baade-Wesselink projection factor of pulsating stars and interferometric contribution to the eclipsing binaries technique of distance determination	169
F Calibration of the surface-brightness relation of B early type stars : Toward a very accurate distance determination of LMC eclipsing binaries	175
Références bibliographiques	181

Liste des figures

I.1	L'univers dans son ensemble	17
I.2	Les échelles de distance dans l'univers	19
I.3	Relation de Hubble	24
I.4	Relation brillance de surface de Wesselink	28
I.5	Algorithmes de mes travaux de recherche	31
II.1	L'interféromètre de Michelson	35
II.2	Le grand interféromètre à deux télescopes (GI2T)	36
II.3	Schéma représentant l'interféromètre du VLTI	38
II.4	Propagation des ondes dans l'atmosphère	40
II.5	Importance de l'optique adaptative	42
II.6	Système de l'optique adaptative	43
II.7	La base projetée sur le ciel	45
II.8	Schéma de l'expérience des trous d'Young	46
II.9	Résolution progressive d'une étoile	50
II.10	Carte de brillance d'une étoile	51
II.11	Module de la TF ($ \gamma_{12} $)	52
II.12	Ligne de base de l'interféromètre	53
II.13	Visibilité des franges en fonction de la fréquence spatiale	53
II.14	Schéma du réseau interférométrique CHARA	55
II.15	Configuration des bases de CHARA	56
II.16	Représentation schématique du plan optique de CHARA	57
II.17	Very Large Telescope Interferometer	59
II.18	Sydney University Stellar Interferometer	60
II.19	Navy Prototype Optical Interferometer	61
II.20	Infrared Spatial Interferometer	62

Liste des figures

III.1	Table optique qui relie VEGA à CHARA	67
III.2	Ajustement de visibilités calibrées mesurées avec VEGA	71
III.3	Interfaces de l'outil Aspro2	75
III.4	Création de proposal de mon programme V38	77
III.5	Création de la "Starlist"	78
III.6	Choix de la stratégie d'observation	79
III.7	Recherche des calibrateurs avec SearchCal	80
III.8	La densité spectrale dans le cas d'un interféromètre à deux télescopes	84
III.9	Séquence d'observation des visibilités brutes	86
III.10	La visibilité calibrée en fonction de la fréquence spatiale	90
III.11	Ajustement des données VEGA pour δ Cyg et ζ Peg	92
IV.1	Diagramme explicatif de différentes étapes de la correction photométrique. . .	101
IV.2	Relation entre la brillance de surface S_v et l'indice de couleur $(V-K)_0$	105
IV.2	Suite.	106
IV.3	Relation S_V vs $(V - K)_0$	107
IV.4	Zoom de la Figure IV.3	108
V.1	Systèmes de coordonnées pour un rotateur rapide	115
V.2	Modèle de Roche de trois étoiles identiques	117
V.3	Configuration de CHARA utilisée dans cette étude	119
V.4	Plan (u,v) associé aux configurations du Tableau V.2	120
V.5	Modèles pour différentes inclinaisons (i)	121
V.6	Modèles pour différentes vitesses rotationnelles (Vc)	121
V.7	La brillance de surface vs V-K pour le modèle M3	122
V.8	S_v vs V-K calculée avec C1, C2 et C3	124
V.9	S_v vs V-K pour les 150 modèles	126
V.10	Quantification de l'impact de la rotation sur la relation BSC	127
V.11	Résultats préliminaires pour la modélisation de δ Per	128

Liste des tableaux

I.1	Historique de l'étalonnage de la relation BSC	29
II.1	Caractéristiques des instruments installés sur CHARA	55
II.2	Les interféromètres actuellement opérationnels	62
III.1	Les caractéristiques spatiales du spectrographe VEGA	68
III.2	Performances de VEGA	69
III.3	Paramètres des étoiles de mon échantillon	73
III.4	Liste des étoiles de référence utilisées	81
III.5	Tableau récapitulatif des observations	81
III.6	Journal des observations pour mon échantillon	82
III.7	Paramètres de nos étoiles utilisés	88
III.8	Diamètres angulaires uniformes et assombris obtenus	91
IV.1	Liste des paramètres de λ Tau	109
IV.2	Distances de λ Tau	110
V.1	Les paramètres des étoiles utilisés comme référence	118
V.2	Caractéristiques des configurations CHARA	120
V.3	Les 150 modèles ajustés pour les trois configurations	125
V.4	Les 150 modèles ajustés pour différentes vitesses de rotation	125

Résumé

La mesure des distances aux galaxies proches de notre Voie Lactée a révolutionné notre compréhension de l'échelle de distance et a fourni la preuve de l'expansion de l'univers. Notamment les distances aux Petit et Grand Nuages de Magellan sont deux échelons essentiels de l'échelle des distances cosmiques. De nombreuses méthodes indépendantes (comme celle des RR Lyrae, des Céphéides ou des étoiles "Red clump") ont été utilisées pour déterminer ces distances. L'utilisation de binaires à éclipse dans le LMC est une méthode intéressante. La procédure consiste à combiner les rayons des étoiles déterminés à partir des observations spectrophotométriques avec leur diamètre angulaire provenant de la relation Brillance de Surface-Couleur. Actuellement, la plus grande limitation de cette méthode est l'incertitude sur la relation BSC. L'augmentation de la précision de la relation pour les étoiles de type tardif permettrait une précision de 1% sur la distance par cette méthode. De plus contraindre la relation BSC pour les étoiles de type précoce permettrait l'utilisation de systèmes binaires à éclipse très brillants et contribuerait ainsi à augmenter le nombre des objets très distants détectés. Le but de mon travail de thèse est d'améliorer notre compréhension de la relation BSC grâce à l'interférométrie optique. Pour cela, j'ai utilisé l'instrument VEGA installé sur l'interféromètre CHARA. Cet instrument fonctionne dans le visible et bénéficie de la plus longue base du monde. VEGA a une résolution spatiale de 0.3 mas, ce qui en fait un outil idéal pour une détermination précise des diamètres des étoiles. Dans un premier temps j'ai déterminé le diamètre de huit étoiles de type OBA avec une précision moyenne de 1.5%. Ensuite j'ai combiné ces diamètres avec d'autres mesures collectées dans la littérature pour ainsi donner une nouvelle relation BSC pour ce type d'étoiles. Dans un second temps, une étude théorique de l'impact de rotation sur la relation BSC a été faite pour comprendre les effets physiques influant sur la précision de cette relation de manière à compenser la dispersion existant actuellement et ce dans le but d'améliorer encore la précision sur les distances extragalactiques.

Abstract

Measuring distances separating our own Galaxy from nearby ones revolutionized our understanding of the distance scale and provided the evidence for the expansion of the Universe. The distances to the Small and Large Magellanic Clouds are critical steps of the cosmic distance ladder, and they have been determined using numerous independent methods (as, RR Lyrae stars, Cepheids and "red clump" stars). Targeting eclipsing binaries in the LMC is an interesting method. The method consists of combining the radii of the stars determined from spectrophotometric observations with their angular diameter derived from the Surface Brightness Color relation. Currently, the largest limitation of the method is the uncertainty on the SBC relation. Increasing the accuracy on the SBC relation of late type stars would allow a 1% precision on the distance of this type. Moreover, constraining the SBC relation for early type stars would allow the use of brighter eclipsing binary systems, and thus helps increasing the number of distant objects detected. The aim of my thesis work is to improve our understanding of the SBC relation using optical interferometry. For this, we use the interferometer VEGA on CHARA. This instrument operates in the visible and benefits from the baselines of the CHARA interferometer. It has a spatial resolution of 0.3 mas, which makes it an ideal tool to determine diameters of stars. At first I determined the diameter of eight OBA-type stars with an average accuracy of 1.5%. Then I combined these diameters with others collected from the literature, to determine a new SBC relation for this type of stars. In a second step, a theoretical study of the impact of the rotation on the SBC relation was made to understand the physical effects affecting the accuracy of this relation and suppress the currently existing dispersion in order to further improve the accuracy of extragalactic distances.

Introduction générale

L'univers a toujours relevé chez l'homme une grande curiosité. Depuis l'aube de l'humanité, l'homme se pose diverses questions sur la nature de l'univers ainsi que sur la place qu'il occupe dans celui-ci. De ce fait, l'histoire de l'astronomie est marquée par de grandes problématiques qui sont, au moment où je rédige ce manuscrit, encore d'actualité. Parmi ces problématiques, on peut citer l'âge de l'univers, son origine et son évolution, ou bien encore cette grande quête de la découverte de vies extra-terrestres et de nouveaux mondes habitables pour l'homme. Une question fondamentale à l'origine de grands projets modernes, tels qu'Hipparcos et son successeur Gaïa, est la mesure de la distance des astres. En effet, la distance des étoiles est l'un des paramètres les plus importants en astrophysique. La distance intervient dans la modélisation des quantités physiques que nous sommes capables de mesurer telles que le flux lumineux ou le diamètre apparent des étoiles. Ainsi, la plupart des quantités physiques que nous utilisons en astrophysique sont étalonnées par la distance.

Un des enjeux de la cosmologie observationnelle actuellement est de déterminer la constante de Hubble avec une précision de 2% ou mieux. À l'heure actuelle, l'incertitude sur H_0 est dominée par l'incertitude sur la distance au Grand Nuage de Magellan (LMC), qui reste le meilleur point d'ancrage à l'échelle des distances cosmiques. Les systèmes binaires à éclipse nous offrent une occasion unique de mesurer les distances avec une grande précision et en particulier la distance au LMC. Pour utiliser cette méthode on a besoin pour un tel système, à la fois du diamètre linéaire (1%, avec l'analyse de la courbe de lumière) et du diamètre angulaire (2% à partir de la relation brillance de surface-couleur pour le type tardif) de leurs composants. Basé sur des observations de près de 35 millions d'étoiles au cours des 16 dernières années, le groupe du projet international "Araucaria" initié par W.Gieren et G.Pietrzynski de l'Université de Conception au Chili et qui vise à déterminer précisément la distance des galaxies proches de La Voie Lactée, a découvert 8 systèmes de binaires à éclipse avec des longues périodes dans le LMC, composés par des étoiles géantes de type tardif. Ces systèmes permettent de mesurer

une distance au LMC de 49.97 ± 0.19 (stat.) ± 1.11 (syst.) Kpc.

Notre tentative dans le projet Araucaria est d'ouvrir une nouvelle voie vers la constante de Hubble en utilisant un nouveau point d'ancrage dans l'étalonnage de l'échelle des distances cosmiques, qui est la galaxie M33. A cet effet, nous proposons de développer un indicateur de distance basé sur les binaires à éclipses de type précoce. Ces systèmes très lumineux sont très facilement détectés dans le LMC et SMC, et même dans la galaxie M33. Mon principal objectif durant cette thèse est de fournir à notre équipe de projet une relation brillance de surface précise pour les étoiles de type précoce à mieux que 5%. Cependant, la relation est actuellement très dispersée en raison de la rotation rapide qui biaise les mesures interférométriques de la plupart des étoiles de ce type. En effet il n'y aucune relation brillance de surface précise pour les étoiles plus précoces que A0. En utilisant l'instrument VEGA/CHARA qui permet d'obtenir l'une des meilleures résolutions angulaires au monde, nous proposons d'améliorer la relation brillance de surface des étoiles OBA en déterminant le diamètre angulaire d'une vingtaine d'étoiles avec une bonne précision. Ce travail de thèse, qui fait partie du projet Araucaria, est divisé en trois parties :

Les chapitres I et II représentent le cadre général de ma thèse. Ils synthétisent les travaux déjà faits sur cet axe de recherche. Les principes et les objectifs scientifiques de l'interférométrie optique longue base sont également détaillés pour comprendre l'intérêt de ma thèse.

Le chapitre III est consacré à la manière de préparer des observations avec l'instrument CHARA/VEGA et à la détermination des diamètres angulaires des étoiles en utilisant cet instrument dans le domaine du visible. Des nombreux outils numériques développés par les intervenants dans ce travail de recherche sont présentés afin de suivre l'enchaînement chronologique qui amène jusqu'au résultat final.

Le chapitre IV et V sont dédiés à montrer comment il est possible d'améliorer la relation brillance de surface-couleur (BSC par la suite) en utilisant les mesures de diamètres d'étoiles observées avec l'instrument VEGA. Ainsi, en combinant ces diamètres angulaires avec les diamètres disponibles dans la littérature, j'ai pu déduire une nouvelle relation BSC pour les étoiles de type précoce. Dans un deuxième temps, il est très intéressant de confronter la relation BSC à des types d'étoiles plus complexes de manière à étudier le comportement de cette relation face à des étoiles "non standards", ce qui n'a jamais été fait auparavant. Ainsi, nous visons à étudier la relation BSC en considérant des étoiles en rotation rapide pour quantifier l'impact de

la rotation sur la relation BSC. En d'autres termes, nous cherchons à déterminer la dispersion intrinsèque de la relation due à la rotation. Enfin, Les résultats de mes travaux de recherches ont fait l'objet de plusieurs articles :

1. "The impact of the rotation on the surface brightness of early-type stars", *Challouf M., Nardetto N., de Souza A. D., et al. 2015, IAU Symposium, Volume 307, pp. 288*
2. "Improving the surface brightness-color relation for early-type stars using optical interferometry", *Challouf M., Nardetto N., Mourard D., et al. 2014, A&A, 570A, 104C*
3. "Measurements of eight early-type stars angular diameters using VEGA/CHARA interferometer", *Challouf M., Nardetto N., Mourard D., et al. 2014, Proceeding of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics, ed. Ballet J., Martins F., Bournaud F., Monier R., Reylé C., 471*
4. "The Araucaria Project : the Baade-Wesselink projection factor of pulsating stars and interferometric contribution to the eclipsing binaries technique of distance determination", *Nardetto N., Challouf M., Guiglion G., et al. 2013, IAU Symposium, Volume 289, pp. 179*
5. "Performance, results, and prospects of the visible spectrograph VEGA on CHARA", *Mourard D., Challouf M., Ligi R., et al. 2012, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 8445*
6. "Calibration of the surface-brightness relation of B early type stars : Towards a very accurate distance determination of LMC eclipsing binaries", *Challouf M., Nardetto N., Mourard D., et al. 2012, Proceeding of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics, ed. S. Boissier, P. de Laverny, N. Nardetto, R. Samadi, D. Valls-Gabaud, & H. Wozniak, 299*

Il est également à noter que j'ai été associé à d'autres publications grâce aux observations que j'ai effectuées :

1. "Spectrally resolved interferometric observations of α Cephei and physical modeling of fast rotating stars", *Delaa O., Zorec J., Domiciano de Souza A., et al. 2013, A&A, 555A, 100D*
2. "Review and latest news from the VEGA/CHARA facility", *Nardetto N., Mourard D., Perraut K., et al. 2014, Proceeding of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics, ed. Ballet J., Martins F., Bournaud F., Monier R., Reylé C., 501*

Chapitre I

Les binaires à éclipses et les distances dans l'Univers

Sommaire

1	Distances dans l'univers	16
1.1	Notion de distances	16
1.2	L'échelle des distances dans l'univers	18
2	La méthode des binaires à éclipse	25
2.1	Le projet "Araucaria" et la détermination des distances dans le groupe local	25
2.2	La relation brillance de surface	27
3	Objectifs de la thèse	30

L'échelle de distances dans l'univers constitue un élément important pour la détermination du modèle cosmologique afin de remonter par la suite à la taille de l'univers observable. Cette échelle est liée directement à des indicateurs internes et externes de notre groupe local. Des nombreuses méthodes basées sur des techniques théoriques et observationnelles permettent d'étalonner les distances à ces indicateurs. Cependant, les étoiles binaires à éclipse sont comptées parmi les étalons les plus précis pour calculer les distances aux galaxies proches comme le LMC et SMC. Ce dernier indicateur qui représente un élément fondateur de projet Araucaria est fortement dépendant de la relation brillance de surface-couleur du système binaire.

1 Distances dans l'univers

1.1 Notion de distances

Les distances en astronomie sont immensément grandes. Cela a poussé les astronomes à concevoir plusieurs unités de distances. l'Unité Astronomique, définie comme étant la distance entre la Terre et le Soleil et initialement introduite par J. Kepler, a été officiellement fixée le 30 août 2012 par l'Union astronomique internationale 149 597 870 700 mètres exactement (correspondant à 1 UA). La planète la plus éloignée de notre système solaire, Neptune, se situe à une distance de 4,503 milliards de km du Soleil (soit 30,1 UA). La limite de notre système solaire n'est pas précisément établie. Si nous considérons que la limite du système solaire est celle de la sphère d'influence gravitationnelle du Soleil, alors nous pouvons dire qu'elle se situe à environ 63 000 UA. Pour des distances de cette envergure, on introduit la notion "d'année lumière" (notée a.l.) correspondant à la distance parcourue par la lumière en une année. Cette distance vaut donc 9 461 milliards de kilomètres soit $1 \text{ al} = 63\,241,077 \text{ UA}$. Notre système solaire est lui même incorporé dans une structure bien plus grande appelée "galaxie". Notre galaxie porte le nom de "Voie Lactée". Son diamètre a été estimé à 100 000 a.l. (Figure I.1 a). La Voie Lactée compte plusieurs centaines de milliards d'étoiles situées pour la plupart dans le plan de la galaxie. L'étoile la plus proche du Soleil, appelée "Alpha du Centaure", est située à une distance de 4.3 a.l.

Notre Voie Lactée est elle même située dans un groupe de galaxies dont la plus proche est "Andromède", située à 2 millions d'années lumières. Il existe également un nombre important de galaxies naines (petit et grand nuage de Magellan, ...) au voisinage de notre galaxie. Ce groupe de galaxies, large de quelques millions d'années-lumière, est représenté par les deux galaxies les plus massives (la Voie Lactée et Andromède) et appelé "Group Local" (Figure I.1 b). Dans l'Univers, il existe d'autres structures plus grandes, appelées amas et superamas de galaxies. Ce sont les plus grosses structures connues de l'Univers à l'heure actuelle. Leur taille est estimée à 200-300 millions d'années-lumières. L'amas de la Vierge est l'amas le plus proche du Groupe Local (Figure I.1 c). Encore une fois, nous pouvons constater que ces distances, même dans la nouvelle unité de l'année lumière, ne sont pas aisément utilisables. Nous définissons ainsi une nouvelle unité de distance appelée le "parsec" (contraction de **par**allaxe- **se**cunde et notée pc). Le parsec est défini comme étant la distance à laquelle 1 UA produit un angle égal apparent d'une seconde d'arc. Avec cette définition, $1 \text{ pc} = 206\,265 \text{ UA}$ (soit 3,2616 a.l.). Le parsec est

I.1 Distances dans l'univers

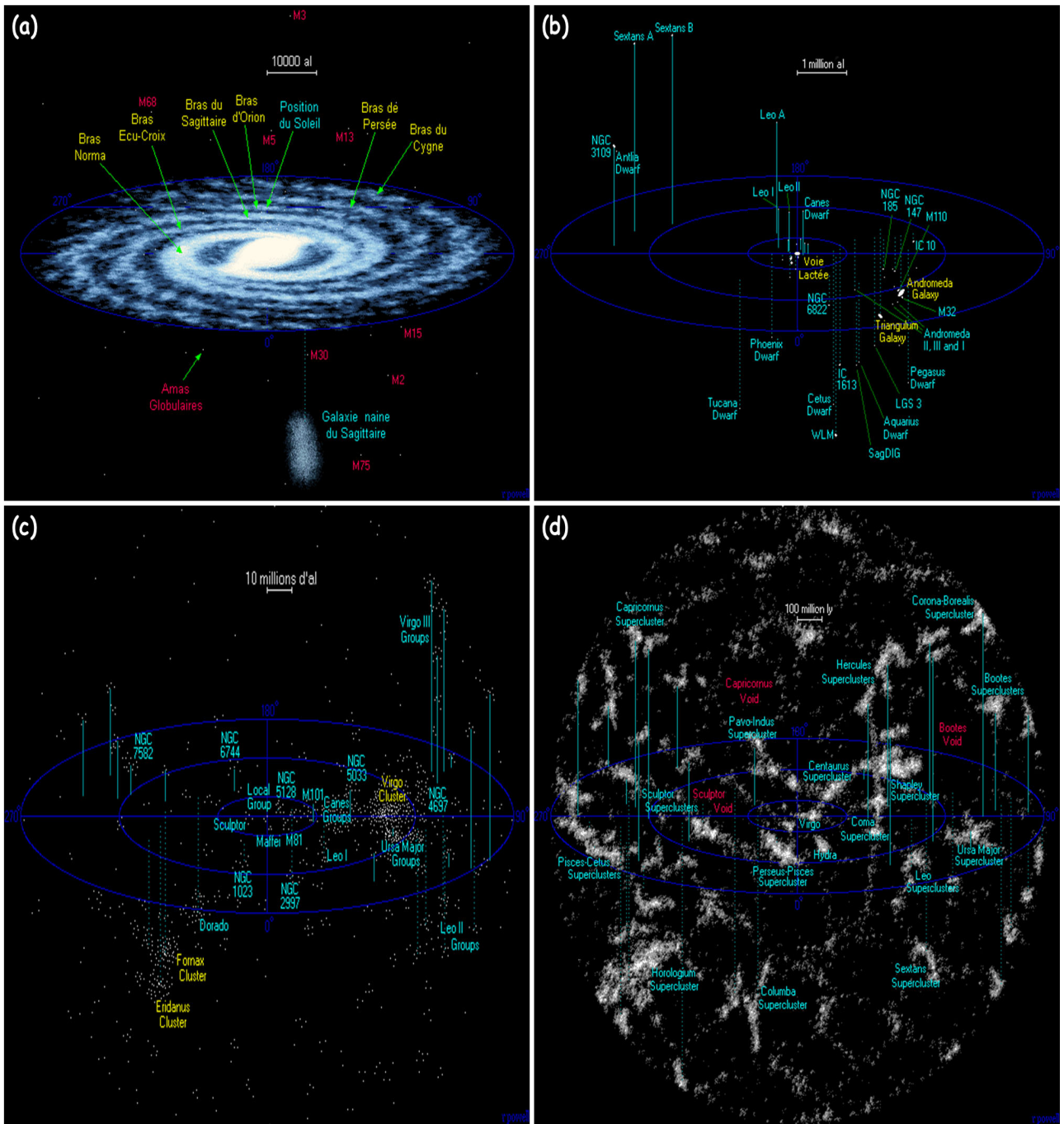


Figure I.1 – L'univers dans son ensemble : (a) Voie Lactée, Univers jusqu'à 50000 al. (b) Groupe Local, Univers à moins de 5 millions al. (c) Superamas de la Vierge, Univers jusqu'à 100 millions al. (d) Superamas voisins, Univers jusqu'à 1 milliard al. Crédits : Richard Powell : <http://atunivers.free.fr/>

l'unité de distance la plus utilisée en astrophysique.

L'univers (Figure I.1 d) comporte environ 350 milliards de galaxies aussi massives que la notre. En supposant que l'expansion de l'univers est isotrope, la distance au bord de l'univers observable est à peu près la même dans toutes les directions. Autrement dit, l'univers observable est une sphère centrée sur l'observateur. Pour mesurer le rayon de cette sphère, nous avons besoin de connaître les distances qui séparent ses constituants (superamas, amas, galaxies,...) car les moyens à mettre en oeuvre pour effectuer une mesure directe de ce rayon sont très complexes. Afin de palier ce problème, nous déterminons les distances de manière progressive, c'est à dire que nous estimons la distance d'objets qui sont de plus en plus éloignés. Ainsi, on définit une échelle de distance cosmique dans laquelle les objets de propriétés bien connues sont utilisés pour étalonner la distance d'objets très lumineux mais plus éloignés. Ces objets seront à leurs tours utilisés pour étalonner d'autres objets vus à de plus grandes distances. En fin la taille de l'univers observable est calculée plus généralement d'un modèle cosmologique. Ce modèle repose sur l'échelle des distances dans l'univers.

1.2 L'échelle des distances dans l'univers

La construction d'une échelle de distance cosmique est un travail complexe qui s'effectue en plusieurs étapes. La première étape consiste à utiliser des méthodes purement géométriques pour mesurer les distances des étoiles et des amas proches. Parmi ces méthodes, on trouve la parallaxe annuelle, la méthode du point de convergence des mouvements d'un amas d'étoiles, la parallaxe orbitale d'une étoile binaire spectroscopique et la parallaxe cinématique d'un pulsar. Cependant, ces méthodes sont valides pour des objets situés à quelques centaines de parsecs voir à quelques kilo-parsecs sous des conditions optimales. A titre d'exemple, la distance du centre galactique fut déterminée *via* la parallaxe orbitale des étoiles (Gillessen et al., 2009) et la distance des masers de la voie lactée avec la méthode de la parallaxe trigonométrique par la radio interférométrie longue base (Moellenbrock et al., 2009; Nagayama et al., 2011; Reid et al., 2009). Pour aller au-delà de la voie lactée d'autres méthodes, moins directes, sont utilisées. La figure I.2 représente les échelles de distances ainsi que les indicateurs associés (en haut de la Figure). Nous pouvons distinguer deux grandes classes d'indicateurs de distances : les indicateurs primaires et secondaires.

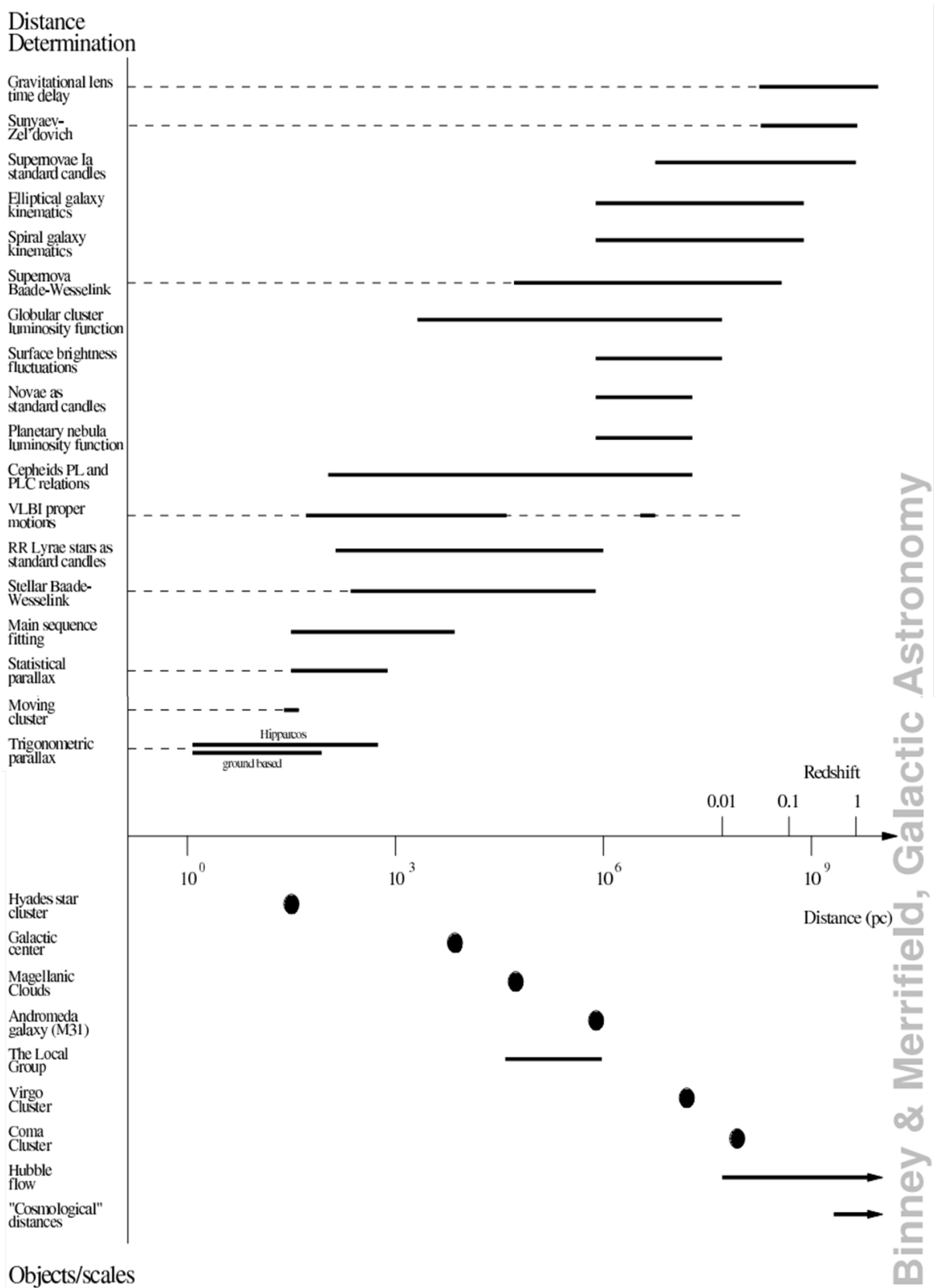


Figure I.2 – Méthodes les plus utilisées et non exhaustives pour l'étalonnage des échelles de distance dans l'univers. Crédit :Binney & Merrifield (1998).

1.2.1 Indicateurs primaires

Les indicateurs primaires sont liés au Groupe Local. Ces indicateurs sont liés à un certain nombre de méthodes de détermination de distances. Ces méthodes sont :

- La parallaxe trigonométrique

Cette méthode consiste à observer un astre à partir de deux positions (A et B) différentes et à déterminer l'angle entre les deux lignes de visée. L'angle est appelé "parallaxe". Lorsque A et B sont pris sur chaque extrémité de la Terre, la distance AB correspond au diamètre de la Terre. On parle alors de "parallaxe diurne". Lorsque A et B sont pris sur chaque extrémité de l'orbite de la Terre autour du Soleil ($AB = 1 \text{ UA}$), on parle de "parallaxe annuelle". Dans ce dernier cas, les observations sont séparées de six mois. Autrement dit, la parallaxe annuelle d'un astre est l'angle sous lequel on verrait, depuis cet astre, le demi-grand axe de l'orbite terrestre. Une fois cet angle déterminé, il devient possible de déterminer la distance de cet astre à partir de considérations trigonométriques. Il en résulte la formule suivante :

$$d[pc] = \frac{1}{\pi[arcsec]}, \quad (I.1)$$

où d est la distance de l'astre observé en parsec et π est la parallaxe trigonométrique de l'astre (en arc-secondes). La méthode des parallaxes n'est valable que pour des astres distants de quelques centaines de parsecs. Plus l'étoile est éloignée, plus sa parallaxe est petite. Nous comprenons aisément que pour une certaine distance, la parallaxe devient trop petite pour être mesurée. Il est donc indispensable de trouver une autre méthode pour mesurer la distance.

Plus la distance entre l'étoile et la terre est grande, plus l'angle de la parallaxe est petit. Alors, quand les étoiles sont très distantes, même avec nos télescopes les plus précis, il n'est plus possible de mesurer la parallaxe et calculer les distances. Alors nous avons besoin d'une autre méthode.

- Ajustement de la séquence principale

Cette méthode s'appuie sur le module de distance qui est défini par l'équation suivante :

$$\mu = m - M = 5 \log D - 5, \quad (I.2)$$

où m et M sont respectivement les magnitudes apparente et absolue de l'objet considéré. La magnitude absolue est définie comme la brillance d'une étoile située à une distance fixée à 10 pc de l'observateur. D est la distance qui nous sépare de l'astre. En déterminant les propriétés d'une étoile à partir de son spectre, il est possible d'en déduire sa position sur la séquence principale du diagramme de Hertzsprung-Russell et ainsi, d'en déduire sa magnitude absolue. Une fois la magnitude absolue déterminée, la magnitude apparente est obtenue par la mesure de son flux reçu sur Terre. Avant d'utiliser cette quantité, il est bien évidemment indispensable de la corriger de l'extinction interstellaire causée par la présence de gaz et de poussière.

-Méthode de Baade-Wesselink

Depuis sa conception originale par [Baade \(1926\)](#) et [Wesselink \(1946\)](#), la méthode Baade-Wesselink (BW) a été utilisée à plusieurs reprises, et affinée au fil du temps, pour calculer les distances d'étoiles de type variable, en particulier celles des Céphéides et des étoiles de type RR Lyrae. Le principe de cette technique est de comparer les variations du diamètre linéaire ΔR obtenues à partir des courbes de vitesse radiale, aux variations du diamètre angulaire $\Delta\Theta$ déterminées par la relation brillance de surface (voir chapitre IV). On suppose généralement que les Céphéides pulsent radialement. La distance est calculée par la relation :

$$d[pc] = 9.305 \frac{\Delta R[R_{\odot}]}{\Delta\Theta[mas]} \quad (I.3)$$

A l'heure actuelle, il est possible de mesurer directement le diamètre angulaire d'une étoile pulsante en utilisant des interféromètres optiques. Cette nouvelle approche est connue comme la méthode de BW géométrique ou parallaxe de pulsation. Cette méthode est limitée par l'utilisation d'un facteur de projection qui permet de convertir la vitesse radiale observée en spectroscopie en vitesse pulsante.

-La relation Période-Luminosité des Céphéides

Henrietta Leavitt découvrit en 1912 que la variation périodique de la luminosité d'une étoile Céphéide est corrélée à leur magnitude absolue moyenne $\langle M \rangle$ selon l'équation suivante :

$$\langle M \rangle = a \log P + b, \quad (I.4)$$

où P est la période de pulsation et a et b sont des constantes dépendantes de la longueur d'onde. Cette relation implique que plus la période de pulsation de l'étoile est grande plus sa luminosité intrinsèque est importante. Ainsi si on arrive à déterminer la période de l'étoile de manière photométrique par exemple, on a alors directement accès à sa magnitude absolue. Finalement, l'obtention de la distance de l'étoile se fait avec le module de distance (Equation I.2).

-Binaires à éclipses

Un système binaire à éclipse est un système d'étoile double dans lequel le plan de l'orbite des deux composantes fait un angle très faible avec la ligne de visée de l'observateur. La période de l'orbite d'une binaire à éclipse peut être déterminée à partir d'une étude de la courbe de lumière, et la taille relative des étoiles individuelles peut être déterminée en termes de rayon de l'orbite en observant les changements rapides de luminosité quand le disque d'une composante éclipse le disque de l'autre composante. Le principe de la méthode de binaires à éclipse consiste à combiner le diamètre linéaire des deux composantes mesurés avec une bonne précision en utilisant l'analyse spectroscopique et photométrique des données de haute qualité et le diamètre angulaire déterminé par la relation brillance de surface. Durant la dernière décennie, la mesure des paramètres fondamentaux des binaires à éclipses extragalactiques est devenue possible avec les télescopes de 8 mètres. Cela permet d'utiliser ces binaires pour mesurer directement les distances qui nous séparent des galaxies, avec une méthode plus précise. Récemment, les binaires à éclipses ont été utilisés pour fournir une estimation de la distance du petit nuage de Magellan SMC (Graczyk et al., 2013, 2012a), du grand nuage de Magellan LMC (Pietrzyński et al., 2013, 2009a), de la galaxie d'Andromède M31 (de Grijs & Bono, 2014; Martin et al., 2013a,b) et de la galaxie du Triangle M33 (Bonanos et al., 2006; Guinan et al., 2013). Les binaires à éclipses offrent une méthode directe pour mesurer la distance aux galaxies avec une amélioration de 5% de précision (Gieren et al., 2005b).

1.2.2 Indicateurs secondaires

Les indicateurs secondaires sont liés aux objets situés au-delà du Groupe Local. Un certain nombre de problématiques se posent dans ce cas car la distance nous séparant est très grande. A titre d'exemple, la distance des sources lumineuses ayant un grand décalage Doppler vers le rouge (redshift) à la réception du signal par l'observateur, est très différente par rapport à la distance lors de l'émission du signal. De plus, l'état d'un objet lointain que nous observons sur

Terre à l'instant t ne correspond pas à l'état de l'objet à cet instant mais à un instant bien antérieur au moment de l'observation. Cela peut s'expliquer par la vitesse finie de la lumière qui se propage à $300\,000\text{ km.s}^{-1}$. De ce fait, plus nous regardons loin dans l'univers, plus nous regardons dans le passé ! Ainsi, pour déterminer la distance de ces objets lointains, nous faisons appel à l'échelle des distances extra-galactiques adaptées pour les objets situés à l'extérieur de la Voie Lactée. Certaines de ces techniques sont présentées ici :

- Fluctuation de la brillance de surface

La méthode s'appuie sur l'utilisation de caméras CCD installées sur les télescopes. En raison des fluctuations spatiales de la brillance de surface d'une galaxie, certains pixels de la caméra CCD vont contenir plus d'étoiles que d'autres. L'analyse de l'image montre une variation de la magnitude d'un pixel à un autre. Cette variation de magnitude est directement liée à la distance de la galaxie observée. Lorsque la galaxie est trop lointaine pour permettre une détection des étoiles individuelles, on peut encore estimer la distance en utilisant la fluctuation statistique du nombre d'étoiles contenues dans chaque pixel. A titre d'exemple, un pixel pourrait contenir plus de 100 étoiles pour une galaxie voisine de la notre qui serait observée avec une caméra CCD. Ainsi, plus la galaxie est éloignée, plus le nombre d'étoiles contenues dans un pixel augmente. De ce fait, la galaxie voisine de la notre présenterait une fluctuation de brillance de surface (en $\frac{1}{\sqrt{N}}$) de l'ordre de 10% alors qu'une galaxie lointaine présenterait une fluctuation de 3%. En conséquence, la fluctuation de la brillance de surface d'une galaxie serait un estimateur de sa distance. La technique est étonnamment puissante tant qu'il est possible d'effectuer des comparaisons avec des galaxies contenant des populations stellaires similaires. La méthode a déjà été appliquée à la galaxie de la Vierge, donnant un excellent accord avec la méthode dite de "la nébuleuse planétaire".

-La relation de Tully-Fischer

La Loi de Tully-Fisher est une relation entre la luminosité intrinsèque d'une galaxie spirale et l'amplitude de sa vitesse de rotation, $V(\text{rot})$, selon l'équation suivante :

$$L = Const * V_{rot}^4. \quad (\text{I.5})$$

La vitesse de rotation d'une galaxie spirale peut être mesurée en utilisant la spectroscopie. A partir de cette relation, il est possible d'obtenir la magnitude absolue qui, en la comparant avec

la magnitude apparente, donne une mesure de la distance.

-Loi de l'expansion de l'univers

Bien que largement attribuée à Edwin Hubble, la loi d'expansion de l'univers a été dérivée à partir des équations de la relativité générale de [Lemaître \(1927\)](#) qui proposa l'expansion de l'univers et suggéra une valeur approximative de sa vitesse d'expansion (actuellement appelée la constante de Hubble H_0). Deux ans plus tard [Hubble \(1929\)](#) confirma l'existence de cette loi et détermina une valeur précise de la constante H_0 (Figure I.3). La loi stipule que : i) Les

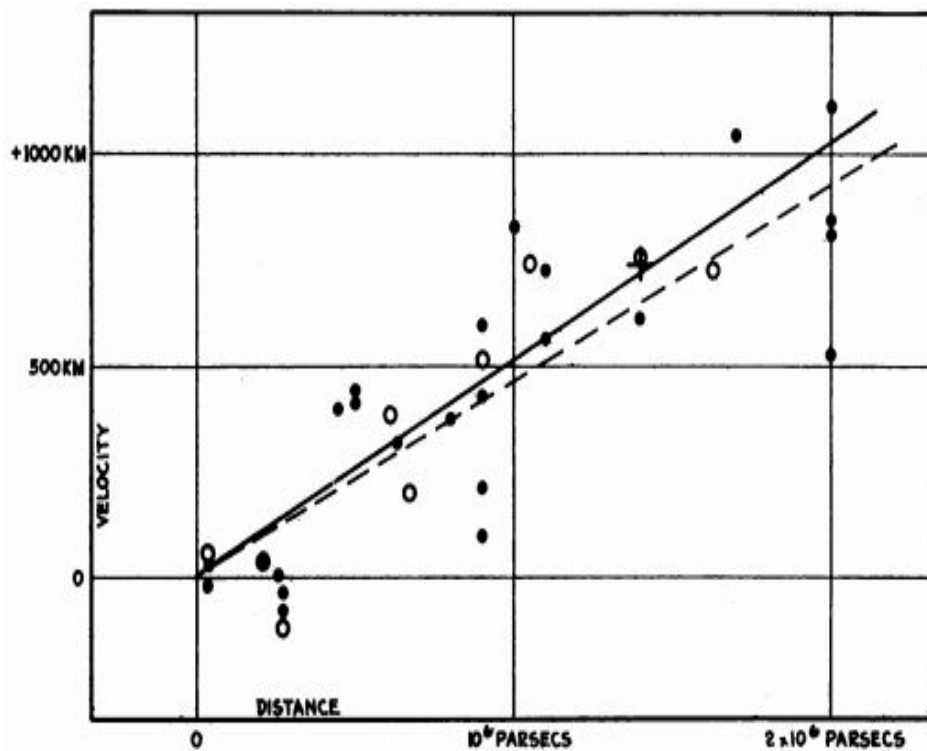


Figure I.3 – Relation entre la distance et la vitesse de 'nébuleuses' extra-galactiques. Graphe original de [Hubble \(1929\)](#).

objets observés dans l'espace lointain (espace extragalactique, 10 méga-parsecs ou plus) ont un décalage Doppler qui pourrait être interprété comme une vitesse relative à l'éloignement de la Terre.

ii) La vitesse de décalage Doppler mesurée de diverses galaxies en éloignement de la Terre est approximativement proportionnelle à leur distance.

Cette loi est interprétée comme une observation physique directe de l'expansion du volume

spatial de l'univers observable et que la vitesse d'éloignement de la galaxie est proportionnelle à sa distance selon l'équation suivante :

$$v_g = H_0 d, \tag{I.6}$$

où v_g est la vitesse d'éloignement de la galaxie en km.s^{-1} déterminée par effet Doppler $v_g = \frac{\lambda_{\text{obs}} - \lambda_{\text{em}}}{\lambda} c$, d , sa distance en Mpc et H_0 , la constante de Hubble en $\text{km.s}^{-1}.\text{Mpc}^{-1}$. Trouver la valeur de H_0 avec une bonne précision est une étape très importante pour l'étalonnage des échelles de distance.

Nous avons présenté dans les paragraphes précédents une série de techniques de la détermination de distance. Cette liste n'est pas exhaustive, il existe bien d'autres méthodes non présentées ici, comme la relation de Faber-Jackson, les supernovae de type Ia et II, l'effet Sunyaev-Zeldovich, etc...

2 La méthode des binaires à éclipse

2.1 Le projet "Araucaria" et la détermination des distances dans le groupe local

Au cours de ces dernières décennies, plusieurs projets ont été concentré sur l'étalonnage de l'échelle de distance extragalactique et sur l'amélioration de la constante de l'expansion de l'univers. Cependant, un certain nombre d'incertitudes systématiques attachées aux méthodes utilisées jusqu'à présent empêche la réalisation d'un étalonnage précis. Parmi les incertitudes importantes, on trouve : la détermination précise de l'extinction interstellaire et la dépendance de la majorité des indicateurs de distance aux propriétés environnementales. Récemment, le projet **Araucaria** (Gieren et al., 2005a), dont l'objectif principal est d'améliorer l'étalonnage de l'échelle de distance basée sur les observations des indicateurs dans plusieurs galaxies voisines, vient de franchir une nouvelle étape grâce à l'utilisation des étoiles de type binaires à éclipses.

Une étape fondamentale dans la construction de l'échelle des distances est la détermination des distances précises des deux Nuages de Magellan. Le SMC est une galaxie naine irrégulière relié par un pont de gaz et d'étoiles au LMC. Les deux sont des satellites proches de notre galaxie. Du fait de cette proximité, ils constituent un environnement idéal pour étudier les populations

stellaires et calibrer des nombreux indicateurs standards. Le SMC est le plus pauvre en métaux et cela fournit une excellente occasion de vérifier les dépendances de métallicité des différents indicateurs utilisés dans les travaux de l'échelle des distances. Cependant, le LMC, avec sa structure géométrique relativement simple, contient un important échantillon d'indicateurs de différents types pour l'échelle de distance (Walker, 2012). L'une des tâches fondamentales du projet Araucaria est d'optimiser les méthodes d'étalonnages existantes en vérifiant les erreurs systématiques pour les étoiles rouges et massives (Laney et al., 2012; Pietrzyński & Gieren, 2002; Udalski et al., 1998a,b), les étoiles RR Lyrae (Feast, 1997; Pietrzyński et al., 2008; Szcwzyk et al., 2008), et les Céphéides (Bohm-Vitense, 1985; Evans, 1991, 1992; Freedman & Madore, 1996; Freedman et al., 2008; Storm et al., 2011a,b). Ces différentes méthodes ont permis de déterminer modules de distance du LMC et du SMC avec des erreurs totales de 2% - 6%. Une découverte extrêmement intéressante et récente faite par les membres de ce projet, est la détection de plusieurs systèmes binaires à éclipse détachés dans les deux Nuages de Magellan. Ces systèmes ont un potentiel particulièrement fort pour déterminer, avec une bonne précision, la distance à ces galaxies (Graczyk et al., 2012b; Pietrzyński et al., 2009b). Récemment, l'analyse de huit binaires dans le LMC a conduit à la détermination d'une distance de ce nuage avec une précision de 2.2% (Pietrzyński et al., 2013). La même étude fut menée pour la mesure de distance du SMC en utilisant la même procédure (Graczyk et al., 2013, 2014). Cela a conduit à une meilleure connaissance de la structure géométrique de cette galaxie. Bien que ce travail ait déjà permis des progrès importants dans l'effort de détermination d'une distance précise aux LMC et SMC, il est nécessaire pour les besoins de la cosmologie, et en particulier pour la détermination d'une valeur précise (meilleure que 5%) de la Constante de Hubble, de déterminer la distance au LMC à 1%. Cependant, l'incertitude sur la relation brillance de surface-couleur (BSC) est actuellement la plus importante limitation de la méthode des binaires à éclipses. En effet le budget d'erreur sur la distance du LMC est le suivant : la photométrie (15%), la spectroscopie (5%), le rougissement (10%), l'incertitude sur les rayons absolus dérivés (15%), et le reste (55%) est due à l'incertitude sur la relation brillance de surface. En revanche, les systèmes binaires de type précoce se trouvent généralement dans des systèmes à courte période (<10 jours) ce qui facilite beaucoup les observations photométriques (Zasche et al., 2014), par contre la relation brillance de surface-couleur n'est pas encore disponibles pour les étoiles de type OB (Bonanos, 2007, 2013). L'amélioration de l'étalonnage de cette relation à mieux que 5% fait l'objet de ma thèse.

2.2 La relation brillance de surface

2.2.1 Notions de la relation BSC

La relation brillance de surface s'appuie simplement sur le fait que les étoiles sont de bons corps noirs et qu'il existe une relation de conservation de la densité de flux surfacique dans une bande spectrale donnée. Par définition la brillance de surface d'une étoile est directement reliée à sa température (ou autrement dit à sa couleur) par la relation suivante (Barnes & Evans, 1976; Parsons, 1970; Wesselink, 1969) :

$$F_V = \log T_{\text{eff}} + 0.1BC, \quad (\text{I.7})$$

où BC représente la correction bolométrique et T_{eff} est la temperature effective de l'étoile. D'après Barnes & Evans (1976); Caccin et al. (1981), la brillance de surface F_λ dans une bande spectrale donnée est une relation directe entre la magnitude apparente intrinsèque, $m_{\lambda 0}$, et le diamètre angulaire apparent θ_{LD} selon l'équation suivante :

$$F_\lambda = 4.2207 - 0.1m_{\lambda 0} - 0.5 \log \theta_{LD}, \quad (\text{I.8})$$

où la coefficient 4.2207 est dépendant de la magnitude bolométrique $M_{bol\odot}$, du flux total f_\odot et de la constante de Stefan-Boltzmann σ via la relation (Fouque & Gieren, 1997) :

$$4.2207 = 0.1M_{bol\odot} + 1 + 0.25 \log \frac{4f_\odot}{\sigma}. \quad (\text{I.9})$$

L'équation I.8 peut aussi prendre la forme suivante (Gieren et al., 1989) :

$$F_\lambda = 4.2207 - 0.1S_\lambda, \quad (\text{I.10})$$

avec S_λ définie par :

$$S_\lambda = m_{\lambda 0} + 5 \log \theta_{LD}. \quad (\text{I.11})$$

Barnes & Evans (1976); Barnes et al. (1978, 1976); Parsons (1970); Wesselink (1969) ont montré en utilisant des étoiles de diamètres angulaires connus, une corrélation entre S_λ et l'indice couleur ($m_{\lambda 2} - m_{\lambda 1}$), et en particulier lorsque l'on considère l'indice de couleur (V-R). Cette relation peut définie par :

$$S_v = \sum_0^n C_n (m_{\lambda 2} - m_{\lambda 1})_0^n \quad (\text{I.12})$$

Où n est le degré de linéarité, C_n sont des constantes déterminés par l'étalonnage de la relation I.11 et $(m_{\lambda_2} - m_{\lambda_1})$ est l'indice de couleur.

2.2.2 Historique de la relation BSC

Wesselink fut le premier à établir la relation BSC à partir d'un échantillon de 18 étoiles. Il utilisa principalement l'indice de couleur $(B-V)$ (Wesselink, 1969) (Figure I.4). Sur les 18

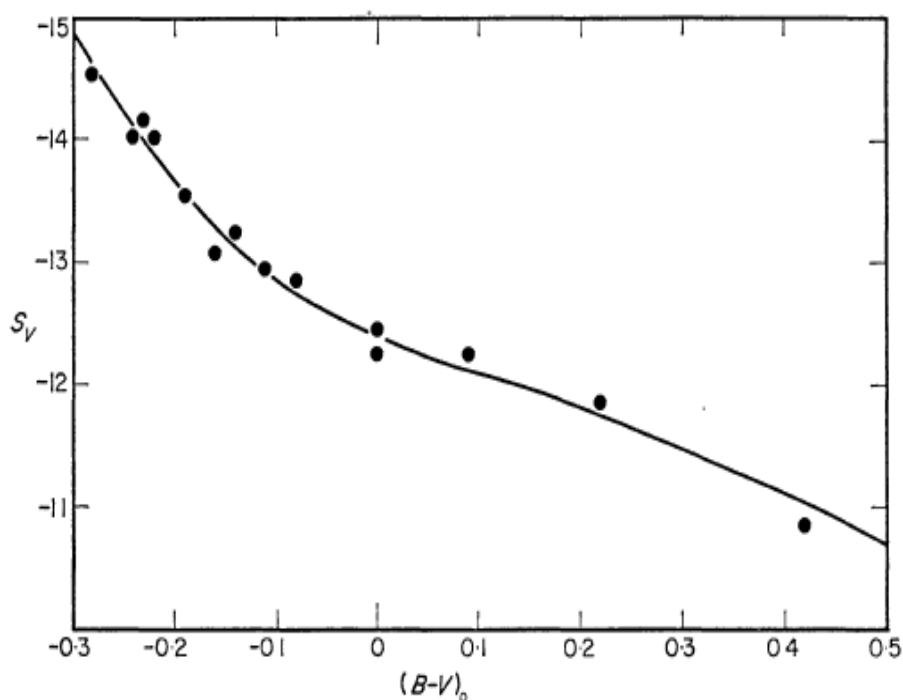


Figure I.4 – Le premier étalonnage de la relation brillance de surface effectué par Wesselink (1969) dans la branche $-0.3 < (B - V)_0 < 0.5$.

étoiles de cet échantillon, 16 d'entre elles étaient de type précoce et deux de type tardif. Avec l'avènement de l'interférométrie, les mesures de diamètres angulaires se multiplièrent. C'est ainsi que cinq années après les travaux de Wesselink (Wesselink, 1969), le NSII (Narrabri Stellar Intensity Interferometer) fut utilisé pour déterminer le diamètre de 32 étoiles dont le type spectral fut compris entre F5 et O5 (Hanbury Brown et al., 1974a). Ces mesures de diamètres ont été utilisées par Barnes & Evans (1976) et Barnes et al. (1976) pour étalonner la relation BSC pour des étoiles de type tardifs et de type précoce respectivement. Par la suite, d'autres auteurs (Barnes et al., 1978; Bell & Gustafsson, 1980) ont entrepris d'étalonner la relation BSC en considérant d'autres indices de couleurs, notamment les bandes visible et

I.2 La méthode des binaires à éclipse

infrarouge, et des mesures de diamètres angulaires, plus précises, obtenues avec l'interféromètre de Michelson. Plus de dix années plus tard, [Di Benedetto \(1998\)](#) étalonna de nouveau la relation BSC en effectuant un choix très sélectif de 22 étoiles (des types spectraux A, F, G, K) dont les diamètres angulaires furent déterminés par divers auteurs et disponibles dans la littérature. La [Table I.1](#) résume l'histoire de l'étalonnage de la relation BSC.

Nb.	Type spectral	Couleur	Précision (mag)	Référence
18	B,A	B-V	0.11	Wesselink (1969)
24	M, S, C	V-R, R-I	0.04, 0.08	Barnes & Evans (1976)
25	O, B, A, F	B-V, V-R, R-I	0.018, 0.025, 0.033	Barnes et al. (1976)
11	K, M	V-R	0.02	di Benedetto & Rabbia (1987)
44	G, K, M	V-K	0.03	di Benedetto (1993)
13	G, K, M, F	V-R, V-K, J-K	0.031, 0.034, 0.026	Fouque & Gieren (1997)
22	F, G, K	V-K	0.03	Di Benedetto (1998)
29	A, G, K, M	B-UVRIJHKL	0.02	Kervella et al. (2004a)
44	A, F, G, K	V-K	0.03	Di Benedetto (2005)
>100	B, A, F, G, K, M	V-K	7%	Bonneau et al. (2006)
>40	A, G, K, M	BVRI	0.03	Kervella & Fouqué (2008)
>120	A, F, G, K, M	V-RIJHK	5.6%	Boyajian et al. (2014)

Tableau I.1 – Tableau récapitulatif de l'histoire de l'étalonnage de la relation BSC. Le nombre d'étoiles Nb utilisées pour chaque étalonnage y est répertorié ainsi que les types spectraux et les indices de couleurs. La précision sur l'étalonnage de cette relation obtenus par chaque auteur y est également précisée.

Par ailleurs, l'application directe de la relation BSC aux Céphéides a été effectuée par [Fouque & Gieren \(1997\)](#) et [Di Benedetto \(1998\)](#). [Kervella et al. \(2004a\)](#) ont étalonné pour la première fois une relation BSC linéaire avec une dispersion intrinsèque de 0.02 magnitude (mag) (ou 1% en terme de diamètre angulaire) en utilisant un échantillon de 29 étoiles naines et sous-géantes dans la gamme de l'indice de couleurs $0.0 \leq (V-K) \leq 6.0$. [Di Benedetto \(2005\)](#) a étalonné une relation non-linéaire avec 45 étoiles mesurées par les interféromètres optiques NPOI ([Nordgren et al., 2001](#)) et Mark III ([Mozurkewich et al., 2003](#)) dans la gamme de couleur $-0.1 \leq (V-K) \leq 3.7$ avec une précision de 2% en termes de diamètre angulaire. Un an plus tard, [Bonneau et al. \(2006\)](#) fournirent une relation BSC basée sur des mesures interférométriques, occultation lunaire, et binaires à éclipses dans la gamme de couleur V-K. La [Table I.1](#) résume les étapes de l'évolution de la relation BSC.

3 Objectifs de la thèse

L'objectif de ma thèse consiste à apporter de nouvelles contraintes à la relation brillance de surface par photo-interférométrie dans le visible. Ces nouvelles contraintes nous permettront d'étalonner les échelles de distances citées dans ce **Chapitre I** d'introduction. Dans un premier temps, j'introduirai l'interférométrie qui fut ma principale méthode d'observations durant ma thèse (**Chapitre II**). Ensuite, je présenterai l'instrument VEGA (**Chapitre III**), installé sur le réseau interférométrique CHARA. L'instrument VEGA est un combinateur de faisceau dans le domaine visible et ma principale source de données afin de contraindre la relation brillance de surface. Je présenterai au **Chapitre IV**, les échantillons d'étoiles utilisés. Au **Chapitre V**, j'élargirai mon étude de la relation brillance de surface en la soumettant à un type particulier d'étoiles. Il s'agit des rotateurs rapides. Le choix de ces étoiles est surtout lié à l'influence de la structure des ces dernières sur leurs brillance de surface. Il s'agit alors d'étudier le comportement de la relation brillance de surface-couleur dans ce cas particulier d'étoiles pour quantifier l'impact de rotation. Je présenterai enfin la conclusion de cette thèse avec les perspectives qui découlent de ce travail. Il est à noter que le travail effectué dans cette thèse s'inscrit dans le cadre d'une collaboration à grande échelle avec les membres du projet Araucaria. La collaboration engagée avec Araucaria a pour but ultime de donner une relation brillance de surface avec une précision mieux à 5% pour la détermination des distances aux galaxies M31 et M33. Enfin, je présente, à la figure I.5, le diagramme de mes travaux de thèse. Le vert indique les parties essentielles de ma thèse dans lesquelles j'ai effectué l'étalonnage de la relation brillance de surface. Le bleu désigne une tâche secondaire de mes travaux (la détermination spectro-photométrique de diamètre linéaire a été réalisée par le groupe Araucaria). Le violet représente l'objectif final de la l'étalonnage de la relation Brillance de surface (collaboration pour la détermination des distances de λ Tauri avec [Nardetto et al. \(2015\)](#) et RR Lyrae avec [Storm et al. \(2015\)](#)).

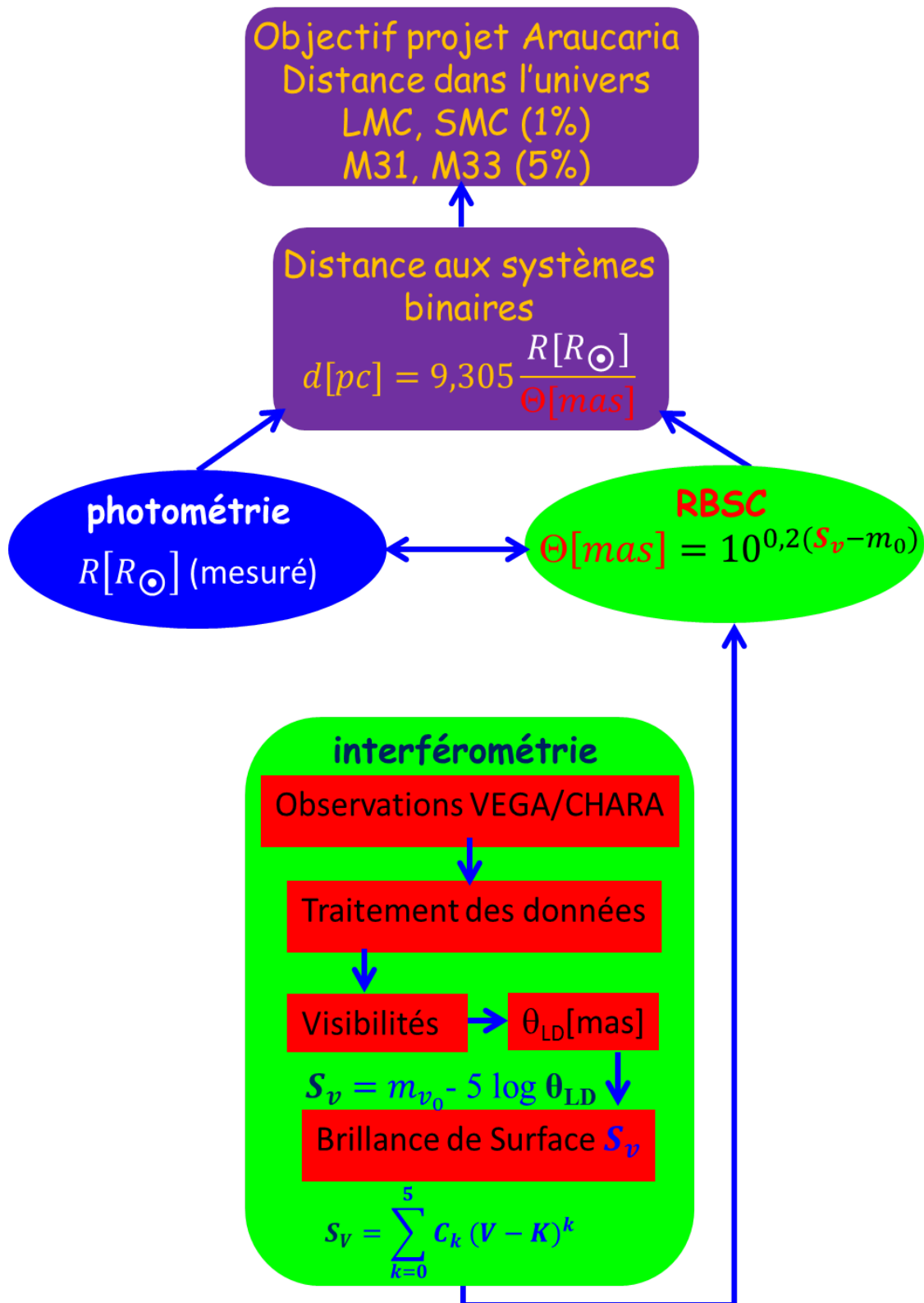


Figure I.5 – Diagramme expliquant le contexte de ma thèse ainsi que les différentes étapes lors de mes travaux de recherche.

Chapitre II

L'interférométrie optique longue base

Sommaire

1	Interférométrie optique	34
1.1	Historique de l'interférométrie	34
1.2	Principe de l'interférométrie	37
1.3	Notions fondamentales de l'interférométrie	39
1.4	Les observables interférométriques	43
2	Le Centre de HAute Résolution Angulaire CHARA	54
3	Les interféromètres dans le monde	58
3.1	Le Very Large Telescope Interferometer (VLTI)	58
3.2	Le Sydney University Stellar Interferometer (SUSI)	59
3.3	Le Navy Prototype Optical Interferometer (NPOI)	61
3.4	Le Infrared Spatial Interferometer (ISI)	61
4	Conclusion	62

Ce chapitre est dédié à introduire le principal outil d'investigation utilisé durant ma thèse : l'interférométrie optique. Dans un premier temps, je retracerai brièvement l'histoire de l'interférométrie en astrophysique en présentant les principales étapes de son évolution. Ensuite, je décrirai la manière dont les interféromètres modernes fonctionnent, ce qui nous permettra de comprendre comment sont obtenues les observables interférométriques qui sont la visibilité et la phase des franges d'interférences. Ces deux observables sont indispensables pour pouvoir caractériser les sources astrophysiques que j'ai étudiées durant ma thèse comme nous le verrons dans les chapitres suivants. Ensuite, je présenterai l'interféromètre CHARA sur lequel est installé l'instrument VEGA qui m'a servi à observer mon échantillon d'étoiles. Je conclurai ce chapitre en faisant un tour d'horizon des interféromètres en activité à l'heure actuelle.

1 Interférométrie optique

1.1 Historique de l'interférométrie

L'interférométrie a fait son apparition avec l'expérience des trous d'Young (en 1801) qui proposa d'étudier l'interférence de deux faisceaux lumineux issus d'une même source lumineuse afin de démontrer la nature ondulatoire de la lumière. Les premières applications dans le domaine de la physique stellaire furent menées par Armand Hippolyte Fizeau en 1868. Il suggéra de déterminer le diamètre des étoiles en utilisant le contraste des franges d'interférences puisque celui-ci était directement relié à la morphologie de la source lumineuse. Par la suite, E. Stéphan a construit le premier interféromètre ([Stephan, 1871](#)) en se basant sur les travaux de A. H. Fizeau. Les mesures interférométriques qu'il effectua, à l'aide de deux masques de 50 et 65 cm d'ouvertures, lui ont permis de conclure que les étoiles avaient des diamètres angulaires apparents assez petits.

Du côté de la théorie, le formalisme mathématique fut introduit par [Michelson \(1890, 1891a,b\)](#), qui a ensuite utilisé l'interférométrie pour mesurer les diamètres apparents des satellites de Jupiter. Ce travail fut un véritable succès. A partir de là, l'utilisation de l'interférométrie dans le domaine de la physique stellaire devint de plus en plus fréquente. C'est en 1896 que la première étoile binaire a été résolue par interférométrie ([Schwarzschild, 1896](#)), suivie par l'observation de Bételgeuse effectuée par A. Michelson qui détermina son diamètre angulaire apparent ([Michelson & Pease, 1921](#)). Quelques années plus tard, A. Michelson utilisa le télescope de 100 inches situé à l'Observatoire du Mont Wilson (Los Angeles, USA, [Figure II.1](#)) et équipé d'une ligne de base de 6 m pour observer un certain nombre d'étoiles simples et binaires. Les résultats fructueux issus de l'interféromètre de Michelson ont poussé F. G. Pease, collaborateur de A. Michelson, à concevoir un interféromètre plus grand composé d'une ligne de base de 15 m. Cependant, cet interféromètre n'apporte pas de nouveau résultat.

Après la seconde guerre mondiale, les avancées fulgurantes de l'interférométrie dans le domaine radio et de synthèse d'ouverture ont permis de développer le concept de l'interférométrie d'intensité [Brown & Twiss \(1957, 1958a,b\)](#). Les travaux menés dans ce domaine ont été appliqués avec succès à l'interféromètre Narrabri dans les années 1960. Le Narrabri Stellar Intensity Interferometer (NSII) permit pour la première fois de mesurer un grand nombre de diamètres stellaires. Cependant, le NSII fut limité en magnitude et seules les étoiles brillantes furent observées. Néanmoins, les résultats obtenus avec le NSII ont permis de poser les bases des modèles

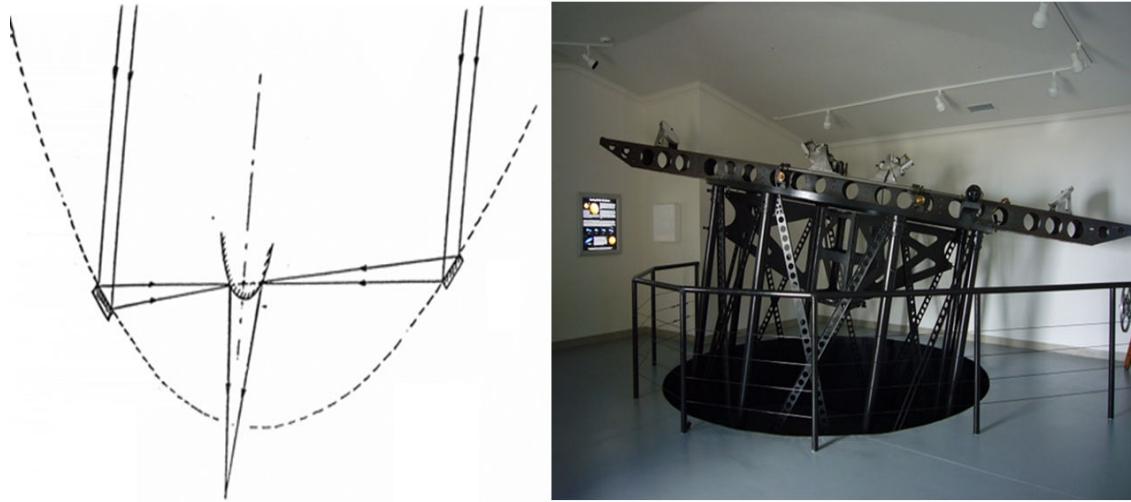


Figure II.1 – L'interféromètre de Michelson sur le télescope de 100 pouces du mont Wilson (schéma tirés de [Michelson & Pease \(1921\)](#) et photo crédit : CHARA).

stellaires que nous connaissons à l'heure actuelle.

Le début des années 1975 marqua un tournant dans l'utilisation de l'interférométrie en astrophysique. En effet, l'Interféromètre à deux Télescopes (I2T), construit par [Labeyrie \(1975\)](#) obtint, avec un franc succès, ses premières franges d'interférences dans le domaine visible. La ligne de base était alors de 12 m. Un ensemble de technologies de pointe de l'époque fut utilisé tel que des détecteurs électroniques à lecture rapide, des ordinateurs de contrôle ou bien encore des actionneurs piézoélectriques.

A la fin des années 1970, un programme ayant pour but de concevoir un interféromètre à suiveur de frange pour l'astrométrie fut développé au MIT (Massachusetts Institute of Technology) ([Shao & Staelin, 1980](#)). Cet effort de recherche aboutit à la construction de la famille des interféromètres Mk I à III qui fonctionnaient dans le domaine visible. Ce programme jeta les bases de la conception de l'interféromètre "Navy Prototype Optical Interferometer" (NPOI, Arizona, USA, toujours en activité) et ainsi que l'interféromètre Keck (Hawaii) aujourd'hui à l'arrêt. Le début des années 90 a vu naître beaucoup de développement en interférométrie avec la conception d'instruments combineurs de faisceaux de 2 à 4 ouvertures. Ces nouveaux instruments ont permis d'obtenir une quantité importante de résultats améliorant ainsi notre compréhension de l'Univers. Une avancée notable fut l'ouverture du domaine visible et proche infra-rouge à l'interférométrie donnant ainsi la possibilité d'étudier de nombreux phénomènes

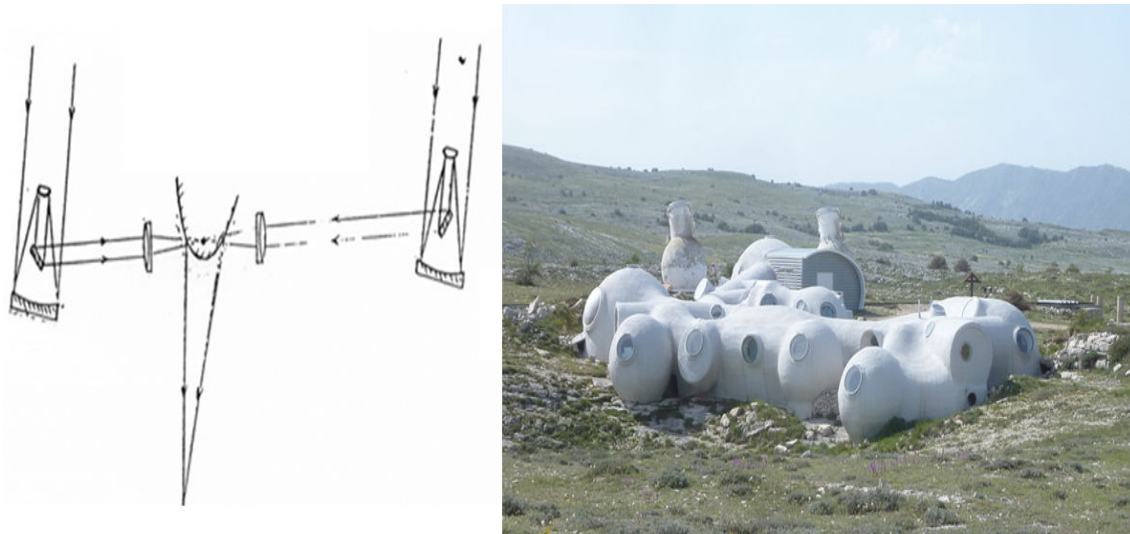


Figure II.2 – L'interféromètre de [Labeyrie \(1975\)](#), le GI2T qui est une extension du I2T. Il est composé de deux télescopes distincts permettant de produire des franges d'interférence dans le domaine visible.

astrophysiques possédant une signature dans ces domaines spectraux. Ces avancées importantes furent rendues possibles grâce à la conception de nouveaux détecteurs à hautes performances et de plus en plus sensibles. De plus, la conception d'instruments permettant de combiner à la fois résolution spatiale et spectrale, tel que l'instrument GI2T / REGAIN (Fig. II.2), ont ouvert la voie à l'étude des étoiles et de leurs environnement circumstellaires. Signalons qu'une partie de cet instrument est devenue plus tard l'instrument CHARA / VEGA.

La conception d'interféromètres possédant plus de deux télescopes, tels que le "Very Large Telescope Interferometer" (VLTI, Chili), ou bien encore le "Center for High Angular Resolution Astronomy" (CHARA, Californie, USA) offrent des perspectives bien plus grandes que de simples mesures de diamètres. En effet, la combinaison de plusieurs télescopes a permis de développer l'imagerie interférométrique permettant de reconstituer une image à haute résolution spatiale de la source astrophysique observée. Cela permet d'étudier la structure même des objets, ce qui nous donne la possibilité d'analyser les mécanismes qui sont à l'origine de ces structures (voir par exemple la revue de [van Belle \(2012a\)](#)).

A l'heure actuelle, l'interférométrie n'est plus exclusivement réservée à la physique stellaire mais elle est de plus en plus utilisée dans le domaine des exoplanètes ([Ligi et al., 2012](#)) et dans le domaine extragalactique aussi (AGN). Cela montre que l'interférométrie a encore de belles perspectives devant elle car elle démontre sa capacité d'adaptation aux différents domaines

de l'Astrophysique et aux non spécialistes de l'interférométrie. Nous sommes ainsi passés de l'époque des précurseurs à celle des interféromètres pour les non spécialistes du domaine. Par ailleurs, divers programmes développés par la NASA et l'ESA ont pour objectifs de concevoir des interféromètres qui seront placés en orbite à proximité des points de Lagrange. Ces programmes sont encore à leur début. Cependant, ils permettront, très certainement, de faire de nouvelles découvertes encore plus passionnantes nous permettant également de lever un peu plus le voile sur les mystères de notre Univers !

1.2 Principe de l'interférométrie

La taille apparente des étoiles a constitué par le passé une forte limitation dans l'observation de sources astrophysique, limitant ainsi l'apport de contraintes observationnelles aux modèles théoriques existants. En effet, avant l'avènement de l'interférométrie, le pouvoir de résolution théorique des télescopes monolithiques, c'est à dire leur capacité à séparer deux points infiniment proches, se réduisait au diamètre du miroir collecteur selon l'équation [II.1](#) :

$$\theta = 1.22 \left(\frac{\lambda}{D} \right), \quad (\text{II.1})$$

où θ est le pouvoir de résolution théorique du télescope, en radian, dont le miroir collecteur possède un diamètre D (mètre). λ représente la longueur d'onde d'observation en mètre. A titre d'exemple, un miroir collecteur de 10 m de diamètre observant une source astrophysique à $\lambda = 0.56 \mu\text{m}$ offrira un pouvoir de résolution théorique de 14 milli-secondes d'angle (mas). Cette valeur est à comparer avec les diamètres apparents des étoiles qui sont de l'ordre de la milli-seconde d'angle. Cependant la résolution spatiale est affectée par la présence de la turbulence atmosphérique. L'enjeu fut donc de s'affranchir de la turbulence atmosphérique pour atteindre le pouvoir de résolution des télescopes monolithiques. C'est pour cela que fut développée l'interférométrie stellaire.

L'interférométrie stellaire est une méthode d'observation à haute résolution angulaire qui a pour principe de faire interférer deux faisceaux cohérents provenant de deux télescopes distincts (ou plus) et originaires d'une même source de lumière. Il s'agit du principe de l'expérience des trous d'Young appliqué à l'astrophysique. Dans ce cas, le pouvoir de résolution d'un interféromètre n'est plus proportionnel au diamètre du miroir collecteur mais est proportionnel à la

Chapitre II. L'interférométrie optique longue base

distance séparant les deux télescopes constituant l'interféromètre (le paramètre D de l'équation II.1 devient B , la longueur séparant les deux télescopes). Nous pouvons donc voir un interféromètre comme étant un télescope monolithique virtuel dont la taille du miroir collecteur serait égale à la distance séparant les deux télescopes de l'interféromètre.

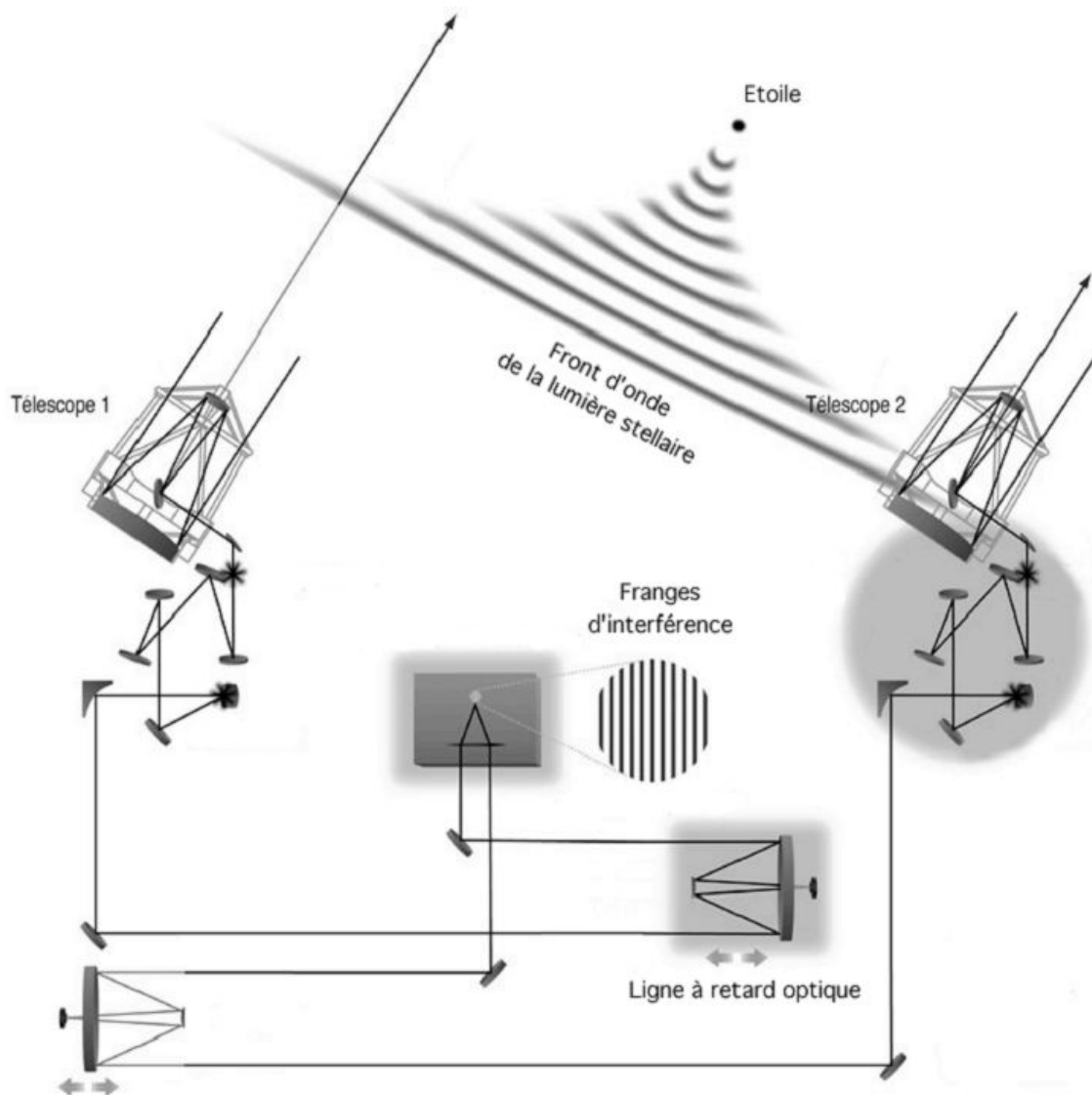


Figure II.3 – Schéma représentant le principe de l'interféromètre du VLTI. Les deux télescopes pointent la même étoile. La ligne à retard permet de compenser la différence de chemin optique. Les faisceaux sont ensuite recombinaison au niveau de laboratoire de recombinaison afin d'obtenir les franges d'interférences. Crédit ESO

Il est cependant à noter que, si l'interférométrie nous permet de grandement améliorer le

pouvoir de résolution spatiale, l'inconvénient majeur de cette méthode est que l'on récolte moins de flux qu'un télescope monolithique de la même taille et que le facteur limitant est donc la magnitude limite. En effet, nous verrons plus loin dans ce chapitre que l'interféromètre fournit plutôt des franges d'interférences (Figure. II.3) dont on tire deux observables : la visibilité (notée V) et la phase (notée φ) des franges d'interférences qui représentent, respectivement, la mesure du contraste des franges d'interférences et la position de la frange la plus brillante par rapport à une position d'origine qui serait prise à la différence de marche nulle. Ces deux observables seront détaillées dans la section 1.4. Nous verrons également que ces quantités sont reliées à la morphologie de la source astrophysique. Dans le cadre de ma thèse, je me suis intéressé principalement à la visibilité des franges d'interférences car mon principal objectif fut de contraindre la relation brillance de surface-couleur, que je définirai au chapitre IV, avec des mesures de diamètre de diverses étoiles.

1.3 Notions fondamentales de l'interférométrie

1.3.1 La turbulence atmosphérique

Au début de cette section, j'ai évoqué le principal problème des télescopes monolithiques : leur pouvoir de résolution théorique. En pratique, le pouvoir de résolution théorique n'est jamais atteint à cause de la turbulence atmosphérique. En effet, l'atmosphère n'est pas homogène et on peut la représenter comme un ensemble de bulles d'air chaudes et froides. Il en résulte un changement d'indice de réfraction entre ces bulles et le milieu environnant. De plus, la variation de l'indice de réfraction est provoquée par le fait que la température et la pression fluctuent aléatoirement (Favre et al., 1976) dans le temps et dans l'espace. C'est ce que nous appelons la turbulence atmosphérique. En conséquence, lorsque le front d'onde initialement plan (à cause de la grande distance qui nous sépare des étoiles) provenant d'une étoile entre dans notre atmosphère, il sera déformé par les traversées successives de ces bulles d'air. Kolmogorov (1941) a développé un modèle pour décrire les propriétés statistiques de la turbulence atmosphérique.

Parmi les paramètres caractérisant la turbulence atmosphérique, il y a le paramètre de Fried r_0 , initialement introduit par Fried (1966), qui représente la taille caractéristique des bulles d'air. Plus r_0 est grand, plus la turbulence atmosphérique est faible. Le paramètre r_0 dépend de la longueur d'onde considérée comme suit : $r_0 \propto \lambda^{6/5}$. Il en résulte que r_0 sera bien plus grand dans le domaine infrarouge (IR) que dans le domaine visible et donc que la turbulence atmosphérique est plus faible dans l'IR que dans le visible. Une valeur typique de r_0 est

Chapitre II. L'interférométrie optique longue base

de 10 cm dans le visible (à $\lambda=0.55 \mu\text{m}$) et de 37 cm dans l'IR (à $\lambda=1.63 \mu\text{m}$).

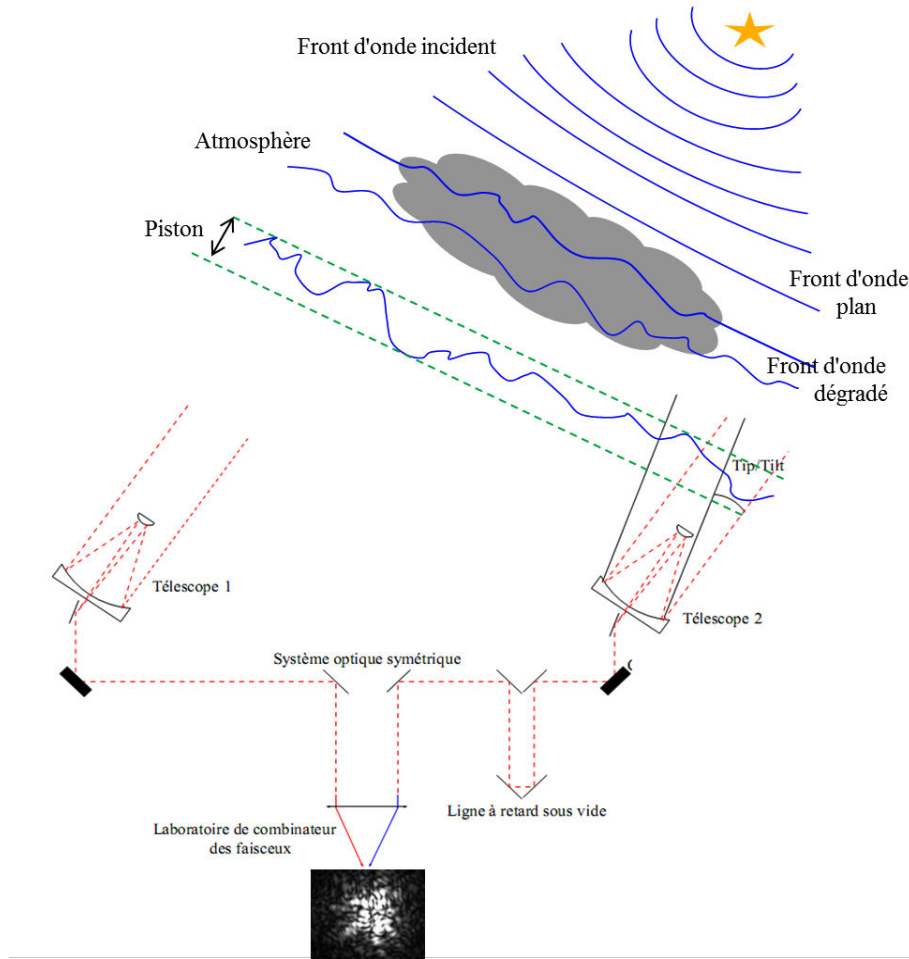


Figure II.4 – Interféromètre à 2 télescopes : les fronts d’onde émis par une source lumineuse (propagation sphérique) arrivent sur Terre sous forme de fronts d’onde plans. A la traversée de l’atmosphère terrestre ces fronts d’onde arrivent déformés au niveau de la pupille du télescope.

Considérons un front d’onde émis par une source lumineuse située à une très grande distance de la Terre. Du fait de cette grande distance, le front d’onde peut être considéré comme parfaitement plan lorsqu’il arrive à la limite supérieure de notre atmosphère. Dans le cas d’une onde lumineuse incidente plane et monochromatique, le signal reçu au sol en un point donné r est décrit par son amplitude complexe :

$$\psi(r, t) = A(r, t)e^{i\phi(r, t)}, \tag{II.2}$$

où $A(r, t)$ et $\phi(r, t)$ sont l'amplitude et la phase de l'onde qui varient aléatoirement dans l'espace et dans le temps. Les fluctuations de l'amplitude dépendent fortement de l'altitude des différentes couches perturbatrices du front d'onde, tandis que les fluctuations de la phase sont reliées à l'indice de réfraction des bulles d'air de température et d'humidité différentes. Les trois principaux effets des déformations du front d'onde sur l'image sont (Thèse P. Berio) :

La scintillation : le *piston* provoque une variation au niveau de l'amplitude de l'onde lumineuse à la sortie de la zone de turbulence. Cette fluctuation temporelle de l'amplitude de l'onde correspond à une dilution ou une concentration de l'énergie du front d'onde.

L'agitation : Ou *tip-tilt*. C'est la variation d'angle d'arrivée du front d'onde perturbé, qui provoque un déplacement de l'image formée au niveau du télescope.

L'étalement : Il provient d'une perte de cohérence spatiale du front d'onde sur la pupille du télescope. Le front d'onde incident sur la pupille du télescope peut être vu comme une addition de "cellules" de retard de phase de valeurs différentes et de taille caractéristique r_0 . Le nombre de ces cellules couvrant la pupille est donc de l'ordre de $(D/r_0)^2$. Ces cellules de phases provoquent des interférences constructives et destructives au point focal de l'image : l'image à court temps d'exposition arbore alors une structure faite de zones sombres et lumineuses appelées tavelures ou speckles (Figure II.4). Les speckles sont répartis sur une surface de la taille du seeing (une grandeur servant à caractériser la qualité optique du ciel) atmosphérique λ/r_0 et sont chacun de taille proche de λ/D .

1.3.2 Techniques de correction de la turbulence atmosphérique

Les principales techniques de correction du front d'onde reposent sur des algorithmes de calcul des propriétés statistiques de fluctuations (modèle de Greenwood-Tarazano [Gardner \(1976\)](#); [Greenwood \(1977\)](#) et la technique de SCIDAR [Avila et al. \(1997\)](#); [Vernin & Roddier \(1973\)](#)). Dans cette section, je présente brièvement deux techniques utilisées pour compenser la turbulence atmosphérique.

L'optique adaptative :

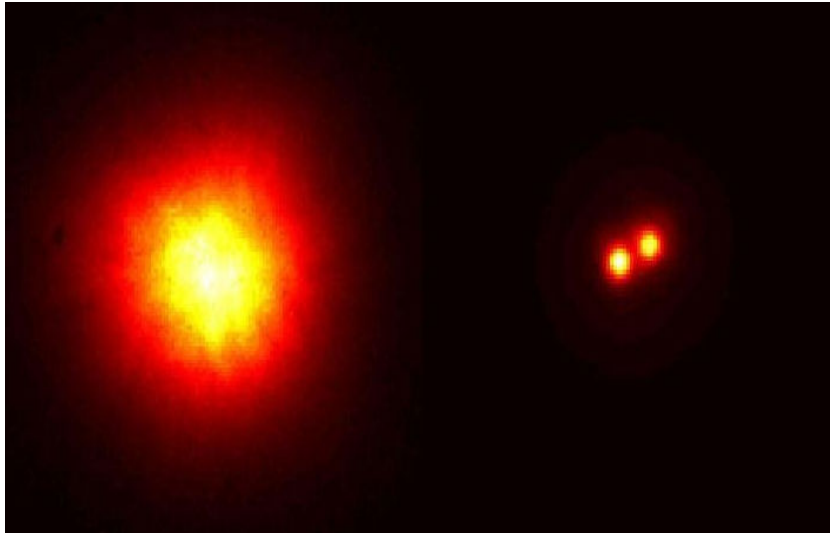


Figure II.5 – Figure crédit ESO, *gauche* : image prise sans optique adaptative, étoile double non résolue, *droite* : avec optique adaptative les deux composantes de l'étoile sont distinguées.

Le principe de l'optique adaptative est d'analyser le front d'onde incident en temps réel avec un analyseur de front d'onde (par exemple de type SHACK-HARTMANN)(Figure II.6). Cet analyseur (appelé le senseur) est composé de petits éléments de taille r_0 qui ont pour objectif de déterminer la pente locale du front d'onde et transmettre l'information à un miroir déformable (le correcteur) dont la surface va s'adapter de manière à obtenir un front d'onde plan. Au bout de quelques itérations, on retrouve un front d'onde pratiquement plan ce qui permet de retrouver le pouvoir de résolution théorique du télescope. La Figure II.5 représente l'effet de la turbulence atmosphérique sur la formation de l'image, par un télescope monolithique, d'un système binaire. Sur la partie gauche de cette figure, nous pouvons voir une image du système pris par un télescope ne possédant pas d'optique adaptative. Il en résulte une tache unique ne permettant pas de mettre en évidence ce système binaire. Une fois l'optique adaptative utilisée (partie droite de la Figure II.5), nous pouvons voir clairement le caractère binaire du système observé.

Technique de l'interférométrie des tavelures :

Labeyrie (1970) a mis au point une solution consistant à figer la turbulence atmosphérique grâce à une succession rapide de poses élémentaires de quelques millisecondes. Ensuite, les densités spectrales de ces images élémentaires sont sommées. Cela permet de récupérer les fréquences spatiales (notamment les hautes fréquences correspondant à la signature de petites structures)

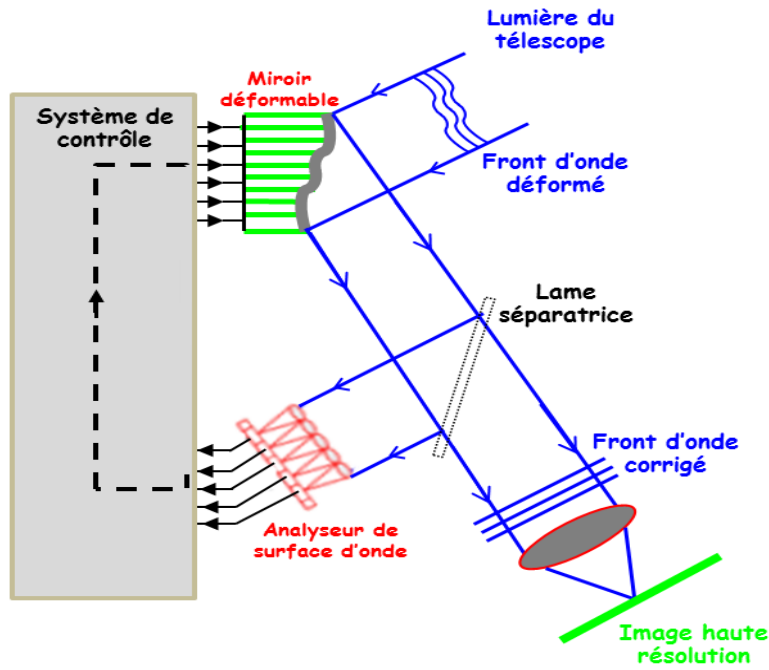


Figure II.6 – Schéma représentant un système d’optique adaptative constitué par trois sous-systèmes : analyseur de front d’onde, système de contrôle et miroir déformable. Crédit : Observatoire de Paris/LESIA

qui ont tendance à disparaître lorsque l’on effectue une image longue pose. Cependant, la diminution du temps de pose provoque une difficulté à surmonter. Il s’agit de la diminution du rapport signal sur bruit (SNR) puisque le nombre de photons par image est très faible. La réponse à ce problème est de faire un très grand nombre de poses courtes de manière à obtenir un SNR suffisant pour exploiter l’image. Cette technique est appelée *l’interférométrie des tavelures* et permet de restaurer de façon significative le pouvoir de résolution des télescopes.

1.4 Les observables interférométriques

Dans le paragraphe d’introduction, j’ai évoqué les deux observables fournies par l’interférométrie : la visibilité et la phase des franges d’interférence. Cette section est donc dédiée à la description détaillée de ces deux quantités ainsi qu’à leur interprétation. Cette section sera également l’occasion d’introduire le principal théorème de l’interférométrie qui est le théorème de Zernike-Van Cittert. Ce théorème est lié à un cas particulier de la fonction de cohérence spatio-temporelle. Il s’agit donc de définir, en premier lieu, ce qu’est la fonction de cohérence spatio-temporelle avant d’aborder la définition des théorèmes de l’interférométrie et d’enchaîner sur la définition des observables interférométriques.

1.4.1 Cohérence spatio-temporelle

La notion de cohérence est fondamentale dans l'interprétation des phénomènes liés au rayonnement électromagnétique. La cohérence spatio-temporelle permet de quantifier les plus petites structures cohérentes du front d'onde. Le domaine de cohérence spatiale est caractérisé par un rayon de cohérence spatiale qui dépend de la longueur d'onde moyenne et du diamètre angulaire de la source :

$$r_s = \frac{\lambda_0}{\theta}, \quad (\text{II.3})$$

r_s est le rayon du domaine dans lequel le rayonnement peut interférer avec lui-même (possède une phase uniforme).

Du fait de la bande spectrale utilisée, on peut montrer aussi qu'il existe une longueur de cohérence (Goodman, 2000) définie par la relation entre la longueur de cohérence et la largeur spectrale s'exprime par :

$$l_c = \frac{\lambda^2}{\Delta\lambda}. \quad (\text{II.4})$$

avec λ et $\Delta\lambda$ respectivement la longueur d'onde et la bande spectrale d'observation. Ce paramètre, qui peut aussi être défini comme la longueur sur laquelle l'onde garde la mémoire de sa phase à 1 rad près, est fondamental en interférométrie. Les interféromètres actuels pour maintenir la différence de marche entre les deux faisceaux inférieure à la longueur de cohérence, utilisent une ligne à retard qui compense à chaque instant la rotation de la Terre et donc la variation apparente de la base projetée (cf Fig. II.3). De plus les techniques d'imagerie à haute résolution angulaire sont basées sur l'analyse des images acquises à court temps de pose pour compenser les effets de la turbulence, le temps de pose doit être inférieur au temps d'évolution de la turbulence τ_0 .

Soit la fonction $V(\frac{\vec{B}}{\lambda})$ (appelée *visibilité complexe* ou *degré de cohérence complexe*) décrivant la cohérence spatiale. Le degré de cohérence complexe est directement lié à la distribution d'intensité lumineuse de l'objet, $I_{\text{objet}}(\alpha, \delta)$, qui a émis le champ électrique ψ . Ce lien est exprimé par un important théorème de l'interférométrie optique : le *théorème de Zernike - Van Cittert* défini par le *degré complexe de cohérence spatiale du front d'onde mesuré est égal à la transformée de Fourier complexe normalisée de la distribution d'intensité de la source prise en une certaine fréquence spatiale $\frac{\vec{B}}{\lambda}$, où \vec{B} est le vecteur de base séparant les deux zones du front d'onde concernées et λ la longueur d'onde à laquelle on fait l'observation*. La forme mathématique du théorème est donnée à l'équation II.5 (Rabbia, 2006) :

$$V_{spat}(u, v) = \frac{\iint I_{objet}(\alpha, \delta) e^{i2\pi(u\alpha + v\delta)} d\alpha d\delta}{\iint I_{objet}(\alpha, \delta) d\alpha d\delta}, \quad (\text{II.5})$$

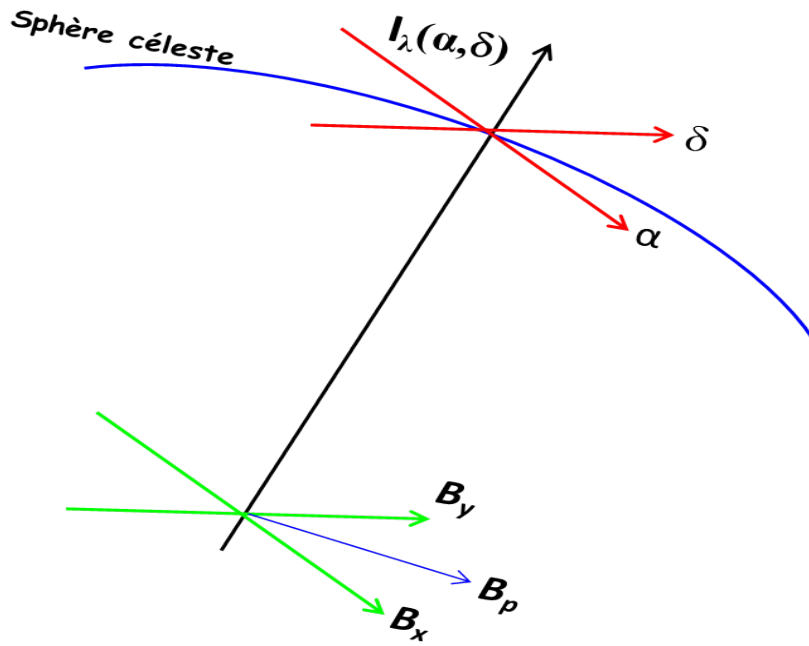


Figure II.7 – Base projetée sur le ciel : (α, δ) sont les coordonnées de la source $I_\lambda(\alpha, \delta)$ et B_x, B_y les coordonnées de la base projetée B_p sur le ciel.

où (α, δ) représentent les coordonnées angulaires dans le plan du ciel (Figure II.7). (u, v) représentent les coordonnées décrivant la ligne de base B_p et sont communément appelées *fréquences spatiales* avec $u = \frac{B_x}{\lambda}$ et $v = \frac{B_y}{\lambda}$, où λ correspond à la longueur d'onde du rayonnement incident. B_x et B_y sont la projection du vecteur ligne de base B_p sur deux axes d'un plan du ciel.

1.4.2 Fonction de cohérence mutuelle et degré de cohérence complexe

Considérons une source astrophysique émettant une onde électromagnétique. Seul le champ électrique ψ nous intéresse car c'est lui qui est détecté. Ce champ électrique dépend du temps t et de la position P . Les détecteurs que nous construisons ne sont pas sensibles au champ

électrique à proprement dit mais à l'intensité du champ électrique, noté I , dont l'expression est la suivante :

$$I(P) = \langle \psi(P, t) \psi^*(P, t) \rangle, \quad (\text{II.6})$$

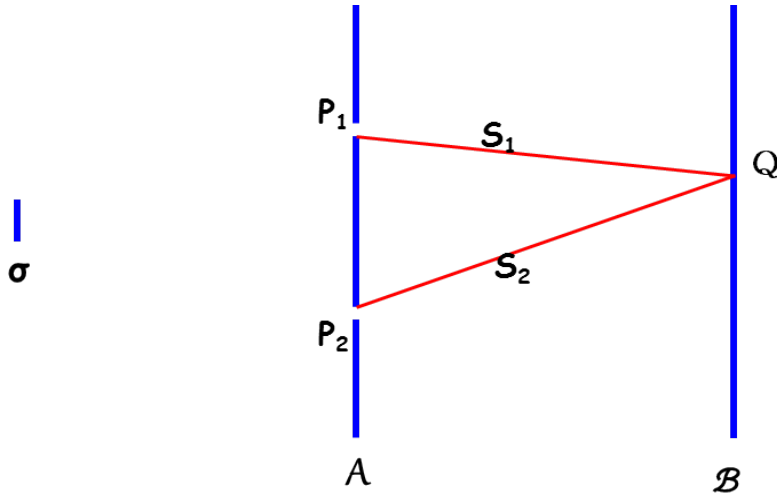


Figure II.8 – Schéma de l'expérience des trous d'Young.

Considérons maintenant un écran opaque, noté \mathcal{A} , possédant deux ouvertures P_1 et P_2 . \mathcal{A} est placé à une distance d d'un détecteur noté \mathcal{B} (Fig. II.8). En examinant les deux ondes passant par P_1 et P_2 on peut mesurer les intensités $I(P_1)$ et $I(P_2)$ et déterminer l'interférence résultant de la superposition de ces ondes sur le détecteur. Soit s_1 et s_2 , les distances parcourues par deux faisceaux issus de P_1 et P_2 jusqu'à \mathcal{A} et un point Q situé sur le détecteur. La distribution complexe du signal en Q est donnée par :

$$\psi(Q, t) = K_1 \psi(P_1, t - t_1) + K_2 \psi(P_2, t - t_2), \quad (\text{II.7})$$

où t_1 et t_2 sont les temps nécessaires pour que la lumière issue de P_1 et P_2 arrivent à Q . Les facteurs K_1 et K_2 sont inversement proportionnels à s_1 et s_2 et dépendent aussi de la taille d'ouverture des trous. t_1 et t_2 sont définis de la manière suivante :

$$t_1 = \frac{s_1}{c}, \quad t_2 = \frac{s_2}{c}, \quad (\text{II.8})$$

c est la vitesse de la lumière dans le vide. Selon les équations II.6 et II.7, l'intensité au point Q est donné par¹ :

$$I(Q) = K_1 K_1^* \langle \psi_1(t - t_1) \psi_1^*(t - t_1) \rangle + K_2 K_2^* \langle \psi_2(t - t_2) \psi_2^*(t - t_2) \rangle \\ + K_1 K_2^* \langle \psi_1(t - t_1) \psi_2^*(t - t_2) \rangle + K_2 K_1^* \langle \psi_2(t - t_2) \psi_1^*(t - t_1) \rangle, \quad (\text{II.9})$$

On suppose que le champ est stationnaire. Nous pouvons changer l'origine des temps dans toutes ces expressions, donc on peut écrire :

$$\langle \psi_1(t - t_1) \psi_1^*(t - t_1) \rangle = \langle \psi_1(t) \psi_1^*(t) \rangle = I_1, \quad (\text{II.10})$$

et :

$$\langle \psi_2(t - t_2) \psi_2^*(t - t_2) \rangle = \langle \psi_2(t) \psi_2^*(t) \rangle = I_2. \quad (\text{II.11})$$

L'équation II.9 devient alors :

$$I(Q) = |K_1|^2 \langle \psi_1(t) \psi_1^*(t) \rangle + |K_2|^2 \langle \psi_2(t) \psi_2^*(t) \rangle + K_1 K_2^* \langle \psi_1(t) \psi_2^*(t) \rangle + K_2 K_1^* \langle \psi_2(t) \psi_1^*(t) \rangle \quad (\text{II.12})$$

soit :

$$I(Q) = |K_1|^2 I_1 + |K_2|^2 I_2 + 2|K_1 K_2| \Re\left\{ \Gamma_{12}\left(\frac{s_1 - s_2}{c}\right) \right\}, \quad (\text{II.13})$$

où $\Re\{\Gamma_{12}(\tau)\}$ est la partie réelle de la fonction :

$$\Gamma_{12}(\tau) = \langle \psi_1(t + \tau) \psi_2^*(t) \rangle. \quad (\text{II.14})$$

Cette fonction est appelée la *fonction de cohérence mutuelle*. τ représente le retard de l'onde issu de P_2 par rapport à celle issue de P_1 . Quand ces deux points coïncident (i.e $P_1=P_2$) on obtient :

$$\Gamma_{11}(\tau) = \langle \psi_1(t + \tau) \psi_1^*(t) \rangle. \quad (\text{II.15})$$

On parle alors d'auto-cohérence de l'onde en P_1 et elle se réduit à une intensité ordinaire quand

1. Pour simplifier l'écriture ici $\psi(P_1, t)$ est remplacé par $\psi_1(t)$ et $\Gamma(P_1, P_2, \tau)$ par $\Gamma_{12}(\tau)$, etc

Chapitre II. L'interférométrie optique longue base

$\tau=0$:

$$\Gamma_{11}(0) = I_1, \quad \Gamma_{22}(0) = I_2. \quad (\text{II.16})$$

Le terme $|K_1|^2 I_1$ dans Eq. II.13 est évidemment l'intensité qui serait observée à Q si \mathcal{A} ne possédait qu'une seule ouverture P_1 ($K_2 = 0$). On a la même interprétation pour le terme $|K_2|^2 I_2$. Dans la suite, on note ces deux intensités J_1 et J_2 respectivement :

$$J_1 = |K_1|^2 I_1 = |K_1|^2 \Gamma_{11}(0), \quad J_2 = |K_2|^2 I_2 = |K_2|^2 \Gamma_{22}(0). \quad (\text{II.17})$$

En normalisant la fonction de cohérence mutuelle, on définit une deuxième fonction, notée $\gamma_{12}(\tau)$, appelée *degré de cohérence complexe* :

$$\gamma_{12}(\tau) = \frac{\Gamma_{12}(\tau)}{\sqrt{\Gamma_{11}(0)}\sqrt{\Gamma_{22}(0)}} = \frac{\Gamma_{12}(\tau)}{\sqrt{I_1}\sqrt{I_2}}. \quad (\text{II.18})$$

Finalement, en utilisant l'équation II.17 et II.18 la formule II.13 devient :

$$I(Q) = J_1 + J_2 + 2\sqrt{J_1}\sqrt{J_2}\Re\left\{\gamma_{12}\left(\frac{s_1 - s_2}{c}\right)\right\}, \quad (\text{II.19})$$

La formule II.19 représente la loi générale de l'interférence pour un champ stationnaire. Elle montre que pour déterminer l'intensité résultante de la superposition de deux faisceaux nous devons connaître l'intensité de chaque faisceau et la valeur de la partie réelle $\Re\left\{\gamma_{12}\left(\frac{s_1 - s_2}{c}\right)\right\}$ du degré de cohérence complexe. La fonction γ_{12} est une fonction complexe on peut l'écrire sous la forme :

$$\gamma_{12}(\tau) = |\gamma_{12}(\tau)|e^{i[\alpha_{12}(\tau) - 2\pi\nu\tau]}, \quad (\text{II.20})$$

où

$$\alpha_{12}(\tau) = 2\pi\nu\tau + \arg(\gamma_{12}(\tau)), \quad (\text{II.21})$$

$$\tau = \frac{P_2 Q - P_1 Q}{c}. \quad (\text{II.22})$$

Alors l'équation II.19 devient :

$$I(Q) = J_1 + J_2 + 2\sqrt{J_1}\sqrt{J_2}|\gamma_{12}(\tau)|\cos[\alpha_{12}(\tau) - \delta], \quad (\text{II.23})$$

avec δ , la différence de phase dont l'expression est $\delta = 2\pi\nu\tau = \frac{2\pi}{\lambda}(P_2Q - P_1Q)$. Dans le cas où les intensités des deux faisceaux sont identiques et égales à \mathcal{J}_0 et en tenant compte d'une différence de marche δ aléatoire, l'intensité observable devient

$$I(Q) = 2\mathcal{J}_0(1 + |\gamma_{12}(\tau)| \cos[\alpha_{12}(\tau) - \delta]). \quad (\text{II.24})$$

1.4.3 Visibilité et phase des franges d'interférence

Les quantités $|\gamma_{12}(\tau)|$ et $\alpha_{12}(\tau)$ sont les deux quantités les plus importantes de l'équation II.24 qui nous conduisent aux observables interférométriques : l'amplitude de la visibilité V et la phase ϕ .

$$\frac{I_{max} - I_{min}}{I_{max} + I_{min}} = \frac{2\mathcal{J}_0(1 + |\gamma_{12}|) - 2\mathcal{J}_0(1 - |\gamma_{12}|)}{2\mathcal{J}_0(1 + |\gamma_{12}|) + 2\mathcal{J}_0(1 - |\gamma_{12}|)} = |\gamma_{12}|, \quad (\text{II.25})$$

Or γ_{12} est le degré complexe de cohérence mutuelle des deux ondes, qui vaut, selon Van-Citter et Zernike, le module de la transformée de Fourier (TF par la suite) de la fonction objet.

$$|\gamma_{12}| = \left| \frac{\hat{I}\left(\frac{B}{\lambda}\right)}{\hat{I}(0)} \right|, \quad (\text{II.26})$$

et \hat{I} est la TF de la distribution d'intensité spectrale.

Par conséquent, la visibilité n'est rien d'autre que le module du degré de cohérence complexe ou encore l'enveloppe de la partie réelle du facteur de corrélation,

$$V = |\gamma_{12}|, \quad (\text{II.27})$$

et la phase est l'argument de cette quantité complexe :

$$\phi = \arg(\gamma_{12}). \quad (\text{II.28})$$

En reprenant la définition de V (voir Eq. II.25) nous comprenons immédiatement que la visibilité est une mesure du contraste des franges d'interférences. Si $V = 0$, alors les franges d'interférences ne sont pas visibles et si $V=1$ alors les franges sont parfaitement visibles (Figure. II.9) et le contraste est maximal. C'est ici que le théorème de Zernike Van-Cittert prend toute son importance. En effet, nous avons vu dans la section 1.4.2 que le degré de cohérence

Chapitre II. L'interférométrie optique longue base

complexe est égal à la transformée de Fourier de la distribution d'intensité lumineuse de la source de lumière (voir Equation II.5). Par conséquent, ce théorème fournit le lien entre les observations interférométriques (qui nous fournissent une mesure du degré de cohérence complexe) et les modèles physiques qui nous permettent de modéliser des cartes de brillances à partir de paramètres physiques. Il nous suffit alors de prendre la transformée de Fourier de ces cartes de brillances afin de modéliser les degrés de cohérence complexe (ou visibilité complexe) et de les comparer aux mesures afin d'en déduire les paramètres géométriques de l'objet (Je reviendrai sur ces notions au chapitre V concernant la modélisation de rotateur rapide). La visibilité est donc une quantité très importante car elle permet d'en déduire une valeur du diamètre angulaire qui est un paramètre nécessaire dans la détermination des paramètres stellaires fondamentaux (température, masse, diamètre, composition chimique, etc...). La mesure de la visibilité s'effectue avec des instruments de mesures appelés combineurs de faisceaux. Leur fonction principale est de récupérer les faisceaux issus de chaque télescope et de les faire interférer afin de former des franges d'interférences et donc de remonter aux observables interférométriques. Dans le chapitre suivant je vais expliquer comment nous calculons le degré de cohérence et quel estimateur de $|\gamma_{12}|$ nous utilisons avec le combineur de faisceaux VEGA.

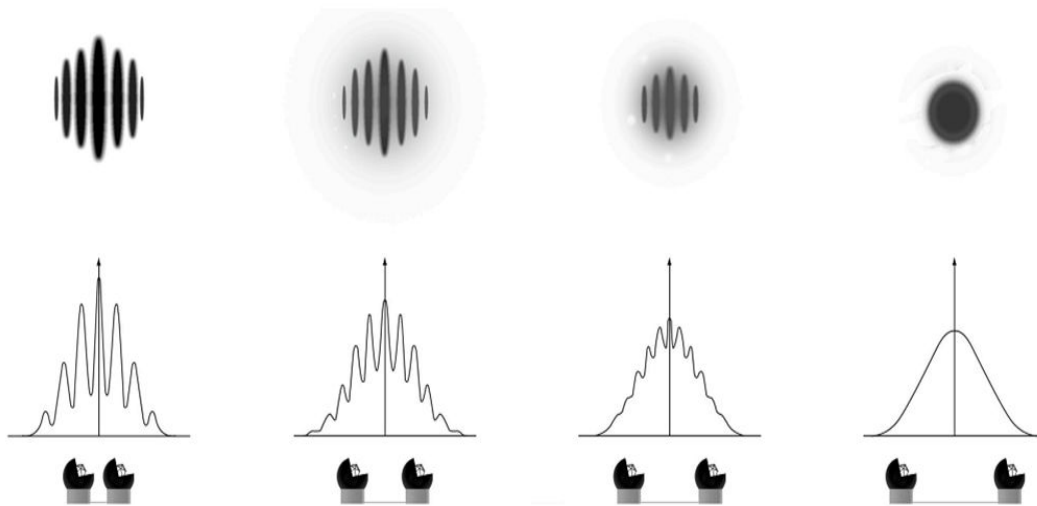


Figure II.9 – Résolution progressive d'une étoile en fonction de longueur de la ligne de base d'un interféromètre, à gauche $V=1$ et à droite $V=0$.

La phase quant à elle nous renseigne sur la position de la frange la plus brillante par rapport à la différence de marche nulle et nous permet de déterminer la position des astres dans le ciel. Cela peut se comprendre en reprenant l'expérience des trous d'Young. Lorsque la source

est décalée hors de l'axe optique, on observe un déplacement des franges d'interférences. On comprend ainsi que la phase des franges d'interférences est reliée à la position des objets dans le ciel. Cela ouvre la voie à l'astrométrie par interférométrie.

1.4.4 Exemple d'application de la Visibilité

Afin de bien fixer les idées, je montre dans cette section un exemple d'application du théorème de Zernike-Van Cittert. La première étape consiste à construire un modèle qui permet de calculer une carte décrivant la distribution d'intensité d'une étoile. Ici, je vais me limiter au cas d'une étoile parfaitement sphérique. Pour commencer je vais également supposer que la distribution d'intensité à la surface de l'étoile est uniforme. Dans ce modèle, le seul paramètre régissant la carte d'intensité est le diamètre de l'étoile θ_{UD} . Ce modèle est appelé *modèle du disque uniforme* (UD). Il est surtout basé sur un modèle très simple qui permet une comparaison entre les instruments. La Figure II.10 montre le résultat du calcul de la carte d'intensité.

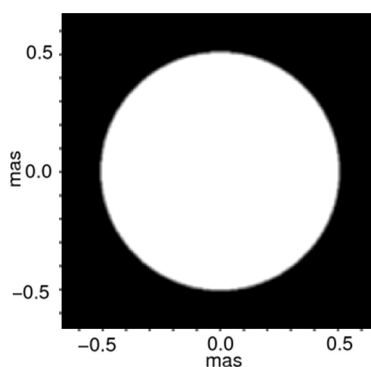


Figure II.10 – Carte de brillance d'une étoile obtenue avec le modèle du disque uniforme donnée dans l'unité de rayon équatorial. Ici $\theta_{UD} = 1\text{mas}$

La deuxième étape consiste à calculer la transformée de Fourier de la Figure II.10 (pour obtenir γ_{12}) et d'en prendre le module ($|\gamma_{12}|$) afin de remonter à la visibilité conformément au théorème de Zernike-Van Cittert. La Figure II.11 montre la TF de la Figure II.10.

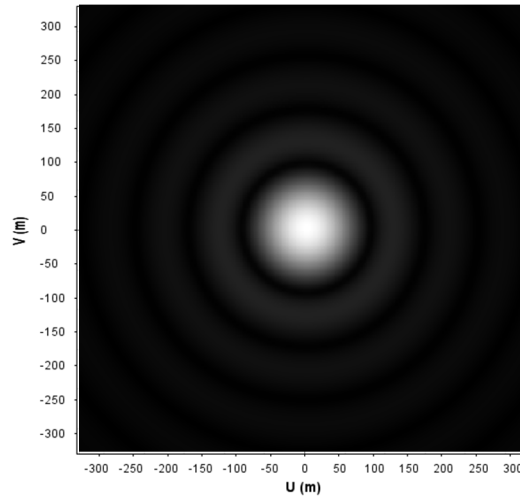


Figure II.11 – Module de la TF ($|\gamma_{12}|$) de la Carte de brillance de la Figure II.10 dans le plan conjugué (u,v) .

Avant d'aller plus loin, il est important d'introduire la notion de *couverture du plan* (u,v) . Un interféromètre ne fournit pas immédiatement le module $|\gamma_{12}|$ présenté à la Figure II.11. Il ne fournit qu'une composante de cet espace conjugué. La composante sondée correspond à l'orientation et à la longueur de l'interféromètre par rapport à l'étoile observée. Ainsi, pour remonter au module $|\gamma_{12}|$ présenté à la Figure II.11, il est important d'effectuer des observations avec différentes configurations de l'interféromètre. La représentation des configurations successives de l'interféromètre durant les observations est appelé *couverture du plan* (u,v) et permet de savoir quelles composantes du plan (u,v) sont sondées. Cette notion est fondamentale car elle permet de donner une interprétation claire des diamètres obtenus à partir des mesures de visibilité. En effet, pour chaque composante sondée, un diamètre sera déterminé. Le plan (u,v) nous permet donc de savoir dans quelle direction nous mesurons le diamètre de l'étoile observée par interférométrie. Dans le cas d'une étoile "ronde", toutes les directions sont équivalentes. Pour une morphologie différente, la couverture du plan (u,v) prendra toute son importance. Dans la suite de la démonstration, je ne considère qu'une seule composante du plan (u,v) de manière à obtenir une courbe typique de visibilité nécessaire à la détermination du diamètre de mon étoile surtout que sur un disque uniforme tout est à symétrie sphérique.

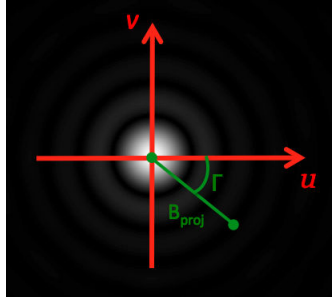


Figure II.12 – Image du module de la TF ($|\gamma_{12}|$) sur laquelle est superposée la ligne de base de l'interféromètre montrant la composante sondée. Γ représente l'orientation de l'interféromètre dans le plan (u, v) . Donc, $\Gamma = \text{atan}(\frac{u}{v})$ et $B_{proj} = \sqrt{u^2 + v^2}$, quantifiant la configuration de l'interféromètre dans ce plan.

La dernière étape consiste à extraire la courbe visibilité et d'en déduire le diamètre de l'étoile. Ainsi, la courbe de visibilité correspond à la composante sondée (représentée par un segment vert sur la Figure II.12) est représentée ci-contre :

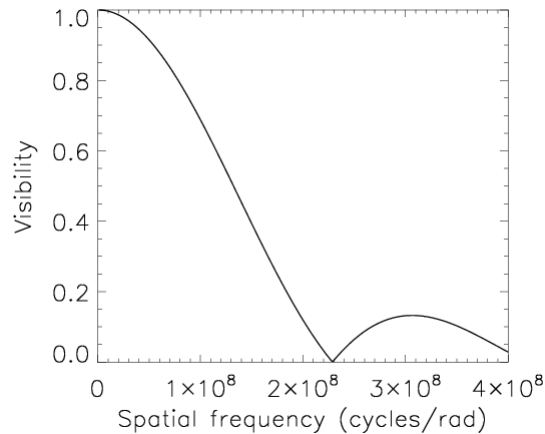


Figure II.13 – Evolution de la visibilité des franges en fonction de la fréquence spatiale f_s . le passage à la fréquence spatiale se fait avec la formule $f_s = \frac{B_{proj}}{\lambda}$. Courbe de visibilité associée à la ligne de base B_{proj} présentée à la Figure II.12 pour une étoile de diamètre $\theta_{UD} = 1mas$.

La courbe de la Figure II.13, peut être décomposée en deux parties : une première partie allant de 0 à $2.3 \cdot 10^8$ cycles/rad (166 m pour $\lambda = 720$ nm). Cette première partie est appelée *premier lobe de visibilité*. il correspond au cas où l'étoile est partiellement résolue. Ainsi, dans ce premier lobe, l'interféromètre ne sera sensible qu'aux structures à grande échelle spatiale telles que le diamètre de l'étoile. La mesures de visibilité contenue dans ce premier lobe seront donc utilisées pour déterminer la taille caractéristique des étoiles. au delà de $2.3 \cdot 10^8$ cycles/rad, nous avons la deuxième partie de la courbe que nous appelons *le second lobe de visibilité* qui suit le premier lobe. *Le premier zéro de la courbe la visibilité*, atteint pour une ligne de base de

166 m (cf. Figure II.13), correspond au cas où le pouvoir de résolution de l'interféromètre est exactement égal au diamètre de l'étoile. Donc, l'étoile est complètement résolue. C'est la raison pour laquelle la visibilité V est égale à zéro. La fréquence spatiale correspondant au premier zéro de la courbe de visibilité donne une estimation du diamètre de l'objet.

Ainsi, tout le travail consiste à obtenir des mesures de visibilité à travers des observations et utiliser ces mesures pour contraindre la courbe de visibilité présentée à la Figure II.13. Pour remonter au diamètre des étoiles il faut faire un ajustement de ces mesures par un modèle. Durant ma thèse j'ai principalement utilisé l'instrument VEGA (pour Visible spECTroGraph and polArimeter) installé sur le réseau interférométrique CHARA afin d'obtenir des mesures de visibilité qui m'ont permis de déterminer le diamètre d'un certain nombre d'étoiles. Dans la section suivante, je présente le réseau CHARA. J'en profiterai pour faire un tour d'horizon des interféromètres actuellement en activité à travers le monde.

2 Le Centre de HAute Résolution Angulaire CHARA

L'interféromètre CHARA (Center High Angular Resolution Astronomy) est situé à l'observatoire du Mont Wilson en Californie (ten Brummelaar et al., 2005a), site témoin de grandes découvertes historiques telles que l'expansion de l'Univers (Hubble, 1929) et des premières mesures de diamètres angulaires (Michelson, 1920). CHARA est composé de six télescopes de 1 m de diamètre chacun, placés en configuration Y. Les six télescopes sont orientés deux à deux vers le Sud, l'Est et l'Ouest (Figure II.14). Cette configuration de CHARA offre 15 lignes de bases et lui permet d'atteindre un ligne de base maximale de plus de 330 mètres (Figure II.15). A $\lambda = 0.5\mu\text{m}$, l'instrument VEGA peut atteindre une résolution spatiale de 0.3 mas ce qui permet d'étudier un très grand nombre d'étoiles. CHARA fonctionne principalement dans deux domaines spectraux, le visible entre $0.5\mu\text{m}$ et $0.8\mu\text{m}$ et l'infrarouge, entre 1.6 et $2.5\mu\text{m}$. Ce centre est équipé de plusieurs instruments qui fonctionnent dans différents domaines spectraux. Les principales caractéristiques de chaque instrument sont résumées par Tableau II.1. Le réseau CHARA est constitué de plusieurs *tubes sous vide* qui relient les 6 télescopes aux tables optiques. Les faisceaux lumineux issus des télescopes circulent à travers ces tubes (Figure II.16b) afin d'arriver à un bâtiment de 100 mètres de longueur (appelé *complexe de synthèse des faisceaux*) contenant six chariots mobiles pour compenser les retards de chacun des six faisceaux lumineux, appelé *lignes à retard* (représentées sur la Figure II.16c). Ces lignes à retard ont une précision de l'ordre de $0.02\mu\text{m}$ pour la compensation de la différence des chemins optiques. Après l'ajustement du chemin optique de chacun de 6 faisceaux lumineux, le diamètre de faisceaux est réduit de 12.5 cm à 1.9 cm à l'aide d'un système optique situé à proximité des

II.2 Le Centre de Haute Résolution Angulaire CHARA

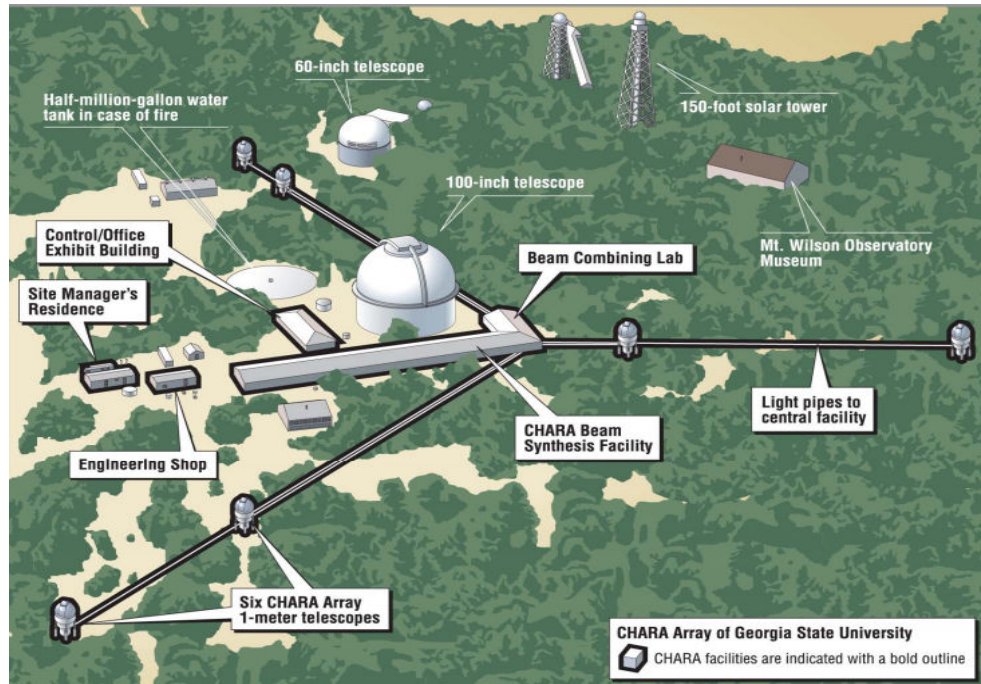
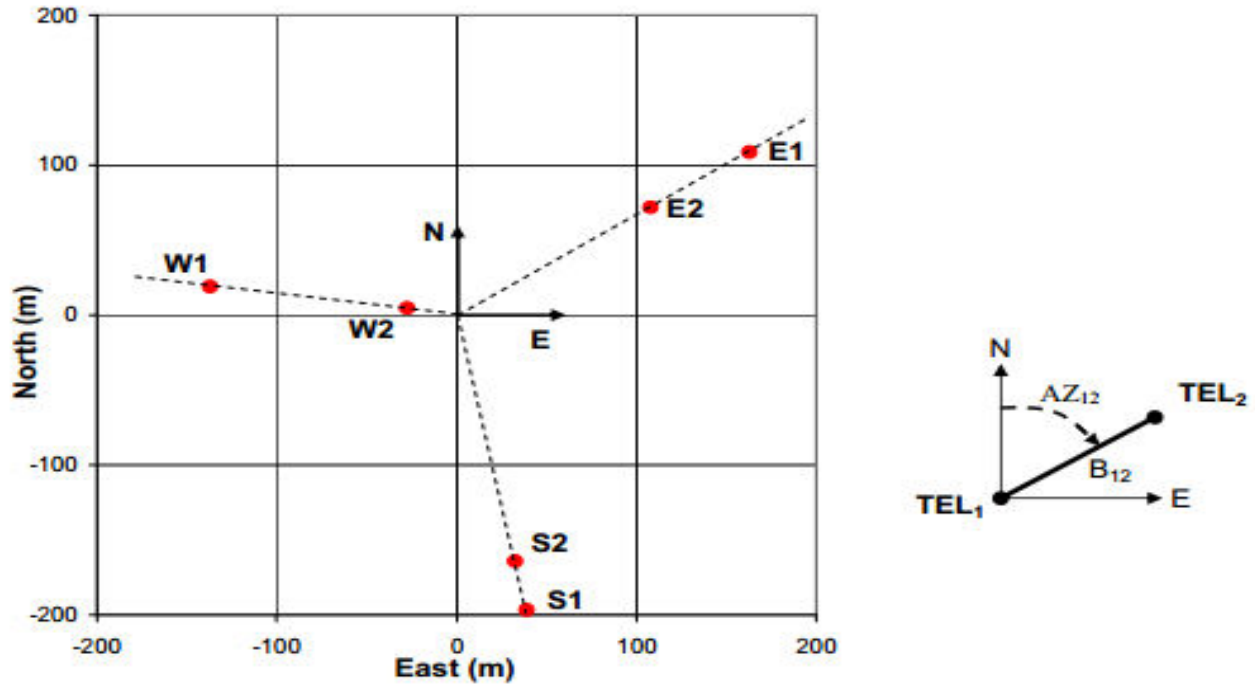


Figure II.14 – Schéma du réseau interférométrique CHARA.

Nom de l'instrument	Domaine fonct.	Mag. limite	Rés ang.	1 ^{ière} obs.	Nbre tel.max	Réf.
VEGA	450-850nm	8	0.3 mas	2007	4	Mourard et al. (2009a)
PAVO	V	8	0.5 mas	2008	3	Ireland et al. (2008)
CLASSIC	JHK	8.5	1 mas	2004	2	Sturmann et al. (2003)
CLIMB	JHK	8	1 mas	2009	3	ten Brummelaar et al. (2012)
MIRC	HK	5	1 mas	2005	6	Monnier et al. (2004)
FLUOR	K	4	<1 mas	2002	2	Coudé du Foresto et al. (2003)
CHAMP	JHK	6	1 mas	2009	6	Monnier et al. (2012)

Tableau II.1 – Caractéristiques des instruments VEGA (Visible spEctroGraph and polArimeter), PAVO (Precision Astronomical Visible Observations), Classic, CLIMB (CLassic Interferometry with Multiple Baselines), MIRC (Michigan InfraRed Combiner), FLUOR (Fibre Linked Unit for Optical Recombination) et CHAMP (CHArA Michigan Phase-tracker), installés sur le réseau CHARA et leurs preferences (Domaine de fonctionnement, Magnitude limite, Résolution angulaire, 1^{ière} observation et Nombre de télescopes maximaux).

lignes à retards (Figure II.16d). Ce système optique agit comme un interrupteur permettant de sélectionner les faisceaux qui iront dans tel ou tel combinateur. Une fois la mise en forme des faisceaux effectués, ceux-ci continuent vers le *laboratoire de combinaison des faisceaux*, où un certain nombre de tables optiques ont été installés par divers instituts de recherche du monde



Base Vector	East (m)	North (m)	Height (m)	B (m)	Bh (m)	Az (deg)
S1-S2	-5,748	33,581	0,644	34,075	34,069	-9,71
E1-E2	-54,970	-36,246	3,077	65,916	65,844	-123,40
W1-W2	105,990	-16,979	11,272	107,932	107,341	99,10
E2-W2	-139,481	-70,372	3,241	156,262	156,228	-116,77
W2-S2	-63,331	165,764	-0,190	177,450	177,450	-20,91
S1-W2	-69,080	199,345	0,454	210,976	210,975	-19,11
E1-W2	-194,451	-106,618	6,318	221,852	221,762	-118,74
S2-E2	76,149	236,135	-3,432	248,133	248,110	17,87
S2-W1	-169,322	182,743	-11,462	249,392	249,128	-42,82
E2-W1	-245,471	-53,393	-8,031	251,339	251,211	-102,27
S1-W1	-175,071	216,324	-10,818	278,501	278,291	-38,98
S2-E2	70,401	269,717	-2,788	278,768	278,754	14,63
S2-E1	131,120	272,382	-6,508	302,369	302,299	25,71
E1-W1	-300,442	-89,639	-4,954	313,568	313,529	-106,61
S1-E1	125,371	305,963	-5,865	330,705	330,653	22,28

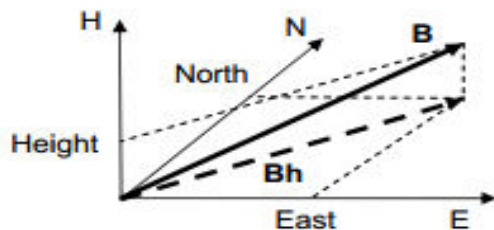


Figure II.15 – Configuration des bases de CHARA avec les caractéristiques de chaque ligne.

entier (Figure II.16e).

Le réseau CHARA offre la plus haute résolution angulaire dans le visible et le proche infrarouge. Ce réseau fait partie des installations les plus performantes du monde pour l'étude des étoiles et des systèmes stellaires avec des résolutions non disponibles auparavant. Parmi les premiers résultats trouvée par CHARA, on peut citer :

- La première détection directe de l'assombrissement gravitationnel d'une étoile en rotation rapide (Regulus, [McAlister et al. \(2005\)](#)).
- La première mesure directe du "p-facteur" dans la méthode Baade-Wesselink (δ Cep, [Mérand et al. \(2005\)](#)).
- La première détection de poussière exo-zodiacale chaude autour d'une étoile de la séquence principale (Vega, [Absil et al. \(2006\)](#)).
- La première mesure du diamètre d'une exoplanète (HD189733b, [Baines et al. \(2007\)](#)).
- Le premier diamètre angulaire d'une étoile de la population de halo (μ Cas, [Boyajian et al. \(2008\)](#)).
- La première image d'une étoile simple de la séquence principale (Altair, [Monnier et al. \(2007\)](#)).
- La première image directe d'un binaire en interaction (β Lyr, [Zhao et al. \(2008\)](#))
- La première image d'un système d'étoile binaire à éclipse (ϵ Aur, [Kloppenborg et al. \(2010\)](#))
- Les mesures d'une nova après l'explosion (Nova Delphini 2013)

3 Les interféromètres dans le monde

Depuis l'époque pionnière de [Labeyrie \(1975\)](#), l'interférométrie a évolué très rapidement grâce aux avancées technologiques en instrumentation optique. Dans cette section, je fais un tour d'horizon des interféromètres encore opérationnels à l'heure actuelle (VLTI, SUSI, NPOI, ISI) mise à part l'interféromètre CHARA qui a été présenté dans la section précédente.

3.1 Le Very Large Telescope Interferometer (VLTI)

▷ Le **VLTI** est un projet européen mis en place par l'ESO *European Southern Observatory* dans le désert de l'Atacama à Paranal au Chili. Cet interféromètre, opérant dans l'infrarouge, est composé de quatre télescopes primaires de 8.2 m de diamètre chacun (les "Unit Telescopes" ou UTs) et de quatre télescopes secondaires de 1.8 m de diamètre chacun (les Auxiliary telescopes ou ATs). Les quatre ATs sont mobiles et peuvent être placés sur plus de 30 stations

II.3 Les interféromètres dans le monde

différentes, permettant d'avoir un vaste choix de longueurs de bases et d'orientations. Les lignes de bases accessibles avec ce réseau interférométrique vont de 16 m à 200 m (Figure II.17). Grâce



Figure II.17 – Gauche : quatre télescopes primaires de 8.2 m de diamètre. Droite : quatre télescopes secondaires de 1.8 m de diamètre. Crédit : ESO.

à ces lignes de base, le pouvoir de résolution atteint par le VLTI est environ 2 mas en infrarouge moyen et 1 mas en infrarouge proche. Les télescopes peuvent être combinés par deux, par trois ou par quatre et la recombinaison des faisceaux est assurée par plusieurs instruments, citons par exemple, l'Astronomical Multi-BEam *combine*R (AMBER, J, H et K), MID-I*infrared in*terferometric instrument (MIDI, 10-20 microns) ou bien encore PIONIER. Dans le contexte de la recherche scientifique internationale, le VLTI, avec ses performances techniques et sa grande fiabilité, est le leader mondial à l'heure actuelle en diamètre de télescopes. Ces performances permettent, entre autres, l'étude des noyaux actifs de galaxies ou bien encore de la surface des étoiles et de leur environnement circumstellaire.

3.2 Le Sydney University Stellar Interferometer (SUSI)

▷ Le **SUSI** est un interféromètre optique possédant une grande ligne de base située à environ 20 km à l'ouest de la ville de Narrabri dans le nord de l'Australie. Il est situé à l'Observatoire Paul Wild à côté de l'interféromètre radio ATCA (*Australia Telescope Compact Array*). La configuration actuelle pour les observations considère une seule ligne de base choisie dans la



Figure II.18 – Le Sydney University Stellar Interferometer (SUSI) à Narrabri. Crédit : École de Physique, Université de Sydney.

direction nord-sud pour couvrir une plage de 5 m à 640 m (Voir Figure II.18). De petites ouvertures, équipées d'une correction de l'inclinaison du front d'onde et d'un échantillonnage rapide du signal sont utilisées pour surmonter les effets de la turbulence atmosphérique, tandis que l'égalité de chemin optique est maintenue par une ligne à retard optique. SUSI dispose de deux systèmes de combinaison de faisceau. Le système original "bleu" a été conçu pour fonctionner dans la gamme de longueur d'onde de 400 nm à 540 nm et emploie des bandes passantes étroites (typiquement de quelques nanomètres). Le système récent "rouge" est conçu pour fonctionner dans la gamme allant de 500 nm à 950 nm et fonctionne avec des bandes passantes larges. De plus, il utilise la méthode *fringe tracker* pour détecter et mesurer les signaux. Le système combinaison des faisceaux de SUSI a été modifié afin de permettre des observations dans le visible avec l'instrument PAVO (*Precision Astronomical Visible Observations*) avec une magnitude limite de 7, un filtrage spatial et 10 canaux de longueur d'onde simultanées qui permettra d'atteindre 1% de précision sur les observations. Une version de PAVO a également été mis en service sur CHARA et dirigé par Dr Michael Ireland (Pour plus de détails sur PAVO voir Table II.1). SUSI et CHARA peuvent fonctionner simultanément à partir de ROCS (*Remote Observing Center Sydney*).

3.3 Le Navy Prototype Optical Interferometer (NPOI)

▷ **NPOI** est un interféromètre exploité par la Naval Observatory Flagstaff Station (NOFS) en collaboration avec le Naval Research Laboratory (NRL) et de l'Observatoire Lowell localisé à Arizona (USA). NPOI possède une configuration "Y", au même titre que CHARA, avec 250 mètres de longueur pour chaque bras du "Y" (Figure II.19). NPOI fonctionne dans le domaine



Figure II.19 – Gauche : Vue aérienne de l'interféromètre NPOI avec sa configuration en Y. Droite : Un de trois bras interférométriques de NPOI composé de trois télescopes.

visible. Il existe deux types de réseaux pouvant être utilisés sur NPOI : i) le réseau astrométrique constitué de quatre stations, une au centre et trois fixées sur chacun des bras à 21 mètres du centre. Ces stations sont utilisées pour mesurer les positions des étoiles avec une grande précision. ii) le Réseau d'imagerie composé de 27 stations (neuf positionnées sur chaque bras). Six stations peuvent être exploitées simultanément pour effectuer des observations standards. La ligne de base peut atteindre une longueur maximale de 437 mètres et une longueur minimale de 17 mètres.

3.4 Le Infrared Spatial Interferometer (ISI)

▷ **ISI** est un réseau interférométrique à haute résolution spatiale, construit par le *Space Sciences Laboratory* de l'Université de Berkeley en Californie. L'ISI est composé de trois télescopes mobiles (Figure II.20) de 1.65 m de diamètre chacun et peuvent constituer des bases allant de 4m à 70 m. L'ISI est utilisé pour étudier les propriétés des étoiles et des environnements stellaires dans l'infrarouge thermique du spectre et aussi pour étudier les différentes étapes de



Figure II.20 – Trois télescopes mobiles de ISI constitués les trois lignes de bases de 4 m, 8 m et 12 m de longueur.

l'évolution des étoiles. Ce réseau est bien adapté pour effectuer des mesures très précises de position des étoiles et autres objets célestes.

Le tableau ci dessous résume les principales caractéristiques de chaque interféromètre présenté dans cette section.

Interféromètre	Bande passante	Nbre tél.	Diamètre (m)	Base (m)
CHARA	0.45-2.4 μm	6	1	34-330
VLTI	1.2-20 μm	4+4	8.2+1.8	8-200
SUSI	0.4-0.9 μm	2	0.14	5-650
ISI	9-12 μm	3	1.65	4-75
NPOI	0.45-0.85 μm	6	0.35	5-437

Tableau II.2 – Les interféromètres actuellement opérationnels.

4 Conclusion

Ce chapitre a introduit le principe et les objectifs scientifiques de l'interférométrie optique. En combinant la lumière captée par des télescopes très éloignés, les interférométristes peuvent dépasser la limite, en résolution spatiale, d'un télescope monolithique. Ces nouvelles fonctionnalités sont appliquées à une grande variété de programmes astrophysiques, y compris les pa-

ramètres fondamentaux stellaires, la mesure des distances des étoiles, la formation des étoiles et leur évolution, la détection directe de planètes extrasolaires, l'étude des noyaux actifs des galaxies les plus proches et des quasars les plus brillants. L'interférométrie optique joue désormais un rôle majeur dans l'astrophysique de manière générale. Cependant, il est largement reconnu que l'astrophysique dans son ensemble connaît de progrès surtout avec l'observation à haute résolution angulaire. Durant ma thèse, j'ai principalement utilisé l'interférométrie dans le domaine visible avec l'instrument CHARA/VEGA pour déterminer les diamètres angulaires des étoiles de type précoce. Ces mesures m'ont permis de calculer la brillance de surface de ces étoiles afin d'apporter des contraintes supplémentaires à la relation brillance de surface. Dans le chapitre suivant, je présente l'instrument VEGA qui est à l'origine des résultats obtenus dans mes travaux de thèse.

Chapitre III

Observations interférométriques dans le visible avec VEGA / CHARA

Sommaire

1	Visible spEctroGraph and polArimeter (VEGA)	66
1.1	Principe de l'instrument VEGA	66
1.2	Objectifs scientifiques de VEGA	69
1.3	La configuration VEGA/3T-4T	70
2	Observations CHARA/VEGA d'étoiles utilisées de type précoce	72
2.1	Critère de sélection des étoiles	72
2.2	L'échantillon d'étoiles	73
2.3	Méthodologie d'observation et traitement des données	74
2.4	Détermination des diamètres angulaires	88
3	Conclusion	93

Le chapitre précédent fut dédié à la description de l'interférométrie appliquée à l'Astrophysique. Dans ce chapitre, je m'intéresse aux différents processus qui ont lieu lorsque les faisceaux pénètrent dans l'instrument VEGA. J'expliquerai comment j'obtiens la visibilité des franges d'interférences, indispensables à la détermination des diamètres de mon échantillon d'étoiles, à partir de l'instrument VEGA.

Ce chapitre est organisé de la manière suivante : dans un premier temps, je décrirai l'interface entre VEGA et CHARA, puis je décris les principales caractéristiques de l'instrument VEGA. Dans un second temps, je parlerai du processus de préparation des observations VEGA. Je présenterai notamment les différents outils indispensables à une bonne préparation de ces observations. Je continuerai ma description en parlant du traitement des données brutes issues de

VEGA afin d'obtenir des mesures de visibilité qui pourront être interprétées par nos modèles. Enfin, je présenterai les diamètres obtenus pour mon échantillon d'étoiles.

1 Visible spectroGraph and polarimeter (VEGA)

1.1 Principe de l'instrument VEGA

L'instrument VEGA (Mourard et al., 2009b) est un combineur de faisceaux pouvant accepter jusqu'à 4 faisceaux provenant de 4 télescopes différents. Il est doté d'un spectrographe offrant une résolution spectrale allant jusqu'à 30000 dans le domaine spectral 450-850 nm. la présentation du spectrographe est faite à la section 1.1.3. VEGA est également doté d'un polarimètre permettant de séparer la lumière en deux états de polarisations. A l'heure actuelle, le mode polarimètre est très peu utilisé. Le seul article publié avec ce mode est celui de Stee et al. (2012) dans lequel sont présentées des observations "spectro-polaro-interférométriques" de l'étoile Be γ Cas. En plus du spectrographe et du polarimètre, VEGA est composé d'une table d'interface optique permettant de le relier au réseau interférométrique CHARA (Figure III.1). La section suivante (Sec. 1.1.1) a pour but de présenter cette table d'interface.

1.1.1 Table optique d'interface VEGA-CHARA

La liaison entre les faisceaux lumineux issus de CHARA et le spectrographe VEGA se fait à travers différents sous-systèmes optiques installés sur la Table d'Interface Optique (IOT par la suite) VEGA (Figure III.1). Les faisceaux CHARA sont envoyés à l'IOT par l'intermédiaire d'un périscope. Ensuite le diamètre de ces faisceaux est divisé par un facteur 4 dans les compresseurs de faisceaux et arrangé géométriquement en fonction de la configuration du spectrographe. Une fois ce réarrangement effectué, les faisceaux poursuivent leur chemin à travers l'instrument VEGA pour former des franges d'interférences.

Durant une séance d'observation, des ajustements sont possibles pour optimiser le flux de photons qui entrent dans le spectrographe. Il existe également la possibilité "d'interfacer" l'instrument VEGA avec d'autres instruments fonctionnant dans l'infra-rouge. C'est le cas par exemple des instruments MIRC (Monnier et al., 2004) et CLIMB (Sturmann et al., 2010) qui sont utilisés par VEGA en tant que chercheur et suiveur de franges. Cette manière de procéder permet de simplifier grandement la recherche des franges car elles se forment plus facilement dans le domaine infra-rouge que dans le domaine visible puisque, la turbulence atmosphérique y est plus faible comme nous l'avons vu au chapitre précédent (voir Sec. 1.3.1) et les étoiles

III.1 Visible spEctroGraph and polArimeter (VEGA)

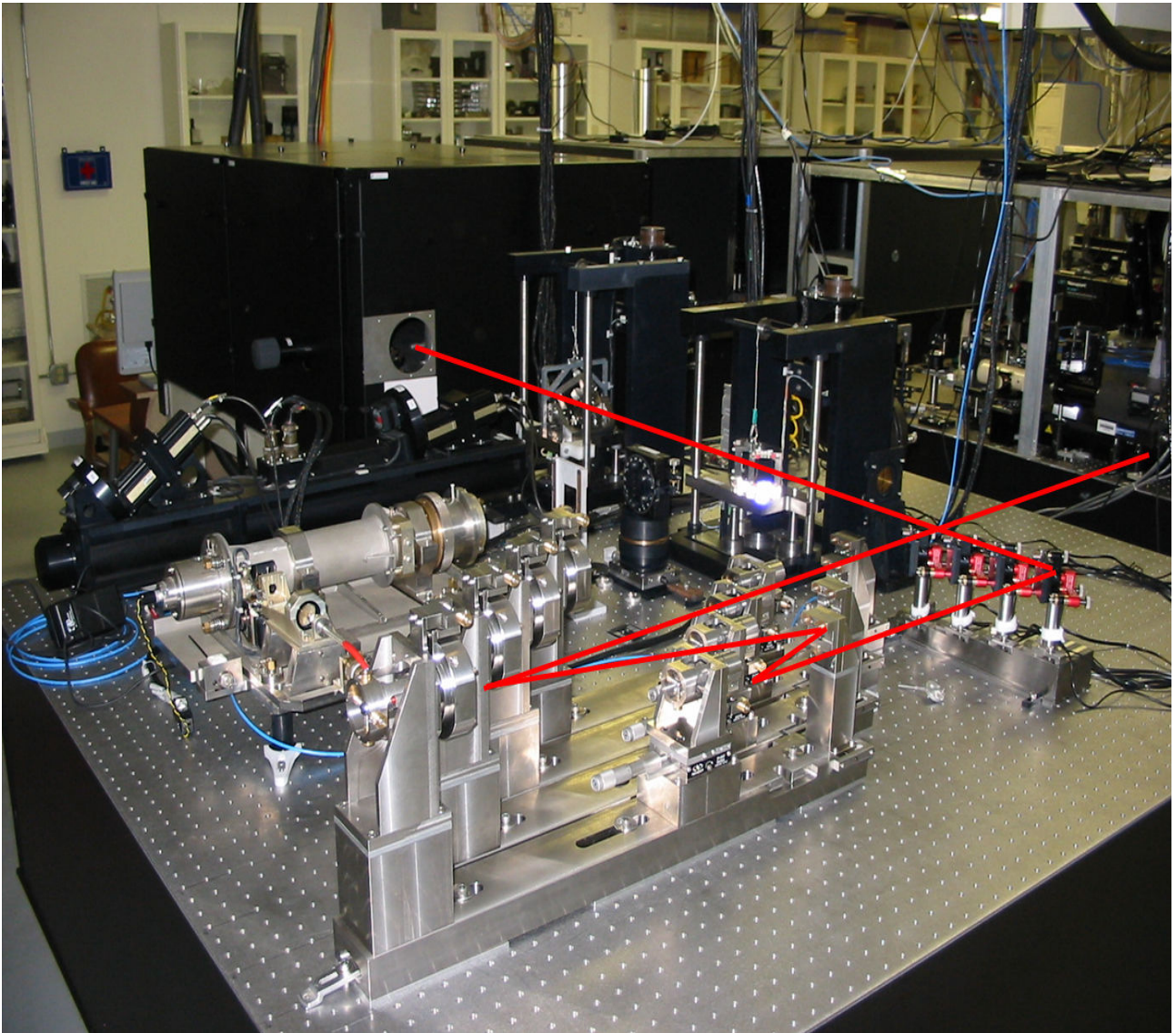


Figure III.1 – Table optique qui relie VEGA à CHARA incluant diverses sources artificielles (laser, lampe spectrale, source blanche) qui peuvent être projetées simultanément sur CHARA et sur le spectrographe de manière à contrôler l’alignement avec le réseau interférométrique. © D. Mourard

sont aussi moins résolues (visibilité plus élevée). De plus, les franges y sont plus stables dans ce domaine spectral. Une fois les franges trouvées, CLIMB (ou MIRC) traquent les franges et envoient régulièrement des corrections aux lignes à retard ce qui permet à VEGA d’enregistrer plus facilement les franges d’interférences.

1.1.2 Le polarimètre

Le polarimètre est placé après la table optique et avant le réseau de spectrographe, dont la configuration est décrit par [Rousselet-Perraut et al. \(2006\)](#). Il est composé d'un prisme de Wollaston permettant de séparer les deux états de polarisation perpendiculaires de rayonnement incident. Les deux faisceaux de sortie, polarisés linéairement, sont ensuite transformés en faisceaux polarisés circulairement à l'aide d'une lame placée juste après le prisme de Wollaston. Cela permet d'éviter la transmission inégale des flux polarisés linéairement au réseau. Une fois les faisceaux polarisés circulairement, ceux-ci sont dispersés spectralement. Enfin, chaque faisceau va former des franges qui seront enregistrées par les cameras. De ce fait, chaque camera va contenir deux images correspondant aux deux états de polarisation.

Réseau	R	$\Delta\lambda_R$	$\Delta\lambda_B$	$\lambda_R - \lambda_B$
R1 : 1800 gr/mm	30 000	8	5	25
R2 : 300 gr/mm	5 000	45	30	170

Tableau III.1 – Les caractéristiques spatiales du spectrographe VEGA, réseau (nombre de traits/mm), résolution spectrale (R), largeur de bande ($\Delta\lambda$) et la séparation spectrale entre les deux détecteurs.

1.1.3 Le spectrographe

Le spectrographe offre trois résolutions spectrales différentes : la basse résolution (R3) de 1700, une moyenne résolution (R2) de 5000 et la haute résolution (R1) de 30 000. Il permet de couvrir un domaine spectral allant de 0.45 μm jusqu'à 0.85 μm . Le spectrographe est équipé de deux détecteurs à comptage de photons appelés caméra rouge et bleue. Chaque détecteur couvrent un domaine spectral différent : autour de H_β pour la caméra bleue et H_α pour la caméra rouge. Les deux détecteurs peuvent être utilisés simultanément pendant les observations. Cependant l'utilisation simultanée de ces détecteurs n'est possible qu'en moyenne et haute résolution spectrale. Des observations avec la caméra bleue exigent de bonnes conditions d'observation (c'est à dire un r_0 élevé). Lorsque cela est possible, des observations avec cette caméra augmente de 30% la limite de résolution spatiale de l'instrument par rapport à son fonctionnement avec la caméra rouge ([Mourard et al., 2009b](#)). Les principales caractéristiques du spectrographe de VEGA sont résumées dans la Table III.1. VEGA est limité en magnitude. Cette magnitude limite dépend de la résolution spectrale utilisée. En effet on doit disposer d'un nombre minimum de photons dans chaque canal spectral. En haute résolution spectrale, les

III.1 Visible spECTroGraph and polArimeter (VEGA)

canaux spectraux sont très étroits. Cela nécessite donc un grand nombre de photons pour atteindre la quantité minimale requise. C'est la raison pour laquelle la magnitude limite de VEGA en haute résolution spectrale est plus petite qu'en moyenne et basse résolution. Les magnitudes limites en fonction de la résolution spectrale de VEGA sont présentées dans le Tableau III.2. Ces magnitudes dépendent fortement des conditions d'observation réelle et de la brillance de l'étoile à observer.

Resolution	R	Magnitude Lim. typique	Meilleur perf.
Haute	30 000	4.2	5.5
Moyenne	5 000	6.5	7.5

Tableau III.2 – Estimation de la magnitude limite (Magnitude Lim.) typique en fonction des différents modes de résolution spectrale. Ces valeurs sont présentées pour une valeur moyenne de $r_0=8$ cm à l'observatoire du Mont Wilson. J'indique également les meilleures performances (Meilleur perf.) pour $r_0=15$ cm.

1.2 Objectifs scientifiques de VEGA

La résolution spatiale élevée offerte par VEGA, grâce aux grandes lignes de base du réseau CHARA, permet d'aborder un large panel de problématiques liées à la physique stellaire dans le domaine visible. L'étude de ces problématiques a abouti à la publication de plus de 24 articles dans des revues scientifiques internationales de rang A durant ces cinq dernières années. Les grands axes de recherches de VEGA sont présentés dans ce qui suit.

- L'étude des environnements circumstellaires des étoiles ainsi que l'étude des vents stellaires représentent une part importante des publications VEGA. L'étude des interactions entre les étoiles en formation ou récemment formées et leur nuage parent, est très importante pour mieux comprendre les premières phases de l'évolution stellaire et la cinématique interne des nuages. Dans cette thématique, on trouve la publication de [Rousselet-Perraut et al. \(2010\)](#) qui résout la région d'émission de la raie H_α de l'étoile AB Aur et la publication de [Chesneau et al. \(2010\)](#) concernant deux supergéantes Deneb et Rigel.

- L'étude des étoiles Be et des rotateurs rapides avec VEGA représente un nombre de publications non négligeables (21 % des publications jusqu'à présent). Les principales problématiques abordées dans ce domaine est l'étude des mécanismes responsables de la perte de masse importantes des étoiles Be (appelé *Phénomène Be*) à travers l'études des propriétés physiques,

géométriques et cinématiques de leurs environnements circumstellaires (par exemple : étude de 48 Persei et ϕ Persei par [Delaa et al. \(2011\)](#)). Il y a également l'étude de la cinématique à la surface des rotateurs rapides, et plus précisément l'étude de la rotation différentielle en surface ([Delaa et al., 2013](#); [Zorec et al., 2011](#)). Cette étude vise à obtenir des indices sur la structure interne des rotateurs rapides, très mal comprise à l'heure actuelle.

- La caractérisation de l'environnement proche de β Cephei avec des mesures précises de visibilités par [Nardetto et al. \(2011\)](#).

- L'étude des systèmes binaires. Elle apporte un nombre important d'informations sur leurs paramètres physiques, en particulier leur masse, leur vitesse de rotation, l'orbite du compagnon, etc... . Parmi les travaux menés sur ces types d'étoiles on peut citer ceux de [Bonneau et al. \(2011\)](#) qui a contraint les propriétés de deux systèmes binaires en interaction (β Lyrae et v Sagittarii.) en déterminant leur région de formation dans le visible et les régions de formation de certaines raies d'émission, en particulier H_α . On peut également citer les travaux sur les systèmes multiples et la caractérisation du disque gazeux entourant le compagnon invisible responsable de l'éclipse pour ϵ Aur ([Mourard et al., 2012](#)).

- L'étude des paramètres fondamentaux des étoiles ont aussi une part non négligeable dans les publications VEGA. On peut citer les résultats récents de certains programmes comme l'étude de l'étoile roAp γ Equ ([Perraut et al., 2011](#)) ou l'étoile CoRoT HD49933 ([Bigot et al., 2011](#)) et plus récemment l'étude de quatre étoiles autour desquelles gravitent des exoplanètes ([Ligi et al., 2012](#)).

1.3 La configuration VEGA/3T-4T

La combinaison de plus de deux télescopes est extrêmement intéressante car elle permet d'obtenir de manière simultanée un très grand nombre de mesures de visibilités et de phases pour différentes configurations de l'interféromètre. En effet, des observations interférométriques à plus de deux télescopes permettent de "reconstruire" l'image de la source à haute résolution spatiale. Cette technique de reconstruction d'image est appelée *imagerie interférométrique*. Nous avons vu au chapitre précédent qu'un interféromètre à deux télescopes (2T par la suite) peut être vu comme une règle de mesure qui permet de mesurer la taille de la source selon

III.1 Visible spEctroGraph and polArimeter (VEGA)

l'orientation de la dite "règle". Ainsi, effectuer une observation interférométrique avec trois télescopes (3T) simultanément reviendrait à faire trois observations interférométriques successives en 2T. Autrement dit, le mode 3T reviendrait à utiliser simultanément trois règles de mesures orientées différemment pour déterminer la morphologie de la source de lumière. Les observations en mode 3T permettent donc un gain de temps d'observation considérable car elles permettent d'obtenir 3 mesures de visibilité différentes simultanément, une pour chaque base. La multiplication de ces mesures de visibilité permet de remonter, via des algorithmes de reconstruction d'images, à une image à haute résolution spatiale de l'étoile observée. Dans la même logique, le mode quatre télescopes (4T) permet d'obtenir six mesures de visibilités simultanément. Un défi est d'être donc capable de combiner trois, quatre, ou plusieurs télescopes simultanément et de préserver l'information spectroscopique autant que possible, de manière à réaliser une image polychromatique de surfaces et/ou des environnements stellaires.

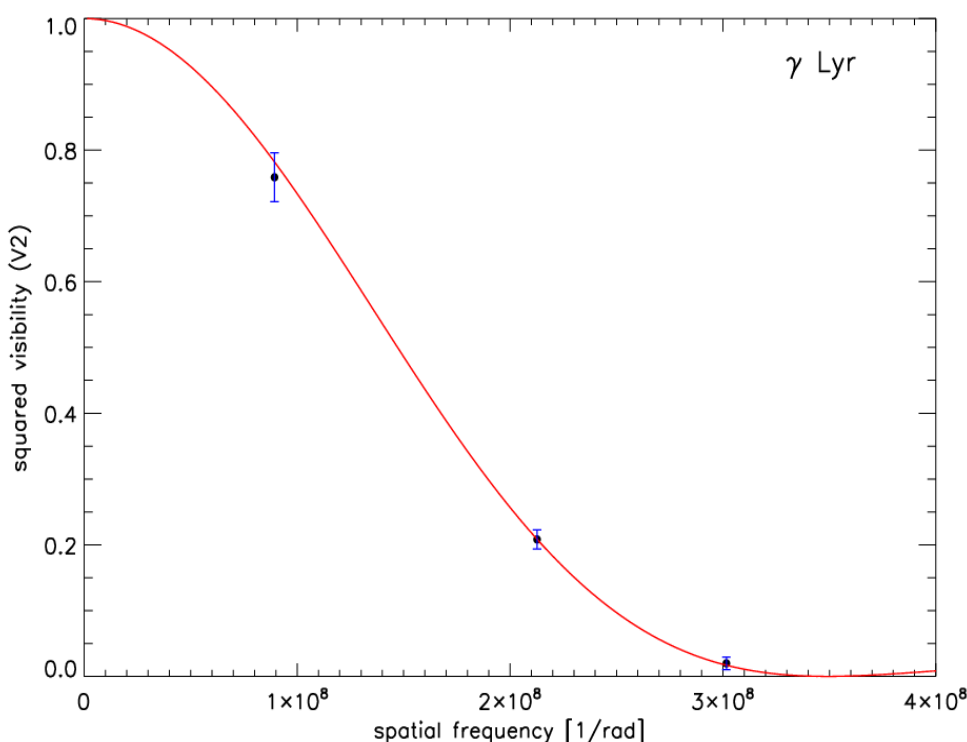


Figure III.2 – Ajustement de visibilités calibrées mesurées avec VEGA de γ Lyr par un modèle de disque uniforme.

Mourard et al. (2011) ont adopté un nouveau principe de codage "spatio-spectrale". Il devient alors possible de recombinaer simultanément non seulement trois télescopes, mais même quatre. L'intérêt de ce codage réside dans l'amélioration considérable de la mesure de trois visibilités

calibrées en mode 3T et de six visibilités calibrées en mode 4T. Compte tenu de la précision de 2% sur la mesure de visibilité atteinte par VEGA et de la ligne de base la plus grande de CHARA (330 m), D. Mourard est arrivé à mesurer le diamètre minimum mesurable par interférométrie. Ce diamètre correspond à 0.16 mas (respectivement 0.12 mas, 0.075 mas) pour 1% (respectivement 2%, 5%) de précision sur la détermination de diamètre angulaire.

La Figure III.2 représente des mesures de visibilités calibrées obtenues avec VEGA en utilisant 3 télescopes E1, E2 et W2 ajustées par un modèle de disque uniforme ($\theta_{\gamma} \text{ }_{Lyr} = 0.742 \pm 0.01 \text{ mas}$). Cette configuration nous a offert trois bases différentes E1E2 (65m), E2W2 (156m) et E1W2 (221m). Cet exemple nous montre que VEGA arrive à mesurer des visibilités faibles ($V^2 = 0.020$) avec de grandes lignes de base telles que celle de 221m en mode 3T. Ce mode permet d'obtenir des données très précises et bien échantillonnées en fréquences spatiales en une seule observation. On peut conclure que la mesure des petits diamètres angulaires ($< 1 \text{ mas}$) et des visibilités faibles devient possible et de plus en plus facile avec le mode 3T et 4T de VEGA.

2 Observations CHARA/VEGA d'étoiles utilisées de type précoce

2.1 Critère de sélection des étoiles

La majorité des binaires à éclipse détectées dans le grand et petit nuage de Magellan sont très brillantes et de type spectral OBA. Leur distance peuvent être déterminées avec des erreurs relativement importantes, à cause de manque de précision sur la relation brillance de surface-couleur "RBSC". Ainsi, l'objectif de mon étude est de pouvoir apporter de meilleures contraintes sur la relation BSC afin d'augmenter la précision de la distance du M31 et du M33. Je m'intéresse plus particulièrement aux étoiles précoces de type spectral O, B et A, c'est à dire pour un (V-K) compris entre -1 et 0. Pour étalonner au mieux la RBSC, j'ai choisi uniquement des étoiles "simples" (c'est-à-dire sans structure complexe comme des jets polaires par exemple) et qui n'ont jamais été observées par interférométrie, en se référant à la base des données SAO/NASA ADS¹. J'ai vérifié la séparation des étoiles multiples et la rotation rapide à partir des catalogues TDSC² (Tycho Double Star Catalogue Fabricius et al. (2002)) et CSRV³ (Catalog of Stellar Rotational Velocities Głęboccki & Gnański (2005)) respectivement. En tenant compte des performances de

1. Available at http://adsabs.harvard.edu/abstract_service.html

2. Available at <http://vizier.cfa.harvard.edu/viz-bin/VizieR?-source=I/276>

3. Available at <http://vizier.cfa.harvard.edu/viz-bin/VizieR?-source=III/244>

III.2 Observations CHARA/VEGA d'étoiles utilisées de type précoce

VEGA, j'ai choisi des étoiles possédant des diamètres angulaires compris entre 0.3 et 1 mas en me basant sur le catalogue JSDC⁴ (JMMC Stellar Diameters Catalogue [Lafrasse et al. \(2010\)](#)). Ces diamètres sont indicatifs puisqu'ils sont déterminés par une relation brillance de surface, que justement nous allons tenter d'améliorer par de nouvelles mesures interférométriques.

2.2 L'échantillon d'étoiles

Star	HD	Type spectral	m_v [mag]	m_k [mag]	RA(J2000)	Dec(J2000)
δ Cyg	186882	A0IV	2.868	2.810	19 :44 :58	+45°07'50"
γ Lyr	176437	A1III	3.248	3.240	18 :58 :56	+32°41'22"
ζ Per	24398	B1Ib	2.850	2.670	03 :54 :07	+31°53'01"
γ Ori	35468	B2III	1.637	2.340	05 :25 :07	+06°20'58"
ι Her	160762	B3IV	3.794	4.228	17 :39 :27	+46°00'22"
8 Cyg	184171	B3IV	4.740	5.114	19 :31 :46	+34°27'10"
ζ Peg	214923	B9IV	3.406	3.565	22 :41 :27	+10°49'52"
λ Aql	177756	B9V	3.430	3.670	19 :06 :14	+04°52'57"

Tableau III.3 – Paramètres des étoiles de mon échantillon composé de six étoiles de vitesse de rotation lente et trois rotateurs rapides.

J'ai ainsi soigneusement sélectionné huit étoiles de type précoce avec un indice de couleur (V-K) allant de -0.70 à 0.02 . Ces étoiles sont des géantes et sous-géantes de l'hémisphère nord ayant une déclinaison $\delta > 4^\circ$ avec des types spectraux allant de A0 à B9 et avec un diamètre angulaire d'environ 1 mas. Ces étoiles sont très brillantes ($1.6 < m_v < 4.7$). Ces magnitudes permettent d'effectuer des observations VEGA en moyenne résolution spectrale (la magnitude limite avec cette résolution spectrale est $m_V=7$). De plus, la magnitude de ces étoiles dans l'infra-rouge ($m_K < 5.1$) permet l'utilisation de l'instrument CLIMB en tant que suiveur de franges (voir Section 1.3). L'échantillon d'étoiles retenues pour cette étude est résumé dans le Tableau III.3. Les magnitudes qui y sont mentionnées sont données dans le système de Johnson ([Johnson et al. \(1966\)](#), [Mermilliod et al. \(1997\)](#)). La précision sur leur parallaxe π va de 1.5% à 15%. La procédure suivie afin de déterminer l'excès de couleur $E(V-K)$ et l'absorption dans le visible A_V de mon échantillon d'étoiles seront détaillées dans le chapitre suivant (Chapitre IV).

4. Available at <http://vizier.cfa.harvard.edu/viz-bin/VizieR?-source=II/300>

2.3 Méthodologie d'observation et traitement des données

2.3.1 Proposition et préparation des observations

- Proposition des observations

Après la sélection des étoiles, j'ai préparé ce qu'on appelle un "*proposal*" dans lequel j'ai décrit les objectifs scientifiques à atteindre avec mon programme d'observation. De plus j'y ai décrit ce que mon programme peut apporter aux thématiques de recherche de notre groupe. Dans mon cas, il s'agit de l'amélioration de la relation BSC afin d'augmenter la précision sur la détermination des distances (voir chapitre I). Pour classer les étoiles de mon *proposal* selon les mois pendant lesquels l'observation de l'étoile est possible et la configuration la plus convenable pour la mesure de son diamètre (estimé), j'ai utilisé l'outil Aspro2. Il existe de nombreux logiciels interactifs qui permettent de bien préparer les observations. Dans le cadre de ma thèse j'ai bénéficié des codes et logiciels élaborés par notre communauté scientifique (Aspro2, PIVOT, SearchCal). Afin de mieux comprendre la procédure de préparation des observations, qui représente un point crucial pour mes résultats, j'ai appliqué tous ces outils à l'étoile δ Per.

► **Aspro2**¹ (*Astronomical Software to PRepare Observations*) est un outil numérique pour la préparation des observations interférométriques développé par le groupe JMMC (Jean-Marie Mariotti Center). Aspro2 est un outil indispensable pour la base des données PIVOT (voir paragraphe suivant), il permet d'identifier nos cibles pour différentes configurations et pour différents réseaux interférométriques dans le Monde comme le VLTI (instrument : MIDI, AMBER, PIONIER, GRAVITY et MATISSE), CHARA (instrument : CLASSIC, CLIMB, MIRC, PAVO et VEGA), SUSI (instrument : PAVO), NPOI (instrument : CLASSIC) (Fig. III.3). Sous Aspro2, il est donc possible de choisir un interféromètre, un instrument, les télescopes souhaités et les nuits d'observations pour une étoile donnée. À titre d'exemple, j'ai sélectionné le rotateur rapide δ Per (Fig. III.3) avec ses deux calibrateurs HD20677 et HD27396 (choisi par SearchCal, voir paragraphe suivant). A partir de l'interface présentée par la Figure III.3, il est possible de visualiser :

i) le plan des configurations des télescopes avec les longueurs des lignes de base possibles (Panneau 1 Fig. III.3).

1. Available at <http://www.jmmc.fr/aspro>

III.2 Observations CHARA/VEGA d'étoiles utilisées de type précoce

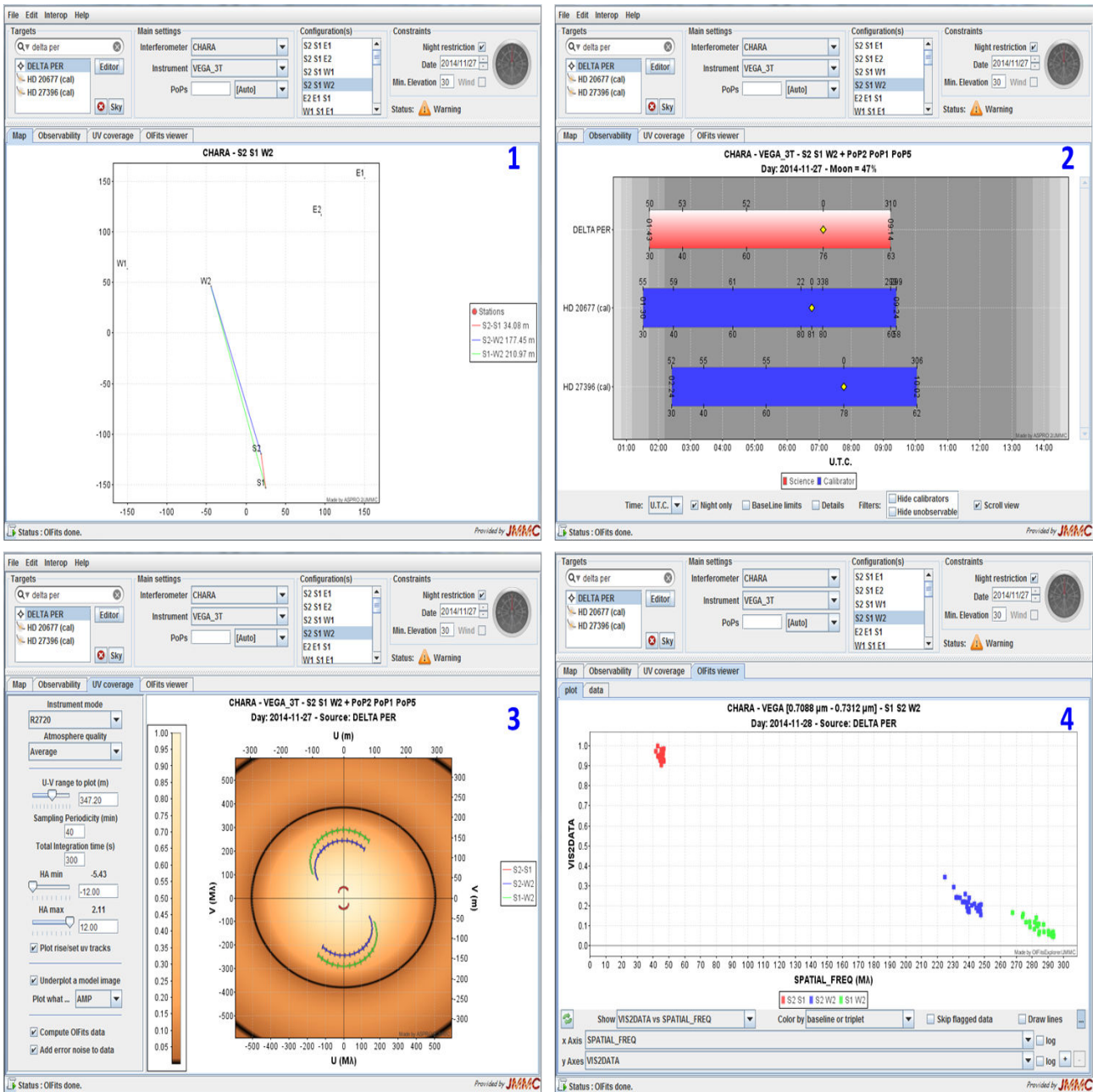


Figure III.3 – Les 4 interfaces importantes d’Aspro2 pour la création de la Starlist. Dans ces interfaces, apparaît δ Per avec ses étoiles de référence en Novembre 2014 modélisée sous VEGA/CHARA en 3 télescopes (3T). Les deux étoiles de référence dans cet exemple sont trouvées par l’outil SearchCal.

ii) l’observabilité de l’étoile de science (en rouge) avec ses calibrateurs (en bleu) pour une nuit donnée (Panneau 2 Fig. III.3).

iii) la visibilité modélisée dans le plan de Fourier et la couverture du plan UV si on précise le diamètre angulaire de l'étoile (j'ai largement utilisé JSDC [Lafrasse et al. \(2010\)](#) pour connaître une estimation des diamètres des étoiles) et le modèle approprié.

iv) la visibilité carrée en fonction de la fréquence spatiale.

Tous ces indicateurs précédemment présentés m'ont aidé à bien choisir les cibles pour chaque campagne d'observations. Au début de chaque semestre d'observation les responsables des programmes VEGA sont invités à remplir la base de données PIVOT qui facilite beaucoup la préparation des observations. En effet, PIVOT interagit avec des autres outils numériques afin d'estimer "l'observabilité" des étoiles par le réseau CHARA, le choix de calibrateur, la modélisation de visibilité, etc...

• Préparation des observations

Une campagne d'observations réussie passe par une bonne préparation des observations. De ce fait, un temps non négligeable est alloué à la préparation de ces observations. Ces étapes doivent être conclues par la création de fichiers ASCII appelés *Starlists* qui contiennent toutes les informations nécessaires à l'observation comme les informations sur les détecteurs à utiliser, l'étalonnage spectral, la résolution spectrale, les paramètres stellaires utiles, etc.

Dans cette section, je présente la démarche et les outils numériques que j'ai utilisés pour préparer mes observations et créer mes starlists.

► **PIVOT** est un exécutable créé à partir du langage JAVA qui est un langage de programmation orienté objets. PIVOT a été développé par l'équipe VEGA à l'Observatoire de la Côte d'Azur. C'est un outil qui permet de gérer les programmes des observations et opère à travers trois phases successives, chacune comprenant deux étapes.

a) Phase 1 : Étape P1.1 : Pivot me permet d'entrer ma proposition avec la configuration adéquate de VEGA/CHARA (choix de la résolution spectrale et des télescopes à utiliser). Étape P1.2 : cette étape concerne essentiellement le responsable de la campagne d'observation. Son rôle est d'étudier la compatibilité entre les différents programmes et de définir le "Template" (c'est à dire le fichier de configuration lu par CHARA) en choisissant les POPs (*Part Of Path* : chemins optiques fixes) et les tubes sous vides les plus adéquats pour la propagation des faisceaux. Durant cette phase le statut de chaque ligne d'une proposal est 1. Ce chiffre signifie

III.2 Observations CHARA/VEGA d'étoiles utilisées de type précoce

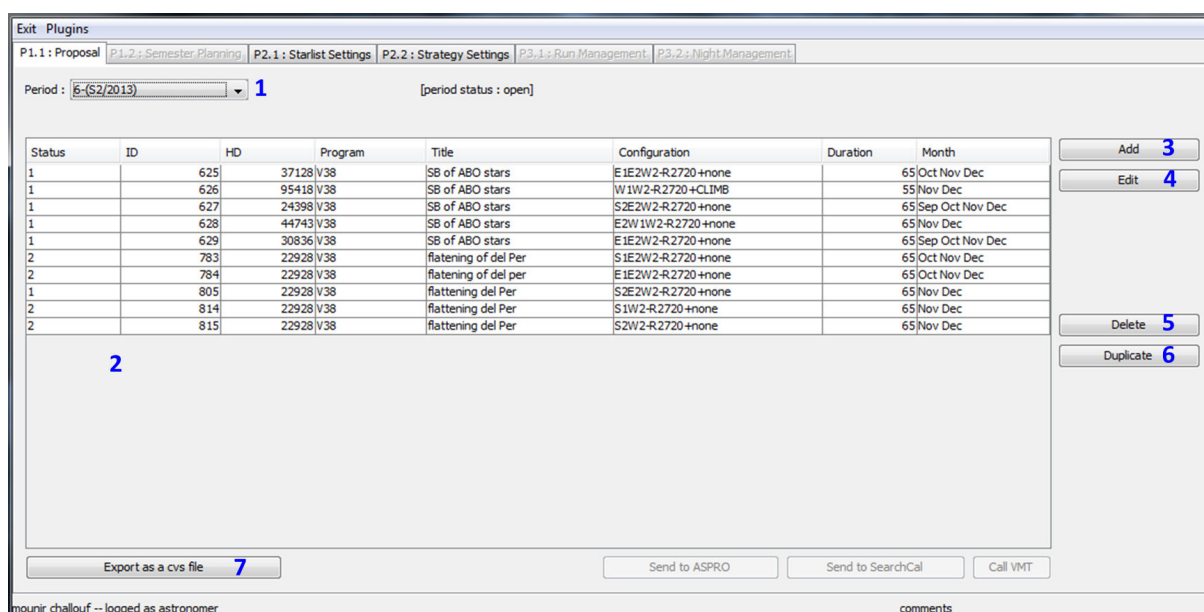


Figure III.4 – Phase 1 : Création de proposal de mon programme V38 et la configuration VEGA associée (2ème semestre 2013). Le bouton 1 permet de sélectionner le semestre dans lequel le proposal sera soumis. Cadran 2 : menu des observations, chaque ligne correspond à une étoile et une configuration. Les boutons 3 et 4 permettent la création et la modification de la ligne du programme sélectionné (ici on choisit la longueur d'onde d'observation, télescopes, durée d'observation, etc...). Le bouton 5 permet de supprimer la ligne sélectionnée. Le bouton 6 permet de dupliquer la ligne sélectionnée avec les mêmes paramètres. Le bouton 7 permet la création du fichier Excel final de ce semestre.

que la configuration de VEGA/CHARA pour cette observation n'est pas encore définie. Une fois la configuration déterminée, le statut est changé à 2. L'interface Pivot pour cette phase est présentée par Fig. III.4.

b) Phase 2 : Une fois le statut de la proposition fixé à 2, je peux passer à l'étape P2.1 (Fig. III.5). Ce panneau est très important pour la création d'une starlist associée à ma proposition. Grâce à cet interface, PIVOT interagit avec ASPRO2 (précédemment détaillé dans cette section), pour définir "l'observabilité" des étoiles. Ensuite, ASPRO2 interagit à son tour avec SearchCal (cet outil sera détaillé plus loin dans cette section) pour choisir le calibrateur le plus adéquat pour l'étoile qui sera observée.

Étape P2.2 : Cette étape me permet de définir la stratégie d'observation en me basant sur la Starlist (Fig. III.6). A ce niveau, la préparation d'observation est terminée en communiquant la stratégie d'observation au responsable de la campagne d'observation.

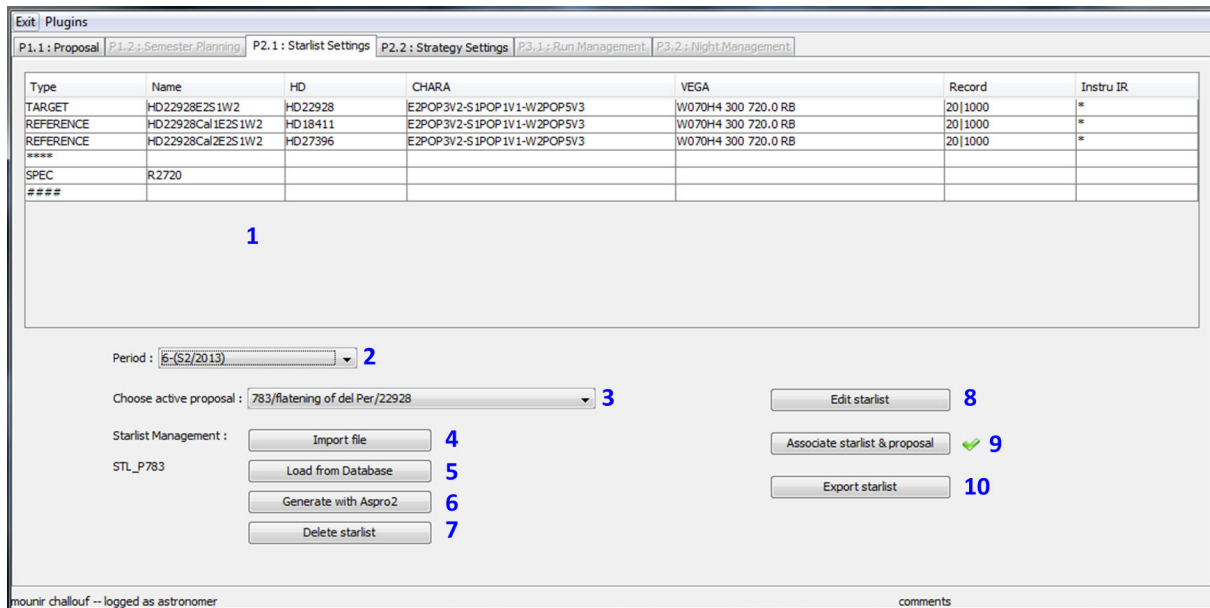


Figure III.5 – Phase 2 : Le but de cette phase est la création de la liste d'étoile appelée "Starlist". Cadran 1 : panneau sur lequel est affichée la Starlist sélectionnée. Le bouton 2 permet de sélectionner la période. Le bouton 3 permet de sélectionner un proposal (seul le proposal possédant le statut 2 peut être sélectionné). Nous avons trois méthodes pour associer une starlist à un proposal : le bouton 4 permet d'importer une Starlist existante dans l'espace personnel de l'utilisateur ; le bouton 5 permet de télécharger une Starlist existante dans la base de données et le bouton 6 permet de générer la Starlist avec le logiciel Aspro2 (le plus conseillé) développé par le JMMC. Le bouton 7 permet de supprimer une Starlist donnée. Le bouton 8 permet d'éditer la Starlist pour vérifier les paramètres. Le bouton 9 permet finalement d'associer la Starlist à son proposal. Le bouton 10 permet d'enregistrer la Starlist dans notre espace personnel.

c) Phase 3 : Cette phase n'est accessible que pour le responsable de la campagne d'observations et les opérateurs supérieurs. Il s'agit d'un affichage de tous les proposals validés.

► **SearchCal**² est un logiciel développé par le JMMC. Il construit un catalogue dynamique d'étoiles contenant toutes les informations utiles pour la sélection des calibrateurs utilisés en interférométrie. La stratégie est basée sur le rassemblement d'un grand ensemble d'informations des catalogues VIZIER du CDS (Fig. III.7). Le résultat est une liste d'étoiles contenant les paramètres connus issus de l'astrométrie (positions équatoriales et galactiques, mouvement propre, parallaxe et la classification spectrale), de la photométrie et de la valeur connue du diamètre angulaire mesuré ainsi que l'indication de la variabilité et de la multiplicité. Sur la base de ces informations je peux alors décider si chaque étoile proposée peut être considérée comme un bon calibrateur ou non. Un bon calibrateur est une étoile simple (non binaire), et

2. Available at <http://www.jmmc.fr/searchcal>

III.2 Observations CHARA/VEGA d'étoiles utilisées de type précoce

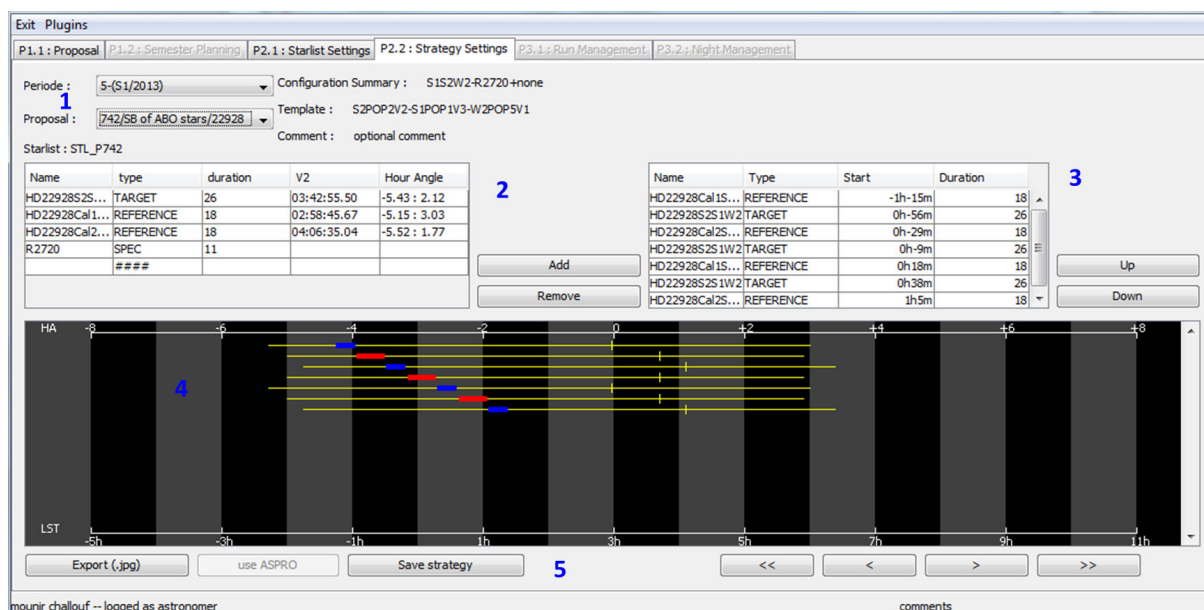


Figure III.6 – L'étape P2.2 représente la dernière étape de préparation d'une campagne d'observation. Le bouton 1 permet de sélectionner la période et le programme. Cadran 2 : résumé de la Starlist. Cadran 3 : affichage de la stratégie d'observation. Cadran 4 : affichage graphique de la stratégie d'observation. Les lignes jaunes représentent l'observabilité pour chaque étoile tandis que les petits segments bleus et rouges désignent respectivement le calibrateur et l'étoile de science. Le bouton 5 permet d'enregistrer et d'exporter la stratégie d'observation.

surtout non résolue ($V=1$) afin d'avoir un grand contraste des franges. L'étoile doit répondre à un certain nombre de critères pour être considérée comme calibrateur voici quelques pistes :

- ✓ Le diamètre de l'étoile doit être bien connu et/ou inférieur à l'étoile de science.
- ✓ La forme de la photosphère de l'étoile doit être sphérique, donc un rotateur lent de préférence.
- ✓ L'étoile ne doit pas posséder de structure ni à sa surface, ni autour d'elle (donc éviter les étoiles avec un environnement circumstellaire).
- ✓ L'étoile ne doit pas être résolue par la ligne de base utilisée pour avoir de franges (voir section 1.4.3 du chapitre II).
- ✓ L'étoile ne doit pas être trop éloignée de l'étoile de science pour garder les mêmes conditions d'observations et changer de cible rapidement.
- ✓ L'étoile doit posséder un type spectral et une magnitude proches de ceux de l'étoile de science.
- ✓ L'étoile ne doit pas être un binaire.
- ✓ L'étoile ne doit pas être variable.

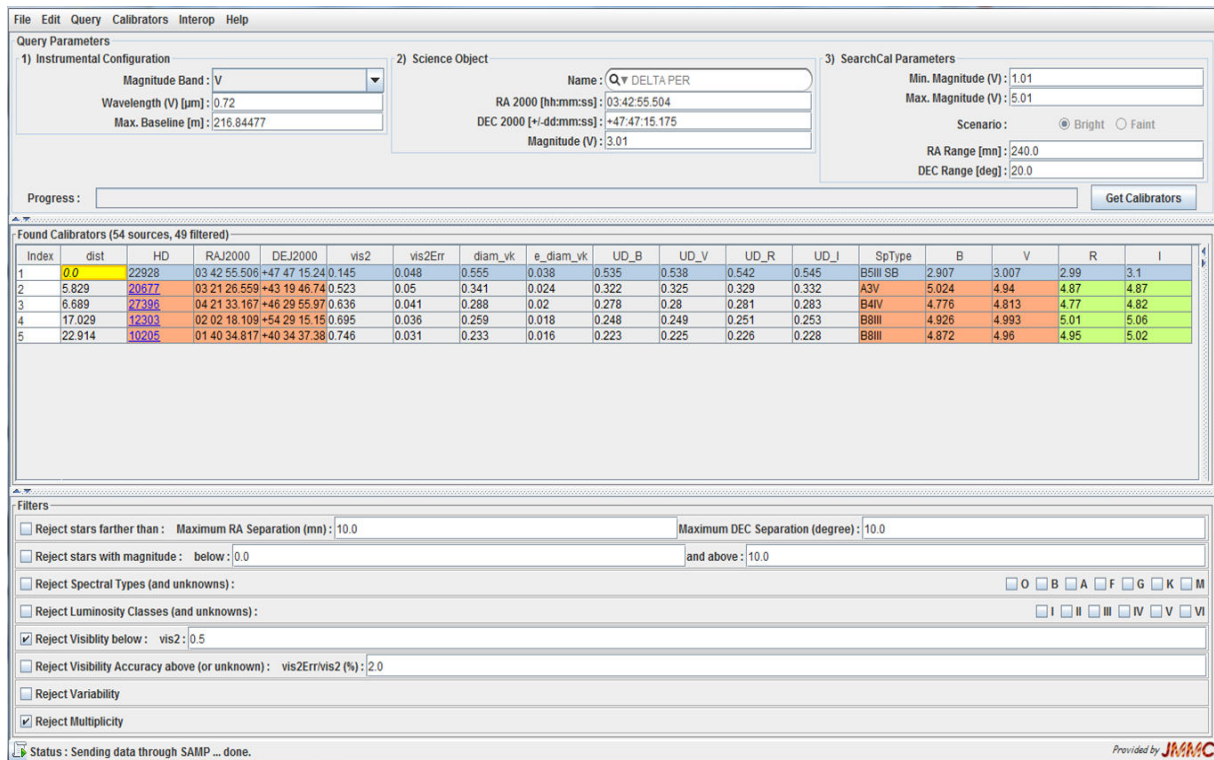


Figure III.7 – Résultat d’une requête pour la recherche des calibrateurs les mieux adaptés pour étalonner notre étoile de science δ Per.

Les calibrateurs que j’ai utilisé pour l’étalonnage des mesures de visibilité, pour chacune des étoiles de sciences, sont listés avec leurs paramètres dans Tableau III.4.

2.3.2 Observations

Durant ma thèse, j’ai participé à plusieurs nuits d’observations que ce soit pour mes propres recherches de thèse ou pour d’autres programmes scientifiques en collaboration. J’ai effectué au total 16 nuits d’observations. Neuf nuits d’observations furent dédiées à mon programme de recherche et sept nuits pour d’autres programmes (Tableau III.5). Durant ces observations, j’ai pris le rôle de co-observateur puis de responsable des observations. La fonction de responsable des observations consiste à diriger les observations en communiquant directement avec l’opérateur de CHARA (pointage des cibles, recherche des franges avec CLIMB, etc...). Il est également responsable de la prise de décision en terme de priorité de programme d’observation en fonction des conditions climatiques, de configuration du réseau interférométrique ainsi que

III.2 Observations CHARA/VEGA d'étoiles utilisées de type précoce

#	Name	Target	S.Type	m_V	$\theta_{UD}[R]$ (mas)
C1	HD18411	δ Per	A2Vn	4.6	0.395 ± 0.029
C2	HD34989	γ Ori	B1V	5.7	0.130 ± 0.009
C3	HD37320	γ Ori	B8III	5.8	0.153 ± 0.011
C4	HD38899	γ Ori	B9IV	4.8	0.265 ± 0.019
C5	HD167965	ι Her	B7IV	5.5	0.150 ± 0.011
C6	HD170296	λ Aql	A1IV/V	4.6	0.429 ± 0.031
C7	HD174602	γ Lyr	A3V	5.2	0.330 ± 0.024
C8	HD178233	γ Lyr	F0III	5.5	0.399 ± 0.029
C9	HD184875	δ Cyg	A2V	5.3	0.295 ± 0.021
C10	HD184930	λ Aql	B5III	4.3	0.317 ± 0.022
C11	HD185872	8 Cyg, δ Cyg	B9III	5.4	0.200 ± 0.014
C12	HD216735	ζ Peg	A1V	4.9	0.310 ± 0.022
C13	HD22780	ζ Per	B7V	5.5	0.167 ± 0.012

Tableau III.4 – Liste des étoiles de référence utilisées pour l'étalonnage de mon échantillon. Les paramètres donnés dans cette table sont les types spectraux (S.Type), les magnitudes dans la bande V (m_V) et les diamètres angulaire (en disque uniforme) dans la bande R ($\theta_{UD}[R]$).

de l'instrument. Le rôle du co-observateur est d'épauler le responsable des observations en l'aidant à résoudre les éventuels problèmes qui peuvent survenir durant les observations. Il fournit au responsable des observations les informations utiles à la bonne prise de décision telles que la valeur de r_0 , le taux d'humidité sur le site ou bien encore les conditions météorologiques sur le site d'observation. Le co-observateur est également responsable de la rédaction d'un rapport d'observation dans lequel mentionnant tous les événements qui ont lieu durant la séance d'observation.

Date de run	Nbre de nuits	Nbre de cibles	Rôle	Type
17 - 18 Avr 2012	1	7	Co-PI	Remote
18 - 21 Mai 2012	2	5	Co-PI	Remote
12 - 22 Juil 2012	2	7	Co-PI	Remote
23 Oct - 02 Nov 2013	7	28	3 nuits PI & 4 nuits Co-PI	Remote
23 - 26 Nov 2013	1	3	Co-PI	Remote
13 - 17 Dec 2013	1	2	Co-PI	Remote
02 - 11 Juil 2014	2	6	1 nuit PI & 1 nuit Co-PI	Remote

Tableau III.5 – Tableau récapitulatif des observations que j'ai effectué durant ma thèse en tant que pilote et co-pilote à distance.

J'ai observé mon propre échantillon d'étoiles sur une période allant du 23 Juillet 2011 au 29

Août 2013. J’ai utilisé différentes combinaisons de télescopes dans le but de profiter de toutes les longueurs de lignes de bases. Les données ont été enregistrées en moyenne résolution spectrale. Le journal des observations est présenté dans le Tableau III.6 qui contient les principales informations sur les observations effectuées (la date, le temps universel UT d’observation, la configuration et le nombre des points de visibilité $N_{v,2}$). Le journal des observations détaillé est présenté dans l’annexe du papier [Challouf et al. \(2014\)](#).

Name	Date	UT	Configuration	$N_{v,2}$	
γ Lyr	27/07/2011	05 : 25	E2E1W2	23	
	01/09/2011	05 : 07			
	21/06/2012	07 : 10, 07 : 38, 09 : 31			
γ Ori	12/10/2011	09 : 59	E2E1W2	8	
	13/10/2011	09 : 28			
	22/11/2011	10 : 35			W2W1S2
	10/12/2011	07 : 28			E2E1W2
8 Cyg	28/08/2013	05 : 53	W2W1E1	8	
ι Her	29/08/2013	04 : 08	W2W1E1	8	
λ Aql	24/07/2013	08 : 03, 08 : 49,	S2S1W2	45	
		09 : 13, 09 : 41			
ζ Per	13/10/2012	08 : 17	E2E1W2	6	
δ Cyg	23/07/2011	07 : 11, 08 : 43	E2E1W2	22	
	27/07/2011	07 : 41, 08 : 36			
ζ Peg	24/07/2011	08 : 22	E2E1W2	12	
	28/07/2011	08 : 05			

Tableau III.6 – Journal des observations pour mon échantillon durant 3 ans avec les différentes configurations à trois télescopes.

La plupart de mes observations ont été effectuées avec le mode 3T de VEGA. Pour chaque observation, j’ai ainsi obtenu trois mesures de visibilité calibrée. Les erreurs systématiques et statistiques ont été calculées pour chaque mesure. L’erreur systématique représente l’influence de l’erreur dans l’estimation du diamètre angulaire des calibrateurs sur la mesure du diamètre de l’étoile de science. Dans la plupart des cas, l’erreur systématique est négligeable par rapport à l’erreur statistique (il y a un facteur 10 entre les deux erreurs) car les diamètres angulaires des étoiles de mon échantillon sont très petits (voir [Mourard et al. \(2009b\)](#)). L’erreur statistique est due aux variations liées aux instruments, aux variations des conditions atmosphériques ainsi qu’aux vibrations des télescopes et des lignes à retard. Cette erreur est mesurée lorsque nous

estimons le bruit et l'erreur sur le bruit. Dans la section 2.3.3 je me concentre sur la manière de calculer la visibilité et son erreur à partir des observations VEGA/CHARA.

2.3.3 Des visibilités brutes aux visibilités calibrées

Afin de déterminer les visibilités à partir des données brutes, le logiciel de traitement des données VEGA, appelé "vegadr" (signifiant "vega data reduction software") repose sur un estimateur initialement développé par [Roddier & Lena \(1984\)](#). Cet estimateur est obtenu en calculant la densité spectrale d'énergie associée à l'interférogramme (transformée de Fourier de l'interférogramme). En présence de speckles, la densité spectrale d'énergie est composée de quatre pics lorsque l'interféromètre est composé de deux télescopes (Figure III.8) : deux pics à haute fréquence, appelés pics franges et deux pics superposés à basse fréquence appelés pic seeing et pic speckle. L'estimateur C_1 est donc défini comme étant le rapport entre l'intégrale du pic frange et l'intégrale du pic basse fréquence, qui correspond à la fois au pic seeing et au pic speckle. Ce rapport donne une estimation de la visibilité brute au carré (V^2) :

$$C_1 = \frac{|\tilde{I}(\frac{B}{\lambda})|^2}{|\tilde{I}(0)|^2} \quad (\text{III.1})$$

Cette visibilité brute n'est pas corrigée des divers sources de perte de contraste. En effet, en plus de la perte de contraste liée à la turbulence atmosphérique, les instruments eux-mêmes constituent une autre source de perte de contraste. De plus, les différentes micro-vibrations qui peuvent survenir (comme celles liées aux déplacements des chariots de la ligne à retard), dans le réseau interférométrique peuvent aussi contribuer à la dégradation du contraste des franges. Afin de corriger la visibilité brute de ces imperfections, on définit la *fonction de transfert interférométrique* Γ . Cette fonction se définit comme le rapport entre la visibilité théorique, $V_{the\ ref}$, d'une source dont on connaît le diamètre (la visibilité théorique peut être déduite de son diamètre angulaire) et la visibilité mesurée, $\mu_{mes\ ref}$:

$$\Gamma^2 = \frac{\mu_{mes\ ref}^2}{V_{the\ ref}^2} \quad (\text{III.2})$$

Si on considère l'étoile de référence comme un disque uniforme, le module de la visibilité de

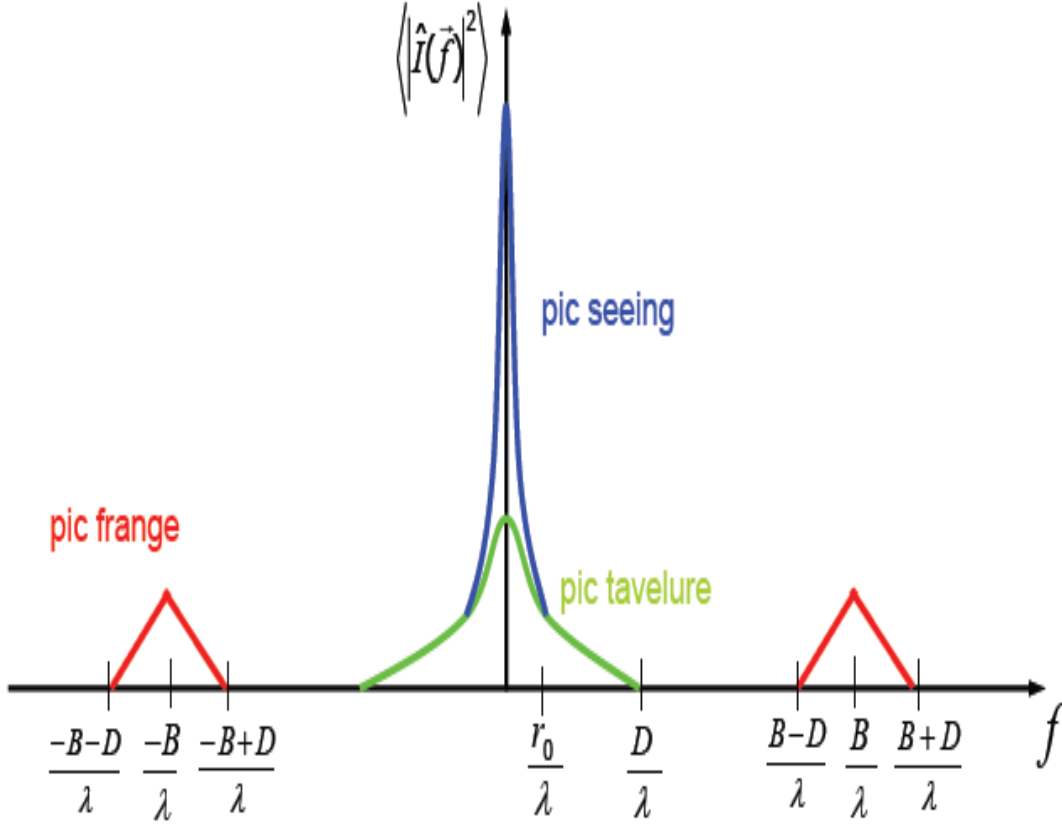


Figure III.8 – La densité spectrale dans le cas d’un interféromètre à deux télescopes (Roddier & Lena, 1984).

calibrateur peut s’écrire sous la forme :

$$\langle V_{the\ ref}^2 \rangle = 4 \left(\frac{J_1(z)}{z} \right)^2, \quad (\text{III.3})$$

avec J_1 , la fonction de Bessel de premier ordre, $z = \pi \langle \theta_{UD} \rangle B / \lambda$ où B est la ligne de base. L’erreur sur $V_{the\ ref}^2$ peut être calculée en fonction de l’erreur sur le diamètre. La procédure de calcul de l’erreur sur le diamètre donnée par SearchCal est décrite dans Tallon-Bosc et al. (2008). Ainsi, l’observation d’un calibrateur, avant et après l’observation de l’étoile de science, est fondamentale si nous souhaitons obtenir des mesures de visibilité exploitables. Dans ce cas de figure, pour estimer la visibilité calibrée de l’étoile de science, notée $V_{cal\ sci}^2$, nous allons considérer la moyenne pondérée des estimateurs donnés par chaque calibrateur individuellement

III.2 Observations CHARA/VEGA d'étoiles utilisées de type précoce

dont le poids w_i dépend des erreurs statistiques quadratiques seulement :

$$\langle V_{cal\ sci}^2 \rangle \simeq \frac{\sum_{i=1}^n w_i \langle V_{cal\ sci}^2 \rangle_i}{\sum_{i=1}^n w_i}, \quad \text{avec} \quad w_i = \frac{1}{\sigma_{V_{cal\ sci}^2\ stat_i}^2}. \quad (\text{III.4})$$

L'erreur quadratique totale est égale à la somme des deux termes suivants :

$$\sigma_{V_{cal\ sci}^2\ stat}^2 \simeq \frac{1}{\sum_{i=1}^n w_i}, \quad (\text{III.5})$$

et,

$$\sigma_{V_{cal\ sci}^2\ syst}^2 \simeq \frac{\sum_{i=1}^n \sigma_{V_{cal\ sci}^2\ syst_i}^2}{n}. \quad (\text{III.6})$$

Dans l'équation III.6, nous négligeons la corrélation entre les calibrateurs (Perrin, 2003). Les équations III.4, III.5 et III.6 constituent le socle des outils de réduction des données VEGA. Elles ont également été insérées dans les codes de post-réduction de VEGA (*VEGA Data Reduction Software*) ensuite ces codes ont été utilisés pour développer un outil numérique permettant de visualiser l'estimation de la fonction de transfert au cours d'une nuit d'observation avec CHARA/VEGA. Cet outil est très utile pour expliquer la manière dont les mesures de visibilité brutes de l'étoile de science sont étalonnées. Dans le but d'expliquer cette procédure d'étalonnage, j'ai pris pour l'exemple de l'étoile λ Aql dont les données ont été obtenues le 24 Juillet 2013 en mode 3T. Il s'agit de la base S2S1W2. La séquence d'observations a été définie comme suit : C6-S-C6-C10-S-S-C10-S-C10. Dans cette séquence, S désigne la cible λ Aql et C6 et C10 désignent les calibrateurs du Tableau III.4. La séquence d'observation est représentée à la Fig. III.9 pour 4 différentes bandes spectrales : deux obtenues avec la caméra rouge 718-755 nm (panneau 1), 688-718 nm (panneau 2) et deux observées avec la caméra bleue 540-550 nm (panneau 3), 525-540 nm (panneau 4). Il y a incohérence des résultats sur le panneau 3 pour une largeur spectrale trop petite ($\Delta\lambda=10$ nm) et les barres d'erreur sont largement supérieures à celles obtenues par des bandes plus larges.

Les observations VEGA sont généralement divisées en 30 blocs et chaque bloc contient 1000 images. Chaque image est obtenue avec un temps de pose de 15 millisecondes. Pour chaque bloc d'observations, une visibilité brute est mesurée en utilisant le mode "auto-correlation" (Mourard et al., 2011, 2009b). Ce mode consiste à obtenir une mesure de visibilité sur une large bande spectrale (généralement de 20 nm de large) en utilisant l'estimateur défini précédemment. Un exemple de mesures de visibilités brutes et calibrées est présenté à la Figure III.9. Sur cette Figure, les points bleus clairs correspondent à des mesures de visibilité ($\mu_{mes\ sci}^2$) obtenues sur

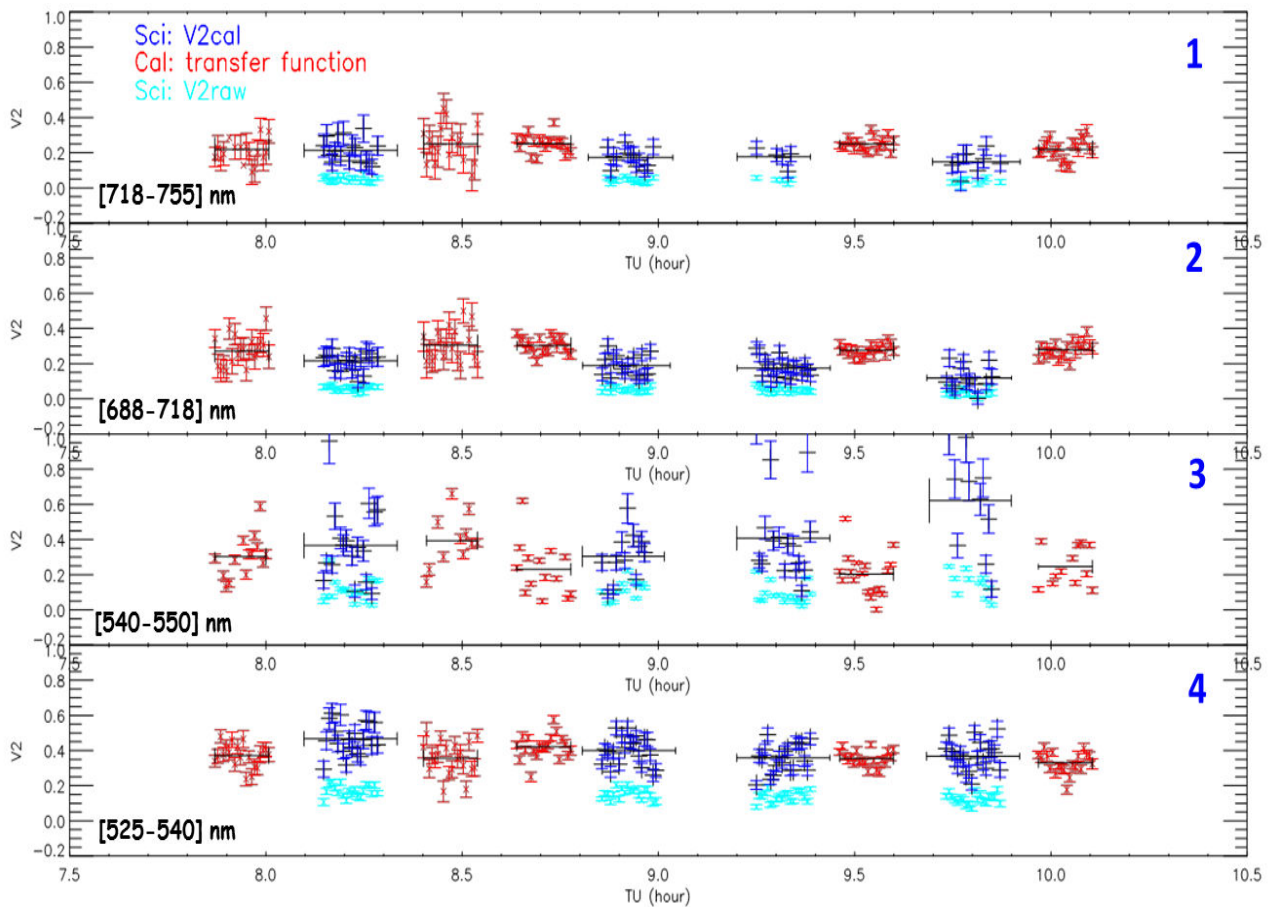


Figure III.9 – Séquence d’observation des visibilités brutes de l’étoile de science (points bleus clairs) calibrées (points bleus) en utilisant la fonction de transfert (points rouges).

l’étoile de science. Les points rouges représentent la fonction de transfert. Cette fonction traduisant les imperfections des différents composants optiques et mécaniques du réseau interférométrique, est utilisée pour corriger les visibilités brutes de ces imperfections. L’opération consiste alors à diviser la mesure de visibilité brute de l’étoile de science par la fonction de transfert. Une fois l’opération terminée, nous obtenons les visibilités calibrées $V_{cal\ sci}^2$. Ces visibilités sont représentées par des points bleus foncés sur la Figure III.9. Les segments horizontaux de couleur noir, superposés à une observation donnée, représentent la valeur moyenne de la visibilité calibrée sur les 30 blocs d’observation (issues des codes de traitement de VEGA). C’est cette mesure qui sera retenue pour l’interprétation. Les incertitudes systématiques qui découlent de l’incertitude sur les calibrateurs sont la plupart du temps négligeables par rapport aux erreurs statistiques. Le contrôle de la qualité de la fonction de transfert permet d’avoir une idée de la qualité des données. De plus, la fonction de transfert permet de vérifier la cohérence des mesures

de visibilité effectuées sur les calibrateurs et donc de définir une bonne stratégie d'étalonnage. Ce contrôle est généralement effectué pour les trois bases au cours d'une nuit. Sous de bonnes conditions d'observations, la fonction de transfert de VEGA est stable à 2% pendant une heure. Dans l'exemple présenté sur la Figure III.9 nous pouvons remarquer que la fonction de transfert est assez stable. De ce fait, le processus d'étalonnage de la visibilité brute peut être considéré comme sûr. Cette bonne qualité de la fonction de transfert permet aussi de réduire le biais d'étalonnage à un niveau inférieur à la précision statistique des mesures.

2.3.4 Modèles d'ajustement

Afin de calculer le diamètre d'une étoile, la façon la plus simple consiste à utiliser un modèle de disque uniforme, comme présenté au Chapitre II (voir section 1.4.4). La distribution de brillance à la surface d'un disque uniforme s'écrit de la manière suivante (Hanbury Brown et al., 1974c) :

$$I(\alpha, \delta) = I_{UD} \Pi\left(\frac{\varepsilon}{\theta_{UD}}\right), \quad (\text{III.7})$$

avec I_{UD} , l'intensité du disque uniforme, θ_{UD} , le diamètre angulaire du disque uniforme et Π , la fonction porte égale à 1 dans le disque et 0 ailleurs. α (*l'ascension droite*) et δ (*la déclinaison*) sont les coordonnées de la source sur le plan du ciel. $\varepsilon = \sqrt{\alpha^2 + \delta^2}$ est la distance angulaire radiale. En effectuant la transformation de Fourier, on obtient la visibilité complexe (ou bien le degré de cohérence complexe) du disque uniforme :

$$V\left(\frac{B_p}{\lambda}\right) = \left| 2 \frac{J_1\left(\pi\theta_{UD}\frac{B_p}{\lambda}\right)}{\pi\theta_{UD}\frac{B_p}{\lambda}} \right| \quad (\text{III.8})$$

B_p est la base projetée de l'interféromètre et J_1 est la fonction de Bessel de degré 1. A partir de l'expression III.8 on peut calculer numériquement le diamètre angulaire de la source observée. Ce modèle est purement géométrique c'est à dire qu'il ne permet pas la détermination de grandeurs physique telles que la température ou la gravité effective. Le principal avantage de ce modèle est de pouvoir obtenir assez "facilement" une mesure du diamètre de l'étoile observée comme nous l'avons vu dans l'exemple présenté au chapitre précédent. Cependant, il est important de garder en tête que le modèle du disque uniforme ne correspond pas à la réalité. Il est donc indispensable de convertir le diamètre angulaire uniforme θ_{UD} en diamètre d'un disque assombri (effet d'assombriement centre-bord). La formule de Hanbury Brown

Cible	T_{eff} [K]	$\log g$	[Fe/H]	Ref.
λ Aql	11780	4.22	-0.08	Zorec et al. (2009), Allende Prieto & Lambert (1999a)
γ Lyr	10000	4.06	0.15	Zorec et al. (2009), Wu et al. (2011)
γ Ori	21840	3.84	-0.07	Zorec et al. (2009), Wu et al. (2011)
8 Cyg	16100	3.62	0.25	Lyubimkov et al. (2002), Gies & Lambert (1992)
ι Her	17000	3.77	-0.04	Lyubimkov et al. (2002), Gies & Lambert (1992)
ζ Per	22580	3.27	-0.08	Zorec et al. (2009), Wu et al. (2011)
ζ Peg	11430	3.75	0.06	Zorec et al. (2009), Wu et al. (2011)
δ Cyg	10150	3.49	0.02	Zorec et al. (2009), Allende Prieto & Lambert (1999a)

Tableau III.7 – Paramètres de nos étoiles utilisés pour la déduction des coefficients d’assombrissement centre-bord des tables numériques de Claret & Bloemen (2011).

et al. (1974d) fournit un moyen efficace d’effectuer la conversion en utilisant les coefficients d’assombrissement centre-bord linéaire U_λ :

$$\theta_{LD}(\lambda) = \theta_{UD}(\lambda) \left[\frac{(1 - \frac{U_\lambda}{3})}{(1 - \frac{7U_\lambda}{15})} \right]^{1/2} \quad (\text{III.9})$$

Pour chaque étoile, le coefficient d’assombrissement centre-bord U_λ est déduit des tables numériques de Claret & Bloemen (2011). Ces tableaux sont basés sur le modèle de l’atmosphère ATLAS (Kurucz, 1970) et PHOENIX (Hauschildt et al., 1997). Les paramètres d’entrée de ces tableaux sont la température effective (T_{eff}), la métallicité ([Fe/H]), la gravité effective ($\log g$), et la vitesse de la micro-turbulence (Table III.7). Nous avons pris arbitrairement 8 km s^{-1} pour les étoiles avec $T_{\text{eff}} > 15000K$ et 4 km s^{-1} pour les étoiles avec $T_{\text{eff}} < 15000K$. J’ai considéré que le coefficient d’assombrissement centre-bord est également applicable à la bande R de VEGA (U_R).

2.4 Détermination des diamètres angulaires

2.4.1 Rotateur lent

Le processus de traitement des données étant terminé, la deuxième partie de mon étude peut enfin débiter : l’interprétation des mesures de visibilité. Pour ce faire, j’ai utilisé le logiciel LITpro¹ développé au JMMC (Tallon-Bosc et al., 2008). Cet outil numérique permet de simuler des mesures de visibilité à partir de diverses distributions de brillance de surface, en accord avec

1. Available at <http://www.jmmc.fr/litpro>

III.2 Observations CHARA/VEGA d'étoiles utilisées de type précoce

le théorème de Zernike Van Cittert (voir le Chapitre précédent). Parmi les nombreux modèles existants on peut citer, un disque uniforme, un disque allongé ou bien encore un anneau. Chaque distribution de brillance de surface est paramétrisée par un certain nombre de paramètres. La paramétrisation la plus simple est celle du disque uniforme dont la distribution de brillance ne nécessite qu'une seul paramètre : le diamètres angulaire de l'étoiles (θ_{UD}). LITpro est basé sur un algorithme de Levenberg-Marquardt modifié. Celui-ci permet de converger vers une solution possible au bout de quelques itérations. Cependant, la solution proposée par LITpro correspond souvent à la valeur locale du χ^2 minimum. χ^2 est un paramètre qui nous permet d'apprécier le bon ajustement du modèle, il est donné par :

$$\chi^2 = \sum_{i=0}^{i=n} \left(\frac{(V_{i\ obs} - V_{i\ mod})^2}{\sigma V_{i\ obs}} \right), \quad (\text{III.10})$$

Où $V_{i\ obs}$ et $V_{i\ mod}$ sont les visibilités associées à la mesure et au modèle i respectivement et $\sigma V_{i\ obs}$ est l'erreur sur la visibilité de la mesure i .

Plus le χ^2 est petit plus l'ajustement est bon. Il est donc de notre responsabilité de nous assurer que la valeur du χ^2 fournie par LITpro correspond à un minimum global et non local. Pour ce faire, il est important de construire plusieurs modèles avec divers valeurs initiales des paramètres pour explorer l'espace des solutions possibles et de ne retenir que la meilleure solution. La Figure III.10 représente les différents courbes correspondant au meilleur modèle calculé par LITpro ajustant au mieux mes données. Les lignes bleues indiquent les meilleurs courbes de visibilité déterminées par LITpro pour nos mesures de V^2 (qui sont représentées en points noir avec leurs barres d'erreur). Chacune de ces courbes nous permet de déterminer une valeur du diamètre apparent (θ_{UD}). La Table III.8 liste les valeurs du diamètre angulaire uniforme (θ_{UD}), le χ_{red}^2 , les coefficients d'assombriement centre-bord (U_R) et les diamètres angulaires assombri dérivés (θ_{LD}) pour chaque étoile de mon échantillon. J'ai obtenu des valeurs de θ_{LD} allant de 0.31 mas à 0.79 mas avec une précision relative allant de 0.5% à 3.5% ce qui correspond à une précision relative moyenne de 1.5%. Le χ_{red}^2 varie entre 0.4 et 2.9. Concernant l'étoile γ Lyr, la valeur de $\theta_{UD}=0.742\pm 0.010$ mas, déterminée à partir de nos données VEGA est en accord avec le diamètre apparent publié par [Maestro et al. \(2013a\)](#) avec l'instrument CHARA/PAVO ($\theta_{UD}=0.729\pm 0.008$ mas) à 1σ près. Le diamètre apparent de γ Ori déterminé avec nos données VEGA ($\theta_{LD}=0.715\pm 0.005$ mas) est également en accord avec celui déterminé par [Hanbury Brown et al. \(1974b\)](#) ($\theta_{LD}=0.72\pm 0.04$ mas) avec l'interféromètre NSII. Concernant les autres étoiles de mon échantillon, leur diamètre n'a jamais été déterminé auparavant.

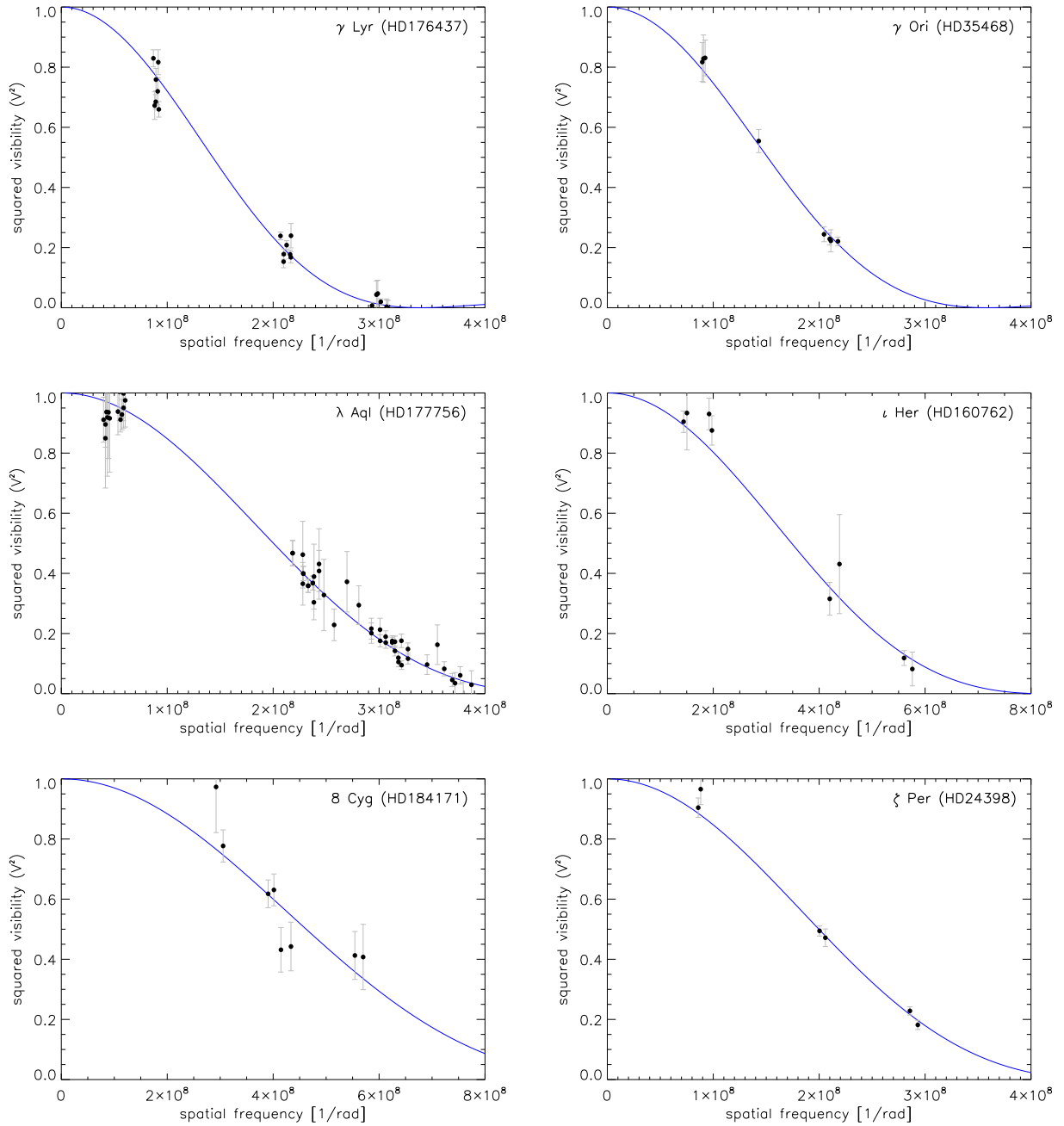


Figure III.10 – La visibilité calibrée en fonction de la fréquence spatiale pour toutes les étoiles de notre échantillon sauf δ Cyg et ζ Peg qui sont traitées séparément. Les incertitudes sur les points de mesure ne représentent que l’erreur statistique. La ligne bleue indique le meilleur modèle (disque uniforme) ajusté par LITpro.

III.2 Observations CHARA/VEGA d'étoiles utilisées de type précoce

Cible	$\theta_{UD} [mas]$	χ^2	U_R	$\theta_{LD} [mas]$
λ Aql	0.529 ± 0.003	1.0	0.301	0.544 ± 0.003
γ Lyr	0.742 ± 0.010	2.9	0.402	0.766 ± 0.010
γ Ori	0.701 ± 0.005	0.4	0.269	0.715 ± 0.005
8 Cyg	0.229 ± 0.011	1.3	0.299	0.234 ± 0.011
ι Her	0.304 ± 0.010	1.2	0.280	0.310 ± 0.010
ζ Per	0.531 ± 0.007	1.2	0.343	0.542 ± 0.007
ζ Peg	0.539 ± 0.009	1.7	0.442	0.555 ± 0.009
δ Cyg	0.766 ± 0.004	1.3	0.408	0.791 ± 0.004

Tableau III.8 – Diamètres angulaires uniformes et assombris obtenus à partir des mesures VEGA/CHARA.

2.4.2 Rotateur rapide

Mon échantillon est également composé de deux rotateurs rapides : δ Cyg et ζ Peg. Dans ce cas de figure, le modèle de disque uniforme n'est plus approprié et il faut procéder avec précaution. En effet, l'étoile est soumise à une force centrifuge très importante causée par grande vitesse de rotation. L'une des principales conséquences de cette force centrifuge est la déformation de la photosphère de l'étoile. En générale la photosphère est la sphère d'où les photons s'échappent, d'où son nom. Les publications démontrant ces déformations géométrique abondent. Je me contenterai de citer que quelques publications où l'interférométrie est utilisée pour contraindre la forme des rotateurs rapides : [Delaa et al. \(2013\)](#); [Domiciano de Souza et al. \(2002a\)](#); [Kervella & Domiciano de Souza \(2006\)](#); [McAlister et al. \(2005\)](#); [Monnier et al. \(2007\)](#); [van Belle et al. \(2006, 2001\)](#). Parallèlement à cette déformation, la distribution d'intensité de surface est modifiée par la rotation rapide de l'étoile. Ce phénomène est connu sous le nom *d'assombrissement gravitationnel* ou *effet Von Zeipel* ([von Zeipel, 1924a](#)) (voir section 1.2 chapitre V). L'intérêt de la présence d'étoiles en rotation rapide dans mon échantillon réside dans notre volonté de vouloir étudier l'influence de la rotation rapide sur la relation brillance de surface.

Afin d'estimer les diamètres polaire et équatorial ainsi que le diamètre moyen pour ces deux rotateurs rapides, j'ai commencé par supposer que l'assombrissement gravitationnel est considéré comme négligeable. Cette hypothèse sert de point de départ car elle simplifie grandement le modèle à utiliser. Les étoiles en rotation rapide seront donc modélisées comme des disques uniformes dans LITpro. Je calcule ensuite l'aplatissement des rotateurs rapides en utilisant

l'approximation de [van Belle et al. \(2006\)](#) :

$$\frac{R_b}{R_a} \simeq 1 - (V \sin i)^2 \frac{R_b}{2GM}, \quad (\text{III.11})$$

où R_b et R_a sont les rayons équatorial et polaire respectivement (voir Figure V.1 du chapitre V). M est la masse solaire et G est la constante gravitationnelle. $V \sin i$ est la vitesse de rotation projetée.

On considère les paramètres suivants pour ζ Peg : $R_b \simeq \bar{R} = 4.03R_\odot$, $M = 3.22M_\odot$ où \bar{R} est le rayon moyen et la vitesse de rotation suivant l'axe de visée projetée $V \sin i = 140 \text{ km.s}^{-1}$ ([Abt et al., 2002a](#)), je trouve un facteur d'aplatissement $\frac{R_b}{R_a} = 1.07$. Concernant δ Cyg, les paramètres utilisés sont les suivants : $\bar{R} = 5.13R_\odot$, $M = 2.93M_\odot$ et $V \sin i = 140 \text{ km.s}^{-1}$ ([Abt et al., 2002a](#); [Abt & Morrell, 1995](#); [Carpenter et al., 1984](#); [Gray, 1980](#); [Slettebak et al., 1975a](#); [van Belle, 2012b](#)). Je trouve ainsi un facteur d'aplatissement $\frac{R_b}{R_a} = 1.06$.

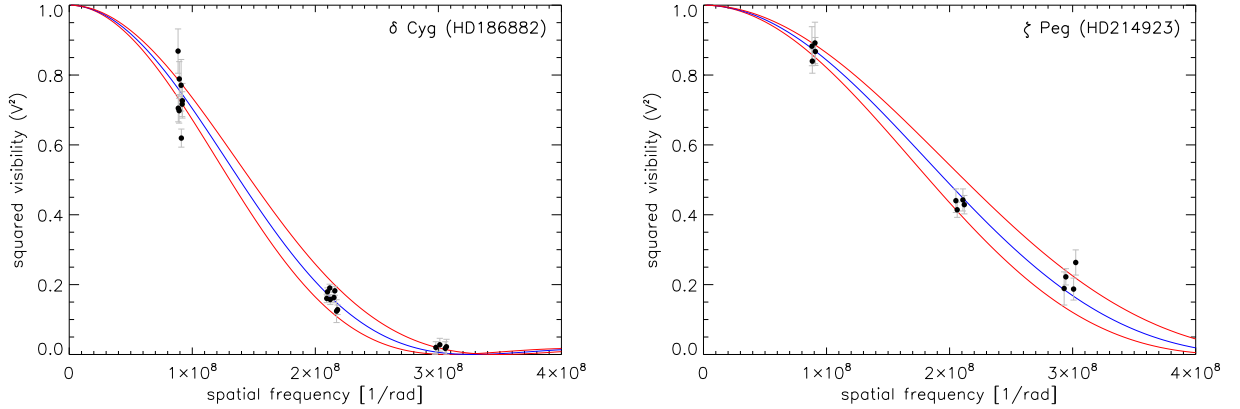


Figure III.11 – La visibilité calibrée en fonction de la fréquence spatiale pour les deux rotateurs rapides δ Cyg et ζ Peg. La ligne bleue représente l'ajustement des données VEGA obtenue avec le triplet E2E1W2 qui sont alignés. La ligne rouge nous renseigne sur la limite maximale (diamètre équatorial) et minimale (diamètre polaire) que les diamètres de ces deux rotateurs peuvent atteindre dans le cas d'une hypothèse de disque uniforme.

Après le calcul théorique du facteur l'aplatissement, ma stratégie a consisté à utiliser les observations ayant été effectuées avec le triplet E1E2W2 (constitués 3 doublets quasiment alignés dans le plan u,v), deux cas se présentent :

i) si on considère que le triplet E2E1W2 est aligné avec l'axe équatorial alors le diamètre mesuré est θ_b et dans ce cas le diamètre polaire $\theta_a = 0.504 \text{ mas}$ pour ζ Peg et $\theta_a = 0.723 \text{ mas}$ pour δ Cyg.

ii) si on considère que l'orientation de la ligne de base est aligné avec l'axe polaire alors le diamètre mesuré est θ_a et dans ce cas le diamètre équatorial $\theta_b = 0.577$ mas et $\theta_b = 0.812$ mas pour ζ Peg et δ Cyg respectivement.

Finalement, j'ai déterminé les diamètres maximums équatoriaux et les diamètres minimums polaires. Les courbes de visibilité associées aux diamètres maximums équatoriaux et les diamètres minimums polaires sont représentées en rouge sur la Figure III.11. La courbe de visibilité associée au diamètre angulaire apparent moyen de chaque rotateur rapide est représentée en bleu. Afin d'obtenir une estimation approximative de biais provoqué par la rotation rapide, en première approximation je considère seulement l'aplatissement géométrique de l'étoile, tandis que l'assombrissement gravitationnel est considéré comme négligeable. Nous pouvons estimer une erreur systématique maximale environ 0.039 mas (6 %) pour ζ Peg et nous trouvons 0.047 mas (7 %) pour δ Cyg. Je traduirai ces incertitudes en termes de magnitude S_v dans le chapitre suivant.

3 Conclusion

Dans ce chapitre nous avons vu en détail la manière de préparer des observations et de déterminer le diamètre angulaire des étoiles en utilisant l'instrument VEGA/CHARA dans le domaine du visible. Les nombreux outils numériques développés par les intervenants pour la préparation des observations interférométriques dans ce travail de recherche, et présentés ici, témoignent bien d'une volonté de rendre l'interférométrie accessible aux non spécialistes du domaine. J'ai composé un échantillon constitué de huit étoiles dont six sont des étoiles simples et deux sont des rotateurs rapides. Les outils numériques dédiés à la préparation des observations m'ont permis de valider ce choix en terme d'observabilité. J'ai présenté dans ce chapitre les diamètres angulaires que j'ai déterminés avec l'instrument VEGA. Ces diamètres angulaires seront utilisés pour étalonner la relation BSC. Le chapitre suivant vise donc à introduire cette relation et à montrer comment ces mesures de diamètres seront utilisées pour l'étalonnage. Les deux rotateurs rapides ont fait l'objet d'un traitement à part car, comme nous l'avons vu à la section 2.4.2, ces objets sont assez complexes. Ce sera également l'occasion d'étudier le comportement de la relation BSC dans le cas de ces étoiles particulières.

Chapitre IV

Étalonnage de la relation brillance de surface-couleur

Sommaire

1	Étalonnage de la relation brillance de surface-couleur	96
1.1	Les différents échantillons d'étoiles utilisés	96
1.2	Photométrie stellaire	98
2	Relation empirique S_V vs $(V-K)_0$	103
2.1	Dépendance de la classe spectrale	103
2.2	Étalonnage global	106
3	Applications : détermination de distance de λ Tau	108
4	Conclusion	110

Dans le chapitre précédent, j'ai présenté l'instrument VEGA qui m'a permis de déterminer le diamètre angulaire de chaque étoile de mon échantillon. Ce chapitre est dédié à l'exploitation astrophysique de mes résultats dans le but de contraindre la relation brillance de surface-couleur. Il convient alors de définir la relation BSC et de définir certaines grandeurs physiques associées à cette relation avant de la contraindre à l'aide de mes mesures de diamètre.

La BSC est une relation reliant le flux lumineux émergent d'une étoile, par unité d'angle solide, et sa couleur. La BSC exprime la relation de Stefan-Boltzmann entre la luminosité totale et la température effective (ou ses paramètres dérivés tels que le diamètre angulaire, la magnitude et la couleur en supposant que la température et la correction bolométrique peuvent être traduites en terme de couleur mesurée). Cette relation peut s'appliquer à diverses problématiques telles que la détermination des paramètres stellaires (exemple : détermination de la distance des Céphéides), l'étude du transit des planètes extra-solaires ou bien encore la ca-

ractérisation de sources de micro-lentilles. La relation BSC est très largement utilisée dans le domaine visible. En effet, la couleur est une quantité qui dépend de plusieurs paramètres stellaires telles que la gravité effective et la métallicité (quantité qui traduit le rapport $[\frac{Fe}{H}]$ dans les étoiles). Cette dépendance est plus ou moins grande selon la bande photométrique utilisée. [Di Benedetto \(1993\)](#) a démontré que la combinaison des bandes visible et proche-infrarouge, tels que (V-K), est optimale pour estimer la couleur des étoiles. Cependant, la photométrie en proche-infrarouge n'est pas toujours disponible et lorsqu'elle existe, nous sommes confrontés à un problème de précision de mesure dans ce domaine spectral. Ce chapitre est dédié à présenter mes travaux sur l'étalonnage de cette relation dans le visible en combinant les mesures de diamètres angulaires mesurés avec VEGA/CHARA (Chapitre III) et des mesures de diamètres angulaire, disponibles dans la littérature, obtenues avec divers interféromètres dans le monde.

L'Equation 1.11 du chapitre I fut utilisée dans mon travail de thèse pour étalonner la relation BSC. Cette équation contient deux quantités qui sont les diamètres angulaires obtenus à partir de la littérature disponible (les diamètres seront présentés au paragraphe suivant (section 1.1)) et les magnitudes intrinsèques (section 1.2).

1 Étalonnage de la relation brillance de surface-couleur

Mon travail d'étalonnage de la relation BSC repose sur un certain nombres d'étoiles dont les paramètres furent publiés dans divers articles, en plus de mon propre échantillon d'étoiles. La section qui suit a pour but de présenter brièvement les échantillons d'étoiles tirés de la littérature.

1.1 Les différents échantillons d'étoiles utilisés

▷ **Échantillon de Hanbury Brown** : Cet échantillon est composé de 32 étoiles de types spectraux allant de F8 à O5. Le diamètre angulaire de chaque étoile a été mesuré par ([Hanbury Brown et al., 1974a](#)) en utilisant l'interféromètre NSII. A partir de cet échantillon, [Barnes et al. \(1976\)](#) déterminèrent un diamètre assombri, pour chaque étoile, en utilisant les coefficients d'assombrissement centre-bord associés à leurs types spectraux respectifs. Ce travail aboutira à une meilleure estimation des diamètres angulaires à partir desquels une nouvelle relation BSC fut déduite en tenant compte de différents indices de couleurs (B-V), (V-R) et (R-I). Sept étoiles de cet échantillon ont été exclues dans mon étude car elles sont de nos jours connues pour avoir une structure complexe pouvant biaiser les résultats de mon étude (exemple : étoiles Be, Binaires à

IV.1 Étalonnage de la relation brillance de surface-couleur

faible séparation, vent, etc...). Des détails supplémentaires sont présentés dans l'annexe A.

▷ **Échantillon sélectionné par Di Benedetto** : Cet échantillon contient 45 étoiles de type spectral K, G, F et A dans l'intervalle d'indice de couleurs $-0,1 \leq (V - K)_0 \leq 3.7$. Les diamètres angulaires de 27 étoiles furent mesurés par les interféromètres NPOI et Mark III et publiés par Nordgren et al. (2001) et Mozurkewich et al. (2003) respectivement. Les autres (18 étoiles) étoiles ont été soigneusement sélectionnées avec des diamètres angulaires mesurés par des techniques d'interférométrie (Code et al., 1976; Davis & Tango, 1986; di Benedetto & Rabbia, 1987; Mozurkewich et al., 1991; Ridgway et al., 1980). L'ensemble de cet échantillon fut utilisé par Di Benedetto (2005) pour étalonner la relation BSC avec une précision de 0.03 mag (voir Tableau I.1 du chapitre I). Di Benedetto compara ensuite sa relation aux mesures de Kervella et al. (2004b) et trouva un bon accord.

▷ **Échantillon de Boyajian** : L'échantillon de Boyajian et al. (2012) est composé de 44 étoiles de la séquence principale de type spectral G, F et A. Les mesures interférométriques ont été obtenues avec l'instrument Classic du réseau interférométrique CHARA. Les diamètres angulaires de ces étoiles furent déterminés avec une précision moyenne de 1.5% avec une χ^2 de 1.0 dans la plupart des cas.

▷ **Échantillon de Maestro** : Il est composé de 10 étoiles de types spectraux allant de F6 à B2. Les diamètres angulaires furent mesurés par Maestro et al. (2013b) dans le visible en utilisant l'instrument CHARA/PAVO. La précision des mesures atteint la valeur moyenne de 2.3%. L'étoile ζ Cas de type β Cepheid de cet échantillon n'a pas été retenue dans mon étude (voir annexe A).

▷ **Échantillon de VEGA** : Il est composé des 8 étoiles de type spectral précoce. Cet échantillon a été présenté au chapitre précédant (Chapitre III).

Au total, mon échantillon compte 132 étoiles couvrant un domaine assez large de types spectraux (de A à K). Les sections suivantes ont pour objectif d'introduire les grandeurs physiques nécessaires à la bonne compréhension du travail réalisé durant ma thèse qui consiste à étalonner la relation BSC.

1.2 Photométrie stellaire

1.2.1 Magnitudes et indices de couleur

La magnitude et l'indice de couleur sont deux quantités très importantes pour ma thèse car l'étude de la relation BSC nous impose de travailler avec ces deux dernières quantités comme nous l'avons vu précédemment. Différents types de magnitude sont utilisés en astronomie. La magnitude apparente est l'éclat d'une étoile mesurée par un observateur situé sur Terre. On définit également la magnitude absolue d'une étoile qui est sa magnitude apparente mesurée par un observateur situé à une distance de 10 pc de cette étoile. Cette magnitude est déterminée par rapport à un flux de référence à une longueur d'onde donnée et peut être donnée dans une ou plusieurs bandes spectrales (comme U, B et V du système photométrique de Johnson) :

$$m_\lambda = -2.5 \log \left(\frac{f_\lambda}{f_{0\lambda}} \right), \quad (\text{IV.1})$$

où f_λ est le flux de l'étoile dont on veut déterminer sa magnitude apparente et $f_{0\lambda}$ représente le flux de référence de l'étoile Vega (par définition la magnitude de Vega dans les bandes U, B, et V est égale à 0).

L'indice de couleur d'une étoile est défini comme étant la différence entre ses magnitudes apparentes mesurées dans deux bandes spectrales différentes :

$$m_{\lambda_2} - m_{\lambda_1} = -2.5 \log \left(\frac{f_{\lambda_1}}{f_{\lambda_2}} \right) \quad (\text{IV.2})$$

Cependant, il est à noter que la mesure de la magnitude apparente est entachée par les phénomènes de rougissement et d'extinction interstellaire. Il convient donc de corriger la magnitude apparente de ces deux phénomènes. La section suivante traite ce problème.

1.2.2 Le rougissement et l'extinction interstellaire

Lorsqu'un rayonnement issu d'un astre, traverse un milieu interstellaire, son intensité est atténuée tout au long du parcours par la combinaison de deux phénomènes physiques : l'absorption et la diffusion d'une partie des photons par les gaz et les poussières présents sur leur chemin. Cette atténuation est appelée extinction. L'étoile paraît donc moins brillante qu'elle ne l'est réellement, créant ainsi un biais sur la magnitude apparente mesurée qui se propagera

IV.1 Étalonnage de la relation brillance de surface-couleur

numériquement sur les autres grandeurs physiques. Pour une longueur d'onde λ la relation entre le flux émis et le flux observé est traduite par le facteur de magnitude comme suit :

$$m_{\lambda 0} = m_{\lambda} - A_{\lambda}, \quad (\text{IV.3})$$

où $m_{\lambda 0}$ est la magnitude corrigée, m_{λ} est la magnitude apparente observée sur terre. A_{λ} représente l'extinction en magnitude à la longueur d'onde λ . On définit également le rapport R de l'extinction totale sur l'extinction sélective entre deux longueurs d'ondes λ_1 et λ_2 par :

$$R_{\lambda} = \frac{A_{\lambda 1}}{A_{\lambda 2} - A_{\lambda 1}} = \frac{A_{\lambda 1}}{E_{\lambda 1, \lambda 2}}. \quad (\text{IV.4})$$

$E_{\lambda 1, \lambda 2}$ est appelé excès de couleur qui est la différence entre la couleur observée et la couleur réelle de l'étoile :

$$E(m_{\lambda 2} - m_{\lambda 1}) = (m_{\lambda 2} - m_{\lambda 1}) - (m_{\lambda 2} - m_{\lambda 1})_0. \quad (\text{IV.5})$$

Généralement, l'extinction dans la bande V est reliée à un excès de couleur $E(B - V)$ entre les filtres B et V et un rapport d'extinction R_V vérifiant la relation suivante :

$$A_V = R_V E(B - V), \quad (\text{IV.6})$$

où $E(B - V)$ est la différence entre l'indice de couleur observé (B-V) et l'indice de couleur intrinsèque (B-V)₀. Dans la suite de mes travaux j'ai été amené à calculer l'extinction A_V et l'excès de couleurs $E(V - K)$ pour l'étalonnage de la relation BSC. Ceci nécessite l'utilisation de plusieurs méthodes qui seront présentées dans la section suivante.

1.2.3 Correction photométrique de la magnitude

Les différentes magnitudes apparentes utilisées dans mon étude sont basées sur le système UBVIJHK de Johnson ([Johnson et al., 1966](#)). Elles ont été obtenues en utilisant la base de données GPCD¹. Cette base de données fut publiée par [Mermilliod et al. \(1997\)](#) qui utilisa des critères très sélectifs pour identifier la qualité de données (comme le nombre de mesures, le système de filtres utilisés, la cohérence entre les différentes sources de données). Ces critères m'ont encouragé à utiliser cette base pour mes études. Après avoir obtenu la magnitude m_V dans la bande V et la magnitude m_K dans la bande K, j'ai besoin de les corriger des effets présentés dans la section 1.2.2. Pour cela, j'ai utilisé deux stratégies distinctes pour la suppression

1. Available at <http://obswww.unige.ch/gcpd/>

Chapitre IV. Étalonnage de la relation brillance de surface-couleur

du rougissement et de l'extinction interstellaire, dépendant de la distance à laquelle se trouve l'étoile (voir figure IV.1) :

a) Pour les étoiles dont la distance est inférieure à 75 pc, l'extinction interstellaire est très faible le long de la ligne de visée. Dans ce cas, j'ai appliqué la formule standard largement utilisée dans les travaux de [Blackwell et al. \(1990\)](#); [Di Benedetto \(1998, 2005\)](#). Cette approche est basée sur la parallaxe déterminée par [van Leeuwen \(2007\)](#) :

$$A_V = \frac{0.8}{\pi} = 0.8 \frac{d[pc]}{1000}, \quad (\text{IV.7})$$

où π est la parallaxe en mas. Le coefficient "0.8" correspond à la diminution de la magnitude apparente de 0.8 tous les 1000 pc. C'est l'extinction le long de la ligne de visée.

b) Pour les étoiles dont la distance est supérieure à 75 pc, l'extinction interstellaire devient de plus en plus importante. Dans ce cas, la stratégie consiste à utiliser l'équation IV.6 dans laquelle j'ai pris un coefficient de rougissement $R_V=3.1$ (le plus utilisé dans notre galaxie ([Fitzpatrick, 1999](#))) :

$$A_V = 3.1E(B - V). \quad (\text{IV.8})$$

L'excès de couleur $E(B-V)$ a été déterminé par plusieurs auteurs par le passé. Dans la littérature, il existe plusieurs valeurs significativement différentes de $E(B-V)$ pour une même étoile. A titre d'exemple, la valeur de $E(B-V)$ pour ζ Per varie de 0.020 à 0.331. Pour obtenir la meilleure estimation de l'excès de couleur $E(B-V)$, j'ai utilisé deux méthodes :

- **La "Q-méthode"** : Elle a été inventée par [Johnson & Morgan \(1953\)](#) puis améliorée par [Hiltner & Johnson \(1956\)](#); [Johnson \(1958\)](#) pour les étoiles de type spectral OB. Cette méthode consiste à calculer le facteur Q en fonction des indices des couleurs observées (U-B) et (B-V) en utilisant la relation suivante :

$$Q = (U - B) - 0.72(B - V). \quad (\text{IV.9})$$

Dans le cas des étoiles de mon échantillon, les couleurs observées (U-B) et (B-V) sont obtenues à partir du catalogue de photométrie stellaire dans le système de Johnson ([VizieR Online Data Catalog :Ducati \(2002\)](#)). Une fois le facteur Q calculé (en utilisant l'équation IV.9), j'ai été en

IV.1 Étalonnage de la relation brillance de surface-couleur

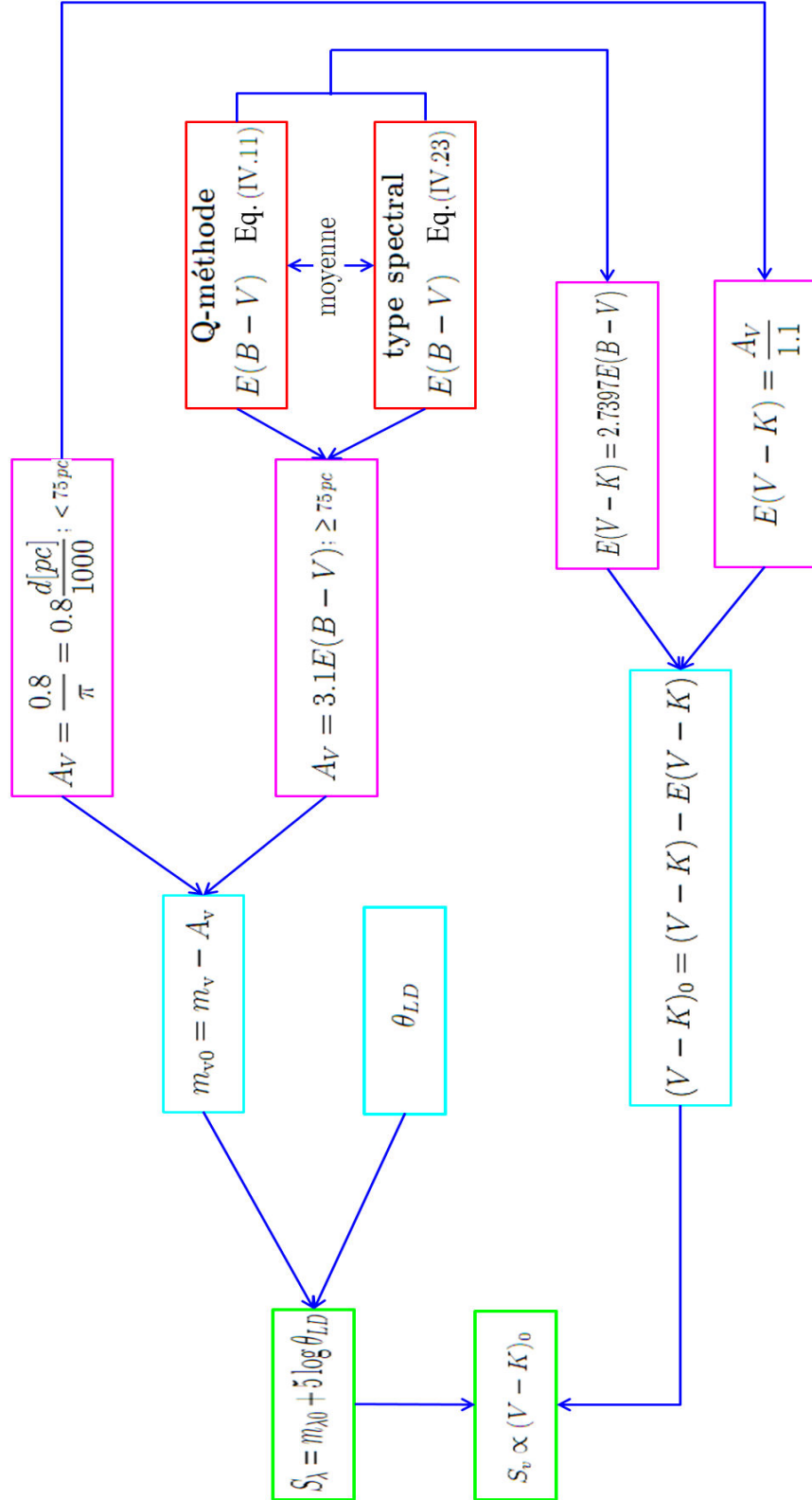


Figure IV.1 – Diagramme explicatif de différentes étapes de la correction photométrique.

mesure de calculer l'indice de couleur intrinsèque $(B-V)_0$ en me basant sur la relation empirique étalonnée par [Pecaut & Mamajek \(2013\)](#) :

$$(B - V)_0 = - 0.004776008156728 + 0.5522012574154 Q + 1.151583004497 Q^2 + 1.829921229667 Q^3 + 0.8933113140506 Q^4 \quad (\text{IV.10})$$

Enfin, à partir de l'indice de couleur observé et de l'indice de couleur intrinsèque, j'ai pu calculer l'excès de couleur $E(B-V)$ (Équation [IV.5](#)) :

$$E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0 \quad (\text{IV.11})$$

• **La méthode du type spectral** : En fonction de type spectral obtenu à partir de la base de données SIMBAD¹ pour chaque étoile de mon échantillon et en utilisant les résultats publiés par [Wegner \(1994\)](#) (modèle), j'ai déterminé l'indice de couleur intrinsèque dans les différentes bandes : $(B - V)_0$, $(V - R)_0$, $(V - I)_0$, $(V - J)_0$, $(V - H)_0$ et $(V - K)_0$. En comparant ces valeurs avec les indices de couleur observés ([Ducati, 2002](#)), j'ai pu trouver les excès de couleurs $E(B-V)$, $E(V-R)$, $E(V-I)$, $E(V-J)$, $E(V-H)$ et $E(V-K)$. L'étape suivante consiste à convertir ces dernières valeurs en excès de couleur $E(B-V)$. Pour ce faire, j'ai utilisé les rapports d'extinction de [Fitzpatrick \(1999, Tab.2\)](#) excepté pour la bande B pour laquelle j'ai utilisé le rapport de [Cardelli et al. \(1989\)](#) :

$$\frac{A_K}{E(B - V)} = 0.36 \quad (\text{IV.12})$$

$$\frac{A_H}{E(B - V)} = 0.53 \quad (\text{IV.13})$$

$$\frac{A_J}{E(B - V)} = 0.86 \quad (\text{IV.14})$$

$$\frac{A_I}{E(B - V)} = 1.57 \quad (\text{IV.15})$$

$$\frac{A_R}{E(B - V)} = 2.32 \quad (\text{IV.16})$$

$$\frac{A_V}{E(B - V)} = 3.10 \quad (\text{IV.17})$$

1. Available at <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

$$\frac{A_B}{E(B-V)} = 4.14 \quad (\text{IV.18})$$

En utilisant les équations IV.12 à IV.18, j'ai pu calculer les facteurs de conversion suivants :

$$E(B-V) = \frac{E(V-R)(A_B - A_V)}{(A_V - A_R)} = 1.2820E(V-R) \quad (\text{IV.19})$$

$$E(B-V) = \frac{E(V-I)(A_B - A_V)}{(A_V - A_I)} = 0.6536E(V-I) \quad (\text{IV.20})$$

$$E(B-V) = \frac{E(V-J)(A_B - A_V)}{(A_V - A_J)} = 0.4464E(V-J) \quad (\text{IV.21})$$

$$E(B-V) = \frac{E(V-H)(A_B - A_V)}{(A_V - A_H)} = 0.3891E(V-H) \quad (\text{IV.22})$$

$$E(B-V) = \frac{E(V-K)(A_B - A_V)}{(A_V - A_K)} = 0.3650E(V-K) \quad (\text{IV.23})$$

Au final, j'ai obtenu 7 valeurs de $E(B-V)$, 1 valeur avec la "Q-méthode" et 6 valeurs par la méthode du type spectral. En calculant la moyenne pondérée de ces valeurs, j'ai pu trouver un excès de couleur très précis qui m'a permis de déterminer l'extinction A_V de chaque étoile de mon échantillon en me basant sur l'équation IV.8. Afin de déterminer l'indice de couleur $(V-K)_0$, j'ai utilisé le facteur de conversion de l'équation IV.23 entre $E(B-V)$ et $E(V-K)$. A ce niveau, je dispose désormais de tous les paramètres nécessaires (m_V , m_K , A_V et $E(V-K)$) afin de déterminer une nouvelle relation empirique de la BSC.

2 Relation empirique S_V vs $(V-K)_0$

2.1 Dépendance de la classe spectrale

Une question que l'on peut légitimement se poser est de savoir si l'étalonnage de la relation BSC dépend de la classe spectrale des étoiles. Afin de répondre à cette question, j'ai partagé mes étoiles en trois groupes :

Chapitre IV. Étalonnage de la relation brillance de surface-couleur

- i) Le premier groupe est composé de 12 étoiles supergéantes (classe I) et géantes brillantes (classe II).
- ii) Le deuxième groupe est composé de 41 étoiles géantes (classe III).
- iii) Le dernier groupe est composé de 79 étoiles sous-géantes (classe IV) et des étoiles de la séquence principale (classe V).

La figure IV.2 montre le meilleur ajustement pour les classes spectrales I+II et II. En revanche, l'ajustement est moins bon pour les sous-géantes et les étoiles de la séquence principale qui présentaient une grande dispersion. L'étalonnage est donnée par :

$$\begin{aligned}
 & -0.89 \leq (V - K)_0 \leq 3.21 \\
 S_v &= 2.323 + 2.050(V - K)_0 - 0.459(V - K)_0^2 + 0.093(V - K)_0^3 \quad (\text{IV.24}) \\
 & [\sigma_{S_v} = 0.09 \text{ mag}; \sigma_\theta \simeq 4.3\%; 12 \text{ étoiles}; \text{classe I + II}]
 \end{aligned}$$

$$\begin{aligned}
 & -0.74 \leq (V - K)_0 \leq 3.70 \\
 S_v &= 2.465 + 1.884(V - K)_0 - 0.294(V - K)_0^2 + 0.041(V - K)_0^3 \quad (\text{IV.25}) \\
 & [\sigma_{S_v} = 0.09 \text{ mag}; \sigma_\theta \simeq 4\%; 41 \text{ étoiles}; \text{classe III}]
 \end{aligned}$$

$$\begin{aligned}
 & -0.58 \leq (V - K)_0 \leq 2.06 \\
 S_v &= 2.666 + 1.985(V - K)_0 - 0.944(V - K)_0^2 + 0.323(V - K)_0^3 \quad (\text{IV.26}) \\
 & [\sigma_{S_v} = 0.11 \text{ mag}; \sigma_\theta \simeq 5.1\%; 79 \text{ étoiles}; \text{classe IV + V}]
 \end{aligned}$$

où σ_{S_v} est l'erreur standard déterminée à partir de la dispersion globale autour de la relation moyenne. Ce résultat montre une légère différence de 0.02 mag en précision entre les étoiles de faible luminosité I+II et III et les étoiles de classe IV+V. Par contre les points zéro de ces relations sont très proches les uns des autres. Cette différence peut s'expliquer par le nombre d'étoiles utilisées pour l'étalonnage. Ainsi, on peut conclure que la classe spectrale n'a pas

IV.2 Relation empirique S_V vs $(V-K)_0$

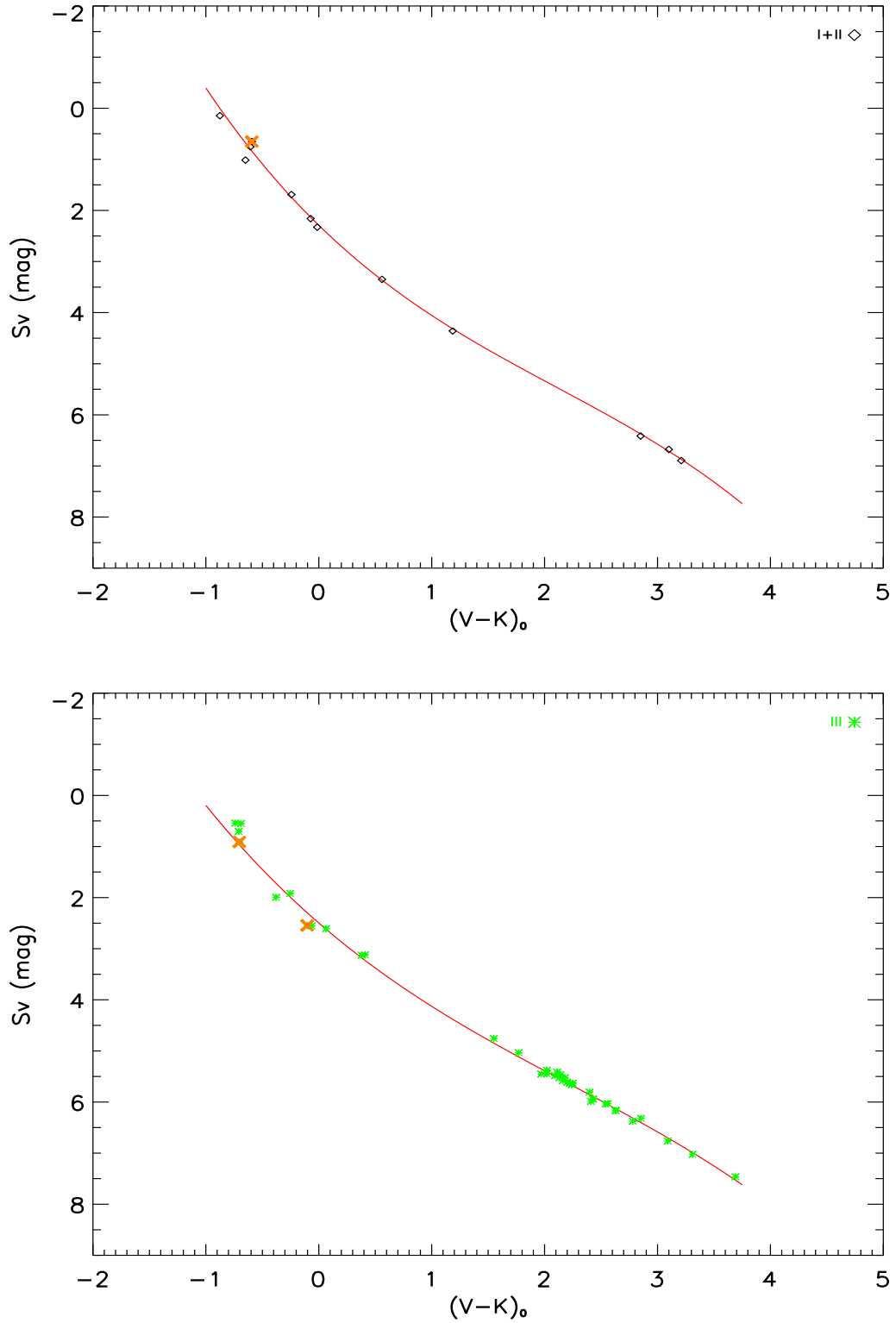


Figure IV.2 – Relation entre la brillance de surface S_v et l'indice de couleur $(V-K)_0$ pour les classes de luminosité I+II (\diamond), la classe III ($*$) et les classes IV+V (\circ). Les symboles (\times) représente les mesures VEGA/CHARA. La ligne rouge représente le meilleur ajustement de la relation BSC.

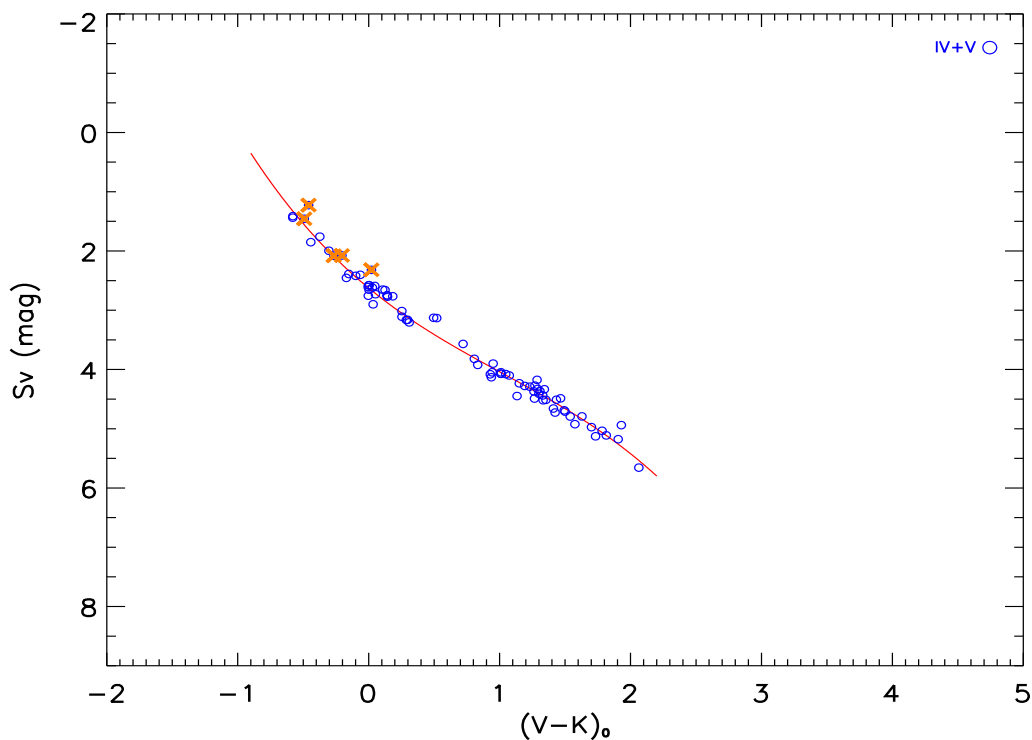


Figure IV.2 – Suite.

d'influence sur l'étalonnage de la relation brillance de surface dans notre cas. Dans la suite je considérerai un étalonnage global en combinant toutes les données sans distinguer les classes.

2.2 Étalonnage global

Une fois ce long travail de sélection et de correction de la photométrie achevé, j'ai utilisé mon échantillon d'étoiles, contenant les deux types tardif et précoce, pour étalonner la relation BSC. Mon échantillon d'étoiles couvre une large plage d'indices de couleur (afin d'avoir un point de comparaison avec les études précédentes) : $-0.87 < V - K < 3.69$ (Boyajian et al., 2012; Hanbury Brown et al., 1974a; Maestro et al., 2013b; Mozurkewich et al., 2003; Nordgren et al., 2001). J'ai procédé au retrait de sept étoiles car elles présentaient une structure complexe (présence d'un environnement circumstellaire, système multiple, système binaire à faible séparation) pouvant biaiser les résultats (pour plus de détails, j'invite le lecteur à consulter mon article situé en annexe 1). La figure IV.3 montre le meilleur ajustement pour nos estimations de la brillance de surface. L'ajustement aboutit à un polynôme de degré 5 avec une précision

IV.2 Relation empirique S_V vs $(V-K)_0$

(différence entre les mesures et l'ajustement) $\sigma_{S_V}=0.16$ mag pour l'ajustement entre -1 et 0 et une précision de $\sigma_{S_V}=0.10$ mag pour l'ajustement global (entre -1 et 4) en utilisant l'estimateur suivant :

$$\sigma_{S_V} = \sqrt{\frac{\sum_{i=0}^{i=n} (S_{V_i \text{ mes}} - S_{V_i \text{ fit}})^2 \omega_i}{\sum_{i=0}^{i=n} \omega_i}}, \quad (\text{IV.27})$$

avec, n, le nombre total de mesures de notre échantillon, $S_{V_i \text{ mes}}$, la brillance de surface mesurées de l'étoile i , $S_{V_i \text{ fit}}$, la brillance de surface calculée correspond au modèle de l'étoile i et $\omega_i = \frac{1}{(\Delta_{S_{V_i}})^2}$, poids correspondant à l'erreur mesurée $\Delta_{S_{V_i}}$ de l'étoile i .

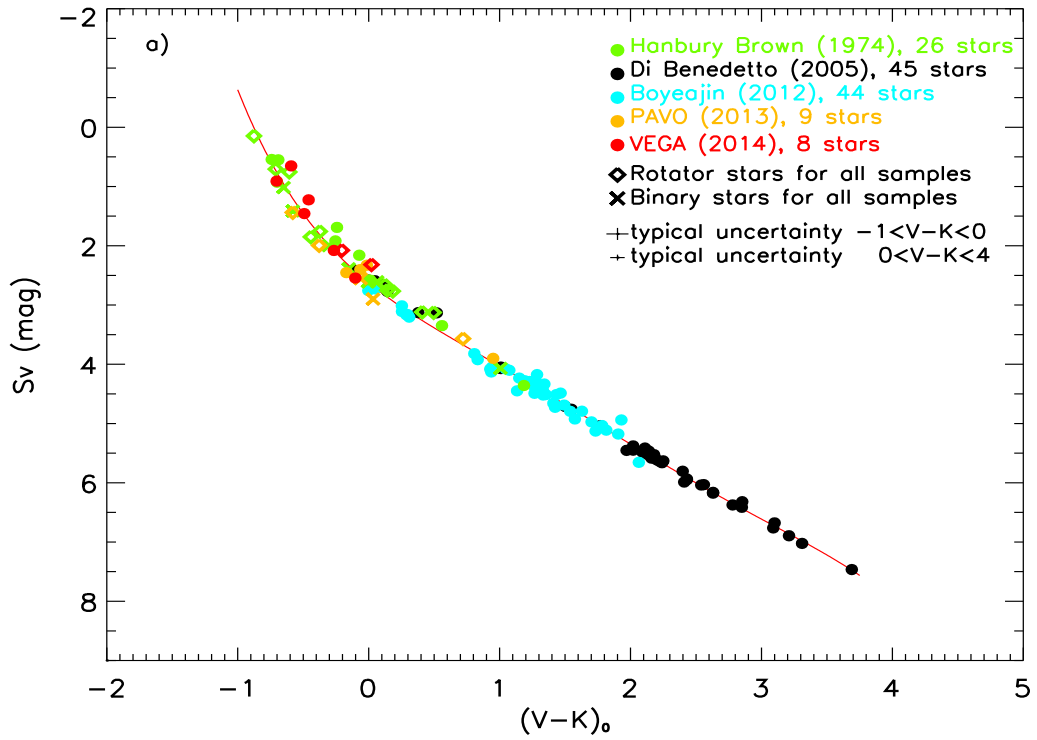


Figure IV.3 – La relation brillance de surface S_V en fonction de l'indice de couleur intrinsèque $(V - K)_0$.

$$S_v = 2.624_{\pm 0.009} + 1.798_{\pm 0.020}(V - K)_0 - 0.776_{\pm 0.034}(V - K)_0^2 + 0.517_{\pm 0.036}(V - K)_0^3 - 0.150_{\pm 0.015}(V - K)_0^4 + 0.015_{\pm 0.002}(V - K)_0^5 \quad (\text{IV.28})$$

A partir de l'Equation IV.28 on peut déterminer un diamètre photométrique avec une précision de 4.6% pour les étoiles dont le type spectral compris entre A3 et O9. Il est à noter que l'étalonnage de la relation BSC est effectué en considérant que l'erreur sur les magnitudes dans les bandes V et K (0.015 et 0.030 respectivement), cependant l'erreur moyenne sur $(V - K)_0$ (0.073) n'a pas été considérée dans l'étalonnage. La figure IV.4 représente un zoom sur la relation dans l'intervalle $[-1, 0.25]$, on remarque une forte dispersion pourrait être due à la rotation ceci est discuté dans le papier I (voir annexe A).

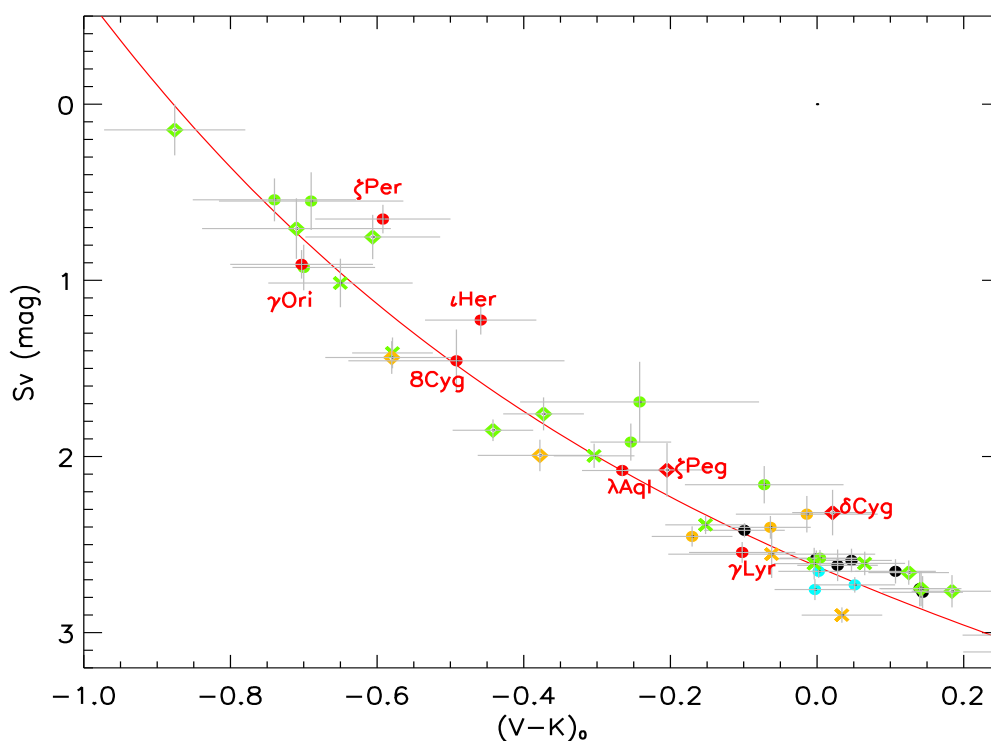


Figure IV.4 – Zoom sur $-1 \leq (V - K)_0 \leq 0.25$ de la Figure IV.3 avec les noms des étoiles VEGA en rouge.

3 Applications : détermination de distance de λ Tau

Lambda Tauri (λ Tau, HD25204, HIP18724) est une étoile triple de la constellation du Taureau avec une magnitude apparente moyenne de +3.47 (Nicolet, 1978). La composante primaire, Lambda Tauri A, est une étoile naine de type spectral B3V. Le compagnon est une sous-géante blanche de type spectral A4IV. Ces deux composantes forment un système binaire

IV.3 Applications : détermination de distance de λ Tau

à éclipses orbitant avec une période 3.95 jours. La troisième étoile est faible avec une période orbitale de 33 jours (Fekel & Tomkin, 1982). Le tableau IV.1 resume les paramètres de ce système binaire. Pour calculer la distance à λ Tau on doit déterminer les diamètres angulaires ϕ de deux composantes en utilisant la relation brillance de surface.

	Composante primaire	Composante secondaire
RA	04h 00m 40.8	
Dec	+12°29'25"	
S. Type	B3V	A4IV
$T_{\text{eff}}[\text{K}]$	21000	7850
$m_V[\text{mag}]$	3.535	5.932
$m_K[\text{mag}]$	4.022	5.366
(V-K)	-0.487	0.566
$R[R_{\odot}]$	6.6	5.9
$q = M_2/M_1$		0.263
flux L_2/L_1 (V)		0.110
flux L_2/L_1 (K)		0.290
$E(B - V)$		0.06
A_V		0.186
$E(V - K)$		0.176
$(V-K)_0$	-0.663	0.390
m_0	3.349	5.746

Tableau IV.1 – Liste des paramètres pour le système binaire à éclipse λ Tau. La magnitude V_0 et l'indice de couleur $(V-K)_0$ sont corrigés en utilisant la procédure présentée dans la section 1.2.3.

$$\phi[\text{mas}] = 10^{0.2(Sv - m_0)} \quad (\text{IV.29})$$

En injectant les indices de couleurs pour les deux composantes A et B dans l'équation 2.1 on trouve $Sv_A=1.092$ mag et $Sv_B=3.255$ mag. Puis en injectant ces dernières valeurs dans l'équation IV.29 on trouve les diamètres angulaires photométrique de deux composantes $\phi_A = 0.354 \pm 0.017$ mas et $\phi_B = 0.318 \pm 0.015$ mas.

La distance sera calculée en combinant les diamètres linéaires (calculés à 2% près) avec les diamètres angulaires :

$$d[\text{pc}] = 9.305 \frac{R[R_{\odot}]}{\phi[\text{mas}]} \quad (\text{IV.30})$$

L'équation IV.30 donne les distances : $d_A = 173.6 \pm 8.3$ pc et $d_B = 172.8 \pm 8.3$ pc respectivement pour les composantes primaire et secondaire. La distance à ce système est déterminée

à 5% près, c'est qui présente une bonne confirmation pour les travaux d'amélioration que j'ai apporté sur la relation brillance de surface. Des études spectroscopiques et interférométriques ont été fait sur λ Tau en collaboration avec des membres de projet seront le sujet d'un papier en preparation (Nardetto et al. 2015). Le tableau IV.2 résume les différentes distances déterminée pour λ Tau.

Méthode	Distance [pc]	Référence
Ajustement de la séquence principale	96	Savage et al. (1985)
Parallaxe trigonométrique	125	Ochsenbein & Halbwachs (1987)
Parallaxe (Tycho-2)	236	Ammons et al. (2006)
Parallaxe (Hipparcos)	148	Anderson & Francis (2012)
Parallaxe (Tycho-2)	319	Pickles & Depagne (2010)
Parallaxe	114	Welsh et al. (2010)

Tableau IV.2 – Différentes distances de λ Tau dans la littérature.

4 Conclusion

A travers ce chapitre, j'ai montré comment il était possible d'améliorer la relation BSC en ajoutant un certain nombre d'étoiles observées avec l'instrument VEGA. Cet instrument m'a permis d'obtenir des mesures de diamètres avec une grande précision. Ainsi, en combinant les diamètres angulaires obtenus avec VEGA, et présentés au chapitre III, avec les diamètres angulaires disponibles dans la littérature, j'ai pu déduire une nouvelle relation BSC avec une précision de 0.16 mag pour les étoiles de type précoce. Cela se traduit par une précision de 4.6% sur la détermination des diamètres angulaires photométriques déduits à partir de la relation BSC. De plus, ces nouveaux résultats permettront de grandement améliorer la précision sur le calcul des distances aux M31 et M33 effectuées dans le cadre du projet international "Araucaria" à 6% près lorsque on utilise l'équation IV.28.

J'ai montré dans ce chapitre que la relation BSC est fortement dépendante de la magnitude des étoiles. Ce point est intéressant car il existe une catégorie d'étoiles assez particulière possédant un $V \sin i$ important. Ce grand $V \sin i$ traduit une grande vitesse de rotation propre de l'étoile : il s'agit des rotateurs rapides. Ces étoiles ont la particularité de modifier leur distribution de brillance en surface via l'effet d'assombrissement gravitationnel, provoqué par la grande vitesse de rotation propre. Ce point a été abordé au chapitre précédent (voir section 2.4.2).

De plus, [McAlister et al. \(2005\)](#) ont montré, à travers l'étude de l'étoile Regulus, que les rotateurs rapides produisent une luminosité anormalement élevée par rapport à leur masse. Il est également à noter que les travaux théoriques menés par divers auteurs dans ce domaine (à titre d'exemple : [Delaa et al. \(2013\)](#); [Tuominen \(1972\)](#); [Zorec et al. \(2011\)](#)) semblent suggérer qu'une rotation différentielle en surface de l'étoile provoquerait une modification particulière de sa distribution de brillance. Partant de ces différents constats, il m'est apparu évident que les rotateurs rapides semblent être de bons éléments "perturbateurs" pour le comportement de cette relation. Ceci peut expliquer la dispersion de la relation BSC sur l'intervalle $-1 \leq (V - K)_0 \leq 0$ ([Challouf et al., 2014](#)). Le chapitre suivant vise donc à modéliser l'effet de la rotation sur la relation BSC en considérant des étoiles en rotation rapide.

Chapitre V

Impact de la rotation sur la relation brillance de surface-couleur

Sommaire

1	Effet de la rotation sur la structure d'une étoile	114
1.1	Le modèle de roche pour le rotateur rapide	114
1.2	L'effet Von Zeipel	116
2	Simulations d'observations avec VEGA/CHARA	118
2.1	Modèles théoriques de rotateurs	118
2.2	Principe d'estimation de la visibilité	119
2.3	Le modèle M3 comme exemple	122
3	Quantification de l'effet de la rotation sur la relation BSC	123
4	Rotateur rapide δ Per	126
5	Conclusion	128

Au cours des dernières décennies, des progrès significatifs ont été accomplis dans la description théorique de l'évolution des étoiles en rotation. Cela a nécessité une compréhension des instabilités hydrodynamiques et magnétiques provoquées par la rotation, ainsi que les processus de mélange d'éléments chimiques libérées par ces instabilités. De nombreuses études ont été faites pour obtenir des informations sur la rotation interne pour déterminer la position des étoiles dans le diagramme HR, l'évolution de la vitesse projetée V_{sini} durant la phase de séquence principale, la loi de rotation dans les couches proches de la surface de l'étoile et la géométrie stellaire déduite des données interférométriques. Dans ce chapitre une description de la géométrie et la physique de base de rotateurs rapides seront présentées (section 1) ensuite je décris les modèles que j'ai utilisés pour contraindre mon étude sur la relation brillance de surface (section 2) et comme résultat à cette étude j'ai quantifié les effets de la rotation sur la

relation BSC (section 3).

1 Effet de la rotation sur la structure d'une étoile

1.1 Le modèle de roche pour le rotateur rapide

L'étude menée ici s'appuie sur un modèle d'étoile en rotation rapide développé par [Domiciano de Souza et al. \(2002a\)](#). Ce modèle orienté interférométrie s'appuie sur l'approximation de Roche (rotateur rigide) qui comprend l'assombrissement gravitationnel et la déformation géométrique, ainsi que le code de transfert de rayonnement. Je présente d'abord les équations définissant la forme stellaire et le flux émis en décrivant le modèle numérique qui considère les hypothèses suivantes : i) que la masse de l'étoile est concentrée au centre de l'étoile. ii) que l'étoile tourne avec un taux de rotation constant. La figure [V.1](#) illustre les paramètres utilisés dans cette étude.

Pour une étoile sans rotation de masse M en équilibre radiatif, sa forme uniformément sphérique de rayon R est définie selon une surface équipotentielle ([Eddington, 1926](#)) :

$$\Psi = \text{constante} = \frac{GM}{R} \quad (\text{V.1})$$

Cependant, une fois l'étoile que se met à tourner, un terme doit être ajouté pour tenir compte du potentiel de rotation :

$$\Psi(\theta) = \frac{GM}{R(\theta)} + \frac{1}{2}\Omega^2 R^2(\theta) \sin^2 \theta = \frac{GM}{R_p} \quad (\text{V.2})$$

où θ est la colatitude, R_p est le rayon polaire, Ω est le taux de la vitesse angulaire ($\Omega \neq \Omega(\theta)$), $R(\theta)$ est le rayon à la colatitude θ , M est la masse de l'étoile et G est la constante gravitationnelle.

Le rayon stellaire normalisé $r(\theta)$ par :

$$r(\theta) \equiv \frac{R(\theta)}{R_{eq}}, \quad (\text{V.3})$$

où R_{eq} est le rayon équatorial. Le rapport d'aplatissement D en fonction de la vitesse v_{eq} est défini par :

$$D \equiv \frac{R_p}{R_{eq}} = 1 - \frac{v_{eq}^2 R_p}{2GM} = \left(1 + \frac{v_{eq}^2 R_{eq}}{2GM}\right)^{-1} \quad (\text{V.4})$$

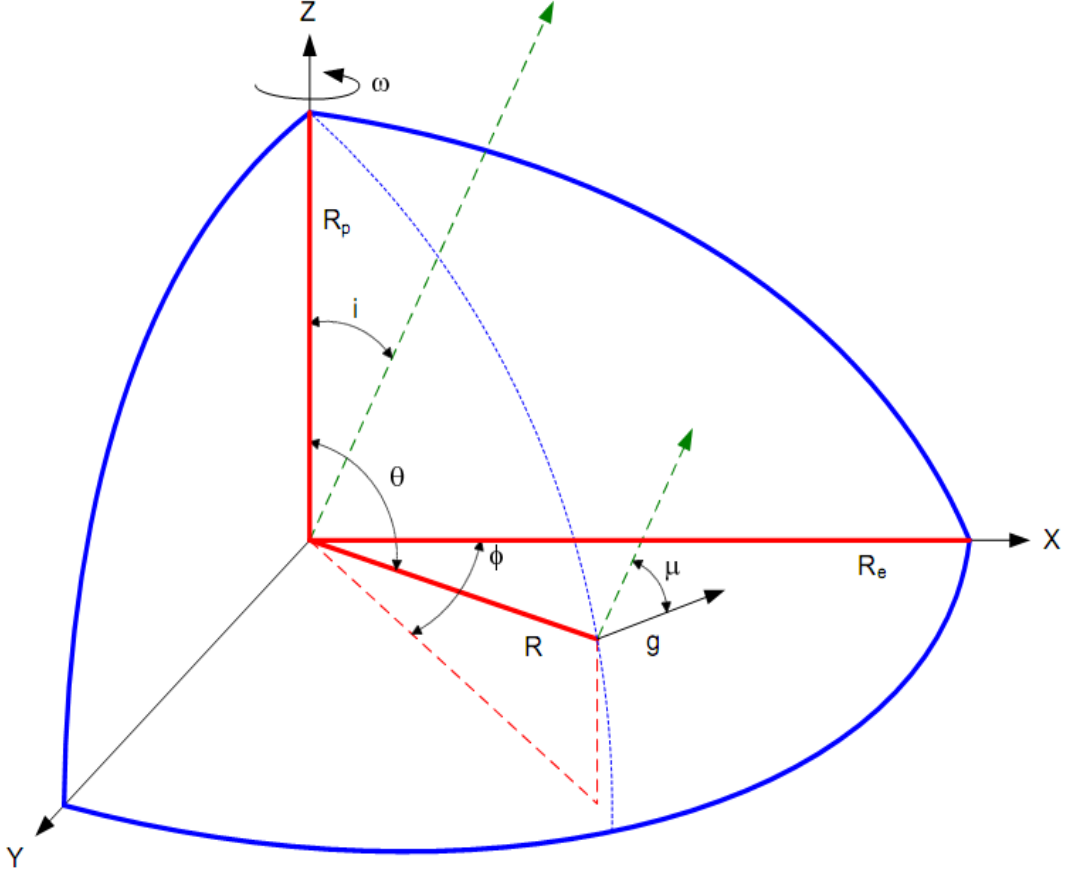


Figure V.1 – Systèmes de coordonnées définissant les angles utilisés pour un rotateur rapide telle que l'observateur est dans le plan XZ. Figure adaptée à la Fig.2 de [Collins \(1965\)](#).

En utilisant la relation $\Omega = \frac{v_{eq}}{R_{eq}}$, nous pouvons écrire l'équation [V.2](#) sous sa forme cubique :

$$r^3(\theta) - r(\theta) \left(\frac{1}{1-D} \right) \frac{1}{\sin^2 \theta} + \left(\frac{D}{1-D} \right) \frac{1}{\sin^2 \theta} = 0 \quad (\text{V.5})$$

Les vitesses linéaires et angulaires critiques équatoriales sont donnés respectivement par :

$$v_{crit} = \sqrt{\frac{GM}{R_{crit}}} = \sqrt{\frac{GM}{\frac{3}{2}R_p}} \quad \text{et} \quad \Omega_{crit} = \frac{V_{crit}}{R_{crit}} \quad (\text{V.6})$$

A cette vitesse de rotation critique l'aplatissement de l'objet est à son maximum, avec $D_{crit} = \frac{R_p}{R_{eq, crit}} = \frac{2}{3}$.

La résolution de l'équation $\Psi(\theta) = \Psi(R_p)$ ([Collins, 1963](#); [Collins & Harrington, 1966](#); [Jordahl, 1972](#)), nous donnons une expression pour le rayon stellaire à toute colatitude θ donnée et

à toute vitesse rotationnelle $\omega = \frac{\Omega}{\Omega_{crit}}$:

$$R(\omega, \theta) = \frac{3R_p}{\omega \sin \theta} \cos \left[\frac{\pi + \cos^{-1}(\omega \sin \theta)}{3} \right] \quad (\text{V.7})$$

Pour calculer la gravité effective à une colatitude donnée, nous devons calculer le gradient du potentiel effectif $g_{eff} = \nabla \Psi$ dans l'Equation V.2. Les deux composantes de gravité locale effective en coordonnées polaires sphériques sont :

$$g_r(\theta) = -\frac{\delta \Psi}{\delta r} = -\frac{GM}{R^2(\theta)} + R(\theta)(\Omega \sin \theta)^2 \quad (\text{V.8})$$

$$g_\theta(\theta) = -\frac{1}{r} \frac{\delta \Psi}{\delta \theta} = R(\theta)\Omega^2 \sin \theta \cos \theta \quad (\text{V.9})$$

Ainsi \vec{g}_{eff} dirigée vers l'intérieur le long de la surface normale, est égale à l'amplitude $\sqrt{g_r^2 + g_\theta^2}$ (Aufdenberg et al., 2006; Cranmer & Owocki, 1995). On peut écrire aussi $g_{eff} = g_p g_n(\theta)$, où $g_p = \frac{GM}{R^2}$ est la gravité effective au pôle et g_n est la gravité effective normaliser du pôle. Afin de compléter la description du modèle physique, nous considérons que l'atmosphère stellaire peut être estimée localement par un modèle plan avec la température adéquate T_{eff} et la gravité g_{eff} .

1.2 L'effet Von Zeipel

L'assombrissement gravitationnel s'explique par le fait que la force centrifuge va compenser une partie de la gravité effective de l'étoile. Etant donné que la force centrifuge dépend de la distance à l'axe de rotation, celle ci sera nulle aux pôles et maximale à l'équateur. Par conséquent, la gravité effective ne sera pas compensée aux pôles et fortement compensée à l'équateur de l'étoile. Von Zeipel (von Zeipel, 1924b) démontre que dans le cas d'une étoile en rotation rigide et en équilibre hydrostatique et radiatif, la température effective de l'étoile est proportionnelle à sa gravité effective selon l'équation suivante :

$$T_{eff}(\theta) = T_p \left(\frac{g(\theta)}{g_p} \right)^\beta \quad (\text{V.10})$$

$T_{eff}(\theta)$ et $g(\theta)$ sont respectivement la température et la gravité effective de l'étoile dépendant de la co-latitude θ (Figure V.1). T_p et g_p sont la température et la gravité polaire respectivement.

V.1 Effet de la rotation sur la structure d'une étoile

Ainsi, la température effective de l'étoile n'est plus uniforme sur l'ensemble de la photosphère. Dans le cas d'une étoile dont l'enveloppe est purement convective, on a $\beta = 0.08$ (Lucy, 1967; Reiners, 2003) et $\beta = 0.25$ dans le cas d'une enveloppe purement radiative (von Zeipel, 1924b). Tuominen (1972) trouva une valeur de $\beta = 0.15$ pour une étoile en rotation différentielle. Cependant, la détermination du paramètre β est très complexe car β dépend d'un très grand nombre de phénomènes. Il peut rendre compte des conditions externes de l'étoile (c'est à dire de la cinématique à la surface de l'étoile) et des conditions thermodynamiques qui existent à l'intérieur de l'étoile. Des efforts considérables à l'heure actuelle, dans le domaine des rotateurs rapides, consistent à déterminer la valeur de β et de l'interpréter convenablement.

Il faut noter que l'utilisation d'un seul terme β pour décrire une étoile peut simplifier beaucoup la nature de la surface stellaire. Cependant, lorsque la température varie de chaud à froid entre le pôle et l'équateur, le mode dominant de transport de chaleur peut passer de radiatif à convectif en fonction de la valeur de ces températures. On peut facilement concevoir qu'un objet dont le profil de température varie de pôle à l'équateur, un tel changement se produit, les basses latitudes seraient convectives et les hautes latitudes seraient radiatives. D'où, une valeur β dépendant de colatitude θ peut être le plus approprié de prendre en compte dans la construction du modèle stellaire le plus valide, l'aspect de surface d'un tel objet sera plus intrigante à l'image.

La Figure V.2 illustre la distorsion attendue conférée au modèle précédemment présenté de surface stellaire en progressant d'un modèle statique à une situation en rotation rapide.



Figure V.2 – Modélisation de trois étoiles identiques ($R_{eq} = 10R_{\odot}$, $d=10$ pc, $\alpha = 0^{\circ}$, $i = 90^{\circ}$) en utilisant un modèle de Roche. Les étoiles de gauche à droite tournent avec une vitesse de 0%, 75% et 95% de sa vitesse critique V_c , tant que l'assombrissement gravitationnel $\beta = 0.2$.

2 Simulations d’observations avec VEGA/CHARA

2.1 Modèles théoriques de rotateurs

Pour cette étude de la relation BSC, j’ai défini six modèles de référence statique (modèles non rotatif). Notre échantillon est sélectionné dans le but de couvrir la gamme comprise entre -1 et 0 de l’indice de couleur V-K et de bien présenter les étoiles de type précoce. En utilisant les données à partir de la base de données [Worthey & Lee \(2011\)](#) j’ai trouvé pour chaque modèle, la température et la gravité de surface $\log g$ correspond à l’indice de couleur V-K choisi. Par la suite, en basant sur ces quantités, j’ai pu déterminer la masse et le rayon de mon échantillon d’étoiles à partir du modèle d’[Allende Prieto & Lambert \(1999b\)](#). Le Tableau V.1 resume les différents paramètres des étoiles. Ces paramètres représentent l’entrée du code CHARRON

Model	M1	M2	M3	M4	M5	M6
$V - K$	-0.7	-0.5	-0.3	0	0.3	0.5
T_{eff}	23701	18418	13660	9794	8353	7822
$\log g$	3.57	3.78	4.13	4.08	4.08	4.14
$M[M_{\odot}]$	13.61	5.59	4.11	2.52	2.17	1.99
$R[R_{\odot}]$	10.00	5.01	2.88	2.39	2.23	1.99
U_{R}	0.287	0.296	0.315	0.403	0.468	0.456

Tableau V.1 – Les paramètres des étoiles utilisés comme référence dans mon étude. L’indice de couleur V-K, la température effective T_{eff} , la gravité de surface $\log g$, la masse solaire $M[M_{\odot}]$ et le rayon solaire $R[R_{\odot}]$ tous ces paramètres physiques déduits de [Allende Prieto & Lambert \(1999b\)](#); [Worthey & Lee \(2011\)](#).

(Code for High Angular Resolution of Rotating Objects in Nature) pour les étoiles statiques ([Domiciano de Souza et al., 2012a, 2002b, 2012b](#)). Pour modéliser les effets de la rotation sur la relation brillance de surface des étoiles j’ai appliqué cinq vitesses de rotation ($0.0V_c$, $0.25V_c$, $0.50V_c$, $0.75V_c$ et $0.95V_c$ et cinq inclinations (0° , 25° , 50° , 75° et 90°) pour chaque modèle dans mon échantillon.

Une fois les images calculées avec CHARRON (avec l’aide d’Armando Domiciano), l’utilisation de mon code s’appuyant sur le théorème de Zernike-Van Cittert (voir Equation II.5 du chapitre II) me permet de passer des images aux estimations de visibilité dans des conditions des observations réelles.

2.2 Principe d'estimation de la visibilité

Les cartes de intensité construites à partir d'un certain nombre de paramètres en utilisant le Tableau V.1 dépend du type d'objets étudiées. Ensuite, nous pouvons calculer la transformée de Fourier de ces images en fonction de configurations VEGA/CHARA dans le but d'estimer la visibilité dans des conditions similaires à des observations réelles. Pour ce travail, j'ai choisi deux configurations à deux et à trois télescopes comme présenté sur la Figure V.3 afin d'obtenir nos mesures de visibilité dans le premier lobe :

- i) Est-Ouest avec les trois télescopes E2, W1 et W2.
- ii) Ouest-Sud en utilisant W2 et S2.

Ces configurations dans les caractéristiques listées dans le Tableau V.2 offrant des mesures de

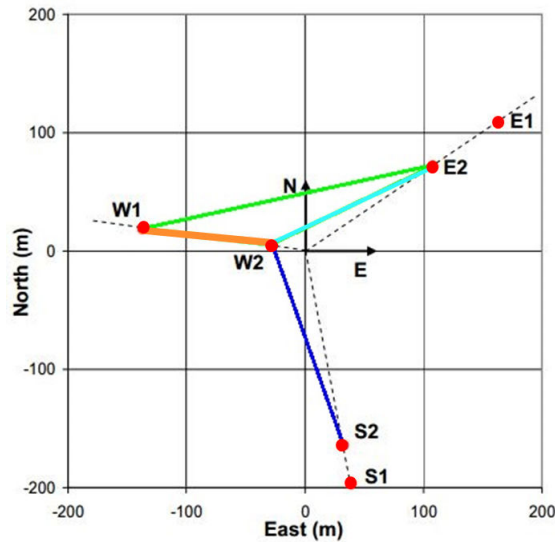


Figure V.3 – Configuration de CHARA (ten Brummelaar et al., 2005b) utilisée dans cette étude.

visibilité pour différentes orientations de l'interféromètre et donnant une bonne couverture du plan (u,v) (voir la Figure V.4).

À la Figure V.5 nous présentons la visibilité carrée en fonction fréquence spatiale pour cinq inclinaison (0° , 25° , 50° , 75° et 90°) lorsque l'étoile (modèle M1) tourne avec 95% de sa vitesse critique V_c . Nous avons choisi une incertitude sur la visibilité $\sigma_{v^2} = 0.05$ (pour tous les modèles dans cette étude) en conformité avec l'incertitude systématique et statistique provoquées sur les mesures de visibilités par l'interféromètre VEGA/CHARA. La courbe rouge sur les figures correspond à un modèle de disque uniforme. De même, la Figure V.6 montre la visibilité carrée en fonction de la fréquence spatiale mais pour une inclinaison fixée à $i = 90^\circ$ et chaque fois

Configuration	Telescope	Base length
C1	W2S2	177 m
C2	E2W1	251 m
	E2W2	156 m
	W1W2	108 m
C3	E2W1W2-W2S2	108-251 m

Tableau V.2 – Caractéristiques des configurations CHARA utilisées pour le calcul de la visibilité.

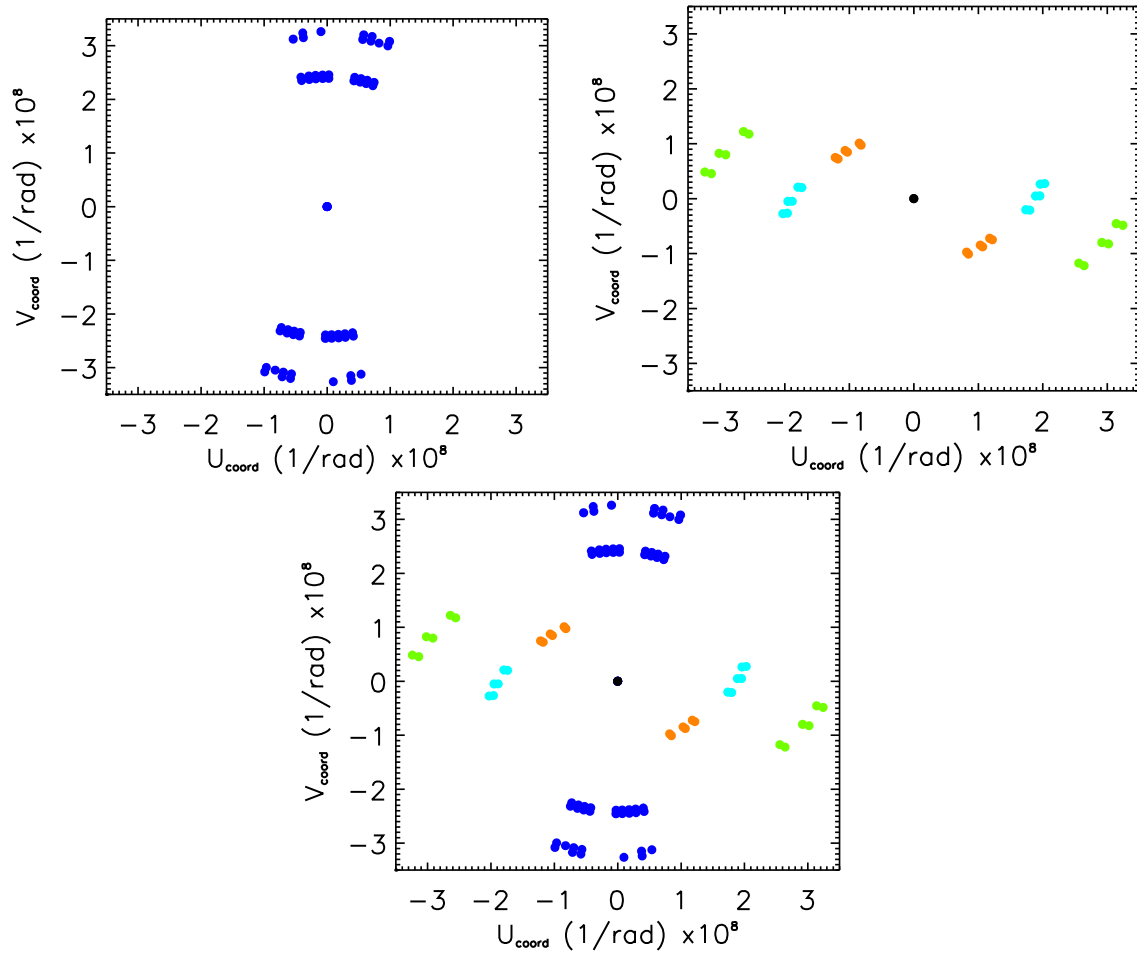


Figure V.4 – Plan (u,v) associé aux configurations du Tableau V.2. Les points bleus représentent la configuration C1 et les points verts correspondent à la configuration C2, tant que C3 est la combinaison entre C1 et C2.

nous modifions la vitesse de rotation entre $0.0V_c$ et $0.95V_c$. Du fait de la rotation nos étoiles

V.2 Simulations d'observations avec VEGA/CHARA

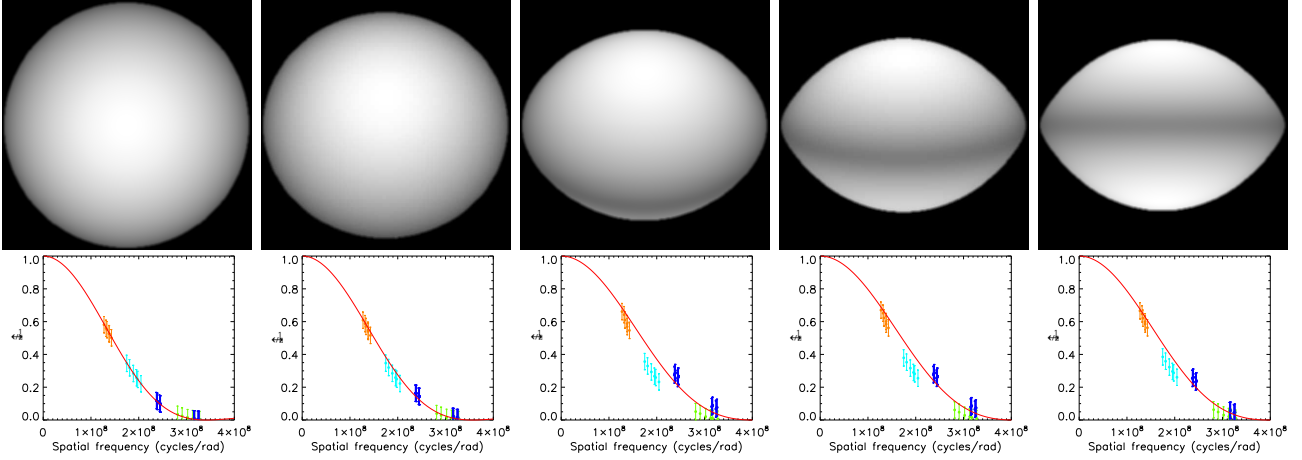


Figure V.5 – En haut, la carte d'intensité construite par CHARRON dont l'abscisse et l'ordonnée sont donnée dans l'unité de rayon équatorial et polaire. En bas, la visibilité carrée vs la fréquence spatiale (le code couleur est conforme à la figure V.4) où la courbe rouge correspond à un modèle de disque uniforme. Ces figures sont calculées, de gauche à droite, pour les inclinaisons (i) suivantes : 0° , 25° , 50° , 75° , and 90° , et pour la vitesse rotationnelle 95% de V_c .

sont déformées, les diamètres équatorial et polaire ne sont donc pas égaux. L'utilisation de l'approximation de disque uniforme (θ_{UD}) dans cette situation constitue un biais interférométrique que nous expliquerons plus loin dans ce chapitre.

Les diamètres uniformes θ_{UD} sont converties en diamètres avec assombrissement centre-bord

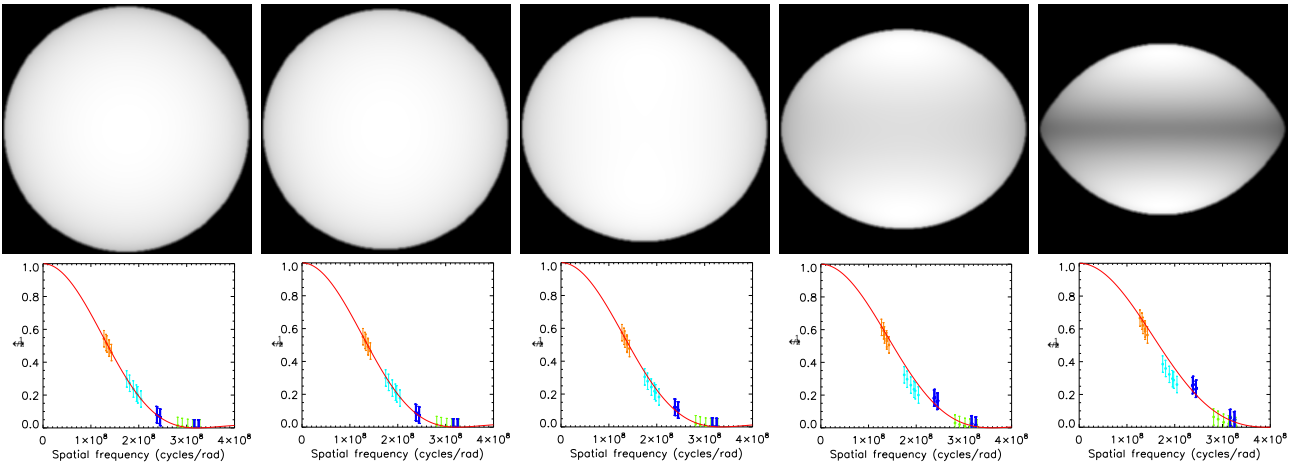


Figure V.6 – Similaire à la Figure V.5, mais calculé pour des vitesses rotationnelles : $0.0V_c$, $0.25V_c$, $0.50V_c$, $0.75V_c$ et $0.95V_c$, de gauche à droite, tandis que l'inclinaison $i = 90^\circ$ pour tous les modèles.

θ_{LD} en utilisant l'Equation III.9 du chapitre III comme si l'étoile n'était pas un rotateur rapide (ce qui se produit généralement dans la littérature). En combinant ces diamètres avec la

magnitude dans la bande V, nous pouvons calculer la brillance de surface pour chaque modèle (Equation I.11 du chapitre I). Enfin, ces points de la brillance de surface sont placés sur la relation IV.28 du chapitre IV (Challouf et al., 2014) pour déterminer l'impact de la rotation, la procédure sera expliquée dans la suite du chapitre.

2.3 Le modèle M3 comme exemple

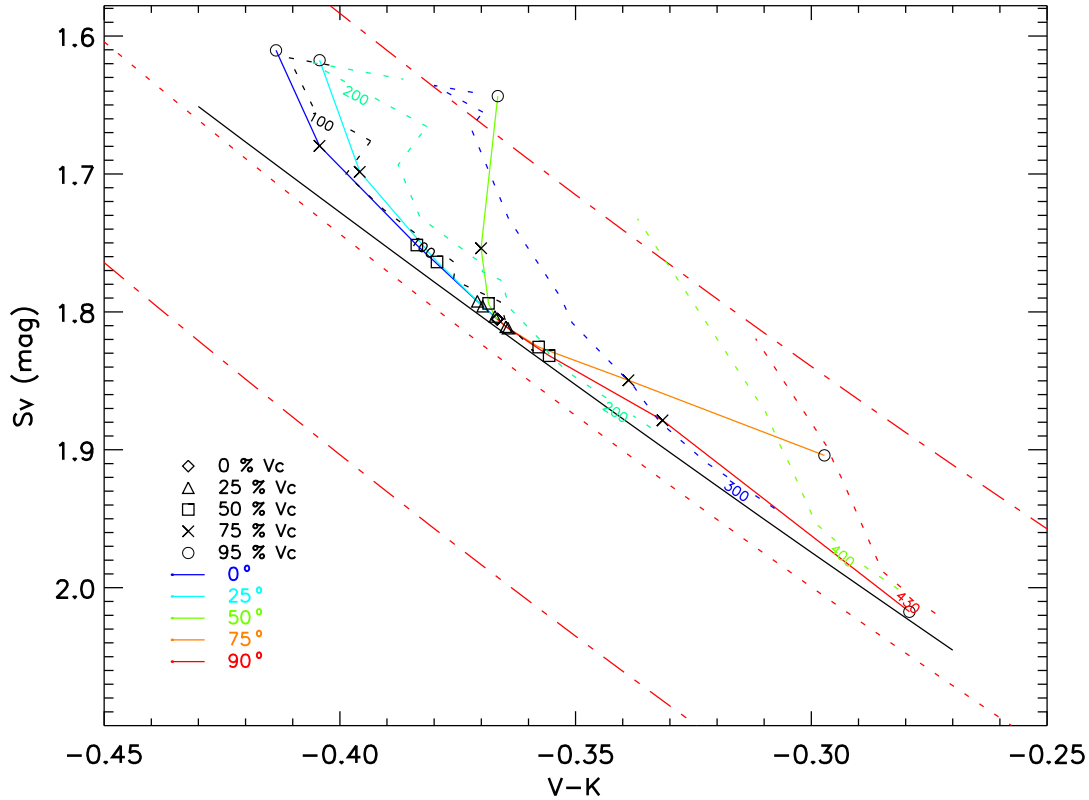


Figure V.7 – La brillance de surface vs V-K pour le modèle M3 (Tableau V.1) avec la configuration C3 (Tableau V.2). La vitesse de rotation du modèle est indiquée en pourcentage de la vitesse de rotation critique (V_c) : $0.0V_c$ (\diamond), $0.25V_c$ (\triangle), $0.50V_c$ (\square), $0.75V_c$ (\times) et $0.95V_c$ (\circ), ainsi que l'angle d'inclinaison (en degrés) : 0° (ligne bleue), 25° (ligne bleue claire), 50° (ligne verte), 75° (ligne marron) et 90° (ligne rouge). La vitesse de rotation projetée $V_{rot} \sin i$ sont également indiqués par des lignes en pointillés. La ligne noire est la SBCR trouvé pour les modèles statiques. La ligne pointillée rouge est la relation BSC empirique de Challouf et al. (2014) avec sa dispersion (ligne discontinue rouge).

Nous montrons dans cette section, comment les quantités V-K et S_v ont varié en fonction de la vitesse de rotation V_{rot} , de l'inclinaison i et de la vitesse de rotation projetée $V_{rot} \sin i$. Nous

V.3 Quantification de l'effet de la rotation sur la relation BSC

considérons le modèle M3 et la configuration interférométrique C3 de CHARA introduit dans la section précédente. Nous pouvons interpréter pour ce modèle (Figure V.7) plusieurs remarques :

1. Le biais par rapport au modèle statique est d'autant plus grand que la vitesse de rotation est grande : autour de 0.1 magnitude en indice de couleur V-K et/ou brillance de surface.
2. L'angle d'inclinaison a surtout un impact sur l'indice du couleur V-K : $i < 50^\circ$ (resp. $i > 50^\circ$) rend l'étoile plus rouge (resp. plus de bleu).
3. Quelle que soit sa vitesse de rotation, dès que une étoile est vue par la tranche (trait plein rouge) ou par le pole (trait plein bleu), le biais interférométrique sur V-K et brillance de surface se compense de manière que l'étoile se dresse presque sur la relation statique.
4. Un modèle avec une vitesse de rotation projetée $V_{\text{rot}} \sin i$ couvre un grand domaine en V-K et brillance de surface, introduit un biais important par rapport au modèle statique. Dans notre cas le plus faible biais se trouve pour les étoiles avec $V_{\text{rot}} \sin i < 100 \text{ km.s}^{-1}$, les modèles se tiennent assez proche de la relation statique.

3 Quantification de l'effet de la rotation sur la relation BSC

Maintenant, nous considérons les 150 modèles déjà décrits dans la Section 2.1 et que leurs V-K et S_v sont déterminés suivant la méthodologie décrite dans la Section 2.2. Le résultat est représenté sur la Figure V.8 uniquement pour 50 modèles désignent les deux cas extrêmes et ceci est fait pour les trois configurations CHARA C1, C2, C3 (décrit dans la Section 2.2). En comparant ces modèles avec la relation brillance de surface mesurée par [Challouf et al. \(2014\)](#) en utilisant des observations interférométriques. Nous représentons en ligne pointillée rouge la relation empirique BSC et la ligne discontinue rouge représente la dispersion sur cette relation. La relation obtenue pour les 6 modèles statiques (vitesse de rotation égale zéro) est indiqué pour la comparaison. Nous utilisons également la différence entre les points zéro des trois relations pour C1, C2 et C3 respectivement, par rapport à la relation BSC statique, comme un indicateur de leur décalage moyen le long de l'axe Y : $\Delta a_0 = a_0 [\text{pour } C_i] - a_0 [\text{static}]$. Cette différence correspond en fait à l'évolution de la relation obtenue pour $V - K=0$.

Nous pouvons interpreter les remarques suivantes :

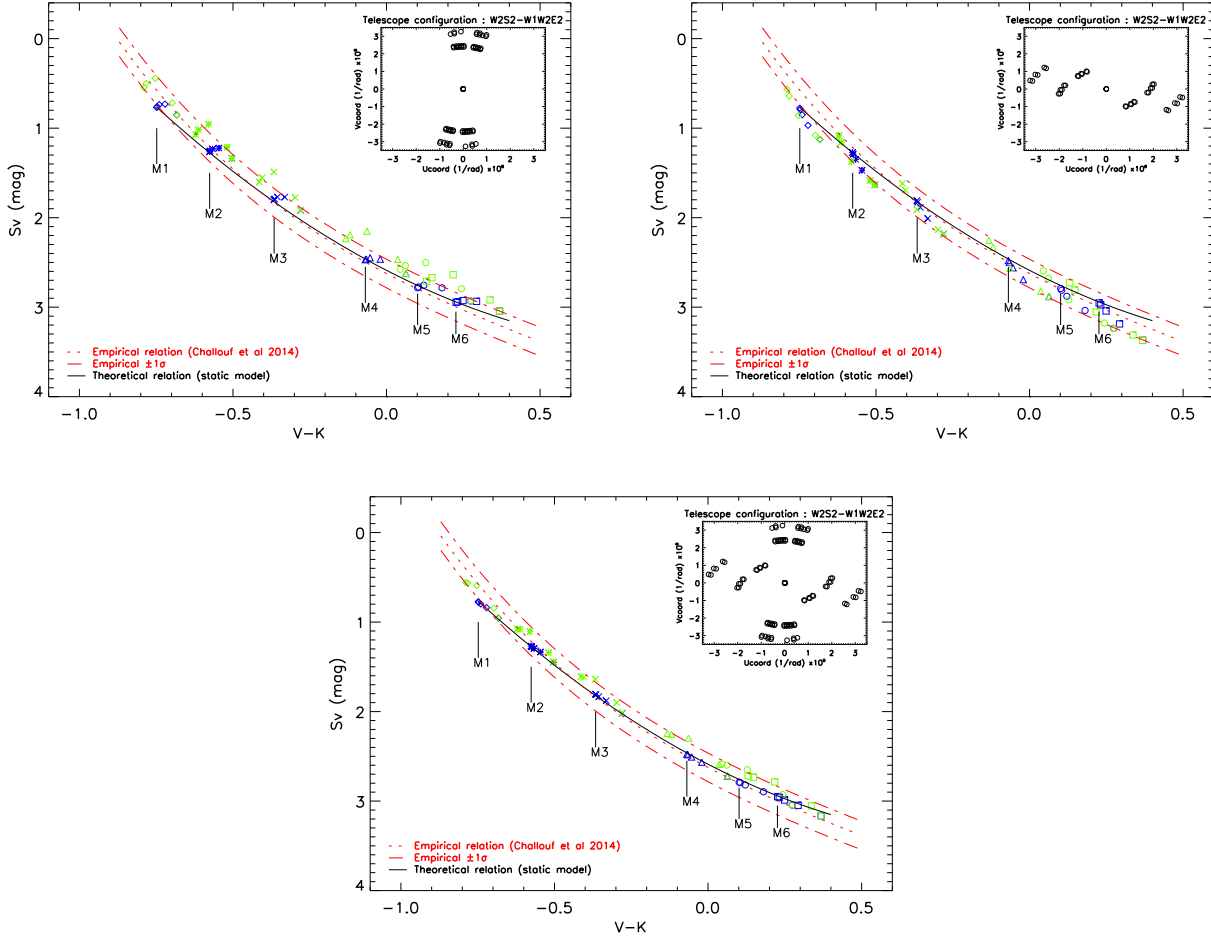


Figure V.8 – S_v en fonction de $V-K$ pour différentes inclinaisons (0° , 25° , 50° , 75° et 90°) points verts et pour différentes vitesses rotations ($0.0V_c$, $0.25V_c$, $0.50V_c$, $0.75V_c$ et $0.95V_c$) points bleus. En haut : S_v calculée avec C2 et C1 respectivement. En bas : C3 est le combinaison entre C1 et C2.

1. Nous constatons que en considérant une configuration de la ligne de base orientée suivant l'axe polaire (resp. axe équatoriale) produire un biais statistique de -0.05 (resp. 0.00) magnitude (le long de l'axe Y) par rapport à la relation BSC statique. Ces valeurs sont les cas extrêmes dans le sens où nos 150 modèles ont leur axe équatoriale aligné suivant l'orientation Est-Ouest sur le ciel. Si la configuration de la ligne de base couvre proprement le plan (u, v) , alors le biais est de -0.03 magnitude.
2. Quelle que soit la configuration de la ligne base la dispersion sur la relation BSC due à la rotation (vitesse de rotation et inclinaison) est compris entre 0.04 (configuration C3) et 0.06 (configuration C1) magnitude. On note que, quelle que soit la configuration interférométrique, la majorité des 150 modèles sont placés dans la dispersion (0.16 mag)

V.3 Quantification de l'effet de la rotation sur la relation BSC

Tableau V.3 – Les 150 modèles ajustés par un polynôme défini par $Sv=a_0+a_1(V-K)+a_2(V-K)^2+a_3(V-K)^3$ pour le 3 configurations (Tableau V.2). σ est la dispersion sur la relation ajustée pour C1, C2, C3 et les modèles statiques. $\Delta a_0 = a_0$ [pour C_i] – a_0 [static] en magnitude.

Config.	C1	C2	C3	Static
a_0	$2.555_{\pm 0.004}$	$2.605_{\pm 0.004}$	$2.580_{\pm 0.004}$	$2.609_{\pm 0.009}$
a_1	$1.800_{\pm 0.014}$	$1.870_{\pm 0.014}$	$1.826_{\pm 0.014}$	$1.805_{\pm 0.030}$
a_2	$-1.139_{\pm 0.069}$	$-0.527_{\pm 0.069}$	$-0.910_{\pm 0.070}$	$-1.142_{\pm 0.159}$
a_3	$-0.366_{\pm 0.084}$	$0.309_{\pm 0.084}$	$-0.114_{\pm 0.084}$	$-0.377_{\pm 0.190}$
σ	0.064	0.052	0.036	0.006
Δa_0	-0.054	-0.004	-0.029	0.000

Tableau V.4 – L'étalonnage de la relation brillance de surface pour différentes intervalles de vitesses de rotation.

% Vc	[0-25]	[25-50]	[50-75]	[75-95]
a_0	$2.608_{\pm 0.006}$	$2.603_{\pm 0.006}$	$2.582_{\pm 0.007}$	$2.531_{\pm 0.007}$
a_1	$1.805_{\pm 0.022}$	$1.807_{\pm 0.023}$	$1.820_{\pm 0.024}$	$1.849_{\pm 0.024}$
a_2	$-1.140_{\pm 0.114}$	$-1.110_{\pm 0.118}$	$-0.957_{\pm 0.120}$	$-0.632_{\pm 0.102}$
a_3	$-0.374_{\pm 0.136}$	$-0.338_{\pm 0.140}$	$-0.164_{\pm 0.142}$	$0.196_{\pm 0.127}$
σ	0.007	0.009	0.018	0.042
Δa_0	0.001	0.005	0.026	0.077

de la relation empiriques de [Challouf et al. \(2014\)](#).

3. La relation BSC statique est conforme à relation empirique de [Challouf et al. \(2014\)](#), est comprise dans l'incertitude $+/-\sigma = 0.16$ mag. empirique.

Nous considérons maintenant notre échantillon de six modèles avec des vitesses de rotation de 0, 25, 50, 75 et 95% de la vitesse critique de rotation V_C , respectivement. La figure V.9, montre les 150 modèles et leurs vitesses de rotation respectives, pareille à la figure V.7, mais en interpolant chaque intervalle de vitesse par une couleur. Tous les modèles dans un intervalle donné de la vitesse sont ajustés par une fonction polynomiale de degré 3. Les résultats sont donnés dans le Tableau V.4.

Les valeurs du Δa_0 et de la dispersion de ces relations BSC indiquées dans le Tableau V.4 sont illustrées à la figure V.10. Nous trouvons une relation entre la vitesse de rotation et le décalage de point zéro (Δa_0) de la relation BSC (par rapport à la relation statique) et (2) sa dispersion (σ). Lorsque on considère les étoiles tournant à moins de 50% de leur vitesse critique, Δa_0 et

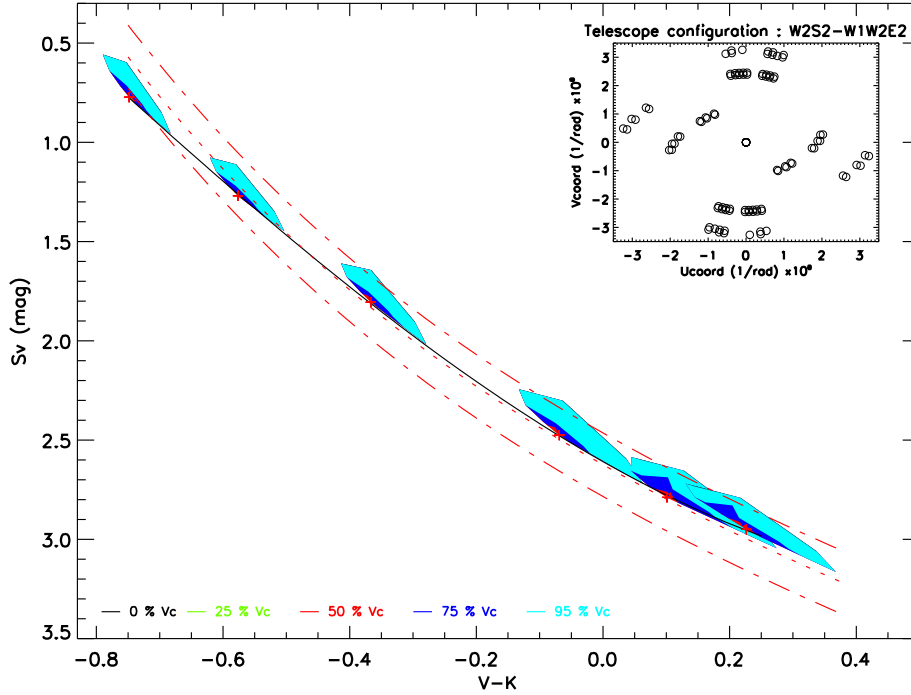


Figure V.9 – Même que la figure V.7 mais pour les 150 modèles

σ sont autour de 0.01 magnitude, alors que ces quantités atteignent 0.08 et 0.04 magnitude, respectivement, lorsque la rotation est supérieure à 75 % de la vitesse critique. Les lignes en pointillés sont les mêmes quantités, mais compte tenu des modèles 150 pour la configuration C3 (voir la paragraphe précédente).

4 Rotateur rapide δ Per

L'étude des étoiles en rotation rapide est intéressante pour l'amélioration des modèles d'évolution stellaire dans le cas de la rotation extrême et par suite l'amélioration des indicateurs de distances. Dans mon échantillon, j'ai découvert, à partir d'une étude préliminaire, que δ Per (HIP 17358, HR 1122) est une étoile en rotation rapide avec un $V_{\text{ini}} = 200 \pm 40 \text{ km.s}^{-1}$ (Slettebak et al., 1975b; Wolff et al., 1982). Cette valeur est également compatible avec celle trouvée par Abt et al. (2002b) (190 ± 24). Zorec et al. (2009) ont trouvé un diamètre spectrophotométrique égal 0.583 ± 0.013 mas. van Belle (2012a) a estimé le diamètre angulaire théorique de δ Per par 1.03 mas. En outre, cet auteur a fourni un aplatissement théorique égal $\frac{R_{\text{equator}}}{R_{\text{pole}}} - 1$

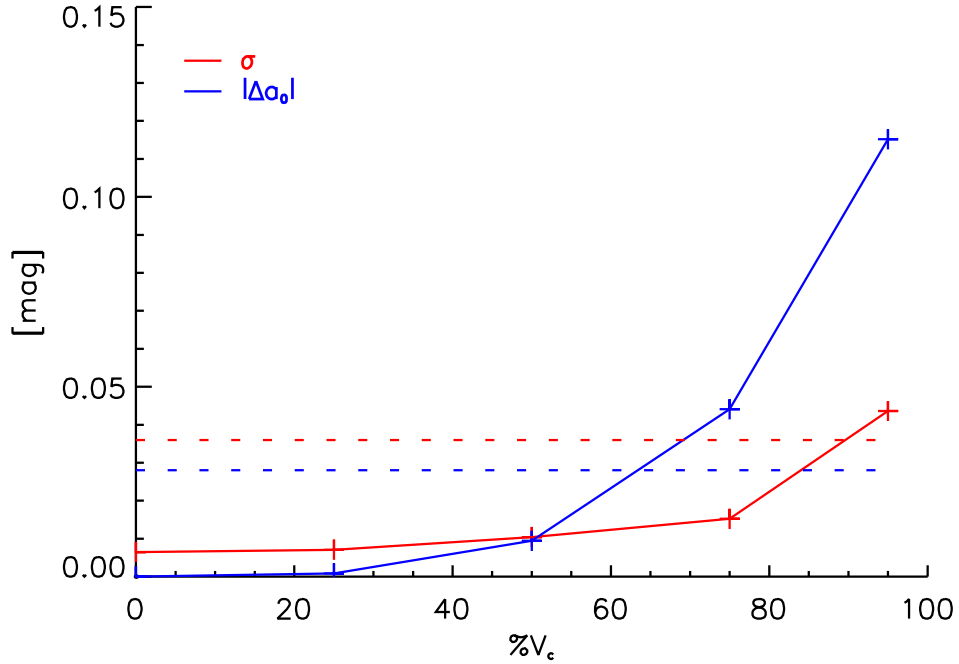


Figure V.10 – Relation entre la vitesse de rotation (en pourcentage de la vitesse critique de rotation) et (1) le décalage de point zéro (Δa_0) de la relation BSC par rapport à la relation statique et (2) sa dispersion (σ). Les lignes horizontales correspondent aux mêmes quantités, mais pour les 150 modèles (voir Tableau V.4). Toutes les quantités sont calculées en utilisant la configuration interférométrique C3 (meilleure couverture du plan (u, v)).

$= 0.32$, où $R_{equator}$ et R_{pole} correspondent aux rayons polaire et équatoriale respectivement. Notre suivi spectro-interférométrique de δ Per allant de 2012 à 2014 été fait avec différentes configurations de VEGA/CHARA (W2W1E2, E2E1W2, E2S1W2 et W2S2 à 720 nm ; E2E1 et S1S2 à 656.2 nm). J’ai commencé la modélisation de cette étoile afin de déterminer son aplatissement et son inclinaison (voir Figure V.11) et ainsi que d’autres paramètres pour comprendre sa structure.

L’intérêt de δ Per est bien évidemment de taille. Cette étoile permettra de mesurer l’aplatissement de la photosphère avec VEGA, ce qui n’a jamais été fait auparavant, mais aussi d’étudier la rotation extrême des étoiles Be/Bn. De plus, δ Per pourra être utilisée pour l’étude de l’influence de la rotation différentielle sur la forme des étoiles et les études des propriétés des photosphères des rotateurs rapides pour une meilleure compréhension du processus de perte de masse.

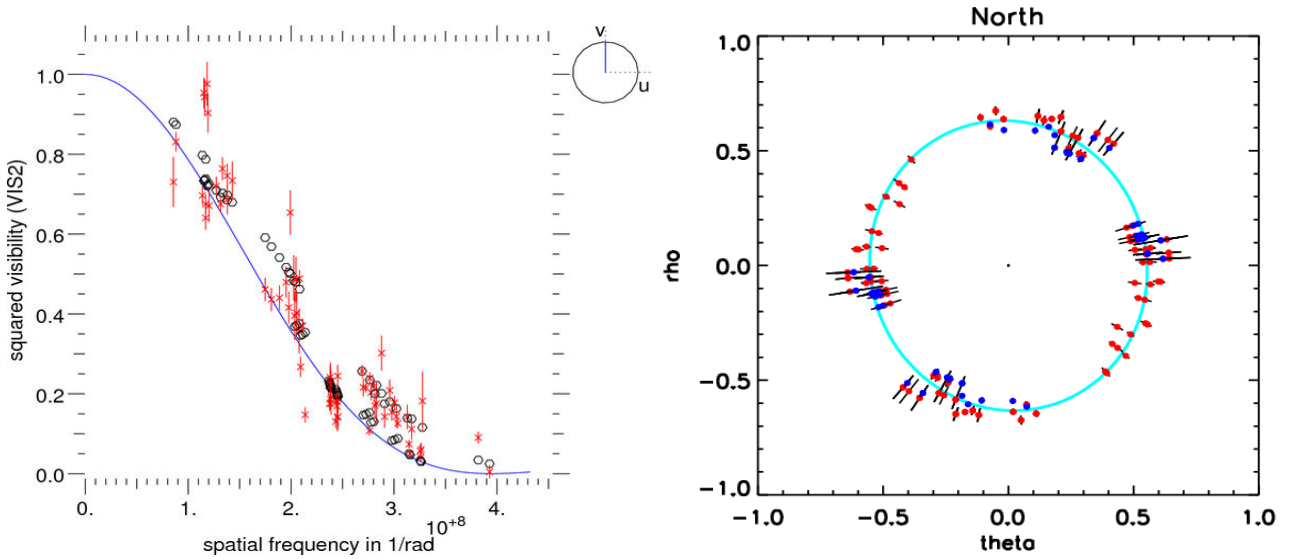


Figure V.11 – Résultats préliminaires pour la modélisation de δ Per basant sur la rotation différentielle. Les observations ont été effectuées à différentes longueurs d’onde et autour de la raie H_{α} .

5 Conclusion

Dans cette partie de ma thèse, nous avons cherché à quantifier théoriquement l’impact de la rotation rapide sur le relation BSC d’étoiles de type précoce. Après avoir vérifié que la relation BSC théorique statique et empirique (Challouf et al., 2014) sont à peu près en accord, nous pouvons conclure que la vitesse de rotation et l’inclinaison des étoiles entraînent une dispersion de la relation autour de 0.04 mag et un biais autour de 0.03 mag. Ces valeurs, faibles, ne sont pas significativement modifiées lorsque on considère des configurations différentes de CHARA. En revanche, tous nos modèles (quelle que soit la configuration interférométrique) sont consistants avec la dispersion de 0.16 mag de la relation empirique trouvée par Challouf et al. (2014). Ceci ne signifie pas que ces 0.16 mag de dispersion sont entièrement due à la rotation, mais très certainement que la rotation est l’un des divers effets physiques (comme la perte de masse et l’environnement) qui contribuent à la dispersion de la relation BSC. Nous remarquons aussi que le biais (ou le décalage de point zéro) due à la configuration interférométrique (de 0 à 0.05 mag) est inférieur à la dispersion observée, ce qui explique pourquoi les étoiles en rotation rapide ont été utilisés jusqu’à présent pour calibrer la relation BSC.

Conclusion et perspectives

Ma thèse s'inscrit dans le thème de recherche qui vise à déterminer la distance des astres que nous observons depuis la Terre. Cette quête de la distance des astres débuta depuis l'antiquité et se poursuit encore de nos jours. Les avancées technologiques du XX^{ème} et XXI^{ème} siècle nous ont ouvert la voie de nombreuses découvertes nous permettant de nous rapprocher un peu plus des étoiles malgré la grande distance qui nous sépare de celles-ci ! Ce manuscrit n'est qu'une pierre de plus apportée à l'édifice de l'amélioration des indicateurs des distances extragalactiques.

Les travaux que j'ai menés dans le cadre de ma thèse furent consacrés à la caractérisation de la relation brillance de surface pour les étoiles de type précoce. L'objectif fut d'améliorer l'indicateur "binaires à éclipse" pour l'étalonnage de l'échelle de distance extragalactique. Mes travaux se sont principalement appuyés sur l'interférométrie optique, qui est une méthode d'observation en haute résolution angulaire. Durant ces dernières décennies, l'interférométrie s'est imposée comme une méthode d'observation incontournable dans l'astrophysique de manière générale, dans la détermination des paramètres fondamentaux stellaires, la mesure des distances des étoiles ou bien encore dans l'étude de la formation des étoiles et leur évolution. Cette percée de l'interférométrie dans le monde de l'astrophysique fut rendue possible par son unique capacité à fournir un pouvoir de résolution très élevé et inégalé jusqu'à présent. Durant ma thèse, j'ai principalement utilisé l'interférométrie dans le domaine visible avec l'instrument CHARA/VEGA pour déterminer des diamètres angulaires d'étoiles de type précoce.

La description de la manière dont les interféromètres fonctionnent nous a permis de comprendre comment sont obtenues les observables interférométriques qui sont la visibilité et la phase des franges d'interférences. Nous avons vu également que ces deux dernières observables sont indispensables pour pouvoir caractériser les sources astrophysiques que j'ai étudiées durant ma thèse. Un volet important de ma thèse fut la préparation et la réalisation de campagnes d'observations d'un certain nombre d'étoiles indispensables à mes travaux de recherche. J'ai donc présenté les nombreux outils numériques développés par notre équipe pour la préparation des observations interférométriques. A partir de la problématique de ma thèse, j'ai pu identifier

un échantillon de huit étoiles composé de six étoiles simples et de deux rotateurs rapides. Les outils numériques dédiés à la préparation des observations m'ont permis de valider ce choix en termes d'observabilité. J'ai continué ma description de l'interférométrie en parlant du traitement des données brutes issues de l'instrument CHARA/VEGA afin d'obtenir des mesures de visibilité qui pourront être interprétées par nos modèles. Ces mesures m'ont permis de calculer la brillance de surface de ces étoiles afin d'apporter des contraintes supplémentaires à la relation BSC.

La relation BSC peut s'appliquer à divers problématiques telles que la détermination des paramètres stellaires, l'étude du transit des planètes extra-solaires ou bien encore la caractérisation de sources de micro-lentilles. La relation BSC est très largement utilisée dans le domaine visible. Cela explique tous les efforts, y compris les miens, afin d'améliorer cette relation. En combinant les mesures de diamètres angulaires mesurés avec VEGA/CHARA et des mesures de diamètres angulaire, disponibles dans la littérature, obtenues avec divers interféromètres dans le monde, j'ai pu déduire une nouvelle relation BSC avec une précision de 0.16 mag pour les étoiles de type précoce. Cela se traduit par une précision de 7% sur la détermination des diamètres angulaires photométriques déduit à partir de la relation BSC. De plus, ces nouveaux résultats permettront de donner une bonne précision sur le calcul des distances aux galaxies M31 et M33 effectuées dans le cadre du projet international "Araucaria".

La dernière partie de ce manuscrit fut consacré au cas particulier que représentent les rotateurs rapides. En effet, les deux rotateurs rapides présents dans mon échantillon ont été choisis afin de confronter la relation BSC à des types d'étoiles plus complexes de manière à étudier le comportement de cette relation face à des étoiles "non standards", ce qui n'a jamais été fait auparavant. La rotation élevée de ces étoiles modifie grandement leur distribution de brillance en surface. Les rotateurs rapides m'ont semblé être de bons éléments "perturbateurs" pour tester le comportement de cette relation face à des étoiles particulières. J'ai ainsi quantifié l'impact de la rotation des étoiles sur la relation BSC. Plus précisément, j'ai déterminé la dispersion intrinsèque de la relation due à la rotation. A partir du code CHARRON, j'ai calculé des cartes de brillances de six étoiles dont les indices de couleurs V-K furent compris entre -1 et 0.5. A partir de ces cartes de brillances, j'ai simulé des mesures de visibilité. Ces mesures de visibilité m'ont permis d'en déduire un diamètre angulaire pour chaque étoile. Ensuite, en combinant ces diamètres avec la magnitude dans la bande V, j'ai pu calculer la brillance de surface pour chaque étoile. J'ai placé ces points de brillance de surface sur la relation déterminée par Chalouf et al. (2014) pour déterminer l'impact de rotation avec différentes vitesses de rotation (0,

25, 50, 75 et 95% de la vitesse critique de rotation V_c) et différentes inclinaisons (0, 25, 50, 75 et 90 degrés). Cela m'a permis d'estimer la dispersion intrinsèque de la relation BSC lorsque la rotation n'est pas prise en compte. Cette dispersion est comparable à celle que j'obtiens de manière empirique dans mon article précédent (Challouf et al. (2014)). Cependant, notre calcul montre aussi que, si on considère une étoile avec une vitesse de rotation projetée $V_{\text{rot}} \sin i$ inférieure à 100 Km.s^{-1} le décalage de point zéro $\Delta a_0 = 0.02$ tandis que la dispersion $\sigma = 0.03 \text{ mag}$.

Dans le cadre du projet Araucaria notre objectif est d'avoir une relation BSC pour les étoiles de type précoce avec une précision autour de 0.1 mag afin d'obtenir la distance à 5% aux binaires à éclipses brillantes dans le groupe local (M31 et M33). Pour atteindre cet objectif, nos suggestions sont : (1) re-observer un grand échantillon d'étoiles en rotation de type précoce par l'interférométrie optique avec des vitesses de rotation inférieures à 50 Km.s^{-1} , (2) assurer que la photométrie optique et infrarouge est récente et homogène pour calibrer la relation BSC. Toutes ces études vont nous amener à bien comprendre les facteurs influençant sur la relation brillance de surface afin de nous permettre d'améliorer plus notre relation et atteindre une meilleure précision sur notre indicateur de distance.

ANNEXES

**A Improving the surface
brightness-color relation for early-type
stars using optical interferometry**

Improving the surface brightness-color relation for early-type stars using optical interferometry [★]

M. Challouf^{1,2}, N. Nardetto¹, D. Mourard¹, D. Graczyk³, H. Aroui², O. Chesneau¹, O. Delaa¹, G. Pietrzyński^{3,4}, W. Gieren³, R. Ligi¹, A. Meilland¹, K. Perraut⁵, I. Tallon-Bosc⁶, H. McAlister^{7,8}, T. ten Brummelaar⁸, J. Sturmann⁸, L. Sturmann⁸, N. Turner⁸, C. Farrington⁸, N. Vargas⁸, and N. Scott⁸

¹ Laboratoire Lagrange, UMR7293, UNS/CNRS/OCA, 06300 Nice, France

² Laboratoire Dynamique Moléculaire et Matériaux Photoniques, UR11ES03, Université de Tunis/ESSTT, Tunisie

³ Departamento de Astronomía, Universidad de Concepción, Casilla 160-C, Concepción

⁴ Warsaw University Observatory, AL. Ujazdowskie 4, 00-478, Warsaw, Poland

⁵ Institut d'Astrophysique et de Planétologie de Grenoble, CNRS-UJF UMR 5571, 414 rue de la Piscine, 38400 St Martin d'Hères, France

⁶ Université de Lyon, 69003 Lyon, France; Université Lyon 1, Observatoire de Lyon, 9 avenue Charles André, 69230 Saint Genis Laval, France; CNRS/UMR 5574, Centre de Recherche Astroph. de Lyon; Ecole Normale Supérieure, 69007 Lyon, France

⁷ Georgia State University, P.O. Box 3969, Atlanta GA 30302-3969, USA

⁸ CHARA Array, Mount Wilson Observatory, 91023 Mount Wilson CA, USA

Received;accepted

ABSTRACT

Context. The method of distance determination of eclipsing binaries consists of combining the radii of both components determined from spectro-photometric observations with their respective angular diameters derived from the surface brightness-color relation (SBC). However, the largest limitation of the method comes from the uncertainty on the SBC relation: about 2% for late-type stars (or 0.04 magnitude) and more than 10% for early-type stars (or 0.2 magnitude).

Aims. The aim of this work is to improve the SBC relation for early-type stars in the $-1 \leq V - K \leq 0$ color domain, using optical interferometry.

Methods. Observations of eight B- and A-type stars were secured with the VEGA/CHARA instrument in the visible. The derived uniform disk angular diameters were converted into limb darkened angular diameters and included in a larger sample of 24 stars, already observed by interferometry, in order to derive a revised empirical relation for O, B, A spectral type stars with a V-K color index ranging from -1 to 0. We also took the opportunity to check the consistency of the SBC relation up to $V - K \approx 4$ using 100 additional measurements.

Results. We determined the uniform disk angular diameter for the eight following stars: γ Ori, ζ Per, 8 Cyg, ι Her, λ Aql, ζ Peg, γ Lyr, and δ Cyg with V-K color ranging from -0.70 to 0.02 and typical precision of about 1.5%. Using our total sample of 132 stars with V-K colors index ranging from about -1 to 4, we provide a revised SBC relation. For late-type stars ($0 \leq V - K \leq 4$), the results are consistent with previous studies. For early-type stars ($-1 \leq V - K \leq 0$), our new VEGA/CHARA measurements combined with a careful selection of the stars (rejecting stars with environment or stars with a strong variability), allows us to reach an unprecedented precision of about 0.16 magnitude or $\approx 7\%$ in terms of angular diameter.

Conclusions. We derive for the first time a SBC relation for stars between O9 and A3, which provides a new and reliable tool for the distance scale calibration.

Key words. Stars: early-type - Stars: late-type - methods: data analysis - instrumentation: interferometers - techniques: medium spectral resolution

1. Introduction

The distance measurements to extragalactic targets in the last century revolutionized our understanding of the distance scale of the universe. The distance to the LMC is a critical rung on the cosmic distance ladder, and numerous independent methods involving, for instance, RR Lyrae stars (Feast 1997; Szcwycyk et al. 2008; Pietrzyński et al. 2008), Cepheids (Bohm-Vitense 1985; Evans 1991, 1992; Freedman & Madore 1996; Freedman et al. 2008), or red clump stars (Udalski et al. 1998b,a; Pietrzyński & Gieren 2002; Laney et al. 2012) have been used to derive its distance.

The main goal of the long term program called the Araucaria project is to significantly improve the calibration of the cosmic distance scale based on observations of several distance indicators in nearby galaxies (Gieren et al. 2005). Eclipsing binary systems are particularly important to provide the zero point of the extragalactic distances and study in detail populational dependence on other distance indicators like RR Lyrae stars, Cepheids, red clump stars, etc. Thirteen long period systems composed of late-type giants were analyzed in the LMC and SMC so far: eight in the LMC (Pietrzyński et al. 2009, 2013), and five in the SMC (Graczyk et al. 2012, 2014). For such systems, the linear dimension of both components can be measured with a precision up to of 1% from the analysis of high-quality spectroscopic and photometric data (e.g., Torres et al. (2010)). The distance to an

[★] Partly based on VEGA/CHARA observations

eclipsing binary follows from the dimensions determined in this way, plus the angular diameters derived from the absolute surface brightness, which is very well calibrated for late-type stars (Di Benedetto 2005). This conceptually very simple technique very weakly depends on reddening and metallicity, and provides the most accurate tool for measuring distances to nearby galaxies (Pietrzyński et al. 2013; Graczyk et al. 2014).

However the heart of this method, the surface brightness-color relation, is very well calibrated only for late-type stars which significantly limits its usage. The late-type systems composed of main-sequence stars are usually faint, while those composed of giants have very long periods (several hundred days) that makes them very difficult to find. As a result, only about 45 late-type systems, well suited to precise distance determination have been discovered so far in the Magellanic Clouds by the Optical Gravitational Microlensing Experiment (OGLE) (Pawlak et al. 2013; Graczyk et al. 2011). On the other hand, many more relatively bright systems are known in nearby galaxies (Massey et al. 2013; Graczyk et al. 2011; Wyrzykowski et al. 2003, 2004; Bonanos et al. 2006; Macri et al. 2001; Mochejska et al. 2001; Vilardell et al. 2006; Pawlak et al. 2013). Therefore, in order to derive the distance to nearby galaxies and to study the geometry of the Magellanic Clouds, it is imperative to calibrate surface brightness-color relation for early-type stars.

The purpose of this paper is to improve the SBC relation for early-type stars by using the resolving power of the Visible spectroGraph and polarimeter (VEGA) beam combiner (Mourard et al. 2009) operating at the focus of the CHARA (The Center for High Angular Resolution Astronomy) Array (ten Brummelaar et al. 2005) located at Mount Wilson Observatory (California, USA). The CHARA array consists of six telescopes of 1 meter in diameter, configured in a Y shape, which offers 15 different baselines from 34 meters to 331 meters. These baselines can achieve a spatial resolution up to 0.3 mas in the visible which is necessary in order to resolve early-type stars. Early-type stars are very small in terms of angular diameter and can be affected by several physical phenomena, like fast rotation, winds, and environment, which can potentially bias the interferometric measurements.

This paper is structured as follows. Section 2 is devoted to a description of the stars in our sample. In Section 3, we present the data reduction process and the method used to derive the angular diameters. Section 4 is dedicated to the calibration of the SBC relation, and we discuss our results in Section 5. We draw conclusions in Section 6.

2. VEGA/CHARA observations of eight early-type stars

We carefully selected eight early-type stars with a $(V - K)$ color index ranging from -0.70 to 0.02. They are north hemisphere main-sequence subgiant and giant stars ($\delta > 4^\circ$) with spectral types ranging from B1 to A1. They are much brighter (with a visual magnitude m_V ranging from 1.6 to 4.7) than the limiting magnitude of VEGA (about $m_V = 7$ in medium spectral resolution). They are also bright in the K band (with a m_K magnitude lower than 5.1) which makes it possible to track the fringes simultaneously with the infrared CLIMB combiner (Sturmann et al. 2010). All the apparent magnitudes in V and K bands that we have collected from the literature are in the Johnson system (Johnson et al. (1966), see also Mermilliod et al. (1997)). The accuracy of their parallaxes π spans from 1.5% to 15%. The color excess $E(V - K)$, the visual absorption A_V , the effective

Table 2. Summary of the observing log. All the details are given in the Appendix (Tables A.1, A.2, and A.3). N corresponds to the number of visibility measurements for each star. The reference stars used are also indicated (cf. Table 3).

Name	3 telescope configurations	N	Reference stars
γ Lyr	E2E1W2	23	C6, C7
γ Ori	E2E1W2, W2W1S2, E2E1W2	8	C1, C2, C3
8 Cyg	W2W1E1	8	C10
ι Her	W2W1E1	8	C4
λ Aql	S2S1W2	45	C5, C9
ζ Per	E2E1W2	6	C12
δ Cyg	E2E1W2	22	C8, C10
ζ Peg	E2E1W2	12	C11

Table 3. Reference stars and their parameters, including the spectral type, the visual magnitude (m_V), and the predicted uniform disk angular diameter (in mas) derived from the JMMC SearchCal software (Bonneau et al. 2006).

No.	Reference stars	S.Type	m_V	$\theta_{UD}[R]$ [mas]
C1	HD34989	B1V	5.7	0.130±0.009
C2	HD37320	B8III	5.8	0.153±0.011
C3	HD38899	B9IV	4.8	0.265±0.019
C4	HD167965	B7IV	5.5	0.150±0.011
C5	HD170296	A1IV/V	4.6	0.429±0.031
C6	HD174602	A3V	5.2	0.330±0.024
C7	HD178233	F0III	5.5	0.399±0.029
C8	HD184875	A2V	5.3	0.295±0.021
C9	HD184930	B5III	4.3	0.317±0.022
C10	HD185872	B9III	5.4	0.200±0.014
C11	HD216735	A1V	4.9	0.310±0.022
C12	HD22780	B7Vn	5.5	0.167±0.012

temperature T_{eff} , the mass M , the radius R , the luminosity L , the surface gravity $\log g$, and the metallicity index $[\text{Fe}/\text{H}]$ are listed in Table 1. We emphasize that for our purpose (limb-darkening estimates; see end of Sect. 3.1), we do not need very precise estimates of the fundamental parameters of the stars in our sample, which explains why we do not provide any uncertainty on these parameters in the second part of Table 1.

Among the eight early-type stars in our sample, there are six low rotators (λ Aql, γ Ori, γ Lyr, ι Her, 8 Cyg, and ζ Per) and two fast rotating stars (δ Cyg and ζ Peg). In the following, we define fast rotators as stars with $v_{\text{rot}} \sin i > 75 \text{ km s}^{-1}$. A theoretical study which aims at quantifying the impact of fast rotation on the SBC relation for early-type stars is currently in progress and will be published in a forthcoming paper.

We observed our sample stars from July 23, 2011, to August 29, 2013, using different suitable triplets available on the CHARA array. A summary of the observations is given in Table 2.

3. The limb-darkened angular diameters

In this section, we describe how we derive the limb-darkened angular diameter for all the stars in our sample.

Table 1. Physical parameters of the stars in our sample

	λ Aql HD 177756	γ Lyr HD 176437	γ Ori HD 35468	8 Cyg HD 184171	ι Her HD 160762	ζ Per HD 24398	ζ Peg HD 214923	δ Cyg HD 186882
RA	19:06:14	18:58:56	05:25:07	19:31:46	17:39:27	03:54:07	22:41:27	19:44:58
Dec	+04°52'57"	+32°41'22"	+06°20'58"	+34°27'10"	+46°00'22"	+31°53'01"	+10°49'52"	+45°07'50"
S. Type ^a	B9V	A1III	B2III	B3IV	B3IV	B1Ib	B9IV	A0IV
m_V [mag] ^b	3.430	3.248	1.637	4.740	3.794	2.850	3.406	2.868
m_K [mag] ^b	3.670	3.240	2.340	5.114	4.228	2.670	3.565	2.810
π [mas] ^c	26.37 ± 0.64	5.26 ± 0.27	12.92 ± 0.52	3.79 ± 0.16	7.17 ± 0.13	4.34 ± 0.19	15.96 ± 0.19	19.77 ± 0.48
A_V ^d	0.03 ± 0.01	0.12 ± 0.03	0.00 ± 0.06	0.15 ± 0.11	0.04 ± 0.03	0.87 ± 0.05	0.05 ± 0.01	0.04 ± 0.01
$E(V - K)$ ^e	0.03 ± 0.01	0.11 ± 0.03	0.00 ± 0.05	0.12 ± 0.10	0.03 ± 0.03	0.77 ± 0.05	0.04 ± 0.01	0.04 ± 0.01
T_{eff} [K]	11780 ^a	10000 ^a	21840 ^a	16100 ^m	17000 ^m	22580 ^a	11430 ^a	10150 ^a
M [M_{\odot}]	2.99 ^j	5.76 ^k	7.77 ^j	6.40 ^m	6.30 ^m	15.50 ^l	3.22 ^j	2.93 ^j
R [R_{\odot}]	2.24 ^j	15.40 ^k	5.75 ^j	6.50 ^m	5.40 ^m	26 ^f	3.98 ^j	5.13 ^j
L [L_{\odot}]	78 ^g	2430 ^k	9211 ^o	2512 ^m	2138 ^m	47039 ^h	224 ^g	155 ^o
log g	4.22 ^j	4.06 ^p	3.84 ^p	3.62 ^m	3.77 ^m	3.27 ^p	3.75 ^j	3.49 ^j
[Fe/H]	-0.08 ^p	0.15 ^p	-0.07 ^p	0.25 ⁱ	-0.04 ^p	-0.08 ^p	0.06 ^p	-

Notes. ^(a) Zorec et al. (2009); ^(b) magnitudes from the General Catalogue of Photometric Data Mermilliod et al. (1997); ^(c) van Leeuwen (2007); ^(d) derived from Eq. 3 for stars with distances lower than 75 pc (λ Aql, ζ Peg, and δ Cyg), and from Eq. 4 for more distant stars ^(e) average value based on the literature (Wegner 1994; Pecaut & Mamajek 2013; Ducati 2002; Fitzpatrick 1999), see the text for more explanations; ^(f) Pasinetti Fracassini et al. (2001); ^(g) Zorec & Royer (2012); ^(h) Hohle et al. (2010); ⁽ⁱ⁾ Gies & Lambert (1992); ^(j) Allende Prieto & Lambert (1999); ^(k) Maestro et al. (2013); ^(l) Tetzlaff et al. (2011); ^(m) Lyubimkov et al. (2002); ⁽ⁿ⁾ Fitzpatrick & Massa (2005); ^(o) McDonald et al. (2012); ^(p) Wu et al. (2011).

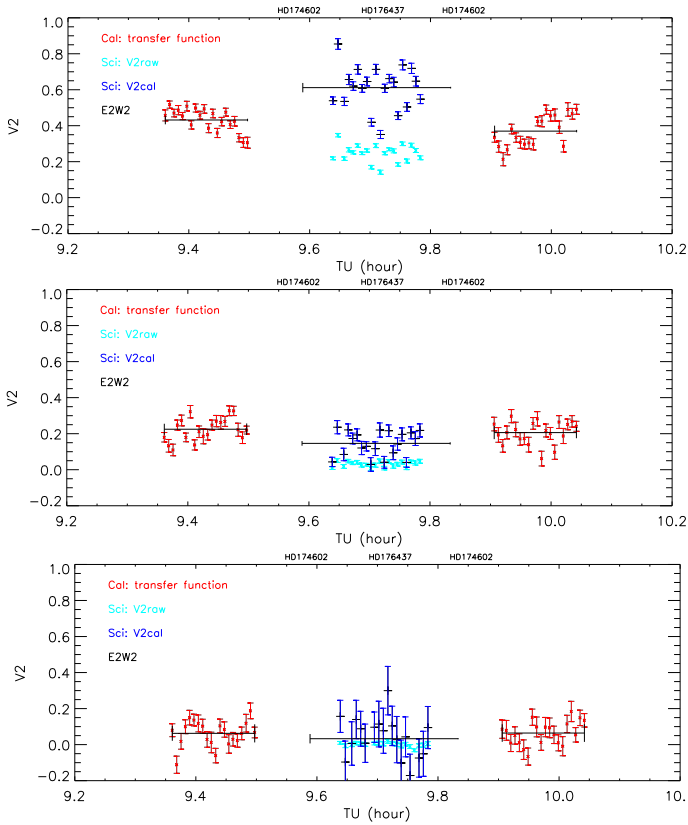


Fig. 1. The time sequences of raw visibilities of the science observations (light blue dots) are calibrated (blue dots) using the transfer function (red dots).

3.1. Data reduction and methodology

The first step is to calibrate the visibility measurements of our targets using observations of reference stars. These calibrators (Table 3) were selected using the SearchCal¹ software developed by the Jean-Marie Mariotti Center (JMMC) (Bonneau et al. 2006). The way this calibration is done is shown in Fig. 1 in the case of γ Lyr (data obtained on June 21, 2012, with the E1E2W2 three-telescope configuration). We used the standard sequence C6-S-C6 in which S is the target and C6 is the reference star. The light blue dots are the raw visibilities obtained on the science star for the three corresponding baselines: E2E1 (upper panel), E2W2 (middle panel), and E1W2 (bottom panel). Our VEGA measurements are typically divided into 30 blocks of observations, and each block contains 1000 images with an exposure time of 15 milliseconds. For each block, the raw squared visibility is calculated using the auto-correlation mode (Mourard et al. 2009, 2011). The red dots in the figure represent the transfer function obtained by comparing the expected visibility of the reference star to the one that has been measured. This transfer function is then used to calibrate the visibilities obtained on the science target (blue dots). A cross-check of the quality of the transfer function is usually done for several bandwidths and over the whole night. Under good seeing conditions, the transfer function of VEGA/CHARA is generally stable at the level of 2% for more than one hour. The squared calibrated visibilities V_{target}^2 obtained from our VEGA observations are listed in Tables A.1, A.2, and A.3. The systematic uncertainties that stem from the uncertainty on the reference stars are negligible compared to

¹ Available at <http://www.jmmc.fr/searchcal>

the statistical uncertainties, and are neglected in the rest of this study.

The calibrated visibility curves obtained for each star in our sample (Fig. 2) are then used to constrain a model of uniform disk, that contains only one parameter, the so-called uniform disk angular diameter (θ_{UD}). This is performed using the LIT-pro² software developed by the JMMC (Tallon-Bosc et al. 2008). The following formula of Hanbury Brown et al. (1974b) provides an analytical way to convert the equivalent uniform disk angular diameter θ_{UD} into the limb-darkened disk θ_{LD} :

$$\theta_{\text{LD}}(\lambda) = \theta_{\text{UD}}(\lambda) \left[\frac{(1 - \frac{U_\lambda}{3})}{(1 - \frac{7U_\lambda}{15})} \right]^{\frac{1}{2}}. \quad (1)$$

For each star, the limb-darkening coefficient U_λ is derived from the numerical tables of Claret & Bloemen (2011). These tables are based on the ATLAS (Kurucz 1970) and PHOENIX (Hauschildt et al. 1997) atmosphere models. The input parameters of these tables are the effective temperature (T_{eff}), the metallicity ([Fe/H]), the surface gravity ($\log g$), and the micro-turbulence velocity. The steps for these quantities are 250K, 0.5, 0.5, and 2 km s⁻¹, respectively. The three first parameters are given in Table 1 and were rounded, for each star, to the closest value found in the table of Claret. The micro-turbulence velocity has almost no impact on the derived limb-darkened diameter (fifth decimal). We took arbitrarily 8 km s⁻¹ for stars with $T_{\text{eff}} > 15000\text{K}$ and 4 km s⁻¹ for stars with $T_{\text{eff}} < 15000\text{K}$. We also consider the limb-darkening coefficient applicable to the R band of VEGA (U_R in the following).

3.2. Results

The uniform disk angular diameter (θ_{UD}), the limb-darkening coefficients (U_R), and the derived limb-darkened angular diameters (θ_{LD}) are listed in Table 4 for each star in our sample. The value of θ_{LD} ranges from 0.31 mas to 0.79 mas, with a relative precision from 0.5% to 3.5% (average of 1.5%). The reduced χ_{red}^2 is from 0.4 to 2.9 depending on the dispersion of the calibrated visibilities. For γ Lyr, our result ($\theta_{\text{UD}} = 0.742 \pm 0.010$ mas) agrees at the 1 σ level with the measurements from the PAVO/CHARA instrument ($\theta_{\text{UD}} = 0.729 \pm 0.008$ mas, Maestro et al. (2013)). For γ Ori, our angular diameter ($\theta_{\text{LD}} = 0.715 \pm 0.005$ mas) is consistent with the value derived from the Narrabri Stellar Intensity Interferometer (NSII) ($\theta_{\text{LD}} = 0.72 \pm 0.04$ mas, Hanbury Brown et al. (1974a)). For other stars with angular diameters lower than 0.6 mas (ι Her, λ Aql, 8 Cyg, and ζ Per) and for the two fast rotators (ζ Peg and δ Cyg) there are no interferometric observations available to our knowledge.

For the two rotators, we derive the apparent oblateness using the approximate relation provided by van Belle et al. (2006), their Eq. A1 $\frac{R_b}{R_a} \simeq 1 - (\nu \sin i)^2 \frac{R_b}{2GM}$, where R_b , R_a , M , and G are the major and minor apparent radius of the star, its mass, and the gravitational constant. We find $\frac{R_b}{R_a} = 1.07$ for ζ Peg considering $R_b \simeq \bar{R} = 4.03R_\odot$ and $M = 3.22M_\odot$, where \bar{R} is the mean radius (see Table 1), while the rotational projected velocity $\nu \sin i$ is set to 140 km s⁻¹ (Abt et al. 2002). For δ Cyg, we find similarly $\frac{R_b}{R_a} = 1.06$ considering $\nu \sin i = 140$ km s⁻¹ (Slettebak et al. 1975; Gray 1980; Carpenter et al. 1984; Abt & Morrell 1995; Abt et al. 2002; van Belle 2012). Consequently, our data might

² Available at <http://www.jmmc.fr/litpro>

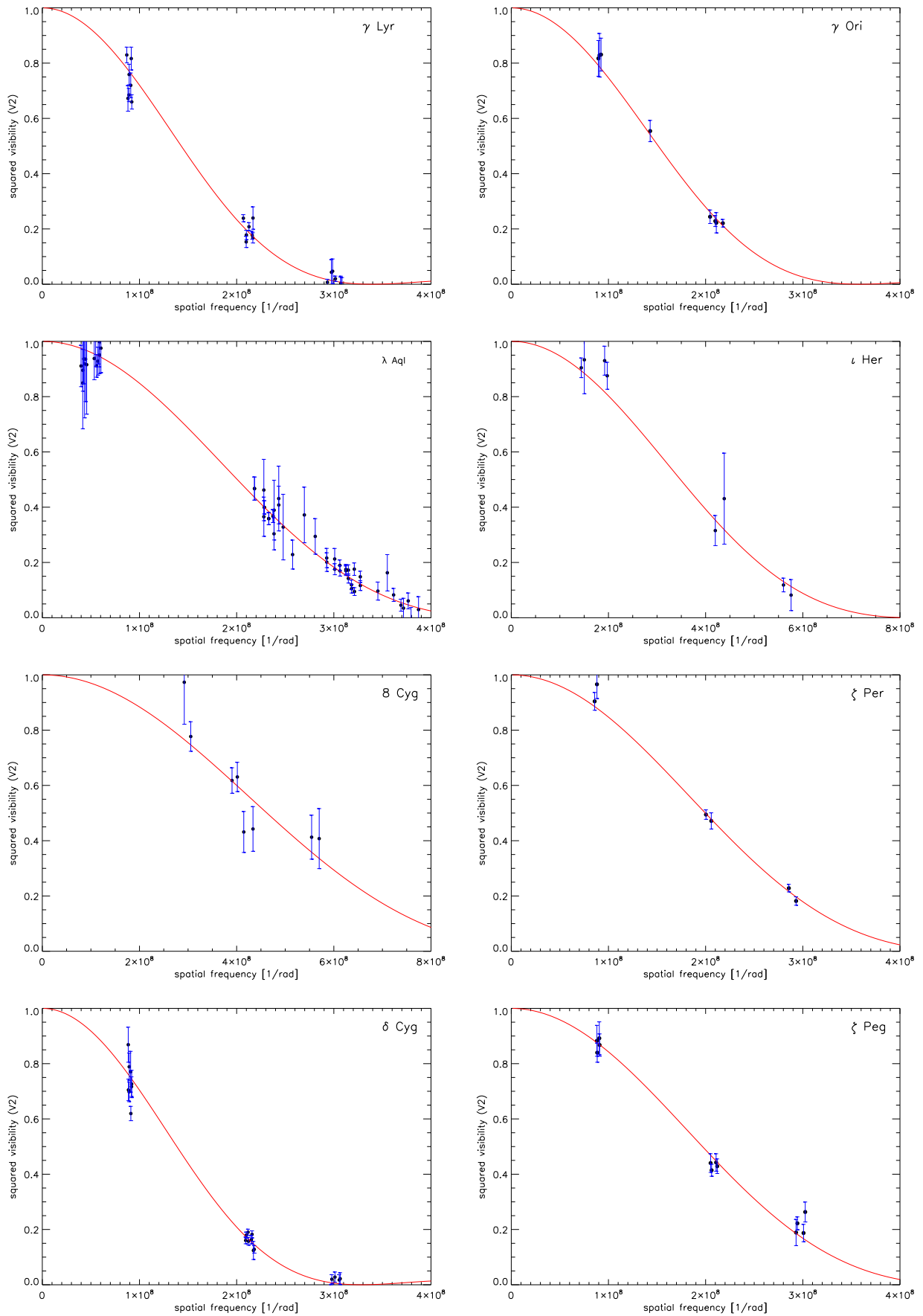


Fig. 2. Squared visibility versus spatial frequency for all stars in our sample with their corresponding statistical uncertainties. The red solid lines indicate the best uniform disk model obtained from the LITpro fitting software.

Table 4. Angular diameters obtained with VEGA/CHARA and the corresponding surface brightness. The systematical uncertainties for the two fast rotating stars, ζ Peg and δ Cyg, are of 0.039 mas and 0.047 mas, respectively (see section 3.2).

Star	$(V - K)_0$	$\theta_{UD}[\text{mas}]$	χ^2_{red}	U_R	$\theta_{LD} [\text{mas}]$	$S_V[\text{mag}]$
λ Aql	-0.265 ± 0.055	0.529 ± 0.003	1.0	0.301	0.544 ± 0.003	2.079 ± 0.030
γ Lyr	-0.102 ± 0.072	0.742 ± 0.010	2.9	0.402	0.766 ± 0.010	2.544 ± 0.059
γ Ori	-0.703 ± 0.097	0.701 ± 0.005	0.4	0.269	0.715 ± 0.005	0.909 ± 0.081
8 Cyg	-0.492 ± 0.147	0.229 ± 0.011	1.3	0.299	0.234 ± 0.011	1.456 ± 0.177
ι Her	-0.459 ± 0.076	0.304 ± 0.010	1.2	0.280	0.310 ± 0.010	1.225 ± 0.082
ζ Per	-0.592 ± 0.092	0.531 ± 0.007	1.2	0.343	0.542 ± 0.007	0.652 ± 0.081
ζ Peg	-0.204 ± 0.055	0.539 ± 0.009	1.7	0.442	0.555 ± 0.009	2.076 ± 0.152
δ Cyg	$+0.021 \pm 0.055$	0.766 ± 0.004	1.3	0.408	0.791 ± 0.004	2.318 ± 0.129

be sensitive to the expected gravity darkening intensity distribution and the flatness of the star. However, this also depends on the baseline orientation. For both stars, the three telescopes (Table 2) are aligned. Thus, even if our reduced χ^2_{red} are rather low (1.7 for ζ Peg and 1.2 for δ Cyg), we cannot exclude a bias on our derived limb-darkened angular diameters. In order to get a rough estimate of this bias, we only consider in first approximation the oblateness of the star while the gravity darkening is set to be negligible. As a consequence, if the orientation of the baseline is aligned with the polar or equatorial axis, we can estimate a maximum systematic error of about 0.039 mas (6%) for ζ Peg, while we find 0.047 mas (7%) for δ Cyg. We translate these uncertainties in terms of S_V magnitude in Sect. 4.

4. The calibration of the surface brightness relation

4.1. Methodology

As already mentioned in the introduction, the SBC relation is a very robust tool for the distance scale calibration. The surface brightness S_V of a star is linked to its visual intrinsic dereddened magnitude m_{V_0} and its limb-darkened angular diameter θ_{LD} by the following relation:

$$S_V = m_{V_0} + 5 \log \theta_{LD}. \quad (2)$$

Instead of S_V , the surface brightness parameter $F_V = 4.2207 - 0.1S_V$ is often adopted in the literature to determine the stellar angular diameters (Barnes & Evans 1976). In order to derive m_{V_0} , we first selected the apparent m_V magnitudes for all the stars in our sample (Mermilliod et al. 1997). These magnitudes are expressed in the Johnson system (Johnson et al. 1966) and their typical uncertainty is of about 0.015 mag. In order to correct these magnitudes from the reddening we then use the following formulae $m_{V_0} = m_V - A_V$, where A_V is the extinction in the V band. Determining the extinction is a difficult task. We adopt the following strategy. For stars lying closer than 75 pc we use the simple relation

$$A_V = \frac{0.8}{\pi}, \quad (3)$$

where π is the parallax of the stars [in mas]. This equation is standard in the literature (Blackwell et al. 1990; Di Benedetto 1998, 2005). The corresponding uncertainty is set to 0.01 magnitude.

For distant stars we derive the absorption using the (B-V) extinction (Laney & Stobie 1993):

$$A_V = 3.1E(B - V). \quad (4)$$

The difficulty is then to derive $E(B - V)$. We have several possibilities. First, we use the so-called Q method, with $Q = (U - B) - 0.72(B - V)$, which was originally proposed by Johnson & Morgan (1953). The value of Q is derived for each star using observed UBVM magnitudes from (Ducati 2002). Then a relation between $(B - V)_0$ and Q can be found in Pecaut & Mamajek (2013), and $E(B - V)$ is finally derived using $E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0$.

Second, from the spectral type of the stars in our sample, we can derive their intrinsic colors in different bands using Table 5 of Wegner (1994). We thus obtain $(B - V)_0$, $(V - R)_0$, $(V - I)_0$, $(V - J)_0$, $(V - H)_0$, and $(V - K)_0$. Once compared with the observed colors from Ducati (2002), we derive $E(B - V)$, $E(V - R)$, $E(V - I)$, $E(V - J)$, $E(V - H)$, and $E(V - K)$, and we finally use Table 2 (col. 4) from Fitzpatrick (1999) and assume total to selective extinction ratio in B-band $\frac{A_B}{E(B - V)} = 4.1447$ (Table 3 from Cardelli et al. (1989)) to perform a conversion into $E(B - V)$ using the following equations:

$$E(B - V) = \frac{E(V - R)(A_B - A_V)}{(A_V - A_R)} = 1.2820E(V - R) \quad (5)$$

$$E(B - V) = \frac{E(V - I)(A_B - A_V)}{(A_V - A_I)} = 0.6536E(V - I) \quad (6)$$

$$E(B - V) = \frac{E(V - J)(A_B - A_V)}{(A_V - A_J)} = 0.4464E(V - J) \quad (7)$$

$$E(B - V) = \frac{E(V - H)(A_B - A_V)}{(A_V - A_H)} = 0.3891E(V - H) \quad (8)$$

$$E(B - V) = \frac{E(V - K)(A_B - A_V)}{(A_V - A_K)} = 0.3650E(V - K). \quad (9)$$

We finally obtain seven values of the extinction (Q method, and six values derived from Table 5 of Wegner (1994)). These quantities are averaged and their statistical dispersion provides a realistic uncertainty (indicated in Table 1 for the VEGA sample). However, the Q method is applicable only for stars of class IV and V, while Table 5 of Wegner (1994) can be used only for spectral types O and B. We thus have in some cases fewer than seven values. And even, in the case of γ Lyr, for instance (which is an A1III star standing at a distance greater than 75 pc), we used other $E(B - V)$ estimates available in the literature (see Table 1). The uncertainty on S_V is finally derived from the uncertainty on m_V (typically 0.015), the angular diameter (see Table 4), and A_V .

In order to mitigate the effects from a somewhat erroneous calibration of the intrinsic colors, we recalculate $(V - K)_0$ from the derived $E(B-V)$ value. First we calculate $E(B-V)$ from averaging via Eq. 5-9. Then using this value and Eq. 9, we derive $E(V-K)$ (given in Table 1). From $E(V-K)$, m_V , and m_K we obtain $(V - K)_0$. The uncertainty on $(V - K)_0$ is derived assuming an uncertainty of 0.015 for m_V , 0.03 for m_K (following Di Benedetto (2005)), and the uncertainty on $E(V-K)$, itself derived from the uncertainty obtained on $E(B-V)$. The m_V and m_K magnitudes for the stars in our sample are given in Table 1 together with π , $E(V - K)$, and A_V . The derived values of the surface brightness for each star are given in Table 4.

In order to calibrate the SBC relation, we also need to combine the eight limb-darkened angular diameters derived from the VEGA observations with different sets of diameters already available in the literature.

4.2. A revised SBC relation for late- and early-type stars

Historically, the SBC was first derived from interferometric observations of 18 stars by Wesselink (1969) using the $(B-V)$ index. Five years later, the apparent angular diameters of 32 stars in the spectral range O5 to F8 have been measured using the NSII (Hanbury Brown et al. 1974a). Based on this sample, Barnes et al. (1976) and Barnes & Evans (1976) calibrated the SBC for late-type and early-type stars, respectively, but this was not done with the $V-K$ color index. In order to constrain the SBC relation as a function of $V-K$ we therefore use these 32 angular diameters (but 6 are rejected, see below). This is the first set of data we have used. We emphasize that the $(V - K)_0$ color index is usually used to calibrate the SBC relation because it provides the lowest rms and it is mostly parallel to the reddening vector on the $S_V - (V - K)$ diagram. Moreover, for all the datasets we have considered, we have recalculated the $(V - K)_0$ and A_V values in a similar way as for the VEGA objects (see Sect. 4.1).

More than ten years later, Di Benedetto (1998) made a careful compilation of 22 stars (with A, F, G, K spectral types) for which angular diameters were available in the literature and calibrated the SBC relation. Moreover, the direct application of the SBC relation to Cepheids was done by Fouque & Gieren (1997) and Di Benedetto (1998). Later, 27 stars were measured by NPOI and Mark III optical interferometers and the derived high precision angular diameters were published by Nordgren et al. (2001) and Mozurkewich et al. (2003), respectively. Finally, using a compilation of 29 dwarfs and subgiant (including the sun) in the $0.0 \leq (V - K)_0 \leq 6.0$ color range, Kervella et al. (2004) calibrated for the first time a linear SBC relation with an intrinsic dispersion of 0.02 mag or 1% in terms of angular diameter. A short time later, Di Benedetto (2005) made the same kind of compilation but with 45 stars in the $-0.1 \leq (V - K)_0 \leq 3.7$ color range (accuracy of 0.04 mag or 2% in terms of angular diameter). We use this larger second data set for our analysis.

One year later, Bonneau et al. (2006) provided a SBC relation (as function of $V - K$ color magnitude) based on interferometric measurements, lunar occultation, and eclipsing binaries. We compare our results with those of Bonneau et al. (2006) and also Di Benedetto (2005) in Sect. 5.

Recently, Boyajian et al. (2012) enlarged the sample to 44 main-sequence A-, F-, and G-type stars using CHARA array measurements. In addition, ten stars with spectral types from B2 to F6 were observed using the Astronomical Visible Observations (PAVO) beam combiner at the CHARA array (Maestro et al. 2013) and these recent CHARA measurements have been incorporated in our analysis.

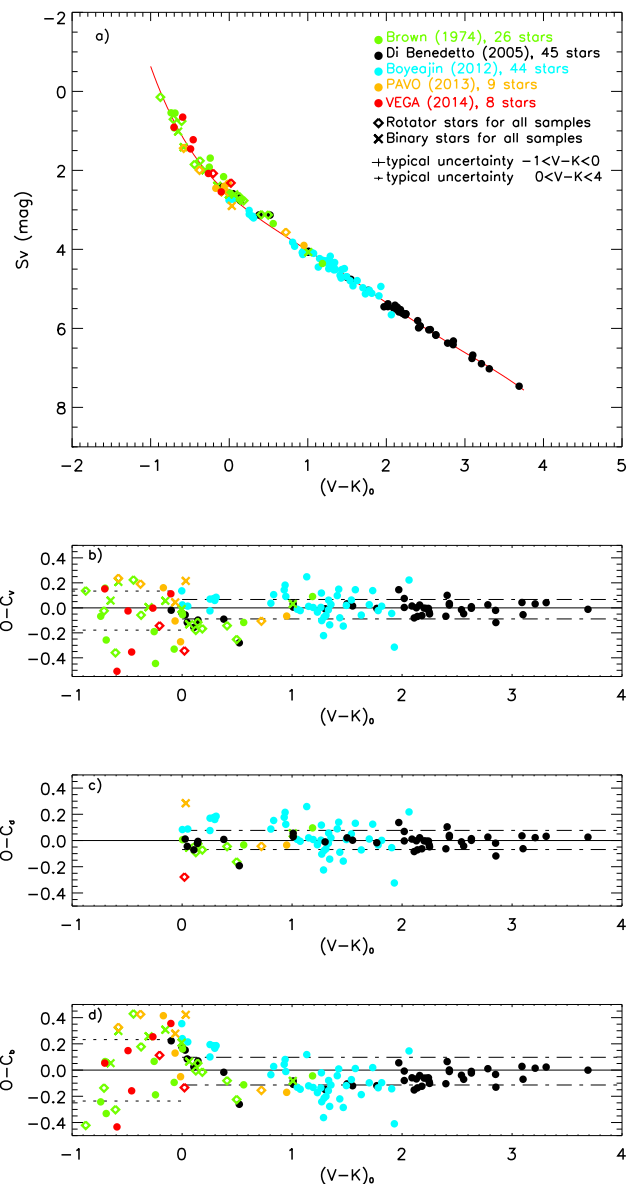


Fig. 3. The relation between visual surface brightness S_V as a function of the color index $(V - K)_0$. The black, light blue, green, brown, and red measurements are from Di Benedetto (2005), Boyajian et al. (2012), Hanbury Brown et al. (1974a), Maestro et al. (2013), and VEGA (this work), respectively. The red line corresponds to our fit when considering all stars. The rms of the difference between the surface brightness computed from our fit and measured surface brightness is presented in the lower panels (see the text for more detail).

However, in order to derive a SBC relation accurate enough for distance determination, one has to perform a consistent selection. Our strategy is the following: we consider all stars in multiple systems (as soon as the companion is far and faint enough not to contaminate interferometric measurements), fast rotators, and single stars. Fast rotating stars should be included as they improve the statistics of the relation (in particular for early-type objects), even if a slight bias is not excluded as discussed in Sect. 3.2 (see also next section). Conversely, we exclude stars with environments (like Be stars with strong wind) or stars with a strong variability. Following these criteria, we found seven

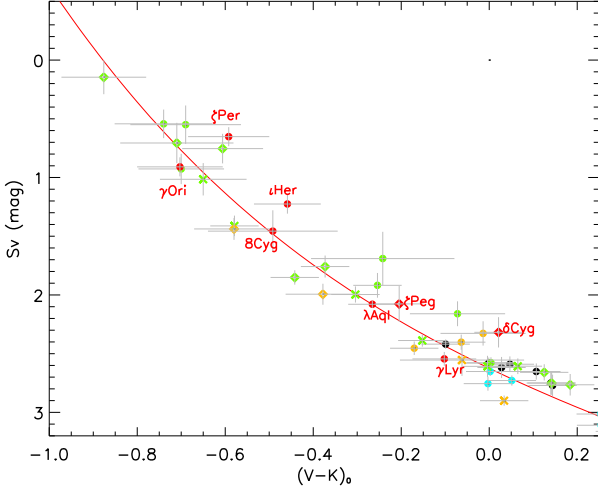


Fig. 4. Same as Fig.3, but with the names of the VEGA/CHARA stars in our sample (in red).

stars to reject. The first one is Zeta Orionis (ζ Ori). Its angular diameter, measured by Hanbury Brown et al. (1974a) is most probably biased by a companion which was discovered later and with a separation of 40 mas (Hummel et al. 2000, 2013). Kappa Orionis (κ Ori) shows a P Cygni profile in $H\alpha$ caused by a stellar wind (Searle et al. 2008; Stalio et al. 1981; Cassinelli et al. 1983). Delta Scorpii (δ Sco) is an active binary star exhibiting the Be phenomenon (Meilland et al. 2013). Gamma2 Velorum (γ^2 Vel) is a binary system with a large spectral contribution from the Wolf-Rayet star (Millour et al. 2007). Zeta Ophiuchi (ζ Oph) is a magnetic star of O_e -type (Hubrig et al. 2011). Alpha Virginis (α Vir) is a double-lined spectroscopic binary (B1V+B4V) with an ellipsoidal variation of 0.03 mag due to tidal distortion (Harrington et al. 2009). The last one, Zeta Cassiopeiae (ζ Cas), is in the PAVO sample (Maestro et al. 2013). It stands at 7σ from the relation. It is a β Cepheid and the photometric contamination by a surrounding environment and/or a close companion is not excluded (Sadsaoud et al. 1994; Nardetto et al. 2011).

We finally end with 26 stars from Hanbury Brown et al. (1974a), 44 stars from Boyajian et al. (2012), 9 stars from Maestro et al. (2013), and 45 values of S_v from Di Benedetto (2005), to which we can add our eight angular diameters obtained with VEGA/CHARA. The total sample is composed of 132 stars (with $-0.876 < V - K < 3.69$), including 32 early-type stars with $-1 < V - K < 0$. Using this sample of 132 stars, we find the relation

$$S_v = \sum_{n=0}^{n=5} C_n (V - K)_0^n \quad (10)$$

with, $C_0 = 2.624 \pm 0.009$, $C_1 = 1.798 \pm 0.020$, $C_2 = -0.776 \pm 0.034$, $C_3 = 0.517 \pm 0.036$, $C_4 = -0.150 \pm 0.015$, and $C_5 = 0.015 \pm 0.002$. Uncertainties on coefficients of the SBC relation do not take into account the X-axis uncertainties on $(V - K)_0$. This relation can be used consistently in the range $-0.9 \leq V - K \leq 3.7$ with $\sigma_{S_v} = 0.10$ mag. This corresponds to a relative precision on the angular diameter of $\frac{\sigma_{\theta}}{\theta} = 46.1\sigma_{S_v} \approx 4.6\%$ derived from Eq. 5 of Di Benedetto (2005). For stars earlier than A3 ($-0.9 < V - K < 0.0$), we

successfully reached a magnitude precision of $\sigma = 0.16$ or 7.3% in terms of angular diameter.

5. Discussion

Figure 3a shows the resulting SB relation as a function of the $(V - K)_0$ color index for the five different data sets we have considered. The VEGA data appear in red in the figure. The residual $O - C_v$, which is the difference obtained between the measured surface brightness (O) and the relation provided by Eq. 10 (C_v), is shown in Fig. 3b. In the following, we define σ_+ and σ_- as the positive and negative standard deviation. We obtain $\sigma_+ = 0.07$ and $\sigma_- = 0.09$ for $0 < V - K < 3.7$ (late-type stars, dot-dashed line in the figure) and $\sigma_+ = 0.13$ mag and $\sigma_- = 0.18$ mag for $-0.9 < V - K < 0$ (early-type stars, dotted line in the figure). In Fig. 3c we derive the residual compared to the Di Benedetto (2005) relation (Eq. 2'') which is applicable only in the $-0.1 < V - K < 4$ color domain. We obtain a residual ($O - C_d$) which are similar: $\sigma_+ = 0.08$ mag and $\sigma_- = 0.07$ mag. This basically means that improving the statistics does not improve the thinness of the relations. For this purpose, a homogeneous set of V and K photometry is probably required.

We also compare our results with those of Bonneau et al. (2006), which is, to our knowledge, the only SBC relation, versus V-K, provided for early-type stars in the literature (actually the relation is set from -1.1 to 7, their Table 2), but instead of using Eq. 2, they considered another quantity, $\frac{\theta}{9.306 \cdot 10^{-5} V}$. We therefore made a conversion to compare with the S_v quantity. The residual ($O - C_b$) is shown in Fig. 3d. We find $\sigma_+ = 0.10$ mag and $\sigma_- = 0.11$ mag for $0 < V - K < 4$ (or late-type stars) and $\sigma_+ = 0.23$ mag and $\sigma_- = -0.23$ mag for $-1 < V - K < 0$ (or early-type stars). These residuals are significantly larger than the ones obtained when using our Eq. 10 or Eq. 2'' from Di Benedetto (2005).

In Fig. 3a we also have indicated the fast rotating stars and binaries. In Fig. 4 we provide a zoom of the SBC relation over the $-1 < V - K < 0.25$ color range. In this zoom we have also indicated the uncertainties and the names of the stars in our VEGA sample. We find that the $O - C_v$ residual in the $(V - K)$ color range -1 to 0 is $\sigma = 0.06$, $\sigma = 0.17$, and $\sigma = 0.18$, for stars in binary systems (6), for fast rotating stars (8), and for single stars (18). We note the following points:

First, we want to emphasize that a careful selection (by rejected stars with environment and stars with companions in contact), in particular in the range of $-1 < V - K < 0$ can significantly improve the precision on the SBC relation. We obtain $\sigma \approx 0.4$ otherwise.

Second, the dispersion of the $O - C$ residual for stars in binary systems is significantly lower (0.06) than to the one obtained with the whole sample (about 0.16), which indicates that interferometric and photometric measurements are not contaminated by the binarity.

Third, we obtain a large dispersion ($\sigma = 0.17$) for fast rotating stars. Five stars are beyond 1σ , while three are within, including ζ Peg in our VEGA sample (see Fig. 3b). Delta Cygni (δ Cyg) is, in particular, at 2σ . In Sect. 3.2, we estimated the impact of the fast rotation on the angular diameters of ζ Peg and δ Cyg to be 0.039 mas and 0.047 mas, respectively. Using Eq. 2, it translates into a magnitude effect of ± 0.150 mag and ± 0.127 mag, respectively. As already said, fast rotation modifies several stellar properties such as the shape of the photosphere (Collins 1963; Collins & Harrington 1966) and its brightness distribution (von Zeipel 1924a,b), which should be taken into

consideration. However, studying these effects requires dedicated modeling, and this will be done in a forthcoming paper. Finally, in our VEGA sample, four stars are beyond 1σ from the relation, but when also considering the uncertainty in $V-K$, they remain consistent with the relation (see Fig. 4).

Fourth, we calculate the SBC relation for luminosity classes I and II, III, IV, and V (Fig. 5). We obtain the following results:

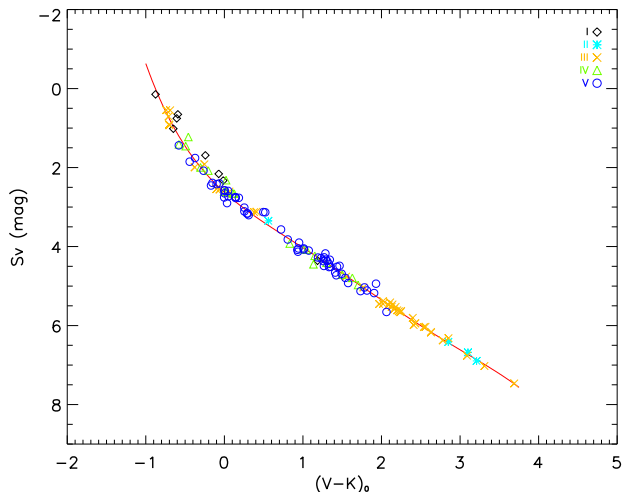


Fig. 5. The relation between the visual surface brightness S_V and the color index $(V - K)_0$ for luminosity class I (\diamond), luminosity class II ($*$), luminosity class III (\times), luminosity class IV (Δ), and luminosity class V (\circ).

$$-0.88 \leq (V - K)_0 \leq 3.21$$

$$S_V = 2.291 + 2.151(V - K)_0 - 0.461(V - K)_0^2 + 0.073(V - K)_0^3 \quad (11)$$

$$[\sigma_{S_V} = 0.08 \text{ mag}; \sigma_\theta \approx 3.5\%; 12 \text{ stars; Class I + II}]$$

$$-0.74 \leq (V - K)_0 \leq 3.69$$

$$S_V = 2.497 + 1.916(V - K)_0 - 0.335(V - K)_0^2 + 0.050(V - K)_0^3 \quad (12)$$

$$[\sigma_{S_V} = 0.07 \text{ mag}; \sigma_\theta \approx 3.4\%; 41 \text{ stars; Class III}]$$

$$-0.58 \leq (V - K)_0 \leq 2.06$$

$$S_V = 2.625 + 1.823(V - K)_0 - 0.606(V - K)_0^2 + 0.197(V - K)_0^3 \quad (13)$$

$$[\sigma_{S_V} = 0.10 \text{ mag}; \sigma_\theta \approx 4.8\%; 79 \text{ stars; Class IV + V}]$$

We find a slight difference in the zero-points of these relations. Their dispersion is, however, similar, about 0.09 mag, which is slightly lower than the global dispersion of 0.16 mag that we obtain when considering the whole sample.

6. Conclusions

Taking advantage of the unique VEGA/CHARA capabilities in terms of spatial resolution, we determined the angular diameters of eight bright early-type stars in the visible with a precision of about 1.5%. By combining these data with previous angular diameter determinations, we provide for the very first time a

SBC relation for early-type stars with a precision of about 0.16 magnitude, which means that this SBC relation can be used to derive the angular diameter of early-type stars with a precision of 7.3%. This relation is a powerful tool for the distance scale calibration as it can be used to derive the individual angular diameters of detached, early-type, and thus bright eclipsing binary systems. It will be used in the course of the Araucaria Project (Gieren et al. 2005) to derive the distance of different galaxies in the Local Group, for example M33. As the eclipsing binary method is independent of the metallicity of the star, it can be used as a reference to test the impact of the metallicity on several other distance indicators, in particular the Cepheids. In the course of the Araucaria project, we also aim to test the method consistently on galactic early-type eclipsing binaries using photometry, spectroscopy, and interferometry.

Acknowledgements. This research has made use of the SIMBAD and VIZIER¹ databases at CDS, Strasbourg (France), and of the Jean-Marie Mariotti Center Aspro service² and of electronic bibliography maintained by the NASA/ADS system. The research leading to these results has received funding from the European Community's Seventh Framework Programme under Grant Agreement 312430 and financial support from the Ministry of Higher Education and Scientific Research (MHESR) - Tunisia. The CHARA Array is funded by the National Science Foundation through NSF grants AST-0606958 and AST-0908253 and by Georgia State University through the College of Arts and Sciences, as well as the W. M. Keck Foundation. WG gratefully acknowledges financial support for this work from the BASAL Centro de Astrofísica y Tecnologías Afines (CATA) PFB-06/2007, and from the Millennium Institute of Astrophysics (MAS) of the Iniciativa Científica Milenio del Ministerio de Economía, Fomento y Turismo de Chile, project IC120009. We acknowledge financial support for this work from ECOS-CONICYT grant C13U01. Support from the Polish National Science Center grant MAESTRO 2012/06/A/ST9/00269 is also acknowledged. We also wish to thank the referee, Dr Puls, for his numerous and precise suggestions for improving the photometric aspects of the paper. This was an enormous help in refining our results. This research has largely benefited from the support, suggestions, advice of our colleague Olivier Chesneau, who passed away this spring. The whole team wish to pay homage to him.

References

- Abt, H. A., Levato, H., & Grosso, M. 2002, *ApJ*, 573, 359
- Abt, H. A. & Morrell, N. I. 1995, *ApJS*, 99, 135
- Allende Prieto, C. & Lambert, D. L. 1999, *A&A*, 352, 555
- Barnes, T. G. & Evans, D. S. 1976, *MNRAS*, 174, 489
- Barnes, T. G., Evans, D. S., & Parsons, S. B. 1976, *MNRAS*, 174, 503
- Blackwell, D. E., Petford, A. D., Arribas, S., Haddock, D. J., & Selby, M. J. 1990, *A&A*, 232, 396
- Bohm-Vitense, E. 1985, *ApJ*, 296, 169
- Bonanos, A. Z., Stanek, K. Z., Kudritzki, R. P., et al. 2006, *ApJ*, 652, 313
- Bonneau, D., Clausse, J.-M., Delfosse, X., et al. 2006, *A&A*, 456, 789
- Boyajian, T. S., McAlister, H. A., van Belle, G., et al. 2012, *ApJ*, 746, 101
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Carpenter, K. G., Slettebak, A., & Sonneborn, G. 1984, *ApJ*, 286, 741
- Cassinelli, J. P., Myers, R. V., Hartmann, L., Dupree, A. K., & Sanders, W. T. 1983, *ApJ*, 268, 205
- Claret, A. & Bloemen, S. 2011, *A&A*, 529, A75
- Collins, II, G. W. 1963, *ApJ*, 138, 1134
- Collins, II, G. W. & Harrington, J. P. 1966, *ApJ*, 146, 152
- Di Benedetto, G. P. 1998, *A&A*, 339, 858
- Di Benedetto, G. P. 2005, *MNRAS*, 357, 174
- Ducati, J. R. 2002, *VizieR Online Data Catalog*, 2237, 0
- Evans, N. R. 1991, *ApJ*, 372, 597
- Evans, N. R. 1992, *ApJ*, 389, 657
- Feast, M. W. 1997, *MNRAS*, 284, 761
- Fitzpatrick, E. L. 1999, *PASP*, 111, 63
- Fitzpatrick, E. L. & Massa, D. 2005, *AJ*, 129, 1642
- Fouque, P. & Gieren, W. P. 1997, *A&A*, 320, 799
- Freedman, W. L. & Madore, B. F. 1996, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 88, *Clusters, Lensing, and the Future of the Universe*, ed. V. Trimble & A. Reisenegger, 9

¹ Available at <http://cdsweb.u-strasbg.fr/>

² Available at <http://www.jmmc.fr/aspro>

- Freedman, W. L., Madore, B. F., Rigby, J., Persson, S. E., & Sturch, L. 2008, *ApJ*, 679, 71
- Gieren, W., Pietrzyński, G., Soszyński, I., et al. 2005, *ApJ*, 628, 695
- Gies, D. R. & Lambert, D. L. 1992, *ApJ*, 387, 673
- Graczyk, D., Pietrzyński, G., Thompson, I. B., et al. 2014, *ApJ*, 780, 59
- Graczyk, D., Pietrzyński, G., Thompson, I. B., et al. 2012, *ApJ*, 750, 144
- Graczyk, D., Soszyński, I., Poleski, R., et al. 2011, *Acta Astron.*, 61, 103
- Gray, D. F. 1980, *PASP*, 92, 771
- Hanbury Brown, R., Davis, J., & Allen, L. R. 1974a, *MNRAS*, 167, 121
- Hanbury Brown, R., Davis, J., Lake, R. J. W., & Thompson, R. J. 1974b, *MNRAS*, 167, 475
- Harrington, D., Koenigsberger, G., Moreno, E., & Kuhn, J. 2009, *ApJ*, 704, 813
- Hauschildt, P. H., Baron, E., & Allard, F. 1997, *ApJ*, 483, 390
- Hohle, M. M., Neuhäuser, R., & Schutz, B. F. 2010, *Astronomische Nachrichten*, 331, 349
- Hubrig, S., Oskinova, L. M., & Schöller, M. 2011, *Astronomische Nachrichten*, 332, 147
- Hummel, C. A., Rivinius, T., Nieva, M.-F., et al. 2013, *A&A*, 554, A52
- Hummel, C. A., White, N. M., Elias, II, N. M., Hajian, A. R., & Nordgren, T. E. 2000, *ApJ*, 540, L91
- Johnson, H. L., Mitchell, R. I., Iriarte, B., & Wisniewski, W. Z. 1966, *Communications of the Lunar and Planetary Laboratory*, 4, 99
- Johnson, H. L. & Morgan, W. W. 1953, *ApJ*, 117, 313
- Kervella, P., Thévenin, F., Di Folco, E., & Ségransan, D. 2004, *A&A*, 426, 297
- Kurucz, R. L. 1970, *SAO Special Report*, 309
- Laney, C. D., Jonek, M. D., & Pietrzyński, G. 2012, *MNRAS*, 419, 1637
- Laney, C. D. & Stobie, R. S. 1993, *MNRAS*, 263, 921
- Lyubimkov, L. S., Rachkovskaya, T. M., Rostopchin, S. I., & Lambert, D. L. 2002, *MNRAS*, 333, 9
- Macri, L. M., Stanek, K. Z., Sasselov, D. D., Krockenberger, M., & Kaluzny, J. 2001, *AJ*, 121, 870
- Maestro, V., Che, X., Huber, D., et al. 2013, *MNRAS*, 434, 1321
- Massey, P., Neugent, K. F., Hillier, D. J., & Puls, J. 2013, *ApJ*, 768, 6
- McDonald, I., Zijlstra, A. A., & Boyer, M. L. 2012, *MNRAS*, 427, 343
- Meilland, A., Stee, P., Spang, A., et al. 2013, *A&A*, 550, L5
- Mermilliod, J.-C., Mermilliod, M., & Hauck, B. 1997, *A&AS*, 124, 349
- Millour, F., Petrov, R. G., Chesneau, O., et al. 2007, *A&A*, 464, 107
- Mochejska, B. J., Kaluzny, J., Stanek, K. Z., & Sasselov, D. D. 2001, *AJ*, 122, 1383
- Mourard, D., Bério, P., Perraut, K., et al. 2011, *A&A*, 531, A110
- Mourard, D., Clausse, J. M., Marcotto, A., et al. 2009, *A&A*, 508, 1073
- Mozurkewich, D., Armstrong, J. T., Hindsley, R. B., et al. 2003, *AJ*, 126, 2502
- Nardetto, N., Mourard, D., Tallon-Bosc, I., et al. 2011, *A&A*, 525, A67
- Nordgren, T. E., Sudol, J. J., & Mozurkewich, D. 2001, *AJ*, 122, 2707
- Pasinetti Fraccasini, L. E., Pastori, L., Covino, S., & Pozzi, A. 2001, *A&A*, 367, 521
- Pawlak, M., Graczyk, D., Soszyński, I., et al. 2013, *Acta Astron.*, 63, 323
- Pecaut, M. J. & Mamajek, E. E. 2013, *ApJS*, 208, 9
- Pietrzyński, G. & Gieren, W. 2002, *AJ*, 124, 2633
- Pietrzyński, G., Gieren, W., Szewczyk, O., et al. 2008, *AJ*, 135, 1993
- Pietrzyński, G., Graczyk, D., Gieren, W., et al. 2013, *Nature*, 495, 76
- Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Graczyk, D., et al. 2009, *ApJ*, 697, 862
- Sadsaoud, H., Le Contel, J. M., Chapellier, E., Le Contel, D., & Gonzalez-Bedolla, S. 1994, *A&A*, 287, 509
- Searle, S. C., Prinja, R. K., Massa, D., & Ryans, R. 2008, *A&A*, 481, 777
- Slettebak, A., Collins, II, G. W., Parkinson, T. D., Boyce, P. B., & White, N. M. 1975, *ApJS*, 29, 137
- Stalio, R., Sedmak, G., & Rusconi, L. 1981, *A&A*, 101, 168
- Sturmman, J., ten Brummelaar, T., Sturmman, L., & McAlister, H. A. 2010, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 7734, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series
- Szewczyk, O., Pietrzyński, G., Gieren, W., et al. 2008, *AJ*, 136, 272
- Tallon-Bosc, I., Tallon, M., Thiébaud, E., et al. 2008, in *SPIE*, Vol. 7013
- ten Brummelaar, T. A., McAlister, H. A., Ridgway, S. T., et al. 2005, *ApJ*, 628, 453
- Tetzlaff, N., Neuhäuser, R., & Hohle, M. M. 2011, *MNRAS*, 410, 190
- Torres, G., Andersen, J., & Giménez, A. 2010, *A&A Rev.*, 18, 67
- Udalski, A., Pietrzyński, G., Woźniak, P., et al. 1998a, *ApJ*, 509, L25
- Udalski, A., Szymanski, M., Kubiak, M., et al. 1998b, *Acta Astron.*, 48, 1
- van Belle, G. T. 2012, *A&A Rev.*, 20, 51
- van Belle, G. T., Ciardi, D. R., ten Brummelaar, T., et al. 2006, *ApJ*, 637, 494
- van Leeuwen, F. 2007, *A&A*, 474, 653
- Villardell, F., Ribas, I., & Jordi, C. 2006, *A&A*, 459, 321
- von Zeipel, H. 1924a, *MNRAS*, 84, 665
- von Zeipel, H. 1924b, *MNRAS*, 84, 684
- Wegner, W. 1994, *MNRAS*, 270, 229
- Wesselink, A. J. 1969, *MNRAS*, 144, 297
- Wu, Y., Singh, H. P., Prugniel, P., Gupta, R., & Koleva, M. 2011, *A&A*, 525, A71
- Wyrzykowski, L., Udalski, A., Kubiak, M., et al. 2003, *Acta Astron.*, 53, 1
- Wyrzykowski, L., Udalski, A., Kubiak, M., et al. 2004, *Acta Astron.*, 54, 1
- Zorec, J., Cidale, L., Arias, M. L., et al. 2009, *A&A*, 501, 297
- Zorec, J. & Royer, F. 2012, *A&A*, 537, A120

Table .1. Journal of the observations

Star	Date obs [yyyy-mm-dd]	TU [h]	HA [h]	MJD [days]	λ [nm]	Base [m]	Arg [deg]	$V^2 \pm_{\text{stat}} \pm_{\text{sys}}$
γ Ori	2011-10-12	10.206	-1.707	55845.5	710	65.574	-114.974	$0.830 \pm 0.059 \pm 0.001$
	2011-10-12	10.209	-1.704	55845.5	731.5	65.578	-114.977	$0.817 \pm 0.064 \pm 0.000$
	2011-10-12	10.194	-1.719	55845.5	731.5	153.578	-110.390	$0.228 \pm 0.019 \pm 0.001$
	2011-10-13	9.654	-2.194	55846.5	710	64.439	-114.627	$0.828 \pm 0.078 \pm 0.000$
	2011-10-13	9.708	-2.141	55846.5	710	149.824	-110.214	$0.222 \pm 0.036 \pm 0.001$
	2011-10-13	9.693	-2.155	55846.5	731.5	149.659	-110.214	$0.244 \pm 0.024 \pm 0.001$
	2011-11-22	10.851	1.633	55886.5	730	104.340	92.583	$0.554 \pm 0.038 \pm 0.001$
	2011-12-10	7.745	-0.2984	55904.5	708.5	154.258	-112.675	$0.220 \pm 0.012 \pm 0.006$
γ Lyr	2011-07-27	5.633	-0.916	55768.5	715	65.4495	-116.028	$0.809 \pm 0.060 \pm 0.008$
	2011-07-27	5.633	-0.916	55768.5	715	154.448	-109.563	$0.168 \pm 0.020 \pm 0.010$
	2011-07-27	5.633	-0.916	55768.5	735	65.4495	-116.028	$0.907 \pm 0.050 \pm 0.009$
	2011-07-27	5.633	-0.916	55768.5	735	154.448	-109.563	$0.188 \pm 0.014 \pm 0.012$
	2011-07-27	5.633	-0.916	55768.5	735	219.605	-111.486	$0.002 \pm 0.066 \pm 0.000$
	2011-09-01	5.244	1.060	55804.5	715	63.897	-133.244	$0.699 \pm 0.056 \pm 0.007$
	2011-09-01	5.244	1.060	55804.5	715	152.073	-126.300	$0.190 \pm 0.026 \pm 0.012$
	2011-09-01	5.244	1.060	55804.5	715	215.640	-128.353	$0.016 \pm 0.011 \pm 0.002$
	2011-09-01	5.244	1.060	55804.5	735	63.897	-133.244	$0.784 \pm 0.044 \pm 0.007$
	2011-09-01	5.244	1.060	55804.5	735	152.073	-126.300	$0.222 \pm 0.020 \pm 0.013$
	2011-09-01	5.244	1.060	55804.5	735	215.640	-128.353	$0.005 \pm 0.012 \pm 0.000$
	2012-06-21	7.755	-1.103	56098.5	707	65.125	-114.643	$0.659 \pm 0.025 \pm 0.005$
	2012-06-21	7.755	-1.103	56098.5	707	153.401	-108.177	$0.239 \pm 0.040 \pm 0.010$
	2012-06-21	7.755	-1.103	56098.5	707	218.236	-110.103	$0.026 \pm 0.050 \pm 0.002$
	2012-06-21	7.755	-1.103	56098.5	730.5	65.125	-114.643	$0.684 \pm 0.024 \pm 0.004$
	2012-06-21	7.755	-1.103	56098.5	730.5	153.401	-108.177	$0.178 \pm 0.017 \pm 0.007$
	2012-06-21	7.755	-1.103	56098.5	730.5	218.236	-110.103	$0.046 \pm 0.044 \pm 0.004$
	2012-06-21	9.712	0.858	56098.5	707.5	64.388	-131.216	$0.719 \pm 0.044 \pm 0.005$
	2012-06-21	9.712	0.858	56098.5	707.5	153.274	-124.351	$0.167 \pm 0.018 \pm 0.007$
	2012-06-21	9.712	0.858	56098.5	707.5	217.337	-126.380	$0.003 \pm 0.025 \pm 0.000$
	2012-06-21	9.712	0.858	56098.5	730.5	64.388	-131.216	$0.672 \pm 0.046 \pm 0.004$
	2012-06-21	9.712	0.858	56098.5	730.5	153.274	-124.351	$0.153 \pm 0.020 \pm 0.006$
	2012-06-21	9.712	0.858	56098.5	730.5	217.337	-126.380	$0.043 \pm 0.045 \pm 0.003$
	λ Aql	2013-07-24	8.216	1.388	56496.5	532.5	29.264	-23.993
2013-07-24		8.216	1.388	56496.5	532.5	160.270	-35.208	$0.205 \pm 0.020 \pm 0.023$
2013-07-24		8.216	1.388	56496.5	532.5	189.061	-33.483	$0.162 \pm 0.088 \pm 0.019$
2013-07-24		8.216	1.388	56496.5	547.5	29.264	-23.993	$1.025 \pm 0.131 \pm 0.005$
2013-07-24		8.216	1.388	56496.5	547.5	160.270	-35.208	$0.201 \pm 0.015 \pm 0.029$
2013-07-24		8.216	1.388	56496.5	547.5	189.061	-33.483	$0.096 \pm 0.024 \pm 0.021$
2013-07-24		8.925	2.100	56496.5	532.5	30.595	-28.275	$0.950 \pm 0.107 \pm 0.002$
2013-07-24		8.925	2.100	56496.5	532.5	167.700	-37.803	$0.142 \pm 0.010 \pm 0.012$
2013-07-24		8.925	2.100	56496.5	532.5	197.938	-36.337	$0.042 \pm 0.061 \pm 0.005$
2013-07-24		8.925	2.100	56496.5	547.5	30.595	-28.275	$0.911 \pm 0.041 \pm 0.002$
2013-07-24		8.925	2.100	56496.5	547.5	167.700	-37.803	$0.169 \pm 0.012 \pm 0.014$
2013-07-24		8.925	2.100	56496.5	547.5	197.938	-36.337	$0.082 \pm 0.021 \pm 0.010$
2013-07-24		9.319	2.494	56496.5	532.5	31.311	-30.138	$0.924 \pm 0.071 \pm 0.0026$
2013-07-24		9.319	2.494	56496.5	532.5	171.056	-38.738	$0.094 \pm 0.011 \pm 0.008$
2013-07-24		9.319	2.494	56496.5	532.5	202.070	-37.410	$0.005 \pm 0.042 \pm 0.000$
2013-07-24		9.319	2.494	56496.5	547.5	31.311	-30.138	$0.928 \pm 0.050 \pm 0.002$
2013-07-24		9.319	2.494	56496.5	547.5	171.056	-38.738	$0.170 \pm 0.009 \pm 0.014$
2013-07-24		9.319	2.494	56496.5	547.5	202.070	-37.410	$0.045 \pm 0.021 \pm 0.005$
2013-07-24		9.802	2.979	56496.5	532.5	32.121	-31.950	$0.928 \pm 0.105 \pm 0.002$
2013-07-24		9.802	2.979	56496.5	532.5	174.274	-39.432	$0.116 \pm 0.013 \pm 0.011$
2013-07-24		9.802	2.979	56496.5	532.5	206.164	-38.270	$0.028 \pm 0.062 \pm 0.004$
2013-07-24		9.802	2.979	56496.5	547.5	32.121	-31.950	$0.998 \pm 0.090 \pm 0.002$
2013-07-24		9.802	2.979	56496.5	547.5	174.274	-39.432	$0.105 \pm 0.012 \pm 0.009$
2013-07-24		9.802	2.979	56496.5	547.5	206.164	-38.270	$0.068 \pm 0.043 \pm 0.009$
2013-07-24		8.215	1.388	56496.5	703.0	29.263	-23.990	$0.972 \pm 0.235 \pm 0.001$
2013-07-24		8.215	1.388	56496.5	703.0	160.265	-35.206	$0.488 \pm 0.155 \pm 0.037$

Table .2. Continued.

Star	Date obs [yyyy-mm-dd]	TU [h]	HA [h]	MJD [days]	λ [nm]	Base [m]	Arg [deg]	$V^2_{\pm\text{stat}} \pm_{\text{syst}}$
	2013-07-24	8.215	1.388	56496.5	734.0	29.263	-23.990	$0.918 \pm 0.118 \pm 0.002$
	2013-07-24	8.215	1.388	56496.5	734.0	160.265	-35.206	$0.467 \pm 0.021 \pm 0.035$
	2013-07-24	8.215	1.388	56496.5	734.0	189.055	-33.480	$0.236 \pm 0.068 \pm 0.026$
	2013-07-24	8.925	2.099	56496.5	703.0	30.594	-28.272	$0.935 \pm 0.124 \pm 0.007$
	2013-07-24	8.925	2.099	56496.5	703.0	167.695	-37.802	$0.293 \pm 0.119 \pm 0.024$
	2013-07-24	8.925	2.099	56496.5	734.0	30.594	-28.272	$0.895 \pm 0.075 \pm 0.001$
	2013-07-24	8.925	2.099	56496.5	734.0	167.695	-37.802	$0.399 \pm 0.015 \pm 0.017$
	2013-07-24	8.925	2.099	56496.5	734.0	197.932	-36.335	$0.434 \pm 0.146 \pm 0.025$
	2013-07-24	9.318	2.494	56496.5	703.0	31.309	-30.134	$0.910 \pm 0.269 \pm 0.002$
	2013-07-24	9.318	2.494	56496.5	703.0	171.050	-38.736	$0.431 \pm 0.115 \pm 0.020$
	2013-07-24	9.318	2.494	56496.5	734.0	31.309	-30.134	$0.895 \pm 0.075 \pm 0.001$
	2013-07-24	9.318	2.494	56496.5	734.0	171.050	-38.736	$0.358 \pm 0.015 \pm 0.016$
	2013-07-24	9.318	2.494	56496.5	734.0	202.062	-37.408	$0.550 \pm 0.279 \pm 0.062$
	2013-07-24	9.801	2.979	56496.5	703.0	32.120	-31.948	$0.936 \pm 0.090 \pm 0.002$
	2013-07-24	9.801	2.979	56496.5	703.0	174.269	-39.431	$0.369 \pm 0.189 \pm 0.018$
	2013-07-24	9.801	2.979	56496.5	703.0	206.158	-38.269	$0.885 \pm 0.394 \pm 0.054$
	2013-07-24	9.801	2.979	56496.5	734.0	32.120	-31.948	$1.122 \pm 0.100 \pm 0.002$
	2013-07-24	9.801	2.979	56496.5	734.0	174.269	-39.431	$0.367 \pm 0.015 \pm 0.017$
	2013-07-24	9.801	2.979	56496.5	734.0	206.158	-38.269	$0.318 \pm 0.089 \pm 0.036$
ι Her	2013-08-29	4.351	1.325	56532.5	538.5	106.359	-94.209	$0.875 \pm 0.048 \pm 0.006$
	2013-08-29	4.351	1.325	56532.5	538.5	310.123	-120.677	$0.081 \pm 0.056 \pm 0.004$
	2013-08-29	4.351	1.325	56532.5	553.5	106.359	-94.209	$0.930 \pm 0.052 \pm 0.006$
	2013-08-29	4.351	1.325	56532.5	553.5	310.123	-120.677	$0.118 \pm 0.024 \pm 0.007$
	2013-08-29	4.350	1.324	56532.5	707.5	106.361	-94.203	$0.933 \pm 0.122 \pm 0.004$
	2013-08-29	4.350	1.324	56532.5	707.5	310.127	-120.670	$0.430 \pm 0.164 \pm 0.015$
	2013-08-29	4.350	1.324	56532.5	738.5	106.361	-94.203	$0.904 \pm 0.035 \pm 0.004$
	2013-08-29	4.350	1.324	56532.5	738.5	310.127	-120.670	$0.315 \pm 0.054 \pm 0.010$
8 Cyg	2013-08-28	6.088	1.130	56531.5	538.5	216.020	-129.391	$0.630 \pm 0.053 \pm 0.035$
	2013-08-28	6.088	1.130	56531.5	538.5	306.627	-116.749	$0.407 \pm 0.108 \pm 0.049$
	2013-08-28	6.088	1.130	56531.5	553.5	216.020	-129.391	$0.617 \pm 0.046 \pm 0.033$
	2013-08-28	6.088	1.130	56531.5	553.5	306.627	-116.749	$0.412 \pm 0.079 \pm 0.047$
	2013-08-28	6.088	1.129	56531.5	707.5	216.025	-129.386	$0.776 \pm 0.053 \pm 0.024$
	2013-08-28	6.088	1.129	56531.5	707.5	306.634	-116.743	$0.442 \pm 0.080 \pm 0.029$
	2013-08-28	6.088	1.129	56531.5	740.0	216.025	-129.386	$0.973 \pm 0.151 \pm 0.028$
	2013-08-28	6.088	1.129	56531.5	740.0	306.634	-116.743	$0.431 \pm 0.074 \pm 0.025$
ζ Per	2011-10-13	8.507	-1.828	55846.5	715.0	63.035	-109.781	$0.965 \pm 0.051 \pm 0.001$
	2011-10-13	8.507	-1.828	55846.5	715.0	147.169	-103.253	$0.471 \pm 0.028 \pm 0.004$
	2011-10-13	8.484	-1.851	55846.5	715.0	209.574	-105.057	$0.181 \pm 0.014 \pm 0.003$
	2011-10-13	8.507	-1.828	55846.5	734.5	63.035	-109.781	$0.904 \pm 0.032 \pm 0.001$
	2011-10-13	8.507	-1.828	55846.5	734.5	147.169	-103.253	$0.494 \pm 0.016 \pm 0.004$
	2011-10-13	8.500	-1.835	55846.5	734.5	209.811	-105.163	$0.228 \pm 0.012 \pm 0.004$

Table .3. Continued

Star	Date obs [yyyy-mm-dd]	TU [h]	HA [h]	MJD [days]	λ [nm]	Base [m]	Arg [deg]	$V^2 \pm_{\text{stat}} \pm_{\text{syst}}$
δ Cyg	2011-07-23	7.421	-0.153	55764.5	715	65.642	-121.782	$0.772 \pm 0.041 \pm 0.002$
	2011-07-23	7.425	-0.149	55764.5	715	155.612	-115.029	$0.166 \pm 0.011 \pm 0.002$
	2011-07-23	7.421	-0.153	55764.5	715	65.642	-121.782	$0.772 \pm 0.040 \pm 0.002$
	2011-07-23	7.425	-0.149	55764.5	715	155.612	-115.029	$0.166 \pm 0.010 \pm 0.002$
	2011-07-23	7.421	-0.153	55764.5	735	65.642	-121.782	$0.698 \pm 0.035 \pm 0.001$
	2011-07-23	7.419	-0.155	55764.5	735	155.596	-114.963	$0.147 \pm 0.008 \pm 0.002$
	2011-07-23	9.054	1.484	55764.5	715	65.146	-139.701	$0.708 \pm 0.059 \pm 0.001$
	2011-07-23	9.050	1.480	55764.5	715	154.249	-132.820	$0.127 \pm 0.012 \pm 0.001$
	2011-07-23	9.054	1.484	55764.5	715	219.055	-134.898	$0.011 \pm 0.019 \pm 0.003$
	2011-07-23	9.054	1.484	55764.5	735	65.146	-139.701	$0.684 \pm 0.040 \pm 0.001$
	2011-07-23	9.048	1.478	55764.5	735	154.256	-132.797	$0.160 \pm 0.009 \pm 0.002$
	2011-07-23	9.054	1.484	55764.5	735	219.055	-134.898	$0.016 \pm 0.010 \pm 0.000$
	2011-07-27	8.124	0.815	55768.5	715	65.744	-132.043	$0.726 \pm 0.040 \pm 0.001$
	2011-07-27	8.124	0.815	55768.5	715	155.931	-125.241	$0.128 \pm 0.013 \pm 0.002$
	2011-07-27	8.124	0.815	55768.5	735	65.7443	-132.043	$0.788 \pm 0.049 \pm 0.002$
	2011-07-27	8.124	0.815	55768.5	735	155.931	-125.241	$0.157 \pm 0.014 \pm 0.002$
	2011-07-27	8.124	0.815	55768.5	735	221.349	-127.257	$0.028 \pm 0.019 \pm 0.000$
	2011-07-27	8.917	1.610	55768.5	715	65.007	-141.195	$0.770 \pm 0.073 \pm 0.001$
	2011-07-27	8.917	1.610	55768.5	715	153.819	-134.361	$0.163 \pm 0.015 \pm 0.002$
	2011-07-27	8.917	1.610	55768.5	715	218.501	-136.390	$0.018 \pm 0.020 \pm 0.000$
2011-07-27	8.917	1.610	55768.5	735	65.007	-141.195	$0.797 \pm 0.053 \pm 0.001$	
2011-07-27	8.917	1.610	55768.5	735	153.819	-134.361	$0.160 \pm 0.012 \pm 0.002$	
ζ Peg	2011-07-24	8.586	-1.860	55765.5	715	65.002	-114.225	$0.867 \pm 0.039 \pm 0.005$
	2011-07-24	8.583	-1.863	55765.5	715	151.533	-109.301	$0.428 \pm 0.021 \pm 0.015$
	2011-07-24	8.576	-1.870	55765.5	715	216.288	-110.765	$0.263 \pm 0.028 \pm 0.022$
	2011-07-24	8.586	-1.860	55765.5	735	65.002	-114.225	$0.839 \pm 0.034 \pm 0.005$
	2011-07-24	8.583	-1.863	55765.5	735	151.533	-109.301	$0.414 \pm 0.015 \pm 0.014$
	2011-07-24	8.589	-1.857	55765.5	735	216.431	-110.787	$0.222 \pm 0.017 \pm 0.015$
	2011-07-28	8.236	-1.948	55769.5	715	64.774	-114.068	$0.891 \pm 0.059 \pm 0.054$
	2011-07-28	8.236	-1.948	55769.5	715	150.724	-109.167	$0.442 \pm 0.027 \pm 0.014$
	2011-07-28	8.213	-1.971	55769.5	715	215.043	-110.606	$0.187 \pm 0.028 \pm 0.013$
	2011-07-28	8.240	-1.944	55769.5	735	64.784	-114.074	$0.882 \pm 0.055 \pm 0.005$
	2011-07-28	8.240	-1.944	55769.5	735	150.760	-109.173	$0.440 \pm 0.030 \pm 0.013$
	2011-07-28	8.243	-1.941	55769.5	735	215.419	-110.650	$0.188 \pm 0.045 \pm 0.012$

B Performance, results, and prospects of the visible spectrograph VEGA on CHARA

Performance, results, and prospects of the visible spectrograph VEGA on CHARA

Denis Mourard^a, Mounir Challouf^a, Roxanne Ligi^a, Philippe Bério^a, Jean-Michel Clausse^a, Jérôme Gerakis^a, Laurent Bourges^b, Nicolas Nardetto^a, Karine Perraut^b, Isabelle Tallon-Bosc^c, H. McAlister^{d,e}, T. ten Brummelaar^e, S. Ridgway^f, J. Sturmann^e, L. Sturmann^e, N. Turner^e, C. Farrington^e and P.J. Goldfinger^e

^aLaboratoire Lagrange, UMR 7293 UNS-CNRS-OCA, Boulevard de l'Observatoire, B.P. 4229, 06304 NICE Cedex 4, France.

^bUJF-Grenoble 1 / CNRS-INSU, Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble (IPAG) UMR 5274, Grenoble, F-38041, France.

^cUniversité Lyon 1, Observatoire de Lyon, CNRS UMR5574, Ecole Normale Supérieure Lyon, 9 avenue Charles André, Saint-Genis Laval, F-69230, France

^dGeorgia State University, P.O. Box 3969, Atlanta GA 30302-3969, USA.

^eCHARA Array, Mount Wilson Observatory, 91023 Mount Wilson CA, USA.

^fNational Optical Astronomy Observatory, PO Box 26732, Tucson, AZ 85726, USA

ABSTRACT

In this paper, we review the current performance of the VEGA/CHARA visible spectrograph and make a review of the most recent astrophysical results. The science programs take benefit of the exceptional angular resolution, the unique spectral resolution and one of the main features of CHARA: Infrared and Visible parallel operation. We also discuss recent developments concerning the tools for the preparation of observations and important features of the data reduction software. A short discussion of the future developments will complete the presentation, directed towards new detectors and possible new beam combination scheme for improved sensitivity and imaging capabilities.

Keywords: VEGA/CHARA, optical interferometry, visible wavelengths, data reduction software

1. INTRODUCTION

1.1 Main characteristics of CHARA and VEGA

The Center for High Angular resolution (CHARA) of the Georgia State University operates an optical interferometric array located at the Mount Wilson Observatory that consists of six one meter telescopes placed in pairs along the arms of a Y-shaped array. It yields 15 baselines ranging from 34 to 331 m. Operating in the near-infrared with CLASSIC¹, CLIMB², FLUOR³, and MIRC⁴, and in the visible with PAVO⁵ and VEGA⁶, the CHARA array allows a maximum angular resolution of 1.3 and 0.3 millisecond of arc in the K and V band, respectively. The VEGA spectrograph is designed to sample the visible band from 0.45 to 0.85 μm with spectral resolutions of 1700, 5000, and up to 30000. It is equipped with two photon counting detectors that simultaneously study two different spectral bands at high and medium spectral resolution. The principle and performance of VEGA, in its two telescope mode, has been presented in Mourard et al., 2009⁶. Fringes with three and four telescopes⁷ were obtained in 2010.

The spectrograph is designed to sample the visible band from 0.45 to 0.85 μm . It is equipped with two photon counting detectors looking at two different spectral bands. The main characteristics are summarized in Tab. 1. The simultaneous operation of the two detectors is only possible in high and medium spectral resolution. The optical design allows simultaneous recording of data, in medium spectral resolution, of the spectral region around

Further author information: (Send correspondence to DM)

DM: E-mail: denis.mourard@oca.eu, Telephone: (33) 492 001 959

Optical and Infrared Interferometry III, edited by Françoise Delplancke, Jayadev K. Rajagopal, Fabien Malbet,
Proc. of SPIE Vol. 8445, 84450K · © 2012 SPIE · CCC code: 0277-786/12/\$18 · doi: 10.1117/12.925223

$H\alpha$ with the red detector and around $H\beta$ with the blue detector. Observing in the blue requires good seeing conditions but increases by 30% the limit of spatial resolution of the instrument with respect to its operation around 700nm.

Grating	R	$\Delta\lambda$ (Blue)	$\Delta\lambda$ (Red)	$\lambda_R - \lambda_B$
R1: 1800gr/mm	30000	5 nm	8 nm	25 nm
R2: 300gr/mm	5000	30 nm	45 nm	170 nm
R3: 100gr/mm	1700	100 nm	150 nm	not possible

Table 1. Spectral resolution (R) and bandwidth ($\Delta\lambda$) of the VEGA spectrograph, as well as the spectral separation between the two detectors.

The limiting magnitudes of VEGA/CHARA are presented in Tab. 2. They of course highly depend on the actual seeing conditions and of the intrinsic target visibility.

Resolution	R	Typical Lim. Magnitude	Best perf.
Low	1700	6.8	7.5
Medium	6000	6.5	7.5
High	30000	4.2	5.5

Table 2. Estimation of typical limiting magnitude as a function of the different spectral resolution modes. These values are presented for the median value of r_0 at Mount Wilson i.e. 8 cm. We also indicate the best performances assuming an r_0 of 15 cm.

1.2 Summary of the current astrophysical programs

The VEGA instrument works in the visible domain [$0.45\mu\text{m};0.85\mu\text{m}$] and benefits from three spectral resolutions, although the lowest one is no more used thanks to the difficulty of an accurate enough group delay tracking.

The medium (6000) and high (30000) spectral resolutions are well suited to perform kinematic analysis of the interferometric signal, providing resolution of 60 and 10km.s^{-1} respectively. These spectral resolutions are best dedicated to the extraction of differential spectral information. Radiative winds and fast rotating photospheres of hot stars can be probed efficiently with the medium spectral resolution. Some recent examples of such studies could be found for Be stars^{8,9}, interactive binaries,¹⁰ young stellar objects¹¹ or the chromosphere of K giants¹².

The medium resolution is also well suited to absolute visibility studies and are also well adapted for the study of binaries or multiple systems. Recent results of such programs concern the study of roAp stars¹³ or CoRoT targets¹⁴ and more recently exoplanet hosts stars (Ligi et al. this conference).

Another interesting possibility is the presence of a polarimeter that could be inserted into the beam. This gives new insight into many physical processes. Many science sources are linearly polarized, in particular at a small angular scale, and the interferometric polarized signal is a powerful probe of circumstellar scattering environments that contain ionized gas or dust^{15,16,17} and of magnetic properties^{18,19}.

1.3 Summary of the main known limitations

Despite the unique capabilities of VEGA/CHARA in terms of angular and spectral resolution, we have identified a certain number of limitations. The main one is the signal to noise ratio of the measurements at very low visibility and for the closure phase estimations. As it will be explained in Sect. 3.3, the reason is the multimode regime of the instrument induced by the short wavelength of operation and the diameter of the telescopes. The second main limitation comes from our photon-counting detectors presenting a saturation rate that prevents us to record individual frames with more than about 3000 photons. This means for example that for bright stars ($\text{magV} < 4$ or 4.5 depending on the number of recombined telescopes) we need to use neutral densities. Thus the highly reduced signal to noise ratio causes high troubles for low visibility measurements.

2. INFORMATION FLOW IN VEGA OPERATIONS

2.1 General presentation

Preparing and scheduling optical interferometry observations requests specific steps based on different software tools. OCA (Observatoire de la Côte d'Azur) and JMMC have developed the PIVOT software (<http://pivot-ws.oca.eu/>) designed to help astronomers to prepare and schedule observations with the VEGA (Visible spEctro-Graph and polArimeter) instrument installed on the CHARA Array interferometer. It's based on a webservice compliant with virtual observatory technique using Axis2, Java, SAMP, XML and a MySQL database. It allows different levels of functions from the deposit of proposals up to the direct night scheduling. This tool uses the interoperability capabilities with VO tools like SIMBAD or JMMC/ASPRO2 (see http://www.jmmc.fr/aspro_page.htm) all along the process.

PIVOT is divided in different phases: 1) Creation, management and modification of a proposal by each astronomer, 2) Management by the PI of run of all the proposals. Definition of the configurations with ASPRO2 and using a plugin aiming at calculating the pupil's positions, 3) Finalization of the proposal by the astronomer. Generation with ASPRO2 of the starlist file containing the list of observing blocks, edition of all the parameters, definition of the observing strategy and 4) Management of all the finalized proposals by the PI of the run/night and use of ASPRO2 for defining the detailed night schedule for each configuration.

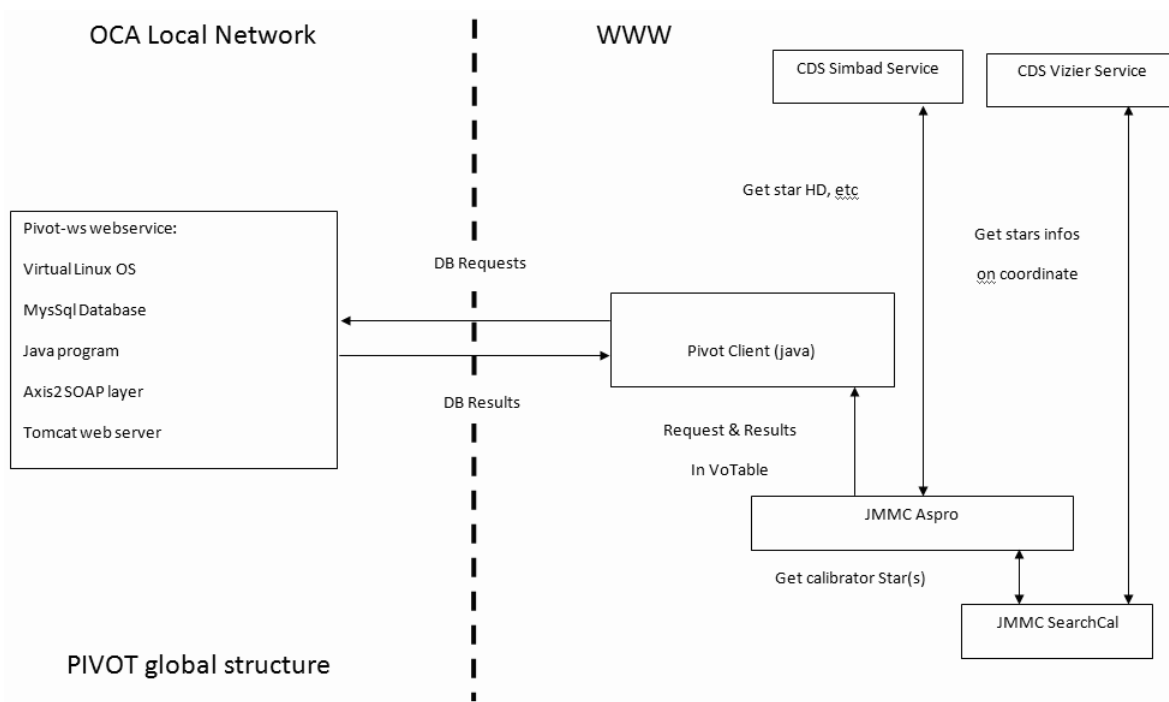


Figure 1. General architecture of the PIVOT database and of its interfaces.

In PIVOT we have defined actor's responsibility to protect the confidentiality and security of the data and also to define the behavior of software GUI (Graphical User Interface). Some widgets or notebook are displayed or hidden according to user status. The main classes are VEGA-PI, night- or run-PI, astronomer. The interoperability between PIVOT and ASPRO2 is based on the SAMP messaging protocol which uses VOTable format (XML) file for data exchange; both SAMP protocol and VOTable format are official Virtual Observatory (VO) standards provided by the International Virtual Observatory Alliance (IVOA <http://ivoa.net/>).

2.2 Software architecture

The webservice is installed on a virtual Linux operating system. We use the Axis2 package on a Tomcat server for the web interface. A Java program makes the link between the web server and the MySQL database. This is

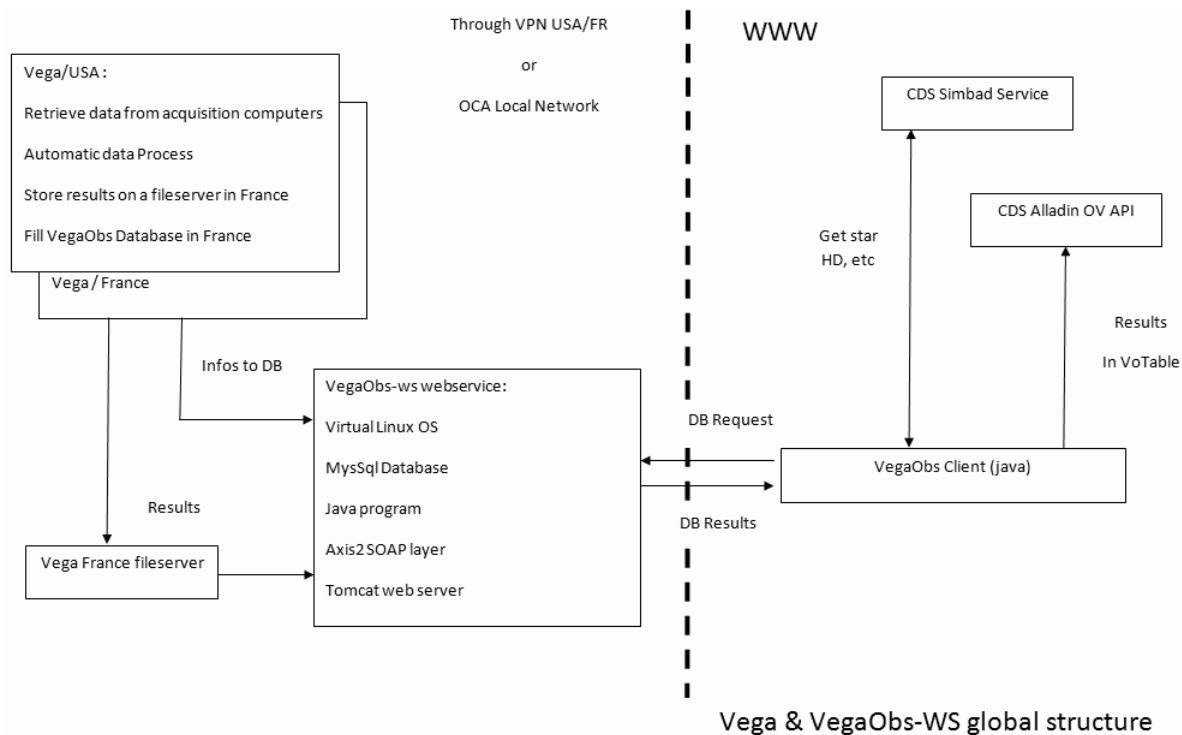


Figure 2. General architecture of the VEGA OBS database and of its interfaces.

a very basic and standalone system easy to install or reboot without any trouble to neighbor webservice on the same real computer. A graphical representation of this architecture is given in Fig. 1.

The Java software is developed on a personal computer with Netbeans which generate a ".war" file which only has to be put at the right place on the web server to be taken into account. We have developed for our own usage a Java client of our webservice then we are able to use it from everywhere in the world on a computer which have an up to date JVM (java virtual machine) installed.

2.3 Database structure

We have chosen a MySQL database because we don't have a big amount of data or files to store. The database do not store the raw data but only the high level information regarding the observations. The database is divided in several tables to prevent information redundancy and to ease data management. MySQL is also well supported by Java. We also built a second database aiming at storing all the information about actual observations. This second database (see Fig. 2, <http://vegaobs-ws.oca.eu/>) is automatically filled at the end of each night using an automatic script written in Python and using the log files of the night.

3. IMPROVEMENTS OF THE DATA REDUCTION PIPELINE

3.1 Transfer function analysis on a night basis

The aim of this subsection is to present the software tool that we have developed in order to obtain an estimation of the transfer function during one night of observation with VEGA/CHARA interferometer. This tool is very useful to explain how the *raw* squared visibilities obtained for one science target are calibrated in practical. As an example, we consider the following night: September, 1, 2011. The sequence of observation in the night is C1-S1-C2-S2-C3-S3-C3-C4-S4-C4-C5-S5-C5-S5. The "S" letters correspond to the observation of a science target, while C is for the observation of a calibrator for which we have an estimation of the angular diameter. For this night, we thus have : S1=10 Aql, S2= γ Lyr, S3=13 Cyg, C1= HD170878 ($\theta_{UD[V]}$ = 0.239 ± 0.017 mas),

C2= HD178233 ($\theta_{UD[V]} = 0.393 \pm 0.029\text{mas}$), C3= HD177003 ($\theta_{UD[V]} = 0.129 \pm 0.009\text{mas}$), C4= HD10205 ($\theta_{UD[V]} = 0.225 \pm 0.016\text{mas}$), C5= HD26912 ($\theta_{UD[V]} = 0.325 \pm 0.023\text{mas}$).

The sequence of observation is shown in Fig. 3.1 for the two different wavelength bandwidths: 705-725nm (upper panel), 725-745 (middle panel). The CHARA estimation of the Fried parameter r_0 is presented as a function of time in the lower panel. The *blue light* dots show the transfer function (T) calculated from the observations on the reference stars (C1 to C5) using the following formulae: $T^2 = \frac{\mu_{cal}^2}{V_{cal}^2}$, where μ_{cal} is the measured squared visibility on a given calibrator, while V_{cal}^2 is the expected squared visibility on the calibrator. For this night, we have a transfer function of typically 0.2. Each dot corresponds actually to one VEGA block (1000 images with exposure time of about 30 ms). An observation is composed of about 20-30 blocks (i.e. typically 10-15 mins; the user can define the number of blocks to reach the required Signal to Noise Ratio which depends also of the quality of the night). The horizontal lines superimposed over one observation is the corresponding *average* value calculated over the 20 or 30 blocks. The next step is to calibrate the *raw* squared visibilities measured for our science targets (defined as μ_{target}^2 and in *red dots* in the figure). For that, we consider an interpolation between the two calibrators next to the science observation and derive the final calibrated visibility using $V_{target}^2 = \frac{\mu_{target}^2}{T_{interpolated}^2}$ (*yellow dots*). An interpolation has been done to calibrate S1, S2, and S3 (see dashed line). For S5, only one calibrator has been used, C5 (just before in time). In this case, there is no interpolation, only a simple division.

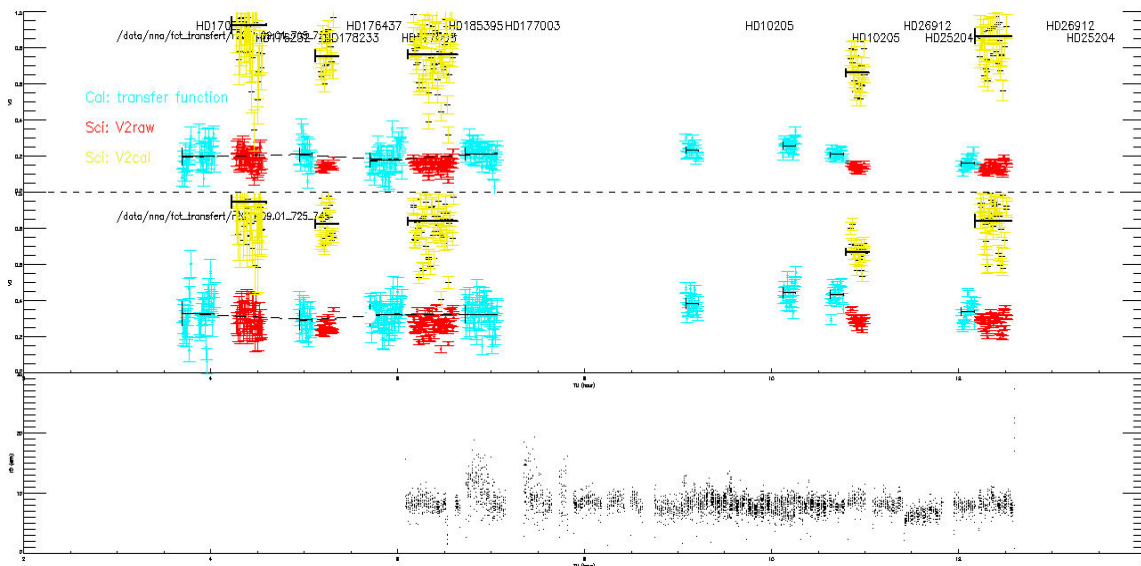


Figure 3. The time-sequences of *raw* science observations (red dots) are calibrated (yellow dots) using the transfer function (light blue dots). The transfer function is derived by comparing the observed and expected visibilities on reference stars. The bottom panel presents the evolution of the Fried parameter r_0 estimated through the tip/tilt information.

This kind of transfer function analysis is useful to test the consistency of the reference stars, and to define a good strategy of calibration. In the example that has been presented, we can consider that the night is stable enough to have confidence in the calibration process and to reduce the possible calibration bias to a level lower than the statistical accuracy of the measurements. Moreover, the seeing information is also a good indicator of the stability of the night.

3.2 Estimation of the error on the calibrated squared visibilities

As recalled in Sect 3.1, the calibration of the V^2 measurements on a *target* (or science object) is based on the temporally and spatially close observation of a star, the *calibrator* whose diameter is supposed to be known

with a given accuracy. The uncertainty on the knowledge of this *calibrator* contributes to the error on the final calibrated visibilities, but differently than the measurements themselves which lead to statistical errors. The purpose of this section is precisely to highlight analytically this distinction, which we take into account into the V^2 data processing.

3.2.1 Formalism of the V^2 estimation: depending of the measurements on the *calibrator*

The squared visibility of the target may be written as follows:

$$V_{target}^2 = V_{cal}^2 \frac{\mu_{target}^2}{\mu_{cal}^2}, \quad (1)$$

where V_{target}^2 and V_{cal}^2 are the true squared visibility of the target and the calibrator respectively, and μ_{target}^2 and μ_{cal}^2 their measured squared visibility. This equation assumes the constancy of the transfer function between the observations of the target and the calibrator.

The three terms of the right side of the equality are independent random variables. Whereas the product of two random variables, as $V_{cal}^2 \mu_{target}^2$, is calculable, the quotient of two random variables, here $V_{cal}^2 \mu_{target}^2$ by μ_{cal}^2 , follows a law which does not have moments: neither the mean nor the variance is calculable and both must be estimated approximately. The approximation can be of a different order, depending on the value of the signal-to-noise ratio (SNR) of the denominator, i.e here on μ_{cal}^2 . The SNR of a random variable is equal to the ratio of its mean on its standard deviation (or square root of its variance). To simplify the writing, we call α, β, γ the SNR of $\mu_{target}^2, \mu_{cal}^2$ and V_{cal}^2 :

$$\alpha = \frac{\langle \mu_{target}^2 \rangle}{\sigma_{\mu_{target}^2}}, \quad \beta = \frac{\langle \mu_{cal}^2 \rangle}{\sigma_{\mu_{cal}^2}}, \quad \gamma = \frac{\langle V_{cal}^2 \rangle}{\sigma_{V_{cal}^2}}, \quad (2)$$

$\langle \rangle$ denoting the mean and σ the standard deviation. Using the study of Winzer⁽²⁰⁾ and the independence of the variables (cancelling covariance-terms), we found, **if β is larger than 4**, the following second order approximation with about 1% accuracy of both first moments of the quotient of Eq. 1:

$$\langle V_{target}^2 \rangle \simeq \langle V_{cal}^2 \rangle^2 \frac{\langle \mu_{target}^2 \rangle^2}{\langle \mu_{cal}^2 \rangle^2} \left[1 + \frac{1}{\beta^2} \right] \quad (3)$$

$$\sigma_{V_{target}^2}^2 \simeq \langle V_{target}^2 \rangle^2 \left[\frac{1}{\alpha^2} + \frac{1}{\beta^2} + \frac{1}{\gamma^2} + \frac{1}{\beta^2 \gamma^2} - \frac{1}{\beta^4} \right] \quad (4)$$

Eq. 4 shows that the quadratic error on V_{target}^2 may be written as the sum of two terms, one of those being independent of γ , which we call *statistic quadratic error*. The second term is named *systematic quadratic error*:

$$\sigma_{V_{target}^2}^2_{stat} \simeq \langle V_{cal}^2 \rangle^2 \frac{\langle \mu_{target}^2 \rangle^2}{\langle \mu_{cal}^2 \rangle^2} \left[\frac{1}{\alpha^2} + \frac{1}{\beta^2} - \frac{1}{\beta^4} \right], \quad (5)$$

$$\sigma_{V_{target}^2}^2_{syst} \simeq \langle V_{cal}^2 \rangle^2 \frac{\langle \mu_{target}^2 \rangle^2}{\langle \mu_{cal}^2 \rangle^2} \frac{1}{\gamma^2} \left[1 + \frac{1}{\beta^2} \right] \quad (6)$$

3.2.2 Influence of the true visibility of the *calibrator*

V_{cal}^2 is a statistical variable whose mean is the squared visibility related to the supposed geometrical shape of the calibrator. If this is a uniform disk of diameter θ_{UD} , the relation is:

$$\langle V_{cal}^2 \rangle = 4 \left(\frac{J_1(z)}{z} \right)^2, \quad (7)$$

with $z = \pi \langle \theta_{UD} \rangle B / \lambda$ where B is the baseline and λ the wavelength. $\langle \theta_{UD} \rangle$ is given for example by SearchCal²¹ after a polynomial fit in the (angular diameter, color indices) space with a standard deviation at one σ . We have numerically shown that, **if γ is larger than 4**, γ is proportional to the SNR of θ_{UD} as follows:

$$\frac{1}{\gamma} = 2z \left| \frac{J_2(z)}{J_1(z)} \right| \frac{\sigma_{\theta_{UD}}}{\langle \theta_{UD} \rangle}. \quad (8)$$

Eq. 7 and 8 are then inserted into the final equations of Section 3.2.1. We may verify that if the calibrator is well known, i.e. with a small uncertainty, $1/\gamma^2$ strongly decreases and the systematic quadratic error becomes negligible.

3.2.3 Extension of the formalism to the case of several *calibrators*

An interferometric observation of a target classically needs the acquisition of a number n of calibrators sequences. They can be from the same calibrator but observed before and after the target, or from several different objects of reference. For estimating the calibrated V_{target}^2 , we choose to consider the weighted mean of the estimators given by each calibrator individually, the weight being dependent on the statistic quadratic errors only:

$$\langle V_{target}^2 \rangle \simeq \frac{\sum_{i=1}^n w_i \langle V_{target}^2 \rangle_i}{\sum_{i=1}^n w_i}, \quad \text{with } w_i = \frac{1}{\sigma_{V_{target}^2 \text{ stat}_i}^2}. \quad (9)$$

For the square standard deviation, taking care of always distinguish the systematic errors from the statistic ones yields a total quadratic error equal to the sum of both following terms:

$$\sigma_{V_{target}^2 \text{ stat}}^2 \simeq \frac{1}{\sum_{i=1}^n w_i} \quad (10)$$

$$\sigma_{V_{target}^2 \text{ syst}}^2 \simeq \frac{\sum_{i=1}^n \sigma_{V_{target}^2 \text{ syst}_i}^2}{n} \quad (11)$$

Eq. 9, 10 and 11 are inserted into the VEGA post-reduction tools. The latter warn the user of their limit of application: if β or γ is smaller than 4, the user is informed that the uncertainty on respectively, the measurements or the diameter of the calibrator, is not sufficient to be confident about the value of the calibrated squared visibility.

3.3 Error on the closure phase measurements

The problem of obtaining the most reliable estimate of the closure phase has been examined by a number of authors. Cornwell²² showed that the closure phase is equal to the phase of the bispectrum (or triple product) and Woan & Duffett-Smith²³ showed that averaging the bispectrum is the best way to estimate the closure phase if the visibility phases cannot be recovered. The bispectrum is a complex valued function defined as:

$$D^{(3)}(u_1, v_1, u_2, v_2) = \tilde{I}(u_1, v_1) \tilde{I}(u_2, v_2) \tilde{I}^*(u_1 + u_2, v_1 + v_2) \quad (12)$$

where $\tilde{I}(\vec{u})$ is the Fourier transform of the fringe pattern and \tilde{I}^* denotes the complex conjugate of \tilde{I} . The argument of the bispectrum is the closure phase $\Delta\phi$

$$\Delta\phi = \text{arg}[D^{(3)}(u_1, v_1, u_2, v_2)] = \theta_{12} + \theta_{23} - \theta_{13} \quad (13)$$

where θ_{ij} is visibility phase of baseline i j .

The error on the closure phase measurements is directly linked to the SNR of the bispectrum and more especially to SNR of the high frequency peak of the bispectrum corresponding to the triplet of baselines.

$$\sigma_{\Delta\phi} \approx \frac{1}{SNR_{BS}} \quad (14)$$

where SNR_{BS} represents the SNR of the high frequency peak of the bispectrum. Wirnitzer²⁴ gave the expression of the SNR of the bispectrum estimation in the case of observations in multi-speckle mode and with photon-counting detectors (see Eq. A13 in Wirnitzer (1985)). Fig. 3.3 shows the expected SNR of the high frequency peak of the bispectrum in the case of unresolved and resolved stars observed with VEGA. These curves have been computed assuming an exposure time of 15ms, a spectral bandwidth of 15nm centered at 700nm and 20000 frames. In Fig. 4, we notice that the SNR saturates for magnitudes below 4. This corresponds to the saturation limit of the VEGA photon-counting detectors. Actually, these detectors allow to record a maximum of 3600

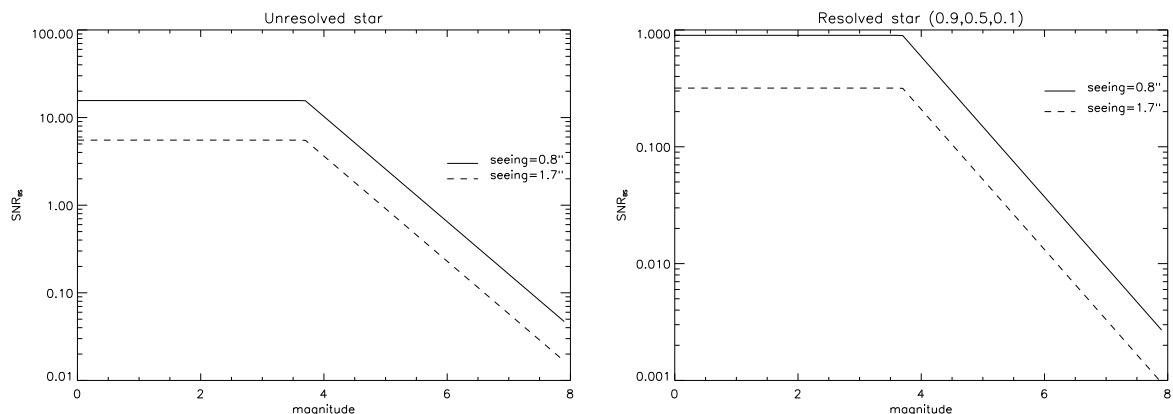


Figure 4. SNR of the high frequency peak of the bispectrum with respect to the star magnitude for an unresolved star (left) and a resolved star (right). The visibilities of the resolved star for the 3 baselines are 0.9, 0.5 and 0.1.

photons per frame only. For star brighter than magnitude 4, we observed usually with densities in order to operate below the detector limit.

Figure 4 illustrates perfectly the current limitation of VEGA in terms of closure phase measurements. Closure phase measurements for resolved star are very difficult (or almost impossible) whatever the star magnitude. An upgrade of the current photon-counting detector will be necessary for overcoming this limitation. A solution would be to reduce strongly the exposure time, up to 5ms (see Sec. 4). This will reject the SNR saturation limit to $m_V = 2$ allowing to measure closure phases for resolved stars with $2 < m_V < 4$ in case of good seeing conditions.

3.4 About the absolute orientation of the differential phases

Interference fringes contain both amplitude and phase information but atmospheric turbulence corrupts the observed fringe phases and various techniques must be used to recover this phase information: narrow-angle astrometry (a phase difference between two close objects is computed), differential phase (a phase difference between two different spectral channels (generally taken in the continuum and in a spectral line, respectively) is computed for a single object), and phase closure (a linear combination of phases between a triplet of telescopes is computed on a single object). Since VEGA is equipped with a spectrograph, differential phases (and visibilities) can be computed thanks to a cross-spectrum method.⁶ These phases across a line give information about the photocenter position of the corresponding iso-velocity region: a differential phase signal (i.e. a fringe displacement) can be translated into a spatial displacement on the sky along the direction of the projected baseline. The absolute sign of the differential phase is thus of strong importance for kinematics studies.

In the CHARA focal lab, four beams denoted V1, V2, V3, and V4 can be allocated to VEGA that combines 2, 3, or 4 of them along the baselines 12, 23, 34, 13, 24, 14.

Each VEGA beam taken in the table BEAM=[V1, V2, V3, V4] can be fed by one telescope taken in the table TEL=[S1, S2, W1, W2, E2, E1] (in this order at the outputs of the delay lines - Fig. 5-left). Let us consider a baseline (Tel₁Tel₂) and denote T_{Tel_1} the rank of Tel₁, T_{Tel_2} the rank of Tel₂ in the TEL table, V_{Tel_1} the rank of Tel₁, and V_{Tel_2} the rank of Tel₂ in the BEAM table. Two beam configurations are possible: either $(T_{Tel_2} - T_{Tel_1}) * (V_{Tel_2} - V_{Tel_1}) < 0$ (Figure 5 up and right) or $(T_{Tel_2} - T_{Tel_1}) * (V_{Tel_2} - V_{Tel_1}) > 0$ (Figure 5 bottom and right) and the phase sign will be opposite for these two configurations.

In May 2010 we use technical time with average atmospheric conditions to calibrate the sign of the phase for the S2(V1)S1(V2) configuration with S1 as the reference (i.e. the delay line is on S2). We show that pointing an object towards the North tends to increase the interference order of the fringes. As a consequence a positive phase corresponds to an object towards S1 i.e. towards the South. This can be generalized for any Tel₁Tel₂ baseline .

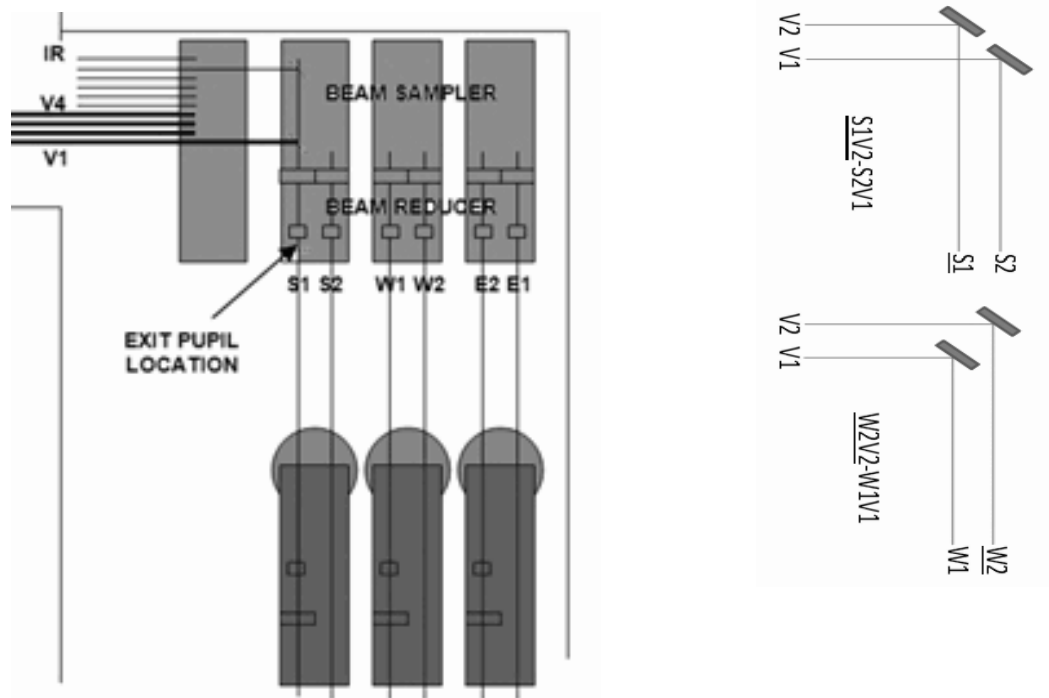


Figure 5. Left: Configuration of the CHARA beam switchyard presenting the ordering of delay line outputs and of the IR and Visible beams. Right: two opposite examples of possible beam configurations for feeding the VEGA/CHARA spectrograph.

- If $(T_{Tel_2} - T_{Tel_1}) * (V_{Tel_2} - V_{Tel_1}) < 0$, a positive phase signal corresponds to an object towards Tel_2 .
- If $(T_{Tel_2} - T_{Tel_1}) * (V_{Tel_2} - V_{Tel_1}) > 0$, a positive phase signal corresponds to an object towards Tel_1 .

The absolute orientation of the differential phase is now implemented routinely in the VEGA OIFITS file generation.

4. PROSPECTIVE

VEGA is in routine operation at Mount Wilson and benefits from about 60 nights per year. Many observations are now done remotely from Nice Observatory. Our group is currently working on the improvement of our photon counting detectors. A new image intensifier has been installed with better quantum efficiency (approximately a factor 1.5 better) in the red part of the spectrum and the Dalsa sensor²⁵ behind the two image intensifiers has been replaced by a Gazelle sensor from the Point Grey company. This new sensor will allow a faster frame rate (10ms) and a much lower dead time during two frames (1ms instead of 2ms). The duty cycle of the sensor will thus be of the order of 90% instead of the current 60%. We thus expect an improvement by a factor 2 or even more in case of bright star observations.

We are also considering a future evolution of VEGA in order to correctly benefit from the future installation of adaptive optics on the CHARA telescopes (T. ten Brummelaar, this conference). The high strehl ratio that will be allowed thanks to these new devices will concentrate the flux in a small part of the detector and thus will increase the saturation effect with the current generation of photon counting detector. We are now considering using analogical detector such as EMCCD or OCAM2 (P. Feautrier this conference) that allows a very high frame rate (up to 1500fps) and a very low readout noise ($0.13e^-/pix/frame$). Coupling this kind of detector with a beam combiner using spatial filtering and high efficiency optical devices (P. Bériol in preparation) will permit to enhance the scientific domain of VEGA/CHARA in the future.

ACKNOWLEDGMENTS

VEGA has been developed by Observatoire de la Côte d'Azur and is supported by CNRS: Programme National de Physique Stellaire and Action Spécifique Haute Résolution Angulaire. The CHARA Array is operated with support from the National Science Foundation through grant AST-0908253, the W. M. Keck Foundation, the NASA Exoplanet Science Institute, and from Georgia State University.

REFERENCES

- [1] ten Brummelaar, T. A., McAlister, H. A., Ridgway, S. T., Bagnuolo, Jr., W. G., Turner, N. H., Sturmman, L., Sturmman, J., Berger, D. H., Ogden, C. E., Cadman, R., Hartkopf, W. I., Hopper, C. H., and Shure, M. A., "First Results from the CHARA Array. II. A Description of the Instrument," *ApJ* **628**, 453–465 (July 2005).
- [2] Sturmman, J., Ten Brummelaar, T., Sturmman, L., and McAlister, H. A., "Dual three-way infrared beam combiner at the CHARA Array," in [*Proc. SPIE*], **7734** (July 2010).
- [3] Coude du Foresto, V., Borde, P. J., Merand, A., Baudouin, C., Remond, A., Perrin, G. S., Ridgway, S. T., ten Brummelaar, T. A., and McAlister, H. A., "FLUOR fibered beam combiner at the CHARA array," in [*Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*], Traub, W. A., ed., *Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference* **4838**, 280–285 (Feb. 2003).
- [4] Monnier, J. D., Zhao, M., Pedretti, E., Thureau, N., Ireland, M., Muirhead, P., Berger, J.-P., Millan-Gabet, R., Van Belle, G., ten Brummelaar, T., McAlister, H., Ridgway, S., Turner, N., Sturmman, L., Sturmman, J., Berger, D., Tannirkulam, A., and Blum, J., "Imaging the surface of Altair and a MIRC update," in [*Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*], *Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference* **7013** (July 2008).
- [5] Ireland, M. J., Mérand, A., ten Brummelaar, T. A., Tuthill, P. G., Schaefer, G. H., Turner, N. H., Sturmman, J., Sturmman, L., and McAlister, H. A., "Sensitive visible interferometry with PAVO," in [*Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*], *Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference* **7013** (July 2008).
- [6] Mourard, D., Clausse, J. M., Marcotto, A., Perraut, K., Tallon-Bosc, I., Bério, P., Blazit, A., Bonneau, D., Bosio, S., Bresson, Y., Chesneau, O., Delaa, O., Hénault, F., Hughes, Y., Lagarde, S., Merlin, G., Roussel, A., Spang, A., Stee, P., Tallon, M., Antonelli, P., Foy, R., Kervella, P., Petrov, R., Thiebaut, E., Vakili, F., McAlister, H., Ten Brummelaar, T., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J., "VEGA: Visible spEctroGraph and polArimeter for the CHARA array: principle and performance," *A&A* **508**, 1073–1083 (Dec. 2009).
- [7] Mourard, D., Bério, P., Perraut, K., Ligi, R., Blazit, A., Clausse, J. M., Nardetto, N., Spang, A., Tallon-Bosc, I., Bonneau, D., Chesneau, O., Delaa, O., Millour, F., Stee, P., Le Bouquin, J. B., Ten Brummelaar, T., Farrington, C., Goldfinger, P. J., and Monnier, J. D., "Spatio-spectral encoding of fringes in optical long-baseline interferometry. Example of the 3T and 4T recombining mode of VEGA/CHARA," *A&A* **531**, A110 (July 2011).
- [8] Delaa, O., Stee, P., Meilland, A., Zorec, J., Mourard, D., Bério, P., Bonneau, D., Chesneau, O., Clausse, J. M., Cruzalebes, P., Perraut, K., Marcotto, A., Roussel, A., Spang, A., McAlister, H., Ten Brummelaar, T., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J., "Kinematics and geometrical study of the Be stars 48 Persei and ψ Persei with the VEGA/CHARA interferometer," *A&A* **529**, A87 (May 2011).
- [9] Meilland, A., Delaa, O., Stee, P., Kanaan, S., Millour, F., Mourard, D., Bonneau, D., Petrov, R., Nardetto, N., Marcotto, A., Roussel, A., Clausse, J. M., Perraut, K., McAlister, H., Ten Brummelaar, T., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Ridgway, S. T., Farrington, C., and Goldfinger, P. J., "The binary Be star δ Scorpil at high spectral and spatial resolution. I. Disk geometry and kinematics before the 2011 periastron," *A&A* **532**, A80 (Aug. 2011).

- [10] Bonneau, D., Chesneau, O., Mourard, D., Bério, P., Clause, J. M., Delaa, O., Marcotto, A., Perraut, K., Roussel, A., Spang, A., Stee, P., Tallon-Bosc, I., McAlister, H., Ten Brummelaar, T., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J., “A large H α line forming region for the massive interacting binaries β Lyrae and ν Sagittarii,” *A&A* **532**, A148 (Aug. 2011).
- [11] Rousset-Perraut, K., Benisty, M., Mourard, D., Rajabi, S., Bacciotti, F., Bério, P., Bonneau, D., Chesneau, O., Clause, J. M., Delaa, O., Marcotto, A., Roussel, A., Spang, A., Stee, P., Tallon-Bosc, I., McAlister, H., Ten Brummelaar, T., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J., “The H α line forming region of AB Aurigae spatially resolved at sub-AU with the VEGA/CHARA spectro-interferometer,” *A&A* **516**, L1 (June 2010).
- [12] Berio, P., Merle, T., Thévenin, F., Bonneau, D., Mourard, D., Chesneau, O., Delaa, O., Ligi, R., Nardetto, N., Perraut, K., Pichon, B., Stee, P., Tallon-Bosc, I., Clause, J. M., Spang, A., McAlister, H., Ten Brummelaar, T., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J., “Chromosphere of K giant stars. Geometrical extent and spatial structure detection,” *A&A* **535**, A59 (Nov. 2011).
- [13] Perraut, K., Brandão, I., Mourard, D., Cunha, M., Bério, P., Bonneau, D., Chesneau, O., Clause, J. M., Delaa, O., Marcotto, A., Roussel, A., Spang, A., Stee, P., Tallon-Bosc, I., McAlister, H., Ten Brummelaar, T., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J., “The fundamental parameters of the roAp star γ Equulei,” *A&A* **526**, A89 (Feb. 2011).
- [14] Bigot, L., Mourard, D., Berio, P., Thévenin, F., Ligi, R., Tallon-Bosc, I., Chesneau, O., Delaa, O., Nardetto, N., Perraut, K., Stee, P., Boyajian, T., Morel, P., Pichon, B., Kervella, P., Schmider, F. X., McAlister, H., Ten Brummelaar, T., Ridgway, S. T., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J., “The diameter of the CoRoT target HD 49933. Combining the 3D limb darkening, asteroseismology, and interferometry,” *A&A* **534**, L3 (Oct. 2011).
- [15] Elias, II, N. M., Jones, C. E., Schmitt, H. R., Jorgensen, A. M., Ireland, M. J., and Perraut, K., “The case for optical interferometric polarimetry,” *ArXiv e-prints* (Nov. 2008).
- [16] Ireland, M. J., Tuthill, P. G., Davis, J., and Tango, W., “Dust scattering in the Miras R Car and RR Sco resolved by optical interferometric polarimetry,” *MNRAS* **361**, 337–344 (July 2005).
- [17] Chesneau, O., Wolf, S., and Domiciano de Souza, A., “Hot stars mass-loss studied with Spectro-Polarimetric Interferometry (SPIN),” *A&A* **410**, 375–388 (Oct. 2003).
- [18] Rousset-Perraut, K., Chesneau, O., Berio, P., and Vakili, F., “Spectro-polarimetric interferometry (SPIN) of magnetic stars,” *A&A* **354**, 595–604 (Feb. 2000).
- [19] Rousset-Perraut, K., Stehlé, C., Lanz, T., Le Bouquin, J. B., Boudoyen, T., Kilbinger, M., Kochukhov, O., and Jankov, S., “Stellar activity and magnetism studied by optical interferometry,” *A&A* **422**, 193–203 (July 2004).
- [20] Winzer, P., “Accuracy of error propagation exemplified with ratios of random variables,” *Rev. Sci. Instrum.* **71-3**, 1447–1454 (2000).
- [21] Bonneau, D., Clause, J.-M., Delfosse, X., Mourard, D., Cetre, S., Chelli, A., Cruzalèbes, P., Duvert, G., and Zins, G., “Searchcal: a virtual observatory tool for searching calibrators in optical long baseline interferometry. i. the bright object case,” *Astron. Astrophys.* **456**, 789– (2006).
- [22] Cornwell, T. J., “Radio-interferometric imaging of weak objects in conditions of poor phase stability - the relationship between speckle masking and phase closure methods,” *A&A* **180**, 269–274 (June 1987).
- [23] Woan, G. and Duffett-Smith, P. J., “Determination of Closure Phase in Noisy Conditions,” *A&A* **198**, 375 (June 1988).
- [24] Wirtitzer, B., “Bispectral analysis at low light levels and astronomical speckle masking,” *Journal of the Optical Society of America A* **2**, 14–21 (Jan. 1985).
- [25] Blazit, A., Rondeau, X., Thiébaud, E., Abe, L., Bernengo, J., Chevassut, J., Clause, J., Dubois, J., Foy, R., Mourard, D., Patru, F., Spang, A., Tallon-Bosc, I., Tallon, M., Tourneur, Y., and Vakili, F., “New generation photon-counting cameras: algol and CPNG.”, *Applied Optics* **47**(8), 1141–1151 (2008).

C The impact of the rotation on the surface brightness of early-type stars

The impact of the rotation on the surface brightness of early-type stars

M. Challouf^{1,2}, N. Nardetto¹, A. Domiciano de Souza¹, D. Mourard¹,
H. Aroui², P. Stee¹ and A. Meilland¹

¹Laboratoire Lagrange, UMR7293, UNS/CNRS/OCA, 06300 Nice, France
email: mounir.challouf@oca.eu

²Lab. Dyn. Moléculaire et Matériaux Photoniques, UR11ES03, UT/ESSTT, Tunis, Tunisie

Abstract. The surface brightness colors (SBC) relation is a very important tool to derive the distance of extragalactic eclipsing binaries. However, for early-type stars, this SBC relation is critically affected by the stellar environment (wind, circumstellar disk, etc...) and/or by the fast rotation. We calculated 6 models based on the code of [Domiciano de Souza et al. \(2012\)](#) considering different inclinations and rotational velocities. Using these results, we quantify for the first time the impact of the rotation on the SBC relation.

Keywords. stars: early-type, stars: rotation, techniques: interferometric, methods: numerical

1. Introduction

Detached eclipsing double-lined spectroscopic binaries offer a unique opportunity to measure directly, and very accurately the distance ([Graczyk et al. 2011](#); [Wyrzykowski et al. 2003](#); [Macri et al. 2001](#)) to nearby galaxies.

The early-type stars, very bright, are currently easily detected in the LMC ([Pietrzyński et al. 2009](#); [Pawlak et al. 2013](#)) but there is no accurate SBCR available for these stars. Using the unique capabilities of the Visible spEctroGraph and polArimeter (VEGA) ([Mourard et al. 2009](#)) in this field of research, Challouf et al (2014) have improved the surface brightness (with a $\sigma=0.17$ mag) by determining the angular diameter of a dozen of OBA stars with a precision of 1.5%.

An empirical SBCR is already well established for late-type stars ([Di Benedetto 2005](#)) coming from accurate determinations of stellar angular diameters by interferometry. But for early-type stars the interferometric study is a bit difficult because the majority of these stars have a stellar environment (wind, circumstellar disk, etc...) or they are fast rotators.

2. Impact of the rotation

For improving the surface brightness colors relationship for this type of star, we use numerical tool CHARRON (Code for High Angular Resolution of Rotating Objects in Nature) ([Domiciano de Souza et al. 2012, 2002](#)) code to model the rapid rotation and to better estimate the interferometric parameters. The stellar photospheric shape is given by the commonly adopted Roche approximation (rigid rotation and mass concentrated in the stellar center), which is well adapted for non-degenerate, fast rotating stars.

The effective temperature T_{eff} at the surface for fast rotators is non uniform (depend on the co-latitude θ) due to the decreasing effective gravity g_{eff} (gravitation plus centrifugal acceleration) from the poles to the equator (gravity darkening effect). We model the gravity darkening as a generalized form of the von Zeipel law ([von Zeipel](#)

1924): $T_{\text{eff}}(\theta) = K g_{\text{eff}}^{\beta}(\theta)$ where β is the gravity darkening coefficient, and K is the proportionality constant between T_{eff} and g_{eff} , which depends on the stellar physical parameters.

Once $T_{\text{eff}}(\theta)$ and $g_{\text{eff}}(\theta)$ are defined, we use the spectral synthesis code SYNSPEC (Hubeny & Lanz 2011) and the ATLAS9 stellar atmosphere models (Kurucz 1979) to compute specific intensity maps of the star. The surface brightness relations can be directly obtained from these intensity maps and from the input parameters of the model, in particular equatorial radius and distance.

model	M1	M2	M3	M4	M5	M6
$V - K$	-0.7	-0.5	-0.3	0	0.3	0.5
T_{eff} [K]	23701	18418	13660	9794	8353	7822
$\log g$ [dex]	4	3.5	4	4	4	4
$M[M_{\odot}]$	13.61	5.59	4.11	2.52	2.17	1.99
$R[R_{\odot}]$	10	5.01	2.88	2.39	2.23	1.99

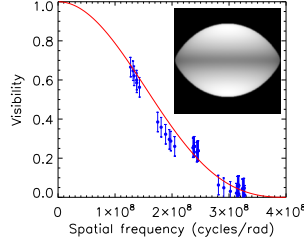


Table 1. Parameters of our sample based on Worthey & Lee (2011)

Figure 1. Modeled intensity distributions and the fourier transform of the intensity map at 720 nm for 95% of V_c and $i = 90^\circ$

We used the intensity maps constructed by the CHARRON code (Fig. 1) describing the distribution of surface brightness of the stars from a number of parameters that depends on the type of objects studied (see Tab. 1). In a second step, we calculate the complex visibility from the Fourier transform (FT thereafter) of these maps in accordance with the theorem of Zernike-Van Cittert. We obtained thus the complex visibility. The module of the complex visibility provides the evolution of fringe contrast as a function of spatial frequency. In the case of a star deformed by the rotation, the diameter measurement must take into account the orientation of the interferometer in order to be interpreted correctly. In this case, the overall shape of the flattened star is determined by performing visibility measurements for different orientations of the interferometer (coverage of plane (u,v)) in order to probe different parts of the FT module. The visibility curves correspond to the component of the FT module along baselines that are then adjusted by a model of uniform disk (Fig. 1) using the similar configuration of the W1W2E2 and S2W2 VEGA/CHARA telescopes for 5 inclinaison (0° , 25° , 50° , 75° , and 90°) and 5 rotational velocity ($0.0V_c$, $0.25V_c$, $0.50V_c$, $0.75V_c$, and $0.95V_c$). With these diameters we can calculate the surface brightness for each star and by comparing the theoretical results and the simulation we estimate that the error caused by rotation is 0.12 mag and the error due to the inclination is of 0.10 mag.

Acknowledgements

The research leading to these results has received funding from the European Community’s Seventh Framework Programme under Grant Agreement 312430.

References

Di Benedetto, G. P. 2005, *MNRAS* 357, 174
 Domiciano de Souza, A., Hadjara, M., Vakili, F., et al. 2012, *A&A* 545, A130
 Domiciano de Souza, A., Vakili, F., & Jankov, S. e. a. 2002, *A&A* 393, 345
 Graczyk, D., Soszyński, I., Poleski, R., et al. 2011, *AcA* 61, 103
 Hubeny, I. & Lanz, T. 2011, *Synspec*, Astrophysics Source Code Library

- Kurucz, R. L. 1979, *ApJS* 40, 1
- Macri, L. M., Stanek, K. Z., Sasselov, D. D., & et, a. 2001, *AJ* 121, 870
- Mourard, D., Clausse, J. M., Marcotto, A., et al. 2009, *A&A* 508, 1073
- Pawlak, M., Graczyk, D., Soszyński, I., et al. 2013, *AcA* 63, 323
- Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Graczyk, D., et al. 2009, *ApJ* 697, 862
- von Zeipel, H. 1924, *MNRAS* 84, 665
- Worthey, G. & Lee, H.-c. 2011, *ApJS* 193, 1
- Wyrzykowski, L., Udalski, A., Kubiak, M., et al. 2003, *AcA* 53, 1

**D Measurements of eight early-type
stars angular diameters using
VEGA/CHARA interferometer**

MEASUREMENTS OF EIGHT EARLY-TYPE STARS ANGULAR DIAMETERS USING VEGA/CHARA INTERFEROMETER

M. Challouf^{1,2}, N. Nardetto¹, D. Mourard¹, H. Aroui² and O. Delaa¹

Abstract. The surface brightness color (SBC) relation is an important tool to derive the distance of extragalactic eclipsing binaries. We determined the uniform disc angular diameter of the eight following early-type stars using VEGA/CHARA interferometric observations: $\theta_{\text{UD}}[\delta \text{ Cyg}] = 0.766 \pm 0.047 \text{ mas}$, $\theta_{\text{UD}}[\gamma \text{ Lyr}] = 0.742 \pm 0.010 \text{ mas}$, $\theta_{\text{UD}}[\gamma \text{ Ori}] = 0.701 \pm 0.005 \text{ mas}$, $\theta_{\text{UD}}[\zeta \text{ Peg}] = 0.539 \pm 0.009 \text{ mas}$, $\theta_{\text{UD}}[\lambda \text{ Aql}] = 0.529 \pm 0.003 \text{ mas}$, $\theta_{\text{UD}}[\zeta \text{ Per}] = 0.531 \pm 0.007 \text{ mas}$, $\theta_{\text{UD}}[\iota \text{ Her}] = 0.304 \pm 0.010 \text{ mas}$ and $\theta_{\text{UD}}[8 \text{ Cyg}] = 0.229 \pm 0.011 \text{ mas}$ (by extending V-K range from -0.76 to 0.02) with typical precision of about 1.5%. By combining these data with previous angular diameter determinations available in the literature, Challouf et al. (2014) provide for the very first time a SBC relation for early-type stars ($-1 \leq V-K \leq 0$) with a precision of about 0.16 magnitude or 7% in term of angular diameter (when using this SBC relation to derive the angular diameter of early-type stars).

Keywords: Stars: early-type, methods: data analysis, instrumentation: interferometers, techniques: medium spectral resolution

1 Introduction

The Optical Gravitational Lensing Experiment (OGLE) has been monitoring around 35 million stars in the LMC for more than 16 years. Using this unique data set, Pietrzyński et al. (2013) have detected a dozen of very long-period (60-772d) eclipsing binary systems composed of intermediate-mass, late-type giants located in a quiet evolutionary phase on the helium-burning loop. By observing spectroscopically eight of these systems intensively over the past 8 yr, the team could accurately measure the linear sizes of their components, while the angular sizes have been derived from the surface-brightness color relation (SBC relation). The LMC distance that was derived from these systems is accurate to 2.2% and provides a base for a 3% determination of the Hubble constant. The error budget on the LMC distance is as follows: photometry (15%), spectroscopy (5%), reddening (10%), uncertainty on the derived absolute radii (15%), and the remaining (about 55%) is due to the surface brightness color relation. Thus, the systematic uncertainty in the distance measurement comes mainly from the calibration of the SBC relation. The root mean squared scatter in the current SBC is 0.03 mag (Di Benedetto 2005), which translates to an accuracy of 2% in the respective angular diameters of the component stars. Conversely, early-type eclipsing binaries are very bright systems that are very easily detected in the LMC and even in M33. Even if these objects are promising for the distance scale calibration, the largest limitation when using these systems comes again from the surface brightness relation. In this context we have performed observations of a sample of 8 stars composed by 6 low rotators ($\lambda \text{ Aql}$, $\gamma \text{ Ori}$, $\gamma \text{ Lyr}$, $\zeta \text{ Per}$, $\iota \text{ Her}$ and 8 Cyg) and by 2 fast rotating stars ($\delta \text{ Cyg}$ and $\zeta \text{ Peg}$). In our study we include two rotators in order to understanding the effect of rotation on the SBC relation. A theoretical study which aims at quantifying the impact of the fast rotation on the SBC relation for early-type stars is currently under progress and will appear in another paper. To observe this sample we used the resolving power of the Visible spEctroGraph and polArimeter (VEGA) beam combiner (Mourard et al. 2009, 2011) operating at the focus of the CHARA (The Center for High Angular Resolution Astronomy) Array (ten Brummelaar et al. 2005) located at Mount Wilson Observatory (California, USA). The CHARA array consists of six telescopes of 1 meter in diameter, configured in a Y shape, which offers 15 different baselines from 34 meters to 331 meters. These baselines can achieve a spatial resolution up to 0.3 mas in the visible which is necessary in order to resolve early-type stars.

¹ Laboratoire Lagrange, UMR7293, UNS/CNRS/OCA, 06300 Nice, France

² Laboratoire Dynamique Moléculaire et Matériaux Photoniques, UR11ES03, Université de Tunis/ESSTT, Tunisie

2 Deriving the angular diameters

The observations of our sample were performed during most 2 years. We started the first observation on July 23, 2011 and we ended our observation program on August 29, 2013. After calculate the raw visibilities of observations, the first step is to calibrate the visibility measurements of our targets using observations of reference stars. The need of transfer function analysis is useful to test the consistency of the reference stars, and to define a good strategy of calibration. The transfer function T calculated from the observations on the reference stars Cal using the following formula:

$$T^2 = \frac{\mu_{cal}^2}{V_{cal}^2} \quad (2.1)$$

where μ_{cal} is the measured squared visibility on a given calibrator, while V_{cal} is the expected squared visibility on the calibrator that we could calculate with the following relation:

$$V_{cal}^2 = 4 \left(\frac{J_1(z)}{z} \right)^2 \quad (2.2)$$

with $J_1(z)$ is the first-order Bessel function and $z = \pi\theta_{UD}B/\lambda$, where B is the projected baseline, λ the wavelength. θ_{UD} is given for example by the SearchCal (<http://www.jmmc.fr/searchcal>) developed by the JMMC (Bonneau et al. 2006). We know that, under correct seeing conditions, the transfer function of VEGA/CHARA is stable at the level of 2% for more than one hour (Mourard et al. 2009). The estimate visibility on each bloc of observation is measured in a given spectral band using the estimator defined by Roddier & Lena (1984) (see also Mourard et al. 2009, 2011). The squared calibrated visibility (V_{target}^2) obtained from our VEGA observations are fitted with a model of uniform disc (see Fig. 1) using for instance LITpro (<http://www.jmmc.fr/litpro>) software developed by the JMMC (Tallon-Bosc et al. 2008). The fitting engine is based on a modified Levenberg-Marquardt algorithm combined with the trust regions method. The equivalent uniform disc angular diameter θ_{UD} is then converted into a limb-darkened disc. The following formula of Hanbury Brown et al. (1974b):

$$\theta_{LD}(\lambda) = \theta_{UD}(\lambda) \left[\frac{(1 - U_\lambda/3)}{(1 - 7U_\lambda/15)} \right]^{1/2}, \quad (2.3)$$

provides an efficient way to perform the conversion using linear limb-darkening coefficients U_λ .

3 Results for the stars in our sample

Using the uniform disc model we can find the best fit of angular diameters (θ_{UD}) and by combination of these diameters with the limb-darkening coefficients (U_λ) we derived the limb-darkened angular diameters (θ_{LD}). All these parameters are listed in Table 1 for each star in our sample. We obtained θ_{LD} ranges from 0.31 to 0.79 mas, with a relative precision from 0.5% to 3.5% (average of 1.5%). The reduced χ_{red}^2 is from 0.4 to 2.9 depending on the quality of the fit (Fig. 1).

Table 1. Angular diameters obtained with VEGA/CHARA and the corresponding surface brightness. The systematical uncertainties for the two fast rotating stars, ζ Peg and δ Cyg, are of 0.039 mas and 0.047 mas.

Star	$(V - K)_0$	$\theta_{UD} [mas]$	χ^2	U_R	$\theta_{LD} [mas]$	$S_v [mag]$
λ Aql	-0.265 ± 0.055	0.529 ± 0.003	1.0	0.301	0.544 ± 0.003	2.079 ± 0.030
γ Lyr	-0.102 ± 0.072	0.742 ± 0.010	2.9	0.402	0.766 ± 0.010	2.544 ± 0.059
γ Ori	-0.703 ± 0.097	0.701 ± 0.005	0.4	0.269	0.715 ± 0.005	0.909 ± 0.081
8 Cyg	-0.492 ± 0.147	0.229 ± 0.011	1.3	0.299	0.234 ± 0.011	1.456 ± 0.177
ι Her	-0.459 ± 0.076	0.304 ± 0.010	1.2	0.280	0.310 ± 0.010	1.225 ± 0.082
ζ Per	-0.592 ± 0.092	0.531 ± 0.007	1.2	0.343	0.542 ± 0.007	0.652 ± 0.081
ζ Peg	-0.204 ± 0.055	0.539 ± 0.009	1.7	0.442	0.555 ± 0.009	2.076 ± 0.152
δ Cyg	$+0.021 \pm 0.055$	0.766 ± 0.004	1.3	0.408	0.791 ± 0.004	2.318 ± 0.129

For the two rotators ζ Peg and δ Cyg in order to calculate the systematic error on the diameter determined by VEGA we derived the oblateness using the relation of van Belle et al. (2006), we found 1.07 and 1.06

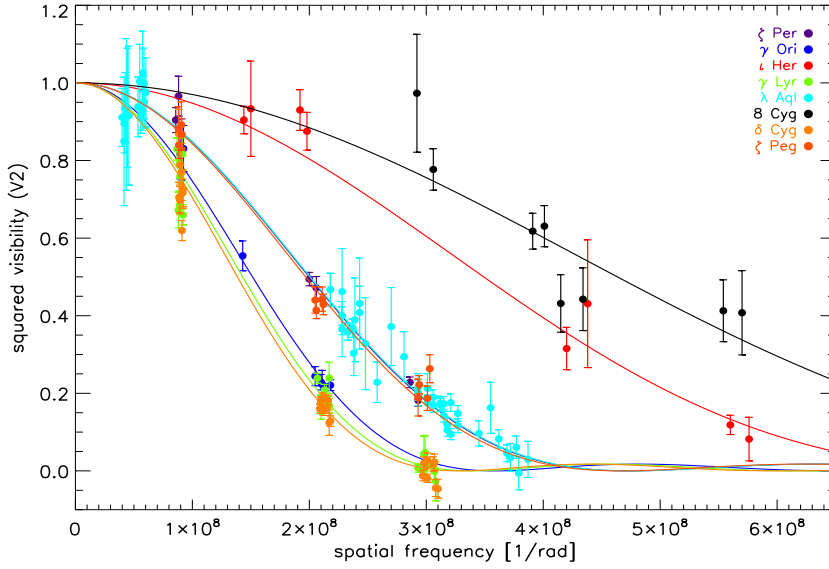


Fig. 1. Squared visibility for VEGA measurements of stars in our sample with their corresponding statistical uncertainties as function spatial frequency [1/rad]. The solid line is the model of the uniform disc angular diameter provided by the LITpro software.

respectively. Based on these two values we estimated the systematic error of about 0.039 mas for ζ Peg and 0.047 mas for δ Cyg.

The surface brightness S_V of a star is linked to its visual intrinsic dereddened magnitude m_{V_0} and its limb-darkened angular diameter θ_{LD} . In order to calibrate the SBC relation, we combine the eight limb-darkened angular diameters derived from the VEGA observations with different sets of diameters already available in the literature. We consider the angular diameter determination from Hanbury Brown et al. (1974a) (26 stars), Boyajian et al. (2012) (44 stars), Maestro et al. (2013) (9 stars) and Di Benedetto (2005) (45 stars). All the apparent magnitudes in V and K bands that we have collected from the literature are in the Johnson system (Johnson et al. 1966). For the dereddening of these magnitudes we need to calculate the extinction in the V band. We adopt the following strategy: For stars lying closer than 75 pc we using the simple relation $A_V = \frac{0.8}{\pi}$, where π is the parallax of the stars [in mas]. For distant stars we derive the absorption using the (B-V) extinction, $A_V = 3.1E(B-V)$ (Laney & Stobie 1993). We recalculate the intrinsic colors $(V-K)_0 = (V-K) - E(V-K)$ for all stars from the derived E(B-V) value using $E(V-K) = 2.7397E(B-V)$ (see Challouf et al. (2014)). Finally we find the relation:

$$S_v = \sum_{n=0}^{n=5} C_n (V-K)_0^n \quad (3.1)$$

with, $C_0 = 2.624 \pm 0.009$, $C_1 = 1.798 \pm 0.020$, $C_2 = -0.776 \pm 0.034$, $C_3 = 0.517 \pm 0.036$, $C_4 = -0.150 \pm 0.015$, and $C_5 = 0.015 \pm 0.002$. This relation can be used consistently in the range $-0.9 \leq V-K \leq 3.7$ with $\sigma_{S_v} = 0.10$ mag.

4 Conclusions

In the present work, we determined the angular diameters of eight B- and A-type stars in the visible. We measured the visibilities calibrated for these stars with a good accuracy with typical precision of about 1.5% using the VEGA/CHARA instrument. These interferometric results are combined with other data and used by Challouf et al. (2014) to calibrate the surface brightness-color relation. They are found for the first time a relation with an accuracy of about 0.16 magnitude or 7% in term of angular diameter for $-1 \leq V-K \leq 0$ and a precision of 0.10 mag or 5% in term of angular diameter for V-K between -1 and 4. Further work is now in progress for quantifying the impact of rotation, in order to improve the accuracy of this relationship S_v , then applied to determine the distance of M31 and M33.

by the NASA/ADS system. The research leading to these results has received funding from the European Community's Seventh Framework Programme under Grant Agreement 312430. The CHARA Array is funded by the National Science Foundation through NSF grants AST-0606958 and AST-0908253 and by Georgia State University through the College of Arts and Sciences, as well as the W. M. Keck Foundation. This research has largely benefited from the support, suggestions, advice of our colleague Olivier Chesneau, who passed away this spring. The whole team wish to pay homage to him.

References

- Bonneau, D., Clausse, J.-M., Delfosse, X., et al. 2006, *A&A*, 456, 789
- Boyajian, T. S., McAlister, H. A., van Belle, G., et al. 2012, *ApJ*, 746, 101
- Challouf, M., Nardetto, N., Mourard, D., et al. 2014, *ArXiv e-prints*
- Di Benedetto, G. P. 2005, *MNRAS*, 357, 174
- Hanbury Brown, R., Davis, J., & Allen, L. R. 1974a, *MNRAS*, 167, 121
- Hanbury Brown, R., Davis, J., Lake, R. J. W., & Thompson, R. J. 1974b, *MNRAS*, 167, 475
- Johnson, H. L., Mitchell, R. I., Iriarte, B., & Wisniewski, W. Z. 1966, *Communications of the Lunar and Planetary Laboratory*, 4, 99
- Laney, C. D. & Stobie, R. S. 1993, *MNRAS*, 263, 921
- Maestro, V., Che, X., Huber, D., et al. 2013, *MNRAS*, 434, 1321
- Mourard, D., B erio, P., Perraut, K., et al. 2011, *A&A*, 531, A110
- Mourard, D., Clausse, J. M., Marcotto, A., et al. 2009, *A&A*, 508, 1073
- Pietrzyński, G., Graczyk, D., Gieren, W., et al. 2013, *Nature*, 495, 76
- Roddi er, F. & Lena, P. 1984, *Journal of Optics*, 15, 171
- Tallon-Bosc, I., Tallon, M., Thi ebaut, E., et al. 2008, in *SPIE*, Vol. 7013
- ten Brummelaar, T. A., McAlister, H. A., Ridgway, S. T., et al. 2005, *ApJ*, 628, 453
- van Belle, G. T., Ciardi, D. R., ten Brummelaar, T., et al. 2006, *ApJ*, 637, 494

**E The Araucaria Project : the
Baade-Wesselink projection factor of
pulsating stars and interferometric
contribution to the eclipsing binaries
technique of distance determination**

The Araucaria Project: the Baade–Wesselink projection factor of pulsating stars and interferometric contribution to the eclipsing binaries technique of distance determination

Nicolas Nardetto,¹ Mounir Challouf,^{1,2} Guillaume Guiglion,¹
Denis Mourard,¹ Wolfgang Gieren,³ Grzegorz Pietrzyński,^{3,4} and
Dariusz Graczyk³

¹Laboratoire Lagrange, UMR7293, UNS/CNRS/OCA, 06300 Nice, France
email: Nicolas.Nardetto@oca.eu

²Lab. Dyn. Moléculaire et Matériaux Photoniques, UR11ES03, UT2/ESSTT, Tunis, Tunisia

³Universidad de Concepción, Departamento de Astronomía, Casilla 160-C, Concepción, Chile

⁴Warsaw University Observatory, Al. Ujazdowskie 4, 00-478, Warsaw, Poland

Abstract. The international Araucaria Project aims to provide an improved local calibration of the extragalactic distance scale out to distances of a few Megaparsecs. We present a brief, up-to-date review of different results and ongoing projects to (i) better understand the Baade–Wesselink projection factor used in distance determinations based on Cepheids, and (ii) improve the eclipsing-binary technique of distance determination using *CHARA*/*VEGA* interferometric observations.

Keywords. stars: oscillations, stars: distances, binaries: eclipsing

1. Introduction

In setting up the extragalactic distance scale, the greatest difficulty leading to the currently largest contribution to the systematic uncertainty in the Hubble constant resides in the determination of accurate absolute distances to nearby galaxies. The Araucaria Project† (Gieren *et al.* 2005) is an effort to remedy this situation for several of the most important stellar candles, including Cepheid variables, RR Lyrae stars, red clump giants, blue supergiants, and eclipsing binaries, which all have the potential to provide accurate distance determinations to nearby galaxies. In this paper, we focus on recent results and ongoing projects regarding the Baade–Wesselink projection factor for Cepheids (and other types of pulsating stars) and on the eclipsing-binary technique.

2. The Baade–Wesselink projection factor

The projection factor, p , used in Baade–Wesselink-type methods of Cepheid distance determinations links stellar physics with the cosmological distance scale. A coherent picture of this physical quantity is now provided based on high-resolution spectroscopy and hydrodynamical modelling (Nardetto *et al.* 2004, 2007, 2009). However, recent observations of 36 Cepheids in the Large Magellanic Cloud (LMC) provide new constraints to the projection factor, and a discrepancy is found for short-period Cepheids (Storm *et al.* 2011a,b). For instance, for δ Cep, Storm *et al.* find $p = 1.41 \pm 0.05$, while the theoretical

† <https://sites.google.com/site/araucariaproject/project>

value is $p = 1.25 \pm 0.05$ (Nardetto *et al.* 2009). An effect of the physical nature of LMC Cepheids on the slope of the period–projection-factor (Pp) relation cannot be excluded. Nevertheless, it has been shown theoretically that metallicity does not affect the value of the projection factor (Nardetto *et al.* 2011). Similarly, the weak non-linearity found in the Pp relation (Neilson *et al.* 2012; Ngeow *et al.* 2012) cannot explain such a (3σ) discrepancy.

We try to resolve this discrepancy through a global approach, by exploring the projection factor for different kinds of pulsating stars in the Hertzsprung–Russell diagram. We focus first on δ Scuti and β Cephei stars. Such pulsating stars have shorter periods than Cepheids (typically a few hours compared to a few days). We adopt the same strategy as for Cepheids using hydrodynamical models (Fokin *et al.* 2004) and high spectral-resolution observations. Here we emphasize two main results:

- In Guiglion *et al.* (2012) we studied mainly two δ Scuti stars, i.e., the high-amplitude pulsator AI Vel and the fast rotator β Cas, using ESO/HARPS and OHP/SOPHIE spectroscopic data, respectively. We compared the radial velocity curves of several spectral lines that form at different levels in the atmosphere to determine whether the atmospheric velocity gradient could affect the projection factor. We found that the atmospheric velocity gradient (where the spectral lines are formed) is essentially zero and that the Pp relation derived for Cepheids by Nardetto *et al.* (2007) is also applicable to δ Scuti stars. Nevertheless, we also found that for relatively fast rotating stars like β Cas ($\simeq 70 \text{ km s}^{-1}$), the projection factor depends significantly on the inclination of the rotation axis (i) because of the Van Zeipel gravity darkening effect of the star’s intensity distribution (see Fig. 1). Such an effect (owing to the random orientation of the rotation axis of δ Scuti stars) might explain the relative dispersion in the Pp relation of δ Scuti stars found by Laney & Joner (2009). In this study we also provide a brief discussion of the impact of non-radial modes on the projection factor.

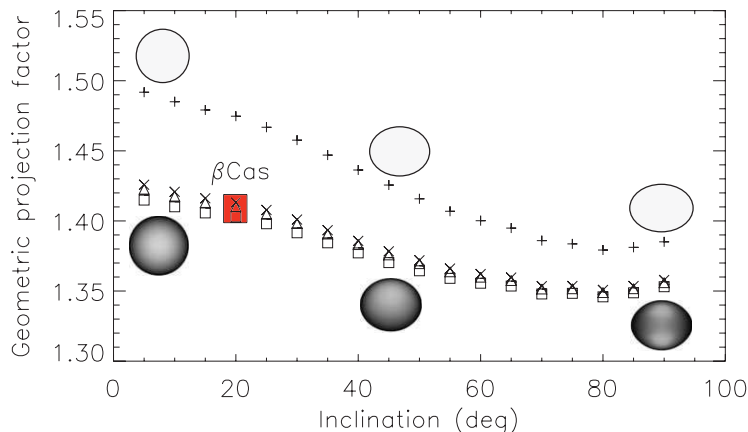


Figure 1. Geometric projection factor, p_0 (i.e., not including the dynamical structure of the atmosphere), as a function of inclination for the rapidly rotating star β Cas at three different wavelengths: $\lambda = 6000\text{\AA}$ (\square), $\lambda = 6500\text{\AA}$ (\triangle), and $\lambda = 7000\text{\AA}$ (\times). The red box indicates the uncertainty in p_0 . The case of a uniform, elongated disk is overplotted (+) and we find that $p_0 = 1.5$ for $i = 0^\circ$, as expected for a circular, uniform disk. These intensity maps are based on the code by Domiciano de Souza *et al.* (2002).

- In Nardetto *et al.* (2012) we focus on the β Cephei star α Lup and, again using HARPS spectroscopic data, we find—similarly to δ Scuti stars—no atmospheric velocity gradient. Despite the absence of an atmospheric velocity gradient, and because of subtle

physical effects (probably related to radiative-transfer effects), the final theoretical value of the projection factor is much lower than expected from Nardetto *et al.* (2007), by approximately 10%. Further investigation will be necessary to fully understand this result. Nevertheless, we clearly found (directly from observations) a very interesting relation between the amplitude of the radial velocity curve and the atmospheric velocity gradient.

By comparing Cepheids, δ Scuti, and β Cephei stars, these results offer valuable insights into the dynamical structure of pulsating stellar atmospheres, which help to understand the k -term problem (Nardetto *et al.* 2008) and the projection factor for Cepheids.

3. Interferometric contribution to the eclipsing-binary technique of distance determination

Eclipsing binaries are currently used to derive the distance to the LMC with an unprecedented accuracy of 2% (Graczyk *et al.* 2012; Pietrzyński *et al.* 2012b). They are also extremely interesting for the derivation of the component masses (Pietrzyński *et al.* 2010, 2011, 2012).

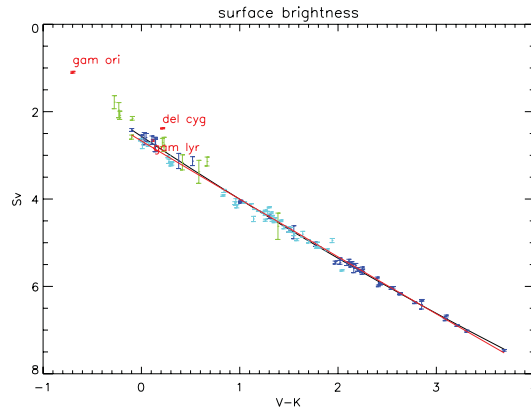


Figure 2. Visual surface-brightness parameter S_V as a function of $(V - K)$. The dark blue measurements represent the angular diameters of the 44 stars of Di Benedetto (2005). The light blue points indicate the angular diameters of the 44 stars determined by Boyajian *et al.* (2012). The black line is the fit by Di Benedetto and the red line is the fit using the measurements of Di Benedetto and Boyajian *et al.* The red points are the recent CHARA/VEGA interferometric measurements of γ Ori, γ Lyr, and δ Cyg.

This method of distance determination consists of combining the radii of the stars determined from spectrophotometric observations with their angular diameters derived from the surface brightness (SB) relation. Currently, the largest limitation to the method's applicability is the uncertainty in the SB relationship. Increasing the accuracy of this relation for FGK stars (by a factor of 2) would allow reaching a 1% precision in the distance to the LMC. In addition, constraining the SB relation for B stars would allow the use of brighter eclipsing-binary systems, and thus help to increase the number of suitable, distant objects. The aim of our ongoing work is to improve our understanding of the SB relationship (especially for B stars) using interferometry (Challouf *et al.* 2012).

The VEGA recombiner operates in the optical (Mourard *et al.* 2009) and benefits from the CHARA baselines (up to 300 m). With an angular resolution of 0.3 mas, it allows precise determination of angular diameters. Fig. 2 presents preliminary results regarding the calibration of the SB relation. The capabilities of VEGA are shown in the

context of the relative precision in the angular diameter of 1% for the three stars already observed. Including recent results by Boyajian *et al.* (2012), we find that the relation by Di Benedetto (2005) is slightly modified and the precision improved. However, more work is needed to select a sample of stars carefully, depending on their class and fundamental characteristics, to avoid any biases. In particular for B stars, the impact of a stellar wind cannot be excluded and will be studied. Such a study will be possible only with a larger sample of B stars. In total, we expect to observe 10 more stars with the CHARA/VEGA interferometer. Some observations are already ongoing. (This work is part of the Ph.D. thesis research of M. Challouf.)

Although they relate to very different astrophysical objects such as Cepheids, δ Scuti, β Cephei stars, and eclipsing binaries, the studies presented in this brief contribution, aim to improve the local calibration of the extragalactic distance scale, and in particular the distance to the LMC. Our goal is to achieve 1% precision to the LMC based on these independent methods.

Acknowledgements

WG and GP gratefully acknowledge financial support for this work from the Chilean Center for Astrophysics FONDAF 15010003, and from the BASAL Centro de Astrofísica y Tecnologías Afines (CATA) PFB-06/2007. Support from Polish grant N203 387337 and a TEAM subsidy of the Foundation for Polish Science (FNP) are also acknowledged. This research received support from PHASE, the high angular resolution partnership between ONERA, Observatoire de Paris, CNRS, and the University Denis Diderot Paris 7. The authors thanks H. Aroui, E. Chapellier, O. Chesneau, A. Domiciano De Souza, A. Fokin, P. Mathias, and E. Poretti who also contributed to these results.

References

- Di Benedetto, G. P. 2005, *MNRAS*, 357, 174
 Boyajian, S., McAlister, A., van Belle, G., *et al.* 2012, *ApJ*, 746, 101
 Challouf, M., Nardetto, N., Mourard, D., *et al.* 2012, *Proc. SF2A Conf.*, submitted
 Domiciano de Souza, A., Vakili, F., Jankov, S., *et al.* 2002, *A&A*, 393, 345
 Gieren, W., Pietrzyński, G., Bresolin, F., *et al.* 2005, *ESO Messenger*, 121, 23
 Graczyk, D., Pietrzyński, G., Thompson, I. B., *et al.* 2012, *ApJ*, 750, 144
 Fokin, A., Mathias, P., Chapellier, E., *et al.* 2004, *A&A*, 426, 687
 Guiglion, G., Nardetto, N., *et al.* 2012, *A&A*, submitted
 Laney, C. D. & Jonek, M. D., 2009, in: *AIP Conf. Ser.* (Guzik, J.A., & Bradley, P.A., eds), 1170, p. 93
 Mourard, D., Claisse, J. M., Marcotto, A., *et al.* 2009, *A&A*, 508, 1073
 Nardetto, N., Fokin, A., Mourard, D., *et al.* 2004, *A&A*, 428, 131
 Nardetto, N., Mourard, D., Mathias, P., *et al.* 2007, *A&A*, 471, 661
 Nardetto, N., Stoekl, A., Bersier, D., *et al.* 2008, *A&A*, 489, 1255
 Nardetto, N., Gieren, W., Kervella P., *et al.* 2009, *A&A*, 502, 951
 Nardetto, N., Fokin, A., Fouqué, P., *et al.* 2011, *A&A*, 534, 16
 Nardetto, N., Mathias, P., Fokin, A., *et al.* 2012, *A&A*, submitted
 Ngeow, C.-C., Neilson, H. R., Nardetto, N., *et al.* 2012, *A&A*, 543, 55
 Neilson, H. R., Nardetto, N., Ngeow, C.-C., *et al.* 2012, *A&A*, 541, 134
 Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Gieren, W., *et al.* 2010, *Nature*, 468, 542
 Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Graczyk, D., *et al.* 2011, *ApJ*, 742, 20
 Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Gieren, W., *et al.* 2012a, *Nature*, 484, 75
 Pietrzyński, G., Gieren W., Thompson, I. B., *et al.* 2012b, *Nature*, submitted
 Storm, J., Gieren, W., Fouqué, P., *et al.* 2011a, *A&A*, 534, 94
 Storm, J., Gieren, W., Fouqué, P., *et al.* 2011b, *A&A*, 534, 95

**F Calibration of the surface-brightness
relation of B early type stars : Toward
a very accurate distance determination
of LMC eclipsing binaries**

CALIBRATION OF THE SURFACE-BRIGHTNESS RELATION OF B EARLY TYPE STARS: TOWARD A VERY ACCURATE DISTANCE DETERMINATION OF LMC ECLIPSING BINARIES

M. Challouf^{1,2}, N. Nardetto¹, D. Mourard¹, H. Aroui² and O. Chesneau¹

Abstract. The eclipsing binaries are currently used to determine the distance of the Magellanic clouds with an accuracy of 2%. Eclipsing binaries observable in the Magellanic clouds are generally composed of bright stars, with B spectral types. But there is no surface brightness relation available for stars earlier than A0, which is a limitation of the method. We propose to extend the surface brightness relation to B stars using VEGA/CHARA interferometric observations. In this paper, we present preliminary results on three stars: HD186882, HD176437 and HD35468 (B2 to B9). Thirteen stars in total will be observed in a near future with VEGA/CHARA.

Keywords: angular diameter, surface brightness, distance LMC/SMC

1 Introduction

The Large Magellanic Cloud (LMC) is an irregular dwarf galaxy and a companion to our own Milky Way Galaxy. Unlike spiral and elliptical galaxies, irregular galaxies lack any appearance of organized structure. Like its neighboring Small Magellanic Cloud (SMC), the LMC appears as a huge and diffuse cloud in the southern nighttime sky. The measurement of distances to the LMC in the century revolutionized our understanding of the distance scale of the Universe and provided the evidence for universal expansion. The distance to the LMC is a critical rung on the cosmic distance ladder, and numerous independent methods (utilizing, for example, RR Lyrae stars, Cepheids and "red clump" stars) have been employed to determine it. The use of eclipsing binaries in the LMC is a promising method (Pietrzyński et al. 2009); (Graczyk et al. 2012). Recently, the LMC distance was determined with an accuracy of 2% using 8 binary eclipses (Pietrzyński et al. 2013). The method consists of combining the radii of the stars determined from spectro-photometric observations with their angular diameter derived from the surface brightness relation (hereafter SB relation). Currently, the largest limitation of the method is the uncertainty on the relationship SB. Increasing the accuracy of the SB relationship of FGK stars (by a factor 2) would allow a 1% precision on the distance of the LMC. Besides, constraining the SB relation for B stars would allow the use of brighter eclipsing binary systems, and thus helps to increase the number of distant objects detected. The aim of this work is to improve our understanding of the SB relationship (especially for B stars) using interferometry. For this, we use the interferometer VEGA on CHARA (Mourard et al. 2009). This instrument operates in the visible and benefits from bases CHARA interferometer (ten Brummelaar et al. 2005). It has a spatial resolution of 0.3 mas, which makes it an ideal tool to determine diameters of stars. In Sect. 2, we describe the determination of angular diameter for 3 stars (δ Cyg, γ Ori, γ Lyr) and in Sect 3, we show how these diameters are used to test the relationship of Di Benedetto (2005), which is currently widely used for the determination of the distances of eclipsing binaries in the LMC.

2 Angular diameter of δ Cyg, γ Ori and γ Lyr

Using VEGA/CHARA interferometer, we first determine the uniform disk angular diameter of the three stars in our sample.

¹ Laboratoire Lagrange, UMR7293, UNS/CNRS/OCA, 06300 Nice, France

² Laboratoire Dynamique Moléculaire et Matériaux Photoniques, UR11ES03, UT2/ESSTT, Tunis, Tunisie

2.1 Uniform Disk (UD) angular diameter

δ Cygni (HD 186882) has a spectral type of B9.5III, a magnitude of 2.86 and its index color is 0.04. This star was observed with the VEGA instrument of the CHARA Array the 23rd and 27th of July, 2011 (refer to Tab. 1 for details). The visibilities have been calibrated using the procedure described in Mourard et al. (2009). We find an angular diameter of 0.764 ± 0.005 mas with a reduced χ^2 of 1.67 and an accuracy of about 0.7% (Figure 1).

Table 1. Journal of the observations of δ Cyg, γ Lyr and γ Ori. The sequence of calibration are given with T for the target and C for the calibrators: C1=HD185872 (0.198 ± 0.014 mas), C2=HD184875 (0.291 ± 0.021 mas), C3=HD178233 (0.393 ± 0.029 mas), C4=HD34989 (0.129 ± 0.009 mas), C5=HD37320 (0.152 ± 0.011 mas).

Star	Date	Telescope	Seq	λ [nm]	$\Delta\lambda$ [nm]	HA [h]	Base [m]	V^2 [mas]
δ Cyg	23/07/2011	E1E2W2	C1TC1	715	20	-0.160	66	$0.717_{\pm 0.035}$
						-0.262	155	$0.124_{\pm 0.032}$
						-0.262	220	—
				735	20	-0.153	66	—
							155	$0.190_{\pm 0.011}$
							220	$0.018_{\pm 0.010}$
	23/07/2011	E1E2W2	C1TC1	715	20	1.484	65	—
						1.460	154	$0.182_{\pm 0.012}$
						1.460	219	$0.022_{\pm 0.021}$
				735	20	1.491	65	$0.705_{\pm 0.038}$
						1.481	154	$0.179_{\pm 0.011}$
						1.500	219	$0.020_{\pm 0.017}$
27/07/2011	E1E2W2	C1TC2	715	20	0.815	66	$0.726_{\pm 0.049}$	
						156	$0.128_{\pm 0.013}$	
						221	—	
			735	20		66	$0.789_{\pm 0.049}$	
						156	$0.157_{\pm 0.014}$	
						221	$0.027_{\pm 0.018}$	
27/07/2011	E1E2W2	C2TC1	715	20	1.610	65	$0.771_{\pm 0.073}$	
						154	$0.163_{\pm 0.014}$	
						218	$0.017_{\pm 0.019}$	
			735	20		65	—	
						154	$0.160_{\pm 0.012}$	
						218	$-0.012_{\pm 0.012}$	
γ Lyr	27/07/2011	E1E2W2	C3TC3	715	20	-0.916	65	$0.796_{\pm 0.047}$
						-0.885	155	$0.181_{\pm 0.029}$
						-0.885	220	$0.022_{\pm 0.022}$
				735	20	-0.916	66	—
						-0.901	155	$0.227_{\pm 0.009}$
						-0.901	220	$-0.007_{\pm 0.070}$
	01/09/2011	E1E2W2	C3TC3	715	20	1.060	64	—
						1.065	152	$0.134_{\pm 0.018}$
						1.065	216	—
				735	20	1.060	65	$0.785_{\pm 0.047}$
						1.070	152	$0.181_{\pm 0.015}$
						1.070	216	$-0.010_{\pm 0.010}$
γ Ori	12/10/2011	E1E2W2	C4TC4	731.5	23	-2.150	150	$0.256_{\pm 0.008}$
						-2.150	214	$0.002_{\pm 0.013}$
	13/10/2011		C4TC5	731.5	23	-1.705	154	$0.221_{\pm 0.013}$
						-1.705	219	$0.019_{\pm 0.018}$

γ Lyr (HD 176437) is a giant star with a stellar classification of B9III and its index color V-K is 0.01. The measured angular diameter of this star is determined by two observations that were performed on 27th of July and 1st of September, 2011. The fit of the data are shown in Figure 1. The uniform-disk model diameter is 0.739 ± 0.007 mas with reduced χ^2 is 4.0 and with accuracy around 0.9%.

γ Ori (HD 35468) is B2III spectral type stars and its index color is -0.70. We observed this star on 12th and 13th of October, 2011. The estimation of the angular diameter equal to 0.714 ± 0.006 mas with reduced χ^2 is 3.7 and with accuracy around 0.8%.

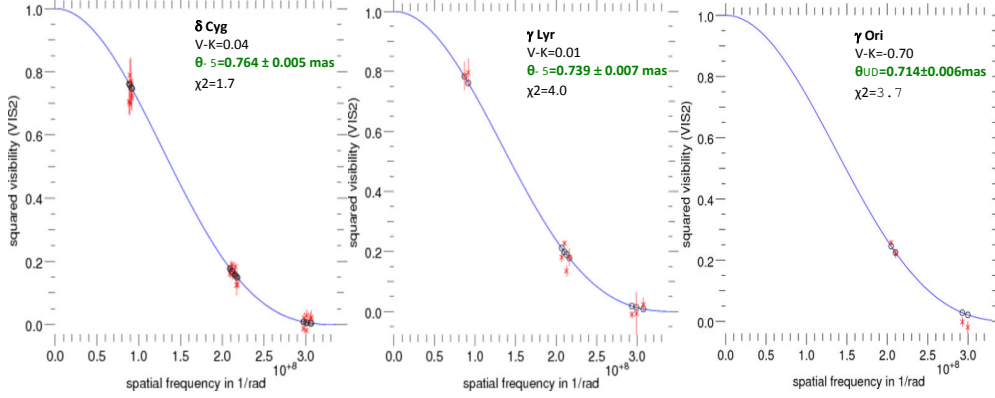


Fig. 1. The red points are the calibrated visibilities obtained with the VEGA interferometer and the solid blue line is the best model of uniform disk of the star (the angular diameter is the only parameter).

2.2 Limb-darkened (LD) angular diameter

The limb-darkening corrections (U_λ), for converting uniform-disc angular diameters to limb-darkened angular diameters, have been computed using stellar atmosphere models by Claret & Bloemen (2011), using the following stellar parameters: effective temperatures (T_{eff}), surface gravities ($\log g$) and metallicity ($[Fe/H]$). The conversion factor between uniform and limb darkened diameters as defined by Hanbury Brown et al. (1974b) is:

$$\theta_{LD}(\lambda) = \frac{\rho(\lambda)}{\theta_{UD}(\lambda)} \quad (2.1)$$

with

$$\rho(\lambda) = \left[\frac{(1 - \frac{U_\lambda}{3})}{(1 - 7\frac{U_\lambda}{15})} \right]^{1/2} \quad (2.2)$$

Table 2 summarizes the stellar parameters of δ Cyg, γ Lyr and γ Ori found in the literature. We finally obtain $U_R = 0.3491$, 0.3434 and 0.2211 for our three stars, respectively.

Table 2. Stellar parameters used for δ Cyg, γ Lyr and γ Ori.

Star	T_{eff} [k]	$\log g$	U_R	Reference
δ Cyg	9781	3.68	0.3491	?
γ Lyr	9970	3.50	0.3434	?
γ Ori	21580	4.20	0.2211	?

3 The surface-brightness relation

The surface brightness relationship is a very interesting relation for determining the extragalactic distance. It simply relies on the fact that the stars are good black body and that there is a relation of conservation between

Table 3. VEGA/CHARA angular diameter obtained for δ Cyg, γ Lyr and γ Ori.

Star	$V - K$	θ_{UD}	θ_{LD}	S_v
δ Cyg	0.216	0.764 ± 0.005	0.785 ± 0.005	2.3682 ± 0.0013
γ Lyr	0.121	0.739 ± 0.007	0.759 ± 0.007	2.6439 ± 0.0020
γ Ori	-0.697	0.714 ± 0.006	0.728 ± 0.006	0.9552 ± 0.0020

the surface flux in a given spectral band and the color of the star. According to the formula of Stephen, the bolometric flux L is connected to the effective temperature T_{eff} and the bolometric radii R of the star by:

$$L \propto R^2 T_{\text{eff}}^4 \quad (3.1)$$

So, the logarithm of the surface flux F defined by $F = \log \frac{L}{R^2}$ is directly related to the effective temperature of the star and thus to its color. According to Barnes et al. (1976), the surface flux in a given spectral band F_λ may be found from its absolute visual magnitude V_0 and true apparent angular diameter θ_{LD} :

$$S_v = V_0 + 5 \log \theta_{LD} \quad (3.2)$$

Then, the interferometric measurements of angular diameters are used to calculate the surface brightness for each star. We are therefore able to calibrate the surface brightness relation. Conversely, once calibrated, this relationship allows an estimate of the photometric angular diameter of eclipsing binaries. Combined its angular diameter photometric with its radius, it is possible to determine the distance of the star.

In its paper of 2005, Di Benedetto gives a fit of this relation using 44 stars over the color range $-1 \leq (V - K)_0 \leq 3.7$:

$$S_v = [2.565 \pm 0.016] + [1.483 \pm 0.015](V - K)_0 - [0.044 \pm 0.005](V - K)_0^2 \quad (3.3)$$

Figure 2 shows a fit of the surface brightness relation using 88 stars (points of Benedetto and Boyajian) in A,F,G and K spectral bands. Using all these measurement, we find a revised relation of:

$$S_v = [2.669 \pm 0.009] + [1.340 \pm 0.011](V - K)_0 - [0.007 \pm 0.003](V - K)_0^2 \quad (3.4)$$

Fig. 2 also shows the VEGA measurements of Tab.3 for the three stars: γ Ori, γ Lyr et δ . Eleven measurements by Hanbury Brown et al. (1974a) (green dots) are shown. In the list of Brown we removed stars in binary and fast rotating stars.

4 conclusion

We determined the interferometric angular diameters of three stars using the VEGA/CHARA interferometer. The capabilities of VEGA are shown with relative precision on the angular diameter of 1%. Including recent results by Boyajian et al. (2012) (44 stars) we find that the relation by Di Benedetto (2005) is slightly modified and the precision improved. However, more work is necessary to select the star carefully depending on their class and fundamental characteristics in order to avoid any bias. In particular for B stars, the impact of a wind is not excluded and will be studied. Such study will be possible only with a larger sample of B stars. In total, we expect to observe 10 more stars with the VEGA/CHARA interferometer. Some observations are already on-going. This work, fully part of my PhD, is fundamental to improve the method of distance determination of eclipsing binaries in the LMC/SMC.

References

- Barnes, T. G., Evans, D. S., & Parsons, S. B. 1976, MNRAS, 174, 503
 Boyajian, T. S., McAlister, H. A., van Belle, G., et al. 2012, ApJ, 746, 101
 Claret, A. & Bloemen, S. 2011, A&A, 529, A75
 Di Benedetto, G. P. 2005, MNRAS, 357, 174
 Graczyk, D., Pietrzyński, G., Thompson, I. B., et al. 2012, ApJ, 750, 144

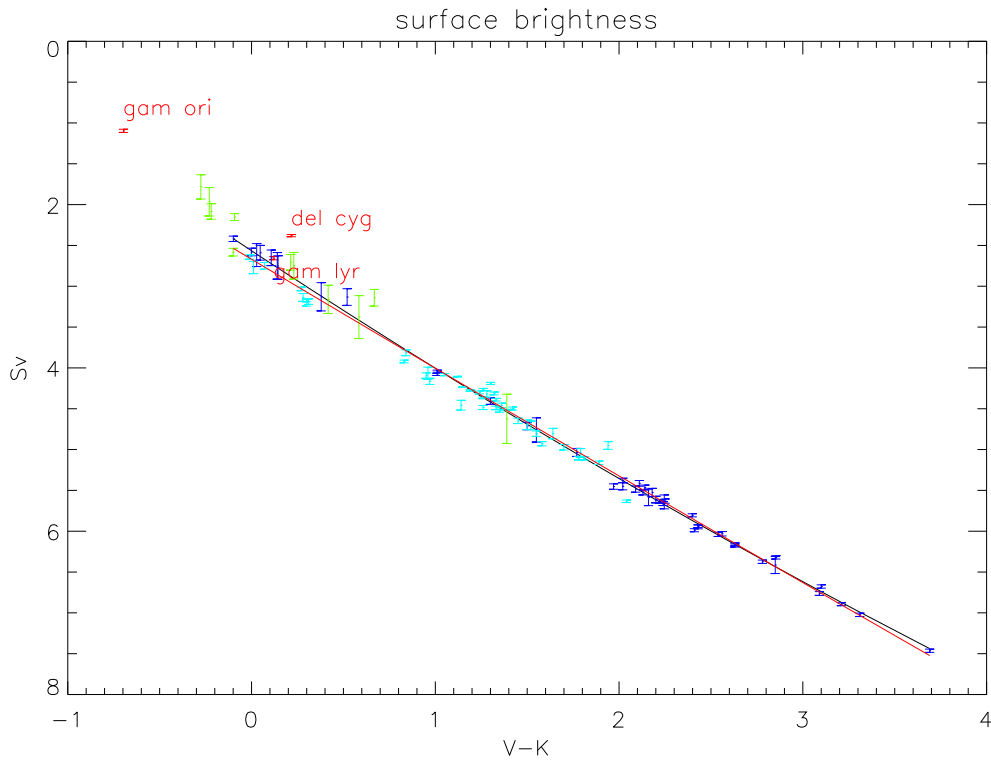


Fig. 2. The relation between visual surface-brightness parameter S_v as a function of the colour index $V-K$. The dark blue points represent the angular diameters of 44 stars that Di Benedetto established accurately Di Benedetto (2005). The light blue points indicate angular diameters of 44 stars determined meticulously by Boyajian et al. (2012). The black line is the fit of Di Benedetto and the red line is the fit using the points of Di Benedetto and Boyajian.

Hanbury Brown, R., Davis, J., & Allen, L. R. 1974a, MNRAS, 167, 121

Hanbury Brown, R., Davis, J., Lake, R. J. W., & Thompson, R. J. 1974b, MNRAS, 167, 475

Mourard, D., Clausse, J. M., Marcotto, A., et al. 2009, A&A, 508, 1073

Pietrzyński, G., Graczyk, D., Gieren, W., et al. 2013, Nature, 495, 76

Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Graczyk, D., et al. 2009, ApJ, 697, 862

ten Brummelaar, T. A., McAlister, H. A., Ridgway, S. T., et al. 2005, ApJ, 628, 453

Références bibliographiques

- Absil, O., di Folco, E., Mérand, A., Augereau, J.-C., Coudé du Foresto, V., Aufdenberg, J. P., Kervella, P., Ridgway, S. T., Berger, D. H., ten Brummelaar, T. A., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N. H., and McAlister, H. A. *Circumstellar material in the Vega inner system revealed by CHARA/FLUOR*. A&A, **452**, 237–244, June (2006) [58](#)
- Abt, H. A., Levato, H., and Grosso, M. *Rotational Velocities of B Stars*. ApJ, **573**, 359–365, July (2002) [92](#)
- Abt, H. A., Levato, H., and Grosso, M. *Rotational Velocities of B Stars*. ApJ, **573**, 359–365, July (2002) [126](#)
- Abt, H. A. and Morrell, N. I. *The Relation between Rotational Velocities and Spectral Peculiarities among A-Type Stars*. ApJS, **99**, 135, July (1995) [92](#)
- Allende Prieto, C. and Lambert, D. L. *Fundamental parameters of nearby stars from the comparison with evolutionary calculations : masses, radii and effective temperatures*. A&A, **352**, 555–562, December (1999) [88](#)
- Allende Prieto, C. and Lambert, D. L. *Fundamental parameters of nearby stars from the comparison with evolutionary calculations : masses, radii and effective temperatures*. A&A, **352**, 555–562, December (1999) [118](#)
- Ammons, S. M., Robinson, S. E., Strader, J., Laughlin, G., Fischer, D., and Wolf, A. *The N2K Consortium. IV. New Temperatures and Metallicities for More than 100,000 FGK Dwarfs*. ApJ, **638**, 1004–1017, February (2006) [110](#)
- Anderson, E. and Francis, C. *XHIP : An extended hipparcos compilation*. Astronomy Letters, **38**, 331–346, May (2012) [110](#)
- Aufdenberg, J. P., Mérand, A., Coudé du Foresto, V., Absil, O., Di Folco, E., Kervella, P., Ridgway, S. T., Berger, D. H., ten Brummelaar, T. A., McAlister, H. A., Sturmman, J., Sturmman, L., and Turner, N. H. *First Results from the CHARA Array. VII. Long-Baseline Interferometric Measurements of Vega Consistent with a Pole-On, Rapidly Rotating Star*. ApJ, **645**, 664–675, July (2006) [116](#)
- Avila, R., Vernin, J., and Masciadri, E. *Whole atmospheric-turbulence profiling with generalized scidar*. Applied Optics, **36**, 7898–7905, October (1997) [41](#)

- Baade, W. *Über eine Möglichkeit, die Pulsationstheorie der δ Cephei-Veränderlichen zu prüfen.* *Astronomische Nachrichten*, **228**, 359, October (1926) [21](#)
- Baines, E. K., van Belle, G. T., ten Brummelaar, T. A., McAlister, H. A., Swain, M., Turner, N. H., Sturmann, L., and Sturmann, J. *Direct Measurement of the Radius and Density of the Transiting Exoplanet HD 189733b with the CHARA Array.* *ApJ*, **661**, L195–L198, June (2007) [58](#)
- Barnes, T. G. and Evans, D. S. *Stellar angular diameters and visual surface brightness - I. Late spectral types.* *MNRAS*, **174**, 489–502, March (1976) [27](#), [28](#), [29](#)
- Barnes, T. G., Evans, D. S., and Moffett, T. J. *Stellar angular diameters and visual surface brightness. III - an improved definition of the relationship.* *MNRAS*, **183**, 285–304, May (1978) [27](#), [28](#)
- Barnes, T. G., Evans, D. S., and Parsons, S. B. *Stellar angular diameters and visual surface brightness - II. Early and intermediate spectral types.* *MNRAS*, **174**, 503–512, March (1976) [27](#), [28](#), [29](#), [96](#)
- Bell, R. A. and Gustafsson, B. *The relationship between stellar visual surface brightness and colour.* *MNRAS*, **191**, 435–444, May (1980) [28](#)
- Bigot, L., Mourard, D., Berio, P., Thévenin, F., Ligi, R., Tallon-Bosc, I., Chesneau, O., Delaa, O., Nardetto, N., Perraut, K., Stee, P., Boyajian, T., Morel, P., Pichon, B., Kervella, P., Schmider, F. X., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Ridgway, S. T., Sturmann, J., Sturmann, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J. *The diameter of the CoRoT target HD 49933. Combining the 3D limb darkening, asteroseismology, and interferometry.* *A&A*, **534**, L3, October (2011) [70](#)
- Binney, J. and Merrifield, M. *Galactic Astronomy.* (1998) [19](#)
- Blackwell, D. E., Petford, A. D., Arribas, S., Haddock, D. J., and Selby, M. J. *Determination of temperatures and angular diameters of 114 F-M stars using the infrared flux method (IRFM).* *A&A*, **232**, 396–410, June (1990) [100](#)
- Bohm-Vitense, E. *Cepheid distances from blue main-sequence companions.* *ApJ*, **296**, 169–174, September (1985) [26](#)
- Bonanos, A. Z. *Eclipsing Binaries : Tools for Calibrating the Extragalactic Distance Scale.* , **240**, August (2007) [26](#)
- Bonanos, A. Z. *Eclipsing binary distances to the edge of the Local Group.* , **289**, February (2013) [26](#)
- Bonanos, A. Z., Stanek, K. Z., Kudritzki, R. P., Macri, L. M., Sasselov, D. D., Kaluzny, J., Stetson, P. B., Bersier, D., Bresolin, F., Matheson, T., Mochejska, B. J., Przybilla, N., Szentgyorgyi, A. H., Tonry, J., and Torres, G. *The First DIRECT Distance Determination to a Detached Eclipsing Binary in M33.* *ApJ*, **652**, 313–322, November (2006) [22](#)

- Bonneau, D., Chesneau, O., Mourard, D., Bério, P., Clause, J. M., Delaa, O., Marcotto, A., Perraut, K., Roussel, A., Spang, A., Stee, P., Tallon-Bosc, I., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Sturmann, J., Sturmann, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J. *A large H α line forming region for the massive interacting binaries β Lyrae and v Sagittarii*. A&A, **532**, A148, August (2011) [70](#)
- Bonneau, D., Clause, J.-M., Delfosse, X., Mourard, D., Cetre, S., Chelli, A., Cruzalèbes, P., Duvert, G., and Zins, G. *SearchCal : a virtual observatory tool for searching calibrators in optical long baseline interferometry. I. The bright object case*. A&A, **456**, 789–789, September (2006) [29](#)
- Boyajian, T. S., McAlister, H. A., Baines, E. K., Gies, D. R., Henry, T., Jao, W.-C., O’Brien, D., Raghavan, D., Touhami, Y., ten Brummelaar, T. A., Farrington, C., Goldfinger, P. J., Sturmann, L., Sturmann, J., Turner, N. H., and Ridgway, S. *Angular Diameters of the G Subdwarf μ Cassiopeiae A and the K Dwarfs σ Draconis and HR 511 from Interferometric Measurements with the CHARA Array*. ApJ, **683**, 424–432, August (2008) [58](#)
- Boyajian, T. S., McAlister, H. A., van Belle, G., Gies, D. R., ten Brummelaar, T. A., von Braun, K., Farrington, C., Goldfinger, P. J., O’Brien, D., Parks, J. R., Richardson, N. D., Ridgway, S., Schaefer, G., Sturmann, L., Sturmann, J., Touhami, Y., Turner, N. H., and White, R. *Stellar Diameters and Temperatures. I. Main-sequence A, F, and G Stars*. ApJ, **746**, 101, February (2012) [97](#), [106](#)
- Boyajian, T. S., van Belle, G., and von Braun, K. *Stellar Diameters and Temperatures. IV. Predicting Stellar Angular Diameters*. AJ, **147**, 47, March (2014) [29](#)
- Brown, R. H. and Twiss, R. Q. *Interferometry of the intensity fluctuations in light. i. basic theory : The correlation between photons in coherent beams of radiation*. Royal Society of London Proceedings Series A, **242**, 300–324, November (1957) [34](#)
- Brown, R. H. and Twiss, R. Q. *Interferometry of the intensity fluctuations in light. iii. applications to astronomy*. Royal Society of London Proceedings Series A, **248**, 199–221, November (1958) [34](#)
- Brown, R. H. and Twiss, R. Q. *Interferometry of the Intensity Fluctuations in Light. IV. A Test of an Intensity Interferometer on Sirius A*. Royal Society of London Proceedings Series A, **248**, 222–237, November (1958) [34](#)
- Caccin, R., Onnembo, A., Russo, G., and Sollazzo, C. *An improvement of the Baade-Wesselink method to determine the mean radius of pulsating variables*. A&A, **97**, 104–109, April (1981) [27](#)
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., and Mathis, J. S. *The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction*. ApJ, **345**, 245–256, October (1989) [102](#)

- Carpenter, K. G., Slettebak, A., and Sonneborn, G. *Rotational velocities of later B type and A type stars as determined from ultraviolet versus visual line profiles*. ApJ, **286**, 741–746, November (1984) [92](#)
- Challouf, M., Nardetto, N., Mourard, D., Graczyk, D., Aroui, H., Chesneau, O., Delaa, O., Pietrzyński, G., Gieren, W., Ligi, R., Meilland, A., Perraut, K., Tallon-Bosc, I., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Sturmann, J., Sturmann, L., Turner, N., Farrington, C., Vargas, N., and Scott, N. *Improving the surface brightness-color relation for early-type stars using optical interferometry*. A&A, **570**, A104, October (2014) [82](#), [111](#), [122](#), [123](#), [125](#), [128](#)
- Chesneau, O., Dessart, L., Mourard, D., Bériot, P., Buil, C., Bonneau, D., Borges Fernandes, M., Clausse, J. M., Delaa, O., Marcotto, A., Meilland, A., Millour, F., Nardetto, N., Perraut, K., Roussel, A., Spang, A., Stee, P., Tallon-Bosc, I., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Sturmann, J., Sturmann, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J. *Time, spatial, and spectral resolution of the H α line-formation region of Deneb and Rigel with the VEGA/CHARA interferometer*. A&A, **521**, A5, October (2010) [69](#)
- Claret, A. and Bloemen, S. *Gravity and limb-darkening coefficients for the Kepler, CoRoT, Spitzer, uvby, UBVRIJHK, and Sloan photometric systems*. A&A, **529**, A75, May (2011) [88](#)
- Code, A. D., Bless, R. C., Davis, J., and Brown, R. H. *Empirical effective temperatures and bolometric corrections for early-type stars*. ApJ, **203**, 417–434, January (1976) [97](#)
- Collins, II, G. W. *Continuum Emission from a Rapidly Rotating Stellar Atmosphere*. ApJ, **138**, 1134, November (1963) [115](#)
- Collins, II, G. W. *Continuum Emission from a Rotating Non-Gray Stellar Atmosphere*. ApJ, **142**, 265, July (1965) [115](#)
- Collins, II, G. W. and Harrington, J. P. *Theoretical H-Beta Line Profiles and Related Parameters for Rotating B Stars*. ApJ, **146**, 152, October (1966) [115](#)
- Coudé du Foresto, V., Borde, P. J., Merand, A., Baudouin, C., Remond, A., Perrin, G. S., Ridgway, S. T., ten Brummelaar, T. A., and McAlister, H. A. FLUOR fibered beam combiner at the CHARA array. , **4838**, February (2003) [55](#)
- Cranmer, S. R. and Owocki, S. P. *The effect of oblateness and gravity darkening on the radiation driving in winds from rapidly rotating B stars*. ApJ, **440**, 308–321, February (1995) [116](#)
- Davis, J. and Tango, W. J. *New determination of the angular diameter of Sirius*. Nature, **323**, 234, September (1986) [97](#)
- de Grijs, R. and Bono, G. *Clustering of Local Group Distances : Publication Bias or Correlated Measurements ? II. M31 and Beyond*. AJ, **148**, 17, July (2014) [22](#)

- Delaa, O., Stee, P., Meilland, A., Zorec, J., Mourard, D., Bério, P., Bonneau, D., Chesneau, O., Clause, J. M., Cruzalebes, P., Perraut, K., Marcotto, A., Roussel, A., Spang, A., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J. *Kinematics and geometrical study of the Be stars 48 Persei and ψ Persei with the VEGA/CHARA interferometer*. *A&A*, **529**, A87, May (2011) [70](#)
- Delaa, O., Zorec, J., Domiciano de Souza, A., Mourard, D., Perraut, K., Stee, P., Frémat, Y., Monnier, J., Kraus, S., Che, X., Bério, P., Bonneau, D., Clause, J. M., Challouf, M., Ligi, R., Meilland, A., Nardetto, N., Spang, A., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J. *Spectrally resolved interferometric observations of α Cephei and physical modeling of fast rotating stars*. *A&A*, **555**, A100, July (2013) [70](#), [91](#), [111](#)
- di Benedetto, G. P. *Empirical effective temperatures and angular diameters of stars cooler than the sun*. *A&A*, **270**, 315–334, March (1993) [29](#)
- Di Benedetto, G. P. *Empirical effective temperatures and angular diameters of stars cooler than the sun*. *A&A*, **270**, 315–334, March (1993) [96](#)
- Di Benedetto, G. P. *Towards a fundamental calibration of stellar parameters of A, F, G, K dwarfs and giants*. *A&A*, **339**, 858–871, November (1998) [29](#), [100](#)
- Di Benedetto, G. P. *Predicting accurate stellar angular diameters by the near-infrared surface brightness technique*. *MNRAS*, **357**, 174–190, February (2005) [29](#), [97](#), [100](#)
- di Benedetto, G. P. and Rabbia, Y. *Accurate angular diameters and effective temperatures for eleven giants cooler than K0 by Michelson interferometry*. *A&A*, **188**, 114–124, December (1987) [29](#), [97](#)
- Domiciano de Souza, A., Hadjara, M., Vakili, F., Bendjoya, P., Millour, F., Abe, L., Carciofi, A. C., Faes, D. M., Kervella, P., Lagarde, S., Marconi, A., Monin, J.-L., Niccolini, G., Petrov, R. G., and Weigelt, G. *Beyond the diffraction limit of optical/IR interferometers. I. Angular diameter and rotation parameters of Achernar from differential phases*. *A&A*, **545**, A130, September (2012) [118](#)
- Domiciano de Souza, A., Vakili, F., Jankov, S., Janot-Pacheco, E., and Abe, L. *Modelling rapid rotators for stellar interferometry*. *A&A*, **393**, 345–357, October (2002) [91](#), [114](#)
- Domiciano de Souza, A., Vakili, F., Jankov, S., Janot-Pacheco, E., and Abe, L. *Modelling rapid rotators for stellar interferometry*. *A&A*, **393**, 345–357, October (2002) [118](#)
- Domiciano de Souza, A., Zorec, J., and Vakili, F. CHARRON : Code for High Angular Resolution of Rotating Objects in Nature. in *SF2A-2012 : Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*, eds. S. Boissier, P. de Laverny, N. Nardetto, R. Samadi, D. Valls-Gabaud, & H. Wozniak, December (2012) [118](#)

- Ducati, J. R. *VizieR Online Data Catalog : Catalogue of Stellar Photometry in Johnson's 11-color system*. VizieR Online Data Catalog, **2237**, 0, (2002) [100](#), [102](#)
- Eddington, A. S. *The Internal Constitution of the Stars*. (1926) [114](#)
- Evans, N. R. *Classical Cepheid luminosities from binary companions*. ApJ, **372**, 597–609, May (1991) [26](#)
- Evans, N. R. *New calibrators for the Cepheid period-luminosity relation*. ApJ, **389**, 657–664, April (1992) [26](#)
- Fabricius, C., Høg, E., Makarov, V. V., Mason, B. D., Wycoff, G. L., and Urban, S. E. *The Tycho double star catalogue*. A&A, **384**, 180–189, March (2002) [72](#)
- Favre, A., Kovaszny, I. S. G., Dumas, R., Gaviglio, J., and Coantic, M. *la turbulence en mécanique des fluides*. (1976) [39](#)
- Feast, M. W. *RR Lyraes, Galactic and extragalactic distances, and the age of the oldest globular clusters*. MNRAS, **284**, 761–766, January (1997) [26](#)
- Fekel, Jr., F. C. and Tomkin, J. *Secondaries of eclipsing binaries. IV - The triple system Lambda Tauri*. ApJ, **263**, 289–301, December (1982) [109](#)
- Fitzpatrick, E. L. *Correcting for the Effects of Interstellar Extinction*. PASP, **111**, 63–75, January (1999) [100](#), [102](#)
- Fouque, P. and Gieren, W. P. *An improved calibration of Cepheid visual and infrared surface brightness relations from accurate angular diameter measurements of cool giants and supergiants*. A&A, **320**, 799–810, April (1997) [27](#), [29](#)
- Freedman, W. L. and Madore, B. F. *The Cepheid Extragalactic Distance Scale*. , **88**, (1996) [26](#)
- Freedman, W. L., Madore, B. F., Rigby, J., Persson, S. E., and Sturch, L. *The Cepheid Period-Luminosity Relation at Mid-Infrared Wavelengths. I. First-Epoch LMC Data*. ApJ, **679**, 71–75, May (2008) [26](#)
- Fried, D. L. *Optical Resolution Through a Randomly Inhomogeneous Medium for Very Long and Very Short Exposures*. Journal of the Optical Society of America, **56**, 1372, October (1966) [39](#)
- Gardner, C. S. *Effects of random path fluctuations on the accuracy of laser ranging systems*. Applied Optics, **15**, 2539–2545, October (1976) [41](#)
- Gieren, W., Pietrzynski, G., Bresolin, F., Kudritzki, R.-P., Minniti, D., Urbaneja, M., Soszynski, I., Storm, J., Fouque, P., Bono, G., Walker, A., and Garcia, J. *Measuring Improved Distances to Nearby Galaxies : The Araucaria Project*. The Messenger, **121**, 23–28, September (2005) [25](#)

- Gieren, W., Pietrzyński, G., Soszyński, I., Bresolin, F., Kudritzki, R.-P., Minniti, D., and Storm, J. *The Araucaria Project : Near-Infrared Photometry of Cepheid Variables in the Sculptor Galaxy NGC 300*. ApJ, **628**, 695–703, August (2005) [22](#)
- Gieren, W. P., Barnes, III, T. G., and Moffett, T. J. *The period-radius relation for classical Cepheids from the visual surface brightness technique*. ApJ, **342**, 467–475, July (1989) [27](#)
- Gies, D. R. and Lambert, D. L. *Carbon, nitrogen, and oxygen abundances in early B-type stars*. ApJ, **387**, 673–700, March (1992) [88](#)
- Gillessen, S., Eisenhauer, F., Trippe, S., Alexander, T., Genzel, R., Martins, F., and Ott, T. *Monitoring Stellar Orbits Around the Massive Black Hole in the Galactic Center*. ApJ, **692**, 1075–1109, February (2009) [18](#)
- Głębocki, R. and Gnaciński, P. Systematic errors in the determination of stellar rotational velocities. , **560**, March (2005) [72](#)
- Goodman, J. W. *Statistical Optics*. Wiley Classics Library, Edition Published 2000, (2000) [44](#)
- Graczyk, D., Pietrzyński, G., Pilecki, B., Thompson, I. B., Gieren, W., Konorski, P., Udalski, A., and Soszyński, I. The distance to the Small Magellanic Cloud from eclipsing binaries. , **289**, February (2013) [22](#), [26](#)
- Graczyk, D., Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Gieren, W., Pilecki, B., Konorski, P., Udalski, A., Soszyński, I., Villanova, S., Górski, M., Suchomska, K., Karczmarek, P., Kudritzki, R.-P., Bresolin, F., and Gallenne, A. *The Araucaria Project. The Distance to the Small Magellanic Cloud from Late-type Eclipsing Binaries*. ApJ, **780**, 59, January (2014) [26](#)
- Graczyk, D., Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Gieren, W., Pilecki, B., Udalski, A., Soszyński, I., Kołaczkowski, Z., Kudritzki, R.-P., Bresolin, F., Konorski, P., Mennickent, R., Minniti, D., Storm, J., Nardetto, N., and Karczmarek, P. *The Araucaria Project : An Accurate Distance to the Late-type Double-lined Eclipsing Binary OGLE SMC113.3 4007 in the Small Magellanic Cloud*. ApJ, **750**, 144, May (2012) [22](#)
- Graczyk, D., Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Gieren, W., Pilecki, B., Udalski, A., Soszyński, I., Kołaczkowski, Z., Kudritzki, R.-P., Bresolin, F., Konorski, P., Mennickent, R., Minniti, D., Storm, J., Nardetto, N., and Karczmarek, P. *The Araucaria Project : An Accurate Distance to the Late-type Double-lined Eclipsing Binary OGLE SMC113.3 4007 in the Small Magellanic Cloud*. ApJ, **750**, 144, May (2012) [26](#)
- Gray, D. F. *Observation of Rotation Velocities in A-Stars*. PASP, **92**, 771, December (1980) [92](#)
- Greenwood, D. P. *Bandwidth specification for adaptive optics systems*. Journal of the Optical Society of America (1917-1983), **67**, 390–393, March (1977) [41](#)

- Guinan, E. F., Prsa, A., Fitzpatrick, E. L., Bonanos, A. Z., Engle, S. G., Devinney, E. J., and Recker, G. Eclipsing Binaries as Accurate Extragalactic Distance Indicators : Refining the Distance to the Triangulum Spiral Galaxy M33. , **222**, June (2013) [22](#)
- Hanbury Brown, R., Davis, J., and Allen, L. R. *The angular diameters of 32 stars*. MNRAS, **167**, 121–136, April (1974) [28](#), [96](#), [106](#)
- Hanbury Brown, R., Davis, J., and Allen, L. R. *The angular diameters of 32 stars*. MNRAS, **167**, 121–136, April (1974) [89](#)
- Hanbury Brown, R., Davis, J., Lake, R. J. W., and Thompson, R. J. *The effects of limb darkening on measurements of angular size with an intensity interferometer*. MNRAS, **167**, 475–484, June (1974) [87](#)
- Hanbury Brown, R., Davis, J., Lake, R. J. W., and Thompson, R. J. *The effects of limb darkening on measurements of angular size with an intensity interferometer*. MNRAS, **167**, 475–484, June (1974) [87](#)
- Hauschildt, P. H., Baron, E., and Allard, F. *Parallel Implementation of the PHOENIX Generalized Stellar Atmosphere Program*. ApJ, **483**, 390–398, July (1997) [88](#)
- Hiltner, W. A. and Johnson, H. L. *The Law of Interstellar Reddening and Absorption*. ApJ, **124**, 367, September (1956) [100](#)
- Hubble, E. *A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae*. Proceedings of the National Academy of Science, **15**, 168–173, March (1929) [24](#), [54](#)
- Ireland, M. J., Mérand, A., ten Brummelaar, T. A., Tuthill, P. G., Schaefer, G. H., Turner, N. H., Sturmman, J., Sturmman, L., and McAlister, H. A. Sensitive visible interferometry with PAVO. , **7013**, July (2008) [55](#)
- Johnson, H. L. *The intrinsic colors of early-type stars*. Lowell Observatory Bulletin, **4**, 37–46, (1958) [100](#)
- Johnson, H. L., Mitchell, R. I., Iriarte, B., and Wisniewski, W. Z. *UbvriJkl Photometry of the Bright Stars*. Communications of the Lunar and Planetary Laboratory, **4**, 99, (1966) [73](#), [99](#)
- Johnson, H. L. and Morgan, W. W. *Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas*. ApJ, **117**, 313, May (1953) [100](#)
- Jordahl, P. R., (1972), PhD thesis, THE UNIVERSITY OF TEXAS AT AUSTIN. [115](#)
- Kervella, P., Bersier, D., Mourard, D., Nardetto, N., Fouqué, P., and Coudé du Foresto, V. *Cepheid distances from infrared long-baseline interferometry. III. Calibration of the surface brightness-color relations*. A&A, **428**, 587–593, December (2004) [29](#)

- Kervella, P. and Domiciano de Souza, A. *The polar wind of the fast rotating Be star Achernar. VINCI/VLTI interferometric observations of an elongated polar envelope.* A&A, **453**, 1059–1066, July (2006) [91](#)
- Kervella, P. and Fouqué, P. *The angular sizes of dwarf stars and subgiants. Non-linear surface brightness relations in BVR_cI_c from interferometry.* A&A, **491**, 855–858, December (2008) [29](#)
- Kervella, P., Thévenin, F., Di Folco, E., and Ségransan, D. *The angular sizes of dwarf stars and subgiants. Surface brightness relations calibrated by interferometry.* A&A, **426**, 297–307, October (2004) [97](#)
- Kloppenborg, B., Stencel, R., Monnier, J. D., Schaefer, G., Zhao, M., Baron, F., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Che, X., Farrington, C., Pedretti, E., Sallave-Goldfinger, P. J., Sturmman, J., Sturmman, L., Thureau, N., Turner, N., and Carroll, S. M. *Infrared images of the transiting disk in the ϵ Aurigae system.* Nature, **464**, 870–872, April (2010) [58](#)
- Kolmogorov, A. *The Local Structure of Turbulence in Incompressible Viscous Fluid for Very Large Reynolds' Numbers.* Akademiia Nauk SSSR Doklady, **30**, 301–305, (1941) [39](#)
- Kurucz, R. L. *Atlas : a Computer Program for Calculating Model Stellar Atmospheres.* SAO Special Report, **309**, February (1970) [88](#)
- Labeyrie, A. *Attainment of Diffraction Limited Resolution in Large Telescopes by Fourier Analysing Speckle Patterns in Star Images.* A&A, **6**, 85, May (1970) [42](#)
- Labeyrie, A. *Interference fringes obtained on vega with two optical telescopes.* apjl, **196**, L71–L75, March (1975) [35](#), [36](#), [58](#)
- Lafrasse, S., Mella, G., Bonneau, D., Duvert, G., Delfosse, X., and Chelli, A. *VizieR Online Data Catalog : JMMC Stellar Diameters Catalogue - JSDC (Lafrasse+, 2010).* VizieR Online Data Catalog, **2300**, 0, June (2010) [73](#), [76](#)
- Laney, C. D., Joner, M. D., and Pietrzyński, G. *A new Large Magellanic Cloud K-band distance from precision measurements of nearby red clump stars.* MNRAS, **419**, 1637–1641, January (2012) [26](#)
- Lemaître, G. *Un Univers homogène de masse constante et de rayon croissant rendant compte de la vitesse radiale des nébuleuses extra-galactiques.* Annales de la Société Scientifique de Bruxelles, **47**, 49–59, (1927) [24](#)
- Ligi, R., Mourard, D., Lagrange, A. M., Perraut, K., Boyajian, T., Bério, P., Nardetto, N., Tallon-Bosc, I., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Ridgway, S., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J. *A new interferometric study of four exoplanet host stars : θ Cygni, 14 Andromedae, ν Andromedae and 42 Draconis.* A&A, **545**, A5, September (2012) [36](#), [70](#)

- Lucy, L. B. *Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes*. ZAp, **65**, 89, (1967) [117](#)
- Lyubimkov, L. S., Rachkovskaya, T. M., Rostopchin, S. I., and Lambert, D. L. *Surface abundances of light elements for a large sample of early B-type stars - II. Basic parameters of 107 stars*. MNRAS, **333**, 9–26, June (2002) [88](#)
- Maestro, V., Che, X., Huber, D., Ireland, M. J., Monnier, J. D., White, T. R., Kok, Y., Robertson, J. G., Schaefer, G. H., Brummelaar, T. A. T., and Tuthill, P. G. *Optical interferometry of early-type stars with PAVO@CHARA - I. Fundamental stellar properties*. MNRAS, **434**, 1321–1331, September (2013) [89](#)
- Maestro, V., Che, X., Huber, D., Ireland, M. J., Monnier, J. D., White, T. R., Kok, Y., Robertson, J. G., Schaefer, G. H., Brummelaar, T. A. T., and Tuthill, P. G. *Optical interferometry of early-type stars with PAVO@CHARA - I. Fundamental stellar properties*. MNRAS, **434**, 1321–1331, September (2013) [97](#), [106](#)
- Martin, N. F., Schlafly, E. F., Slater, C. T., Bernard, E. J., Rix, H.-W., Bell, E. F., Ferguson, A. M. N., Finkbeiner, D. P., Laevens, B. P. M., Burgett, W. S., Chambers, K. C., Draper, P. W., Hodapp, K. W., Kaiser, N., Kudritzki, R.-P., Magnier, E. A., Metcalfe, N., Morgan, J. S., Price, P. A., Tonry, J. L., Wainscoat, R. J., and Waters, C. *Perseus I : A Distant Satellite Dwarf Galaxy of Andromeda*. ApJ, **779**, L10, December (2013) [22](#)
- Martin, N. F., Slater, C. T., Schlafly, E. F., Morganson, E., Rix, H.-W., Bell, E. F., Laevens, B. P. M., Bernard, E. J., Ferguson, A. M. N., Finkbeiner, D. P., Burgett, W. S., Chambers, K. C., Hodapp, K. W., Kaiser, N., Kudritzki, R.-P., Magnier, E. A., Morgan, J. S., Price, P. A., Tonry, J. L., and Wainscoat, R. J. *Lacerta I and Cassiopeia III. Two Luminous and Distant Andromeda Satellite Dwarf Galaxies Found in the 3 π Pan-STARRS1 Survey*. ApJ, **772**, 15, July (2013) [22](#)
- McAlister, H. A., ten Brummelaar, T. A., Gies, D. R., Huang, W., Bagnuolo, Jr., W. G., Shure, M. A., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N. H., Taylor, S. F., Berger, D. H., Baines, E. K., Grundstrom, E., Ogden, C., Ridgway, S. T., and van Belle, G. *First Results from the CHARA Array. I. An Interferometric and Spectroscopic Study of the Fast Rotator α Leonis (Regulus)*. ApJ, **628**, 439–452, July (2005) [58](#), [91](#), [111](#)
- Mérand, A., Kervella, P., Coudé du Foresto, V., Ridgway, S. T., Aufdenberg, J. P., ten Brummelaar, T. A., Berger, D. H., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N. H., and McAlister, H. A. *The projection factor of δ Cephei. A calibration of the Baade-Wesselink method using the CHARA Array*. A&A, **438**, L9–L12, July (2005) [58](#)
- Mermilliod, J.-C., Mermilliod, M., and Hauck, B. *The General Catalogue of Photometric Data (GCPD). II*. A&AS, **124**, 349–352, August (1997) [73](#), [99](#)
- Michelson, A. A. *Note on the definition, the resolving power and the accuracy of telescopes and microscopes*. pasp, **2**, 115–117, (1890) [34](#)

- Michelson, A. A. *Measurement of jupiter's satellites by interference*. nat, **45**, 160–161, December (1891) [34](#)
- Michelson, A. A. *Visibility of interference-fringes in the focus of a telescope*. pasp, **3**, 217–220, June (1891) [34](#)
- Michelson, A. A. *On the Application of Interference Methods to Astronomical Measurements*. ApJ, **51**, 257, June (1920) [54](#)
- Michelson, A. A. and Pease, F. G. *Measurement of the diameter of alpha orionis with the interferometer*. apj, **53**, 249–259, May (1921) [34](#), [35](#)
- Moellenbrock, G. A., Claussen, M. J., and Goss, W. M. *A Precise Distance to IRAS 00420+5530 via H₂O Maser Parallax with the VLBA*. ApJ, **694**, 192–204, March (2009) [18](#)
- Monnier, J. D., Baron, F., Anderson, M., Kraus, S., Millan-Gabet, R., Pedretti, E., Che, X., ten Brummelaar, T., and Calvet, N. *Tracking faint fringes with the CHARA-Michigan Phasetracker (CHAMP)*. , **8445**, July (2012) [55](#)
- Monnier, J. D., Berger, J.-P., Millan-Gabet, R., and ten Brummelaar, T. A. *The Michigan Infrared Combiner (MIRC) : IR imaging with the CHARA Array*. , **5491**, October (2004) [55](#), [66](#)
- Monnier, J. D., Zhao, M., Pedretti, E., Thureau, N., Ireland, M., Muirhead, P., Berger, J.-P., Millan-Gabet, R., Van Belle, G., ten Brummelaar, T., McAlister, H., Ridgway, S., Turner, N., Sturmman, L., Sturmman, J., and Berger, D. *Imaging the Surface of Altair*. Science, **317**, 342–, July (2007) [58](#), [91](#)
- Mourard, D., Bério, P., Perraut, K., Ligi, R., Blazit, A., Clause, J. M., Nardetto, N., Spang, A., Tallon-Bosc, I., Bonneau, D., Chesneau, O., Delaa, O., Millour, F., Stee, P., Le Bouquin, J. B., ten Brummelaar, T., Farrington, C., Goldfinger, P. J., and Monnier, J. D. *Spatio-spectral encoding of fringes in optical long-baseline interferometry. Example of the 3T and 4T recombining mode of VEGA/CHARA*. A&A, **531**, A110, July (2011) [71](#), [85](#)
- Mourard, D., Clause, J. M., Marcotto, A., Perraut, K., Tallon-Bosc, I., Bério, P., Blazit, A., Bonneau, D., Bosio, S., Bresson, Y., Chesneau, O., Delaa, O., Hénault, F., Hughes, Y., Lagarde, S., Merlin, G., Roussel, A., Spang, A., Stee, P., Tallon, M., Antonelli, P., Foy, R., Kervella, P., Petrov, R., Thiebaut, E., Vakili, F., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J. *VEGA : Visible spEctroGraph and polArimeter for the CHARA array : principle and performance*. A&A, **508**, 1073–1083, December (2009) [55](#)
- Mourard, D., Clause, J. M., Marcotto, A., Perraut, K., Tallon-Bosc, I., Bério, P., Blazit, A., Bonneau, D., Bosio, S., Bresson, Y., Chesneau, O., Delaa, O., Hénault, F., Hughes, Y., Lagarde, S., Merlin, G., Roussel, A., Spang, A., Stee, P., Tallon, M., Antonelli, P., Foy, R., Kervella, P., Petrov, R., Thiebaut, E., Vakili, F., McAlister, H., ten Brummelaar, T.,

- Sturmann, J., Sturmann, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J. *VEGA : Visible spEctroGraph and polArimeter for the CHARA array : principle and performance*. A&A, **508**, 1073–1083, December (2009) [66](#), [68](#), [82](#), [85](#)
- Mourard, D., Harmanec, P., Stencel, R., Bério, P., Chesneau, O., Clausse, J. M., Ligi, R., Nardetto, N., Perraut, K., Stee, P., Tallon-Bosc, I., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Ridgway, S., Sturmann, J., Sturmann, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J. *A high angular and spectral resolution view into the hidden companion of ϵ Aurigae*. A&A, **544**, A91, August (2012) [70](#)
- Mozurkewich, D., Armstrong, J. T., Hindsley, R. B., Quirrenbach, A., Hummel, C. A., Hutter, D. J., Johnston, K. J., Hajian, A. R., Elias, II, N. M., Buscher, D. F., and Simon, R. S. *Angular Diameters of Stars from the Mark III Optical Interferometer*. AJ, **126**, 2502–2520, November (2003) [29](#), [97](#), [106](#)
- Mozurkewich, D., Johnston, K. J., Simon, R. S., Bowers, P. F., Gaume, R., Hutter, D. J., Colavita, M. M., Shao, M., and Pan, X. P. *Angular diameter measurements of stars*. AJ, **101**, 2207–2219, June (1991) [97](#)
- Nagayama, T., Omodaka, T., Nakagawa, A., Handa, T., Honma, M., Kobayashi, H., Kawaguchi, N., and Miyaji, T. *Astrometry of Galactic Star-Forming Region Onsala 1 with VERA : Estimation of Angular Velocity of Galactic Rotation at the Sun*. PASJ, **63**, 23–, February (2011) [18](#)
- Nardetto, N., Mourard, D., Tallon-Bosc, I., Tallon, M., Berio, P., Chapellier, E., Bonneau, D., Chesneau, O., Mathias, P., Perraut, K., Stee, P., Blazit, A., Clausse, J. M., Delaa, O., Marcotto, A., Millour, F., Roussel, A., Spang, A., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Sturmann, J., Sturmann, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J. *An investigation of the close environment of β Cephei with the VEGA/CHARA interferometer*. A&A, **525**, A67, January (2011) [70](#)
- Nicolet, B. *Catalogue of homogeneous data in the UBV photoelectric photometric system*. A&AS, **34**, 1–49, October (1978) [108](#)
- Nordgren, T. E., Sudol, J. J., and Mozurkewich, D. *Comparison of Stellar Angular Diameters from the NPOI, the Mark III Optical Interferometer, and the Infrared Flux Method*. AJ, **122**, 2707–2712, November (2001) [29](#), [97](#), [106](#)
- Ochsenbein, F. and Halbwachs, J. L. *Le Catalogue des Etoiles les Plus Brillantes (Version machine)*. Bulletin d'Information du Centre de Données Stellaires, **32**, 83, May (1987) [110](#)
- Parsons, S. B. *A Fine Analysis of Two Yellow Supergiants. II. The Continuous Energy Distributions*. ApJ, **159**, 951, March (1970) [27](#)
- Pecaut, M. J. and Mamajek, E. E. *Intrinsic Colors, Temperatures, and Bolometric Corrections of Pre-main-sequence Stars*. ApJS, **208**, 9, September (2013) [102](#)

- Perraut, K., Brandão, I., Mourard, D., Cunha, M., Bério, P., Bonneau, D., Chesneau, O., Clause, J. M., Delaa, O., Marcotto, A., Roussel, A., Spang, A., Stee, P., Tallon-Bosc, I., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Sturmann, J., Sturmann, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J. *The fundamental parameters of the roAp star γ Equulei*. A&A, **526**, A89, February (2011) [70](#)
- Perrin, G. *The calibration of interferometric visibilities obtained with single-mode optical interferometers. Computation of error bars and correlations*. A&A, **400**, 1173–1181, March (2003) [85](#)
- Pickles, A. and Depagne, É. *All-Sky Spectrally Matched UBVRI-ZY and u'g'r'i'z' Magnitudes for Stars in the Tycho2 Catalog*. PASP, **122**, 1437–1464, December (2010) [110](#)
- Pietrzyński, G. and Gieren, W. *The ARAUCARIA Project : Deep Near-Infrared Survey of Nearby Galaxies. I. The Distance to the Large Magellanic Cloud from K-Band Photometry of Red Clump Stars*. AJ, **124**, 2633–2638, November (2002) [26](#)
- Pietrzyński, G., Gieren, W., Szewczyk, O., Walker, A., Rizzi, L., Bresolin, F., Kudritzki, R.-P., Nalewajko, K., Storm, J., Dall’Ora, M., and Ivanov, V. *The Araucaria Project : the Distance to the Sculptor Dwarf Spheroidal Galaxy from Infrared Photometry of RR Lyrae Stars*. AJ, **135**, 1993–1997, June (2008) [26](#)
- Pietrzyński, G., Graczyk, D., Gieren, W., Thompson, I. B., Pilecki, B., Udalski, A., Soszyński, I., Kozłowski, S., Konorski, P., Suchomska, K., Bono, G., Moroni, P. G. P., Villanova, S., Nardetto, N., Bresolin, F., Kudritzki, R. P., Storm, J., Gallenne, A., Smolec, R., Minniti, D., Kubiak, M., Szymański, M. K., Poleski, R., Wyrzykowski, Ł., Ulaczyk, K., Pietrukowicz, P., Górski, M., and Karczmarek, P. *An eclipsing-binary distance to the Large Magellanic Cloud accurate to two per cent*. Nature, **495**, 76–79, March (2013) [22](#), [26](#)
- Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Graczyk, D., Gieren, W., Udalski, A., Szewczyk, O., Minniti, D., Kołaczkowski, Z., Bresolin, F., and Kudritzki, R.-P. *The Araucaria Project. Determination of the Large Magellanic Cloud Distance from Late-Type Eclipsing Binary Systems. I. OGLE-051019.64-685812.3*. ApJ, **697**, 862–866, May (2009) [22](#)
- Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Graczyk, D., Gieren, W., Udalski, A., Szewczyk, O., Minniti, D., Kołaczkowski, Z., Bresolin, F., and Kudritzki, R.-P. *The Araucaria Project. Determination of the Large Magellanic Cloud Distance from Late-Type Eclipsing Binary Systems. I. OGLE-051019.64-685812.3*. ApJ, **697**, 862–866, May (2009) [26](#)
- Rabbia, Y. Principles and (Some) Difficulties in Long Baseline Interferometry. , **22**, (2006) [44](#)
- Reid, M. J., Menten, K. M., Zheng, X. W., Brunthaler, A., Moscadelli, L., Xu, Y., Zhang, B., Sato, M., Honma, M., Hirota, T., Hachisuka, K., Choi, Y. K., Moellenbrock, G. A., and Bartkiewicz, A. *Trigonometric Parallaxes of Massive Star-Forming Regions. VI. Galactic Structure, Fundamental Parameters, and Noncircular Motions*. ApJ, **700**, 137–148, July (2009) [18](#)

- Reiners, A. *The effects of inclination, gravity darkening and differential rotation on absorption profiles of fast rotators.* A&A, **408**, 707–713, September (2003) [117](#)
- Ridgway, S. T., Joyce, R. R., White, N. M., and Wing, R. F. *Effective temperatures of late-type stars - The field giants from K0 to M6.* ApJ, **235**, 126–137, January (1980) [97](#)
- Roddiier, F. and Lena, P. *Long-baseline Michelson interferometry with large ground-based telescopes operating at optical wavelengths. I - General formalism : Interferometry at visible wavelengths.* Journal of Optics, **15**, 171–182, August (1984) [83](#), [84](#)
- Rousselet-Perraut, K., Benisty, M., Mourard, D., Rajabi, S., Bacciotti, F., Bério, P., Bonneau, D., Chesneau, O., Clause, J. M., Delaa, O., Marcotto, A., Roussel, A., Spang, A., Stee, P., Tallon-Bosc, I., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Farrington, C., and Goldfinger, P. J. *The H α line forming region of AB Aurigae spatially resolved at sub-AU with the VEGA/CHARA spectro-interferometer.* A&A, **516**, L1, June (2010) [69](#)
- Rousselet-Perraut, K., Le Bouquin, J. B., Mourard, D., Vakili, F., Chesneau, O., Bonneau, D., Chevassut, J. L., Crocherie, A., Glentzlin, A., Jankov, S., Ménardi, S., Petrov, R., and Stehlé, C. *First sky validation of an optical polarimetric interferometer.* A&A, **451**, 1133–1137, June (2006) [68](#)
- Savage, B. D., Massa, D., Meade, M., and Wesselius, P. R. *A catalog of ultraviolet interstellar extinction excesses for 1415 stars.* ApJS, **59**, 397–432, November (1985) [110](#)
- Shao, M. and Staelin, D. H. *First fringe measurements with a phase-tracking stellar interferometer.* ao, **19**, 1519–1522, May (1980) [35](#)
- Slettebak, A., Collins, II, G. W., Parkinson, T. D., Boyce, P. B., and White, N. M. *A system of standard stars for rotational velocity determinations.* ApJS, **29**, 137–159, May (1975) [92](#)
- Slettebak, A., Collins, II, G. W., Parkinson, T. D., Boyce, P. B., and White, N. M. *A system of standard stars for rotational velocity determinations.* ApJS, **29**, 137–159, May (1975) [126](#)
- Stee, P., Delaa, O., Monnier, J. D., Meilland, A., Perraut, K., Mourard, D., Che, X., Schaefer, G. H., Pedretti, E., Smith, M. A., Lopes de Oliveira, R., Motch, C., Henry, G. W., Richardson, N. D., Bjorkman, K. S., Bücke, R., Pollmann, E., Zorec, J., Gies, D. R., ten Brummelaar, T., McAlister, H. A., Turner, N. H., Sturmman, J., Sturmman, L., and Ridgway, S. T. *The relationship between γ Cassiopeiae's X-ray emission and its circumstellar environment. II. Geometry and kinematics of the disk from MIRC and VEGA instruments on the CHARA Array.* A&A, **545**, A59, September (2012) [66](#)
- Stephan, E. *Nébuleuses nouvelles découvertes et observées par e. stephan, à l'observatoire de marseille, à l'aide du telescope foucault de 0th 80.* Astronomische Nachrichten, **78**, 295, November (1871) [34](#)

- Storm, J., Gieren, W., Fouqué, P., Barnes, T. G., Pietrzyński, G., Nardetto, N., Weber, M., Granzer, T., and Strassmeier, K. G. *Calibrating the Cepheid period-luminosity relation from the infrared surface brightness technique. I. The p -factor, the Milky Way relations, and a universal K -band relation.* *A&A*, **534**, A94, October (2011) [26](#)
- Storm, J., Gieren, W., Fouqué, P., Barnes, T. G., Soszyński, I., Pietrzyński, G., Nardetto, N., and Queloz, D. *Calibrating the Cepheid period-luminosity relation from the infrared surface brightness technique. II. The effect of metallicity and the distance to the LMC.* *A&A*, **534**, A95, October (2011) [26](#)
- Sturmman, J., ten Brummelaar, T., Sturmman, L., and McAlister, H. A. Dual three-way infrared beam combiner at the CHARA Array. , July (2010) [66](#)
- Sturmman, J., ten Brummelaar, T. A., Ridgway, S. T., Shure, M. A., Safizadeh, N., Sturmman, L., Turner, N. H., and McAlister, H. A. Infrared beam combination at the CHARA array. , **4838**, February (2003) [55](#)
- Szewczyk, O., Pietrzyński, G., Gieren, W., Storm, J., Walker, A., Rizzi, L., Kinemuchi, K., Bresolin, F., Kudritzki, R.-P., and Dall’Ora, M. *The Araucaria Project. The Distance of the Large Magellanic Cloud from Near-Infrared Photometry of RR Lyrae Variables.* *AJ*, **136**, 272–279, July (2008) [26](#)
- Tallon-Bosc, I., Tallon, M., Thiébaud, E., Béchet, C., Mella, G., Lafrasse, S., Chesneau, O., Domiciano de Souza, A., Duvert, G., Mourard, D., Petrov, R., and Vannier, M. LITpro : a model fitting software for optical interferometry. , July (2008) [84](#), [88](#)
- ten Brummelaar, T. A., McAlister, H. A., Ridgway, S. T., Bagnuolo, Jr., W. G., Turner, N. H., Sturmman, L., Sturmman, J., Berger, D. H., Ogden, C. E., Cadman, R., Hartkopf, W. I., Hopper, C. H., and Shure, M. A. *First Results from the CHARA Array. II. A Description of the Instrument.* *ApJ*, **628**, 453–465, July (2005) [54](#)
- ten Brummelaar, T. A., McAlister, H. A., Ridgway, S. T., Bagnuolo, Jr., W. G., Turner, N. H., Sturmman, L., Sturmman, J., Berger, D. H., Ogden, C. E., Cadman, R., Hartkopf, W. I., Hopper, C. H., and Shure, M. A. *First Results from the CHARA Array. II. A Description of the Instrument.* *ApJ*, **628**, 453–465, July (2005) [119](#)
- ten Brummelaar, T. A., Sturmman, J., McAlister, H. A., Sturmman, L., Turner, N. H., Farrington, C. D., Schaefer, G., Goldfinger, P. J., and Kloppenborg, B. Data analysis for the CHARA Array CLIMB beam combiner. , **8445**, July (2012) [55](#)
- Tuominen, I. V. *On stellar structure in non-uniform rotation. 2. Properties of a fast rotating star averaged over spheres.* *Ann. Acad. Sci. Fennicae*, **392**, 0–0, (1972) [111](#), [117](#)
- Udalski, A., Pietrzyński, G., Woźniak, P., Szymański, M., Kubiak, M., and Żebruń, K. *The Optical Gravitational Lensing Experiment : Short Distance Scalet to the Large Magellanic Cloud.* *ApJ*, **509**, L25–L28, December (1998) [26](#)

- Udalski, A., Szymanski, M., Kubiak, M., Pietrzynski, G., Wozniak, P., and Zebrun, K. *Optical Gravitational Lensing Experiment. Distance to the Magellanic Clouds with the Red Clump Stars : Are the Magellanic Clouds 15% Closer than Generally Accepted?* Acta Astron., **48**, 1–17, January (1998) [26](#)
- van Belle, G. T. *Interferometric observations of rapidly rotating stars.* A&A Rev., **20**, 51, March (2012) [36](#), [126](#)
- van Belle, G. T. *Interferometric observations of rapidly rotating stars.* A&A Rev., **20**, 51, March (2012) [92](#)
- van Belle, G. T., Ciardi, D. R., ten Brummelaar, T., McAlister, H. A., Ridgway, S. T., Berger, D. H., Goldfinger, P. J., Sturmman, J., Sturmman, L., Turner, N., Boden, A. F., Thompson, R. R., and Coyne, J. *First Results from the CHARA Array. III. Oblateness, Rotational Velocity, and Gravity Darkening of Alderamin.* ApJ, **637**, 494–505, January (2006) [91](#), [92](#)
- van Belle, G. T., Ciardi, D. R., Thompson, R. R., Akeson, R. L., and Lada, E. A. *Altair's Oblateness and Rotation Velocity from Long-Baseline Interferometry.* ApJ, **559**, 1155–1164, October (2001) [91](#)
- van Leeuwen, F. *Validation of the new Hipparcos reduction.* A&A, **474**, 653–664, November (2007) [100](#)
- Vernin, J. and Roddier, F. *Experimental determination of two-dimensional spatiotemporal power spectra of stellar light scintillation. Evidence for a multilayer structure of the air turbulence in the upper troposphere.* Journal of the Optical Society of America (1917-1983), **63**, 270–273, (1973) [41](#)
- von Zeipel, H. *The radiative equilibrium of a rotating system of gaseous masses.* MNRAS, **84**, 665–683, June (1924) [91](#)
- von Zeipel, H. *The radiative equilibrium of a rotating system of gaseous masses.* MNRAS, **84**, 665–683, June (1924) [116](#), [117](#)
- Walker, A. R. *The Large Magellanic Cloud and the distance scale.* Ap&SS, **341**, 43–49, September (2012) [26](#)
- Wegner, W. *Intrinsic Colour Indices of OB Supergiants Giants and Dwarfs in the UBVRI-JHKLM System.* MNRAS, **270**, 229, September (1994) [102](#)
- Welsh, B. Y., Lallement, R., Vergely, J.-L., and Raimond, S. *New 3D gas density maps of NaI and CaII interstellar absorption within 300 pc.* A&A, **510**, A54, February (2010) [110](#)
- Wesselink, A. J. *The observations of brightness, colour and radial velocity of δ Cephei and the pulsation hypothesis (Errata : 10 258, 310).* Bull. Astron. Inst. Netherlands, **10**, 91, January (1946) [21](#)

- Wesselink, A. J. *Surface brightnesses in the U, B, V system with applications of M_v and dimensions of stars*. MNRAS, **144**, 297, (1969) [27](#), [28](#), [29](#)
- Wolff, S. C., Edwards, S., and Preston, G. W. *The origin of stellar angular momentum*. ApJ, **252**, 322–336, January (1982) [126](#)
- Worthey, G. and Lee, H.-c. *An Empirical UBV RI JHK Color-Temperature Calibration for Stars*. ApJS, **193**, 1, March (2011) [118](#)
- Wu, Y., Singh, H. P., Prugniel, P., Gupta, R., and Koleva, M. *Coudé-feed stellar spectral library - atmospheric parameters*. A&A, **525**, A71, January (2011) [88](#)
- Zasche, P., Wolf, M., Vraštil, J., Liška, J., Skarka, M., and Zejda, M. *Apsidal motion and a light curve solution for eighteen SMC eccentric eclipsing binaries*. A&A, **572**, A71, December (2014) [26](#)
- Zhao, M., Gies, D., Monnier, J. D., Thureau, N., Pedretti, E., Baron, F., Merand, A., ten Brummelaar, T., McAlister, H., Ridgway, S. T., Turner, N., Sturmman, J., Sturmman, L., Farrington, C., and Goldfinger, P. J. *First Resolved Images of the Eclipsing and Interacting Binary β Lyrae*. ApJ, **684**, L95–L98, September (2008) [58](#)
- Zorec, J., Cidale, L., Arias, M. L., Frémat, Y., Muratore, M. F., Torres, A. F., and Martayan, C. *Fundamental parameters of B supergiants from the BCD system. I. Calibration of the (λ_1, D) parameters into T_{eff}* . A&A, **501**, 297–320, July (2009) [88](#), [126](#)
- Zorec, J., Frémat, Y., Domiciano de Souza, A., Delaa, O., Stee, P., Mourard, D., Cidale, L., Martayan, C., Georgy, C., and Ekström, S. *Differential rotation in rapidly rotating early-type stars. I. Motivations for combined spectroscopic and interferometric studies*. A&A, **526**, A87, February (2011) [70](#), [111](#)

Résumé

La mesure des distances aux galaxies proches de notre Voie Lactée a révolutionné notre compréhension de l'échelle de distance et a fourni la preuve de l'expansion de l'univers. Notamment les distances aux Petit et Grand Nuages de Magellan sont deux échelons essentiels de l'échelle des distances cosmiques. De nombreuses méthodes indépendantes (comme celle des RR Lyrae, des Céphéides ou des étoiles "Red clump") ont été utilisées pour déterminer ces distances. L'utilisation de binaires à éclipse dans le LMC est une méthode intéressante. La procédure consiste à combiner les rayons des étoiles déterminés à partir des observations spectrophotométriques avec leur diamètre angulaire provenant de la relation Brillance de Surface-Couleur. Actuellement, la plus grande limitation de cette méthode est l'incertitude sur la relation BSC. L'augmentation de la précision de la relation pour les étoiles de type tardif permettrait une précision de 1% sur la distance par cette méthode. De plus contraindre la relation BSC pour les étoiles de type précoce permettrait l'utilisation de systèmes binaires à éclipse très brillants et contribuerait ainsi à augmenter le nombre des objets très distants détectés. Le but de mon travail de thèse est d'améliorer notre compréhension de la relation BSC grâce à l'interférométrie optique. Pour cela, j'ai utilisé l'instrument VEGA installé sur l'interféromètre CHARA. Cet instrument fonctionne dans le visible et bénéficie de la plus longue base du monde. VEGA a une résolution spatiale de 0.3 mas, ce qui en fait un outil idéal pour une détermination précise des diamètres des étoiles. Dans un premier temps j'ai déterminé le diamètre de huit étoiles de type OBA avec une précision moyenne de 1.5%. Ensuite j'ai combiné ces diamètres avec d'autres mesures collectées dans la littérature pour ainsi donner une nouvelle relation BSC pour ce type d'étoiles. Dans un second temps, une étude théorique de l'impact de rotation sur la relation BSC a été faite pour comprendre les effets physiques influant sur la précision de cette relation de manière à compenser la dispersion existant actuellement et ce dans le but d'améliorer encore la précision sur les distances extragalactiques.

