



HAL
open science

Étalonnage des relations brillance de surface-couleur : distance des binaires à éclipses dans le groupe local et préparation de la mission PLATO

Anthony Salsi

► **To cite this version:**

Anthony Salsi. Étalonnage des relations brillance de surface-couleur : distance des binaires à éclipses dans le groupe local et préparation de la mission PLATO. Astrophysique [astro-ph]. Université Côte d'Azur, 2021. Français. NNT : 2021COAZ4077 . tel-03561155

HAL Id: tel-03561155

<https://theses.hal.science/tel-03561155>

Submitted on 8 Feb 2022

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 DE DOCTORAT

Etalonnage des relations brillance de surface-couleur : distance des binaires à éclipses dans le groupe local et préparation de la mission PLATO

Anthony SALSI

Laboratoire J.-L. Lagrange (UMR 7293), Observatoire de la Côte d'Azur

Présentée en vue de l'obtention du grade de
Docteur en Sciences de la Planète et de l'Univers
de l'Université Côte d'Azur

Dirigée par Nicolas NARDETTO et Co-encadrée par Denis MOURARD
Soutenue le : 25 octobre 2021

Devant le jury composé de :

Yveline Lebreton	Observatoire de Paris	Professeur	<i>Rapportrice</i>
Thierry Morel	Université de Liège	Chercheur	<i>Rapporteur</i>
Pierre Kervella	Observatoire de Paris	Astronome	<i>Examinateur</i>
Karine Perraut	Université de Grenoble	Chercheuse	<i>Examinatrice</i>

Etalonnage des relations brillance de surface-couleur : distance des binaires à éclipses dans le groupe local et préparation de la mission PLATO

Jury :

Yveline Lebreton, Observatoire de Paris, Professeur, *Rapportrice*

Thierry Morel, Université de Liège, Chercheur, *Rapporteur*

Pierre Kervella, Observatoire de Paris, Astronome, *Examineur*

Karine Perraut, Université de Grenoble, Chercheuse, *Examinatrice*

Directeur de thèse : Nicolas Nardetto, Observatoire de la Côte d'Azur, Chercheur

Co-directeur de thèse : Denis Mourard, Observatoire de la Côte d'Azur, Astronome

Résumé

Les relations brillance de surface-couleur (SBCRs, en anglais) sont un outil clé pour la caractérisation des étoiles et l'étalonnage des distances dans l'Univers. La SBCR est une relation entre le flux de l'étoile, intégré par unité d'angle solide, et sa couleur, c'est-à-dire la différence entre les magnitudes calculées dans deux bandes photométriques distinctes. Leur facilité d'utilisation représente un atout majeur au sein de l'astronomie moderne. Bien que largement utilisées depuis des décennies, on constate cependant des incohérences selon le type spectral et la classe de luminosité des étoiles. Ma thèse a pour objectif d'étalonner des SBCRs précises pour les étoiles précoces (types spectraux O, B et A) et tardives (types spectraux plus tardifs que F) dans le but d'estimer le diamètre angulaire des étoiles, qui serviront à la caractérisation des étoiles hôtes d'exoplanètes mais aussi pour la détermination de distance des binaires à éclipses extragalactiques

En premier lieu, j'ai utilisé le catalogue répertoriant toutes les mesures interférométriques réalisées jusqu'à maintenant, le Jean-Marie Mariotti Center Measured stellar Diameters Catalog (JMDC), afin de développer des SBCRs précises pour les étoiles tardives. Ces relations visent à préparer la mission spatiale PLANetary Transits and Oscillations of Stars (PLATO). Pour ce faire, j'ai élaboré des critères de sélection basés sur l'activité stellaire (variabilité, multiplicité, rotation, etc.), la photométrie des étoiles mais également sur la qualité des mesures afin d'éviter le maximum de biais éventuels sur l'étalonnage de la relation. J'ai développé quatre relations permettant d'estimer le diamètre angulaire des étoiles tardives entre 1% et 2% de précision, et j'ai montré une dépendance des SBCRs en fonction du type spectral et de la classe de luminosité des étoiles.

J'ai consacré deux années de ma thèse à l'observation d'étoiles de types précoces à l'aide de l'instrument "Visible spECTroGraph and polArimeter" (VEGA) installé au centre d'observation "Center for High Angular Resolution Astronomy" (CHARA), au Mont Wilson, aux Etats-unis. De la même manière que pour les étoiles tardives, j'ai eu recours à des critères de sélection pour finalement construire mon échantillon de 18 étoiles à observer. J'ai mesuré le diamètre angulaire de ces étoiles avec une précision comprise entre 0.8% et 5%, et j'ai développé une SBCR permettant d'estimer leur diamètre angulaire avec une précision de 2.4%, à condition que la relation soit appliquée à des étoiles dépourvues d'activité stellaire. J'ai également réalisé une étude détaillée sur la photométrie infrarouge des étoiles. J'ai utilisé des relations de conversion entre les photométries Johnson- K et 2MASS- K_s afin de transformer les photométries infrarouges des étoiles en un échantillon uniforme. Je montre que l'utilisation de ces relations pour ce type d'étoiles présente des limites, notamment pour les étoiles avec des couleurs $V - K < -0.3$ mag.

Une partie de ma thèse a finalement eu pour objectif de développer des SBCRs dites "théoriques" à l'aide de modèles d'atmosphères MARCS, afin de comprendre physiquement les différences observées entre les SBCRs correspondant à différentes classes d'objets. Je trouve une différence d'environ 0.025 mag entre la brillance de surface des étoiles géantes ($\log g = 3$) et naines ($\log g = 4.5$) pour une couleur $V - K$ autour de 4 mag. Je trouve également des différences dans les SBCRs selon la métallicité des étoiles, et montre un accord moyen d'environ 3% avec mes relations empiriques. L'instrument 6-télescopes SPICA permettra prochainement de réaliser des observations interférométriques d'un très grand nombre d'étoiles, et donc d'affiner l'étalonnage des SBCRs, mais aussi d'accéder à une étude plus précise des paramètres fondamentaux des étoiles.

Mots-clés : étoiles – paramètres fondamentaux – distances extragalactiques – interférométrie

Abstract

Surface Brightness-Color Relations (SBCRs) are a key tool for characterizing stars and calibrating distance scales in the Universe. These relations link the stellar flux (integrated per solid angle unit) to its color (the difference between the magnitudes calculated in two distinct photometric bands). Their ease of use is a major advantage in modern astronomy. Although widely used for decades, there are, however, differences in the calibration according to the spectral type and the luminosity class of stars. My thesis aims to calibrate precise SBCRs for early- and late-type stars in order to estimate the stellar angular diameter that allows to characterize exoplanets host stars and calibrate extragalactic distances using detached eclipsing binaries in neighboring galaxies such as the Magellanic clouds, M31 or M33.

As a first step, I made use of a catalog that lists all the interferometric measurements made so far, namely the JMDC, in order to calibrate an accurate SBCR for late-type stars. The interest of such calibration relates to the characterization of exoplanets host stars, since these relations are intended to be used within the framework of the PLATO space mission. For that purpose, I have developed selection criteria based on the stellar activity, the photometry of stars but also on the quality of the interferometric measurements in order to avoid any bias in the calibration of the relation. In this work, I show a dependence of SBCRs on the spectral type and the luminosity class of stars, and develop four relations allowing to estimate the angular diameter of stars with a precision ranging between 1% and 2%. I also carry out tests proving the consistency of such selection criteria for the calibration of these relations.

In order to cover a large sample of stars with different spectral types, I devoted two years of my thesis to the observation of early-type stars using the VEGA instrument installed at the CHARA array, at Mount Wilson, in the United States. In the same way as for late-type stars, I used selection criteria to properly construct my sample of 18 stars to observe. I measured the angular diameter of these stars with an accuracy between 0.8% and 5%, and calibrated a SBCR for early-type stars that allows to estimate their angular diameter with a precision of 2.4%, namely three times more precise than the relations calibrated so far for this type of stars. I also made a detailed study on the infrared photometry of stars. I used conversion relations between K and K_s photometries in order to transform the infrared photometries of stars into an uniform sample. I show that the use of these relations for early-type stars faces some limits, especially for stars with $V - K < -0.3$ mag.

A part of my thesis has finally been devoted to the development of so-called "theoretical" SBCRs using MARCS atmosphere models, in order to study the physics of SBCRs, and to understand their dependencies and the differences observed in their calibration. I find a dependence of SBCRs on the luminosity class and the spectral type of stars, but also on the metallicity. I show an average agreement of about 3% with my empirical SBCRs, and I suggest solutions to improve this consistency.

The SPICA 6-telescope instrument will soon make it possible to carry out interferometric observations of a very large number of stars, and therefore to refine the calibration of SBCRs and access a more precise study of fundamental parameters of stars.

Keywords : stars – fundamental parameters – distance scales – interferometry

À Thibault, mon étoile partie briller au ciel trop tôt

Remerciements

Il est difficile pour moi d'organiser correctement les remerciements dans ma tête, tant j'ai croisé un nombre important de personnes toutes les plus incroyables que les autres, le long de mon aventure au sein de l'Observatoire de la Côte d'Azur. Alors je vais commencer par remercier de manière globale toutes les personnes que j'ai pu côtoyer lors de mon aventure à Nice, et j'enchaînerai sur des remerciements plus personnels : ma famille, mes amis, et toutes les personnes qui me sont chère en règle générale.

Travailler à l'OCA, dans ma ville natale, a constitué un rêve d'enfant pour moi. Je me souviens encore dire à ma mère « maman, plus tard je travaillerai là-haut », en montrant du doigt cette boule blanche emblématique de la ville de Nice. Passionné, je me suis accroché pour réaliser mes rêves. Plus qu'une thèse, j'ai intégré l'OCA il y a 5 ans maintenant, lors de mon master et de divers travaux en laboratoire. Déjà à cette époque, lorsque j'ai pour la première fois posé les pieds dans ces locaux, j'avais conscience de toucher du doigt mon rêve de toujours. J'ai tout de suite été accueilli par une équipe de personnes formidables, qui, malgré mon jeune âge, ont facilité mon intégration, et m'ont tout de suite considéré comme un de leurs collègues. L'équipe administrative, les chercheurs, mes professeurs à l'époque, ... absolument tout le monde m'a aidé à croire en moi, et à arriver là où j'en suis aujourd'hui, et je ne sais pas s'il fut possible de trouver meilleure équipe ailleurs tant je me suis rapidement senti « chez moi ». Je vais maintenant passer à des remerciements plus personnels.

Il est naturel pour moi de commencer à remercier mes directeurs de thèse, Nicolas et Denis. Beaucoup voient en des directeurs simplement des « directeurs ». Nicolas et Denis m'ont rapidement fait prendre conscience du contraire.

Je tiens premièrement à remercier chaleureusement Nicolas, et je ne compte pas faire des remerciements « classiques » comme on peut les lire souvent, parce que ma thèse à tes côtés n'a rien eu de classique. Je suis arrivé un jour dans ton bureau, au début de mon master 2, pour te demander si tu étais intéressé de me prendre en stage. Tu as tout de suite accepté et m'a présenté le projet sur lequel tu pourrais me faire travailler. Ensuite, tu m'as proposé de continuer à tes côtés par le biais d'une thèse, que tu as débloqué spécialement pour moi. C'est grâce à toi que j'en suis là aujourd'hui, et que je peux conclure ce rêve de gosse qui m'était si cher. Ton côté professionnel et ta grandeur d'âme me marqueront à jamais. Tu n'as jamais été qu'un simple directeur pour moi, tu as été beaucoup plus que cela, et je pense que tu en es conscient. Alors oui, on a eu des différends, notamment à cause de mon caractère difficile à gérer, j'en suis conscient, et je pense que mes professeurs de master pourront te confirmer que ce n'était pas facile pour eux non plus. C'est très dur pour moi d'en être conscient, mais de ne pas forcément avoir les moyens nécessaires pour changer. Après notre première discussion, j'ai essayé d'évoluer, et j'espère sincèrement que tu te seras rendu compte de cela au final. Je suis malheureusement arrivé en thèse dans une période compliquée de ma vie : crises d'angoisse à répétition, mal-être, peu de confiance en moi. Là où quelqu'un m'aurait simplement et normalement conseillé d'aller voir quelqu'un, tu as pris le temps de m'écouter et me mettre à l'aise dans mon travail. J'étais libre de te dire tout ce qui pouvait me provoquer des angoisses (voyages, observations à Calern, etc.), sans jugement aucun. Tu m'as laissé libre de faire ce qui me permettrait d'aller mieux, comme par exemple travailler un peu plus chez moi, dans mon confort, ou bien aller à Toulon pour travailler aux côtés de ma petite amie. Le Covid n'a pas arrangé les choses me concernant, bien au contraire, et tu le sais. Mais j'ai tout donné pour finir ma thèse à temps. Et si je l'ai fait, c'est aussi en partie pour toi, parce que tu mérites que ton

doctorant fasse une bonne thèse. En juillet dernier, alors que je rentrais dans une phase critique de la thèse, j'ai connu un évènement malheureux qui m'a mis très bas. Malgré le fait que tu partais en vacances, tu m'as tout de suite (encore une fois) montré beaucoup de considération et de soutien, en prenant régulièrement de mes nouvelles avec Denis. C'est bête, mais pour moi c'est important. Et c'est ce qui m'a donné la force de m'arracher pour finir cette thèse. Quatre ans après, stage de M2 compris, j'aimerais te remercier de la manière la plus sincère possible : tu m'as fait mûrir tant sur le plan personnel que professionnel, et ça je ne pourrais jamais l'oublier. Et je voudrais que tout le monde sache que, malgré les petites querelles qui selon moi sont « normales » humainement parlant lorsqu'on travaille en proche collaboration pendant tant d'années, tu as été et tu es un directeur de thèse exemplaire, et je ne pourrais que conseiller quiconque voudrait travailler avec toi dans le futur. Alors voilà, simplement mais le plus humainement possible : merci Nicolas, et j'espère qu'on se recroisera un jour dans les rues du vieux Nice autour d'une bière pour fêter la victoire de la France ;-)

Aussi, j'ai une pensée toute particulière pour Denis, mon co-directeur de thèse. Malgré tes disponibilités limitées du fait des différentes fonctions que tu occupais, tu as toujours su te rendre disponible dès que j'avais besoin d'aide. Je retiendrai toujours les précieux conseils que tu m'as donnés tout le long de ma thèse sur mon travail, ma rigueur scientifique, ma méthode d'écriture, mais aussi tout ce que tu m'as conseillé afin de m'améliorer aussi d'un point de vue personnel. Au-delà du professionnel, tu m'as toi aussi beaucoup soutenu sur le plan personnel. Je n'oublierai jamais l'aide que tu m'as apportée pour le départ à Barcelone. J'ai d'ailleurs passé une excellente semaine là-bas. Tu avais conscience que je n'étais pas trop « semaine de conférences », et tu m'as conseillé d'aller profiter du voyage et faire le tour de la ville un après-midi, une fois que ma conférence était passée. C'est le genre de petites attentions que je retiens, car tu n'étais pas obligé mais tu savais que ce serait bien pour moi (et tu as eu raison, quel plaisir de faire le touriste de temps en temps !). Je retiendrai aussi les soirées Barcelonaises, avec des rires, des échanges, certaines fois accompagnés de quelques verres « d'eau » ;-). Je te remercie pour le soutien que tu m'as constamment fourni le long de ma thèse. Le coup de fil que tu m'as passé quand tu as appris mes problèmes personnels début juillet peut paraître anodin pour certains, mais pas pour moi. Ça m'a beaucoup touché. Alors pour tout cela, je te remercie très sincèrement Denis, je suis fier d'avoir eu une co-direction d'une telle qualité.

Je tiens également à remercier toute l'équipe administrative et la direction du laboratoire Lagrange. Christine, j'ai adoré toutes les pauses « potins-cigarette » avec toi pendant 4 années, ta disponibilité, ton sourire, ta bonne humeur, les fous rires avec toi (j'attends toujours la vidéo gamelle en trottinette !). Merci à Jocelyne pour sa gentillesse et son dévouement depuis le master, ça a toujours été un plaisir de parler avec toi. Merci à toi Sophie, une gestionnaire toujours au top, dévouée et d'une gentillesse débordante. Je me souviens que tu m'as dit récemment « tu vas nous manquer ». Vous aussi, vous allez tous me manquer. . .

J'aimerais remercier également Philippe, le directeur du laboratoire. Tu as écrit des lettres de recommandations quand j'avais postulé pour la thèse de Nicolas, en fin de master, tu étais venu me voir personnellement pour me dire que tu avais soutenu ma candidature en me mettant en « top-list ». On se connaissait peu, et pourtant tu as fait ça pour moi. Tu as été derrière moi tout le long de mon séjour à l'observatoire, que ce soit pour des lettres de recommandation, lorsque j'ai choisi d'occuper le poste de représentant des doctorants au conseil du laboratoire, ou même à la fin de mon doctorat pour me conseiller sur mon avenir et me recommander auprès d'entreprises. Personne n'aurait pu avoir de meilleur soutien de la part de son directeur. Alors pour ça, merci beaucoup Philippe.

Dans cette continuité, je remercie tous les membres du conseil du laboratoire, qui m'ont inclus dans leur comité comme une personne aussi importante que quiconque autour de la table, et qui ont considéré chacun de mes avis. Très impliqué dans la vie du laboratoire, cette expérience de deux ans a été bénéfique pour moi pour comprendre réellement comment une unité fonctionne de l'intérieure.

Je ne peux pas écrire ces remerciements sans avoir une pensée pour mes représentants du master MAUCA : David, Marcel et Philippe, et tous les professeurs qui m'ont permis d'en arriver là où je suis. Je sais

qu'en plus je n'ai pas été le plus facile des étudiants, et pourtant vous avez toujours su me montrer de la disponibilité et du soutien. Je vous suis très reconnaissant pour cela, et suis fier d'avoir appartenu à la toute première promotion d'un master tel que le MAUCA. J'ai une pensée particulière pour Eric, que j'ai rencontré finalement assez tôt dans mon cursus pédagogique. Les beuveries avec toi et les Watermelons font partie des moments que je n'oublierai pas.

J'aimerais remercier également Fred, mon Frédo, pour sa gentillesse, sa délicatesse, son soutien constant et son précieux intérêt qu'il m'a toujours porté. Il est rare de croiser des personnes comme toi, et je suis très heureux d'avoir eu cette chance. Tu as rendu les observations à Calern beaucoup plus plaisantes pour moi, et j'espère qu'on restera en contact après ma thèse.

D'un point de vue général, j'aimerais remercier toute l'équipe P2S, mes collaborateurs proches et mes collègues VEGA/CHARA tels qu'Orlagh, Armando, Alain, Roxanne, Karine, etc. Je remercie également toute l'équipe Araucaria, et plus particulièrement Darek, Gresiek et Monica.

Je vais passer maintenant à des remerciements plus personnels, en commençant naturellement par ma famille. Maman, j'espère qu'en voyant ce manuscrit, tu seras fière de moi, parce que crois moi, le seul but pour lequel je me suis toujours battu pendant tant d'années, mis à part le fait de réaliser mon rêve, était de vous rendre fières toi et Lolo, ma sœur. Tous les trois, on connaît notre histoire, on sait d'où l'on vient. Et quand je nous regarde aujourd'hui, c'est comme si on avait pris une belle revanche sur la vie. J'espère que vous êtes toutes les deux aussi fières de moi que je le suis de vous. Lauren, ma sœur, mon pilier. Avec tout ce qu'on a vécu, on aurait pu avoir des milliers d'occasions de se déchirer. Mais on s'est toujours soutenus. Alors certes on se prenait souvent (on se prend toujours) la tête, parfois pour des histoires qui n'en valent pas la peine, certes tu as perdu un bout de dent à cause d'une partie de Monopoly avec moi, mais au fond on a toujours su qu'on serait soudés jusqu'à la fin, quoiqu'il puisse arriver. Même si je ne le montre pas souvent, je suis le frère le plus heureux du monde. Toi et maman, vous avez toujours cru en moi. Malgré mes angoisses, mes problèmes, les événements que j'ai vécus et qui m'ont grandement affecté, vous avez toujours été là, vous ne m'avez jamais lâché. Merci d'être qui vous êtes, et d'avoir constamment fait de moi quelqu'un de meilleur. Je vous aime.

Merci à ma petite mamie, ma tata Steph adorée et mon tontonx Serge le fou des cryptos (t'as intérêt de poser un jour pour ma soutenance ! Parce qu'au moment où j'écris, ce n'était pas encore sûr...). On est tous déjantés à notre manière, mais ensemble on forme une famille en béton. J'ai une pensée particulière pour papi Fulvio, parti trop tôt, et qui je pense aurait été fier de faire partie de cet événement. J'espère qu'il nous voit de là-haut, et que dans un sens il puisse participer à sa manière. Je ne vous remercierai jamais assez de tout le soutien que vous m'avez toujours apporté. Ma thèse n'est qu'un détail dans tout ça, ce n'est qu'une façon comme une autre de vous faire passer ce message. Dans le même temps, j'aimerais bien évidemment remercier le reste de ma famille : ma marraine Daniella, tata Rose, tonton Robert, mes cousins d'amour Jérémy et Bastien, Armelle, Alexandre et leur deux petits trésors, tata Coco, Carole, etc. Des personnes en or qui ont toujours cru en moi.

A mes frérots de la débauche, ma team de sang, Kiki, Lolo, Matt (t**'s pour moi stp) et Yass (oh j'ai dit rien par terre !), qui m'ont fait passer un été incroyable alors qu'il s'annonçait triste. On dit généralement qu'on connaît des mauvais moments pour des meilleurs, je ne crois pas avoir vécu de meilleur exemple que cet été. Je vous jure, sans vous, avec ce qu'il s'est passé début juillet, je ne sais pas où j'en serai aujourd'hui. Les soirées au Wayne's, au Pompéi, le lac de St Cassien, les soirées poker, les soirées mc do, les nuits de déni jusqu'à 6h du matin (baisse les volets il fait mal le Soleil), les sandwiches Super U, le ballon de volley qu'on n'a jamais utilisé, les Smash, la pyramide de rosé (on attend toujours les 1 million sur TikTok), les films d'horreur, les canapés, l'imitation d'Emmanuel Moire sur un pylône à 4h du matin... Bref, la débauche quoi. Je vous dédie cette thèse mes frérots, parce que c'est vous qui m'avez permis d'aller vite mieux, et donné une force incroyable pour terminer comme il faut cette aventure. J'vous aime bordel. Une chose est sûre, vous

pouvez compter sur moi pour prolonger l'été jusqu'en décembre au moins. Et puis après tout, on a survécu à septembre . . . « Comment j'ai faim . . . comment c'est loin ».

Je voudrai adresser un paragraphe particulier à mes « Shlags de l'obs » : Guillaume, Adri, Zach et Vincent. Sans vous, ma thèse n'aurait absolument pas été la même. Guigou, Adri et Vincenzo, j'ai passé 3 ans à vos côtés. Qu'est-ce que c'est passé vite . . . Je me souviens encore des nombreuses beuveries la premières années (mais chut hein . . .), les quizz au Manolan's et au Blue Whale's (je ne sais toujours pas d'où j'ai sorti la hauteur de la tour de Pise à quelques centimètres près . . .). Malgré le Covid qui a clairement freiné nos moments pendant un an et demi, on a vraiment, vraiment bien profité de notre temps. Les soirées foot/pizzas, le poker, les tartiflettes chez Vincenzo (vive la casquette Mont Wilson), le ninja, les parties de Counter et d'AOE (bon pour AOE j'avoue que seuls Vincent et moi sommes rentrés dans une certaine dépendance), les jeux de société, etc. Je redoutais ce moment où nous devrions tous se séparer. Mais même si c'est dur à la fin, je ne regrette absolument pas tous les moments partagés avec vous, vous resterez mon plus beau « souvenir » de thèse. Je vous souhaite à tous les trois le meilleur futur possible, parce que vous le méritez tant vous êtes des personnes incroyables, sincères et dévouées. Merci à Gweny pour sa bonne humeur constante, ses petites blagues et la pièce de théâtre ! Zach, on s'est peu croisés, ton séjour à l'observatoire ayant été assez court. Mais on a tout de suite accroché. Merci à toi pour ces super moments tecktonik dans le bureau (« 'cause everytime we touch. . . »). J'espère qu'on se reverra bientôt pour que je te montre qui est réellement le roi des battle ;-)

Merci à mes poups's, Flo, Akim et Manon (« LALALAAAA »). Maintenant que ma thèse se termine, je vais enfin pouvoir beaucoup plus profiter de vous, retourner au stade, s'organiser des soirées, etc. Ne vous inquiétez pas, il va y en avoir en nombre des soirées beauif Fifa/pizzas maintenant ! Pour être un peu sincère, vous m'avez toujours beaucoup soutenu, encore plus début juillet sachant ce qu'il m'est arrivé. Vous êtes des personnes en or, vraiment, et je me sens réellement chanceux de vous avoir à mes côtés. A nous les poupsi, nos soirées, nos pétanques, notre Nice-Marseille un peu fou, je vous aime fort (« CO-CO-CO CORONAAA, C'EST QUI ? C'EST COCO »).

A mes « S », mes deux très chers amis Chachou et Floufi. Je vous ai rencontré grâce à quelqu'un qui aujourd'hui ne fait plus partie de ma vie, et pourtant vous en faites encore partie et croyez-moi vous en occupez une place importante. Vous êtes sans doute la meilleure chose que cette relation m'ait apporté avec du recul. Chachou, il y a presque 5 ans maintenant, on se rencontrait au bord de mer avec une Vodka à la main. On s'est tout de suite bien entendus, j'ai rapidement vu en toi quelqu'un de très touchant et attachant (même si tu fais ta fille wsh wsh avec moi ça marche pas). Floufi, je pense qu'on se souviendra tous de notre rencontre, de ce qu'on t'avait fait croire ahah. Au final je n'aurais jamais cru que ce jour-là, je venais de rencontrer un mec incroyable. Vous avez été les premiers à me soutenir, me sortir de chez moi et me faire penser à autre chose après ce qu'il s'est passé début juillet. Croyez-moi, c'est le genre de choses que je n'oublie absolument jamais. Malheureusement, j'ai été très stressé/occupé sur la fin de ma thèse, ce qui fait qu'on n'est plus trop vus depuis. Mais j'ai bien l'intention de profiter de vous encore bien longtemps dans ma vie, parce que j'ai bien conscience que je ne peux pas me permettre de passer à côté de deux personnes aussi « belles » que vous (comment ne pas être ami avec un gars qui s'y reprend deux fois pour comprendre qu'il ne touchait pas l'œil de Clochette . . .). Je vous souhaite le meilleur mes « bigmac », le meilleur ensemble bien sûr. Au fait Flo, vraiment je te jure c'était pas une dorade la dernière fois . . .

Dans les personnes qui m'ont marqué, j'aimerais remercier Robin (Mr Tarantino). C'est incroyable comme il peut y avoir des amitiés sincères certaines fois. Depuis le lycée, je ne saurai lister touuus les moments qu'on a passé ensemble tout ce temps, mais ce qui me marque le plus quand même, ça restera à jamais les soirées « chibraltar » et TJR. On se voit peu, mais pourtant j'ai toujours l'impression que rien n'a changé, c'est naturel en fait. Et d'ailleurs je suis bien content qu'on ait repris à se voir plus souvent autour de barbecues l'été ou de petites soirées organisées au dernier moment. J'espère qu'une chose : que ça continue, et qu'on ne compte plus les années passées à se cotoyer.

Aussi, j'aimerais remercier mon ami de très longue date, Rob (Casale cette fois-ci), bordel on en a vécu des choses tous les deux : le lycée bien sûr, le voyage à Amsterdam (j'espère que depuis t'as retrouvé la pièce que t'avais fait tomber dans un coin là-bas), un nombre incalculable de soirées, des délires à n'en plus finir (« lol09 »). C'est vrai qu'on s'est un peu éloignés depuis à cause de nos diverses occupations (mais toi aussi tu ne veux pas descendre de ton bled), mais pour moi rien n'a changé, je sais que je pourrais toujours compter sur toi, et je sais que dans quelques années on sera encore là à créer de nouveaux souvenirs ensemble. Merci à ma bande de potes, Lulu, So et Nico. Même si aujourd'hui on se voit peu, vous avez marqué ma vie par les moments incroyables qu'on a vécu ensemble. J'espère, et je suis sûr qu'il y en aura d'autres.

J'adresse une pensée particulière pour les Psychopotes. Je commencerai naturellement par remercier Chloé et Kelly, les deux premières psychopotes que j'ai connues. Moi qui marche beaucoup au feeling, je dois avouer que sur ce coup j'ai été surpris. Deux personnalités incroyables : drôles, gentilles, attentionnées, . . . deux amours de personnes, vraiment. Mine de rien, on en aura vécu des moments ensemble en 3 ans. Dans le reste du groupe « psychopotes », j'aimerais remercier Thibault, Anaïs, Anaël, Baptiste, Hannah et Juliet. Merci à vous tous de m'avoir aussi bien accueilli et intégré dans votre groupe. Je vous promets que quand on est une « pièce rapportée », c'est difficile de faire sa place dans un groupe aussi soudé que le vôtre. Mais vous êtes naturellement si gentils et ouverts qu'en fait je me suis rapidement senti à l'aise avec vous. Pour être vrai, j'avais l'impression de faire partie, en quelque sorte, de votre groupe, comme un psychopote moi aussi ! Bon, à la différence qu'il était difficile pour moi de converser avec les plantes ;-) (je pense qu'elles ne m'aimaient pas trop en vrai). Vous êtes tous, un par un, des personnes incroyablement intéressantes et pleines de vie, j'ai toujours aimé nos discussions enrichissantes, et même l'intérêt que vous avez toujours porté pour ma thèse. Malheureusement, les événements récents font qu'il sera difficile de se revoir dans la vie. Mais je voulais que vous sachiez que j'ai été très heureux de vous connaître. Si l'on me demande si je voudrais revenir en arrière pour éviter ce qu'il m'est arrivé en juillet, les psychopotes sont une raison pour laquelle je refuserai. Je ne peux pas regretter d'avoir pu connaître d'aussi belles personnes. Je vous souhaite à tous le meilleur dans vos carrières professionnelles et votre vie personnelle, parce que vous le méritez. Et n'oubliez pas : « Winicott balle à picoooot ! ».

J'aimerais finir par remercier tous mes autres amis qui ont été présents à mes côtés durant tout ce périple : Julchien, Nathan mon acolyte d'astrophotographie, Alex le bodybuilder, tous les doctorants de l'observatoire (Elena, Cosmin, Cyril, Jérémy, Thomas, Vitalii, Clément, Adrien, Amael, et j'en oublie. . .). Merci à vous tous.

Finalement, il m'est impossible de terminer ces remerciements sans avoir une pensée pour notre chef cuistot, « tonton » Khaled. Tu me taquinais mais au fond je sais que t'aimes bien mon côté « chieur » ;-) Surtout les jours de poisson ! Le coup de l'assiette « poisson - champignons » pour mon anniversaire m'a marqué ahah. Prends bien soin de Jean-Khaled, l'enfant de Vincent et moi-même.

Finalement, je remercie bien naturellement et sincèrement mon jury de thèse : Karine, Yveline, Pierre, et Thierry, pour la rapidité de réponse, pour le temps et l'intérêt que vous consacrez à ma thèse de doctorat.



Table des matières

Table des figures	17
Liste des tableaux	19
1 Les paramètres fondamentaux des étoiles, des planètes, et les distances dans l'univers	21
1.1 L'intérêt des occultations stellaire et planétaire en astrophysique	22
1.1.1 La détermination des distances des binaires à éclipses	22
1.1.2 La caractérisation des exoplanètes en transit	25
1.2 L'interférométrie longue base et la relation brillance de surface-couleur (SBCR)	27
1.2.1 Historique et principe de mesure du diamètre angulaire stellaire	27
1.2.2 Interférométrie 4-télescopes avec l'instrument VEGA	33
1.2.3 Définition et premières relations brillance de surface-couleur	33
1.3 Les distances dans l'univers et la constante de Hubble	36
1.3.1 Les méthodes de détermination de distances dans l'univers	36
1.3.1.1 Les premières notions de distances en astronomie	36
1.3.1.2 La parallaxe : la clef pour la détermination des distances	38
1.3.1.3 La pulsation stellaire comme indicateur de distance	40
1.3.1.4 La méthode de Baade-Wesselink	41
1.3.2 Notions d'échelles et concept de l'immensément grand	41
1.3.3 Le chemin actuel vers H_0	45
1.3.4 Le projet Araucaria : la SBCR au cœur de la détermination des distances des binaires à éclipses	46
1.4 Les paramètres fondamentaux des étoiles et des planètes	48
1.4.1 La séquence principale et les paramètres fondamentaux stellaires	48
1.4.2 Mieux connaître l'étoile, c'est mieux connaître la planète	52
1.4.3 La SBCR : un atout majeur dans le contexte des missions spatiales pour la caractérisation des objets faibles	54
1.5 Les problématiques liées à la SBCR et objectifs de la thèse	57
1.5.1 La SBCR est-elle universelle ?	57
1.5.2 L'effet de l'activité stellaire sur l'étalonnage et l'utilisation des SBCRs	58
1.5.3 Objectifs de la thèse : un étalonnage homogène, robuste et précis des SBCRs pour comprendre la physique et apporter un outil à la communauté	59
2 Préparation de la mission spatiale PLATO : étalonnages des SBCRs pour les étoiles tardives	63
2.1 Les SBCRs dans la littérature	64
2.1.1 État des lieux général des étalonnages de SBCRs dans la littérature	64
2.1.2 Des tensions observées aux bords du diagramme brillance de surface-couleur	68
2.2 Une nouvelle stratégie de sélection pour l'élaboration d'une relation précise	70
2.2.1 Construction d'un large échantillon de mesures à l'aide du JMDC	70
2.2.2 Des critères de sélection pour un étalonnage fin et rigoureux	71
2.2.2.1 Critères généraux	71

2.2.2.2	Critères sur les caractéristiques stellaires	73
2.2.2.3	Critères interférométriques	74
2.2.2.4	Sélection des photométries visibles et infrarouges	76
2.3	Description de la méthode d'ajustement des relations	79
2.3.1	Redéfinition de la brillance de surface des étoiles	81
2.3.2	Méthode d'ajustement à deux dimensions pour un étalonnage robuste	82
2.4	Publication : <i>Precise calibration of the dependence of surface brightness-colour relations on colour and class for late-type stars</i>	85
2.5	Conclusions et discussions	106
2.5.1	Tests autour de la brillance de surface différentielle	106
2.5.2	Test des erreurs systématiques dues à l'utilisation de différents instruments	108
3	Les distances dans l'univers : étalonnage des SBCRs pour les étoiles précoces	117
3.1	Introduction	118
3.1.1	L'enjeu : mesure des distances extragalactiques	118
3.1.2	Problématiques et limitations	119
3.2	Observations interférométriques avec VEGA/CHARA	121
3.2.1	Stratégie de sélection des étoiles	121
3.2.1.1	Critères sur les caractéristiques stellaires	121
3.2.1.2	Sélection des photométries visible et infrarouge	122
3.2.1.3	Présentation de l'échantillon sélectionné	122
3.2.2	Déroulement des observations et traitement de données	124
3.2.2.1	Demandes de temps et mise en place des observations	124
3.2.2.2	Journal d'observations	127
3.2.2.3	Mesures des diamètres angulaires des étoiles	129
3.3	Publication : <i>Progress on the calibration of surface brightness-colour relations for early- and late-type stars</i>	133
3.4	Conclusions et discussions	151
3.4.1	Photométrie infrarouge des étoiles précoces	151
3.4.2	Extinction interstellaire	153
3.4.3	Vers un étalonnage précis des distances extragalactiques	156
4	Analyse théorique des relations brillance de surface-couleur pour les étoiles tardives	159
4.1	Les ingrédients physiques ayant un effet sur la brillance de surface des étoiles	160
4.1.1	La métallicité et la gravité de surface	160
4.1.2	Objectifs de l'analyse basée sur les modèles d'atmosphère	162
4.2	Simulation de modèles d'atmosphère avec MARCS	163
4.2.1	Description de MARCS	163
4.2.2	Exploration des paramètres MARCS	166
4.3	Calibration photométrique	167
4.3.1	Calcul de la brillance de surface apparente par les modèles d'atmosphère	167
4.3.2	Filtres photométriques et magnitudes synthétiques	169
4.3.3	Méthodologie	170
4.4	Résultats et analyses	174
4.4.1	Influence des paramètres stellaires sur les SBCRs	174
4.4.2	Dépendance des SBCRs avec la métallicité des étoiles	176
4.4.3	Comparaison des SBCRs théoriques et empiriques, et influence de la classe des étoiles	177
4.4.4	Effet du choix des modèles d'atmosphère dans les simulations de SBCRs	179

5 Conclusions et perspectives	185
5.1 Perspectives observationnelles	185
5.1.1 Un échantillon large, homogène prenant en compte l'activité stellaire	185
5.1.2 Photométrie infrarouge des étoiles précoces	186
5.1.3 Vers une meilleure détermination de la métallicité et de la classe des étoiles	186
5.1.4 Améliorer l'étalonnage des SBCRs dans le domaine photométrique de Gaia	187
5.1.5 L'apport de l'instrument CHARA/SPICA	188
5.2 Perspectives théoriques	192
5.2.1 Des SBCRs théoriques pour les étoiles précoces	192
5.2.2 Affiner la comparaison et réconcilier les SBCRs observées et théoriques	192
A Bibliographie de l'auteur	197
Bibliographie	201

Table des figures

1.1	Courbe de lumière lors d'un transit de binaires à éclipses	22
1.2	Courbes de vitesses radiales de deux systèmes de binaires à éclipses détachées	24
1.3	Illustration d'une courbe de transit exoplanétaire	25
1.4	Schéma descriptif de l'expérience des fentes de Young	28
1.5	Grand Interféromètre à deux Télescopes (GI2T)	29
1.6	Schéma expliquant le principe de l'interférométrie longue base à deux télescopes	30
1.7	Exemple de mesures VEGA et courbe de visibilité de l'étoile HD886	32
1.8	Présentation du système interférométrique CHARA et du spectrographe VEGA	33
1.9	Première relation brillance de surface-couleur	36
1.10	Modèle géocentrique grec et constellation d'Orion	37
1.11	Schéma descriptif du principe de la parallaxe	39
1.12	Henrietta Swan Leavitt établit la relation période-luminosité des Céphéides	40
1.13	Terre, système solaire, voisinage interstellaire et la Voie Lacté	43
1.14	Le groupe local, le super amas de la Vierge, les super amas locaux et l'univers observable	44
1.15	Relation entre la vitesse d'éloignement des galaxies et leur distance	45
1.16	Image personnelle de la galaxie d'Andromède	48
1.17	Diagramme de Hertzsprung-Russell	50
1.18	Spectre de puissance de KIC 8379927	51
1.19	Relations T_{eff} vs. $(B - V)$ et T_{eff} vs. $(V - K)$ déduites de mesures interférométriques	52
1.20	Zone d'habitabilité d'une étoile en fonction de sa masse et de la distance séparant la planète de son centre	53
1.21	L'observatoire spatial PLATO	54
1.22	Densité moyenne de population des exoplanètes en fonction de la masse	55
1.23	Exemple de détection par imagerie directe d'une exoplanète autour de GJ 504	56
1.24	Premières SBCRs calibrées pour les étoiles géantes et supergéantes (di Benedetto, 1993)	57
1.25	Analyse théorique de l'effet de la rotation sur l'étalonnage d'une SBCR (Challouf et al., 2015)	58
1.26	Diagramme détaillé des objectifs et similitudes des études par les transits stellaires et planétaires	60
2.1	Corrélation entre la brillance de surface des étoiles et leur couleur par Barnes & Evans (1976)	64
2.2	Relations brillance de surface-couleur calibrées pour les étoiles géantes et supergéantes telles qu'illustrées dans di Benedetto (1993) et Fouque & Gieren (1997)	66
2.3	Historique des relations brillance de surface-couleur calibrées jusqu'en 2017	69
2.4	Capture d'écran du catalogue JMDC	71
2.5	Exemple d'une mauvaise couverture des fréquences spatiales dans la courbe de visibilité d'une étoile (Hutter et al., 1989)	75
2.6	Exemples de redondances pour les boîtes F5/K7 sous-géantes et naines, et M géantes	76
2.7	Incertitudes sur les photométries V et K des échantillons finaux et leurs sources correspondantes.	77
2.8	Comparaison entre les SBCRs inhomogènes et homogènes pour les étoiles F5/K7 sous-géantes et naines	79
2.9	SBCRs obtenues en appliquant la méthode la DSB Chelli et al. (2016) à mes échantillons	107

TABLE DES FIGURES

2.10	Comparaison entre les diamètres angulaires de 42 étoiles précoces de types B et A estimés par le biais d'une DSB et ceux fournis par le JMDC.	108
2.11	Courbes de visibilité des étoiles observées par les instruments VEGA et PAVO	112
2.12	SBCR étalonnée par (Nardetto et al., 2020) à l'aide de 8 mesures VEGA d'étoiles tardives avec un échantillon infrarouge homogène	113
2.13	Vérification de la cohérence des critères de sélection en superposant de nouvelles observations VEGA et PIONIER à mes relations	114
3.1	Position de deux systèmes d'étoiles binaires à éclipses précoces au sein du LMC (Taormina et al., 2019)	119
3.2	Extrait d'une demande de temps d'observation avec l'instrument VEGA/CHARA	125
3.3	Exemple de l'observabilité de deux étoiles simulée par le logiciel ASPRO2	126
3.4	Avancement des nuits d'observations réalisées à la date de Juillet 2020	129
3.5	Courbes de visibilité de HD3360 et HD33959 obtenues après traitement des données	131
3.6	SBCRs inhomogènes et homogènes calibrées pour les étoiles précoces	151
3.7	Comparaison entre les parallaxes Hipparcos des 18 étoiles précoces de l'échantillon	154
3.8	Comparaison entre les SBCRs homogènes et inhomogènes pour les étoiles précoces en considérant les parallaxes Hipparcos et Gaia eDR3	155
4.1	Analyse de la dépendance du diamètre angulaire sur les paramètres fondamentaux des étoiles telle qu'illustrée dans Kervella et al. (2004b)	160
4.2	Relations de dépendances entre les paramètres fondamentaux des étoiles comme montrées dans Boyajian et al. (2012b)	161
4.3	Analyse théorique de la dépendance de la couleur des étoiles en fonction de la température effective, de la métallicité et la gravité de surface des étoiles comme montrée dans Mould (2019)	162
4.4	Exemples de structures de température des modèles MARCS pour différentes températures effectives et métallicités, tels qu'illustrés dans Gustafsson et al. (2008)	164
4.5	Comparaison des structures de température des modèles ATLAS9 et MARCS, comme illustrée dans Gustafsson et al. (2008)	165
4.6	Schéma illustrant la représentation géométrique utilisée pour résoudre le problème de transfert radiatif à symétrie sphérique dans MARCS	166
4.7	Transmissivité relative des filtres Johnson :V et 2MASS- K_s utilisés dans cette étude, et spectre STIS/CALSPEC de Vega	169
4.8	Spectres de référence d'une étoile géante et une étoile naine	172
4.9	$\log g$ vs. $V_0 - K_0$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$ vs $V_0 - K_0$ des échantillons empiriques en comparaison avec les modèles théoriques présentées dans la table 4.2	173
4.10	Influence d'un changement des paramètres fondamentaux sur la brillance de surface des étoiles	175
4.11	Influence de la métallicité des étoiles sur l'étalonnage des SBCRs	177
4.12	Comparaison entre les SBCRs empiriques du Papier I et les brillances de surface théoriques calculées à partir des modèles d'atmosphère stellaires MARCS	178
4.13	Comparaison de spectres déduits des modèles MARCS et Kurucz-Castelli pour deux étoiles	181
5.1	Estimation du diamètre angulaire des étoiles de la séquence principale en fonction de leur magnitude V (Mourard et al., 2017)	188
5.2	Rapport signal sur bruit (S/N) en fonction de la magnitude R de l'instrument SPICA	190
5.3	Domaines dans lesquels SPICA pourra mesurer le diamètre angulaire des étoiles avec une précision de 1% (vert = OK, orange = possible, rouge = impossible) en fonction de la magnitude V et de l'indice de couleur $V - K$	191
5.4	Spectre Kurucz-Castelli d'une étoile précoce de type A0 ayant pour paramètres $T_{\text{eff}} = 10,000$ K, $\log g = 3.0$ et $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$	192

Liste des tableaux

1.1	Récapitulatif des distances des nuages de Magellan estimées à l'aide de SBCRs	47
2.1	Historique des étalonnages de SBCRs jusqu'à aujourd'hui	67
2.2	Coefficients a_k des SBCRs polynomiales avec leur incertitude correspondante Δa_k	68
2.3	Résumé des critères utilisés lors de la sélection	73
2.4	Sources des photométries infrarouges K utilisées pour l'étalonnage des SBCRs	77
2.5	Extrait de l'échantillon des F5/K7 géantes après application des critères généraux	80
2.6	Journal des observations VEGA et PAVO	109
2.7	Calibrateurs utilisés pour les observations VEGA et PAVO	110
2.8	Mesures de diamètres angulaires obtenues sur 14 étoiles géantes et naines observées par les instruments VEGA, PAVO et PIONIER.	111
3.1	Caractéristiques des 18 étoiles de mon échantillon.	123
3.2	Résumé des runs d'observations au cours desquels des données V38 ont été enregistrées	128
3.3	Présentation des mesures de diamètres angulaires des 18 étoiles précoces	130
3.4	Paramètres des SBCRs homogènes K et K_s pour les étoiles tardives	153
4.1	Caractéristiques des modèles MARCS de référence	171
4.2	Valeurs de $\log g$ correspondant aux températures effectives des étoiles géantes et naines	173

Chapitre 1

Les paramètres fondamentaux des étoiles, des planètes, et les distances dans l'univers

Table des matières

1.1 L'intérêt des occultations stellaire et planétaire en astrophysique	22
1.1.1 La détermination des distances des binaires à éclipses	22
1.1.2 La caractérisation des exoplanètes en transit	25
1.2 L'interférométrie longue base et la relation brillance de surface-couleur (SBCR)	27
1.2.1 Historique et principe de mesure du diamètre angulaire stellaire	27
1.2.2 Interférométrie 4-télescopes avec l'instrument VEGA	33
1.2.3 Définition et premières relations brillance de surface-couleur	33
1.3 Les distances dans l'univers et la constante de Hubble	36
1.3.1 Les méthodes de détermination de distances dans l'univers	36
1.3.1.1 Les premières notions de distances en astronomie	36
1.3.1.2 La parallaxe : la clef pour la détermination des distances	38
1.3.1.3 La pulsation stellaire comme indicateur de distance	40
1.3.1.4 La méthode de Baade-Wesselink	41
1.3.2 Notions d'échelles et concept de l'immensément grand	41
1.3.3 Le chemin actuel vers H_0	45
1.3.4 Le projet Araucaria : la SBCR au cœur de la détermination des distances des binaires à éclipses	46
1.4 Les paramètres fondamentaux des étoiles et des planètes	48
1.4.1 La séquence principale et les paramètres fondamentaux stellaires	48
1.4.2 Mieux connaître l'étoile, c'est mieux connaître la planète	52
1.4.3 La SBCR : un atout majeur dans le contexte des missions spatiales pour la caractérisation des objets faibles	54
1.5 Les problématiques liées à la SBCR et objectifs de la thèse	57
1.5.1 La SBCR est-elle universelle ?	57
1.5.2 L'effet de l'activité stellaire sur l'étalonnage et l'utilisation des SBCRs	58
1.5.3 Objectifs de la thèse : un étalonnage homogène, robuste et précis des SBCRs pour comprendre la physique et apporter un outil à la communauté	59

Les transits stellaires (section 1.1.1) et planétaires (section 1.1.2) sont des phénomènes rares, mais précieux par les informations physiques qu'ils apportent. L'étude des transits par les courbes de lumière et la vélocimétrie permet d'étudier les paramètres fondamentaux des étoiles tels que le rayon, la masse et la distance, à condition que l'on ait accès au diamètre angulaire des étoiles. Celui-ci peut-être directement mesuré par interférométrie ou bien déduit des relations brillance de surface-couleur (SBCRs, pour "Surface Brightness-Colour Relations" en anglais), elles-mêmes étalonnées par interférométrie. Je commencerai par décrire le principe de détermination des distances extragalactiques à l'aide des binaires à éclipses, et la caractérisation des paramètres d'étoiles hôtes d'exoplanètes par la méthode des transits. Je décrirai ensuite le principe de l'interférométrie longue base, en réalisant d'abord un historique sur cette technique d'observation avant d'expliquer en détails les mesures qui en résultent. Puis, j'introduirai la relation brillance de surface-couleur, et ses diverses implications dans la méthode des transits. J'élaborerai après un historique des notions de distances depuis le moment où furent rapportées les premières observations astronomiques, en passant ensuite vers une description des échelles de distances dans l'Univers. Je me propose ensuite de détailler les méthodes de détermination moderne de distance astronomique, en citant celles auxquelles je me suis confronté lors de mon travail de thèse. J'élaborerai ensuite une description des paramètres fondamentaux des étoiles et des planètes, et l'apport de ces relations pour une meilleure caractérisation, ainsi que leurs implications au sein de projets internationaux. Finalement, j'énoncerai les problématiques qui ont été soulevées lors de mon travail de recherche, et je terminerai par décrire les objectifs de ma thèse de doctorat.

1.1 L'intérêt des occultations stellaire et planétaire en astrophysique

1.1.1 La détermination des distances des binaires à éclipses

Un système d'étoile binaire à éclipse détachée est un système composé de deux étoiles liées gravitationnellement. Le terme "détachée" signifie qu'aucun échange de matière ne se fait entre les deux étoiles. Le plan de rotation des étoiles doit intercepter au moins en partie la ligne de visée de l'observateur. Ainsi, vus depuis la Terre, les deux astres s'éclipsent mutuellement de manière périodique. De ce fait, la luminosité totale que l'on reçoit du système diminue lors d'une éclipse. Ce phénomène d'éclipse se nomme le "transit", dont un schéma descriptif est montré sur la figure 1.1.

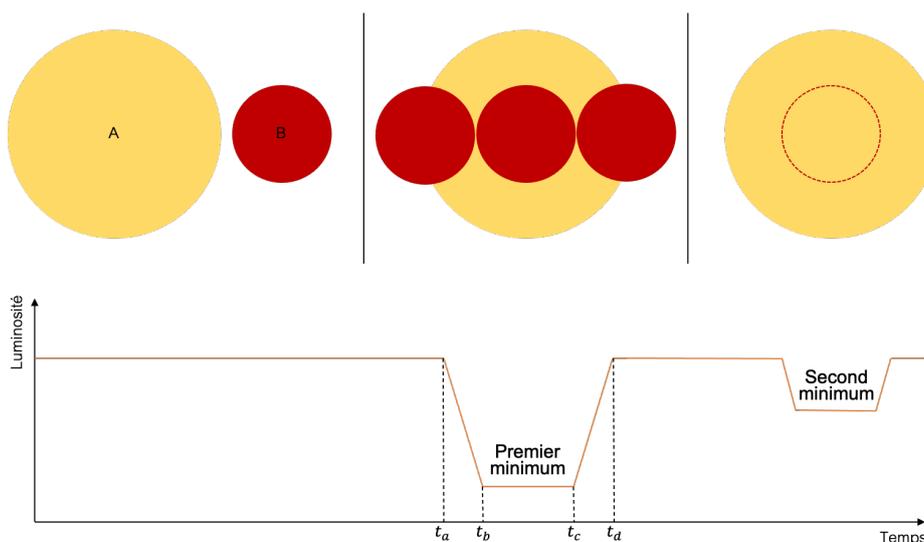


FIGURE 1.1: Principe de courbe de lumière lors d'un transit de binaires à éclipses. A gauche, les deux corps sont contenus dans un plan perpendiculaire à notre ligne de visée : aucune éclipse n'a lieu, la luminosité du couple est maximale. Au centre, le moins brillant des deux astres (B) éclipse le plus brillant (A), ce qui donne lieu au premier minimum dans la courbe de luminosité. A droite, (A) éclipse (B), induisant ainsi le second minimum.

Dans un système binaire classique, les deux corps en interaction possèdent des tailles, des masses et donc des luminosités différentes. Considérons pour les deux corps une brillance uniforme le long du disque. Lors d'un transit, deux minimums sont observés dans la courbe de lumière. Le minimum principal est causé par l'occultation de l'étoile principale, la plus brillante, par l'étoile secondaire. Le minimum secondaire survient lorsque l'étoile principale éclipse totalement la deuxième. Le premier minimum est plus profond que le second. Lors de ces éclipses, une fraction de la surface de l'étoile est occultée. Comme cette fraction est constante lorsqu'une étoile se déplace devant l'autre, on observe donc un plat dans les minimums. L'analyse de la courbe de lumière des binaires à éclipses, plus particulièrement la durée des transits ainsi que des amplitudes des baisses de luminosité durant les deux éclipses, permet aux astrophysiciens d'en déduire les caractéristiques de chaque étoile. La mesure de la durée des éclipses permet de remonter au rapport entre rayon de chaque étoile et le rayon de l'orbite a , c'est à dire le demi-grand axe du système binaire. Sur la figure 1.1, t_a correspond au début de l'éclipse de (A) par (B). Le temps t_b caractérise lui le moment où la totalité de la surface de (B) éclipse (A). Pendant cet intervalle de temps, on a :

$$t_b - t_a = \frac{2R_B}{v}, \quad (1.1)$$

où v est la vitesse tangentielle relative des deux étoiles. En adoptant un raisonnement similaire avec les temps t_c et t_d correspondant respectivement aux temps de dernier contact et à la fin de l'éclipse, on obtient le système suivant :

$$\begin{cases} v(t_d - t_a) \simeq 2(R_A + R_B), \\ v(t_c - t_b) \simeq 2(R_A - R_B). \end{cases} \quad (1.2)$$

Dans l'approximation d'une orbite circulaire, la vitesse relative des deux étoiles peut alors s'écrire comme $v = \frac{2\pi a}{T}$, où T est la période orbitale du système. De ce fait, le système exprimé par l'équation 1.2 s'écrit maintenant :

$$\begin{cases} \frac{\pi a}{T}(t_d - t_a) \simeq R_A + R_B, \\ \frac{\pi a}{T}(t_c - t_b) \simeq R_A - R_B. \end{cases} \quad (1.3)$$

Les inconnues du système sont les rayons R_A et R_B des étoiles, ainsi que le demi-grand axe a du système. En notant $t_d - t_a = X$ et $t_c - t_b = Y$, on résout le système, et on trouve :

$$\begin{cases} R_A = \frac{\pi a}{2T}(X + Y), \\ R_B = \frac{\pi a}{2T}(X - Y). \end{cases} \quad (1.4)$$

Il suffit alors de mesurer la période orbitale T du système et les différents temps caractérisant le transit primaire. De ce fait, le rayon de chaque composant du système est alors uniquement exprimé en fonction du demi-grand axe a , qui reste la seule quantité inconnue à ce stade.

1. Les paramètres fondamentaux des étoiles, des planètes, et les distances dans l'univers

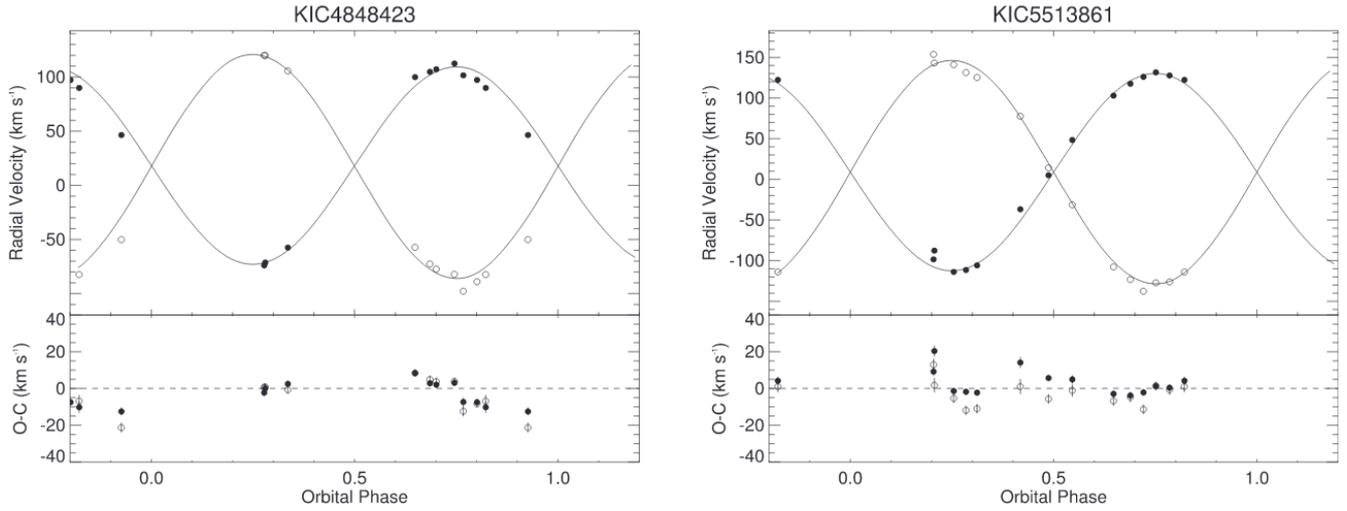


FIGURE 1.2: Courbes de vitesses radiales de deux systèmes de binaires à éclipses détachées, tirées de [Matson et al. \(2017\)](#). Deux courbes sont présentes sur chaque graphique, correspondant à chacun des composants des systèmes binaires.

L'étude des courbes de vitesses radiales permet ensuite de remonter aux paramètres orbitaux des systèmes d'étoiles binaires à éclipse, tel que le demi-grand axe a , en utilisant en première approche la troisième loi de Kepler dans le cas particulier d'une orbite circulaire ($e = 0$) :

$$a = \frac{T}{2\pi} \frac{(v_{rA} + v_{rB})}{\sin i}, \quad (1.5)$$

où $\sin i$ est le sinus de l'angle du plan orbital par rapport au plan du ciel. La vitesse radiale v_r d'une composante du système correspond à la vitesse projetée sur la ligne de visée de l'observateur. Ces vitesses sont illustrées sur la figure 1.2, on observe des minima et maxima, au fur et à mesure que l'étoile s'éloigne puis s'approche de nous tout au long de la période orbitale. Il est à noter que ces vitesses ne sont pas instantanées, mais correspondent aux semi-amplitudes sur la figure 1.2. Une fois le demi-grand axe déterminé, généralement exprimé en rayons solaires, il est ainsi possible de déterminer le rayon de chaque composant. Par l'équation 1.5, il est également possible de déterminer d'autres caractéristiques du système, telle que la masse de chaque composant :

$$M_A + M_B = \frac{T}{2\pi G} \frac{(v_{rA} + v_{rB})^3}{\sin^3 i}, \quad (1.6)$$

où $G = 6.674184 \times 10^{-11} \text{ m}^3 \cdot \text{kg}^{-1} \cdot \text{s}^{-2}$. En injectant l'équation 1.5 dans 1.4, après analyse des courbes des vitesses radiales pour la détermination de v_r et $\sin i$, on remonte au rayon de chaque composant, et on déduit la distance du système à l'aide de l'équation suivante ([Lacy, 1977](#)) :

$$d[\text{pc}] = 9.298 \frac{R[R_\odot]}{\theta[\text{mas}]}, \quad (1.7)$$

où 9.298 est un coefficient sortant des différentes conversions d'unités, R est le rayon de l'étoile, et θ son diamètre angulaire, qui peut être directement mesuré par interférométrie (voir section 1.2.1) ou bien déduit d'une relation brillance de surface-couleur préalablement étalonnée (voir section 1.2.3).

1.1.2 La caractérisation des exoplanètes en transit

La question de savoir si notre existence au sein de l'univers est unique ou non relève d'un des plus grands mystères. Bien que la détection de nouveaux mondes semble prendre une place importante dans les enjeux scientifiques contemporains, cela n'en est pas moins nouveau. Dès le XVI^{ème} siècle, le philosophe italien Giordano Bruno remet en cause l'unicité de notre système planétaire et la place importante qu'il semble occuper jusqu'alors dans l'Univers. Plus tard au XVIII^{ème} siècle, Isaac Newton en fait de même. Dans les conclusions de ses célèbres *Philosophiae naturalis principia mathematica*, celui-ci écrit : "*Et si les étoiles fixes sont les centres de systèmes semblables, ils seront alors tous construits selon le même concept et sujets à la domination de l'Un.*" ("*And if the fixed stars are the centers of similar systems, they will all be constructed according to a similar design and subject to the dominion of One.*").

Cependant, du fait de l'enchaînement de nombreuses découvertes hypothétiques aussitôt démenties, la recherche de systèmes exoplanétaires est de plus en plus difficile au sein de la communauté scientifique au fur et à mesure que les années passent. A tel point, que dans les années 1980, seulement 8 chercheurs à travers le monde travaillent sur la découverte d'une exoplanète : deux au Canada, deux en Californie, deux au Texas, ainsi que les Suisses Michel Mayor et Didier Queloz. La première découverte avérée d'exoplanètes n'intervint qu'en 1992 (Wolszczan & Frail, 1992). Les astronomes Aleksander Wolszczan et Dale Frail mettent en évidence, à l'aide du radiotélescope d'Arecibo, la toute première découverte d'exoplanètes gravitant autour du pulsar PSR B1257+12. C'est en 1995 que Michel Mayor et son étudiant Didier Queloz découvrent la première exoplanète en orbite autour d'une étoile (Mayor & Queloz, 1995). Ce travail a été récompensé par l'attribution du Prix Nobel 2019 de Physique aux deux chercheurs.

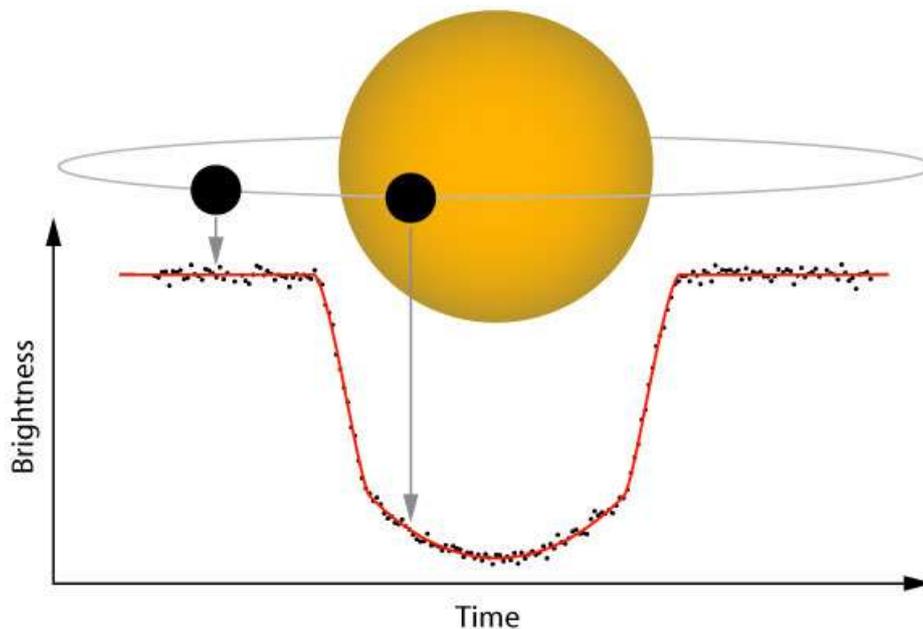


FIGURE 1.3: Illustration d'une courbe de transit d'une exoplanète autour de son étoile hôte. Le flux est représenté en fonction du temps.

Grâce aux progrès technologiques des télescopes à la fin du XX^{ème} siècle, de nouvelles méthodes de détection d'exoplanètes virent peu à peu le jour. En 2005, il a même été possible de détecter des photons émergeant de planètes extra-solaires, à l'aide du VLT et du télescope spatial Spitzer, orbitant autour de la naine brune GPC-2M1207 et de l'étoile GQ Lupi (Neuhäuser et al., 2005). Mais cette technique relève d'une certaine difficulté, puisque la différence de luminosité entre l'étoile et la planète doit être suffisamment faible. Il existe d'autres techniques de détection. C'est le cas du transit exoplanétaire. Vu par un observateur

situé sur Terre, une planète éclipse son étoile en passant devant celle-ci, à condition bien sûr que son orbite intercepte le plan de l'observateur. Dans ce cas, la luminosité du système étoile+planète que l'on enregistre habituellement est affectée par le passage de la planète devant son étoile, on observe alors une baisse de luminosité du système, que l'on appelle le transit primaire. Le concept de transit planétaire est illustré sur la Fig. 1.3. Un transit secondaire, correspondant au moment où la planète passe derrière l'étoile, est également observé, mais est bien plus difficile à évaluer.

En plus d'être un signe direct de la présence de planètes extra-solaires, la méthode du transit permet également de déduire le rayon de l'exoplanète, qui constitue un point de départ fondamental dans la caractérisation de la planète. Dans l'approximation où l'étoile et la planète sont vues comme des disques uniformes depuis la Terre, le flux lumineux stellaire s'écrit ainsi :

$$F = \pi R_*^2 \mathcal{L}_*, \quad (1.8)$$

où \mathcal{L}_* est la luminosité de surface de l'étoile. Ainsi, lors du transit primaire, lorsque la totalité de la surface de la planète éclipse l'étoile, on a alors :

$$\Delta F = F - F', \quad (1.9)$$

où $F = \pi R_*^2 \mathcal{L}_*$ et $F' = \pi \mathcal{L}_* (R_*^2 - R_p^2)$ correspond au flux reçu lorsque la planète éclipse son étoile hôte. La différence de flux s'exprime donc comme

$$\Delta F = \pi \mathcal{L}_* R_p^2. \quad (1.10)$$

Finalement, la baisse de flux relative observée lors du transit exoplanétaire s'écrit donc :

$$\frac{\Delta F}{F} = \left(\frac{R_p}{R_*} \right)^2. \quad (1.11)$$

Le rayon planétaire se déduit ainsi facilement de l'équation précédente :

$$R_p = R_* \sqrt{\left(\frac{\Delta F}{F} \right)}. \quad (1.12)$$

En remplaçant le rayon stellaire par son expression tirée de l'équation 1.7, l'équation 1.12 devient alors :

$$R_p [R_\odot] = \frac{\theta_* [\text{mas}] d [\text{pc}]}{9.298} \sqrt{\left(\frac{\Delta F}{F} \right)}. \quad (1.13)$$

Il existe plusieurs solutions pour accéder au diamètre angulaire d'une étoile. Soit par mesure interférométrique directe (voir section 1.2), soit par l'utilisation d'une relation brillance de surface-couleur (SBCR en anglais, voir section 1.2.3). La SBCR est une méthode indirecte, mais dont l'avantage est qu'elle est facile

à mettre en oeuvre. En effet, une SBCR préalablement étalonnée par interférométrie permet de déduire directement le diamètre angulaire d'une étoile même faible (c'est-à-dire au delà de la magnitude limite des interféromètres). Dans les deux cas, il suffit ensuite d'apporter la distance de l'étoile, à l'aide du catalogue *Gaia* ([Gaia Collaboration, 2016](#)) par exemple, pour en déduire finalement son rayon en utilisant l'équation 1.7, ou bien directement le rayon de l'exoplanète par l'équation 1.13.

Par sa facilité d'utilisation, la méthode des transits constitue un atout majeur dans la détection d'exoplanètes. Sur les 4341 exoplanètes candidates détectées au moment où j'écris ce manuscrit de thèse, 3306 l'ont été par les transits. Plus de 76% des découvertes d'exoplanètes sont ainsi réalisées aujourd'hui par le biais de cette méthode. De ce fait, les transits exoplanétaires occupent une place majeure dans de nombreux projets scientifiques. La détermination des paramètres planétaires, tels que le rayon, la masse et même l'atmosphère pour déduire la zone d'habitabilité par exemple, passe par une caractérisation des étoiles hôtes.

L'effort se porte donc majoritairement sur la détermination du rayon de l'étoile R_* . Il va de soi que l'incertitude sur le rayon de la planète provient principalement de la précision apportée sur la mesure de R_* . Il est ainsi nécessaire de déterminer le plus précisément possible les paramètres stellaires pour la caractérisation des systèmes exoplanétaires. Un quelconque ajout de biais dans la détermination des paramètres stellaires influencera l'exactitude du rayon de l'exoplanète.

Les méthodes des transits stellaires et planétaires possèdent des caractéristiques très similaires. En effet, elles consistent toutes les deux à observer des courbes de lumière stellaires, pour déduire les paramètres fondamentaux des composants de systèmes d'étoiles binaires à éclipses, ou bien d'étoiles hôtes d'exoplanètes. Cette similitude se perçoit à travers les équations 1.7 et 1.13, où la distance des systèmes d'étoiles binaires à éclipses ou bien le rayon des exoplanètes sont déduits d'une même grandeur : le diamètre angulaire stellaire. Les deux méthodes utilisent donc les mêmes paramètres d'entrée, pour finalement déduire des grandeurs différentes.

1.2 L'interférométrie longue base et la relation brillance de surface-couleur (SBCR)

1.2.1 Historique et principe de mesure du diamètre angulaire stellaire

En 1801, le physicien anglais Thomas Young eut l'idée de faire interférer deux faisceaux lumineux afin de comprendre plus en détails le comportement et la nature de la lumière (voir figure 1.4). Le principe est simple : il consiste à faire passer deux faisceaux lumineux à travers deux trous percés dans un support. Une figure d'interférences entre les deux faisceaux est alors observée sur un écran placé derrière le support percé. Par cette expérience, Young démontra le principe de diffraction de la lumière, où l'on observe des alternances entre franges claires et sombres comme motif de diffraction. Par la même occasion, il mit à jour la nature ondulatoire de la lumière. Plus tard, en 1924, Louis de Broglie publie dans sa thèse le postulat de la nature ondulatoire de la matière. Ce postulat fut confirmé trois ans plus tard par Clinton Davisson et Lester Germer en réalisant une expérience des fentes de Young en remplaçant cette fois-ci des faisceaux lumineux par des faisceaux d'électrons. Là encore, des motifs de diffraction sont observés sur l'écran, mettant à jour la fameuse dualité onde-corpuscule.

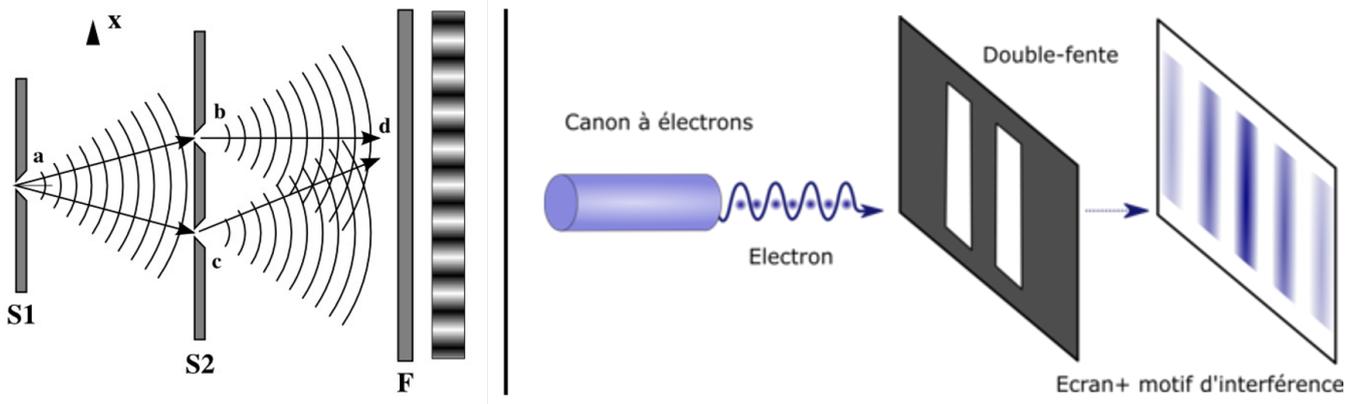


FIGURE 1.4: Schéma descriptif de l'expérience des fentes de Young. A gauche : dans le cas de la lumière. A droite : avec des électrons. On observe dans chaque cas le même motif de diffraction.

Young, par cette expérience, introduit alors pour la première fois la notion d'interférences. Plus tard en 1868, Fizeau publie son idée selon laquelle l'interférométrie serait applicable aux étoiles afin d'en calculer leur diamètre angulaire, c'est à dire le diamètre apparent tel qu'on le voit depuis la Terre. Pour cela, il imagine séparer la lumière de l'étoile en deux, à l'aide de deux diaphragmes disposés devant l'objectif d'une lunette ou d'un télescope. Cette méthode est pour la première fois appliquée par [Stephan \(1871\)](#) à l'aide du télescope de 80cm de l'observatoire de Marseille. Il constata que le diamètre apparent des étoiles est trop faible pour être résolu dans ce télescope. L'expérience est finalement réalisée avec succès plus tard par [Michelson \(1891\)](#), qui calcula le diamètre apparent des satellites de Jupiter. La voie vers une nouvelle méthode de mesure astrophysique s'ouvre ainsi. L'interférométrie attire ensuite la curiosité d'un grand nombre de chercheurs, et sera de plus en plus utilisée. En 1896, [Schwarzschild \(1896\)](#) utilise le principe d'interférométrie pour résoudre la séparation entre les deux composants d'étoiles doubles.

C'est en 1921 que le diamètre angulaire d'une étoile, Bételgeuse, est pour la première fois déduit d'observations interférométriques ([Michelson & Pease, 1921](#)). Pour ce faire, Michelson et Pease ont eu l'idée de construire un interféromètre de 20 pieds (environ 6 mètres) en taille sur le grand télescope de 100 pouces de l'Observatoire Mont Wilson, aux Etats-Unis. Ils placèrent deux miroirs de 6 pouces de diamètre, et firent ainsi interférer les rayons lumineux parvenant de l'étoile jusqu'au foyer du télescope. Ce résultat constitue une avancée en terme d'interférométrie optique. L'accès à la mesure du diamètre angulaire des étoiles est ainsi ouvert. Plus tard, et au vu des résultats encourageants de l'interféromètre du Mont Wilson, Pease élaborera un interféromètre plus grand, d'environ 15 mètres. Malheureusement, ce dernier ne mena pas à de grandes avancées.

L'interférométrie optique est mise en sommeil, jusqu'à ce que [Brown & Twiss \(1954\)](#) imaginent un nouveau type d'interféromètre longue base, pouvant aller jusqu'à 200 mètres, en l'appliquant au domaine des ondes radiométriques, tout en suggérant qu'une méthode analogue est possible en utilisant la lumière visible. La méthode présentée par [Brown & Twiss \(1954\)](#) n'est plus basée sur l'interférence de l'amplitude des ondes, mais sur l'intensité du rayonnement de la source. Ainsi, Brown et Twiss introduisent le concept d'interférométrie d'intensité. [Hanbury Brown \(1956\)](#) utilise ensuite cette méthode pour calculer le diamètre apparent de l'étoile Sirius. Cette découverte connut un franc succès, et donna un regain d'intérêt des chercheurs pour cette pratique physique. Ainsi, un grand nombre d'observations interférométriques ont été menées à l'aide du Narrabri Stellar Intensity Interferometer (NSII) tout le long des années 1960, pour d'abord déduire le diamètre angulaire des étoiles ([Hanbury Brown et al., 1967a,b](#)), mais aussi dans le but de résoudre la séparation d'étoiles binaires ([Herbison-Evans & Cramer, 1969](#)). Ce fut la toute première fois qu'un nombre aussi important de mesures de diamètres angulaires eurent lieu dans l'histoire de l'interférométrie. Cependant, l'interféromètre NSII était limité en magnitude, ainsi seulement les étoiles les plus brillantes pouvaient être observées à cette

époque. Néanmoins, l'interféromètre NSII devint alors le précurseur de l'interférométrie moderne, telle qu'on la connaît de nos jours.



FIGURE 1.5: Photo personnelle du Grand Interféromètre à deux Télescopes (GI2T), que j'ai prise sur le plateau d'observations de Calern, à l'Observatoire de la Côte d'Azur, en octobre 2019 lors de séances d'observations réalisées dans le cadre de ma thèse. On remarque les deux télescopes montés sur des rails coulissants qui permettaient autrefois de régler la distance de la base séparant les deux télescopes.

Dans la même période, [Labeyrie \(1975\)](#) imagine un nouveau concept. Il imagine un interféromètre constitué de plusieurs télescopes, afin de gagner en résolution et dépasser les limites physiques jusqu'alors infranchissables avec les télescopes actuels en interférométrie optique. [Labeyrie \(1975\)](#) construit ainsi le tout premier interféromètre longue base, l'Interféromètre à deux Télescopes (I2T), situé à Nice au Mont Gros, à l'Observatoire de la Côte d'Azur. [Labeyrie \(1975\)](#) obtient pour la première fois des franges d'interférences dans le domaine visible sur l'étoile Vega. La distance séparant les deux télescopes était alors de 12 mètres. Plus tard, [Labeyrie \(1978\)](#) construit le Grand interféromètre à deux Télescopes (GI2T), situé sur le plateau de Calern, à Caussols, dont une photo est montrée sur la figure 1.5.

L'interféromètre 2-télescopes imaginé par Antoine Labeyrie est ainsi considéré comme le précurseur des interféromètres multi-télescopes que nous connaissons aujourd'hui (voir la figure 1.6 pour un schéma descriptif de l'interférométrie à deux télescopes). En effet, des interféromètres impliquant plus que deux télescopes ont ensuite été construits, tels que le Very Large Interferometer Telescope (VLTI) au Chili, ou bien encore le Center for High Angular Resolution Astronomy (CHARA) que l'on décrira dans la section suivante. Le VLTI est doté de 2x4 télescopes, alors que CHARA en possède six. Les grandes ouvertures des télescopes (jusqu'à 8.2 mètres pour le VLTI), combinées aux longues bases pouvant atteindre jusqu'à 130 mètres, permettent d'accéder à des résolutions qui n'avaient jamais été atteintes auparavant. L'interférométrie multi-télescopes a permis de dépasser le cadre des simples mesures de diamètres angulaires des étoiles, pour couvrir maintenant un large ensemble de domaines d'études en astrophysique. Par exemple, l'interférométrie longue base

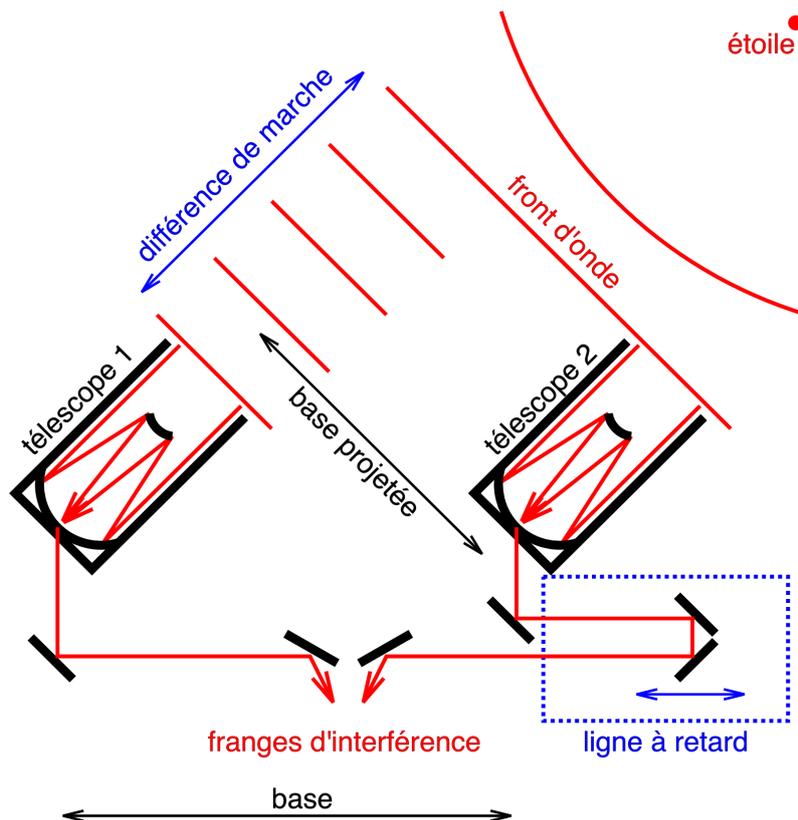


FIGURE 1.6: Schéma expliquant le principe de l'interférométrie longue base à deux télescopes. Les télescopes, séparés d'une distance que l'on nomme la "base", collectent les fronts d'onde arrivant de l'étoile. Des lignes à retard sont utilisées afin de compenser la différence de chemin optique. Les faisceaux sont ensuite recombinaisonnés pour obtenir les franges d'interférences.

fut utilisée pour produire la première image de la surface d'une étoile autre que le Soleil à l'aide de l'interféromètre IOTA (Kraus & Schloerb, 2004) ou CHARA (Monnier et al., 2007). De ce fait, l'interférométrie permet donc de remonter directement à l'étude de la structure même de l'objet. Aussi, l'interférométrie est maintenant largement utilisée dans le but de caractériser des systèmes exoplanétaires (Baines et al., 2007; Ligi et al., 2012, 2015). Le grand nombre d'implications actuelles des interféromètres optiques à longue base démontre la capacité d'adaptation de ce principe physique.

L'intérêt principal d'un interféromètre est la mesure directe du diamètre angulaire des étoiles, mais leur faible taille apparente a longtemps constitué un frein dans la détermination des diamètres angulaires stellaires. Il est possible de calculer le pouvoir de résolution d'un télescope, c'est à dire l'angle minimal séparant deux étoiles pour pouvoir les résoudre distinctement, à l'aide du critère de Rayleigh comme suit :

$$\theta = 1.22 \frac{\lambda}{D}, \tag{1.14}$$

où θ est le pouvoir de résolution théorique du télescope et se calcule en radians, λ la longueur d'onde de l'observation, et D le diamètre du télescope utilisé. De façon analogue, ce critère permet de déduire l'angle minimal de résolution entre deux points d'un même objet. Plus l'angle est petit, plus des détails seront accessibles au télescope. Par l'équation 1.14, il est ainsi facilement déductible que le diamètre du télescope et la longueur d'onde d'observation limitent la résolution des détails d'une étoile. A titre d'exemple, le télescope Hubble, avec son diamètre de 2.4m, a un pouvoir de résolution de 57 milli-seconde d'arc (mas) à une longueur d'onde $\lambda = 560$ nm. Un télescope de 10m de diamètre a quant à lui un pouvoir de résolution de 14 mas. La taille apparente des étoiles étant de l'ordre d'une milli-seconde d'arc, on voit là toute l'importance des grands

diamètres pour la résolution stellaire. Cependant, c'est ce qu'il en est en théorie. En réalité, les observations réalisées sur Terre sont largement contraintes par l'atmosphère. Il a ainsi fallu avant tout imaginer un moyen de contrer l'influence de la turbulence atmosphérique. C'est le début de l'optique adaptative.

Le rayonnement électromagnétique émis par une source lumineuse peut être assimilé, selon la théorie de la diffraction, à la propagation d'un front d'onde. Le but ultime est de mesurer le degré complexe de cohérence spatiale de deux zones données du front d'onde. À cette fin, il suffit de mesurer le contraste et la position transversale des franges d'interférence. En effet, le contraste donne accès au module du degré complexe de cohérence, tandis que la position transversale des franges permet d'obtenir sa phase. La cohérence d'une onde électromagnétique Ψ peut être déterminée par le calcul du degré complexe de cohérence mutuelle (Γ_{12}) entre deux points séparés par une distance B :

$$\Gamma_{12} = \frac{|\Psi_1 \Psi_2^*|}{\sqrt{|\Psi_1|^2 |\Psi_2|^2}}. \quad (1.15)$$

Le module du degré complexe de cohérence est obtenu par la transformée de Fourier de la distribution d'intensité de la source prise à une certaine fréquence spatiale $\frac{\vec{B}}{\lambda}$, où \vec{B} est le vecteur de la ligne de base projetée et λ est la longueur d'onde à laquelle l'observation est effectuée. D'après le théorème de Van Cittert-Zernike, la transformée de Fourier de la fonction de distribution d'intensité d'une source incohérente est égale à sa visibilité complexe V^2 . En notant \tilde{O} la transformée de Fourier de la distribution de brillance de l'étoile, on a alors :

$$V^2 = \frac{\tilde{O}\left(\frac{B}{\lambda}\right)}{\tilde{O}(0)}. \quad (1.16)$$

Ainsi, avec un ensemble de plusieurs télescopes, et en échantillonnant suffisamment le plan de Fourier, il est finalement possible d'obtenir l'image de l'objet. De plus, plus la base est longue, meilleure est la résolution angulaire. En supposant l'étoile comme un disque uniforme, et donc sa luminosité comme étant uniforme le long du disque stellaire, l'équation 1.16 s'écrit alors :

$$V^2(x) = \left| \frac{2J_1(x)}{x} \right|^2, \quad (1.17)$$

où $J_1(x)$ est la fonction de Bessel au premier ordre, et

$$x = \frac{\pi B \theta_{UD}}{\lambda}, \quad (1.18)$$

où B est la longueur de base projetée en mètres, λ la longueur d'onde d'observation en mètres, et θ_{UD} le diamètre angulaire uniforme de la source (en mas). Comme tout instrument optique, l'interféromètre doit être étalonné pour chaque observation. Un calibre (c'est-à-dire une étoile de référence) est ainsi utilisé pour estimer la fonction de transfert T^2 de l'instrument, qui correspond à la dégradation du contraste des franges (ou de la visibilité) due à l'instrument, à la masse d'air et à la turbulence atmosphérique lors des observations.

La fonction de transfert de l'interféromètre est ainsi calculée de la manière suivante :

$$T^2 = \frac{\mu_*^2}{V^2}, \quad (1.19)$$

où μ_*^2 est la visibilité brute au carré du calibrateur telle que mesurée par l'instrument, et V^2 est le carré de la visibilité théorique attendue, calculée à partir de l'équation 1.17. Un exemple de calibration de visibilités brutes de l'étoile HD886 observée par l'instrument VEGA (voir la section 1.2.2 pour une description de l'instrument) est montré à gauche de la figure 1.7.

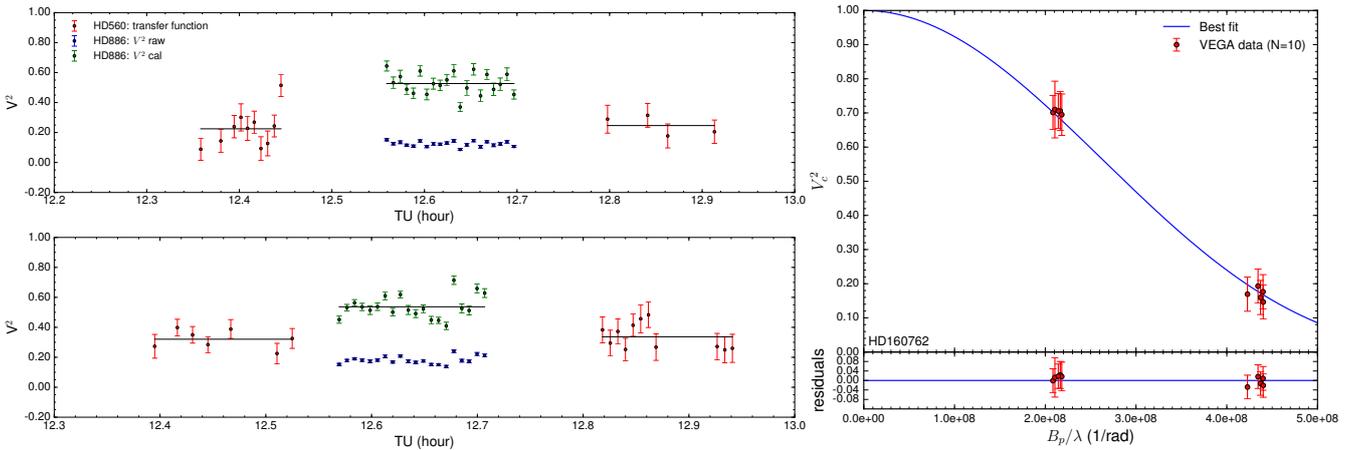


FIGURE 1.7: A gauche : séquences temporelles des visibilités brutes d'HD886 (points bleus), acquises les 20 et 22 août 2019 (respectivement graphiques supérieur et inférieur) avec l'instrument VEGA, et de ses visibilités calibrées (points verts) à l'aide de la fonction de transfert calculée par l'étoile de référence HD560 (points rouges). A droite : exemple de courbe de visibilité obtenue après calibration des visibilités brutes pour l'étoile HD160762, en considérant un modèle d'assombrissement centre-bord linéaire.

Le calibrateur idéal est un objet qui n'est pas résolu par la ligne de base considérée de l'interféromètre, et qui aurait donc des visibilités carrées égales à 1. En pratique, il est difficile de trouver un tel objet car trop faible en flux. On prend donc généralement des objets dont le diamètre est le plus petit et le plus précis possible, pour atteindre des valeurs de visibilités les plus hautes possible. Une fois les visibilités mesurées et calibrées, il est alors possible de déduire ce qu'on appelle une "courbe de visibilité", dont le seul paramètre libre est le diamètre angulaire de l'étoile. Une approche plus réaliste tend à considérer l'assombrissement centre-bord des étoiles, et ainsi déterminer un diamètre assombri θ_{LD} et non plus un diamètre uniforme θ_{UD} . Dans le cas d'une description linéaire de l'assombrissement centre bord, la visibilité d'un tel modèle, telle que décrite dans Hanbury Brown et al. (1974), s'écrit de la manière suivante :

$$V^2(x) = \left(\frac{3 - u_\lambda}{6}\right)^{-2} \times \left[(1 - u_\lambda) \frac{J_1(x)}{x} + u_\lambda \left(\frac{\pi}{2}\right)^{1/2} \frac{J_{3/2}(x)}{x^{3/2}} \right]^2, \quad (1.20)$$

où x est le paramètre introduit par l'équation 1.18, mais qui dépend cette fois ci de θ_{LD} et non plus θ_{UD} . Le diamètre angulaire de l'étoile θ_{LD} est alors déduit à l'aide d'une méthode d'ajustement des moindres carrés. Un exemple de courbe de visibilité pour l'étoile HD160762 est illustré à droite de la figure 1.7.

1.2.2 Interférométrie 4-télescopes avec l'instrument VEGA

Durant ma thèse, j'ai effectué des mesures interférométriques avec l'instrument Visible spEctroGraph and polArimeter (Mourard et al., 2011, 2009, VEGA) installé au Centre de HAute Résolution Angulaire (ten Brummelaar et al., 2005, CHARA), un système interférométrique situé au Mont Wilson, aux Etats-Unis. Le système interférométrique CHARA est équipé de 6 télescopes (E1, E2, S1, S2, W1, W2) de 1 mètre de diamètre disposés sur un réseau en forme de "Y" avec des lignes de base allant de 30 à 330 mètres. CHARA offre ainsi de nombreuses configurations possibles pour l'interférométrie. Une représentation de CHARA est illustrée sur la partie gauche de la figure 1.8 ci-dessous.

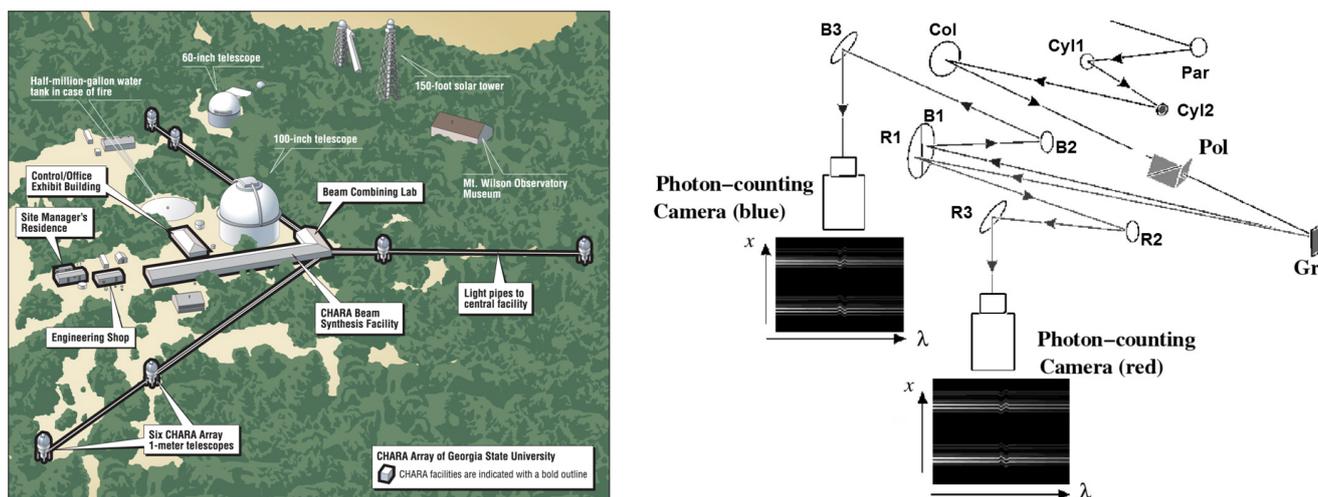


FIGURE 1.8: A gauche : vue d'ensemble du système interférométrique CHARA sur le Mont Wilson et de ses 6 télescopes, où l'on peut facilement distinguer sa forme caractéristique en "Y". A droite : disposition optique du spectrographe VEGA depuis son entrée (en haut à droite) jusqu'aux deux sorties représentées par les détecteurs de comptage de photons (caméras rouge et bleue) telle que montrée dans Mourard et al. (2009).

L'interféromètre CHARA est également équipé de six instruments : PAVO, FLUOR, CLIMB, MIRC, CLAS-SIC et VEGA. C'est ce dernier que j'ai utilisé afin de réaliser mes observations interférométriques. VEGA est un spectrographe opérant dans le domaine visible entre 450 et 850 nm, offrant plusieurs résolutions spectrales : la basse résolution (R3) de 1700, une moyenne résolution (R2) de 5000 et la haute résolution (R1) de 30 000. L'instrument VEGA permet l'utilisation de jusqu'à 4 faisceaux provenant de 4 télescopes différents. Le spectrographe est équipé de deux détecteurs à comptage de photons appelés caméra "rouge" et "bleue" (voir partie droite en figure 1.8), du fait des deux domaines spectraux différents que couvrent ces caméras : autour de H_β pour la caméra bleue et H_α pour la caméra rouge.

L'interférométrie est cependant limitée en magnitude pour déduire le diamètre angulaire des étoiles. Les SBCRs offrent une alternative intéressante.

1.2.3 Définition et premières relations brillance de surface-couleur

La relation brillance de surface-couleur est utilisée dans le but de déterminer des diamètres angulaires d'étoiles à partir d'observations photométriques. Il y a tout d'abord plusieurs termes à définir. Premièrement, la brillance de surface. Il est d'usage d'employer différentes définitions du flux stellaire, comme la luminosité L_* d'une étoile, le flux bolométrique f_{bol} ou bien encore les magnitudes apparente m_λ et absolue M_λ . La brillance de surface d'une étoile n'est autre qu'une nouvelle définition d'un flux apparent, c'est à dire tel qu'on le perçoit sur Terre. Par définition, la brillance de surface correspond à une densité de flux reçue par unité d'angle solide, et est exprimée en magnitude. C'est en 1969 qu'Adriaan Jan Wesselink introduit pour la toute

1. Les paramètres fondamentaux des étoiles, des planètes, et les distances dans l'univers

première fois la notion de brillance de surface (Wesselink, 1969). Sa définition mathématique repose sur l'approximation du corps noir, c'est à dire que les étoiles sont considérées comme des objets absorbant tous les rayonnements électromagnétiques qu'ils reçoivent. L'agitation induite de cette absorption provoque un rayonnement thermique, appelé "rayonnement du corps noir", le spectre qui en résulte ne dépend que de la température de l'étoile. Wesselink (1969) définit ainsi la brillance de surface d'une étoile, notée S_V , de la manière suivante :

$$S_V = -10 \log T_{\text{eff}} - BC + \text{const}, \quad (1.21)$$

où T_{eff} est la température effective de l'étoile, c'est à dire la température correspondant au maximum d'émission du rayonnement du corps noir, et $BC = M_{\text{bol}} - M_V$ la correction bolométrique correspondant à la bande spectrale utilisée (ici il s'agit de la bande visible V). Wesselink (1969) ouvre ainsi le chemin vers un nouveau domaine d'étude. Plus tard, Barnes & Evans (1976) utilisent la définition de Wesselink (1969) pour s'affranchir de la constante et calibrer une nouvelle définition, cette fois-ci notée F_V . Celle-ci s'exprime de la manière suivante :

$$F_V = \log T_{\text{eff}} + 0.1BC. \quad (1.22)$$

Il est facile d'identifier un lien entre F_V et S_V . En effet, on remarque que $F_V = -0.1S_V + C$. Dans l'approximation des corps noirs, la température effective peut être exprimée en fonction du rayon de l'étoile et de sa luminosité suivant la loi de Stefan-Boltzmann :

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4, \quad (1.23)$$

où $\sigma \approx 5.670\,374 \times 10^{-8} \text{ W.m}^{-2}.\text{K}^{-4}$ est la constante de Stefan-Boltzmann. En injectant cette équation dans la température effective de l'équation 1.22, et en développant l'expression de la correction bolométrique, Barnes & Evans (1976) obtiennent une nouvelle définition de la brillance de surface F_λ pour une bande spectrale donnée, qui s'écrit maintenant :

$$F_{\lambda_0} = C - 0.1m_{\lambda_0} - 0.5 \log \theta. \quad (1.24)$$

L'indice "0" apposé à la magnitude apparente m_λ mesurée dans une bande spectrale λ signifie qu'elle a été corrigée de l'absorption interstellaire due à la poussière, θ est le diamètre angulaire de l'étoile, et C est un coefficient dépendant de la magnitude bolométrique du Soleil $M_{\text{bol}\odot}$, du flux solaire total f_\odot et de la constante de Stefan-Boltzmann σ par la relation suivante (Fouque & Gieren, 1997) :

$$C = 0.1M_{\text{bol}\odot} + 1 + 0.25 \log \frac{4f_\odot}{\sigma}. \quad (1.25)$$

Ce coefficient ne dépend alors que des constantes solaires. La valeur 4.2207 introduite par Fouque & Gieren (1997) était jusqu'alors très largement utilisée dans le calcul des brillances de surface. Cependant, en utilisant les constantes solaires données dans Mamajek et al. (2015b), j'ai recalibré ce coefficient, et ai trouvé une valeur de 4.2196 (Salsi et al., 2020a), qui est légèrement différente de la valeur utilisée jusqu'alors. Les

détails du calcul de ce coefficient se trouvent dans la section 2.3.1. D'après l'équation 1.24, et connaissant la relation directe entre F_λ et S_λ , on a alors :

$$S_{\lambda_0} = m_{\lambda_0} + 5 \log \theta. \quad (1.26)$$

La deuxième notion physique à définir est la couleur des étoiles. Celle-ci se calcule par la simple différence entre deux magnitudes apparentes mesurées dans deux bandes spectrales différentes. Un grand nombre de combinaisons de couleurs sont ainsi possibles. Wesselink (1969) identifia une corrélation entre la brillance de surface S_V de l'étoile et sa couleur $(m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2})_0$. La relation qui découle de cette corrélation, que l'on appelle la relation brillance de surface-couleur, se traduit par l'expression suivante :

$$S_{\lambda_1} = \sum_{n=0}^N C_n (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2})_0^n, \quad (1.27)$$

où n est le degré de la régression polynomiale entre la brillance de surface et la couleur de l'étoile, C_n les coefficients déterminés par l'ajustement de la relation, et $(m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2})_0$ la couleur de l'étoile corrigée de l'extinction interstellaire.

Le paramètre qui fait le lien entre les transits stellaires et planétaires est le diamètre angulaire (comme dit au début de la section 1.1). La SBCR est un outil simple d'utilisation qui permet d'estimer le diamètre angulaire stellaire à l'aide de simples mesures photométriques. En effet, d'après l'équation 1.24, ce dernier se calcule de la manière suivante :

$$\theta = 10^{8.4392 - 0.2m_{\lambda_0} - 2F_{\lambda_0}}. \quad (1.28)$$

La SBCR est étalonnée par interférométrie, en mesurant le diamètre angulaire d'un échantillon d'étoiles et en calculant la brillance de surface résultante de l'équation 1.24 ou 1.26, selon la définition qu'on utilise. La première relation brillance de surface-couleur historique a été étalonnée par Wesselink (1969) en fonction de la couleur $(B - V)_0$, et est illustrée par la figure 1.9. S'en sont suivis d'autres étalonnages notables, comme les travaux de Barnes et al. (1978) et Bell & Gustafsson (1980), qui élaborèrent des relations entre la brillance de surface et plusieurs couleurs, telles que $(B - V)_0$, $(V - R)_0$ ou $(R - I)_0$. Plus tard, Bell & Gustafsson (1980) étendent l'application des SBCRs aux Céphéides, suivis de Fouque & Gieren (1997), di Benedetto (1998), mais aussi Kervella et al. (2004a).

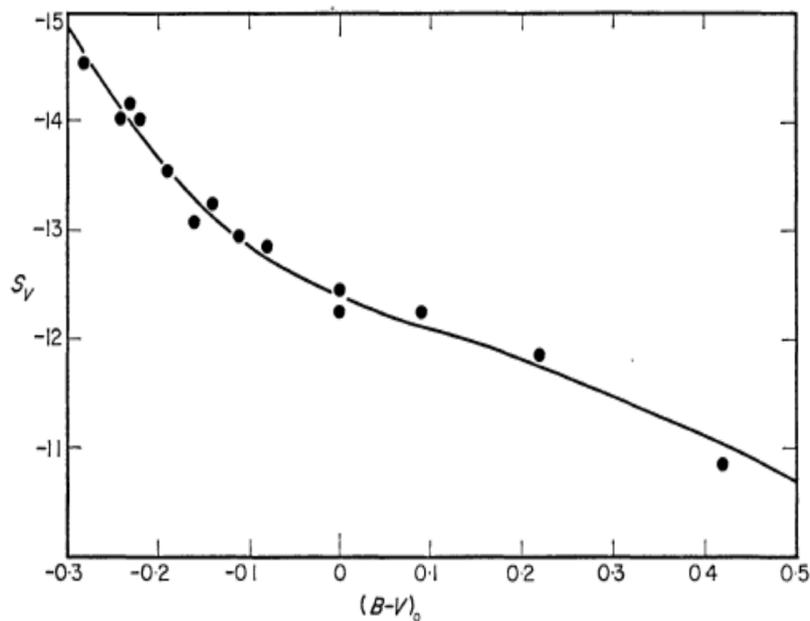


FIGURE 1.9: Première relation brillance de surface-couleur étalonée par [Wesselink \(1969\)](#) dans le domaine de couleur $-0.3 < (B - V)_0 < 0.5$ mag, obtenue en utilisant l'équation 1.21 après avoir mesuré la T_{eff} et la correction bolométrique BC d'un échantillon d'étoiles.

Actuellement, les étalonnages les plus précis permettent d'estimer des diamètres angulaires à 1% (voir section 1.3.4). Cependant, des incohérences apparaissent pour des couleurs extrêmes. C'est le cas notamment des étoiles précoces ($V - K < 1$ mag), et des étoiles très tardives ($V - K > 5$ mag), pour lesquelles les différentes relations existantes donnent des résultats incohérents à plus de 7%. Un état des lieux des SBCRs étalonées pour les étoiles précoces et tardives est présenté dans la section 2.1.1 du chapitre 2. L'étalonnage de ces relations et la résolution de tels problèmes aura été l'un des objectifs majeurs de ma thèse.

J'ai présenté deux méthodes de détermination du diamètre angulaire θ : l'interférométrie et les SBCRs. Ces mesures du diamètre angulaire sont précieuses pour l'étude des binaires à éclipses (distances extragalactiques) et des exoplanètes en transit (rayon des planètes). Je vais maintenant montrer comment la méthodologie présentée dans cette thèse s'insère dans le cadre général de la détermination des distances (voir section 1.3), et la caractérisation des exoplanètes (voir section 1.4).

1.3 Les distances dans l'univers et la constante de Hubble

1.3.1 Les méthodes de détermination de distances dans l'univers

1.3.1.1 Les premières notions de distances en astronomie

Lorsque nous regardons le ciel nocturne, nous pouvons découvrir des milliers de points, plus ou moins brillants. Certains errent dans la voûte céleste, d'autres semblent totalement figés d'un jour à l'autre, et forment ainsi un décor immuable. Cette immuabilité, observée du temps des grecs anciens, a entraîné le nom "d'étoiles fixes" à ces points inertes. Au contraire des six astres errants déjà identifiables à cette époque dans le ciel de nuit (Mercure, Vénus, Lune, Mars, Jupiter et Saturne), à qui l'on attribua la désignation "planètes" ("astre errant" en ancien grec), devenu "planète" aujourd'hui. A première vue, nul ne peut estimer quelle distance sépare l'observateur de ces astres. Chaque étoile semble aussi éloignée de nous qu'une autre. C'est pourquoi les grecs anciens imaginaient que toutes les étoiles se situaient à la même distance de la Terre. Ils ont ainsi

développé le modèle d'un univers avec la Terre en son centre, entourée d'un monde supralunaire parfait, où les planètes décrivent des trajectoires en cercles autour de la Terre, et les étoiles collées sur une sphère suspendue dans l'espace, fixe et immobile, qu'ils baptisèrent "la sphère des fixes". Une représentation de ce modèle géocentrique est illustrée sur la figure 1.10. Bien qu'ignorant tout de la nature exacte de ces étoiles, les civilisations anciennes n'en démordaient pas pour autant sur l'intérêt qu'elles portaient à ces astres. Fascinés, passionnés, certains commencèrent à les relier entre elles, pour y apercevoir des animaux, comme un taureau, un lion ou un scorpion, alors que d'autres semblaient y voir une connotation plus symbolique, avec des représentations personnifiées, telles qu'Orion (figure 1.10, image de droite), Andromède ou bien encore Cassiopée. Les constellations, telles que nous les connaissons aujourd'hui, naquirent, et servirent ainsi pendant longtemps comme premier repère de navigation sur Terre.

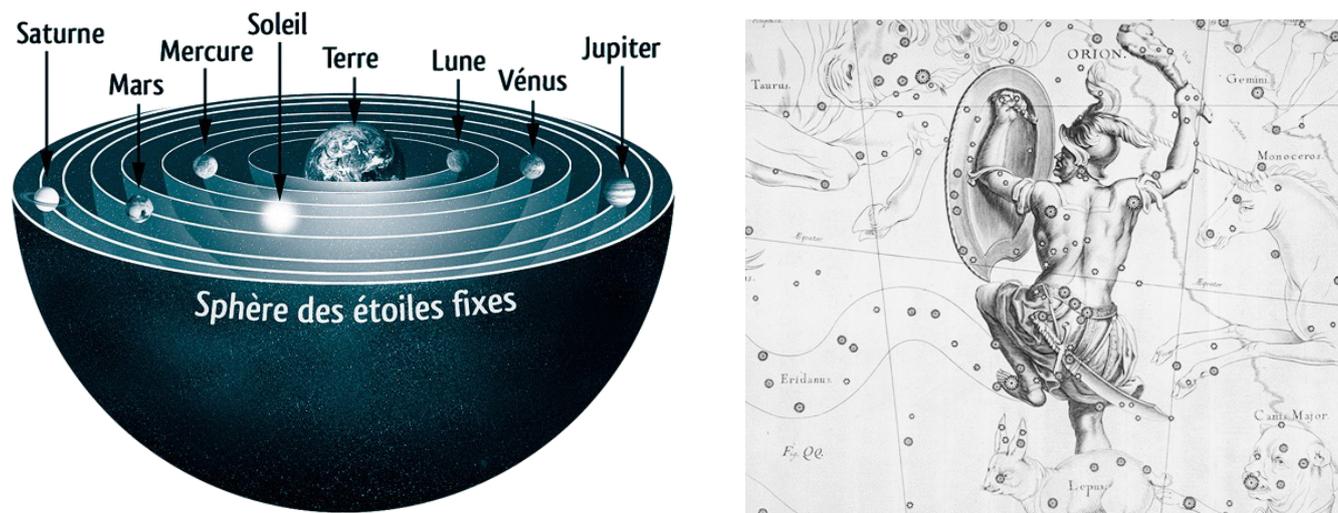


FIGURE 1.10: A gauche : le modèle géocentrique tel que l'imaginait la civilisation grecque : les planètes, la Lune et le Soleil décrivent des cercles parfaits autour de la Terre. Les étoiles sont figées sur la sphère des fixes, qui englobe la totalité de l'univers. A droite : la constellation d'Orion, dessinée par Johannes Hevelius en 1687. La vue est inversée pour correspondre à celle d'un miroir à travers un télescope.

En 300 avant J-C., Aristote, philosophe grec de l'Antiquité, observe les éclipses lunaires et remarque la courbure de l'ombre de la Terre projetée sur la surface lunaire. Ceci constitue l'une des premières observations rapportées de la sphéricité de la Terre, et est à l'origine de la représentation d'une Terre ronde dans le modèle géocentrique grec. Bien qu'Héraclite ait suggéré que la Terre tourne, notre planète semble indiscutablement immobile sous nos pieds et rien ne pouvait prouver d'une rotation à l'époque. C'est pourquoi la Terre, au contraire des planètes, de la Lune et du Soleil, est représentée immobile dans le système géocentrique grec. Durant la même époque, c'est un autre philosophe grec, Aristarque de Samos, qui s'intéressera aux éclipses lunaires et établira des premiers calculs historiques de distance. Il remarqua d'abord qu'en une heure, la Lune se déplaçait dans le ciel d'une distance équivalente à son diamètre. De plus, il observa que la partie totale des éclipses lunaires durait environ deux heures. Il en déduisit ainsi que le diamètre de l'ombre projetée sur la surface de la Lune était de 3 diamètres lunaires, ce qui l'emmena à la conclusion que le diamètre de la Terre était 3 fois supérieur à celui de la Lune. Bien qu'aucune échelle de distances ne soit établie à cet instant, il fut capable d'établir une notion de rapport de tailles incroyablement précise pour l'époque (en réalité, le diamètre de la Terre est 3.7 fois plus grand que celui de la Lune), et ses observations marquèrent le début d'un engouement sans fin pour les calculs de taille et de distance dans l'Univers.

Dans le même temps, l'astronome et mathématicien grec Ératosthène réalisa l'une des expériences les plus connues de l'histoire de l'astronomie. Ce dernier utilise les positions relatives des ombres à Syène (aujourd'hui Assouan) et à Alexandrie, deux villes se situant sur le même méridien, pour déduire la circonférence

de la Terre. À l'aide de gnomons¹, il a mesuré l'angle entre le rayonnement solaire et la verticale à ces deux positions. Il a pris soin de réaliser ses mesures lors du solstice d'été, le 21 juin à midi solaire local, puisque c'est à ce moment précis de l'année que, dans l'hémisphère nord, le Soleil occupe la position la plus élevée au-dessus de l'horizon. Lors d'une observation précédente, Ératosthène avait remarqué qu'aucune ombre n'était visible dans un puits à Syène. Par conséquent, il en avait déduit que le Soleil se trouvait à l'exacte verticale et que sa lumière éclairait directement le fond du puits. Mais le même jour à la même heure à Alexandrie, le gnomon a montré une ombre, ce qui signifiait que le Soleil n'était pas à la verticale à cet endroit. En comparant la taille de l'ombre à la hauteur du gnomon, il a trouvé un angle de 7.2 degrés entre le rayonnement solaire et la verticale, ce qui correspond à 1/50e de la circonférence d'un cercle. Bien que la méthode utilisée par Ératosthène pour mesurer la distance entre ces deux endroits n'est toujours pas connue à ce jour², il a estimé que ces villes étaient éloignées de 5 000 stades. Ainsi, son expérience avec les gnomons traduisant d'une circonférence terrestre 50 fois plus grande, cela le conduisit à une estimation de 250 000 stades, ce qui correspond à environ 40 000 kms, soit une valeur incroyablement proche de ce que l'on mesure aujourd'hui (40 075 kms à l'équateur). C'est cette exactitude dans la valeur d'Ératosthène, malgré les imprécisions reposant majoritairement sur la distance Alexandrie-Syène, qui rendit son expérience si célèbre.

1.3.1.2 La parallaxe : la clef pour la détermination des distances

Malgré l'engouement suscité autour des rapports de taille et de distance, les estimations de distance ne dépassèrent guère les objets "proches" de l'Univers. Pendant près de deux millénaires, et malgré la conscience collective naissante d'un univers qui semblait plus grand que ce qu'on imaginait, personne ne fut capable de trouver une méthode permettant d'estimer la distance d'une étoile. En effet, le système géocentrique jusqu'alors toujours d'actualité, ne permettait pas d'établir de telles méthodes. Il a fallu attendre l'année 1543, pour que l'astronome polonais Nicolas Copernic publie, au moment de sa mort, l'oeuvre de toute son existence : *De Revolutionibus Orbium Coelestium*. Pour la première fois, un système avec le Soleil en son centre, dit "héliocentrique", est mis à jour, sous la pression constante d'une Église qui condamne tout homme partageant des pensées contraires aux croyances actuelles. Bien que révolutionnaire, celui-ci ne reproduisait toujours pas les observations, et des épicycles étaient encore nécessaires pour expliquer pleinement le mouvement rétrograde des planètes dans le ciel. Ce mystère fut résolu en 1609 par un certain Johannes Kepler, qui observa le mouvement elliptique des planètes, jusqu'alors supposé comme parfaitement circulaire. Kepler signa alors une découverte historique qui changea définitivement la conscience d'un Univers centré sur la Terre, vers un système héliocentrique. Par la suite, Kepler introduit une nouvelle notion de distance, l'unité astronomique, correspondant à la distance Terre-Soleil, que l'Union Astronomique Internationale a fixé en 2012 à 149 597 870 700 mètres exactement.

C'est ainsi qu'en 1838, l'astronome et mathématicien allemand Friedrich Wilhelm Bessel, pionnier de l'astronomie de précision, calcula pour la première fois la distance d'une étoile. Pour ce faire, il ne choisit pas une étoile au hasard. En effet, il observa que l'étoile 61 Cygni, de la constellation du Cygne donc, avait un mouvement relativement rapide dans le ciel nocturne en comparaison des étoiles aux alentours. Il en déduisit que cette étoile se trouvait relativement proche de la Terre. En l'observant sur 18 mois, et en utilisant un héliomètre³, Bessel observa que l'étoile décrivait une ellipse dont le demi-grand axe était égal à 0.314 seconde d'angle. Ainsi, il déduisit que l'étoile se trouvait à une distance égale à 648 000 fois le demi-grand axe de l'orbite terrestre, soit près de cent mille milliards de kilomètres. Face à de telles distances, on introduisit plus tard le terme "d'année lumière", qui correspond à la distance que parcourt la lumière en un an terrestre.

1. Un gnomon est un objet vertical planté ou posé à même le sol. La projection de son ombre permet de déterminer l'avancée de la journée à une position donnée sur Terre, tandis que la longueur de l'ombre traduit l'avancée des saisons.

2. Une légende évoque qu'Ératosthène aurait compté le nombre de pas de chameau pour parcourir une telle distance.

3. L'héliomètre est un instrument qui permet de mesurer avec précision l'écart angulaire entre deux étoiles relativement proches l'une de l'autre.

Cette distance, égale à 9 461 milliards de kilomètres, place l'étoile 61 Cygni à 10.4 années lumière de la Terre selon les calculs de Bessel. Cette mesure, publiée dans les *Astronomische Nachrichten*, fut considérée comme l'une des plus grandes avancées jamais réalisées en astronomie pratique. De par cette découverte, Bessel introduisit ainsi une nouvelle méthode de détermination des distances : la parallaxe. Cette méthode, encore très largement utilisée de nos jours, repose sur un concept très simple. Du fait de la rotation de la Terre autour du Soleil, toutes les étoiles ont un mouvement apparent plus ou moins important au fil de l'année dans le ciel nocturne. Si l'on parvient à mesurer le déplacement apparent d'une étoile par rapport à des repères, à deux dates A et B séparées d'exactly 6 mois d'intervalle, la Terre aura ainsi parcouru deux fois le demi-grand axe de son orbite, et par une simple relation trigonométrique, on peut donc remonter à sa distance de la même manière que Bessel l'a fait. Ce principe, appelé "parallaxe annuelle", est illustré en figure 1.11.

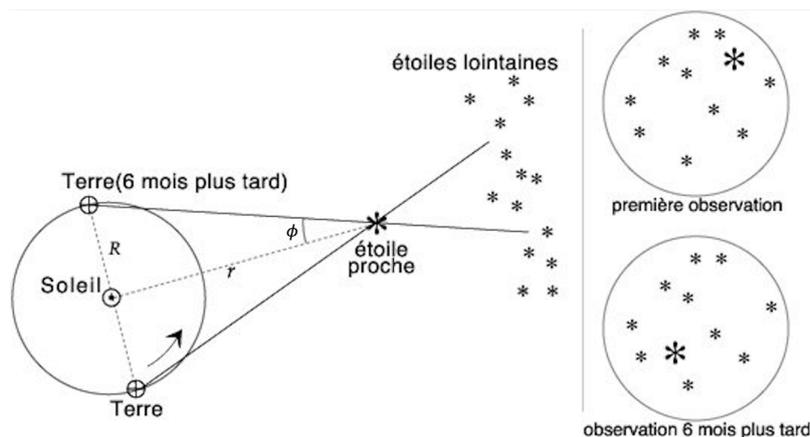


FIGURE 1.11: Schéma descriptif du principe de la parallaxe. À droite, on remarque la position apparente changeante de l'étoile sur la voûte céleste en fonction de la période à laquelle on l'observe.

Ce phénomène de parallaxe est observable à tout moment par chacun d'entre nous. En effet, il existe une expérience bien connue de tous pour mettre en lumière ce procédé. Lorsque l'on observe un objet en face de soi, nous le voyons à une certaine position de l'espace dans lequel nous nous trouvons. Lorsque nous fermons un oeil, l'objet semble se "déplacer" dans l'espace. En réalité, il ne se déplace pas, mais le fait d'avoir fermé un oeil a changé l'angle sous lequel l'objet était vu. De la même manière que l'on calcule une parallaxe annuelle à deux positions opposées de la Terre sur son orbite, nos yeux nous permettent donc de prendre compte de ce phénomène.

S'en sont ensuite suivis des travaux autour des distances dans l'Univers, qui étaient maintenant à la portée de tous. C'est ainsi que les astronomes de la fin du XIX^e siècle firent rapidement face à des distances incroyablement grandes, et prirent compte petit à petit de l'immensité de notre Univers. Par la suite, en 1906, une nouvelle échelle de distance est proposée par l'astronome allemand Hermann Kobold. En se basant sur la méthode de la parallaxe, il définit une nouvelle distance comme étant la distance pour laquelle une unité astronomique (et donc la distance Terre-Soleil) est vue sous un angle d'une seconde d'arc. Ainsi, le terme "parsec" (contraction de "parallax" et "second") est né, et équivaut à 3.26 années lumière. Connaissant la parallaxe annuelle d'un astre, sa distance est ainsi déduite par la simple relation suivante :

$$d [\text{pc}] = \frac{1 [\text{AU}]}{\pi [\text{sec}]} \quad (1.29)$$

La parallaxe est notée " π ", et correspond à l'angle ϕ sur la figure 1.11. Toutes les parallaxes annuelles étant inférieures à la seconde d'arc, elle est donc communément exprimée en milli seconde d'arc (que l'on

note "mas", pour "milli arc second" en anglais), dans ce cas l'équation 1.29 doit être multipliée par un facteur 1000. A partir de ce moment, il devient facile de calculer la distance de n'importe quelle étoile. Depuis, son utilisation a largement été étendue, puisque le parsec dispose aujourd'hui d'une place importante au sein de la communauté scientifique.

Le début du 20ème siècle a marqué le commencement d'une nouvelle ère dans les déterminations de distance dans l'Univers. La parallaxe annuelle n'étant pas suffisante pour calculer des distances extragalactiques, c'est à dire au delà de notre Voie Lactée, les astrophysiciens ont dû chercher de nouveaux moyens afin de calibrer les échelles de distances dans notre Univers.

1.3.1.3 La pulsation stellaire comme indicateur de distance

Les astrophysiciens vont se concentrer sur ce qu'il leur était atteignable jusqu'alors, les étoiles. Au fur et à mesure des découvertes, de nouveaux types d'étoiles vont être identifiés. En 1784, l'astronome anglais John Goodricke observe pour la première fois une étoile de type Céphéide (nom qu'il donna après avoir identifié ce nouveau type d'étoiles en observant l'étoile Delta Cephei dans la constellation de Céphée). Les Céphéides sont des étoiles variables, c'est à dire que leur luminosité varie de manière périodique sur un intervalle de temps fini. Dans les années 1910, l'astronome américaine Henrietta Leavitt s'occupe de mesurer et cataloguer la luminosité des étoiles à l'université d'Harvard. En étudiant les étoiles Céphéides dans les nuages de Magellan, elle s'aperçoit que la période de variation de luminosité des Céphéides est d'autant plus grande que l'étoile est brillante. Ainsi, elle développe pour la première fois en 1912 (Leavitt & Pickering, 1912) la fameuse relation période-luminosité des Céphéides, qui s'écrit :

$$\langle M \rangle = a \log P + b, \tag{1.30}$$

où $\langle M \rangle$ est la magnitude absolue moyenne de l'étoile, P sa période de pulsation (i.e. l'intervalle de temps séparant deux maximum ou minimum dans la courbe de luminosité), et a et b deux constantes dépendant de la longueur d'onde. Le premier graphique historique de cette relation période-luminosité est montré ci-dessous sur l'image de gauche de la figure 1.12.

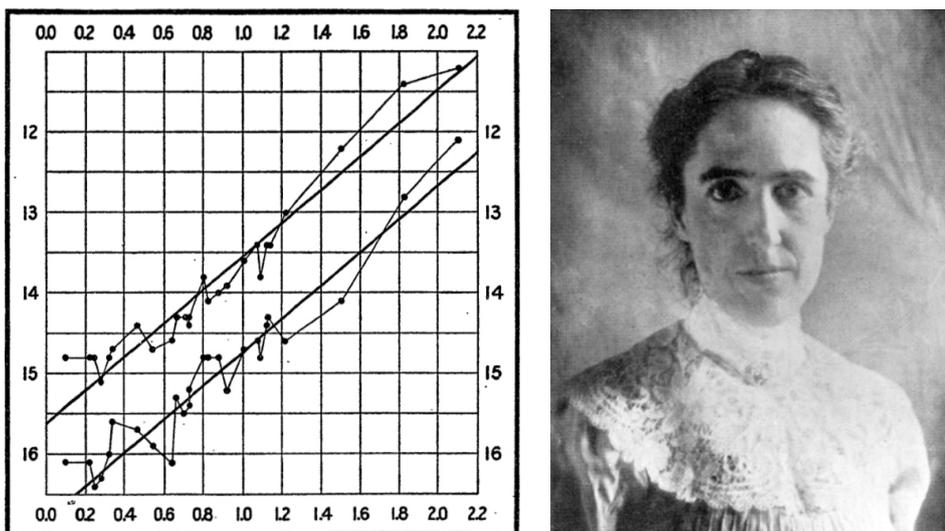


FIGURE 1.12: A gauche : premier graphique démontrant la relation période-luminosité des Céphéides (Leavitt & Pickering, 1912). Le logarithme de la période de pulsation représente l'axe des abscisses, tandis que l'axe des ordonnées correspond à la magnitude absolue moyenne. A droite : une photographie d'Henrietta Swan Leavitt.

Par cette relation, il est clair qu'une étoile possédant une période de pulsation plus grande aura une magnitude absolue moyenne plus importante. Ainsi, par une détermination de la période de l'étoile, on accède de manière simple à sa magnitude absolue en utilisant la relation période-luminosité présentée ci-dessus. La distance de l'étoile est ensuite déduite grâce au module de distance :

$$\mu = m - M = 5 \log D - 5, \quad (1.31)$$

où m est la magnitude apparente de l'étoile, telle qu'on la mesure sur Terre, et D le distance qui nous sépare de l'astre. De simples mesures photométriques permettent ainsi de remonter aisément à leur distance. Les Céphéides sont de nos jours utilisées comme puissants calibrateurs de distances extragalactiques, puisqu'il est en effet possible d'isoler ce type d'étoiles dans d'autres galaxies proches comme les nuages de Magellan ou bien la galaxie d'Andromède. La méthode consiste à observer un échantillon de Céphéides dans ces galaxies. La distance moyenne qui sort de cet ensemble d'étoiles correspond donc en première approximation à la distance qui nous sépare de la galaxie à laquelle ces étoiles appartiennent.

L'accès aux distances extragalactiques est facilité par la remarquable brillance des Céphéides. En effet, il existe d'autres types d'étoiles variables, comme les RR Lyrae, mais leur faible luminosité implique une utilisation assez locale, au sein de notre galaxie ou bien dans les galaxies naines du groupe local, dépourvues de Céphéides. Là aussi, une simple relation entre la magnitude absolue moyenne et leur période de variation, plus courte que celle des Céphéides, permet de déduire la distance de ces étoiles. L'étude des propriétés physiques des étoiles est donc un moyen efficace de calibrer les distances extragalactiques.

1.3.1.4 La méthode de Baade-Wesselink

De par leur découverte, les étoiles variables ont longtemps fasciné les astronomes. Quand [Leavitt & Pickering \(1912\)](#) identifient la corrélation entre la luminosité intrinsèque des Céphéides et leur période, ils ouvrent la voie à de nombreux travaux portés sur les propriétés physiques de ces étoiles. C'est le cas de [Baade \(1926\)](#) et [Wesselink \(1946\)](#), qui développèrent la méthode de Baade-Wesselink, de leurs noms. Cette méthode s'applique également à la pulsation des étoiles variables, et plus particulièrement les Céphéides et les RR Lyrae, pour en déterminer leur distance. Le but est de comparer la variation linéaire du rayon de l'étoile ΔR aux variations du diamètre angulaire $\Delta\theta$ par la relation suivante :

$$d[\text{pc}] = 9.298 \frac{\Delta R[R_{\odot}]}{\Delta\theta[\text{mas}]} \quad (1.32)$$

La variation du rayon de l'étoile est obtenue par l'étude de la courbe de vitesse radiale de l'étoile. Cette relation est déduite d'une simple relation trigonométrique entre la Terre et l'étoile, le coefficient 9.298 étant directement tiré des conversions afin d'exprimer les quantités dans les unités usuelles. La variation du diamètre angulaire peut être obtenue grâce à des mesures interférométriques ou plus simplement à l'aide d'une relation brillance de surface-couleur. La méthode inverse, qui consiste à fixer la distance de l'étoile afin d'obtenir le diamètre angulaire, est également utilisée.

1.3.2 Notions d'échelles et concept de l'immensément grand

Il arrive régulièrement à chacun d'entre nous d'utiliser les expressions de "somme astronomique", ou bien de "distance astronomique", pour traduire quelque chose de grand, d'immense. Cependant, pour le commun

1. Les paramètres fondamentaux des étoiles, des planètes, et les distances dans l'univers

des mortels, il est assez difficile d'imaginer à quel point cette expression a du sens. Les distances que l'on évoque en astronomie dépassent l'entendement, notre conscience. A tel point qu'aujourd'hui, on évoque ces distances comme de simples chiffres que l'on manie au quotidien, sans réellement prendre conscience de leur signification. Il est pourtant aisé de comprendre à quel point notre place dans l'univers est insignifiante au regard de son immensité.

Tout commence sur Terre. Nous avons évidemment tous conscience que le monde dans lequel nous vivons est grand. En réalité, le diamètre de la Terre est d'environ 13 000 km. La Lune, elle, se situe à une distance moyenne de 384 000 km. Par un simple calcul, on en déduit que la Lune nous est distante de presque 30 Terres. Cette comparaison nous permet, à première vue, de prendre compte des échelles de distance dans notre univers. En prenant un peu de recul, Neptune, l'étoile la plus lointaine de notre système solaire, se situe à environ 30 unités astronomiques. A ce stade, une vie humaine n'est plus suffisante pour l'observer faire une orbite complète autour du Soleil. Le système solaire baigne dans ce qu'on appelle le voisinage interstellaire. Cet ensemble contient les étoiles les plus proches, la plus proche étant Proxima Centauri, qui se situe à "seulement" 4.24 années lumière. Notre système solaire lui-même est intégré dans une structure bien plus grande, une galaxie. Notre galaxie se nomme la "Voie Lactée", dont une représentation est présente dans le coin inférieur droit de la figure 1.13. Longtemps il a été imaginé que notre Univers se contenait entièrement dans notre galaxie, même si des "nébuleuses" avaient déjà été observées par des astronomes des 18^{ème} et 19^{ème} siècles. En réalité, il s'agissait de galaxies, bien plus distantes qu'on ne le pensait à l'époque. Il a fallu attendre les années 1920 pour qu'Edwin Hubble puisse mettre un terme à cette discussion, en calculant la distance de "la grande nébuleuse d'Andromède". Cette "nébuleuse" était bien trop lointaine pour qu'elle appartienne à notre Voie Lactée, la distance calculée étant bien supérieure aux limites connues de notre galaxie à cette époque. En effet, la taille de notre galaxie est évaluée à 100 000 années lumière, alors qu'Andromède, elle, se situe à 2.5 millions d'années lumière. Bien que cette distance semble inconcevable à imaginer, Andromède est pourtant la galaxie la plus proche de notre Voie Lactée, sans compter bien sûr les galaxies naines satellites de la nôtre, tels que les petit et grand nuages de Magellan. Notre galaxie est d'ailleurs en interaction directe avec la galaxie d'Andromède, puisque celles-ci entreront en "collision" directe d'ici 4 milliards d'années.

Cette interaction n'est pas isolée. En effet, ces deux galaxies font en fait partie d'un ensemble de galaxies, appelé "le groupe local". Ce groupe, illustré dans la partie supérieure gauche de la figure 1.14, contient plus de 60 galaxies considérées comme proches, la plupart d'entre elles étant satellites aux deux grandes galaxies de ce groupe : la Voie Lactée et la galaxie d'Andromède. La taille de cet amas est aujourd'hui estimée à 3 millions de parsecs, soit environ 10 millions d'années lumière. Afin de prendre compte de cette distance, il suffit d'imaginer qu'un photon émis à un bout de cet ensemble au moment où le premier humain apparut sur Terre n'a à ce jour toujours pas atteint le bord opposé. En prenant toujours un peu plus de recul, on observe maintenant que le groupe local n'est pas le seul amas de galaxies présent dans notre Univers. En effet, celui-ci n'est qu'un amas parmi tant d'autres présents dans notre "proche" entourage. Notre groupe de galaxies appartient en effet à un superamas de galaxies, que l'on nomme "le superamas de la Vierge". Ce dernier comporte plusieurs amas de galaxies comme le groupe local. Chaque point que l'on voit dans la partie supérieure droite de la figure 1.14 représente une galaxie. Au total, on évalue le nombre de galaxies présentes au sein de cet amas à 10 000 environ. Sa taille est estimée à 200 millions d'années lumière. C'est ici que la limite du concevable se faire ressentir. Il est en effet maintenant très dur de s'imaginer ce que représentent de telles distances. Et pourtant, nous sommes loin d'avoir atteint les limites de ce que l'on peut observer dans notre Univers. En effet, l'horizon proche du superamas de la Vierge, dans lequel est insérée notre propre galaxie, est composé de deux autres superamas : les superamas de l'Hydre-Centaure et du Paon-Indien. Ces trois superamas forment ensemble ce que l'on appelle "Laniakea", ou "paradis incommensurable" en hawaïen (Tully et al., 2014). La taille de cette région est estimée à 500 millions d'années lumière, d'où le nom attribué lors de sa découverte en 2014.

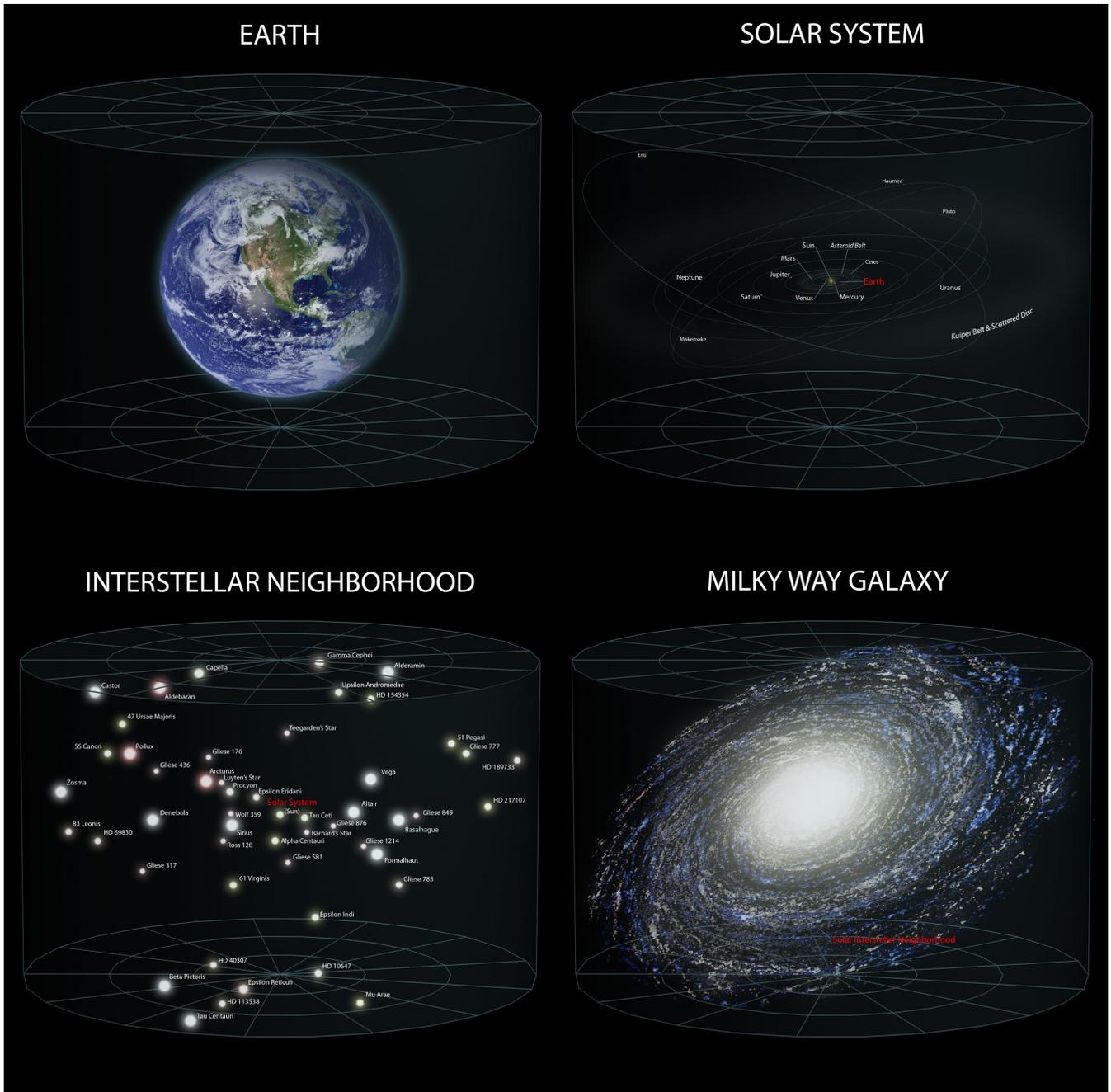


FIGURE 1.13: De haut en bas et de gauche à droite : notre Terre, le système solaire, le voisinage interstellaire et notre galaxie la Voie Lactée. Source : Wikipédia.

1. Les paramètres fondamentaux des étoiles, des planètes, et les distances dans l'univers

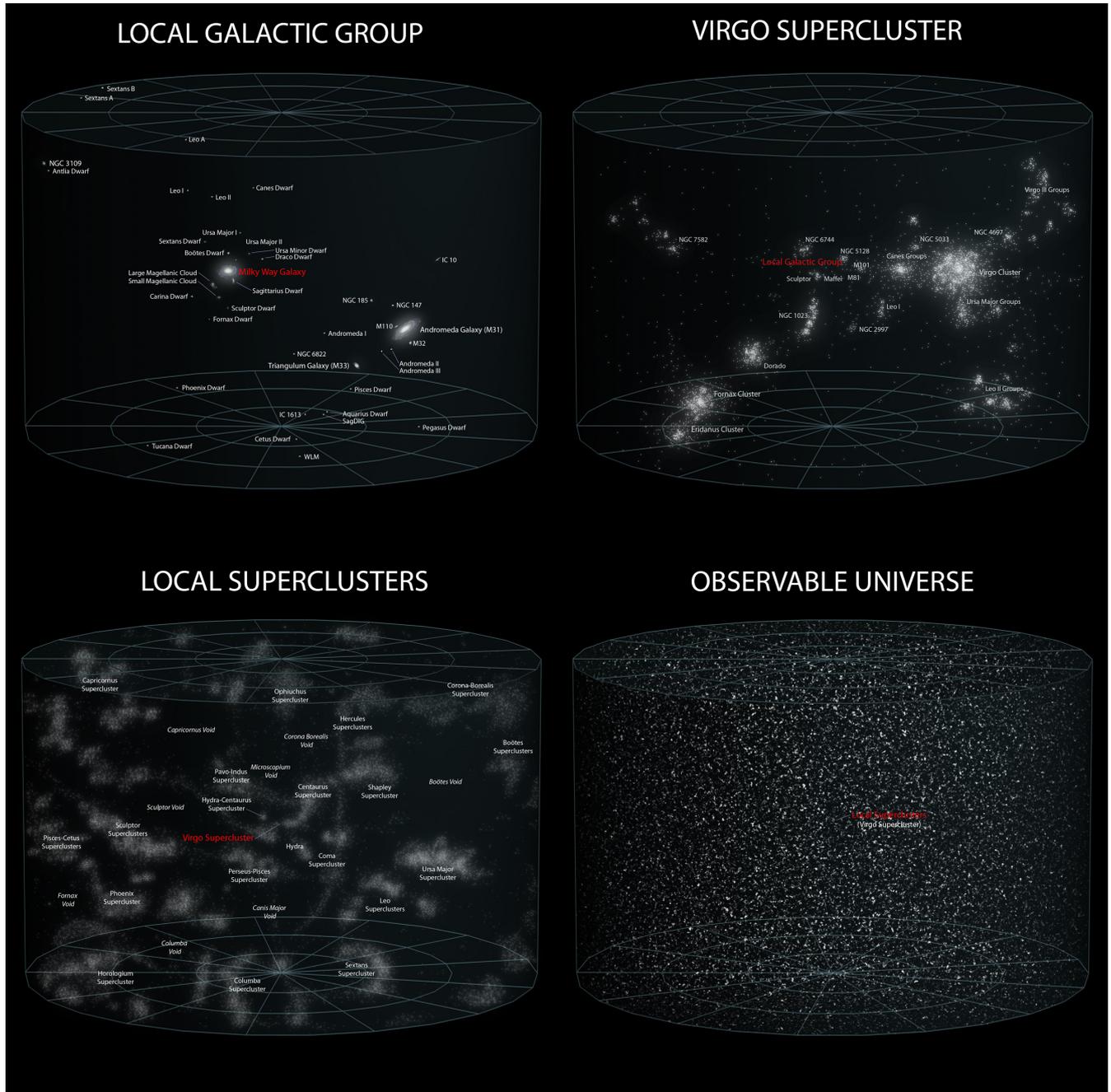


FIGURE 1.14: De haut en bas et de gauche à droite : le groupe local, le super amas de la Vierge, les super amas locaux et l'univers observable. Source : Wikipédia.

Bien que cette distance semble définitivement nous dépasser, la taille de Laniakea ne représente que 4% de ce qui nous est observable. En effet, il est important de noter la différence entre notre Univers, et l'Univers observable. Ce dernier correspond à la zone visible de l'Univers, et est donc centré sur la Terre. Aujourd'hui, nos instruments sont capables de détecter des objets dont la lumière a mis moins de 13.8 milliards d'années pour nous parvenir. Du fait que la lumière ait une vitesse finie, il existe une limite au delà de laquelle la lumière des objets qui s'y trouvent n'a pas encore eu le temps de nous parvenir. En théorie, la limite de l'Univers observable est définie par la surface de dernière diffusion, qui correspond à la région où a été émis, 380 000 ans après le Big-Bang, le plus vieux rayonnement électromagnétique que l'on observe dans tout l'Univers aujourd'hui : le fond diffus cosmologique. C'est à ce moment précis que les premiers photons, du fait de l'expansion et donc du refroidissement de notre Univers, ont pu s'échapper du plasma dans lequel ils étaient piégés jusqu'alors. En réalité, du fait que la lumière de tels objets ait mis 13.8 milliards d'années à nous parvenir, les objets en question ont depuis bougé, et se sont éloignés de nous, et se trouveraient à plus de 45 milliards d'années lumière selon le modèle standard.

1.3.3 Le chemin actuel vers H_0

Au début des années 1920, de nombreux astronomes se penchent sur le cas de ces "nébuleuses" diffuses que l'on observe dans le ciel nocturne. Une réunion, le Grand Débat, rassemblant plusieurs astrophysiciens tels qu'Harlow Shapley ou Heber Doust Curtis, se tient en 1920 afin de discuter de la nature de ces nébuleuses, en particulier de la nébuleuse d'Andromède. La principale question se porte sur sa distance, et sur son appartenance, ou non, à notre Voie Lactée. Ce débat prend fin lorsqu'Edwin Hubble calcule sa distance à l'aide de Céphéides, et en déduit qu'elle est bien trop éloignée pour appartenir à notre galaxie. Par la suite, en 1927, Georges Lemaître publie un article où il met en évidence l'hypothèse d'un Univers en constante expansion, tout en se basant sur les équations fournies par la relativité générale (Lemaître, 1927). Deux ans plus tard, Hubble (1929) se penche sur les travaux de Lemaître pour confirmer l'existence d'une telle expansion, et la quantifier pour la première fois de manière précise. Il introduit par la même occasion la fameuse constante d'expansion de Hubble-Lemaître H_0 . Grâce au décalage Doppler observé sur des galaxies lointaines, il identifie une corrélation entre leur vitesse d'éloignement et leur distance (figure 1.15), corrélation que l'on nommera ensuite la "loi d'expansion de l'Univers".

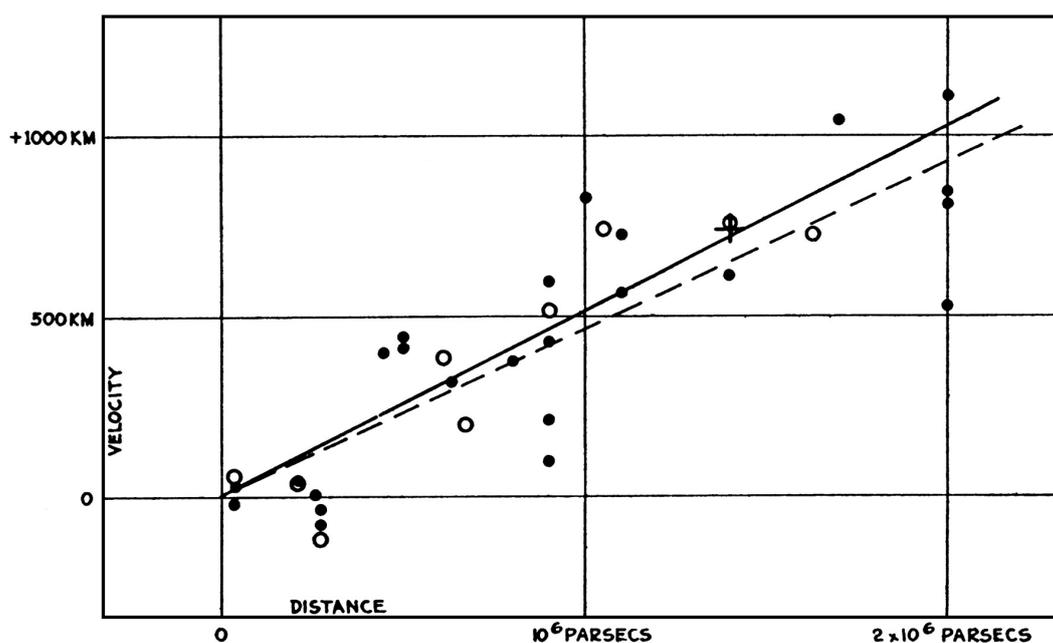


FIGURE 1.15: Relation entre la vitesse d'éloignement des galaxies et leur distance telle qu'illustrée dans Hubble (1929).

Par cette corrélation, il déduit que la vitesse d'éloignement des galaxies est proportionnelle à la distance par l'équation suivante :

$$v_g = H_0 d, \quad (1.33)$$

où v_g est la vitesse d'éloignement des galaxies déterminée par effet Doppler, d la distance de la galaxie en Mpc, et H_0 la constante de Hubble-Lemaître caractérisant l'expansion de l'Univers, et exprimée en $\text{km.s}^{-1}.\text{Mpc}^{-1}$. Bien que plusieurs hypothèses remettent en cause cette théorie, les travaux qui ont suivi, notamment basés sur l'étude de supernovae lointaines, ont peu à peu convergé vers un Univers en expansion accélérée (Riess et al., 1998, 2001).

Aujourd'hui, il existe deux écoles différentes pour la détermination de la valeur de H_0 . La première est basée sur l'étude du fond diffus cosmologique dans le cadre du modèle ΛCDM . Cette méthode s'appuie sur des observations réalisées dans le but de déterminer les paramètres cosmologiques du modèle ΛCDM , comme l'observatoire spatial WMAP (Bennett et al., 2013) ou bien le télescope spatial Planck (Planck Collaboration, 2020). La deuxième école consiste à apporter une distance précise de la galaxie grâce à l'utilisation de "chandelles standards". Une chandelle standard est un objet dont la luminosité est connue, et qui permet ensuite d'en déduire sa distance. Les Céphéides dans les nuages de Magellan (Riess et al., 2016) ont longtemps été utilisées comme chandelles standards afin de calibrer la relation Période-Luminosité des Céphéides extragalactiques et donc l'expansion de l'Univers. Depuis quelques années maintenant, on observe une différence assez notable entre les valeurs de H_0 obtenues par les deux différentes méthodes. L'écart entre les deux valeurs est significatif, et est de l'ordre de 3 à 5σ . Les astrophysiciens ont plus tard qualifié cette différence de "tension" sur H_0 (Planck Collaboration, 2014; Riess et al., 2011)

Depuis peu, les SBCRs sont également utilisées comme chandelles standards dans la détermination des distances extragalactiques, et donc dans la calibration de H_0 . Très récemment, Riess et al. (2019) ont utilisé la distance du LMC fournie par Pietrzyński et al. (2019) et basée sur la SBCR de géantes KIII afin d'étalonner la valeur la plus précise de H_0 qu'il n'ait jamais été obtenue jusqu'alors, à savoir $H_0 = 74.03 \pm 1.42 \text{ km.s}^{-1}.\text{Mpc}^{-1}$. L'écart avec la valeur la plus récente obtenue par le modèle ΛCDM est alors de 4.4σ . Ainsi, les SBCRs jouent là aussi un rôle important. Un étalonnage de plus en plus fin permet ainsi une calibration précise de la constante de Hubble, et une étude plus approfondie de cette tension.

1.3.4 Le projet Araucaria : la SBCR au cœur de la détermination des distances des binaires à éclipses

L'estimation des distances extragalactiques s'obtient par la combinaison du diamètre linéaire des deux composants obtenu par des analyses spectroscopique et photométrique, et le diamètre angulaire qui lui est directement déduit de la relation brillance de surface-couleur.

Récemment, Pietrzyński et al. (2019) ont déterminé la distance du LMC avec une précision de 1%, à l'aide d'une SBCR étalonnée sur 41 étoiles K-géantes rouges (Gallenne et al., 2018) et la caractérisation des paramètres fondamentaux de 20 binaires à éclipses (Graczyk et al., 2018). La distance du système binaire s'obtient par la combinaison des courbes de lumière des étoiles binaires à éclipses et une SBCR. La majeure partie de l'incertitude sur la distance vient de la relation utilisée pour déduire la brillance de surface de l'étoile. C'est pourquoi il est primordial d'étalonner de manière très précise les SBCRs.

La précision actuelle sur la distance du petit nuage de Magellan (SMC, pour "Small Magellanic Cloud" en anglais) est de 2% (Graczyk et al., 2020). Un récapitulatif des diverses distances obtenues jusqu'alors pour les nuages de Magellan est présenté dans la table 1.1. Développer de nouvelles relations précises, basées

sur des étoiles de type tardif (c'est-à-dire avec $V - K > 1$ mag), est donc devenu essentiel, en vue de futures déterminations de distances pour ces galaxies, quand un nombre suffisamment grand de binaires à éclipses tardives aura été détecté en leur sein.

Galaxie	Distance $\pm \sigma_{\text{stat}}$ [kpc]	Précision (en %)	Référence	SBCR
LMC	49.59 \pm 0.09	1.0%	Pietrzyński et al. (2019)	Pietrzyński et al. (2019)
	50.0 \pm 0.2	2.2%	Pietrzyński et al. (2013)	di Benedetto (2005)
	50.1 \pm 1.4	3.0%	Pietrzyński et al. (2009)	di Benedetto (2005)
SMC	62.44 \pm 0.47	2.0%	Graczyk et al. (2020)	Pietrzyński et al. (2019)
	62.1 \pm 1.9	3.0%	Graczyk et al. (2014)	di Benedetto (2005)
	58.3 \pm 0.5	3.1%	Graczyk et al. (2012)	di Benedetto (2005)

TABLE 1.1: Récapitulatif des distances des nuages de Magellan estimées en utilisant la combinaison des binaires à éclipses avec la SBCR. La référence de la relation utilisée est incluse dans la colonne "SBCR".

Au cours des dernières années, un grand nombre de projets internationaux basés sur la détermination de distances extragalactiques et l'étalonnage de la constante d'expansion de l'Univers ont vu le jour. Le projet Araucaria ([Pietrzyński & Gieren, 2002](#)) s'intéresse aux galaxies voisines de notre Voie Lactée, par exemple aux petit et grand nuages de Magellan, ainsi que la galaxie d'Andromède. Ce projet tire son importance par l'amélioration de l'incertitude systématique de la constante de Hubble-Lemaître. Il est pour cela nécessaire d'étudier les propriétés environnementales des populations stellaires au sein de ces galaxies, comme la métallicité ou l'âge. Le projet Araucaria se concentre sur l'optimisation des méthodes de détermination de distances, en améliorant les erreurs systématiques sur différentes populations stellaires telles que les étoiles rouges et massives ([Laney et al., 2012](#); [Pietrzyński & Gieren, 2002](#)), les RR Lyrae ([Pietrzyński et al., 2008](#); [Szewczyk et al., 2008](#)) ainsi que les Céphéides ([Freedman et al., 2008](#); [Storm et al., 2011a,b](#)). Cette diversité d'études a permis d'étalonner les distances des nuages de Magellan de manière très précise (voir table 1.1).

Bien qu'il fut possible jusqu'alors d'utiliser cette méthode pour déterminer les distances des galaxies naines dans le proche entourage de notre galaxie, il demeure cependant bien plus compliqué d'en faire de même pour des galaxies plus distantes, à savoir la galaxie d'Andromède M31 ainsi que la galaxie du Triangle M33. Un certain nombre de travaux se sont ainsi penchés sur l'étude de binaires à éclipses de type précoce au sein de ces galaxies, c'est à dire plus chaudes et plus brillantes, et donc plus faciles à détecter. Cependant, l'actuelle précision de 7% sur la SBCR pour ce type d'étoiles, atteint par [Challouf et al. \(2014\)](#), limite fortement la précision finale sur la distance que l'on veut obtenir. C'est pourquoi, à ce jour, les distances les plus précises de ces galaxies ont été obtenues à l'aide de modèles stellaires, et non par l'utilisation de SBCRs ([Ribas et al., 2005](#); [Vilardell et al., 2010](#)).

Plus tôt, [Vilardell et al. \(2006\)](#) ont identifié 24 binaires à éclipses dans une zone de M31, que l'on montre sur la figure 1.16, et ont par la suite déduit une distance de M31 précise à 4% en utilisant deux de ces binaires ([Vilardell et al., 2010](#)). Dans un même temps, [Bonanos et al. \(2006\)](#) déterminent une distance de M33 précise à 6%, toujours en utilisant des binaires à éclipses identifiées auparavant. Cependant, ces différentes études ont utilisé des modèles stellaires afin de déterminer les caractéristiques des deux composants, et en déduire ainsi la distance. L'équipe du projet Araucaria vise à déterminer la distance de ces deux galaxies à une précision encore plus fine. Pour cela, il est nécessaire d'identifier davantage de binaires de type précoce, et ainsi d'étalonner des relations brillance de surface-couleur pour ces types d'étoiles, ce qui constitue un des objectifs principaux de ma thèse.

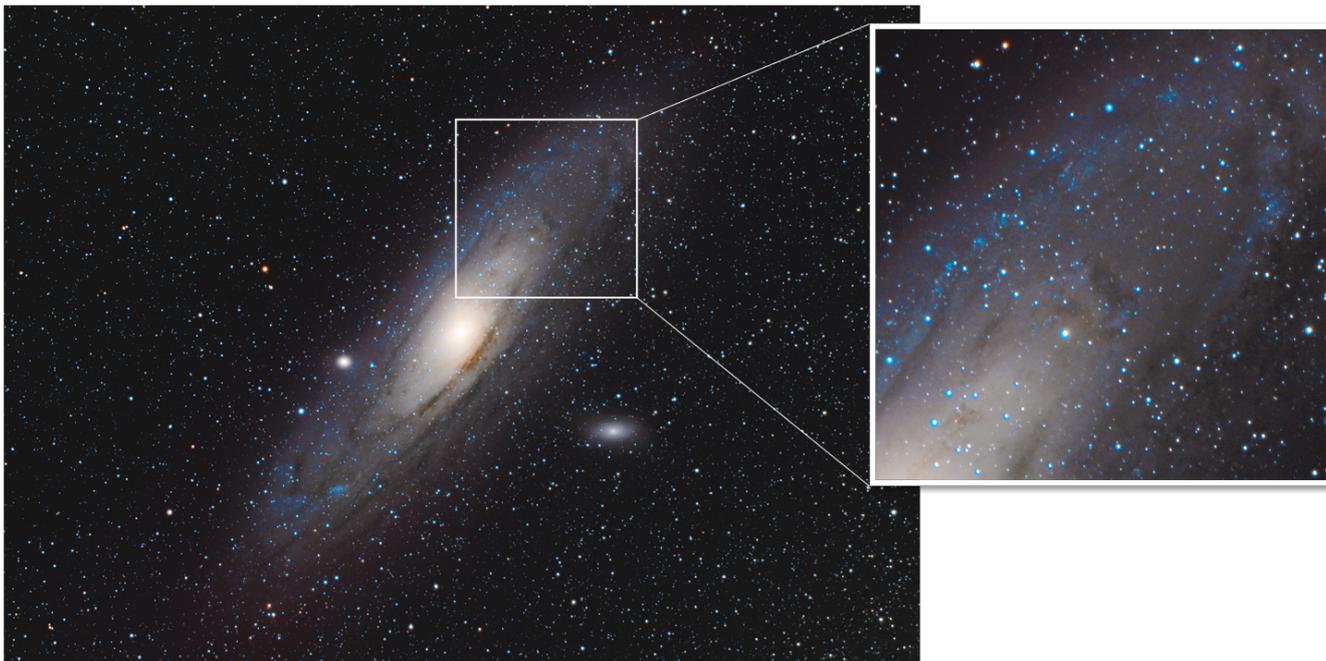


FIGURE 1.16: Image personnelle de la galaxie d'Andromède, capturée avec ma lunette 72ED à doublet apochromatique. Cette image a été obtenue avec un temps d'exposition total de 4 heures durant l'été 2020, depuis le plateau de Caussols. Un zoom autour de la zone d'étude de [Vilardell et al. \(2006, 2010\)](#) est inclus en partie droite de la figure.

1.4 Les paramètres fondamentaux des étoiles et des planètes

Les paramètres stellaires fondamentaux sont les principales données requises pour une compréhension approfondie des étoiles, de leur intérieur et de leur environnement. Il est nécessaire d'atteindre les meilleures estimations possibles de ces paramètres et d'éliminer toute sorte de biais possibles puisqu'ils représentent un point de départ essentiel pour la détermination d'autres paramètres qui en découlent. Cette section est dédiée à une description plus détaillée de ces paramètres.

1.4.1 La séquence principale et les paramètres fondamentaux stellaires

L'étude des paramètres fondamentaux des étoiles, tels que la masse, le rayon, la température ou l'âge est indispensable pour une compréhension en profondeur de leur origine et leur évolution. Il est maintenant connu que des planètes orbitent d'autres étoiles que notre Soleil, il est donc d'autant plus important de connaître avec précision les paramètres stellaires afin d'en déterminer les caractéristiques propres à chaque planète extrasolaire. Les avancées technologiques dans le domaine de l'astronomie ont permis l'observation d'un grand nombre d'étoiles, toutes possédant des températures, tailles et masses bien différentes. L'évolution d'une étoile dépendant directement de ses paramètres, on constate alors que les étoiles ne suivent pas toutes la même évolution au fil du temps.

Ainsi, dans les années 1910, deux astronomes des noms de Ejnar Hertzsprung et Henry Norris Russell élaborèrent un diagramme, le diagramme de Hertzsprung-Russell (ou HR, figure 1.17), qui représente le stade évolutif d'une étoile au moment de son observation, grâce à la détermination de ses paramètres fondamentaux. Il est commun de représenter le diagramme HR comme la luminosité intrinsèque de l'étoile (en luminosités solaires) en fonction de sa couleur. Aussi, comme en témoigne la figure 1.17, la couleur et le type spectral étant tous deux directement reliés à la température de l'étoile, il est aussi commun de représenter le type spectral sur l'axe des abscisses. Enfin, la magnitude absolue de l'étoile peut également être déduite de sa luminosité, il est donc possible de la représenter sur le diagramme HR. L'observation d'un nombre consé-

quent d'étoiles a permis de mettre en évidence une très grosse concentration d'étoiles en forme de diagonale, tout le long du diagramme. Cette concentration, que l'on nomme la "séquence principale", correspond à la région du diagramme où la majorité des étoiles se situent. Ceci s'explique par le fait que les étoiles passent plus de 90% de leur vie sur cette séquence, lorsque leur cœur fusionne l'hydrogène en hélium, elles n'évoluent donc que très peu durant ce cycle. Les étoiles présentes sur cette séquence sont des naines (classe de luminosité "V"), comme notre Soleil. Cependant, on observe une certaine dispersion des étoiles tout autour de la séquence principale. Ceci est dû justement à la diversité des paramètres fondamentaux stellaires. En effet, la composition chimique (c'est à dire sa concentration en métaux plus lourds que l'hélium) de l'étoile change légèrement sa place dans le diagramme HR. Pour un même rayon, une étoile riche en métaux sera plus froide, et donc moins lumineuse. D'un autre côté, l'activité stellaire et la multiplicité peuvent également influencer sur la position de l'étoile au sein du diagramme HR. Une rotation rapide de l'étoile sur son axe, ou une variabilité (due à un phénomène intrinsèque ou une multiplicité) induisent des biais dans les courbes de luminosité des étoiles, et donc dans les mesures photométriques.

Il est important de noter également que la détermination d'un bon nombre de paramètres stellaires repose sur des constantes physiques. Celles-ci évoluent au fur et à mesure des avancées technologiques, et donc de la précision des instruments de mesure. C'est le cas par exemple des constantes solaires, telles que M_{\odot} , L_{\odot} , T_{\odot} ou encore R_{\odot} . Il est d'usage d'utiliser ces constantes comme unités dans les différentes relations pour en déduire les paramètres stellaires (Mamajek et al., 2015a,b; Prša et al., 2016). Cependant, l'évolution des valeurs de ces constantes induit un changement dans la valeur des paramètres stellaires qui en découlent. L'utilisation de ces variables dites de "référence" constitue alors un biais naturel de mesure. Au delà de cette évolution, certaines de ces constantes solaires sont également variables dans le temps. En effet, elles varient en fonction des phénomènes physiques prenant place au sein du Soleil. Une grandeur telle que la luminosité solaire L_{\odot} varie par exemple en fonction du cycle d'activité dans lequel se trouve le Soleil au moment de la mesure. Plusieurs travaux ont d'ailleurs pointé ce problème, en appelant notamment à adopter un ensemble de constantes physiques fixes et immuables afin d'améliorer la précision des mesures sur les propriétés fondamentales des étoiles (Harmanec & Prša, 2011).

L'étude de ces paramètres requiert plusieurs techniques d'observation, comme l'interférométrie ou la spectroscopie. Il est cependant difficile de mesurer directement le rayon des étoiles. En effet, certains paramètres peuvent influencer sa mesure, tels que l'assombrissement centre-bord, la rotation, la granulation, etc. Aussi, évaluer la dépendance des paramètres fondamentaux sur la rotation, la pulsation, la variabilité, et tout autre activité stellaire relève d'une tâche très compliquée. C'est pourquoi il y a constamment un besoin d'apporter de nouvelles techniques qui permettraient d'affiner les observations, et ainsi les modèles d'atmosphère qui en découlent.

Une autre méthode permet d'obtenir des données très précises de la structure interne des étoiles, il s'agit de l'astérosismologie (Aerts et al., 2010; Cunha et al., 2007). Jusqu'alors, on déterminait les paramètres visibles à la surface des étoiles, tels que la température, la masse, la taille, etc. A la différence de toutes les autres méthodes, l'astérosismologie permet d'étudier la structure interne des étoiles en se basant sur la mesure des fréquences d'oscillation des couches internes de l'étoile. On peut alors remonter à la composition interne de l'étoile (Creevey et al., 2012). Plus récemment, grâce à la détection d'oscillations dans des milliers d'étoiles avec WIRE (Bruntt, 2007), CoRoT (Baglin et al., 2006), TESS (Ricker et al., 2015) et MOST (Matthews et al., 1999), entre autres, la physique stellaire a connu un grand regain d'intérêt. Même si les études à ce niveau se concentrent surtout sur des étoiles avec une bonne magnitude visible ($V < 8$ mag) pour des naines et géantes, diverses missions ont ainsi pu obtenir de très bons résultats sur les données sismiques des étoiles, comme les variations de flux causées par les pulsations stellaires. Les relations astrophysiques stellaires de base relient le rayon et la température effective au diamètre angulaire, et en utilisant des modèles d'évolution stellaire, la masse et l'âge peuvent être estimés. Cependant, l'astérosismologie fournit une autre méthode pour déterminer les caractéristiques stellaires fondamentales d'étoiles présentant des pulsations de type solaire. Il existe en effet des relations permettant de déduire le rayon et la masse de l'étoile directement

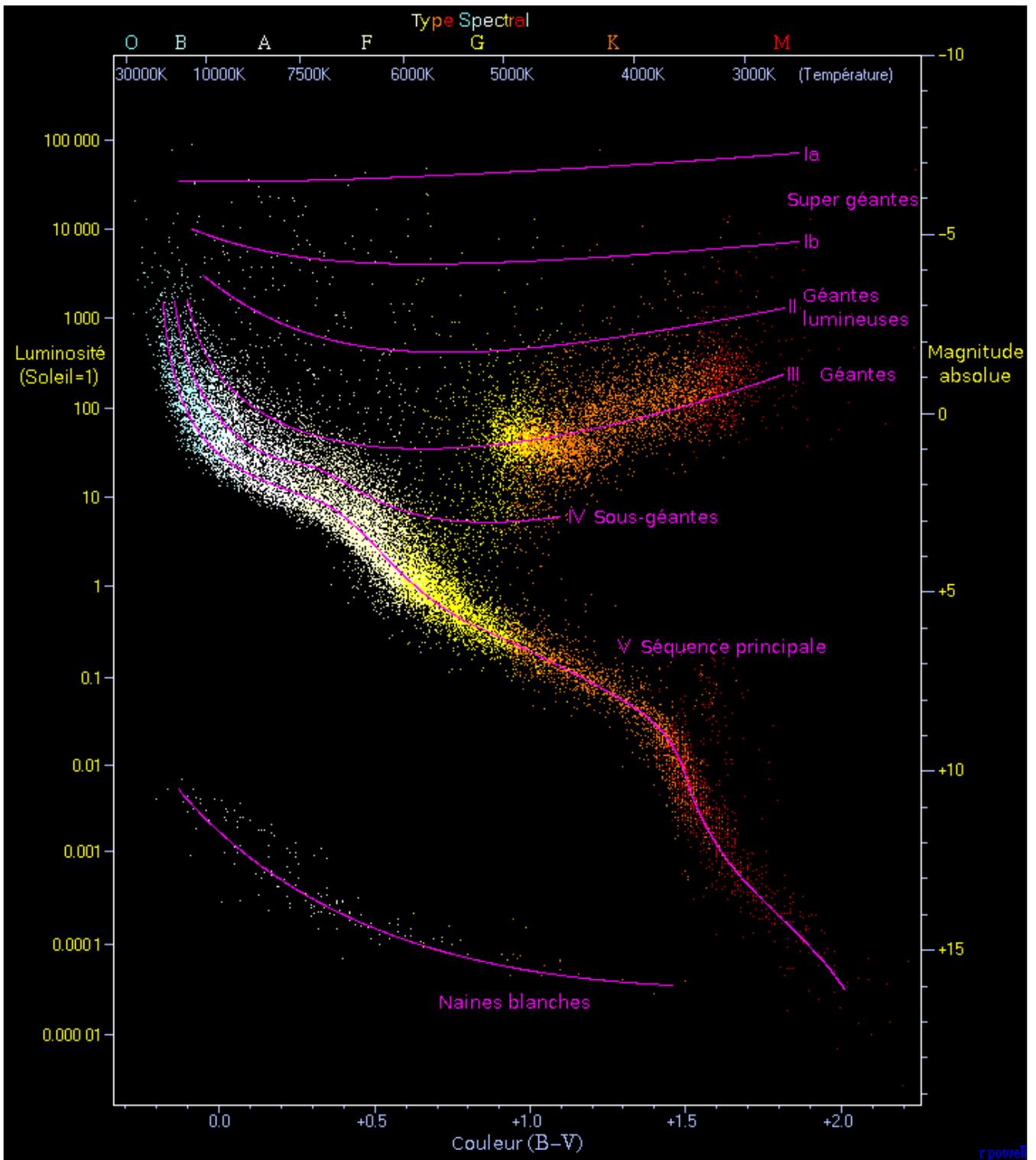


FIGURE 1.17: Diagramme de Hertzsprung-Russell. La luminosité stellaire y est représentée en fonction de la couleur $(B - V)$ de l'étoile. Le type spectral correspondant et la magnitude absolue de l'étoile y sont également inclus. La température effective est indiquée sous le type spectral, sur l'axe supérieur du graphique.

de ses oscillations internes. Ces relations s'écrivent de la manière suivante (Kjeldsen & Bedding, 1995; Ulrich, 1986) :

$$\begin{cases} \frac{M}{M_{\odot}} \simeq \left(\frac{\nu_{\max}}{f_{\nu_{\max}} \nu_{\max_{\odot}}} \right)^3 \left(\frac{\Delta\nu}{f_{\Delta\nu} \Delta\nu_{\odot}} \right)^{-4} \left(\frac{T_{\text{eff}}}{T_{\text{eff}_{\odot}}} \right)^{3/2}, \\ \frac{R}{R_{\odot}} \simeq \left(\frac{\nu_{\max}}{f_{\nu_{\max}} \nu_{\max_{\odot}}} \right) \left(\frac{\Delta\nu}{f_{\Delta\nu} \Delta\nu_{\odot}} \right)^{-2} \left(\frac{T_{\text{eff}}}{T_{\text{eff}_{\odot}}} \right)^{1/2}, \end{cases} \quad (1.34)$$

où ν_{\max} est la fréquence correspondant au maximum du spectre de fréquence, $\Delta\nu$ la valeur moyenne de la grande séparation des fréquences, et $f_{\nu_{\max}}$ et $f_{\Delta\nu}$ sont des facteurs de correction dépendant de la densité ρ de l'étoile et des constantes solaires. Un exemple de spectre de fréquences est montré sur la Fig. 1.18. Il s'agit du spectre de l'étoile KIC 8379927 (type spectral F9 IV/V). On y a représenté les deux grandeurs ν_{\max} et $\Delta\nu$ introduites ci-dessus. Aussi, la dépendance de ces termes sur les paramètres fondamentaux stellaires y est notée, et fait référence aux équations 1.34.

Le rôle d'une distance précise est évidemment central, et les données Gaia jouent un rôle crucial. Si l'on connaît le rayon indépendamment avec l'interférométrie sur un grand échantillon d'étoiles, il est alors possible de calibrer les relations d'échelle traditionnellement utilisées en astérosismologie (équation 1.34). Plus les mesures seront précises, et plus les calibrations le seront également. Aussi, cela apporte une meilleure compréhension de la dépendance de ces relations d'échelle vis-à-vis des paramètres stellaires.

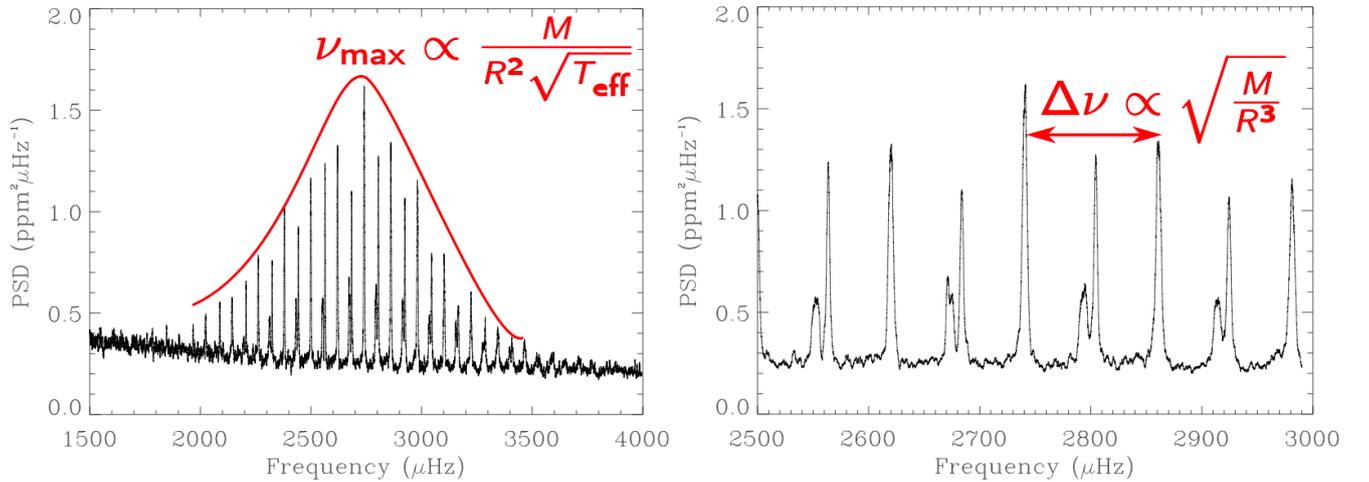


FIGURE 1.18: Spectre de puissance de KIC 8379927. A gauche : le spectre est représenté dans son ensemble, où la fréquence maximale ν_{\max} est indiquée. A droite : un zoom autour des modes, où on retrouve la valeur moyenne de la grande séparation des fréquences $\Delta\nu$. Source : https://www.ias.u-psud.fr/sites/default/files/content_sol/presentation_phd_defence_marcadon.pdf.

Comme mentionné dans les sections précédentes, on utilise aujourd'hui plus largement les SBCRs comme moyen facile et précis de déterminer le diamètre angulaire de l'étoile. La parallaxe est obtenue par la mission Gaia, ce qui permet facilement de déduire le rayon physique de l'étoile avec une très bonne précision. Bien que l'imagerie directe des surfaces stellaires par interférométrie optique longue base ait commencé à apporter les informations requises sur les marqueurs d'activité, on utilise des étoiles de référence pour étalonner des SBCRs, des étoiles connues comme ayant très peu d'activité. Dans ce sens, on élimine toute sorte de biais que pourrait induire une activité sur les mesures. Le but étant d'étalonner des relations à la fois pour les

étoiles précoces mais également pour les étoiles tardives. Il est alors primordial de connaître avec précision les paramètres stellaires des étoiles utilisées pour étalonner les SBCRs.

1.4.2 Mieux connaître l'étoile, c'est mieux connaître la planète

L'interférométrie est une méthode puissante qui permet de déterminer précisément par mesure directe le diamètre apparent des étoiles. Avant l'interférométrie, les étoiles étaient considérées comme des points sources lumineux. Cette technique a permis de modéliser les étoiles comme des disques dont la distribution de luminosité peut maintenant être déterminée avec précision. De ce fait, un grand nombre de travaux ont utilisé l'interférométrie comme point de départ pour la détermination des paramètres fondamentaux des étoiles. En utilisant l'interféromètre CLASSIC/CHARA, [Boyajian et al. \(2012a\)](#) ont observé 44 étoiles naines de types spectraux A, F et G pour en mesurer le diamètre angulaire et ainsi déduire leur température effective. En effet, en considérant l'équation 1.23, on obtient :

$$T_{\text{eff}} = 2341 \times \left(\frac{F_{\text{bol}}}{\theta^2} \right)^{\frac{1}{4}}, \tag{1.35}$$

où 2341 est une constante sortant des différentes conversions d'unités, F_{bol} est le flux bolométrique déterminé par l'étude du spectre de l'étoile (en $10^{-8} \text{ erg.s}^{-1}.\text{cm}^{-2}$), et θ le diamètre angulaire, en mas, mesuré par interférométrie. Par ces mesures, [Boyajian et al. \(2012a\)](#) ont ainsi pu déterminer des relations entre la température effective et la couleur des étoiles (voir Fig. 1.19). Ces relations ont une importance cruciale. En effet, à l'instar des SBCRs, ces relations permettent d'estimer avec précision la température effective d'une étoile par la simple connaissance de sa couleur ($B - V$) ou ($V - K$). Il est à noter que ces relations peuvent dépendre de paramètres stellaires tels que la métallicité. Dans la même année, un travail similaire a été réalisé mais cette fois-ci sur des étoiles plus tardives, et donc plus froides, de types spectraux K et M ([Boyajian et al., 2012b](#)). En apportant des mesures de diamètres angulaires précises entre 2 et 4%, les relations établies par [Boyajian et al. \(2012a,b\)](#) permettent de déduire des températures effectives avec une précision entre 1 et 2% pour une large gamme de types spectraux compris entre A et M. La précision apportée par l'interférométrie constitue une avancée majeure pour la détermination des paramètres fondamentaux stellaires. Le besoin d'exactitude dans les mesures de tels paramètres est primordial, notamment pour les étoiles hôtes d'exoplanètes. De ce fait, de nombreux travaux se sont penchés sur la mesure directe du diamètre angulaire d'étoiles avérées comme abritant un système exoplanétaire ([Boyajian et al., 2015](#); [Ligi et al., 2016](#); [van Belle & von Braun, 2009](#)). Ces travaux ont permis d'atteindre une précision dans la détermination des paramètres exoplanétaires jamais établie auparavant.

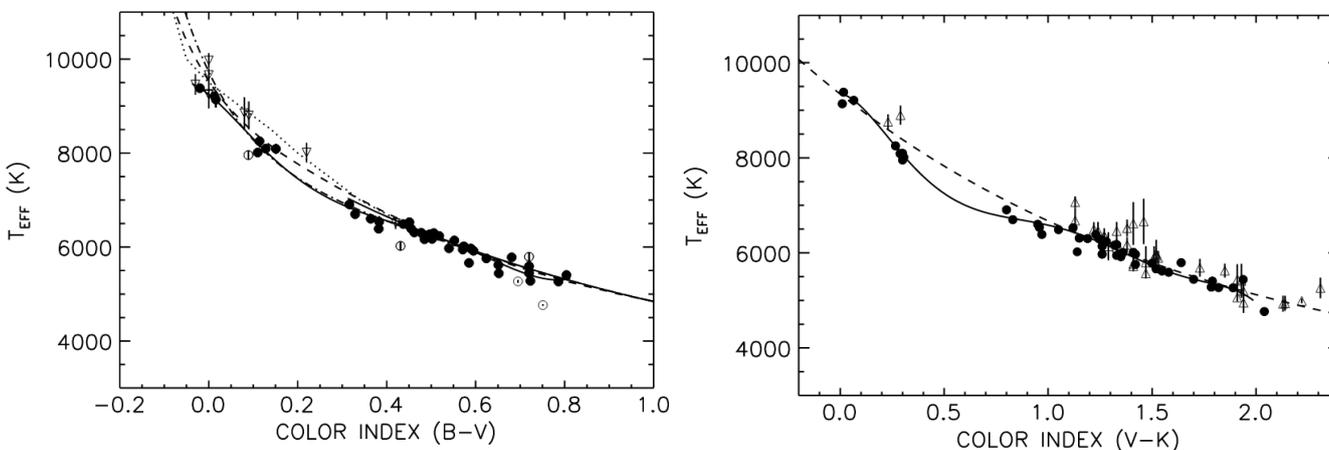


FIGURE 1.19: Relations T_{eff} vs. $(B - V)$ et T_{eff} vs. $(V - K)$ déduites de mesures interférométriques, telles que présentées dans [Boyajian et al. \(2012a\)](#).

Mêler plusieurs techniques d'observation permet d'accroître la précision et identifier les biais sur la caractérisation des paramètres stellaires. Le potentiel et le formalisme du couplage entre l'astérosismologie et l'interférométrie ont été étudiés en détail (Creevey et al., 2007; Cunha et al., 2007). Récemment, des études ont combiné interférométrie et astérosismologie afin de déterminer de manière précise un ensemble de paramètres stellaires plus large (Creevey et al., 2015; Perraut et al., 2016, 2015). Les relations masse-rayon de l'astérosismologie (équation 1.34) permettent de déterminer les paramètres fondamentaux régissant l'évolution stellaire avec une précision encore plus grande. Ces travaux montrent qu'atteindre 1% de précision sur le rayon stellaire avec des méthodes directes permettent d'apporter de fortes contraintes sur les modèles de structure atmosphérique et interne des étoiles.

La connaissance de la température effective de l'étoile, déduite de modèles d'atmosphères stellaires ou bien de mesures interférométriques, combinée au rayon stellaire, permet de déduire la luminosité de l'étoile L_* à l'aide de la relation de Stefan-Boltzmann introduite dans l'équation 1.23. La connaissance de ces paramètres est une condition nécessaire afin de prédire la zone d'habitabilité du système planétaire étudié, mais aussi la composition même de l'atmosphère de l'exoplanète. La zone d'habitabilité d'une étoile a été la première fois décrite par Hart (1979) comme la région dans laquelle de l'eau peut exister à l'état liquide à la surface de la planète. En supposant que la Terre se trouve au centre de la zone d'habitabilité du système solaire, il est ainsi possible de déduire la zone d'habitabilité des systèmes exoplanétaires dont l'étoile centrale est du même type que le Soleil de la manière suivante :

$$d_{ZH}[\text{UA}] = \sqrt{\frac{L_*}{L_\odot}}, \quad (1.36)$$

où d_{ZH} est la distance séparant l'étoile au centre de la zone d'habitabilité, exprimée en unités astronomiques, et L_\odot est la luminosité du Soleil.

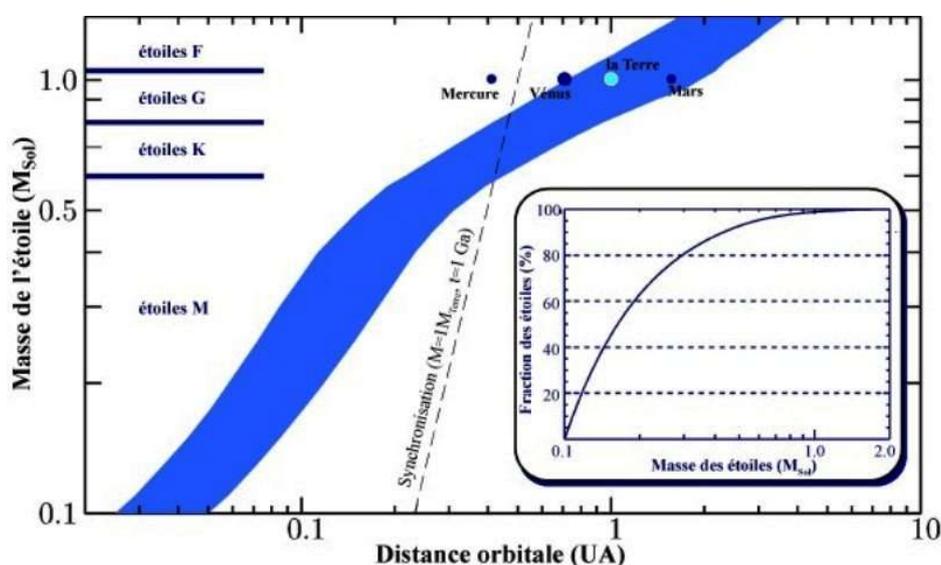


FIGURE 1.20: Zone continûment habitable d'une étoile pour $t = 1$ milliard d'années en fonction de sa masse et de la distance séparant la planète de son centre pour différents types d'étoiles. Source : <https://www.futura-sciences.com/sciences/definitions/astronomie-zone-habitabilite-9108/>.

La zone d'habitabilité s'éloigne du centre de l'étoile au fur et à mesure de son évolution. On définit donc habituellement la Zone Continûment Habitable (ZCH) comme la zone d'habitabilité valide sur un intervalle de temps t . Sur la figure 1.20, un diagramme représentant la ZCH pour différents types d'étoiles, pour un

temps $t = 1$ milliard d'années, est illustré en fonction de la masse de l'étoile hôte et de la distance de l'exoplanète au centre de l'étoile. Les planètes telluriques du système solaire y sont indiquées à titre de comparaison. Cependant, il est difficile de prédire avec précision la ZCH d'étoiles possédant des masses significativement différentes sur un même diagramme. En effet, notre Soleil a une longévité estimée à 10 milliards d'années, alors qu'une étoile d'une masse $M = 0.5M_{\odot}$ devrait vivre quant à elle plusieurs dizaines de milliards d'années.

La caractérisation des paramètres exoplanétaires et ses implications occupent donc une place majeure dans la physique d'aujourd'hui. Un grand nombre de travaux se sont récemment penchés sur la caractérisation des paramètres d'étoiles hôtes d'exoplanètes. Certains d'entre eux utilisent ainsi l'interférométrie comme point de départ pour la caractérisation de ces paramètres (Boyajian et al., 2015; Ligi et al., 2016; van Belle & von Braun, 2009).

1.4.3 La SBCR : un atout majeur dans le contexte des missions spatiales pour la caractérisation des objets faibles

Dans le cas des étoiles faibles en magnitude, l'utilisation d'une SBCR est la plus prometteuse pour la détermination du rayon stellaire, à la fois par sa simplicité d'utilisation, mais également pour la précision qu'elle apporte sur l'estimation.

L'observatoire spatial PLANetary Transits and Oscillations of stars (Catala & Plato Team, 2006; Rauer et al., 2014, PLATO), développé par l'Agence Spatiale Européenne, est une mission prévue pour un lancement en 2026. Composé de 26 télescopes de 12 cm de diamètre, l'observatoire aura pour but d'étudier en profondeur des étoiles de magnitudes apparentes comprises entre 4 et 16 mag, afin de caractériser de manière précise les probables exoplanètes en orbite autour de celles-ci. Une représentation de l'observatoire spatial est illustrée en figure 1.21 ci-dessous.



FIGURE 1.21: Illustration du futur observatoire PLATO avec ses 26 télescopes de 20 cm de diamètre chacun. Le satellite est prévu pour être lancé en 2026.

Le projet PLATO entre dans un contexte scientifique très en vogue, puisque depuis la première détection d'une exoplanète en 1995 autour de 51 Pegasi (Mayor & Queloz, 1995), des missions spatiales ont été totalement dédiées à la découverte d'exoplanètes, comme le satellite Kepler, dont la mission s'acheva en 2018. A la date du 1er décembre 2020, on comptait 4379 exoplanètes détectées et confirmées (Schneider et al.,

2011, d'après le site www.exoplanet.eu). L'enjeu de l'observatoire spatial PLATO est donc primordial quant à la compréhension physique des systèmes exoplanétaires. Son but sera également de fournir le premier catalogue de planètes potentiellement habitables avec des densités et des âges moyens connus.

Pour répondre à ces objectifs, la mission PLATO s'articulera autour de trois axes majeurs (Rauer et al., 2014) :

- Détecter les planètes autour des étoiles brillantes (≤ 11 mag) pour déterminer les densités moyennes et les âges de manière précise, et permettre un suivi spectroscopique des atmosphères planétaires
- Détecter et caractériser les planètes terrestres à des distances orbitales intermédiaires, c'est à dire jusqu'à la zone habitable, autour d'étoiles de type solaire comme outil de comparaison pour en connaître davantage sur notre système solaire
- Détecter et caractériser les planètes en nombres statistiquement significatifs pour un large éventail de classes de planètes et de systèmes planétaires afin de contraindre les scénarios de formation de planètes

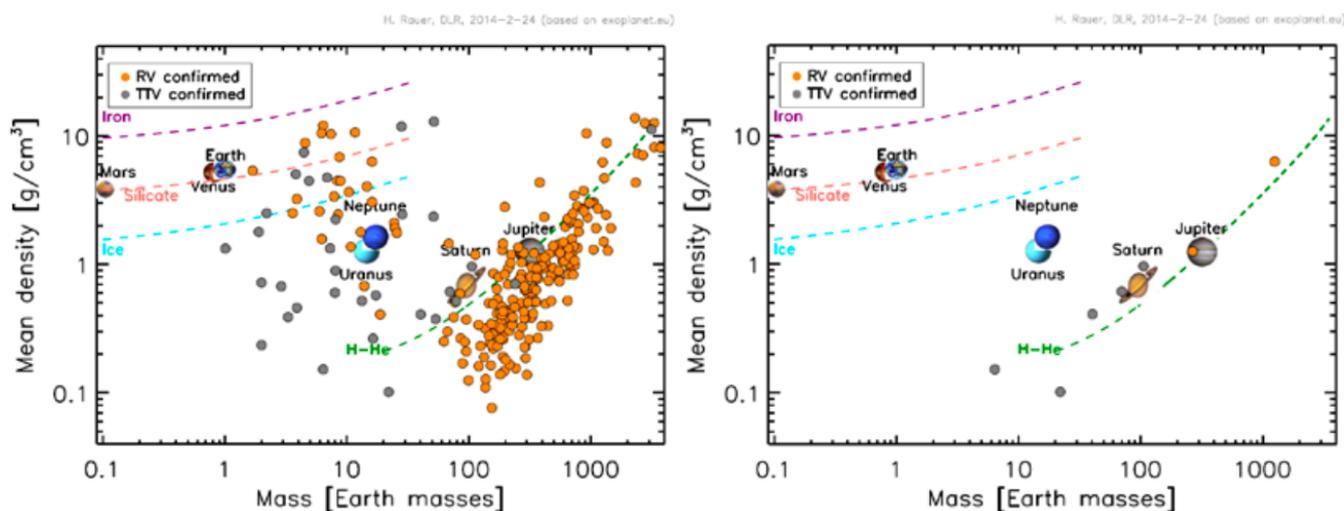


FIGURE 1.22: Densité moyenne de population des exoplanètes en fonction de la masse (en masse terrestre) avec des lignes de densité correspondant à différentes compositions (Rauer et al., 2014). A gauche : toutes les exoplanètes connues en 2014 avec rayon et masse mesurés. A droite : seulement les planètes avec une période orbitale supérieure à 80 jours.

La densité moyenne des planètes est une quantité déductible à partir de modèles théoriques de formation de planètes, et est le paramètre clé pour évaluer les distributions de populations de planètes comme illustré sur la figure 1.22. La densité moyenne des planètes est représentée en fonction de la masse planétaire pour toutes les planètes (à gauche), et pour les planètes avec $P > 80$ jours (à droite). La plage de masse inférieure à $0.1 M_{\text{Jup}}$ est peu peuplée, principalement du fait que les méthodes de détection ne sont, à ce jour, pas assez sensibles pour détecter de telles planètes extra-solaires avec de si faibles masses. C'est ce qui fait de cette région l'espace de détection de priorité la plus élevée pour PLATO.

L'intérêt scientifique est que PLATO couvre l'espace des paramètres de la figure 1.22. Des travaux basés sur des modèles de populations et d'évolution planétaires (Mordasini et al., 2012a,b,c) prédisent un grand nombre de planètes de faible masse avec de grandes enveloppes d'hydrogène. PLATO aura également pour but de valider (ou réfuter) de telles prédictions, tout en testant les théories de formation planétaire actuelles. Un autre phénomène physique observé jusqu'à présent mais difficilement expliqué, est le processus de perte atmosphérique qui tend à éliminer une atmosphère d'hydrogène autour d'une planète au fil du temps (Lopez

1. Les paramètres fondamentaux des étoiles, des planètes, et les distances dans l'univers

et al., 2012). PLATO sera en charge de déterminer dans quelles circonstances les exoplanètes primordiales ont perdu leur atmosphère d'hydrogène, et comment celles-ci ont développé des atmosphères secondaires au fil de leur évolution.

La mesure directe par interférométrie est limitée aux étoiles brillantes et angulairement grandes. En effet, les principales problématiques auxquelles l'interférométrie est aujourd'hui confrontée sont la faible magnitude apparente de l'étoile ou sa taille apparente (faible diamètre angulaire). C'est ici qu'entrent en jeu les SBCRs : si on déduit des relations pour des étoiles dans un certain domaine de couleur $V - K$, on peut alors déduire le diamètre angulaire d'étoiles qui possèdent des magnitudes bien plus faibles, et cela sans le besoin de mesures. C'est là l'atout majeur des SBCRs pour les paramètres fondamentaux. On a accès à une simple estimation de ces paramètres avec une très bonne précision. Le problème ici est le faible nombre de mesures existantes jusqu'alors pour certains types d'étoiles, telles que les étoiles précoces. On atteint aujourd'hui 7% sur le diamètre angulaire des étoiles précoces (Challouf et al., 2014) alors qu'on aimerait atteindre une précision bien plus grande encore, de l'ordre de 2%. C'est pourquoi il sera nécessaire dans le futur de réaliser de plus larges catalogues de mesures interférométriques (voir Chapitre 2), tout en maîtrisant les effets de l'activité stellaire.

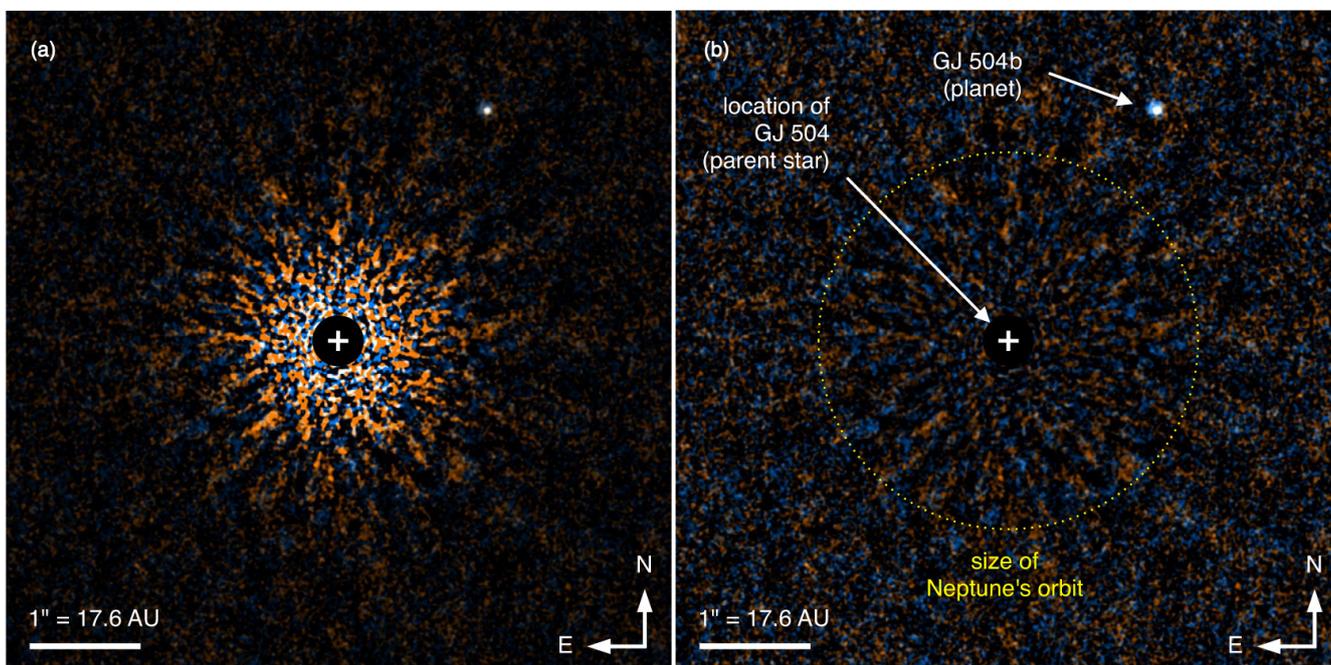


FIGURE 1.23: Exemple de détection par imagerie directe d'une exoplanète autour de l'étoile GJ 504. L'image (a) montre l'intensité lumineuse après suppression du flux de l'étoile centrale. L'image (b) montre le rapport signal à bruit correspondant. L'orbite de Neptune y est indiquée à titre comparatif. La planète GJ 504b apparaît comme un point blanc très lumineux dans les deux images, traduisant un fort rapport signal à bruit. Image tirée de Kuzuhara et al. (2013).

Les implications diverses des relations brillance de surface-couleur en font un atout majeur au sein de l'astrophysique moderne. L'intérêt de ces relations se trouve dans leur facilité d'utilisation pour déterminer les rayons d'étoiles hôtes d'exoplanètes. Une partie de la mission PLATO se concentrera sur des étoiles géantes, sous-géantes et naines tardives, pour des types spectraux allant de F5 à K7. Un important échantillon PLATO est exclusivement composé de naines M. D'une manière analogue à la caractérisation des distances extragalactiques par les binaires à éclipses, PLATO étudiera les courbes de transits exoplanétaires. PLATO sera dédié à la détection mais également à la caractérisation de planètes extra-solaires. Un exemple de système exoplanétaire (détecté par imagerie directe) est montré sur la figure 1.23 (Kuzuhara et al., 2013; Rameau et al., 2013). L'exemple illustré ici est d'autant plus important puisque GJ 504 est une étoile semblable

au Soleil, une naine de type spectral G0, et qui entre donc totalement dans les critères d'observation de PLATO. A la différence que ce système, vu depuis la Terre, ne montre pas de transit.

1.5 Les problématiques liées à la SBCR et objectifs de la thèse

De par cette introduction, plusieurs problématiques liées à l'étalonnage mais également à l'utilisation des SBCRs peuvent être soulevées. Dans ce qui suit, je propose de citer ces problématiques, et de décrire les différents objectifs de ma thèse qui ont principalement été axés sur l'apport d'une réponse autour de ces problématiques.

1.5.1 La SBCR est-elle universelle ?

Depuis le premier étalonnage d'une SBCR par [Wesselink \(1969\)](#), la question autour d'une universalité de la relation brillance de surface-couleur a très vite fait surface. Les dépendances de telles relations avec les caractéristiques stellaires, telles que le type spectral ou bien la classe de l'étoile ont été largement étudiées jusqu'alors. [di Benedetto \(1993\)](#) a été le premier à traiter de cette problématique. Ce travail a porté sur l'observation de 44 étoiles plus froides que le Soleil. Comme montré sur la figure 1.24, [di Benedetto \(1993\)](#) a séparé ce travail en différentes parties. La première porte sur l'étalonnage de deux SBCRs pour les étoiles géantes, l'une pour les étoiles de type spectral K, et l'autre pour le type spectral M. [di Benedetto \(1993\)](#) montre une incohérence dans les deux relations déduites (image de gauche sur la figure 1.24). Aussi, [di Benedetto \(1993\)](#) soulève une différence notable dans l'étalonnage d'une SBCR pour les étoiles géantes et supergéantes. Ce travail montre pour la première fois une dépendance de la SBCR avec le type spectral et la classe de luminosité de l'étoile.

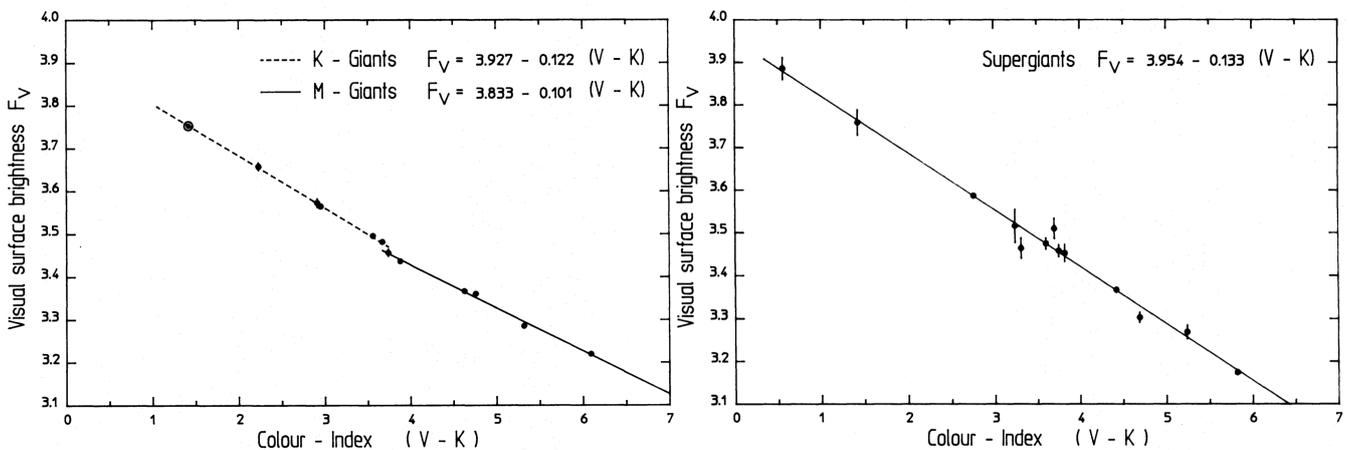


FIGURE 1.24: Premières SBCRs calibrées pour les étoiles géantes et supergéantes comme montrées dans [di Benedetto \(1993\)](#). A gauche, deux relations sont déduites pour les étoiles géantes de types spectraux K et M. A droite, la relation calibrée pour les étoiles supergéantes.

Plus tard, [Fouque & Gieren \(1997\)](#) se sont appuyés sur ces travaux pour proposer de nouvelles relations pour les étoiles géantes et supergéantes. Comme [di Benedetto \(1993\)](#), ils observent également une dépendance de la SBCR avec le type spectral et la classe de luminosité de l'étoile. Dans le même temps, [Fouque & Gieren \(1997\)](#) proposent différentes SBCRs suivant la couleur ($V-R$), ($V-K$) et ($J-K$) des étoiles. La cause de cette dépendance n'étant pas encore prouvée, la question autour de cette universalité resta cependant en suspens. Certains travaux ont alors ensuite proposé d'élaborer à la fois des relations suivant les caractéristiques stellaires, mais également des relations applicables à tous types et toutes classes d'étoiles ([Adams et al., 2018](#); [Bonneau et al., 2006](#); [Challouf et al., 2014](#); [di Benedetto, 1998, 2005](#)).

Aujourd'hui, cette discussion reste globalement ouverte, puisqu'aucune réponse définitive n'a été apportée jusqu'alors. Des travaux théoriques, basés par exemple sur des modèles d'atmosphère, semblent nécessaires afin de pouvoir apporter un élément de réponse, et quantifier, si possible, la dépendance des SBCRs sur les caractéristiques stellaires. Une partie de ma thèse se consacre à cette problématique.

1.5.2 L'effet de l'activité stellaire sur l'étalonnage et l'utilisation des SBCRs

De la même manière que le type spectral ou la classe de luminosité de l'étoile peuvent influencer l'étalonnage d'une SBCR, l'effet de l'activité stellaire sur ces relations a également été discuté. Très récemment, [Challouf et al. \(2014\)](#) ont élaboré pour la toute première fois une stratégie d'étalonnage d'une SBCR basée sur des critères de sélection dans le but d'éliminer tout biais probable que pourrait apporter l'activité stellaire sur l'étalonnage d'une SBCR. La multiplicité des étoiles y est également étudiée. Aussi, les auteurs se penchent sur l'éventuel effet d'une rotation rapide de l'étoile. Par l'analyse de modèles théoriques, [Challouf et al. \(2015\)](#) ont dédié un travail entier à la contribution de la rotation rapide sur les SBCRs. L'impact de cette rotation est quantifiée en figure 1.25. Par ces travaux, [Challouf et al. \(2015\)](#) ont montré qu'une vitesse de rotation inférieure à 85% de la vitesse critique peut induire une dispersion de 0.003 mag au maximum sur l'étalonnage d'une SBCR. D'un autre côté, si la vitesse critique de rotation n'est pas accessible, ils démontrent qu'une rotation inférieure à 100 km/s induit également un biais maximum de 0.003 mag sur F_V .

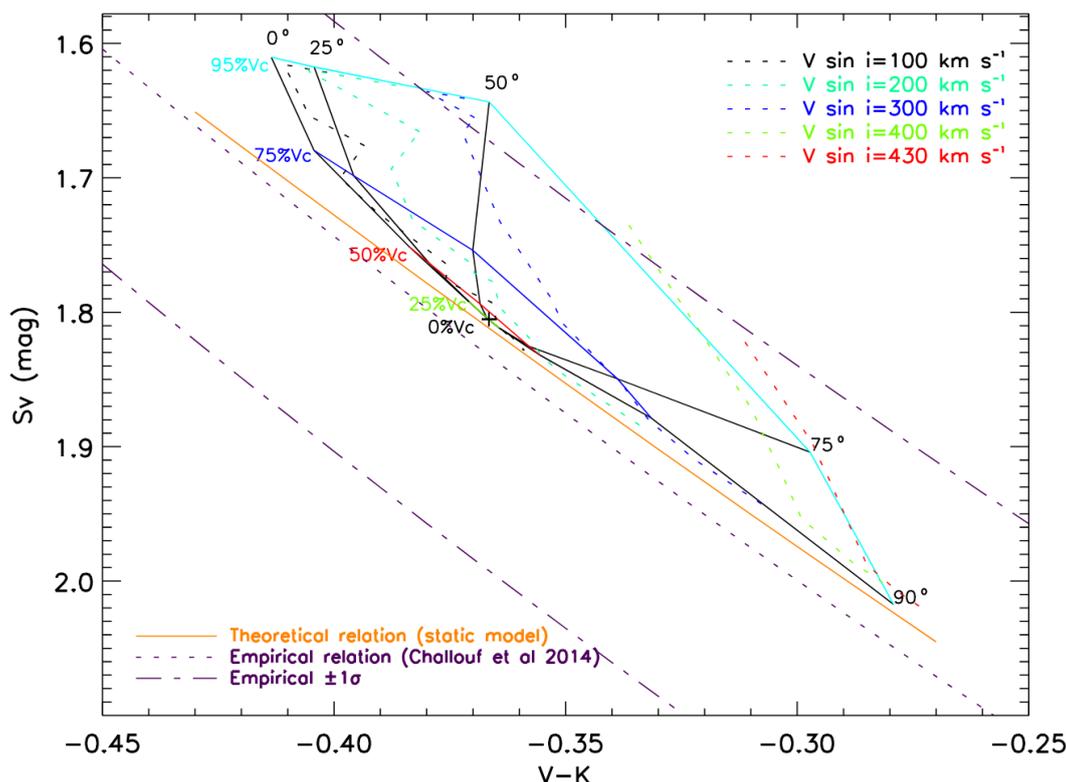


FIGURE 1.25: Analyse théorique de l'effet de la rotation sur l'étalonnage d'une SBCR ([Challouf et al., 2015](#)). La vitesse de rotation de l'étoile est indiquée en pourcentage de la vitesse critique V_c , l'angle d'inclinaison est également noté (en degrés). La droite orange correspond à la relation théorique dans le cas d'un modèle purement statique. La droite violette en pointillés correspond à la relation étalonnée dans [Challouf et al. \(2014\)](#).

Pour la première fois, une analyse théorique des SBCRs avait alors été réalisée. Celle-ci porte principalement sur une étude en profondeur de l'effet d'un critère d'activité stellaire, à savoir la rotation des étoiles, et à partir de quand celle-ci apporte un biais non négligeable sur l'étalonnage d'une SBCR. L'impact d'autres

critères d'activité, comme les différents types de variabilité ou les pulsantes semi-variables, doit également être étudié. A cela s'ajoutent des critères de multiplicité, binarité, etc. Tout ce qui pourrait, théoriquement, avoir une influence sur la luminosité apparente de l'étoile. C'est pourquoi une partie de ma thèse se consacre à l'étude de la dépendance des SBCRs avec les paramètres stellaires fondamentaux, à travers une analyse théorique des SBCRs (se référer au Chapitre 4).

1.5.3 Objectifs de la thèse : un étalonnage homogène, robuste et précis des SBCRs pour comprendre la physique et apporter un outil à la communauté

Les relations brillance de surface-couleur possèdent diverses implications les unes plus importantes que les autres. Elles sont largement utilisées du projet Araucaria pour l'étalonnage des distances extragalactiques, et le seront également pour la mission d'observation spatiale PLATO et la caractérisation des systèmes exoplanétaires. Il ressort de ce premier chapitre d'introduction, un besoin primordial d'étalonnage précis de ces relations. En effet, les déductions physiques qui ressortent de leur application sont fortement limitées par la précision obtenue sur l'étalonnage de ces relations. L'objectif principal de ma thèse est d'étalonner de manière précise de nouvelles relations brillance de surface-couleur dans le cadre du projet Araucaria et de la mission PLATO.

Le chapitre 2 sera dédié à un travail que j'ai réalisé, et qui a porté sur la mise en place d'une nouvelle méthodologie d'étalonnage des SBCRs pour les étoiles tardives, dans le cadre de la mission PLATO. J'ai construit un échantillon conséquent de mesures interférométriques à l'aide de critères de sélection portant sur l'activité des étoiles, leur multiplicité, et la qualité des mesures. Toujours en suivant cette stratégie de sélection des données, je présente dans le chapitre 3 l'étalonnage d'une SBCR pour les étoiles précoces, basée sur des mesures interférométriques que j'ai réalisées tout le long de ma thèse, en utilisant l'interféromètre CHARA/VEGA. Le chapitre 4 sera consacré à une analyse théorique des SBCRs à travers des modèles d'atmosphère simulés à l'aide du logiciel MARCS. Le diagramme présenté sur la figure 1.26 résume les objectifs de ma thèse, les techniques utilisées et les diverses implications.

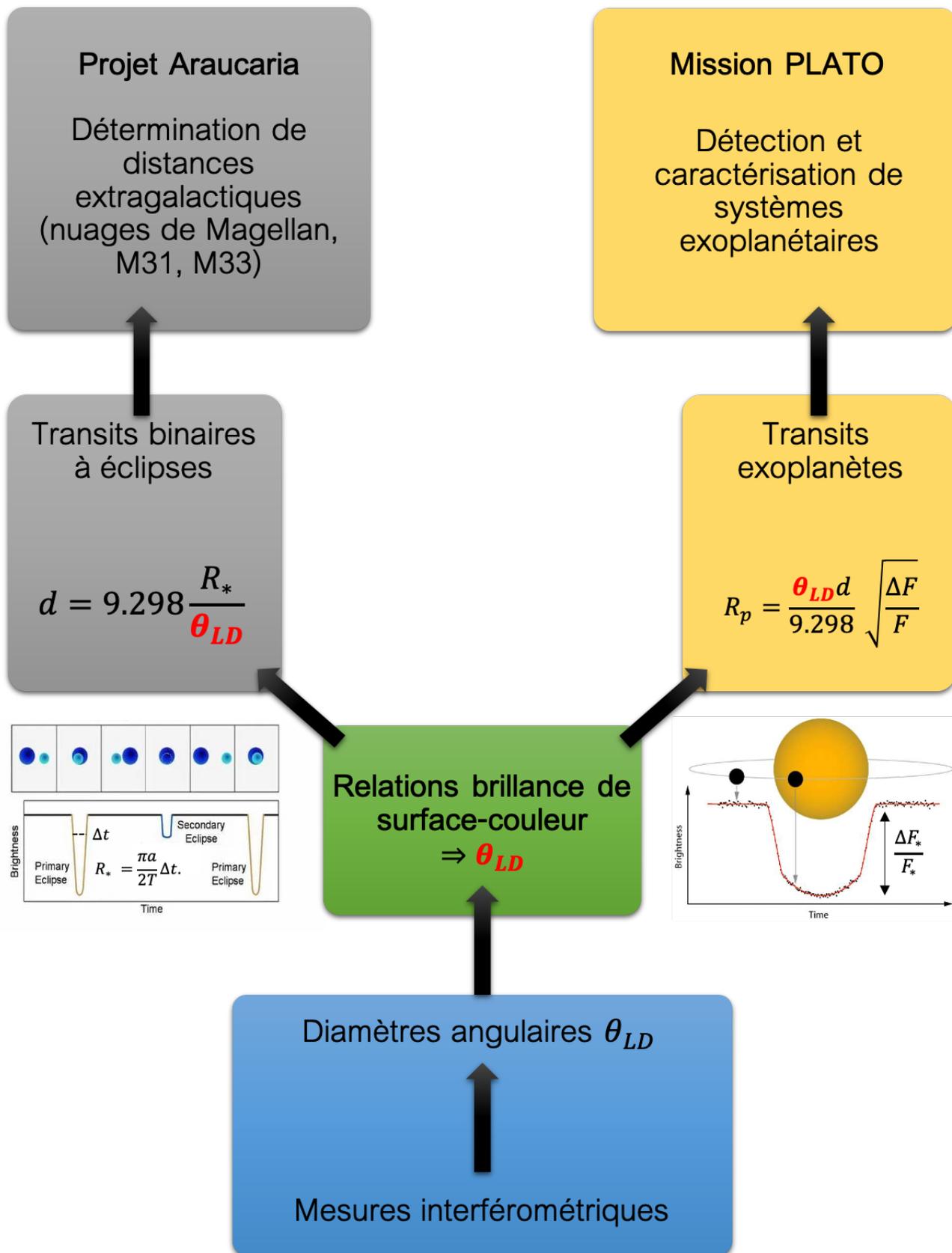


FIGURE 1.26: Diagramme détaillé des objectifs et similitudes des études par les transits stellaires et planétaires. Les grandeurs indiquées en rouge gras sont déduites des relations brillance de surface-couleur.

Chapitre 2

Préparation de la mission spatiale PLATO : étalonnages des SBCRs pour les étoiles tardives

Table des matières

2.1 Les SBCRs dans la littérature	64
2.1.1 État des lieux général des étalonnages de SBCRs dans la littérature	64
2.1.2 Des tensions observées aux bords du diagramme brillance de surface-couleur	68
2.2 Une nouvelle stratégie de sélection pour l'élaboration d'une relation précise	70
2.2.1 Construction d'un large échantillon de mesures à l'aide du JMDC	70
2.2.2 Des critères de sélection pour un étalonnage fin et rigoureux	71
2.2.2.1 Critères généraux	71
2.2.2.2 Critères sur les caractéristiques stellaires	73
2.2.2.3 Critères interférométriques	74
2.2.2.4 Sélection des photométries visibles et infrarouges	76
2.3 Description de la méthode d'ajustement des relations	79
2.3.1 Redéfinition de la brillance de surface des étoiles	81
2.3.2 Méthode d'ajustement à deux dimensions pour un étalonnage robuste	82
2.4 Publication : <i>Precise calibration of the dependence of surface brightness-colour relations on colour and class for late-type stars</i>	85
2.5 Conclusions et discussions	106
2.5.1 Tests autour de la brillance de surface différentielle	106
2.5.2 Test des erreurs systématiques dues à l'utilisation de différents instruments	108

Je présente dans ce chapitre mes travaux réalisés concernant le développement de relations brillance de surface-couleur précises pour les étoiles tardives. J'établis dans un premier temps l'historique des relations brillance de surface-couleur qui ont été étalonnées jusqu'alors, et les diverses tensions qui existent au sein de ces étalonnages. Dans un second temps, je présenterai en détail une nouvelle stratégie de sélection des étoiles que j'ai mise en place afin d'étalonner des relations précises à l'aide d'échantillons "nettoyés" de toute activité stellaire pouvant impacter le flux de l'étoile, telle que la variabilité, la rotation, la multiplicité, etc. Pour ce faire, je me suis basé sur le plus grand catalogue de mesures interférométriques, le Jean-Marie Mariotti Center (Chelli et al., 2003, JMMC). Dans un même temps, je décrirai ma méthode de sélection des photométries des étoiles sélectionnées. Le but de cette étude est de répondre aux problématiques liées à l'universalité et la dépendance des SBCRs, et d'étalonner des relations en lien avec la mission spatiale PLATO. PLATO se concentrera en effet sur la découverte et la caractérisation des systèmes exoplanétaires. Cette mission

est divisée en plusieurs programmes, chacun étant dédié à un objectif spécifique. Parmi eux, une partie du travail se penchera sur la caractérisation des paramètres des étoiles hôtes d'exoplanètes à l'aide d'études astérosismologiques, mais aussi par le biais de SBCRs. Ces relations sont considérées comme éléments clés pour une détermination simple et précise des paramètres d'étoiles hôtes. Les SBCRs s'inscrivent donc dans un processus très large, et constituent une brique parmi de nombreuses qui, une fois assemblées, permettront de mener à bien les différents objectifs de cette mission. Ce programme PLATO se concentrera sur des étoiles tardives, de types spectraux F5 à K7, mais également M. Je terminerai ce chapitre par une conclusion résumant les résultats obtenus lors de ce travail, notamment la mise en évidence d'une dépendance des SBCRs sur le type spectral et la classe de luminosité des étoiles, une dépendance qui était jusqu'alors largement débattue.

2.1 Les SBCRs dans la littérature

2.1.1 État des lieux général des étalonnages de SBCRs dans la littérature

Comme introduit en Section 1.2.3, le premier étalonnage historique d'une relation brillance de surface-couleur remonte à 50 ans, à travers la publication de [Wesselink \(1969\)](#). Depuis, un grand nombre de relations ont été développées. Parmi les travaux les plus marquants dans l'histoire des SBCRs, il semble indispensable de mentionner la publication de [Barnes & Evans \(1976\)](#). Au delà d'une redéfinition de la brillance de surface présentée précédemment en Section 1.2.3, [Barnes & Evans \(1976\)](#) furent les premiers à étalonner des SBCRs pour différentes couleurs, à savoir $(B - V)$, $(V - R)$ et $(R - I)$. Les relations pour les deux premières couleurs sont illustrées en Figure 2.1.

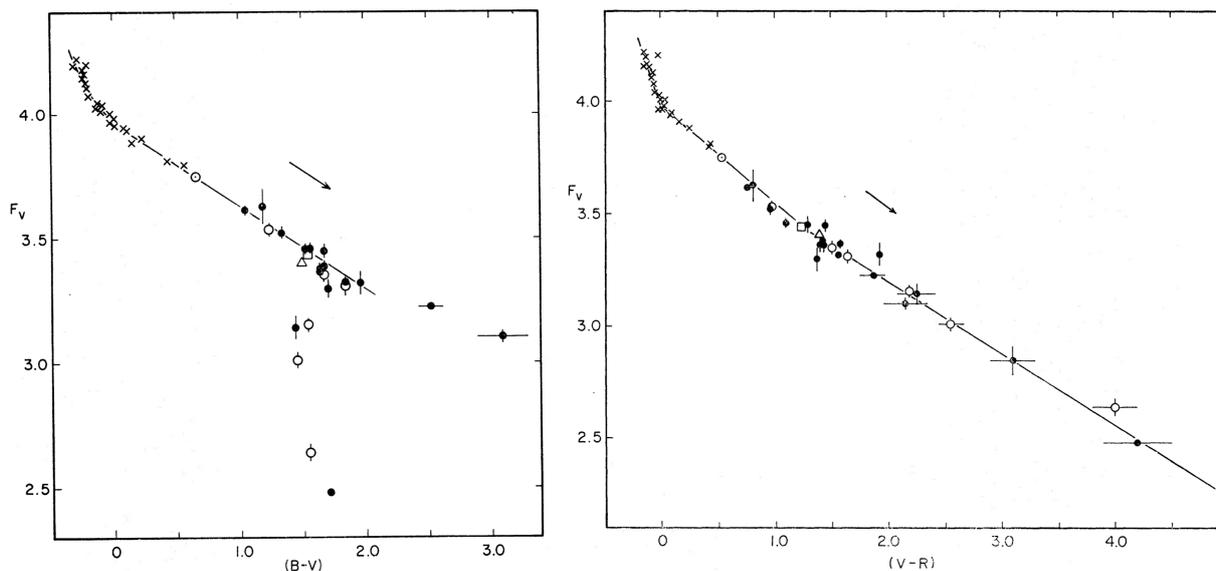


FIGURE 2.1: Corrélation entre la brillance de surface des étoiles et leur couleur par [Barnes & Evans \(1976\)](#). A gauche : en fonction de la couleur $(B - V)$. A droite : en fonction de la couleur $(V - R)$. Les différents symboles représentent les différentes techniques utilisées pour déduire le diamètre angulaire de l'étoile. Les croix correspondent à l'interférométrie d'intensité, les cercles vides à l'interférométrie des speckles, les carrés vides à l'interférométrie d'amplitude, et les cercles pleins à l'occultation lunaire. Le Soleil est inclus dans le diagramme et est représenté par son symbole, tandis que le triangle correspond à l'étoile *YY Gem*, utilisée pour prouver l'application des SBCRs aux étoiles variables. La flèche montre le déplacement qui résulterait d'une extinction interstellaire de 1 mag en bande V . Les symboles dans la partie inférieure du graphique de gauche montrent les limites des techniques d'occultation lunaire et d'interférométrie de speckles.

Plusieurs points importants sont à soulever dans le travail de [Barnes & Evans \(1976\)](#). Premièrement,

ils démontrent une fois de plus la transition d'un régime non-linéaire pour des couleurs inférieures à 0 mag vers un régime linéaire pour des couleurs positives. La linéarité de la SBCR pour des couleurs positives était jusqu'alors discutée, mais les observations réalisées par [Warner \(1972\)](#) et [Harwood et al. \(1975\)](#) ont d'abord montré la présence d'un régime linéaire de la SBCR pour les étoiles tardives. Le travail de [Barnes & Evans \(1976\)](#) confirme donc ce point, et constitue un premier résultat important concernant les diverses propriétés de la SBCR.

Dans un second temps, [Barnes & Evans \(1976\)](#) ont pris soin de différencier les méthodes utilisées pour mesurer le diamètre angulaire de leurs étoiles. Parmi toutes les méthodes, on peut citer l'occultation lunaire ou l'interférométrie d'intensité, qui étaient jusqu'alors les méthodes les plus couramment utilisées pour la détermination du diamètre angulaire stellaire. Toutes les méthodes sont illustrées en figure 2.1 et sont différenciées par des marqueurs différents. A travers cette étude, les auteurs démontrent que la brillance de surface n'est pas sensible à la méthode utilisée pour mesurer la taille apparente de l'étoile, malgré quelques points incohérents que l'on peut voir dans le graphique de gauche de la figure 2.1.

Ensuite, une partie de l'étude de [Barnes & Evans \(1976\)](#) se base sur la dépendance des SBCRs en fonction des propriétés intrinsèques des étoiles. En effet, les auteurs ont délibérément inclus une étoile variable dans l'échantillon de mesures, *YY Gem*, afin d'évaluer son impact sur la SBCR. [Barnes & Evans \(1976\)](#) montrent que les mesures d'*YY Gem* sont cohérentes avec la SBCR, et que cette dernière n'est donc pas impactée par la variabilité stellaire. Puisque la variabilité influe sur le flux, elle est censée influencer sa brillance de surface. Par cette étude, les auteurs évaluent pour la première fois l'effet d'une variabilité sur l'étalonnage des SBCRs. Cependant, l'étude ne se base que sur un point, et cet aspect est toujours discuté aujourd'hui, notamment avec les étoiles de type Céphéides ([Kervella et al., 2004a](#)). Finalement, le résultat majeur de cette étude tient de l'invariance des SBCRs selon la classe de luminosité de l'étoile. En effet, au sein de leur échantillon d'étoiles, les auteurs ont utilisé à la fois des naines et des géantes pour étalonner leur relation, pour des types spectraux allant jusqu'à M6 pour les étoiles les plus tardives. Aucune dépendance n'est observée selon la classe de luminosité de l'étoile. [Barnes & Evans \(1976\)](#) pointent ici un élément crucial, et déclenchent par la même occasion un débat important qui sera au coeur d'un bon nombre de travaux futurs.

Au delà d'étalonnages précis, les auteurs vont par la suite s'intéresser aux propriétés intrinsèques des SBCRs et plus particulièrement aux diverses dépendances sur les paramètres fondamentaux des étoiles. [di Benedetto \(1993\)](#) est le premier à identifier une dépendance des SBCRs avec le type spectral des étoiles. En effet, l'auteur conclut à travers son étude que les géantes M suivent une tendance différente des G et K. Également, [di Benedetto \(1993\)](#) étalonne trois relations pour des étoiles géantes K, géantes M et supergéantes. Il identifie ainsi une dépendance de la SBCR sur la classe de luminosité des étoiles.

En se basant sur ces résultats, [Fouque & Gieren \(1997\)](#) développent de nouvelles relations en excluant les étoiles les plus tardives, c'est à dire de type spectral M. Aussi, il est important qu'une SBCR soit correctement corrigée de l'extinction interstellaire pour écarter tout biais causé par la poussière sur l'étalonnage. [Fouque & Gieren \(1997\)](#) appliquent ainsi des lois d'extinction sur leurs échantillons en s'appuyant sur les travaux de [Cardelli et al. \(1989\)](#) pour différentes couleurs. En se basant sur les travaux de [Gieren et al. \(1989\)](#), les auteurs se concentrent d'abord sur le cas des étoiles variables de type Céphéides. La variabilité de ces étoiles est telle que la variation de leur brillance de surface le long du cycle est non négligeable. D'un autre côté, les auteurs développent deux relations distinctes pour des étoiles supergéantes et géantes. Aucune différence notable n'est observée dans les points-zéro des deux relations, et [Fouque & Gieren \(1997\)](#) émettent ainsi les mêmes conclusions que [Barnes & Evans \(1976\)](#) concernant la dépendance des SBCRs sur la classe de luminosité des étoiles. La relation géantes/supergéantes de [Fouque & Gieren \(1997\)](#) est illustrée en figure 2.2 pour différentes couleurs. Finalement, [Fouque & Gieren \(1997\)](#) n'identifient pas de différence dans l'étalonnage d'une relation pour les étoiles variable de type Céphéides et les étoiles dites "classiques". En conclusion du travail mené par [Fouque & Gieren \(1997\)](#), les SBCRs ne semblent donc pas dépendre des propriétés intrinsèques des étoiles, comme suggéré par [Barnes & Evans \(1976\)](#), au contraire des conclusions émises

par [di Benedetto \(1993\)](#).

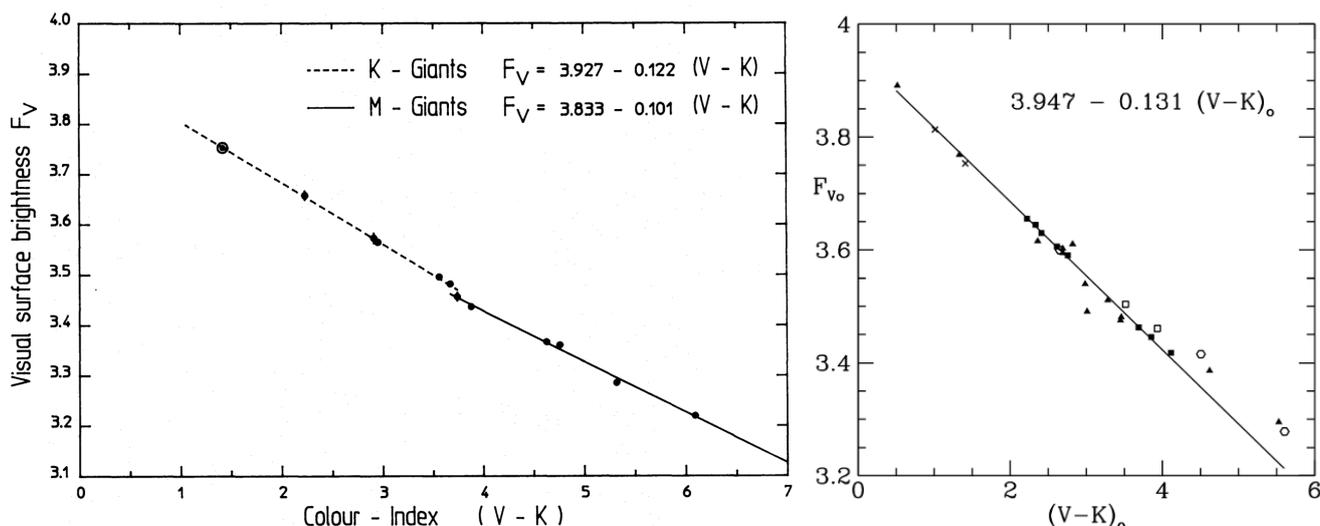


FIGURE 2.2: Relations brillance de surface-couleur calibrées pour les étoiles géantes et supergéantes telles qu'illustrées dans [di Benedetto \(1993\)](#) (à gauche) et [Fouque & Gieren \(1997\)](#) (à droite). A droite, les étoiles géantes sont représentées par des symboles carrés, les supergéantes par des triangles, les deux étoiles naines HR 2943 et le Soleil par des croix, et les points en forme d'hexagones sont des étoiles géantes retirées de l'échantillon.

Les travaux de [van Belle \(1999\)](#) vont plus tard confirmer les observations faites jusqu'alors. Une relation unique pour les étoiles géantes et supergéantes est de nouveau étalonnée, séparément d'une relation pour les étoiles naines. Une dépendance de la SBCR avec la classe de luminosité des étoiles semble peu à peu se préciser. Une tendance qui se confirme ensuite par les travaux de [Groenewegen \(2004\)](#) et [Kervella et al. \(2004b\)](#). Les auteurs identifient différents régimes de dépendance selon la classe de l'étoile, où [Kervella et al. \(2004b\)](#) considèrent cette dépendance pour se concentrer uniquement sur l'étalonnage d'une SBCR pour les étoiles sous-géantes et naines.

La même année, [Kervella et al. \(2004a\)](#) élaborent une étude complète et dédiée à l'étalonnage de SBCRs pour les étoiles variables de type Céphéides. En comparant à leur étude précédente ([Kervella et al., 2004b](#)), les auteurs montrent paradoxalement une très bonne cohérence entre les relations déduites pour les étoiles inactives sous-géantes et naines et les relations exclusivement dédiées aux Céphéides. Ces observations confirment par la même occasion les conclusions précédemment émises par [Fouque & Gieren \(1997\)](#), mais également [Nordgren et al. \(2002\)](#). A première vue, les SBCRs développées pour les Céphéides semblent donc s'accorder avec les SBCRs étalonnées pour les étoiles dépourvues d'activité.

Les auteurs semblent ainsi se mettre d'accord sur certaines propriétés des SBCRs, et notamment sur l'éventuelle dépendance avec la classe de luminosité de l'étoile, bien qu'aucune différence avec des SBCRs étalonnées pour des étoiles variables ne soit observée jusqu'alors. En résumé, aucune incohérence n'est observée en mélangeant les étoiles géantes avec les supergéantes. En revanche, les SBCRs développées pour les étoiles sous-géantes et naines semblent se distinguer des SBCRs étalonnées pour des étoiles géantes et supergéantes. De nouvelles études réfutent cette dépendance. C'est le cas par exemple de [di Benedetto \(2005\)](#) et [Bonneau et al. \(2006\)](#), qui établissent des relations uniques valides pour toute classe d'étoiles. Dans le cas de [di Benedetto \(2005\)](#), l'auteur a inclus seulement 3 étoiles naines au sein de son échantillon de 27 étoiles (le reste des étoiles étant des géantes), ce qui ne constitue pas un ensemble assez large d'étoiles naines afin de définitivement conclure sur les propriétés des SBCRs.

Référence	Relation brillance de surface-couleur (SBCR)	$(V - K)$ [mag]	Classe
Fouque & Gieren (1997)	$F_{V_0} = -0.131(V - K)_0 + 3.947$	0.80 – 2.40	Céphéides
Nordgren et al. (2002)	$F_{V_0} = -0.134(V - K)_0 + 3.956$	0.70 – 4.00	Céphéides
Nordgren et al. (2002)	$F_{V_0} = -0.125(V - K)_0 + 3.941$	0.70 – 4.00	Céphéides
Kervella et al. (2004a)	$F_{V_0} = -0.134(V - K)_0 + 3.953$	1.10 – 2.40	Céphéides
di Benedetto (1993)	$F_{V_0} = -0.139(V - K)_0 + 3.958$	0.50 – 4.30	I, II
di Benedetto (1993)	$F_{V_0} = -0.133(V - K)_0 + 3.954$	0.50 – 4.30	I, II (unred)
Fouque & Gieren (1997)	$F_{V_0} = -0.119(V - K)_0 + 3.914$	0.25 – 1.78	I, II
di Benedetto (1993)	$F_{V_0} = -0.122(V - K)_0 + 3.927$	1.40 – 3.70	III
Fouque & Gieren (1997)	$F_{V_0} = -0.124(V - K)_0 + 3.930$	0.52 – 5.53	III
Nordgren et al. (2002)	$F_{V_0} = -0.123(V - K)_0 + 3.934$	0.70 – 4.00	III
Adams et al. (2018)	$F_{V_0} = -0.126(V - K)_0 + 3.940$	2.05 – 3.84	III
Pietrzyński et al. (2019)	$F_{V_0} = -0.133(V - K)_0 + 3.954$	2.07 – 2.71	III
Salsi et al. (2020a)	$F_{V_0} = -0.122(V - K)_0 + 3.928$	1.80 – 3.80	II, III
Salsi et al. (2020a)	$F_{V_0} = -0.117(V - K)_0 + 3.905$	3.70 – 7.00	M-II, M-III
Adams et al. (2018)	$F_{V_0} = -0.132(V - K)_0 + 3.959$	-0.02 – 2.21	IV, V
Salsi et al. (2020a)	$F_{V_0} = -0.137(V - K)_0 + 3.958$	1.00 – 3.30	IV, V
Salsi et al. (2020a)	$F_{V_0} = -0.124(V - K)_0 + 3.915$	3.80 – 7.50	M-V
di Benedetto (1998)	$S_{V_0} = \sum_{k=0}^2 a_k (V - K)_0^k$	-0.10 – 3.75	All
di Benedetto (2005)	$S_{V_0} = \sum_{k=0}^2 a_k (V - K)_0^k$	-0.10 – 3.70	All
Challouf et al. (2014)	$S_{V_0} = \sum_{k=0}^5 a_k (V - K)_0^k$	-0.88 – 3.69	All
Challouf et al. (2014)	$S_{V_0} = \sum_{k=0}^3 a_k (V - K)_0^k$	-0.88 – 3.21	I, II
Challouf et al. (2014)	$S_{V_0} = \sum_{k=0}^3 a_k (V - K)_0^k$	-0.74 – 3.69	III
Challouf et al. (2014)	$S_{V_0} = \sum_{k=0}^3 a_k (V - K)_0^k$	-0.58 – 2.06	IV, V
Graczyk et al. (2017)	$S_{V_0} = \sum_{k=0}^1 a_k (V - K)_0^k$	-0.50 – 2.20	V
Graczyk et al. (2021)	$S_{V_0} = \sum_{k=0}^5 a_k (V - K)_0^k$	-0.20 – 2.10	IV, V
van Belle (1999)	$\log \theta = 0.789 + 0.218(V - K)_0 - 0.2V_0$	5.50 – 1.30	Variables
Bonneau et al. (2006)	$\log \theta = 0.326 + 0.315(V - K)_0 - 0.2V_0$	-1.00 – 7.00	All
Groenewegen (2004)	$\log \theta = 0.607 + 0.243(V - K)_0 - 0.2V_0$	-0.85 – 4.10	I, II
van Belle (1999)	$\log \theta = 0.669 + 0.223(V - K)_0 - 0.2V_0$	2.00 – 8.00	I, II, III
Groenewegen (2004)	$\log \theta = 0.584 + 0.245(V - K)_0 - 0.2V_0$	1.60 – 3.90	III
van Belle (1999)	$\log \theta = 0.500 + 0.264(V - K)_0 - 0.2V_0$	-0.50 – 0.50	V
Kervella et al. (2004b)	$\log \theta = 0.518 + 0.275(V - K)_0 - 0.2V_0$	0.00 – 2.20	IV, V
Groenewegen (2004)	$\log \theta = 0.519 + 0.274(V - K)_0 - 0.2V_0$	0.00 – 4.20	V
Boyajian et al. (2014)	$\log \theta = 0.532 + 0.264(V - K)_0 - 0.2V_0$	-0.20 – 5.10	V

TABLE 2.1: Historique des étalonnages de SBCRs jusqu'à aujourd'hui. Le domaine d'application dans l'intervalle $(V - K)$ est donné pour chaque relation. La dernière colonne indique la classe de luminosité des étoiles pour laquelle la relation est applicable. Le terme "All" signifie que la SBCR correspondante peut être appliquée à toute classe d'étoiles. Le terme "unred" fait référence à une relation étalonnée pour des couleurs non corrigées de l'extinction.

2. Préparation de la mission spatiale PLATO : étalonnages des SBCRs pour les étoiles tardives

Référence	a_0	Δa_0	a_1	Δa_1	a_2	Δa_2	a_3	Δa_3	a_4	Δa_4	a_5	Δa_5
di Benedetto (1998)	2.563	-	1.493	-	-0.046	-	-	-	-	-	-	-
di Benedetto (2005)	2.565	0.016	1.483	0.015	-0.044	0.005	-	-	-	-	-	-
Challouf et al. (2014)	2.568	0.005	1.690	0.011	-0.524	0.016	0.351	0.017	-0.100	0.008	0.011	0.001
Challouf et al. (2014)	2.291	-	2.151	-	-0.461	-	0.073	-	-	-	-	-
Challouf et al. (2014)	2.497	-	1.916	-	-0.335	-	0.050	-	-	-	-	-
Challouf et al. (2014)	2.625	-	1.823	-	-0.606	-	0.197	-	-	-	-	-
Graczyk et al. (2017)	2.644	0.019	1.358	0.017	-	-	-	-	-	-	-	-
Graczyk et al. (2021)	2.521	-	1.708	-	-0.705	-	0.623	-	-0.239	-	0.031	-

TABLE 2.2: Coefficients a_k des SBCRs polynomiales avec leur incertitude correspondante Δa_k si indiquée.

Les travaux qui suivront ([Adams et al., 2018](#); [Boyajian et al., 2014](#); [Graczyk et al., 2017](#)) développeront également des relations en prenant soin de distinguer les différents régimes de classe de luminosité. [Challouf et al. \(2014\)](#) réalisèrent un travail plus poussé, en regroupant un grand nombre de mesures interférométriques, et prirent soin d'élaborer plusieurs relations : une relation générale et valable pour toute classe d'étoiles, une relation pour les supergéantes, une pour les géantes, et enfin une relation pour les naines. Bien que cohérentes dans les barres d'erreurs, les points zéros des relations montrent cependant des différences non négligeables. Pour la première fois, l'étalonnage d'une SBCR donnant accès à une précision de 1% sur les diamètres angulaires des étoiles géantes sera atteinte par [Pietrzyński et al. \(2019\)](#) pour la même classe d'étoiles.

J'ai regroupé toutes les relations existantes dans la littérature à ce jour dans la table 2.1. La dernière colonne indique la classe d'étoiles pour laquelle la relation s'applique. Le terme "All" signifie que la SBCR peut être utilisée pour toute classe d'étoiles. La table 2.2 contient les coefficients des relations polynomiales. A travers cette table, il est plus facile de voir les différentes applications des relations établies jusqu'ici, et comment les auteurs n'ont, à ce jour, toujours pas réussi à donner une réponse définitive quant à la dépendance des SBCRs avec la classe de luminosité des étoiles. Ces différences sont à l'origine de certaines tensions, expliquées en détail dans la section 2.1.2 ci-dessous.

2.1.2 Des tensions observées aux bords du diagramme brillance de surface-couleur

L'amélioration de la précision des SBCRs a amené des "tensions" entre toutes les relations calibrées jusqu'à aujourd'hui. En effet, des différences plus ou moins importantes sont observées entre les diverses relations existantes, qu'elles soient applicables à tous types d'étoiles ou bien spécifiques à certaines classes. La figure 2.3 regroupe toutes les SBCRs développées jusqu'à aujourd'hui. L'écart ΔF_V des relations autour de $V - K = 2$ mag est montré dans le coin supérieur droit de la figure. Cet écart est arbitrairement calculé par rapport à la SBCR développée par [Kervella et al. \(2004b\)](#). Trois différents régimes, étudiés en détail par [Nardetto \(2018\)](#), ressortent de cette figure :

- Pour les étoiles précoces, soit avec $V - K \leq 1$ mag, les relations établies jusqu'ici sont assez imprécises. Comme dit précédemment, la relation la plus précise développée par [Challouf et al. \(2014\)](#) permet d'estimer des diamètres angulaires avec une précision de 7%. Pour rappel, dans le but de déterminer des distance extragalactiques avec une précision de l'ordre de 2%, il est indispensable de calibrer des relations précises à moins de 2% sur le diamètre angulaire. De plus, [Nardetto \(2018\)](#) a réalisé un travail de comparaison entre toutes les SBCRs étalonnées jusqu'en 2018 et a montré que l'écart moyen sur le diamètre angulaire sortant des relations calibrées pour les étoiles précoces était d'environ 8%. Le cas des étoiles précoces est étudié plus tard dans le Chapitre 3.
- Le deuxième régime s'observe pour des $V - K$ compris entre 1 mag et 3 mag. Dans cet intervalle, l'accord entre les diverses relations est très bon. L'encadré supérieur-droit de la figure 2.3 montre une

- dispersion très faible entre les SBCRs. D'après [Nardetto \(2018\)](#), on s'attend à obtenir une dispersion de 2% sur le diamètre angulaire déduit des SBCRs valides dans cet intervalle de couleur. Ceci traduit donc une très bonne cohérence entre les relations. Si une étoile possède une couleur $V - K$ comprise dans cet intervalle, le choix de la SBCR pour déduire son diamètre angulaire n'aura que peu d'importance, et on s'attend ainsi à avoir un diamètre cohérent à moins de 2% en utilisant une relation ou une autre.
- Le régime des étoiles les plus tardives, c'est à dire avec un $V - K \geq 3$ mag, pose plus de problèmes. Premièrement, ce régime concerne les étoiles peu brillantes, difficiles à observer, le plus souvent des étoiles de type M (et donc froides). Le nombre de mesures interférométriques dans ce domaine est ainsi nettement inférieur en comparaison des deux autres régimes, et notamment pour des couleurs $V - K \geq 5$ mag. Il a donc été très difficile jusqu'ici pour les auteurs de développer un nombre suffisant de SBCRs pour mener une comparaison solide des relations. Cependant, [Nardetto \(2018\)](#) s'est d'ores et déjà proposé de comparer les relations existantes dans ce domaine. Bien que les quelques relations développées jusqu'à aujourd'hui donnent des estimations précises de diamètre angulaire (jusqu'à 2%), il existe néanmoins une grosse dispersion dans l'estimation des diamètres angulaires découlant de ces relations, avec plus de 10% d'écart.

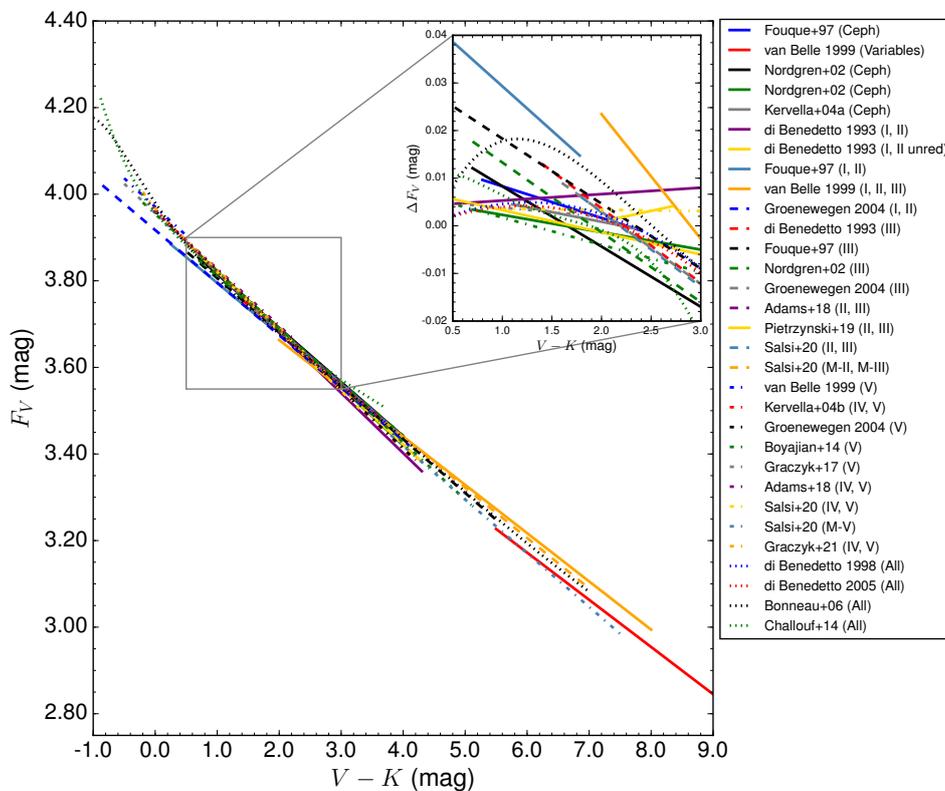


FIGURE 2.3: Historique des relations brillance de surface-couleur calibrées jusqu'à aujourd'hui. Les SBCRs sont tracées en fonction de la couleur ($V - K$), en respectant leur domaine de validité. L'écart ΔF_V entre les relations, autour de $V - K = 2$ mag est montré dans le coin supérieur-droit, comparativement à la relation de [Kervella et al. \(2004b\)](#) qui est arbitrairement utilisée ici comme référence. Les références de ces SBCRs sont les suivantes : [Fouque & Gieren \(1997\)](#); [van Belle \(1999\)](#); [Nordgren et al. \(2002\)](#); [Kervella et al. \(2004a\)](#); [di Benedetto \(1993\)](#); [Groenewegen \(2004\)](#); [Kervella et al. \(2004b\)](#); [Boyajian et al. \(2014\)](#); [Graczyk et al. \(2017\)](#); [di Benedetto \(1998\)](#); [di Benedetto \(2005\)](#); [Bonneau et al. \(2006\)](#); [Challouf et al. \(2014\)](#); [Adams et al. \(2018\)](#); [Pietrzyński et al. \(2019\)](#); [Salsi et al. \(2020a\)](#); [Graczyk et al. \(2021\)](#).

En résumé, des tensions existent aux deux bords du diagramme F_V vs. $V - K$, aussi bien pour les étoiles précoces que tardives. Il est donc difficile aujourd'hui de faire un choix parmi toutes les SBCRs existantes pour déduire un diamètre angulaire. Ces tensions représentent aujourd'hui un problème majeur dans la détermination des distances extragalactiques et la caractérisation des planètes extrasolaires.

Un objectif majeur est donc d'apporter une méthode robuste pour l'étalonnage d'une relation précise pour les étoiles tardives, et ceci a constitué un des travaux que j'ai réalisés pendant ma thèse.

2.2 Une nouvelle stratégie de sélection pour l'élaboration d'une relation précise

2.2.1 Construction d'un large échantillon de mesures à l'aide du JMDC

Pour apporter une solution au problème d'incohérence au niveau des SBCRs pour les étoiles tardives, mon objectif est d'étalonner une relation basée sur une méthode de sélection/filtrage des données en m'appuyant sur le plus large échantillon de mesures interférométriques qui ait été réalisé jusqu'à maintenant. En effet, les auteurs étalonnaient jusqu'alors des relations avec leurs propres mesures, ou bien en combinant des mesures de différents travaux, comme l'a fait par exemple [Challouf et al. \(2014\)](#). La précision de la relation obtenue dépendant majoritairement du nombre de données utilisées pour la calibrer, il m'a semblé essentiel de construire un échantillon aussi large et homogène que possible. Pour ce faire, je suis parti du JMMC Measured stellar Diameters Catalog¹ ([Chelli et al., 2016](#); [Duvert, 2016](#), JMDC). Le JMDC est le catalogue interférométrique le plus complet qui ait été fait jusqu'à aujourd'hui. Il répertorie toutes les mesures de diamètre angulaire effectuées jusqu'à présent et est mis à jour régulièrement. En février 2020, date à laquelle je réalisais cette étude, ce catalogue contenait au total 1672 mesures de diamètre angulaire. Parmi toutes ces mesures, il était recensé 885 étoiles différentes mesurées par interférométrie au moins une fois. Ce qui signifie que l'on s'attend à faire face à des redondances, c'est à dire plusieurs mesures pour une même étoile. Une capture d'écran du catalogue est montrée sur la figure [2.4](#).

Les informations nécessaires à l'étalonnage d'une SBCR sont le diamètre angulaire de l'étoile et sa magnitude apparente mesurée dans deux bandes photométriques distinctes. Dans mon cas, j'ai fait le choix de considérer la couleur $V - K$ des étoiles, car c'est dans ce régime de couleur que la SBCR montre le moins de dispersion ([Kervella et al., 2004b](#)). Aussi, du fait des éventuelles dépendances citées dans la section précédente, j'ai également choisi de récupérer le type spectral et la classe de luminosité des étoiles. J'ai utilisé le logiciel TOPCAT², qui permet de croiser plusieurs catalogues, et de récupérer les données en commun. J'ai utilisé la base de données *Simbad*³ pour récupérer les informations photométriques des étoiles. *Simbad* regroupe un nombre très large de données photométriques, interférométriques et astérosismiques des étoiles en fournissant la référence des mesures. Une fois les informations photométriques des étoiles récupérées, j'ai ensuite élaboré une sélection plus poussée, basée sur un certain nombre de critères, que je liste dans la section ci-dessous.

1. Le catalogue est disponible dans la base de données VizieR à l'adresse suivante : <https://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=II/345>.

2. Téléchargeable à l'adresse suivante : <http://www.star.bristol.ac.uk/~mbt/topcat/>.

3. Accessible via le lien suivant : <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fbasic>.

2.2 Une nouvelle stratégie de sélection pour l'élaboration d'une relation précise

Full	ID1	ID2	UDdiam mas	LDdiam mas	e_ mas	Band	mu- lambda	Method	BandCode	Notes	BibCode	SINPE	CADARS	SimbadName	_RA deg	_DE deg
1	CCDM J16294-2626 AB	alf SCO	28.00000	-1.0000				1		Carnegie Year Books for 1933, 1935, 1937	0	17	CCDM J16294-2626 AB	247.35192	-26.43200
2	HD124897	ALF BOO	19.00000	-1.0000				1		Carnegie Year Books for 1933, 1935, 1937	0	25	HD124897	213.91530	+19.18241
3	HD186791	GAM AQL	8.40000	-1.0000				1		Carnegie Year Books for 1933, 1935, 1937	0	6	HD186791	296.56492	+10.61326
4	HD18884	ALF CET	9.40000	-1.0000				1		Carnegie Year Books for 1933, 1935, 1937	0	9	HD18884	045.56989	+04.08974
5	HD206778	EPS PEG	8.40000	-1.0000				1		Carnegie Year Books for 1933, 1935, 1937	0	3	HD206778	326.04648	+09.87501
6	HD29139	ALF TAU	24.00000	-1.0000				1		Carnegie Year Books for 1933, 1935, 1937	0	29	HD29139	068.98016	+16.50930
7	CCDM J16294-2626 AB	alf SCO	40.00000	-1.0000				1		Pease, F.G.: 1931, Ergebn. Exacten Naturwiss. 10, 84	1931.....	0	17	CCDM J16294-2626 AB	247.35192	-26.43200
8	HD124897	ALF BOO	20.00000	-1.0000				1		Pease, F.G.: 1931, Ergebn. Exacten Naturwiss. 10, 84	1931.....	0	25	HD124897	213.91530	+19.18241
9	HD156014	ALF HER A	30.00000	-1.0000				1		Pease, F.G.: 1931, Ergebn. Exacten Naturwiss. 10, 84	1931.....	0	13	HD156014	258.66189	+14.39037
10	HD217906	BET PEG	21.00000	-1.0000				1		Pease, F.G.: 1931, Ergebn. Exacten Naturwiss. 10, 84	1931.....	0	16	HD217906	345.94357	+28.08279
11	HD29139	ALF TAU	20.00000	-1.0000				1		Pease, F.G.: 1931, Ergebn. Exacten Naturwiss. 10, 84	1931.....	0	29	HD29139	068.98016	+16.50930
12	HD39801	ALF ORI	34.00000	-1.0000				1		Pease, F.G.: 1931, Ergebn. Exacten Naturwiss. 10, 84	1931.....	0	24	HD39801	088.79294	+07.40706
13	HD28307	TET01 TAU	2.30000	2.3900	0.1000			2		Wood, F.B.: 1946, Contrib.Princeton Univ.Obs. 21, 18	1946.....	0	9	HD28307	067.14373	+15.96218
14	HD102212	* nu. Vir	8.00000	-1.0000				2		Jager, F.W.: 1951, Die Sterne 27, 51	1951.....	0	9	HD102212	176.46483	+06.52937
15	HD110014	CHI VIR	5.00000	-1.0000				2		Jager, F.W.: 1951, Die Sterne 27, 51	1951.....	0	2	HD110014	189.81153	-07.99557
16	HD157792	44 OPH	0.80000	-1.0000				2		Jager, F.W.: 1951, Die Sterne 27, 51	1951.....	0	3	HD157792	261.59257	-24.17531
17	CCDM J16294-2626 AB	alf SCO	45.00000	-1.0000	4.5000	11		2	11		1953MNRAS.113..776C	0	17	CCDM J16294-2626 AB	247.35192	-26.43200

FIGURE 2.4: Capture d'écran du catalogue JMDC, contenant toutes les informations nécessaires sur la mesure du diamètre angulaire de l'étoile. De gauche à droite : l'identifiant de l'étoile (ID1), l'identifiant utilisé dans l'article en question ou son nom (ID2), le diamètre angulaire disque-uniforme (UDdiam), le diamètre angulaire assombri (LDdiam), l'erreur sur la mesure du diamètre (e_mas), la bande spectrale dans laquelle la mesure a été effectuée (Band), le coefficient d'assombrissement centre-bord si donné dans l'article (mu-lambda), la méthode d'observation utilisée pour déduire le diamètre angulaire (Method, "1" si interférométrie optique, "2" si occultation lunaire, et "3" si interférométrie d'intensité), le code pour la bande utilisée (BandCode, "1" pour la bande U, et le chiffre croît ensuite en fonction de la bande), des notes sur l'étoile ou la mesure si nécessaire (Notes), la référence bibliographique de la mesure (BibCode), et les coordonnées RA et DEC de l'étoile (RA, DEC).

2.2.2 Des critères de sélection pour un étalonnage fin et rigoureux

Avec presque 1700 mesures différentes de diamètre angulaire, il semblait évident qu'un tri serait à effectuer, et qu'il ne serait certainement pas possible de garder toutes ces mesures. Mon but ici est d'effectuer un étalonnage fin et rigoureux. Je me suis donc proposé d'introduire des critères afin d'affiner la stratégie de sélection des étoiles qui serviront à l'étalonnage de ma relation. Cette technique d'élaboration de critères de sélection a déjà été utilisée par certains auteurs, comme [Challouf et al. \(2014\)](#), mais je voulais pousser l'étude plus loin, avec des critères beaucoup plus précis et très ciblés. De ce fait, j'ai exclu tout ce qui pourrait potentiellement influencer le flux de l'étoile ou sa mesure interférométrique, dans le but d'éviter le plus de biais possible. Il est à noter qu'une analyse poussée pour chaque étoile en regardant les distributions spectrales d'énergie (SEDs, pour "Spectral Energy Distribution" en anglais) aurait pu être effectuée dans le but d'une sélection encore plus pointue afin de détecter d'éventuels signes d'activité stellaire. Mais du fait du grand nombre d'étoiles auquel j'ai fait face, j'ai préféré restreindre mon travail à une sélection basée sur les informations connues des étoiles. Dans tous les cas, si un doute subsistait sur une étoile, j'ai choisi de ne pas la sélectionner.

2.2.2.1 Critères généraux

En premier lieu, j'ai pris soin de retenir seulement les étoiles possédant toutes les informations interférométriques et photométriques nécessaires à l'étalonnage d'une SBCR : le diamètre angulaire θ_{LD} , l'erreur sur la mesure du diamètre angulaire $\sigma_{\theta_{LD}}$, les photométries visible V et infrarouge K . Concernant les mesures

photométriques, certaines études ont jusqu'alors fait le choix de ne pas considérer d'incertitudes, ou bien de fixer une incertitude dite "classique", de l'ordre de 0.02 mag ou 0.03 mag, pour toutes les étoiles de leurs échantillons. Cependant, l'incertitude sur les photométries est une quantité clef dans l'étalonnage de SBCRs, au même titre que le diamètre angulaire mesuré. J'ai donc fait le choix de considérer les incertitudes sur les photométries V et K lors de la sélection des étoiles, en les récupérant directement dans les références liées aux mesures.

Comme cité plus tôt dans ce chapitre, le but de ce travail est de calibrer des relations dans le cadre de la mission spatiale PLATO [Catala & Plato Team \(2006\)](#). Cette mission est divisée en plusieurs Work Packages (WPs), qui ont chacun un objectif scientifique bien défini. Dans le contexte des SBCRs, PLATO étudiera les étoiles de types spectraux allant de F5 à K7, mais également des étoiles de type M. En suivant les objectifs PLATO, j'ai donc séparé l'étude en quatre "boîtes" de sélection : les étoiles F5/K7 géantes, les F5/K7 sous-géantes et naines, les M géantes et enfin les M naines. Ainsi, en plus des six informations nécessaires citées précédemment, j'ai donc eu besoin de récupérer le type spectral et la classe de luminosité de l'étoile. Là aussi, j'ai eu recours à la base de données *Simbad* pour obtenir ces informations supplémentaires.

De plus, comme expliqué en section [2.2.1](#), le catalogue JMDC indique la méthode utilisée pour mesurer le diamètre angulaire de l'étoile. J'ai choisi de ne retenir que les mesures déduites par interférométrie optique, car c'est la méthode la plus largement utilisée aujourd'hui et qui montre le moins de dispersion dans les mesures pour l'étalonnage d'une SBCR (voir [Fouque & Gieren \(1997\)](#)).

On en arrive donc à neuf informations nécessaires pour un premier tri sur les étoiles, un tri basé sur ce que l'on appelle des critères "généraux", car basés sur l'échantillon dans sa globalité et non sur une étude des étoiles au cas par cas. Le déroulement de l'application de ces critères généraux peut finalement se résumer en quatre étapes, classées par ordre d'application :

1. Retenir les mesures possédant toutes les données nécessaires à l'étalonnage d'une SBCR (θ_{LD} , $\sigma_{\theta_{LD}}$, V , σ_V , K et σ_K).
2. Sélectionner seulement les étoiles de types spectraux de F5 à K7, et M, de façon à être en phase avec les objectifs de la mission spatiale PLATO.
3. Considérer uniquement les étoiles géantes, sous-géantes et naines (respectivement de classes de luminosité II, III, IV et V).
4. Retenir finalement les mesures réalisées par interférométrie optique.

A ce stade de la sélection, en appliquant uniquement les critères généraux listés ci-dessus sur les 1672 mesures de diamètre angulaire du JMDC, je me retrouve avec 534 mesures de diamètres angulaires restantes à analyser. Les mesures se répartissent de la manière suivante : 274 mesures pour les F5/K7 géantes, 156 mesures pour les F5/K7 sous-géantes et naines, 67 mesures pour les M géantes et 37 mesures pour les M naines. J'ai ainsi créé un catalogue⁴ qui rassemble toutes les mesures répondant aux critères généraux ([Salsi et al., 2020b](#)). Ce catalogue constitue un point de départ pour la sélection des données, avant de rentrer dans une sélection poussée et basée sur des critères plus spécifiques, notamment sur l'activité stellaire, la multiplicité, la binarité, la variabilité, ou bien sur la photométrie des étoiles. Ces critères sont décrits en détail dans les sections qui suivent.

4. Mon catalogue est disponible sur VizieR via le lien suivant : <https://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=J/A%2BA/640/A2>.

2.2.2.2 Critères sur les caractéristiques stellaires

J'ai choisi d'effectuer une sélection stricte sur les 534 mesures de diamètre angulaire restantes, en posant des critères de sélection plus spécifiques. J'ai ainsi étudié les étoiles au cas par cas afin de détecter d'éventuels signes d'activité, de binarité ou multiplicité, de rotation, etc. Pour ce faire, j'ai recherché des informations sur chacune des étoiles de l'échantillon. J'ai ensuite exclu toute étoile présentant une variabilité, une binarité, une multiplicité, une pulsation semi-régulière et une rotation rapide. En plus de ces critères, j'ai également remarqué que certaines étoiles du catalogue présentaient plusieurs classes de luminosité. Dans le souci de bâtir quatre relations pour quatre classes d'étoiles différentes, j'ai donc éliminé les étoiles pour lesquelles un doute subsistait sur la classe de luminosité. Je rassemble ces différents critères dans la partie supérieure de la table 2.3. Il est important de noter que si une étoile n'avait pas été sélectionnée, j'ai fait le choix par souci de transparence de laisser apparaître l'étoile dans l'échantillon final. C'est pourquoi j'ai associé chaque critère à un mot-clé, comme le montre la colonne de droite de la table 2.3. J'ai inclus ces mot-clés dans une colonne "Notes" du catalogue pour définir quel critère a été utilisé afin de rejeter l'étoile de la sélection. Aussi, j'ai précisé la nature de la variabilité de l'étoile : (BY) pour les étoiles variables de type BY Dra, (TT) pour les T-Tauri, (RS) pour les RS CVn, (dS) pour les delta Scuti, et (Cep) pour les étoiles variables de type Céphéides.

Cependant, j'ai dû faire plusieurs exceptions dans le processus de sélection. Parmi les étoiles restantes, la variabilité était prédominante dans l'échantillon des étoiles F5/K7 géantes. Ce critère n'a donc pas été pris en compte lors de la sélection des géantes. Le fait de retenir des étoiles variables au sein l'échantillon constitue un certain risque compte tenu de la rigueur que je souhaite apporter dans ma stratégie d'élaboration de SBCRs. Cependant, exclure les étoiles géantes variables n'aurait pas permis l'étalonnage d'une SBCR au vu du faible nombre d'étoiles restantes. C'est pourquoi j'ai effectué une analyse sur la variabilité de ces étoiles, en étudiant chacune des étoiles de l'échantillon. Pour ce faire, j'ai eu recours au catalogue d'étoiles suspectées variables (Kukarkin et al., 1981, CSVS), qui a depuis été actualisé et fait maintenant partie du catalogue général d'étoiles variables (Samus' et al., 2017, GCVS). J'ai trouvé que la variabilité génère un biais sur la magnitude V d'environ $\sigma = 0.02$ mag soit environ 1%. J'ai ainsi conclu que retenir les étoiles F5/K7 géantes variables dans l'échantillon final n'introduisait pas de biais significatif dans l'étalonnage de la relation. Finalement, j'ai fait une autre exception concernant les étoiles M naines. Étant donné le très faible nombre de mesures pour cette boîte de travail, aucune sélection n'a été faite sur leur activité (uniquement la qualité des données interférométriques, voir section ci-dessous).

	Critère	Mot-clé
Caractéristiques stellaires (Section 2.2.2.2)	Variable	V
	Binaire spectroscopique	SB
	Multiple	M
	Doute sur la classe de luminosité	LumC
	Étoile pulsante semi-régulière	Sr Puls
	Rotateur rapide	FRot
	Interférométriques (Section 2.2.2.3)	Mesure imprécise
Mesure incompatible et pas de courbe de visibilité		NVisC
Bande 8-13 μm		8-13
Mesure très éloignée de la tendance générale		Bad
Mesures à haute visibilité ($V^2 > 0.8$)		hVis
Courbe de visibilité excellente dans l'autre référence		eVisC
Photométriques (Section 2.2.2.4)	Problème de large bande visible	LvisBand
	Incertitude sur la magnitude K élevée	hK

TABLE 2.3: Résumé des critères utilisés lors de la sélection. Partie supérieure : critères sur les caractéristiques stellaires. Partie médiane : critères interférométriques. Partie inférieure : critères photométriques. La colonne de droite montre les mots-clés correspondant à ces critères, que j'ai inclus en tant que note dans les échantillons finaux des étoiles.

2.2.2.3 Critères interférométriques

Après avoir appliqué les critères sur les caractéristiques stellaires aux échantillons, j'ai remarqué que certaines données étaient encore très incohérentes avec la tendance générale correspondant à la variation de la brillance de surface F_V avec la couleur $V - K$ des étoiles. Je me suis alors penché sur les références des mesures en elles-mêmes, pour identifier des problèmes dans les mesures réalisées ou bien trouver une explication à l'incohérence qu'on observait. J'ai ainsi élaboré ce que j'appelle des critères interférométriques, c'est à dire des critères de sélection directement liés aux mesures. Premièrement, il est important de noter que les diamètres assombri LD dans le JMDC sont principalement déduits des diamètres uniformes UD mesurés en utilisant les grilles de Claret (Claret, 2000; Claret & Bloemen, 2011; Claret et al., 1995, 2013). En renseignant les caractéristiques physiques des étoiles, telles que $\log g$, T_{eff} et la métallicité $[Fe/H]$, les grilles de Claret estiment ainsi un coefficient de conversion u_λ qui dépend de la bande spectrale d'observation. Ce coefficient permet de déduire un diamètre LD de la manière suivante :

$$\theta_{\text{LD}} = \sqrt{\frac{1 - \frac{u_\lambda}{3}}{1 - \frac{7u_\lambda}{15}}} \theta_{\text{UD}}. \quad (2.1)$$

Les grilles de Claret possèdent un pas de 250 K en température. La plus grande erreur que nous pouvons donc faire sur la température est de 125 K sans aucune interpolation. Comme mentionné par Nardetto et al. (2020), cette erreur sur la température conduit à une erreur de 0.3% sur les diamètres angulaires, ce qui est bien en dessous des erreurs typiques des échantillons. Nardetto et al. (2020) montrent également que les diamètres angulaires calculés avec la version en symétrie sphérique des modèles ATLAS, SATLAS (Lester & Neilson, 2008; Neilson & Lester, 2013), sont en moyenne 0.4% plus grands que ceux déduits avec les grilles de Claret & Bloemen (2011) pour les géantes K. Ces tests sont intéressants et doivent être considérés avec prudence lorsqu'un diamètre angulaire assombri est déduit à une précision inférieure au pourcent. Cependant, l'impact d'une telle différence sur l'étalonnage d'une SBCR est très faible, bien au-dessous de la précision statistique de la relation. Une conversion inhomogène UD vers LD n'impacte donc pas de manière significative l'étalonnage d'une SBCR.

En premier lieu, j'ai décidé d'éliminer toutes les mesures de diamètre angulaire moins précises que 8% car des mesures avec une telle incertitude n'ont aucun poids dans l'étalonnage d'une relation précise à un niveau de 1-2%. Une grande incertitude peut également être le signe d'une activité stellaire. Ces mesures sont associées au mot-clé "Imp" dans le catalogue. J'ai ensuite retiré les mesures effectuées dans la bande spectrale 8–13 μm pour éviter une éventuelle contamination du flux de l'étoile par son environnement, telle qu'une enveloppe circumstellaire, de la poussière ou du gaz.

J'ai ensuite rapidement identifié des problèmes récurrents liés à certaines références. Les données recueillies par Baines et al. (2018) présentent par exemple un écart systématique de plus de 2σ avec la tendance générale à ce stade de la sélection. En regardant de plus près, les auteurs ont mesuré un diamètre angulaire UD entre 550 et 850 nm , et en ont déduit un diamètre assombri LD. Cependant, le diamètre uniforme, qui dépend de la longueur d'onde d'observation, peut souffrir d'un biais dû à une bande spectrale de mesure trop large. Dans le visible, le diamètre uniforme, et donc LD, peut être significativement différent entre deux mesures faites à 550 nm et 850 nm . Je suspecte que les diamètres mesurés ici sont affectés par un tel biais de mesure, dont la correction n'est pas mentionnée. Ainsi, j'ai introduit un critère de sélection sur la largeur de la bande spectrale utilisée, défini par le mot-clé "LVisBand" dans le catalogue pour les mesures concernées et qui présentent des écarts significatifs avec les autres mesures de la littérature. D'autres références, telles que Hutter et al. (1989), van Belle et al. (2009) ou Baines et al. (2010) présentaient des mesures largement incompatibles, à un niveau supérieur à 5σ avec les relations découlant des échantillons. J'ai associé un mot-

clé "Bad" à ces mesures pour marquer leur incompatibilité. Ces biais peuvent trouver plusieurs origines : des problèmes de conversion θ_{UD} à θ_{LD} , une mauvaise qualité d'observation et/ou une mauvaise couverture des fréquences spatiales dans la courbe de visibilité. Je présente un exemple de mauvaise couverture en fréquences spatiales d'une mesure tirée de [Hutter et al. \(1989\)](#) dans la figure 2.5. Si aucune courbe de visibilité n'était accessible, j'ai rajouté une note "NVisC" dans le catalogue.

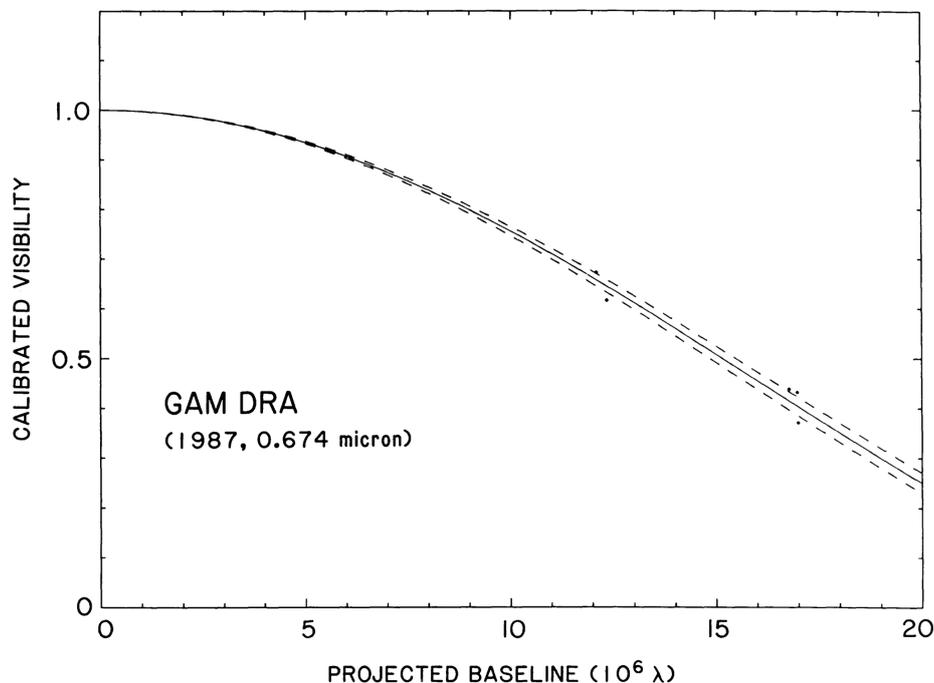


FIGURE 2.5: Exemple d'une mauvaise couverture des fréquences spatiales dans la courbe de visibilité d'une étoile présentée dans l'étude de [Hutter et al. \(1989\)](#). Les points sont les mesures de visibilité de l'étoile. La ligne solide est le meilleur modèle d'ajustement des visibilités. Les lignes en pointillés représentent l'erreur maximale ± 0.2 mas sur le modèle de diamètre angulaire.

Comme cité au début du chapitre, le catalogue JMDC contient des redondances, des étoiles possédant plusieurs mesures de diamètre angulaire. Sur la figure 2.6, je montre quelques exemples de redondances pour les boîtes F5/K7 sous-géantes et naines, et M géantes. On peut voir qu'un bon nombre de mesures de diamètre angulaire pour une même étoile sont incompatibles dans les barres d'erreur. L'objectif ici est de savoir comment gérer ces redondances. Dans le cas où les redondances étaient compatibles et ne présentaient pas de raison de les exclure par des critères de caractéristiques stellaires ou interférométriques, j'ai gardé les différentes mesures. Dans le cas contraire, j'ai regardé la qualité des mesures effectuées. Pour des mesures incompatibles, si l'étoile ne présentait pas d'activité, et si une ou plusieurs d'entre elles étai(en)t de mauvaise qualité, j'ai considéré la meilleure mesure, à savoir celle où la courbe de visibilité était la mieux contrainte. Ainsi, j'ai déduit un nouveau critère défini par le mot-clé "eVisC" dans le catalogue. Tous les critères interférométriques que j'ai définis dans cette section sont résumés dans la partie médiane de la table 2.3.

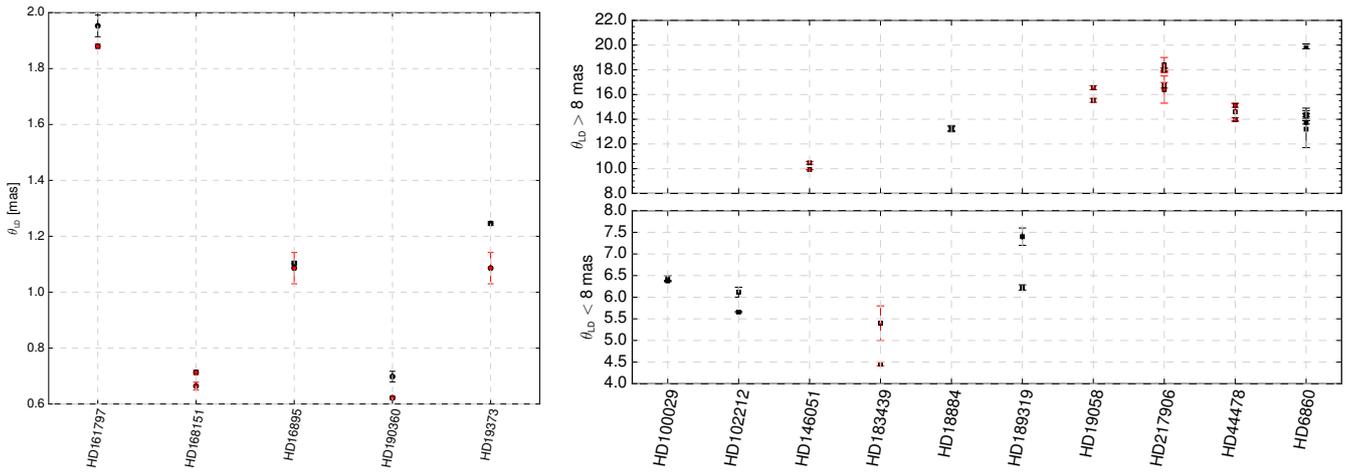


FIGURE 2.6: Exemples de redondances pour les boîtes F5/K7 sous-géantes et naines (à gauche), et M géantes (à droite). Les mesures marquées en rouge sont celles que je n'ai pas retenues par critères sur les caractéristiques stellaires ou interférométriques. Le nom de l'étoile est indiqué en abscisse.

2.2.2.4 Sélection des photométries visibles et infrarouges

Les SBCRs dépendent fortement de la photométrie utilisée pour l'étalonnage. Certaines études ont jusqu'alors omis de considérer la précision photométrique, ou bien arbitrairement fixé une incertitude. Dans le cadre de cette étude, j'ai considéré toutes les incertitudes dans le but d'inclure les incertitudes photométriques dans l'ajustement. La dernière étape repose ainsi sur le choix d'une photométrie précise des étoiles, dans les bandes V et K . Concernant la bande visible, les magnitudes sont généralement bien contraintes et précises. J'ai recherché un catalogue disposant d'un nombre conséquent de mesures, et ai considéré les magnitudes V du catalogue [Kharchenko & Roeser \(2009\)](#). Ce catalogue est une compilation de plusieurs autres catalogues (catalogue Hipparcos-Tycho, catalogue des méridiens de Carlsberg, et catalogue Positions and Proper Motions). Toutes les magnitudes visibles sont données dans le filtre Johnson- V . L'erreur sur la magnitude visible dépasse rarement 0.01 mag. Sur la partie gauche de la figure 2.7, j'ai rassemblé les photométries V des quatre échantillons d'étoiles.

L'uniformité de la magnitude infrarouge K était plus complexe à réaliser puisque le catalogue 2MASS ([Cutri et al., 2003](#)), qui est le catalogue le plus complet de photométries infrarouges, présente des incertitudes très élevées ($> 20\%$) pour un grand nombre d'étoiles (principalement à cause de problèmes de saturation). J'ai décidé de ne considérer que les mesures photométriques avec une erreur inférieure à 0.15 mag. Pour les étoiles avec une incertitude supérieure à 0.15 mag sur la photométrie 2MASS, je me suis mis en quête de photométries infrarouges plus précises dans la littérature. L'idée est de se référer autant que possible au catalogue 2MASS afin d'avoir un échantillon le plus homogène possible. Les graphiques de droite sur la figure 2.7 montrent les incertitudes sur la photométrie K que j'ai retenues lors de la sélection. Les catalogues utilisés pour la photométrie infrarouge sont résumés dans la table 2.4. Dans le catalogue final, j'ai inclus une colonne "r_Kmag" contenant les mot-clés indiqués en table 2.4 associés à la référence utilisée. Pour l'échantillon des étoiles F5/K7 géantes, cette recherche a permis de garder 10 mesures photométriques qui possédaient une magnitude 2MASS- K_s très imprécise, comme on peut le voir dans le graphique supérieur-droit de la figure 2.7. Pour quelques étoiles, il n'a pas été possible de trouver une photométrie infrarouge précise. Ainsi, j'ai introduit un nouveau critère, dit "photométrique" (partie inférieure de la table 2.3), et j'ai rejeté les étoiles pour lesquelles il n'était pas possible d'obtenir une photométrie infrarouge plus précise que 0.15 mag. Ce critère est associé au mot-clé "hK" dans le catalogue.

2.2 Une nouvelle stratégie de sélection pour l'élaboration d'une relation précise

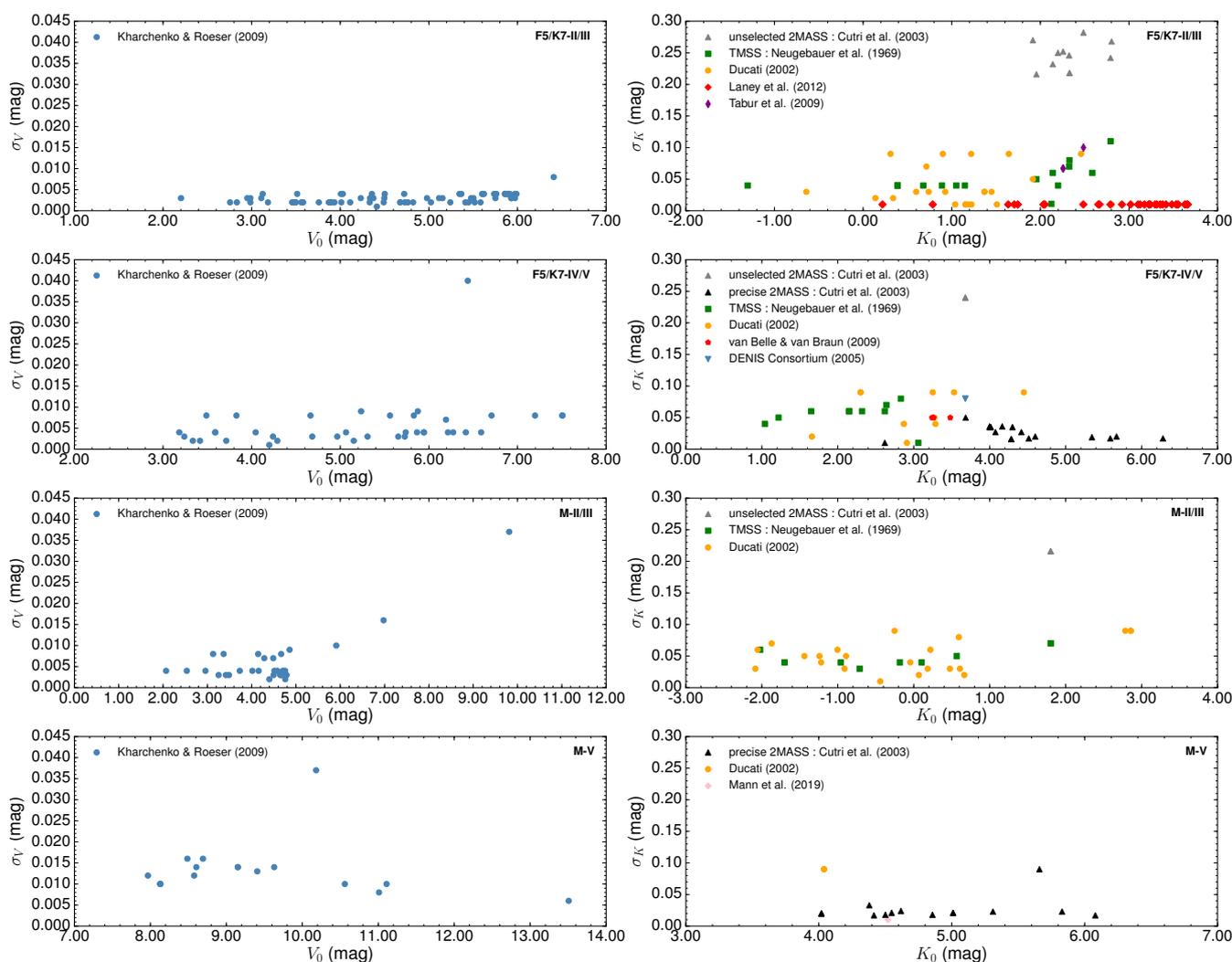


FIGURE 2.7: σ_V vs. V_0 (à gauche) et σ_K vs. K_0 (à droite) tracés pour les quatre échantillons d'étoiles, indiqués dans le coin supérieur-droit de chaque graphique. Les sources photométriques sont indiquées en légende.

Source de la photométrie infrarouge	Mot-clé
TMSS (Neugebauer & Leighton, 1969)	T
Ducati (2002)	Du
2MASS (Cutri et al., 2003)	2M
Denis Consortium (2005)	De
van Belle & von Braun (2009)	V
Tabur et al. (2009)	Ta
Laney et al. (2012)	La
Mann et al. (2019)	M19

TABLE 2.4: Sources des photométries infrarouges K utilisées pour l'étalonnage des SBCRs avec les mots-clés correspondants.

Une fois les photométries V récupérées, il est nécessaire de les "nettoyer" de l'extinction interstellaire. Il existe là aussi plusieurs moyens pour s'en affranchir. Ici, j'ai choisi d'utiliser le logiciel *Stilism*⁵ (Capitiano et al.,

5. Accessible ici : <https://stilism.obspm.fr/>.

2017; Lallement et al., 2014). Cet outil fournit des cartes tridimensionnelles de la matière interstellaire locale (ISM) à partir des mesures de l'absorption de la lumière des étoiles par la poussière (effets de rougissement) ou par les gaz. En renseignant la distance de l'étoile et ses coordonnées galactiques, *Stilism* fournit l'excès couleur $E(B - V)$. L'atténuation interstellaire est ensuite déduite de la manière suivante :

$$A_V = R_V \times E(B - V), \quad (2.2)$$

où R_V est le rapport de l'absorption totale sur l'absorption sélective dans la bande visible, pour lequel j'ai adopté $R_V = 3.1$, ce qui correspond à la valeur typique dans l'ISM (Cardelli et al., 1989). L'atténuation dans la bande infrarouge K est ensuite calculée comme $A_K = 0.119 \times A_V$ (Fitzpatrick, 1999). Les magnitudes V et K sont finalement corrigées de l'extinction en calculant $V_0 = V - A_V$ et $K_0 = K - A_K$. Il est bien connu que la SBCR n'est pas significativement sensible à la correction de l'extinction interstellaire, puisque la brillance de surface F_{V_0} et la couleur $(V - K)_0$ en sont affectées de la même manière, à un faible coefficient A_K près. Ainsi, l'absorption en F_V est compensée par l'excès en couleur $V - K$, et la variation se fait quasi parallèlement à la SBCR. L'absorption des échantillons dépasse rarement 0.1 mag. Pour quantifier sa contribution, j'ai arbitrairement augmenté la valeur de l'extinction visuelle sur les étoiles de l'échantillon F5/K7 géantes. Une valeur A_V plus élevée que 0.1 mag donne une différence de 0.3% sur la brillance de surface, et de 0.35% sur le diamètre angulaire résultant de la relation. On en déduit que le choix de la loi d'extinction n'a que peu d'effet sur l'étalonnage de la SBCR.

Mélanger plusieurs références tel que l'on a fait induit un problème d'homogénéité, aussi bien pour la photométrie visible qu'infrarouge. Parmi tous les catalogues considérés pour la photométrie infrarouge, seuls Ducati (2002) et Neugebauer & Leighton (1969) utilisent une photométrie Johnson sans conversion en photométrie 2MASS. Cela correspond à 85 étoiles sur les 153 de l'échantillon final. Pour évaluer l'effet éventuel de cette inhomogénéité, j'ai réalisé un test en ne considérant que les photométries 2MASS- K_s pour calibrer les SBCRs. Je retrouve une cohérence de moins de 1σ entre la SBCR homogène 2MASS et la relation originelle disposant d'une photométrie hétérogène. La comparaison entre les relations homogènes et inhomogènes est montrée dans la figure 2.8 dans le cas des étoiles F5/K7 sous-géantes et naines. A titre indicatif, j'ai aussi comparé les photométries Johnson- K et 2MASS- K_s pour quatre étoiles dans l'échantillon : HD140283, HD3651, HD4628 et HD75732. J'ai relevé une différence de 0.05%, 0.35%, 2.5% et 1.2% respectivement, conduisant à une différence de 0.1%, 0.7%, 4.5% et 2.8% sur le diamètre angulaire. Les deux photométries K et K_s sont cohérentes dans les barres d'erreur pour ces quatre étoiles.

Cependant, il s'est avéré qu'une comparaison des photométries sur quatre étoiles n'est pas représentative. De plus, on trouve déjà une différence de 4.5% sur le diamètre angulaire d'une étoile parmi les quatre, bien au dessus de l'incertitude statistique finale espérée pour la relation (1-2%). Ce qui signifie qu'un mélange de bandes photométriques peut potentiellement induire un biais sur l'étalonnage d'une SBCR. Bien qu'on ne voit pas de différence notable ici entre les deux SBCRs Johnson- K et 2MASS- K_s , un travail plus poussé sur cette question d'homogénéité des relations est nécessaire, notamment sur le fait de convertir d'une bande à l'autre et ainsi conserver le nombre d'étoiles initial dans l'échantillon. J'ai réalisé cette étude, que je présente dans le chapitre 3.

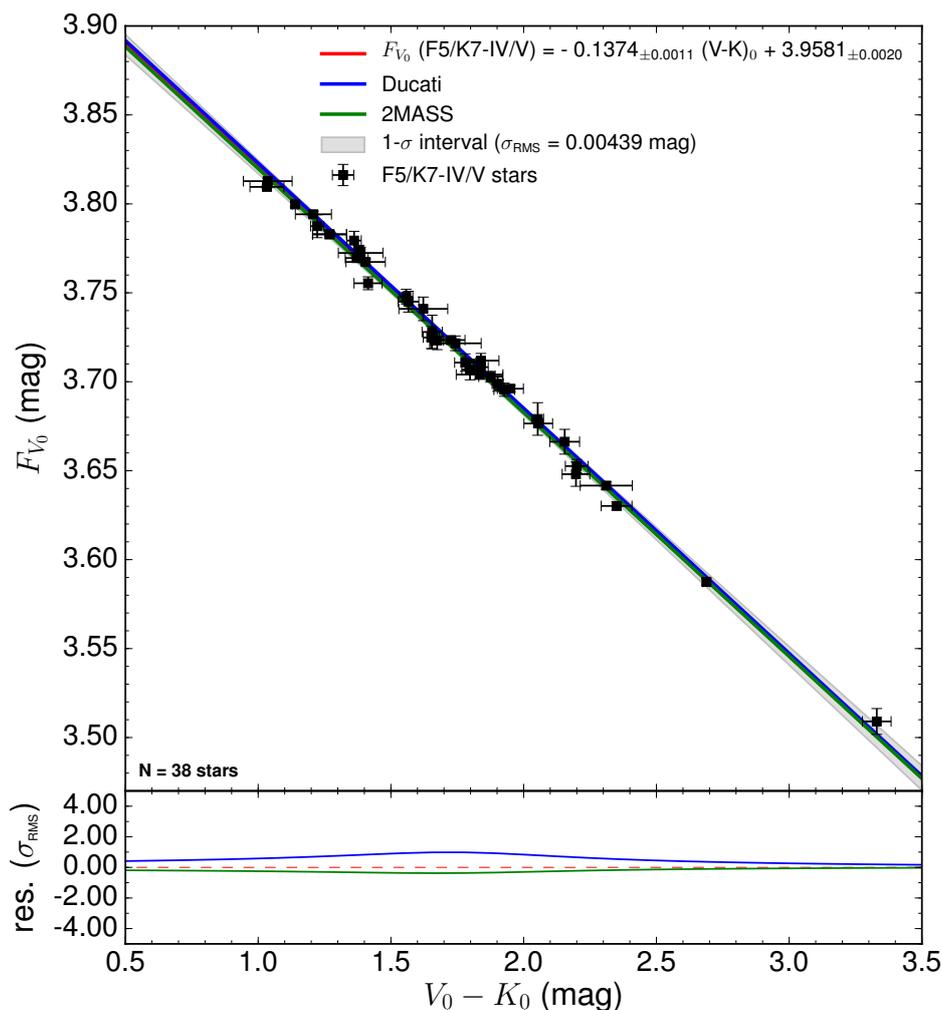


FIGURE 2.8: Comparaison entre les SBCRs inhomogènes et homogènes pour les étoiles F5/K7 sous-géantes et naines. Le graphique du bas quantifie la différence entre les relations homogène et inhomogène en terme de RMS de la relation hétérogène.

Une fois les critères sur les caractéristiques stellaires, interférométriques et photométriques appliqués aux étoiles du JMDC, on se retrouve avec un échantillon final de 153 mesures, dont 70 mesures pour les F5/K7 géantes, 38 mesures pour les F5/K7 sous-géantes et naines, 29 pour les M géantes, et 16 pour les M naines. Un extrait du catalogue pour les étoiles F5/K7 géantes est montré dans la table 2.5. La table montre l'échantillon d'étoiles après avoir appliqué les critères de sélection généraux. Les étoiles qui n'ont pas été considérées dans l'étalonnage final sont celles qui disposent d'une note dans la colonne "Mot-clé" de la table, associée à un critère de sélection parmi les caractéristiques stellaires, interférométriques ou photométriques. Par le biais de cette stratégie très sélective, j'ai ainsi considérablement réduit l'échantillon de mesures, afin de calibrer des relations corrigées de toute activité stellaire ou de biais de mesures interférométriques pouvant intervenir. A ce stade de l'étude, il ne manquait donc plus qu'à développer une méthode d'ajustement robuste afin d'ajuster des relations précises avec les quatre échantillons finaux.

2.3 Description de la méthode d'ajustement des relations

Une fois l'échantillon "nettoyé" de toute activité stellaire ou tout biais interférométrique pouvant influencer l'étalonnage des relations, il est désormais nécessaire de définir une méthode d'ajustement. Dans cette section, je décris la méthode d'ajustement qui permet de prendre en compte toutes les incertitudes liées à la

Nom	θ_{LD} [mas]	$\sigma_{\theta_{LD}}$ [mas]	Bande	Source	Type Spectral	V [mag]	σ_V [mag]	K [mag]	σ_K [mag]	A_{λ_V} [mag]	K ref.	Mot-clé
HD100407	2.394	0.029	K	Thévenin et al. (2005)	G7IIIb	3.535	0.002	1.47	0.252	0.0031	2M	M
HD10142	0.964	0.0060	H	Gallenne et al. (2018)	K0III	5.933	0.003	3.557	0.010	0.0031	La	
HD102328	1.606	0.0060	K'	Baines et al. (2010)	K2.5IIbCN1	5.254	0.002	2.488	0.100	0.0124	Ta	
HD103605	1.098	0.0090	K'	Baines et al. (2010)	K1III	5.827	0.002	3.102	0.298	0.0248	2M	HK
HD10380	2.81	0.03	740nm	Nordgren et al. (1999)	K3III	4.435	0.003	1.356	0.307	0.031	2M	NVISC
HD104985	1.032	0.022	2.15	Baines et al. (2008)	G8.5IIb	5.785	0.003	3.273	0.303	0.0217	2M	M
HD106574	1.498	0.027	K'	Baines et al. (2010)	K2III	5.721	0.003	2.94	0.08	0.0403	T	hVis
HD108381	2.179	0.057	550..850nm	Baines et al. (2018)	K1IIIFe0.5	4.339	0.003	1.809	0.250	0.0031	2M	Bad + LvisBand
HD11092	2.797	0.019	H or K	van Belle et al. (2009)	K4Ib-IIa	6.548	0.004	1.784	0.239	1.2679	2M	LumC
HD113049	0.971	0.021	K'	Baines et al. (2010)	K0III	5.993	0.004	3.658	0.312	0.0403	2M	hK
HD113226	3.17	0.02	740nm	Nordgren et al. (1999)	G8III-IIb	2.836	0.002	0.786	0.010	0.0031	La	eVisC
HD113226	3.283	0.033	800nm	Mozurkewich et al. (2003)	G8III-IIb	2.836	0.002	0.786	0.010	0.0031	La	
HD113226	3.318	0.013	550..850nm	Baines et al. (2018)	G8III-IIb	2.836	0.002	0.786	0.010	0.0031	La	Bad + LvisBand
HD113996	3.09	0.019	550..850nm	Baines et al. (2018)	K5-III	4.782	0.002	1.2	0.09	0.0155	Du	Bad + LvisBand
HD118904	1.871	0.032	K'	Baines et al. (2010)	K2III	5.493	0.003	2.69	0.07	0	T	Bad
HD11977	1.528	0.013	H	Gallenne et al. (2018)	G5III	4.684	0.002	2.486	0.01	0.0062	2M	
HD120477	4.691	0.022	550..850nm	Baines et al. (2018)	K5.5III	4.041	0.004	0.34	0.02	0.0124	Du	Bad + LvisBand
HD120477	4.72	0.04	740nm	Nordgren et al. (1999)	K5.5III	4.041	0.004	0.34	0.02	0.0124	Du	
HD12438	1.091	0.016	H	Gallenne et al. (2018)	G8III	5.348	0.004	3.176	0.010	0.0031	La	
HD124897	20.95	0.2	2.2	di Benedetto & Foy (1986)	K1.5IIIFe-0.5	0.085	0.009	-2.911	0.170	0	2M	M
HD124897	21.373	0.247	800nm	Mozurkewich et al. (2003)	K1.5IIIFe-0.5	0.085	0.009	-2.911	0.170	0	2M	M
HD124897	21.6	1.2	2.2	di Benedetto & Conti (1983)	K1.5IIIFe-0.5	0.085	0.009	-2.911	0.170	0	2M	M
HD127665	3.901	0.0080	550..850nm	Baines et al. (2018)	K3-III	3.571	0.002	0.6	0.03	0.0124	Du	
HD12929	6.792	0.043	700 nm	Hutter et al. (2016)	K2-IIIbCa-1	2.01	0.004	-0.782	0.175	0	2M	M
HD12929	6.827	0.068	800nm	Mozurkewich et al. (2003)	K2-IIIbCa-1	2.01	0.004	-0.782	0.175	0	2M	M
HD12929	6.85	0.9	800nm	Mozurkewich et al. (1991)	K2-IIIbCa-1	2.01	0.004	-0.782	0.175	0	2M	M
HD12929	6.88	0.03	740nm	Nordgren et al. (1999)	K2-IIIbCa-1	2.01	0.004	-0.782	0.175	0	2M	M
HD12929	7.6	0.9	550nm	Faucher et al. (1983)	K2-IIIbCa-1	2.01	0.004	-0.782	0.175	0	2M	M
HD12929	8.7	0.5	674nm	Hutter et al. (1989)	K2-IIIbCa-1	2.01	0.004	-0.782	0.175	0	2M	M
HD131873	10.301	0.103	800nm	Mozurkewich et al. (2003)	K4-III	2.063	0.003	-1.286	0.203	0.0031	2M	M
...

TABLE 2.5: Extrait de l'échantillon des F5/K7 géantes tel que montré dans mon catalogue, après application des critères généraux. La colonne "Mot-clé" définit le critère de sélection appliqué lorsque l'étoile est rejetée, parmi les critères interférométriques, photométriques ou sur les caractéristiques stellaires. Se référer à la table 2.3 pour une description détaillée de ces critères. La colonne "K ref." renseigne la source utilisée pour la photométrie infrarouge, parmi celles listées en table 2.4.

photométrie ou la mesure du diamètre angulaire des étoiles.

2.3.1 Redéfinition de la brillance de surface des étoiles

La brillance de surface F_V des étoiles est une quantité physique initialement introduite par [Wesselink \(1969\)](#). Plus tard, [Barnes & Evans \(1976\)](#) développent une nouvelle définition en introduisant une constante C dépendant principalement des constantes solaires (voir équation 1.25). Il est nécessaire en premier lieu de mettre à jour ce coefficient avec les valeurs actuelles des constantes solaires. Ci-dessous, je redémontre l'équation 1.25 de deux manières différentes.

Méthode de Barnes & Evans (1976) : Premièrement, rappelons la définition de la brillance de surface par [Barnes & Evans \(1976\)](#), déjà introduite dans l'équation 1.24 :

$$\log T_{\text{eff}} + 0.1BC_V = C - 0.1m_V - 0.5 \log \theta. \quad (2.3)$$

En partant de la définition de la magnitude bolométrique comme étant $M_{\text{bol}} = M_V + BC_V$, avec M_V la magnitude absolue de l'étoile, et en utilisant le module de distance $m_V - M_V = 5 \log d[\text{pc}] - 5$, on a :

$$M_{\text{bol}} = m_V + BC_V - 5 \log d[\text{pc}] + 5. \quad (2.4)$$

Ici, il faut développer l'expression de la magnitude bolométrique d'une étoile, qui est définie par $M_{\text{bol}} = -2.5 \log(L/L_\odot) + M_{\text{bol}\odot}$, où L est la luminosité de l'étoile exprimée comme $L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4$ suivant la loi de Stefan-Boltzmann, et $M_{\text{bol}\odot} = 4.74$ selon l'International Astronomical Union (IAU) Resolution B2 ([Mamajek et al., 2015b](#)). En remplaçant dans l'équation 2.4 et en simplifiant certains termes, on arrive à l'expression suivante :

$$C = -0.026 + 0.5 \log R_\odot + \log T_{\text{eff}\odot} + 0.5 \log 2 - 0.5 \log(0.001 \text{ UA}), \quad (2.5)$$

où 1 UA correspond à une unité astronomique, soit exactement 149 597 870 700 m d'après la convention élaborée par [Pitjeva & Standish \(2009\)](#). Ainsi, on retrouve bien une totale dépendance du coefficient C sur les constantes solaires et astronomiques. Pour sa calibration, j'ai considéré les constantes solaires mises à jour dans l'IAU Resolution B2 ([Mamajek et al., 2015b](#)), à savoir $T_{\text{eff}\odot} = 5772 \text{ K}$, et avons récupéré la valeur du rayon solaire $R_\odot = 696\,156\,000 \text{ m}$ dans [Meftah et al. \(2018\)](#). On obtient alors :

$$F_V = 4.2196 - 0.1m_V - 0.5 \log \theta. \quad (2.6)$$

Méthode de Fouque & Gieren (1997) : La définition fournie par [Fouque & Gieren \(1997\)](#) diffère légèrement de la précédente dans les constantes utilisées. Le raisonnement est cependant le même. En partant de la définition $M_{\text{bol}} = M_V + BC_V$, toujours en injectant le module de distance $m_V - M_V = 5 \log d[\text{pc}] - 5$, il est possible de faire apparaître l'irradiance solaire totale f_\odot , définie comme suit :

$$f_\odot = \sigma T_{\text{eff}\odot}^4 \left(\frac{R_\odot}{1 \text{ UA}} \right)^2. \quad (2.7)$$

En introduisant ce terme dans les calculs (que je ne détaille pas ici par souci de clarté), l'équation 2.5 devient alors :

$$C = 0.1M_{bol\odot} + 1 + 0.25 \log \frac{4f_{\odot}}{\sigma}, \quad (2.8)$$

En utilisant les constantes solaires précédemment définies, on obtient d'abord $f_{\odot} = 1361.2 W.m^{-2}$, ce qui est donc très cohérent avec la valeur énoncée dans Mamajek et al. (2015b), à savoir $f_{\odot} = 1361 W.m^{-2}$. On obtient finalement une valeur $C = 4.2196$.

La valeur déduite des deux méthodes diffère légèrement de la valeur $C = 4.2207$ énoncée dans les deux études. Ceci est dû à l'actualisation continue des constantes solaires de référence. Bien que la différence soit minime, elle est en réalité importante. En effet, la brillance de surface ne varie que de quelques dixièmes de magnitude sur un grand intervalle de couleur. Ainsi, une telle différence ne peut être négligée dans l'étalonnage de SBCRs. En utilisant les constantes solaires récentes, j'ai donc redéfini la brillance de surface des étoiles, et je me base maintenant sur cette nouvelle valeur du coefficient C pour étalonner mes relations.

2.3.2 Méthode d'ajustement à deux dimensions pour un étalonnage robuste

Un point important de l'étude est d'étalonner les relations en utilisant une méthode d'ajustement robuste. Généralement, il est supposé que seul y est sujet à une erreur de mesure, et que la variable x est observée sans erreur. Dans ce travail, j'ai construit ma stratégie d'ajustement autour de la régression de distance orthogonale (ODR, pour "Orthogonal Distance Regression", en anglais), qui, contrairement à la régression des moindres carrés ordinaires (OLS, pour "Ordinary Least-Squares"), considère à la fois les erreurs σ_x et σ_y , respectivement les erreurs sur la couleur $V - K$ et sur la brillance de surface F_V dans ce cas. Si l'on considère que toutes les variables x_i et y_i sont respectivement affectées par les erreurs $\delta_i \in \mathbb{R}$ et $\epsilon_i \in \mathbb{R}$, le modèle représentatif s'écrit alors

$$y_i = f(x_i + \delta_i; \beta) - \epsilon_i, \quad i \in 1; \dots; N, \quad (2.9)$$

où β sont les paramètres du modèle ajusté, et N le nombre de mesures. La méthode ODR consiste à trouver le paramètre β qui minimise la somme des distances orthogonales (qu'on appelle ici r) entre les points de données et l'ajustement. La condition à respecter est alors

$$r = \min_{\beta, \delta, \epsilon} \frac{1}{2} \sum_{i=1}^N \left(\omega_{\delta_i} \delta_i^2 + \omega_{\epsilon_i} \epsilon_i^2 \right), \quad (2.10)$$

où $\omega_i = 1/\sigma_i^2$ est une pondération introduite lorsque y_i et x_i ont des précisions inégales. La précision finale de la relation est déduite de la moyenne quadratique (RMS, pour "Root Mean Square en anglais) σ_{RMS} , qui est calculée de la manière suivante :

$$\sigma_{\text{RMS}} = \sqrt{\frac{1}{N} \times \sum_{i=1}^N \left(F_{V_{\text{obs}_i}} - F_{V_{\text{fit}_i}} \right)^2}, \quad (2.11)$$

où $F_{V_{\text{obs}_i}}$ est la brillance de surface mesurée, et $F_{V_{\text{fit}_i}}$ est l'ajustement déduit de la méthode ODR présentée ci-dessus.

J'ai ensuite voulu estimer la dispersion attendue des brillances de surface en fonction de la couleur $V - K$ de l'étoile. La plupart des auteurs calculent la RMS de la relation et tracent une précision attendue constante autour de leurs mesures. Cependant, le poids des mesures doit être pris en compte. En effet, le nombre de mesures à une couleur donnée indique la précision de la relation. Pour prendre en compte le poids des mesures dans la détermination de la RMS de la relation, j'ai opté pour la méthode du barycentre décrite dans [Gallenne et al. \(2017\)](#). Pour clarifier les calculs, on note c la couleur $V - K$. En ce sens, l'ajustement linéaire s'écrit comme suit :

$$F_V = a(c - c_0) + b, \quad (2.12)$$

où c_0 est le barycentre des mesures. L'incertitude extrapolée sur le modèle est alors donnée par

$$\sigma_{F_V} = (c - c_0)^2 \sigma_a^2 + \sigma_b^2, \quad (2.13)$$

où σ_a et σ_b sont respectivement les incertitudes sur les coefficients a et b de l'ajustement. La condition à remplir ici est de trouver c_0 pour que $\rho = \partial r^2 / \partial a \partial b$ soit zéro, où r^2 est la distance entre l'ajustement et les données. Le terme ρ correspond au coefficient de corrélation entre les paramètres a et b . Avec la condition précédente, l'équation 2.13 devient

$$\sigma_{F_V} = \sqrt{c^2 \sigma_a^2 + \sigma_b^2 + 2\rho \sigma_a \sigma_b c}. \quad (2.14)$$

Pour tout ensemble de données $(F_{V_i} \pm \sigma_i, c_i)$ et toute valeur de c_0 , le coefficient de corrélation ρ entre a et b est calculé de la manière suivante :

$$\rho = -\frac{\partial^2 r^2 / \partial a \partial b}{\sqrt{(\partial^2 r^2 / \partial a^2) (\partial^2 r^2 / \partial b^2)}} = -\frac{\sum_i \frac{c_i - c_0}{\sigma_i^2}}{\sqrt{\sum_i \frac{(c_i - c_0)^2}{\sigma_i^2} \sum_i \frac{1}{\sigma_i^2}}}. \quad (2.15)$$

Dans le but de simplifier cette équation, j'ai fait quelques hypothèses de base. Tout d'abord, toutes les incertitudes σ_i sur la brillance de la surface sont égales. Puis je suppose $c_0 = 0$. Dans ce cas particulier, l'équation 2.15 devient alors

$$\rho = -\frac{\sum_i c_i}{\sqrt{N \sum_i c_i^2}}. \quad (2.16)$$

La méthode du barycentre présente l'avantage d'estimer soigneusement l'incertitude extrapolée du modèle linéaire, en fonction du nombre de mesures effectuées à une couleur donnée. Cela indique que la SBCR sera plus précise autour d'une certaine couleur $V - K$, là où la plupart des mesures ont été effectuées, plutôt qu'à une couleur $V - K$ associée à un faible nombre de mesures.

2. Préparation de la mission spatiale PLATO : étalonnages des SBCRs pour les étoiles tardives

Je présente ci-dessous ma publication portant sur l'étalonnage de quatre SBCRs pour les étoiles tardives, issues d'une sélection basée sur les critères cités ci-dessus. Ces relations permettent d'estimer le diamètre angulaire d'étoiles F5/K7 et M avec une précision comprise entre 1 et 2.1%, respectivement. Après publication, j'ai remarqué une erreur dans l'équation 8 du papier. C'est pourquoi j'ai rédigé un corrigendum, que j'ai inclus après l'article ci-dessous.

2.4 Publication : *Precise calibration of the dependence of surface brightness-colour relations on colour and class for late-type stars*

Salsi, A. ; Nardetto, N. ; Mourard, D. ; Creevey, O. ; Huber, D. ; White, T. R. ; Hocdé, V. ; Morand, F. ; Tallon-Bosc, I. ; Farrington, C. D. ; Chelli, A. ; Duvert, G.

Article paru dans la revue Astronomy & Astrophysics, vol. 640, A2

Precise calibration of the dependence of surface brightness–colour relations on colour and class for late-type stars^{★,★★}

A. Salsi¹, N. Nardetto¹, D. Mourard¹, O. Creevey¹, D. Huber², T. R. White^{3,4,5}, V. Houdé¹, F. Morand¹, I. Tallon-Bosc⁶, C. D. Farrington⁷, A. Chelli¹, and G. Duvert⁸

¹ Université Côte d’Azur, OCA, CNRS Laboratoire, Lagrange, France
e-mail: anthony.salsi@oca.eu

² Institute for Astronomy, University of Hawaii, 2680 Woodlawn Drive, Honolulu, HI 96822, USA

³ Sydney Institute for Astronomy, School of Physics A28, The University of Sydney, Sydney, NSW 2006, Australia

⁴ Stellar Astrophysics Centre, Department of Physics and Astronomy, Aarhus University, 8000 Aarhus C, Denmark

⁵ Research School of Astronomy and Astrophysics, Mount Stromlo Observatory, The Australian National University, Canberra, ACT 2611, Australia

⁶ Univ. Lyon, Univ. Lyon 1, ENS de Lyon, CNRS, Centre de Recherche Astrophysique de Lyon UMR5574, 69230 Saint-Genis-Laval, France

⁷ The CHARA Array, Mount Wilson Observatory, Mount Wilson, CA 91023, USA

⁸ Univ. Grenoble Alpes, CNRS, IPAG, 38000 Grenoble, France

Received 24 March 2020 / Accepted 25 May 2020

ABSTRACT

Context. Surface brightness–colour relations (SBCRs) are used to derive the stellar angular diameters from photometric observations. They have various astrophysical applications, such as the distance determination of eclipsing binaries or the determination of exoplanet parameters. However, strong discrepancies between the SBCRs still exist in the literature, in particular for early and late-type stars.

Aims. We aim to calibrate new SBCRs as a function of the spectral type and the luminosity class of the stars. Our goal is also to apply homogeneous criteria to the selection of the reference stars and in view of compiling an exhaustive and up-to-date list of interferometric late-type targets.

Methods. We implemented criteria to select measurements in the JMMC Measured Diameters Catalog. We then applied additional criteria on the photometric measurements used to build the SBCRs, together with stellar characteristics diagnostics.

Results. We built SBCRs for F5/K7–II/III, F5/K7–IV/V, M–II/III and M–V stars, with respective rms of $\sigma_{F_V} = 0.0022$ mag, $\sigma_{F_V} = 0.0044$ mag, $\sigma_{F_V} = 0.0046$ mag, and $\sigma_{F_V} = 0.0038$ mag. This results in a precision on the angular diameter of 1.0%, 2.0%, 2.1%, and 1.7%, respectively. These relations cover a large $V-K$ colour range of magnitude, from 1 to 7.5. Our work demonstrates that SBCRs are significantly dependent on the spectral type and the luminosity class of the star. Through a new set of interferometric measurements, we demonstrate the critical importance of the selection criteria proposed for the calibration of SBCR. Finally, using the *Gaia* photometry for our samples, we obtained ($G-K$) SBCRs with a precision on the angular diameter between 1.1% and 2.4%.

Conclusions. By adopting a refined and homogeneous methodology, we show that the spectral type and the class of the star should be considered when applying an SBCR. This is particularly important in the context of PLATO.

Key words. techniques: interferometric – stars: atmospheres – stars: late-type – stars: fundamental parameters

1. Introduction

Surface brightness–colour relations (SBCRs) are very convenient tools for easily estimating the angular diameter of a star from photometric measurements. For instance, the SBCR plays a central role in the distance determination of eclipsing binaries, by combining the linear diameter (derived from light curve and velocimetry) and the estimated angular diameter of their components.

Recently, in the course of the Araucaria project (Pietrzyński & Gieren 2002), Pietrzyński et al. (2019) used this method to constrain the Large Magellanic Cloud distance to 1%. The PLATO (PLANetary Transits and Oscillations of stars, Catala &

PLATO Team 2006) space mission, planned for launch in 2026, will characterise exoplanetary systems, with the transit method. PLATO will thus provide the ratio of stellar-to-planet radii with 1% precision, while an SBCR combined with *Gaia* parallaxes will give access to the stellar radius.

So far, 23 SBCRs have been established, covering all spectral types and luminosity classes. Nardetto (2018) compares these SBCRs, and shows that they are precise but inconsistent for late-type stars (at the 10% level), while they are rather imprecise for early-type stars (around 7% precision, Challouf et al. 2014). Besides this, several studies, such as Fouque & Gieren (1997) and Kervella et al. (2004a) point out a significant difference in the SBCRs according to the luminosity class of the stars (see also, Nardetto 2018). They also suggest the impact of the activity of the star. Chelli et al. (2016) also proposed a different method based on so-called pseudo-magnitudes to build the JSDC catalogue, including 450 K star diameters.

* Tables C.1–C.4 are only available at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via <http://cdsarc.u-strasbg.fr/viz-bin/cat/J/A+A/640/A2>

** Based on CHARA/VEGA observations.

In the present work, we restrict our analysis to late-type stars, following the PLATO specifications, taking into account the luminosity classes as suggested by previous studies mentioned above. We only consider stars from F5 to K7, which corresponds to an effective temperature (T_{eff}) lower than 6510 K (Pecaut & Mamajek 2013) (or $V-K \geq 1$ mag) and higher than 4050 K. We also consider $\log g = 4.0$ as the typical separation between dwarfs (V), sub-giants (IV) on one side, and giants (III) on the other side. This leads to four working samples; F5/K7 giants, F5/K7 sub-giants and dwarfs (II/III and IV/V luminosity classes, respectively), M giants, and M sub-giants and dwarfs.

We first present the SBCRs existing in the literature in Sect. 2. We then describe the selection of our interferometric and photometric measurements in Sect. 3, as well as the reddening law we used to correct the interstellar extinction. Our calibrated SBCRs are presented in Sect. 4 and discussed in Sect. 5.

2. Definition and surface brightness–colour relations in the literature

The surface brightness of a star is the flux density emitted per unit angular area. The Stefan-Boltzmann law connects the surface brightness to the effective temperature T_{eff} . An empirical relation between the effective temperature and the colour (i.e. the difference in magnitude measured in two different spectral bands) of the star is then found to relate the surface brightness to the colour. The first historical definition of the surface brightness was established by Wesselink (1969), depending on the bolometric correction and the effective temperature of the star. Wesselink (1969) then used this definition to show the correlation between the surface brightness and the colour of the star. Later, Barnes & Evans (1976) built another definition of the surface brightness, noted F_{λ} , written as follows:

$$F_{\lambda} = C - 0.1m_{\lambda_0} - 0.5 \log \theta_{\text{LD}}, \quad (1)$$

where θ_{LD} is the limb-darkened angular diameter of the star, m_{λ_0} is the apparent magnitude corrected from the interstellar extinction, and C is a constant. After Fouque & Gieren (1997), C depends on the Sun bolometric magnitude $M_{\text{bol}_{\odot}}$, its total flux f_{\odot} , and the Stefan-Boltzmann constant σ through the following relationship (Fouque & Gieren 1997):

$$C = 0.1M_{\text{bol}_{\odot}} + 1 + 0.25 \log \frac{4f_{\odot}}{\sigma}, \quad (2)$$

and it is found to be equal to 4.2207. More recent and accurate estimations of solar parameters (Mamajek et al. 2015; Prša et al. 2016) lead to a slightly different value, 4.2196, which we took for our study. The definition of the surface brightness can be rewritten as follows:

$$F_{\lambda} = 4.2196 - 0.1m_{\lambda_0} - 0.5 \log \theta_{\text{LD}}. \quad (3)$$

On the other hand, the bolometric surface flux f_{bol} of a star, which is expressed as the ratio between the bolometric flux F_{bol} and the squared limb-darkened angular diameter θ_{LD}^2 , is linearly proportional to its effective temperature T_{eff}^4 . It is thus also linearly linked to the colour $m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$. In this way, the surface brightness can be estimated by the following linear relation:

$$F_{\lambda_1} = a(m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}) + b. \quad (4)$$

The previous equation corresponds to the so-called surface brightness–colour relation (SBCR). By injecting Eq. (3) into

Eq. (4), the SBCR allows us to directly estimate the limb-darkened angular diameter of the star. We used this definition of the SBCR in this work. Nardetto (2018) demonstrated the existence of various definitions of the SBCR in the literature. By carrying out suitable conversions, we compare the 23 SBCRs in Fig. 1, as a function of the $V-K$ colour. In the following, we consider the $(V, V-K)$ colour system, as it is known to provide the lowest dispersion in the SBCRs (Kervella et al. 2004a). As shown by the figure, the SBCRs in the literature are rather consistent around $V-K = 2$ mag, with an expected precision on the derived angular diameter (using any SBCR) of about 2%. However, some discrepancies are clear on the outer edges of the surface brightness versus $V-K$ colour diagram, as already mentioned. In order to calibrate the SBCRs, we need the V and K magnitudes, the limb-darkened angular diameter, an extinction law, as well as diagnostics on star activity. We describe the strategy we implemented to find such information in the next subsections.

3. Methodology and selection criteria

The quality and robustness of an SBCR is strongly related to the definition of the samples of stars used for its calibration and to the correct explanation of its domain of validity. In this section, we present the method employed to define our samples on the basis of the JMMC Measured Diameters Catalog (JMDC) catalogue, and we detail the various selection criteria that were developed.

3.1. JMDC catalogue

The most complete and up-to-date catalogue that lists all the interferometric measurements that have been done so far is the JMMC Measured stellar Diameters Catalog¹ (Duvert 2016). As of February 2020, this catalogue contains 1672 rows. Among all these measurements, the current number of individual stars with observed diameters is 885. The catalogue lists the uniform disc angular diameter θ_{UD} , the limb-darkened angular diameter θ_{LD} , and the θ_{UD} to θ_{LD} conversion factor μ_{λ} if available. A “Notes” column is included and contains some information about the star. The observing technique is indicated: optical interferometry, lunar occultation or intensity interferometry. We cross-matched the *Simbad* database with the JMDC catalogue to obtain photometric information (see Sect. 3.5).

3.2. Common criteria

To build SBCRs, one needs several input data; θ_{LD} , $\sigma_{\theta_{\text{LD}}}$, V , σ_V , K , and σ_K . We list the general criteria applied to our samples: (i) consider the spectral type (later than F5) and the luminosity class (II, III, IV or V) of the star; (ii) retain only optical interferometry measurements; (iii) reject measurements without all the necessary data (θ_{LD} , $\sigma_{\theta_{\text{LD}}}$, V , σ_V , K and σ_K).

3.3. Stellar characteristics criteria

We implemented six more criteria based on the characteristics of the star. These criteria are presented in the top part of Table 1, with their corresponding labels used in the final table. When a star has one of these activity signs, it is not used to constrain the SBCRs, but it still appears in our final table of parameters.

¹ Available on the VizieR database at <https://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=II/345>

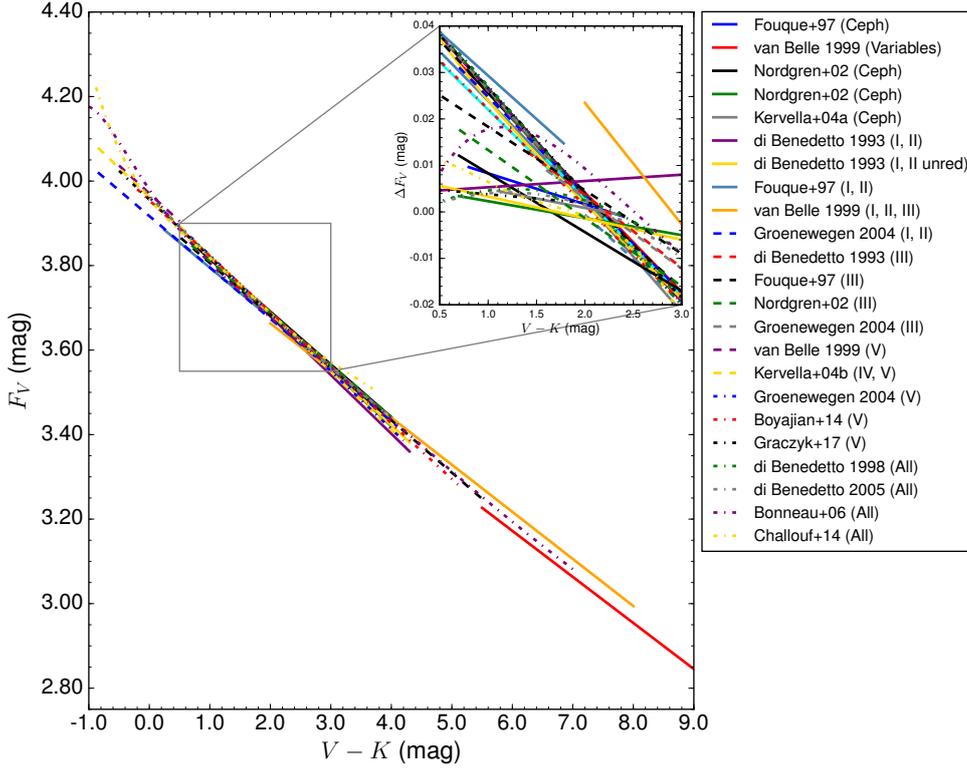


Fig. 1. 23 SBCRs in the literature plotted as a function of the $V-K$ colour (over their validity domain), and comparatively to the Kervella et al. (2004a) relation in ΔF_V on the top right corner, between 0.5 and 3.0 mag, which is taken as a reference (for clarity). We note, however, that the Kervella et al. (2004a) relation is in principle valid only over the -0.85 to 4.10 $V-K$ range. The references for these SCBRs are as follows: Fouque & Gieren (1997), van Belle (1999), Nordgren et al. (2002), Kervella et al. (2004a,b), di Benedetto (1993, 1998, 2005), Groenewegen (2004), Boyajian et al. (2014), Graczyk et al. (2017), Bonneau et al. (2006), and Challouf et al. (2014).

Table 1. Description of the stellar characteristics (top part), interferometric (middle part), and photometric (bottom) criteria we considered for the data selection.

	Criterion	Label
Stellar characteristics (see Sect. 3.3)	Variable ^(a)	V
	Spectroscopic binary	SB
	Multiple	M
	Doubt on luminosity class	LumC
	Semi-regular pulsating star	Sr Puls
	Fast rotator	FRot
Interferometric (see Sect. 3.4)	Not compatible data and no visibility curve	NVisC
	8–13 μm band	8–13
	Data very far from the general trend	Bad
	High visibility measurements ($V^2 > 0.8$)	hVis
	Excellent visibility curve in the other reference ^(b)	eVisC
	Large visible band problem	LvisBand
Photometric (see Sect. 3.6)	High K magnitude uncertainty	hK

Notes. Right column shows labels relative to these criteria, which we included as a note in the final samples of stars (see Table 3). ^(a)BY: BY Dra type, TT: T Tauri type, RS: RS CVn type, dS: δ Scuti type, Cep: Cepheids. ^(b)In case of inconsistent redundancies.

However, we needed to make several exceptions in the selection process. Among the remaining stars, the variability was prevalent in the F5/K7 giants sample. This criterion is thus not considered when selecting giants. We quantitatively study this point later in Sect. 5.1. Moreover, given the very low number of M dwarf measurements, no selection is based on their activity (only the quality of the interferometric data, see below).

3.4. Interferometric criteria

To build accurate SBCRs, one needs precise angular diameter measurements. We arbitrarily excluded measurements with errors on the angular diameter larger than 8%. We then removed

measurements done in the 8–13 μm band to avoid the contamination of the flux of the star by any materials, like a circumstellar envelope or dust. In some cases, we find data that is totally inconsistent (more than 5σ) with the SBCRs, due to inaccurate conversions from θ_{UD} to θ_{LD} , bad observation quality and/or poor spatial frequency coverage in the visibility curve. The corresponding data are then flagged as “NVisC”, “Bad” or “LvisBand” in Table 1. If a star has several interferometric independent measurements (e.g. on different instruments) satisfying all the criteria, we keep them all in the sample.

The LD diameters in the JMDC are predominantly deduced from the measured UD diameters using Claret’s grids (Claret et al. 1995; Claret 2000; Claret & Bloemen 2011). Claret’s grids

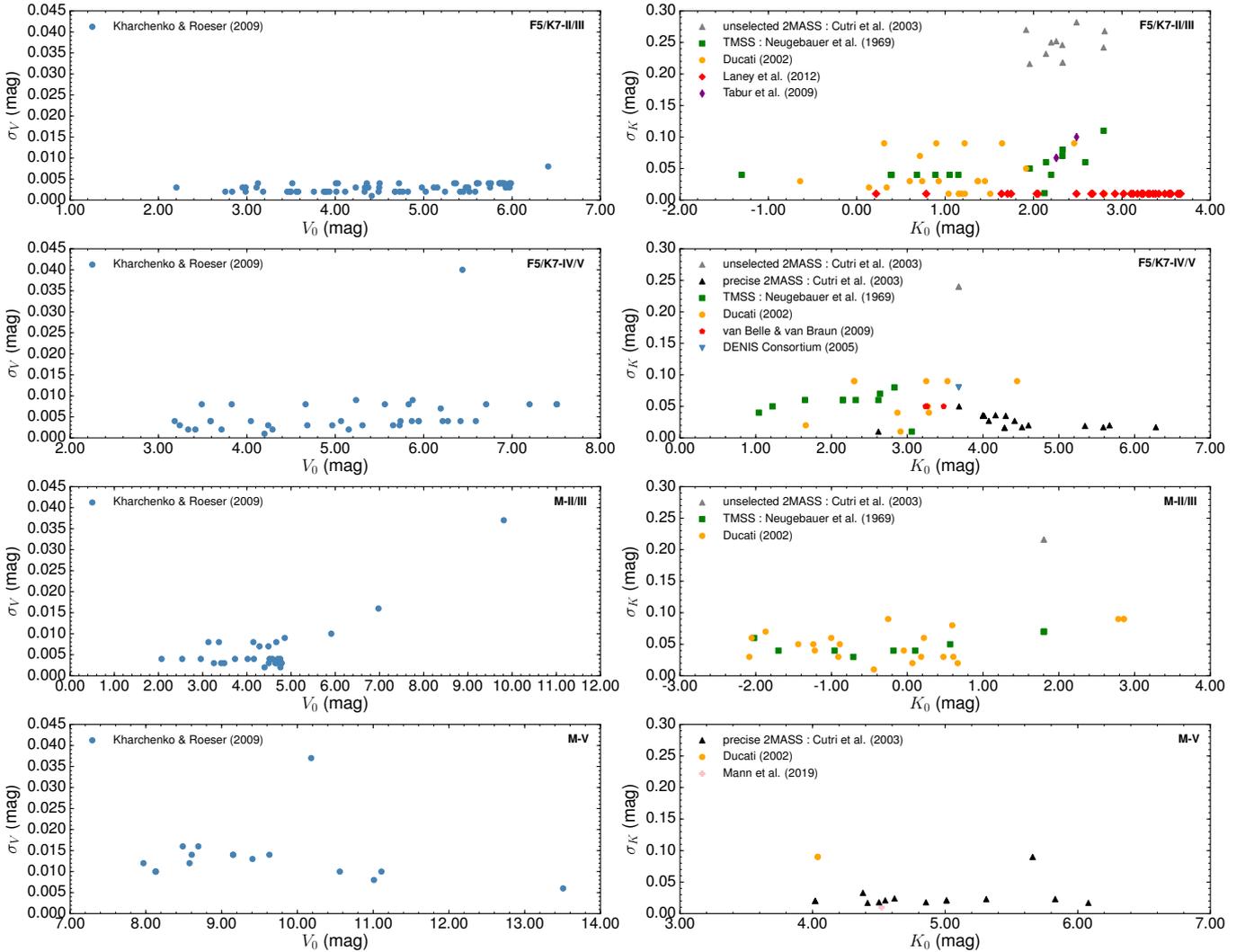


Fig. 2. σ_V vs. V_0 (left panels) and σ_K vs. K_0 (right panels) plotted for the four samples, indicated in the top-right corner of each graphic. The photometric sources are noted in the legend.

have a step of 250 K in temperature, thus the largest error we can make on the temperature is 125 K without any interpolation. As mentioned by [Nardetto et al. \(2020\)](#) in a recent work, this error on the temperature leads to an error of 0.3% on all angular diameters, well below the typical errors of our samples. Moreover, the angular diameters computed with SATLAS ([Lester & Neilson 2008](#); [Neilson & Lester 2013](#)) are 0.4% larger from those deduced with [Claret & Bloemen \(2011\)](#) grids for K giants. For dwarfs, we expect an even smaller difference. This means that even if the UD to LD conversion is not done homogeneously on our JMDC samples, the impact on the value of the angular diameter is well below the quoted uncertainty.

3.5. Visible photometry

Surface brightness–colour relations are strongly dependent on the photometry used for the calibration. We thus took into consideration both V and K uncertainties to properly build our SBCR fitting strategy. We considered visible magnitudes from the [Kharchenko & Roeser \(2009\)](#) catalogue. This catalogue gathers measurements from several other catalogues (HIPPARCOS-*Tycho* catalogues, Carlsberg Meridian Catalog and the Positions and Proper Motions catalogue), and all the visible magnitudes

are given in the Johnson V filter. The strong interest of this catalogue is the accuracy of the measurements, with an error on the visible magnitude rarely exceeding 0.01 mag (see Fig. 2).

3.6. Infrared photometry and additional criterion

The uniformity of the infrared K magnitude was more complicated to fulfill since the 2MASS catalogue ([Cutri et al. 2003](#)), which is the most complete catalogue of infrared photometry, is not very accurate for a lot of the measurements (mainly because of saturation issues). We decided to consider only infrared measurements with an error below 0.15 mag. For stars with a precision larger than 0.15 mag on the 2MASS photometry, we searched other catalogues for more accurate infrared measurements. This allowed us to keep 10 additional stars, indicated by grey triangles in Fig. 2, for which we found more precise infrared photometry. The various sources we found for the infrared photometry are given in the legend in Fig. 2. They are also listed in Table 2 with their corresponding labels. This induced a new selection criterion, labelled as “hK”.

Among all the catalogues we use for the infrared K -photometry, only [Ducati \(2002\)](#) and [Neugebauer & Leighton \(1969\)](#) use Johnson photometry without conversion into 2MASS

Table 2. Infrared photometry sources with their corresponding labels included in Table 1.

Infrared photometry source	Label
TMSS (Neugebauer & Leighton 1969)	T
Ducati (2002)	Du
2MASS (Cutri et al. 2003)	2M
DENIS Consortium (2005)	De
van Belle & von Braun (2009)	V
Tabur et al. (2009)	Ta
Laney et al. (2012)	La
Mann et al. (2019)	M19

photometry. This corresponds to 85 stars over the 153 in our samples. We did a test by considering only K_s photometries to constrain our SBCRs. We find a consistency of less than $1-\sigma$ between the one with only 2MASS photometry and the other one with heterogeneous photometry. To evaluate the impact of the heterogeneous infrared photometry, we compared both photometries for 4 stars in our samples: HD 140283, HD 3651, HD 4628, and HD 75732. We found a difference of 0.05%, 0.35%, 2.5%, and 1.2%, respectively, leading to a difference of 0.1%, 0.7%, 4.5%, and 2.8% on the angular diameter. Both K and K_s photometries are consistent in the error bars for these four stars. The difference is therefore minimal, provided that K and K_s photometries differ within 2%. To conclude, our SBCRs are mixed with 2MASS/Johnson $-K$ photometries, but both are consistent, meaning that our SBCRs can be used with the two photometries without including any significant bias on the angular diameter.

3.7. Reddening corrections

We used the *Stilism*² online tool (Lallement et al. 2014; Capitanio et al. 2017) to compute the colour excess $E(B - V)$. This tool produces tridimensional maps of the local interstellar matter (ISM) based on measurements of starlight absorption by dust (reddening effects) or gaseous species. By definition, the interstellar attenuation A_V in the visible band is given by

$$A_V = R_V \times E(B - V), \quad (5)$$

where R_V is the ratio of total to selective absorption in the visible band, for which we adopted $R_V = 3.1$, which corresponds to the typical value in the diffuse ISM (Cardelli et al. 1989). We then used $A_K = 0.119 \times A_V$, according to Nishiyama et al. (2009).

It is well known that the SBCR is not significantly sensitive to the reddening correction, since the magnitude absorption is compensated by the colour extinction. The visual absorption of our samples rarely exceeds 0.1 mag. To quantify its contribution, we increased the value of the visual extinction on a few stars of our F5/K7 giants sample. A high value $A_V = 0.1$ mag yields to a difference of 0.3% on the surface brightness, and 0.35% on the resulting angular diameter. Nardetto et al. (2020) did a test by varying the visible absorption A_V on their entire sample. They find that for a larger absorption of 0.1 mag, the zero-point of their SBCR increases by 0.045 mag (i.e. 0.0045 mag in the F_V definition), which roughly corresponds to the rms of their relation.

The contribution of the visual extinction to the SBCR is therefore minimal. However, we decided to take into consider-

ation the extinction since the colour validity interval of the relation can be impacted.

4. Determination of new surface brightness–colour relations

4.1. Final selected measurements samples

With the methodology described in Sect. 3, we obtain four samples of carefully selected measurements, depending on luminosity classes. All the tables (including selected and rejected stars) are provided at the CDS. The four tables have the following numbers of selected stars (selected/total³): F5/K7–II/III (70/274), F5/K7–IV/V (38/156), M–II/III (29/67), M–V (16/37). As an example, the F5/K7 giants sample is shown in Table 3, including keywords relative to the source of the infrared photometry, as well as specific keywords corresponding to criteria of selection indicated in the “Notes” column. Final selected measurements are those with an empty cell in the Notes column.

4.2. New specific surface brightness–colour relations

The new relations for the four samples are presented in Fig. 3. The SBCRs are listed in Table 4, and we detail our fitting strategy in Appendix A. We did a test by comparing a least-square (LS) regression with our strategy. We find that using a simple LS method leads to a maximum difference of 1% on the angular diameter compared to our method. We therefore decided to keep our fitting strategy, since the difference with the LS method is not significant. We consider our method as more robust as we take into consideration all uncertainties that could induce a bias in the final SBCR.

The most precise relation is found for the F5/K7 giants working box, with an rms of 0.00223 mag. The resulting angular diameter is obtained from Eq. (3) as follows:

$$\theta_{LD} = 10^{8.4392 - 0.2V_0 - 2F_{V_0}}. \quad (6)$$

A formal way to calculate the expected angular diameter precision $\sigma_{\theta_{LD}}$ is to apply the partial derivative method on Eq. (6):

$$\frac{\sigma_{\theta_{LD,rms}}}{\theta_{LD}} = 2 \ln(10) \sigma_{rms}. \quad (7)$$

This leads to a precision of 1% on the estimation of the angular diameter in the case of F5/K7 giants. Regarding the other boxes, the rms of the relations range from 0.00377 mag to 0.00461 mag, leading to an estimate of the angular diameter precision between 1.7% and 2.1%. As shown in Table 4, the $V-K$ colour domain of validity of these relations ranges from 1 to 7.5 mag.

However, one should notice that such precision corresponds to a lower limit on the expected angular diameter uncertainty. Indeed, if we want to deduce the angular diameter using a SBCR, we have to consider the uncertainties on the colour and the coefficients of the SBCR. The total resulting uncertainty on the angular diameter can be expressed as $\theta_{LD} \pm \sigma_{\theta_{LD,rms}} \pm \sigma_{\theta_{LD,a,b,phot}}$, where $\sigma_{\theta_{LD,a,b,phot}}$ is given by

$$\sigma_{\theta_{LD,a,b,phot}} = 2 \ln(10) \theta_{LD} \sigma_{\theta_{LD,a,b}} \sigma_{\theta_{LD,phot}}, \quad (8)$$

where

$$\sigma_{\theta_{LD,a,b}} = \left\{ [(V-K) - 0.881A_V]^2 \sigma_a^2 + \sigma_b^2 \right\}^{1/2} \quad (9)$$

³ The total number of measurements is the number of measurements remaining after applying common criteria to the JMDC.

² The online tool is available at <http://stilism.obspm.fr>

Table 3. Part of the F5/K7 giants sample after applying common criteria.

Name	θ_{LD} [mas]	$\sigma_{\theta_{\text{LD}}}$ [mas]	Band	Source	Sp. type	V [mag]	σ_V [mag]	K [mag]	σ_K [mag]	A_{IV} [mag]	K ref.	Notes
HD 100407	2.394	0.029	K	Thévenin et al. (2005)	G7IIIb	3.535	0.002	1.47	0.252	0.0031	2M	M
HD 10142	0.964	0.0060	H	Gallenne et al. (2018)	K0III	5.933	0.003	3.557	0.010	0.0031	La	
HD 102328	1.606	0.0060	K'	Baines et al. (2010)	K2.5IIIbCN1	5.254	0.002	2.488	0.100	0.0124	Ta	
HD 103605	1.098	0.0090	K'	Baines et al. (2010)	K1III	5.827	0.002	3.102	0.298	0.0248	2M	hK
HD 10380	2.81	0.03	740 nm	Nordgren et al. (1999)	K3III	4.435	0.003	1.356	0.307	0.031	2M	NVisC
HD 104985	1.032	0.022	2.15	Baines et al. (2008)	G8.5IIIb	5.785	0.003	3.273	0.303	0.0217	2M	M
HD 106574	1.498	0.027	K'	Baines et al. (2010)	K2II	5.721	0.003	2.94	0.08	0.0403	T	hVis
HD 108381	2.179	0.057	550–850 nm	Baines et al. (2018)	K1IIIFe0.5	4.339	0.003	1.809	0.250	0.0031	2M	Bad + LvisBand
HD 11092	2.797	0.019	H or K	van Belle et al. (2009)	K4Ib-IIa	6.548	0.004	1.784	0.239	1.2679	2M	LumC
HD 113049	0.971	0.021	K'	Baines et al. (2010)	K0III	5.993	0.004	3.658	0.312	0.0403	2M	hK
HD 113226	3.17	0.02	740 nm	Nordgren et al. (1999)	G8III-IIIb	2.836	0.002	0.786	0.010	0.0031	La	eVisC
HD 113226	3.283	0.033	800 nm	Mozurkewich et al. (2003)	G8III-IIIb	2.836	0.002	0.786	0.010	0.0031	La	
HD 113226	3.318	0.013	550–850 nm	Baines et al. (2018)	G8III-IIIb	2.836	0.002	0.786	0.010	0.0031	La	Bad + LvisBand
HD 113996	3.09	0.019	550–850 nm	Baines et al. (2018)	K5-III	4.782	0.002	1.2	0.09	0.0155	Du	Bad + LvisBand
HD 118904	1.871	0.032	K'	Baines et al. (2010)	K2III	5.493	0.003	2.69	0.07	0	T	Bad
HD 11977	1.528	0.013	H	Gallenne et al. (2018)	G5III	4.684	0.002	2.486	0.01	0.0062	2M	
HD 120477	4.691	0.022	550–850 nm	Baines et al. (2018)	K5.5III	4.041	0.004	0.34	0.02	0.0124	Du	Bad + LvisBand
HD 120477	4.72	0.04	740 nm	Nordgren et al. (1999)	K5.5III	4.041	0.004	0.34	0.02	0.0124	Du	
HD 12438	1.091	0.016	H	Gallenne et al. (2018)	G8III	5.348	0.004	3.176	0.010	0.0031	La	
HD 124897	20.95	0.2	2.2	di Benedetto & Foy (1986)	K1.5IIIFe-0.5	0.085	0.009	-2.911	0.170	0	2M	M
HD 124897	21.373	0.247	800 nm	Mozurkewich et al. (2003)	K1.5IIIFe-0.5	0.085	0.009	-2.911	0.170	0	2M	M
HD 124897	21.6	1.2	2.2	di Benedetto & Conti (1983)	K1.5IIIFe-0.5	0.085	0.009	-2.911	0.170	0	2M	M
HD 127665	3.901	0.0080	550–850 nm	Baines et al. (2018)	K3-III	3.571	0.002	0.6	0.03	0.0124	Du	
HD 12929	6.792	0.043	700 nm	Hutter et al. (2016)	K2-IIIbCa-1	2.01	0.004	-0.782	0.175	0	2M	M
HD 12929	6.827	0.068	800 nm	Mozurkewich et al. (2003)	K2-IIIbCa-1	2.01	0.004	-0.782	0.175	0	2M	M
HD 12929	6.85	0.9	800 nm	Mozurkewich et al. (1991)	K2-IIIbCa-1	2.01	0.004	-0.782	0.175	0	2M	M
HD 12929	6.88	0.03	740 nm	Nordgren et al. (1999)	K2-IIIbCa-1	2.01	0.004	-0.782	0.175	0	2M	M
HD 12929	7.6	0.9	550 nm	Faucherre et al. (1983)	K2-IIIbCa-1	2.01	0.004	-0.782	0.175	0	2M	M
HD 12929	8.7	0.5	674 nm	Hutter et al. (1989)	K2-IIIbCa-1	2.01	0.004	-0.782	0.175	0	2M	M
HD 131873	10.301	0.103	800 nm	Mozurkewich et al. (2003)	K4-III	2.063	0.003	-1.286	0.203	0.0031	2M	M
HD 131873	8.9	1.0	550 nm	Faucherre et al. (1983)	K4-III	2.063	0.003	-1.286	0.203	0.0031	2M	M
HD 133124	3.055	0.077	550–850 nm	Baines et al. (2018)	K4III	4.79	0.002	1.23	0.010	0.062	Du	
HD 133208	2.477	0.065	800 nm	Mozurkewich et al. (2003)	G8IIIaFe-0.5	3.476	0.002	1.223	0.165	0.0248	2M	M
HD 133208	2.484	0.0080	550–850 nm	Baines et al. (2018)	G8IIIaFe-0.5	3.476	0.002	1.223	0.165	0.0248	2M	Bad + LvisBand
HD 13468	0.886	0.01	H	Gallenne et al. (2018)	K0III	5.932	0.004	3.666	0.010	0.0186	La	
HD 135722	2.74	0.02	740 nm	Nordgren et al. (1999)	G8IIIFe-1	3.466	0.002	1.19	0.01	0.0093	Du	eVisC
HD 135722	2.764	0.03	800 nm	Mozurkewich et al. (2003)	G8IIIFe-1	3.466	0.002	1.19	0.01	0.0093	Du	
HD 1367	0.754	0.013	H	Ligi et al. (2016)	K0III	6.177	0.004	4.224	0.263	0.0155	2M	hK
HD 136726	2.149	0.023	550–850 nm	Baines et al. (2018)	K4III	5.013	0.003	1.92	0.05	0.0341	T	
HD 136726	2.336	0.020	K'	Baines et al. (2010)	K4III	5.013	0.003	1.92	0.05	0.0341	T	eVisC
HD 13686	1.581	0.063	H or K	van Belle et al. (2009)	K2.5Ib-II	7.03	0.004	2.709	0.335	1.891	2M	LumC
...

Notes. The “Notes” column contains keywords relative to stellar characteristics, interferometric and photometric criteria when the star is not considered. Refer to Table 1 for a description of these keywords. “K ref” column includes infrared photometry sources as listed in Table 2.

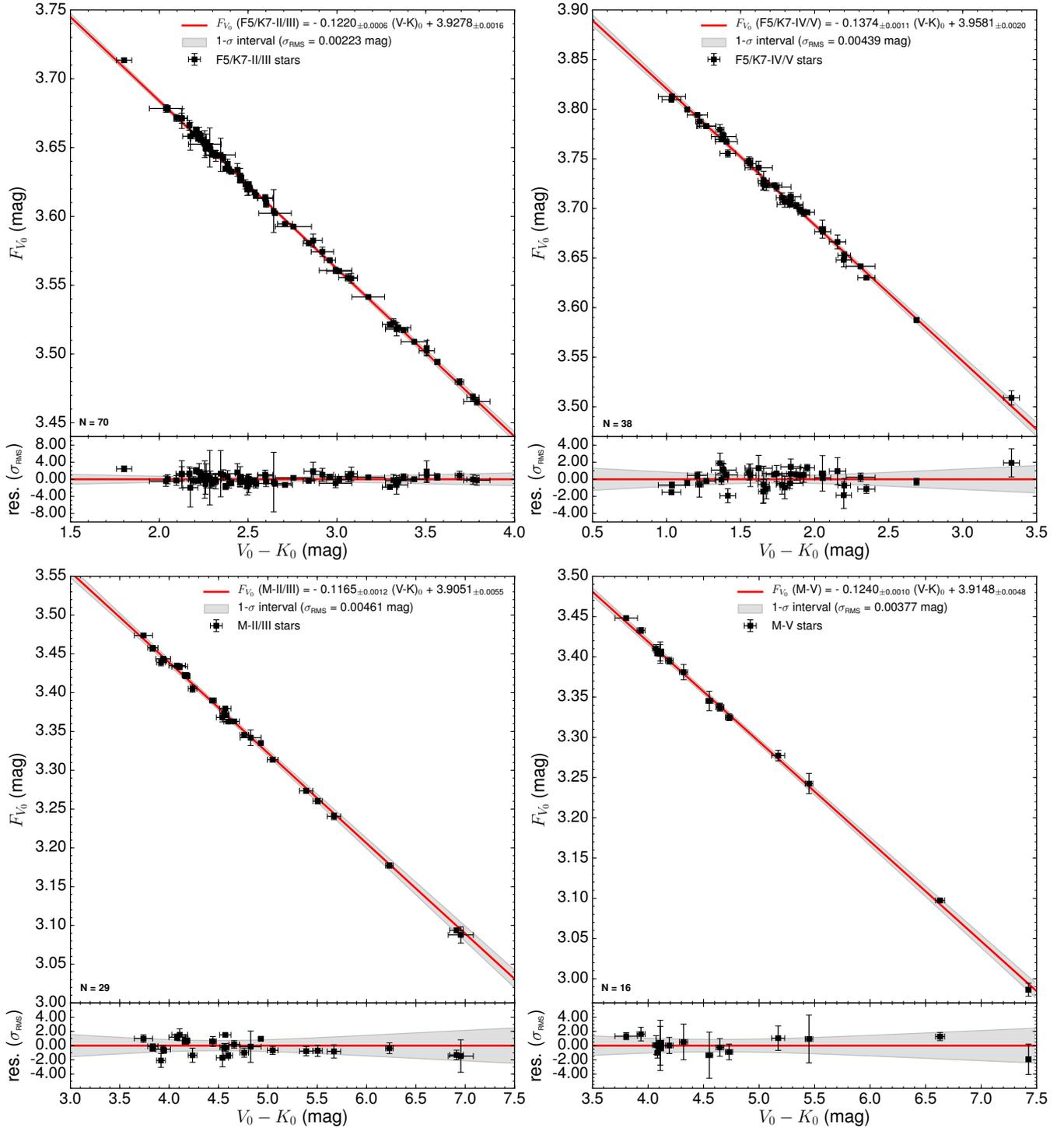


Fig. 3. Newly developed surface brightness–colour relations after applying stellar characteristics, interferometric and photometric criteria. From top-left to bottom-right panel: SBCRs for F5/K7 giants, F5/K7 sub-giants/dwarfs, M giants and M dwarfs. The shaded grey area corresponds to the 1- σ confidence interval computed according to Eq. (A.5). The uncertainty on the surface brightness of each measurement was divided by the rms.

is the uncertainty linked to the coefficients a and b of the relation, and

$$\sigma_{\theta_{LD,phot}} = \left\{ a^2 (\sigma_V^2 + \sigma_K^2 + 0.014\sigma_{A_V}^2) \right\}^{1/2} \quad (10)$$

is the photometric part of the uncertainty. For the F5/K7 giants’ relation, by considering only uncertainties due to the coefficients of the SBCR, and fixing an arbitrary colour of $V-K = 3$ mag, we find a precision of 1.10% on the angular diameter. On the other

hand, if we consider only arbitrary uncertainties of 0.022 mag on both V and K magnitudes, we get 1.70% precision. If we set σ_V 10% smaller, we are now only sensitive to σ_K and we get 1.20% precision. This means that precise V and K band photometries (<0.022 mag) are necessary if we want to reach 1% precision on the angular diameter using an SBCR with a rms of 0.00223 mag.

A number of interferometric measurements have uncertainties below 1%. We did a test by setting a lower limit of 1% on the angular diameter and 0.03 mag on the $V-K$ colour of the stars.

Table 4. Parameters of the new SBCRs.

Working box	Number of data	Relation	(V–K) range [mag]	σ_{rms} [mag]	Expected $\frac{\sigma_{\theta_{\text{LD}}}}{\theta_{\text{LD}}}$ [%]
F5/K7–II/III	70	$F_{V_0} = -0.1220_{\pm 0.0006}(V-K)_0 + 3.9278_{\pm 0.0016}$	[1.80; 3.80]	0.00223	1.03
F5/K7–IV/V	38	$F_{V_0} = -0.1374_{\pm 0.0011}(V-K)_0 + 3.9581_{\pm 0.0020}$	[1.00; 3.30]	0.00439	2.02
M–II/III	29	$F_{V_0} = -0.1165_{\pm 0.0012}(V-K)_0 + 3.9051_{\pm 0.0055}$	[3.70; 7.00]	0.00461	2.12
M–V	16	$F_{V_0} = -0.1240_{\pm 0.0010}(V-K)_0 + 3.9148_{\pm 0.0048}$	[3.80; 7.50]	0.00377	1.73

Notes. The (V–K) range column denotes the validity interval of the relation.

The SBCRs we obtained were consistent at less than 1- σ with the current ones. A possible under-estimation of the uncertainties therefore has no impact on our SBCRs.

5. Discussion

5.1. Different surface brightness–colour relations for giants and dwarfs, and a comparison with the literature

In Fig. 4, we superimposed our SBCRs with various relations found in the literature, namely Kervella et al. (2004a), Boyajian et al. (2014), Pietrzyński et al. (2019), and Adams et al. (2018). In Fig. 5, we compare our own relations for giant and dwarf stars, respectively. This shows that using the F5/K7 relation for giants, instead of the one for dwarfs, leads to an error on the estimation of the angular diameter of up to 9%. The disagreement can even reach 18% for the M relations. Using relations adapted to the spectral type and class of the star is therefore mandatory. This result is consistent with several previous studies (di Benedetto 1993; Fouque & Gieren 1997; Groenewegen 2004; Kervella et al. 2004a).

As mentioned in Sect. 3.3, we decided to ignore the variability criterion for F5/K7 giants. After a case-by-case analysis, we found in Kukarkin et al. (1981) that the variability generates a noise on the V magnitude between ± 0.02 and ± 0.10 mag, with a median value at 0.04 mag. Removing variables from the sample leads to a relation in very good agreement at a level of 0.2σ with the current one, but keeping variables does not influence the calibration of our SBCRs.

Recently, Adams et al. (2018) considered 78 giants, sub-giants, and dwarfs, with interferometric angular diameter estimates at the 2% level or better (and observed on at least two separated occasions), in order to constrain the SBCRs. They used different colours and a definition of the SBCR compared to the one we use in this work (including V and K), and they paid attention to binarity, following the selection strategy described in Boyajian et al. (2008). They reached the conclusion (conversely to other authors mentioned above) that there is no difference between the SBCRs of giants, sub-giants, and dwarfs, and they obtained a precision of 3% in the V–K colour system. Figures 6 and 7 show the normalised difference (in %) on the angular diameter we expect between our SBCRs and relations taken from the literature, introduced above. For dwarfs and sub-giants, we obtained different results to Adams et al. (2018) on the derived angular diameters of at most 6% over their domain of validity. For F5/K7 and M giants, we respectively obtained a good agreement at the 1.5% and 2.5% levels.

Chelli et al. (2016) developed a new method for the calibration of the SBCR based on the differential surface brightness (DSB) and pseudo-magnitudes. Similarly to Adams et al. (2018), they found a unique polynomial solution for all stars (dwarfs and

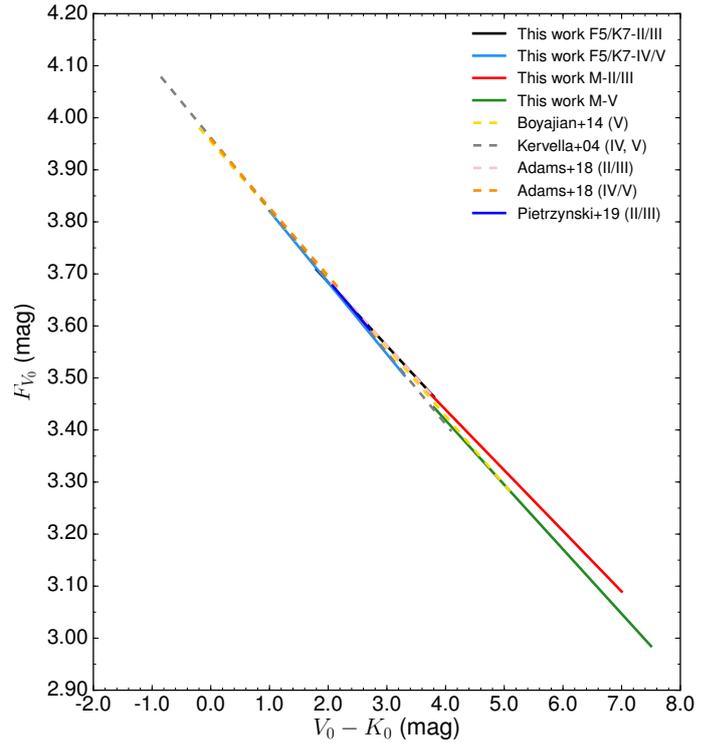


Fig. 4. Comparison between our four newly developed SBCRs with relations in the literature.

giants), as a function of the spectral type. This relation gives a precision of about 3% on the derived angular diameters. If we apply the same methodology of DSB and pseudo-magnitudes on our samples, we obtain a comparable precision to the one obtained for our SBCRs, and, importantly, we again retrieve different DSB relations between giants and dwarfs.

The precision we reached with the F5/K7 giants' SBCR is comparable to the one of Pietrzyński et al. (2019). As shown in Fig. 6, we expect a difference of at most 2% on the angular diameter with the SBCR of Pietrzyński et al. (2019). This difference could be due to the fact that we considered observational and stellar characteristics selection criteria. We indeed rejected 21 stars among 48 observed by Pietrzyński et al. (2019) because of their activity, despite the very good quality of the observations. The agreement between the relations is lower than 1.5% for the majority of the colour range considered. On the other hand, we find very good agreement between our F5/K7–IV/V SBCR and that of Kervella et al. (2004a). Using one or the other relation leads to a difference of less than 1% on the angular diameter, which reveals a strong consistency of these two SBCRs. However, our M–V relation is inconsistent with the SBCR of Kervella et al. (2004a) at a level of more than 4%, but consistent

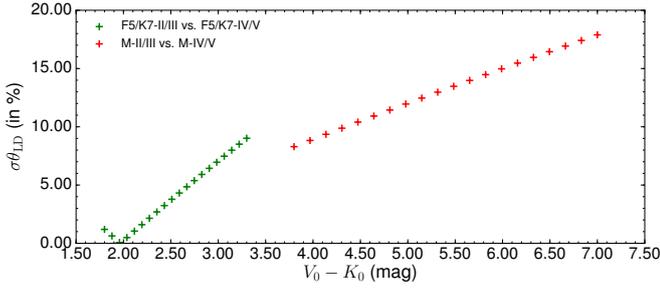


Fig. 5. Difference (in %) of angular diameter estimations between our SBCRs.

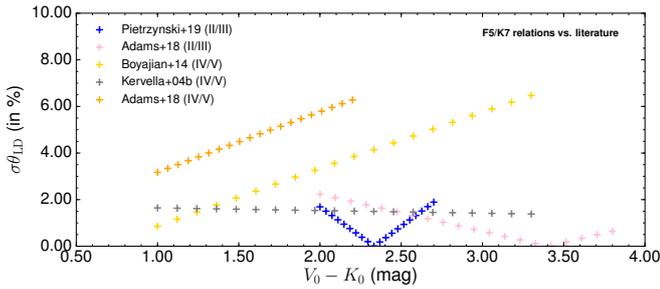


Fig. 6. Difference (in %) of angular diameter estimations between our F5/K7 relations and the literature.

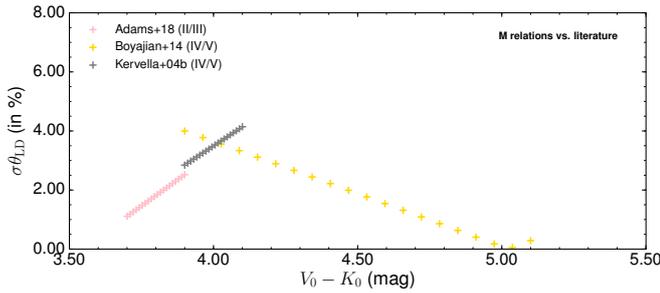


Fig. 7. Difference (in %) of angular diameter estimations between our M relations and the literature.

with Boyajian et al. (2014) under 2.5%. We need new data and complementary works to understand these differences.

5.2. Surface brightness–colour relations for Gaia

In this section, we convert our SBCRs in the *Gaia* photometric band *G*. The *G* photometry of the stars in our sample is found in the *Gaia* DR2 database (Gaia Collaboration 2018). In order to determine the corresponding extinction (A_G), we used an analytic model established by Danielski et al. (2018):

$$A_G = a_1 + a_2(G-K)_0 + a_3(G-K)_0^2 + a_4(G-K)_0^3 + a_5A_V + a_6A_V^2 + a_7(G-K)_0A_V, \quad (11)$$

with $a_1 = 0.935556283$, $a_2 = -0.090722012$, $a_3 = 0.014422056$, $a_4 = -0.002659072$, $a_5 = -0.030029634$, $a_6 = 0.000607315$, and $a_7 = 0.002713748$. The SBCRs based on the *Gaia* photometry are shown in Fig. 8, while their coefficients are listed in Table 5. We find a good consistency with the SBCR based on the *V* band. Precision ranges from 1.1% to 2.4%.

There are several things to mention. First, we did not find the *G* photometry for six of the giant stars. Second, one M–II/III star is totally incompatible with the SBCR, namely HD 236459 (red

point on the bottom-left panel of Fig. 8). Taking a look at this star, its distance is found to be about 2.3 kpc (i.e. much further than the distance of the other giants in our sample), leading to a very high visible extinction of $A_V = 1.80$ mag. This star has been removed for the fit of the SBCR.

5.3. Validating our methodology with recent interferometric measurements

To go further in the validation of our methodology, we selected 10 new stars for interferometric observations with both the Precision Astronomical Visible Observations (PAVO) (Ireland et al. 2008) and the Visible spEctroGraph and polArimeter (VEGA) (Mourard et al. 2009, 2011) instruments. These instruments are installed on the Center for High Angular Resolution Astronomy (CHARA) array, in Mount Wilson, USA (ten Brummelaar et al. 2005). Comparing interferometric measurements from different instruments serves to support the importance of such selection criteria to implement our SBCRs. The ten stars were observed between July 2013 and August 2016 with PAVO, and from August 2012 to June 2019 with VEGA. They have spectral types between G6 and K3. Eight of them are giants, one is a sub-giant and one is a dwarf. The data analysis and results of VEGA measurements are briefly presented here, while the PAVO measurements, as well as a careful comparison of the VEGA and PAVO data will be presented in a forthcoming separate paper (Creevey et al., in prep.). For the data analysis, we used the standard approach described in Mourard et al. (2009, 2011). We fitted a limb-darkening model to the VEGA visibility measurements using the LITpro software (Tallon-Bosc et al. 2008). The u_R linear to limb-darkening coefficient for each star was found using the Claret & Bloemen (2011) catalogue. Results are shown on the top part of Table 6. The corresponding visibility curves are included in Fig. B.1 of the appendix. In order to complete the analysis, we also added four giant stars, recently observed by CHARA/VEGA and presented in Nardetto et al. (2020). They compare their limb-darkened angular diameters to the ones derived in the *H*-band with the Precision Integrated Optics Near-infrared Imaging Experiment (PIONIER) (Le Bouquin et al. 2011) on VLTI. Results are listed in the bottom part of Table 6. The important point is that all stars in Table 6 have been observed by two different instruments, and the derived angular diameters are found to be consistent at the 1σ level. These limb-darkened angular diameters are thus extremely robust.

Left and right panels of Fig. 9 show the ten stars observed by VEGA and PAVO on their corresponding SBCR. We find that these stars are not consistent with our relations at a level of up to 12σ . Looking at the selection criteria described in Sect. 3, these stars should be rejected from the sample, because of multiplicity, variability, and poor *K* photometry, as indicated in the Notes column of Table 6. This result demonstrates the importance of the selection criteria that we have defined. The four giant stars observed by VEGA and PIONIER (Nardetto et al. 2020) fulfill all the selection criteria. The results are shown in Fig. 10 above the F5/K7 giants' relation. As expected, the measurements are totally consistent with the SBCR at a level of $\sim 1.5\%$. This supports the existence of such selection criteria to constrain SBCRs.

6. Conclusion and perspectives

We considered all the interferometric measurements of angular diameters obtained so far in order to build accurate SBCRs. We

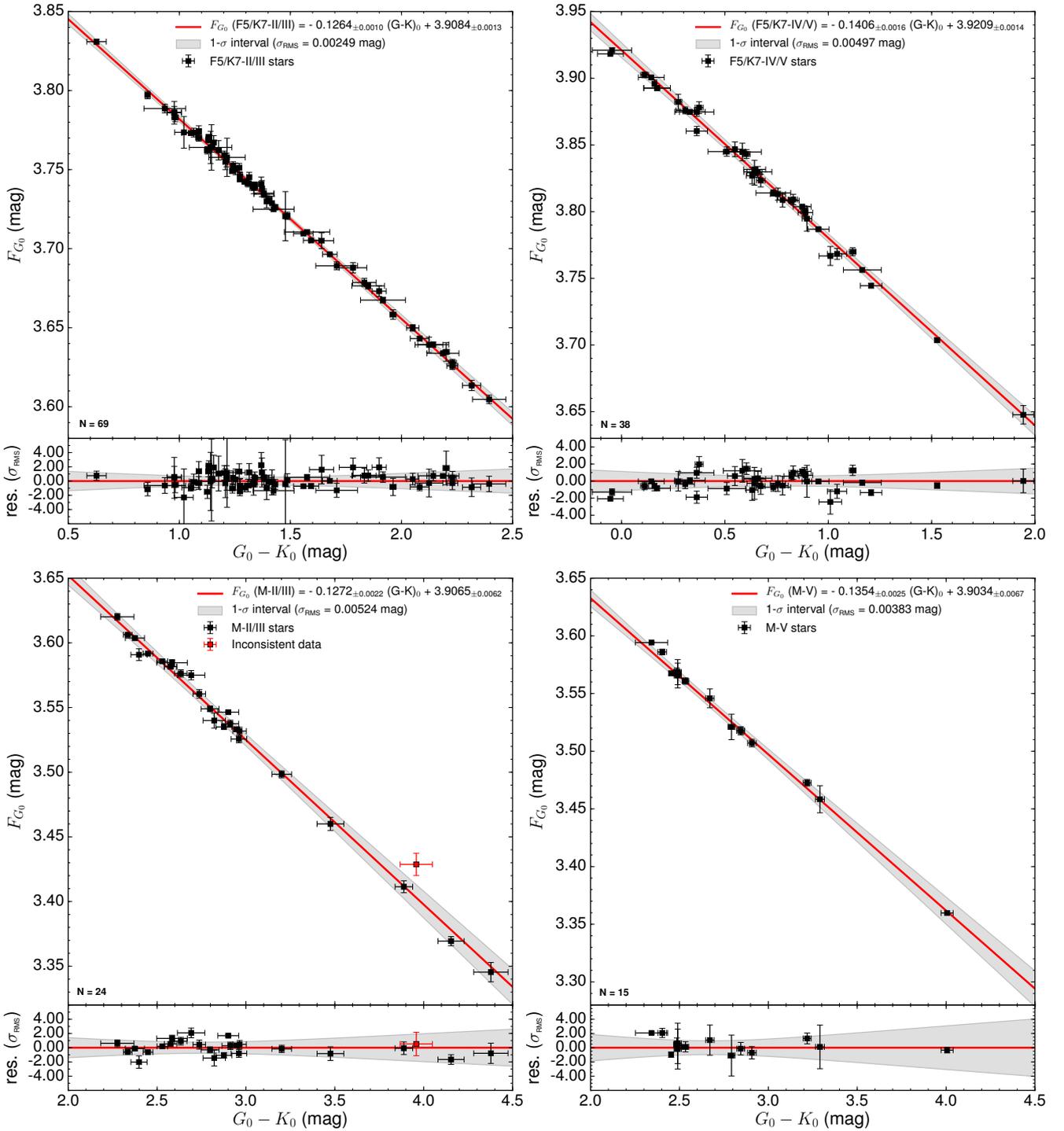


Fig. 8. Surface brightness–colour relations based on the $(G, G-K)$ photometric system. From top-left to bottom-right panel: SBCRs for F5/K7 giants, F5/K7 sub-giants/dwarfs, M giants, and M dwarfs. The shaded grey area corresponds to the 1- σ confidence interval computed according to Eq. (A.5).

also refined the methodology by homogeneously applying a list of selection criteria. Combining our new VEGA interferometric measurements with those of Nardetto et al. (2020) and Creevey et al. (in prep.), we demonstrated the coherence of our criteria and the importance they have in the determination of the SBCRs. The variability, the multiplicity, along with other stellar characteristics diagnostics, or even the quality of the interferometric observations, as well as the spatial frequency coverage, appear to be of high importance in building consistent SBCRs.

Using this approach, we reinforce the conclusion that the surface brightness of a star depends on its spectral type and its luminosity class, since our new SBCRs for giants and sub-giants/dwarfs are inconsistent with each other at a level of up to 18% on the derived angular diameter, depending on the SBCR considered. Using these criteria, we developed four SBCRs that allow us to estimate angular diameters with an accuracy between 1% and 2%, as soon as the precision of the magnitude of the star is better than 0.04 mag.

Table 5. Parameters of the new SBCRs considering *Gaia* photometry.

Working box	Number of data	Relation	($G-K$) range [mag]	σ_{rms} [mag]	Expected $\frac{\sigma_{\theta_{\text{LD}}}}{\theta_{\text{LD}}}$ [%]
F5/K7–II/III	69	$F_{G_0} = -0.1264_{\pm 0.0010}(G-K)_0 + 3.9084_{\pm 0.0013}$	[0.50; 2.40]	0.00249	1.15
F5/K7–IV/V	38	$F_{G_0} = -0.1406_{\pm 0.0016}(G-K)_0 + 3.9209_{\pm 0.0014}$	[-0.10; 2.00]	0.00497	2.29
M–II/III	24	$F_{G_0} = -0.1272_{\pm 0.0022}(G-K)_0 + 3.9065_{\pm 0.0062}$	[2.20; 4.40]	0.00524	2.41
M–V	15	$F_{G_0} = -0.1354_{\pm 0.0025}(G-K)_0 + 3.9034_{\pm 0.0067}$	[2.30; 4.00]	0.00383	1.77

Notes. The ($G-K$) range column denotes the validity interval of the relation.

Table 6. Our new VEGA angular diameter measurements for ten stars (top) and VEGA measurements from Nardetto et al. (2020) (bottom).

Name	Sp. type	A_V [mag]	$(V-K)_0$ [mag]	u_R	θ_{LD} [mas]	χ_r^2	Notes
HD 167042	K1III	0	$2.415_{\pm 0.242}$	0.649	$0.831_{\pm 0.068}$	2.994	hK
HD 175740	G8III	0	$2.484_{\pm 0.063}$	0.651	$1.145_{\pm 0.012}$	0.635	M
HD 178208	K3III	0.053	$2.869_{\pm 0.282}$	0.723	$1.071_{\pm 0.011}$	0.480	SB
HD 180756	G8III	0.037	$2.025_{\pm 0.040}$	0.635	$0.683_{\pm 0.016}$	0.214	V
HD 181069	K1III	0.062	$2.478_{\pm 0.040}$	0.692	$0.763_{\pm 0.010}$	0.511	V
HD 181597	K1III	0	$2.660_{\pm 0.292}$	0.695	$0.892_{\pm 0.007}$	0.274	hK
HD 182896	K0III	0.053	$2.643_{\pm 0.026}$	0.707	$0.710_{\pm 0.024}$	0.375	V
HD 185657	G6V	0	$2.370_{\pm 0.220}$	0.641	$0.726_{\pm 0.006}$	0.401	SB
HD 21467	K0IV	0	$2.433_{\pm 0.222}$	0.664	$0.881_{\pm 0.011}$	0.473	M
HD 73665	G8III	0	$2.138_{\pm 0.018}$	0.660	$0.621_{\pm 0.009}$	0.125	M
HD 13468	G9III	0.028	$2.248_{\pm 0.020}$	0.648	$0.902_{\pm 0.017}$	1.600	–
HD 23526	G9III	0.053	$2.228_{\pm 0.020}$	0.652	$0.920_{\pm 0.028}$	0.600	–
HD 360	G8III	0.028	$2.311_{\pm 0.020}$	0.680	$0.888_{\pm 0.010}$	0.500	–
HD 40020	K2III	0.040	$2.434_{\pm 0.020}$	0.690	$1.033_{\pm 0.022}$	0.400	–

Notes. We included a “Notes” column that refers to selection criteria if the star is concerned.

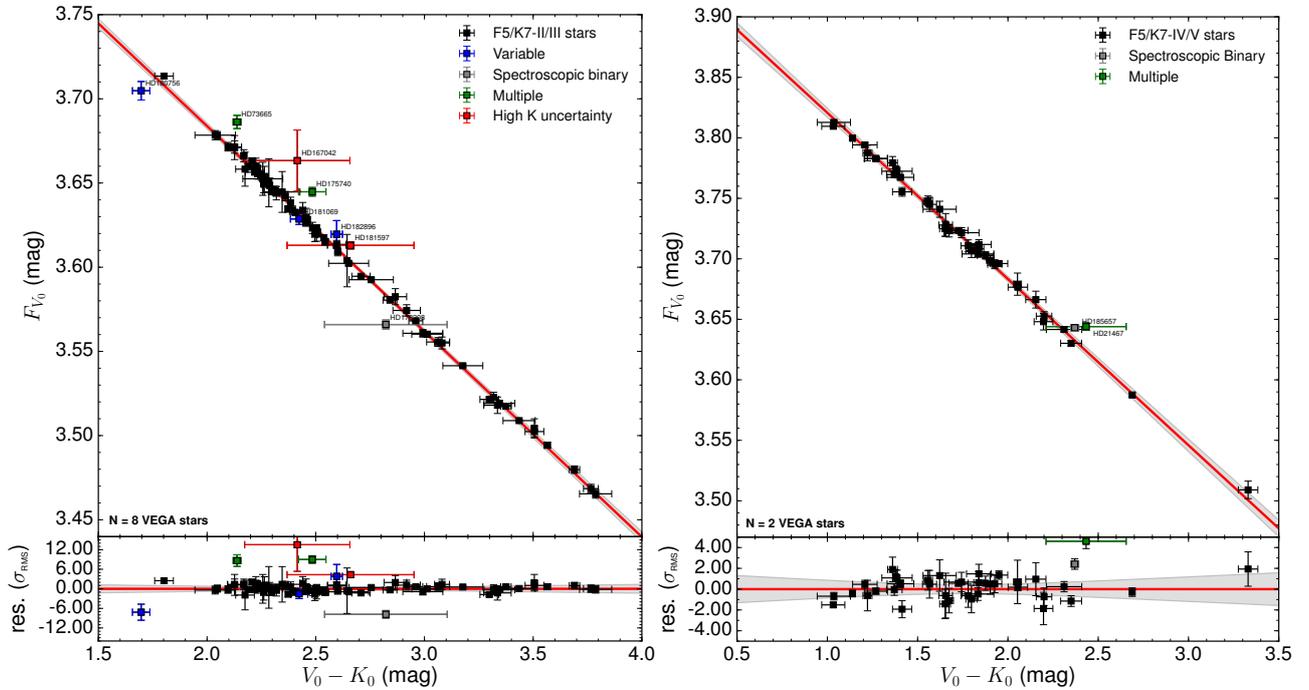


Fig. 9. *Left:* relation for F5/K7 giant stars including the eight new VEGA measurements. *Right:* same for F5/K7 sub-giants/dwarfs with two new VEGA measurements.

The objective is to use these SBCRs in the context of PLATO, in order to infer the radii of stars and planets. Our SBCRs were implemented consistently with the PLATO spec-

ifications in terms of spectral type and classes. Moreover, our results are consistent in terms of precision with the PLATO objectives since the spatial mission is expected to bring stellar

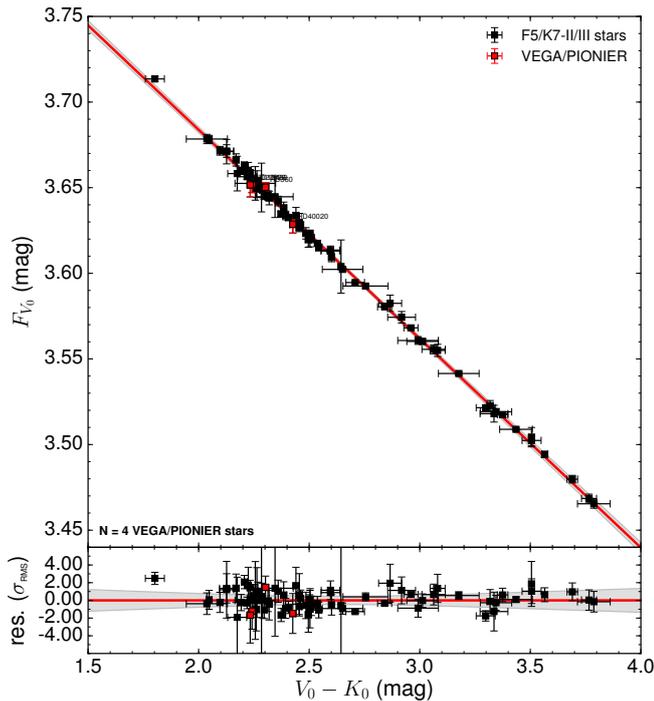


Fig. 10. Relation for F5/K7 giant stars including the four VEGA measurements from Nardetto et al. (2020).

radii measurements with less than 2% precision. However, our sample of stars still has to be enlarged by an order of magnitude in order to improve the robustness of the SBCRs. Using the Stellar Parameters and Images with a Cophased Array (SPICA) instrument at the focus of the CHARA array, we expect to derive the angular diameter of 800 stars in a few years with a 1% precision level (Mourard et al. 2018), which should definitively improve our knowledge of SBCRs. In this context, using the *Gaia* and 2MASS photometric systems, which both have the largest databases, seems to be the best approach.

Since the *Gaia* photometry is among the most homogeneous over the full sky, we calibrate SBCRs using this precise photometry for the first time. We reach a precision on the angular diameter between 1.1% and 2.4%.

Acknowledgements. A.S. acknowledges F. Arenou and N. Leclerc for their contribution to the computation of the interstellar extinction with *Stilism*. This work is based upon observations obtained with the Georgia State University Center for High Angular Resolution Astronomy Array at Mount Wilson Observatory. 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 work made use of the JMMC Measured stellar Diameters Catalog (Duvert 2016). This research made use of the SIMBAD and VIZIER (available at <http://cdsweb.u-strasbg.fr/>) databases at CDS, Strasbourg (France) and the electronic bibliography maintained by the NASA/ADS system. This work has made use of data from the European Space Agency (ESA) mission *Gaia* (<https://www.cosmos.esa.int/gaia>). This research also made use of Astropy, a community-developed core Python package for Astronomy (Astropy Collaboration 2018).

References

Adams, A. D., Boyajian, T. S., & von Braun, K. 2018, *MNRAS*, 473, 3608
 Astropy Collaboration (Price-Whelan, A. M., et al.) 2018, *AJ*, 156, 123
 Baines, E. K., McAlister, H. A., ten Brummelaar, T. A., et al. 2008, *ApJ*, 680, 728
 Baines, E. K., Döllinger, M. P., Cusano, F., et al. 2010, *ApJ*, 710, 1365

Baines, E. K., Armstrong, J. T., Schmitt, H. R., et al. 2018, *AJ*, 155, 30
 Barnes, T. G., & Evans, D. S. 1976, *MNRAS*, 174, 489
 Bonneau, D., Clausse, J. M., Delfosse, X., et al. 2006, *A&A*, 456, 789
 Boyajian, T. S., McAlister, H. A., Baines, E. K., et al. 2008, *ApJ*, 683, 424
 Boyajian, T. S., van Belle, G. T., & von Braun, K. 2014, *AJ*, 147, 47
 Capitanio, L., Lallement, R., Vergely, J. L., Elyajouri, M., & Monreal-Ibero, A. 2017, *A&A*, 606, A65
 Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
 Catala, C., & PLATO Team 2006, *ESA SP*, 1306, 497
 Challouf, M., Nardetto, N., Mourard, D., et al. 2014, *A&A*, 570, A104
 Chelli, A., Duvert, G., & Bourguès, L. 2016, *A&A*, 589, A112
 Claret, A. 2000, *A&A*, 363, 1081
 Claret, A., & Bloemen, S. 2011, *A&A*, 529, A75
 Claret, A., Diaz-Cordoves, J., & Gimenez, A. 1995, *A&AS*, 114, 247
 Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, *VizieR Online Data Catalog: II/246*
 Danielski, C., Babusiaux, C., Ruiz-Dern, L., Sartoretti, P., & Arenou, F. 2018, *A&A*, 614, A19
 DENIS Consortium 2005, *VizieR Online Data Catalog: II/263*
 di Benedetto, G. P. 1993, *A&A*, 270, 315
 di Benedetto, G. P. 1998, *A&A*, 339, 858
 di Benedetto, G. P. 2005, *A&A*, 357, 174
 di Benedetto, G. P., & Conti, G. 1983, *ApJ*, 268, 309
 di Benedetto, G. P., & Foy, R. 1986, *A&A*, 166, 204
 Ducati, J. R. 2002, *VizieR Online Data Catalog: II/237*
 Duvert, G. 2016, *VizieR Online Data Catalog: II/345*
 Faucherre, M., Bonneau, D., Koechlin, L., & Vakili, F. 1983, *A&A*, 120, 263
 Fouque, P., & Gieren, W. P. 1997, *A&A*, 320, A799
 Gaia Collaboration (Helmi, A., et al.) 2018, *VizieR Online Data Catalog: J/A+A/616/A12*
 Gallenne, A., Kervella, P., Mérand, A., et al. 2017, *A&A*, 608, A18
 Gallenne, A., Pietrzyński, G., Graczyk, D., et al. 2018, *A&A*, 616, A68
 Graczyk, D., Konorski, P., Pietrzyński, G., et al. 2017, *ApJ*, 837, A7
 Groenewegen, M. A. T. 2004, *MNRAS*, 353, 903
 Hutter, D. J., Johnston, K. J., Mozurkewich, D., et al. 1989, *ApJ*, 340, 1103
 Hutter, D. J., Zavala, R. T., Tycner, C., et al. 2016, *ApJS*, 227, 4
 Ireland, M. J., Mérand, A., ten Brummelaar, T. A., et al. 2008, *Proc. SPIE*, 7013, 701324
 Kervella, P., Thévenin, F., Di Folco, E., & Ségransan, D. 2004a, *A&A*, 426, 297
 Kervella, P., Bersier, D., Mourard, D., et al. 2004b, *A&A*, 428, 587
 Kharchenko, N. V., & Roeser, S. 2009, *VizieR Online Data Catalog: I/280*
 Kukarkin, B. V., Kholopov, P. N., Artiukhina, N. M., et al. 1981, *Nachrichtenblatt der Vereinigung der Sternfreunde*
 Lallement, R., Vergely, J. L., Valette, B., et al. 2014, *A&A*, 561, A91
 Laney, C. D., Jone, M. D., & Pietrzyński, G. 2012, *MNRAS*, 419, 1637
 Le Bouquin, J. B., Berger, J. P., Lazareff, B., et al. 2011, *A&A*, 535, A67
 Lester, J. B., & Neilson, H. R. 2008, *A&A*, 491, 633
 Ligi, R., Creevey, O., Mourard, D., et al. 2016, *A&A*, 586, A94
 Mamajek, E. E., Torres, G., Prsa, A., et al. 2015, *ArXiv e-prints [arXiv:1510.06262]*
 Mann, A. W., Dupuy, T., Kraus, A. L., et al. 2019, *ApJ*, 871, 63
 Mourard, D., Clausse, J. M., Marcotto, A., et al. 2009, *A&A*, 508, 1073
 Mourard, D., Bériot, P., Perraut, K., et al. 2011, *A&A*, 531, A110
 Mourard, D., Nardetto, N., ten Brummelaar, T., et al. 2018, *Proc. SPIE*, 10701, 1070120
 Mozurkewich, D., Johnston, K. J., Simon, R. S., et al. 1991, *AJ*, 101, 2207
 Mozurkewich, D., Armstrong, J. T., Hindsley, R. B., et al. 2003, *AJ*, 126, 2502
 Nardetto, N. 2018, *Habilitation Thesis*
 Nardetto, N., Salsi, A., Mourard, D., et al. 2020, *A&A*, 639, A67
 Neilson, H. R., & Lester, J. B. 2013, *A&A*, 554, A98
 Neugebauer, G., & Leighton, R. B. 1969, *Two-micron Sky Survey. A Preliminary Catalogue* (Washington: NASA)
 Nishiyama, S., Tamura, M., Hatano, H., et al. 2009, *ApJ*, 696, 1407
 Nordgren, T. E., Germain, M. E., Benson, J. A., et al. 1999, *AJ*, 118, 3032
 Nordgren, T. E., Lane, B. F., Hindsley, R. B., & Kervella, P. 2002, *AJ*, 123, 3380
 Pecaut, M. J., & Mamajek, E. E. 2013, *ApJS*, 208, 9
 Pietrzyński, G., & Gieren, W. 2002, *AJ*, 124, 2633
 Pietrzyński, G., Graczyk, D., Gallenne, A., et al. 2019, *Nature*, 567, 200
 Prša, A., Harmanec, P., Torres, G., et al. 2016, *AJ*, 152, 41
 Tabur, V., Kiss, L. L., & Bedding, T. R. 2009, *ApJ*, 703, L72
 Tallon-Bosc, I., Tallon, M., Thiébaud, E., et al. 2008, *Proc. SPIE*, 7013, 70131J
 ten Brummelaar, T. A., McAlister, H. A., Ridgway, S. T., et al. 2005, *ApJ*, 628, 453
 Thévenin, F., Kervella, P., Pichon, B., et al. 2005, *A&A*, 436, 253
 van Belle, G. T. 1999, *PASP*, 111, 1515
 van Belle, G. T., & von Braun, K. 2009, *ApJ*, 694, 1085
 van Belle, G. T., Creech-Eakman, M. J., & Hart, A. 2009, *MNRAS*, 394, 1925
 Wesselink, A. J. 1969, *MNRAS*, 144, 297

Appendix A: Fitting strategy

In the traditional case, we suppose that only y is subject to measurement error, and x is observed without error. In this work, we built our fitting strategy around the orthogonal distance regression (ODR), which, contrary to the ordinary least-squares (OLS) regression, considers both x and y errors, respectively errors on the $V-K$ colour and on the surface brightness F_V in our case. If we consider that all variables x_i and y_i are respectively affected by the errors $\delta_i \in \mathbb{R}$ and $\epsilon_i \in \mathbb{R}$, the representative model is then written as

$$y_i = f(x_i + \delta_i; \beta) - \epsilon_i, \quad i \in 1; \dots; N, \quad (\text{A.1})$$

where β are the parameters of the fitted model, and N the number of measurements. The ODR method consists of finding the parameter β that minimises the sum of orthogonal distances (that we label as r here) between the data points and the fit. The condition to be respected is

$$r = \min_{\beta, \delta, \epsilon} \frac{1}{2} \sum_{i=1}^N (\omega_{\delta_i} \delta_i^2 + \omega_{\epsilon_i} \epsilon_i^2), \quad (\text{A.2})$$

where $\omega_i = 1/\sigma_i^2$ is a weighting, introduced to compensate for instance when y_i and x_i have unequal precision. The final accuracy of the relation is deduced from the rms σ_{rms} , that we compute in the following way:

$$\sigma_{\text{rms}} = \sqrt{\frac{1}{N} \times \sum_{i=1}^N (F_{V_{\text{obs}_i}} - F_{V_{\text{fit}_i}})^2}, \quad (\text{A.3})$$

where $F_{V_{\text{obs}_i}}$ is the measured surface brightness, and $F_{V_{\text{fit}_i}}$ is the fit deduced from the ODR method introduced above. We then wanted to estimate the expected dispersion of surface brightnesses as a function of the $V-K$ colour of the star, according to our newly developed SBCR. Most authors compute the rms of the relation and plot a constant expected accuracy around their measurements. However, the weight of the measurements should be taken into account. Indeed, the number of measurements at a given colour indicates how precise the relation is. Following

Gallenne et al. (2017), we searched for the barycentre of the measurements. To give clarity to our calculations, we note C as the $V-K$ colour. In this sense, the linear fit is written as follows:

$$F_V = a(C - C_0) + b, \quad (\text{A.4})$$

where C_0 is the barycentre of the measurements. The extrapolated uncertainty on the model is then given by

$$\sigma_{F_V} = (C - C_0)^2 \sigma_a^2 + \sigma_b^2, \quad (\text{A.5})$$

where σ_a and σ_b are, respectively, the uncertainties on the coefficient a and b of the fit. The condition to be satisfied here is finding C_0 so that $\rho = \partial r^2 / \partial a \partial b$ is zero, where r^2 is the distance between the fit and the data. The coefficient ρ corresponds to the correlation between a and b . With the previous condition, Eq. (A.5) becomes

$$\sigma_{F_V} = \sqrt{C^2 \sigma_a^2 + \sigma_b^2 + 2\rho \sigma_a \sigma_b C}. \quad (\text{A.6})$$

For any dataset $(F_{V_i} \pm \sigma_i, C_i)$ and any value of C_0 , the correlation ρ between a and b can be expressed as

$$\rho = -\frac{\partial^2 r^2 / \partial a \partial b}{\sqrt{(\partial^2 r^2 / \partial a^2) (\partial^2 r^2 / \partial b^2)}} = -\frac{\sum_i \frac{C_i - C_0}{\sigma_i^2}}{\sqrt{\sum_i \frac{(C_i - C_0)^2}{\sigma_i^2} \sum_i \frac{1}{\sigma_i^2}}}. \quad (\text{A.7})$$

In order to simplify this equation into a more convenient form for estimating an order of magnitude, we made some basic assumptions. First, all the uncertainties σ_i on the surface brightness are equal, and then we assume $C_0 = 0$. In this particular case, Eq. (A.7) becomes

$$\rho = -\frac{\sum_i C_i}{\sqrt{N \sum_i C_i^2}}. \quad (\text{A.8})$$

This method has the advantage of carefully estimating the extrapolated uncertainty of the linear model, depending on the number of measurements made at a given colour. This indicates that our SBCR will be more precise around the $V-K$ colour where most of the measurements were done.

Appendix B: VEGA visibility curves

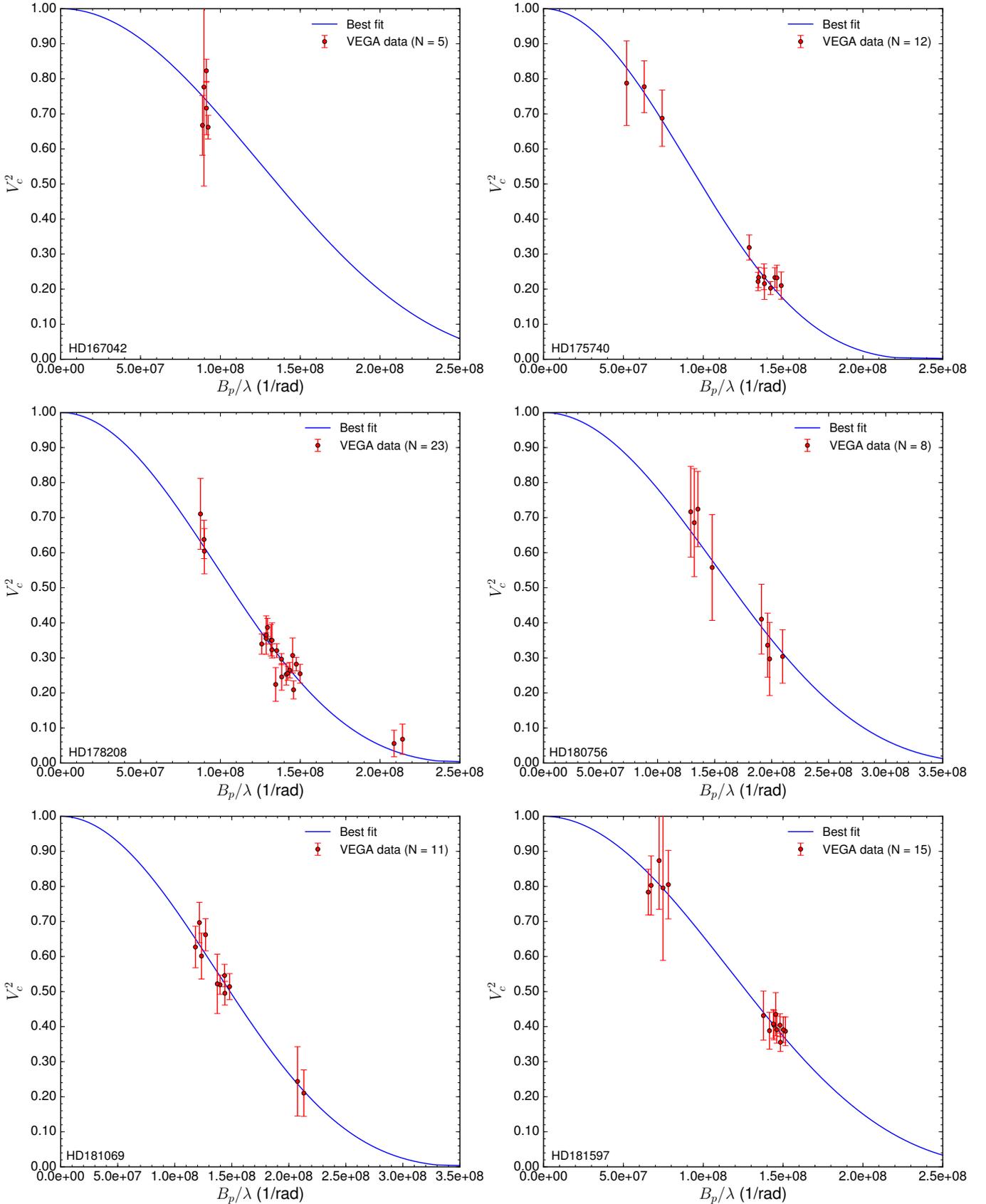


Fig. B.1. Interferometric squared visibilities of the ten benchmark stars measured by VEGA. The continuous line shows the best fitting model for a limb-darkened disc.

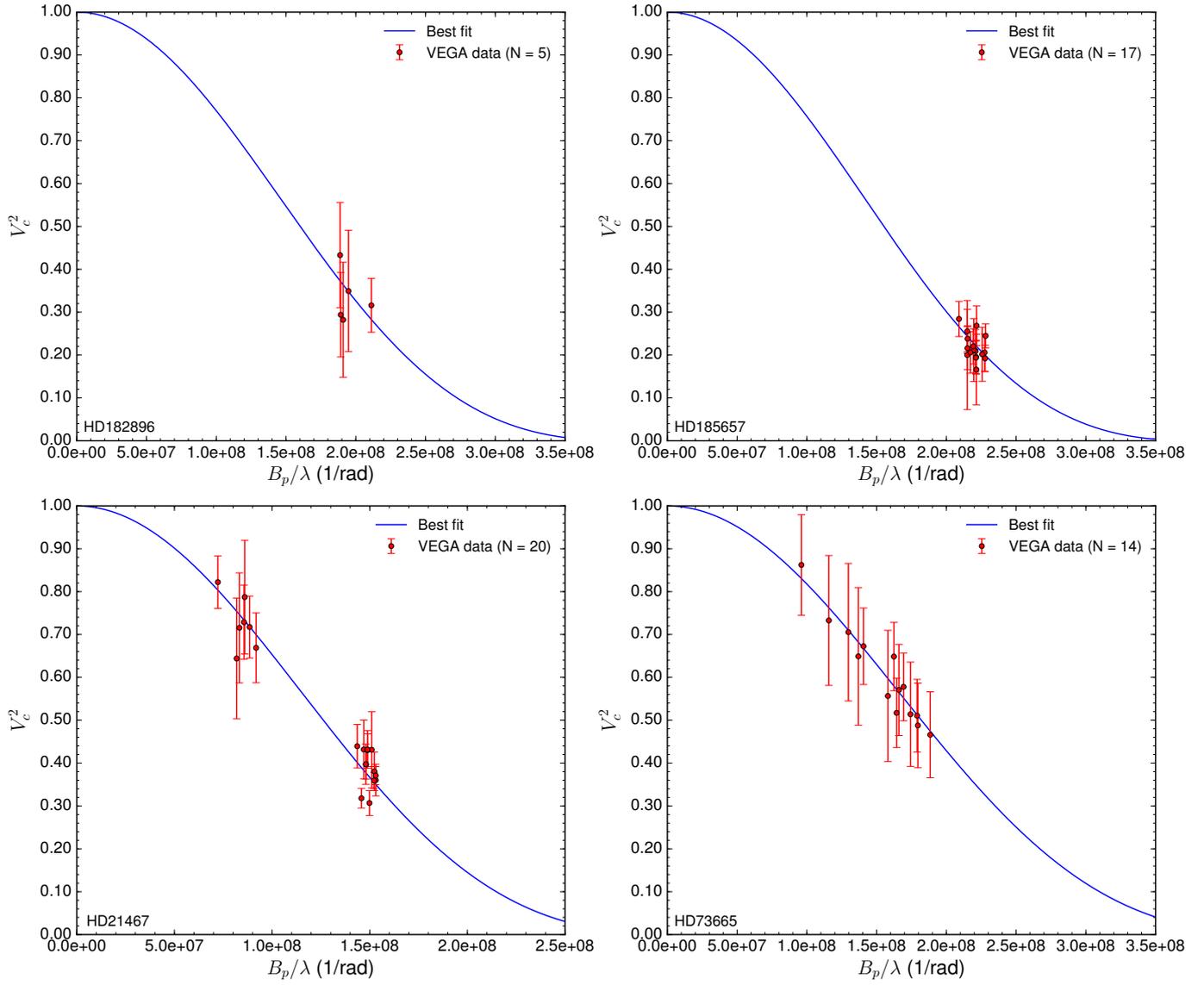


Fig. B.1. continued.

Table B.1. VEGA observing log.

Star	Date [yyyy.mm.dd]	Peak	AH [h]	λ [nm]	λ_{\min} [nm]	λ_{\max} [nm]	B_p [m]	Arg [deg]	SNR	$V_{\text{cal}_{\text{stat}}\pm\text{syst}}^2$
HD 167042	2012.09.21	1	4.42	710	700	720	64.78	-179.01	24.90	$0.823_{\pm 0.033 \pm 0.001}$
	2012.09.22	1	2.32	710	700	720	65.55	-150.83	19.60	$0.662_{\pm 0.034 \pm 0.001}$
	2012.09.22	1	2.44	730	720	740	65.48	-152.38	2.75	$0.777_{\pm 0.283 \pm 0.001}$
	2013.07.29	1	4.77	710	700	720	64.81	176.13	9.39	$0.716_{\pm 0.076 \pm 0.001}$
	2013.07.29	1	4.77	730	720	740	64.81	176.16	7.82	$0.667_{\pm 0.085 \pm 0.001}$
HD 175740	2019.02.26	1	-5.08	710	700	720	36.93	-73.11	7.13	$0.788_{\pm 0.121 \pm 0.001}$
	2019.02.26	1	-4.29	710	700	720	44.76	-83.32	10.55	$0.777_{\pm 0.074 \pm 0.001}$
	2019.02.26	1	-3.36	710	700	720	52.73	-92.88	8.56	$0.688_{\pm 0.080 \pm 0.001}$
	2019.05.04	1	-2.41	730	720	740	94.01	-52.38	8.92	$0.319_{\pm 0.036 \pm 0.001}$
	2019.05.04	1	-1.90	730	720	740	98.05	-59.11	8.46	$0.222_{\pm 0.026 \pm 0.001}$
	2019.05.04	1	-1.52	730	720	740	100.78	-63.76	6.43	$0.235_{\pm 0.037 \pm 0.001}$
	2019.06.12	1	1.47	710	700	720	105.69	85.08	3.66	$0.210_{\pm 0.039 \pm 0.001}$
	2019.06.12	1	1.45	730	720	740	105.76	85.26	6.31	$0.232_{\pm 0.036 \pm 0.001}$
	2019.06.12	1	1.85	710	700	720	103.77	81.14	4.02	$0.233_{\pm 0.028 \pm 0.001}$
	2019.06.12	1	1.85	730	720	740	103.78	81.15	10.98	$0.203_{\pm 0.018 \pm 0.001}$
HD 178208	2019.06.12	1	2.64	710	700	720	98.21	72.58	4.83	$0.216_{\pm 0.045 \pm 0.001}$
	2019.06.12	1	2.63	730	720	740	98.31	72.72	8.08	$0.233_{\pm 0.029 \pm 0.001}$
	2017.03.13	1	-3.21	710	700	720	93.97	-37.00	7.00	$0.350_{\pm 0.050 \pm 0.001}$
	2017.03.13	1	-3.22	730	720	740	93.96	-36.97	6.66	$0.365_{\pm 0.055 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-3.61	710	700	720	91.95	-30.63	7.74	$0.387_{\pm 0.026 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-3.61	730	720	740	91.92	-30.54	6.79	$0.340_{\pm 0.029 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-3.23	710	700	720	93.91	-36.83	6.46	$0.323_{\pm 0.017 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-3.22	730	720	740	93.93	-36.88	7.11	$0.356_{\pm 0.016 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-2.83	710	700	720	96.07	-42.87	6.41	$0.321_{\pm 0.020 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-2.83	730	720	740	96.09	-42.92	7.01	$0.350_{\pm 0.045 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-2.45	710	700	720	98.27	-48.60	4.91	$0.246_{\pm 0.038 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-2.44	730	720	740	98.28	-48.64	4.49	$0.224_{\pm 0.048 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-1.96	710	700	720	100.94	-55.38	5.12	$0.256_{\pm 0.020 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-1.96	730	720	740	100.94	-55.38	5.93	$0.296_{\pm 0.016 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-1.52	710	700	720	103.13	-61.16	6.21	$0.307_{\pm 0.050 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-1.52	730	720	740	103.13	-61.17	5.06	$0.253_{\pm 0.031 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-1.15	710	700	720	104.74	-65.83	5.64	$0.282_{\pm 0.019 \pm 0.002}$
	2017.04.12	1	-1.16	730	720	740	104.72	-65.78	5.25	$0.265_{\pm 0.022 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-0.66	710	700	720	106.44	-71.87	5.10	$0.255_{\pm 0.027 \pm 0.001}$
	2017.04.12	1	-0.66	730	720	740	106.45	-71.90	4.15	$0.209_{\pm 0.026 \pm 0.001}$
2017.07.28	1	2.73	710	700	720	152.00	30.73	1.36	$0.068_{\pm 0.043 \pm 0.001}$	
2017.07.28	1	2.73	728	718	738	152.00	30.73	1.11	$0.056_{\pm 0.038 \pm 0.001}$	
2017.09.16	1	4.72	710	700	720	63.73	-3.26	11.65	$0.638_{\pm 0.055 \pm 0.001}$	
2017.09.16	1	4.72	728	718	738	63.73	-3.25	7.02	$0.711_{\pm 0.101 \pm 0.001}$	
2017.09.16	1	5.22	710	700	720	63.89	-10.22	9.36	$0.604_{\pm 0.065 \pm 0.001}$	
HD 180756	2017.06.21	1	-2.25	710	700	720	139.47	88.52	3.67	$0.336_{\pm 0.092 \pm 0.003}$
	2017.06.21	1	-2.25	730	720	740	139.47	88.52	4.12	$0.411_{\pm 0.100 \pm 0.004}$
	2017.06.21	1	-1.77	730	720	740	144.68	83.16	3.29	$0.297_{\pm 0.104 \pm 0.007}$
	2017.06.21	1	-1.31	710	700	720	148.81	78.04	3.98	$0.304_{\pm 0.076 \pm 0.002}$
	2017.05.13	1	-3.19	730	720	740	94.20	-37.30	5.76	$0.717_{\pm 0.129 \pm 0.001}$
	2017.05.13	1	-2.78	730	720	740	96.47	-43.66	4.45	$0.686_{\pm 0.154 \pm 0.001}$
	2017.05.13	1	-2.37	730	720	740	98.77	-49.64	6.75	$0.724_{\pm 0.107 \pm 0.001}$
	2017.05.13	1	0.37	730	720	740	107.91	-83.85	3.69	$0.558_{\pm 0.151 \pm 0.001}$
HD 181069	2017.04.15	1	-1.71	710	700	720	147.01	78.36	11.80	$0.244_{\pm 0.099 \pm 0.004}$
	2017.04.15	1	-1.29	710	700	720	150.93	74.72	11.56	$0.210_{\pm 0.066 \pm 0.003}$
	2017.04.15	2	-1.23	710	700	720	102.03	-67.84	17.15	$0.546_{\pm 0.032 \pm 0.007}$
	2017.04.15	2	-1.24	730	720	740	102.00	-67.79	19.07	$0.519_{\pm 0.027 \pm 0.006}$
	2017.04.15	2	-0.69	710	700	720	105.14	-73.62	13.87	$0.514_{\pm 0.037 \pm 0.007}$
	2017.04.15	2	-0.69	730	720	740	105.10	-73.55	14.70	$0.495_{\pm 0.034 \pm 0.006}$

Table B.1. continued.

Star	Date [yyyy.mm.dd]	Peak	AH [h]	λ [nm]	λ_{\min} [nm]	λ_{\max} [nm]	B_p [m]	Arg [deg]	SNR	$V^2_{\text{cal}\pm\text{stat}\pm\text{syst}}$
	2017.04.15	1	-3.09	710	700	720	86.35	-43.55	12.07	0.697 \pm 0.058 \pm 0.007
	2017.04.15	1	-3.10	730	720	740	86.23	-43.34	13.50	0.627 \pm 0.059 \pm 0.006
	2017.04.15	1	-2.67	710	700	720	90.17	-49.83	14.39	0.662 \pm 0.046 \pm 0.006
	2017.04.15	1	-2.68	730	720	740	90.11	-49.74	9.18	0.601 \pm 0.066 \pm 0.005
	2017.05.13	1	-1.49	730	720	740	100.23	-64.94	6.17	0.522 \pm 0.085 \pm 0.006
HD 181597	2019.03.14	1	-4.05	710	700	720	47.82	-78.30	8.64	0.803 \pm 0.084 \pm 0.001
	2019.03.14	1	-4.05	730	720	740	47.88	-78.41	10.36	0.784 \pm 0.065 \pm 0.001
	2019.03.14	1	-3.31	710	700	720	53.12	-87.57	3.80	0.796 \pm 0.206 \pm 0.001
	2019.03.14	1	-3.35	730	720	740	52.83	-87.06	6.29	0.874 \pm 0.139 \pm 0.001
	2019.03.14	1	-2.66	730	720	740	57.05	-94.84	8.23	0.805 \pm 0.098 \pm 0.001
	2019.05.04	1	-0.98	710	700	720	105.33	-68.00	13.70	0.355 \pm 0.026 \pm 0.001
	2019.05.04	1	-0.99	730	720	740	105.31	-67.92	9.69	0.404 \pm 0.042 \pm 0.001
	2019.05.04	1	-0.59	710	700	720	106.6	-72.77	10.69	0.391 \pm 0.037 \pm 0.001
	2019.05.04	1	-0.58	730	720	740	106.62	-72.85	10.16	0.391 \pm 0.038 \pm 0.001
	2019.05.04	1	-0.13	710	700	720	107.56	-78.12	9.48	0.387 \pm 0.041 \pm 0.001
	2019.06.15	1	1.69	710	700	720	105.14	80.90	12.33	0.404 \pm 0.033 \pm 0.001
	2019.06.15	1	1.71	730	720	740	105.07	80.69	9.98	0.408 \pm 0.041 \pm 0.001
	2019.06.15	1	2.11	710	700	720	103.23	75.97	7.06	0.435 \pm 0.062 \pm 0.001
	2019.06.15	1	2.10	730	720	740	103.28	76.08	7.37	0.388 \pm 0.053 \pm 0.001
	2019.06.15	1	2.58	730	720	740	100.51	70.10	6.14	0.431 \pm 0.070 \pm 0.001
HD 182896	2016.07.29	1	4.08	705	695	715	134.60	13.01	2.10	0.282 \pm 0.134 \pm 0.004
	2016.07.29	1	4.51	685	675	695	133.41	6.07	2.41	0.349 \pm 0.141 \pm 0.003
	2016.07.29	1	4.51	705	695	715	133.41	6.07	2.99	0.294 \pm 0.098 \pm 0.005
	2016.07.29	1	4.90	705	695	715	133.08	-0.38	3.52	0.433 \pm 0.123 \pm 0.010
	2016.08.21	1	2.44	685	675	695	144.64	36.85	5.04	0.316 \pm 0.063 \pm 0.006
HD 185657	2015.08.30	2	3.09	685	675	695	150.47	25.89	2.89	0.212 \pm 0.073 \pm 0.002
	2015.08.30	2	4.69	685	675	695	147.27	2.76	4.75	0.255 \pm 0.051 \pm 0.003
	2015.08.30	2	5.23	685	675	695	147.37	-5.32	4.26	0.216 \pm 0.050 \pm 0.002
	2015.08.30	2	5.24	705	695	715	147.37	-5.36	6.92	0.284 \pm 0.041 \pm 0.002
	2016.07.29	1	1.77	705	695	715	154.61	-136.84	5.36	0.220 \pm 0.041 \pm 0.001
	2016.07.29	1	1.77	685	675	695	154.61	-136.84	3.20	0.202 \pm 0.063 \pm 0.004
	2016.07.29	1	2.26	705	695	715	153.17	-143.03	4.26	0.206 \pm 0.048 \pm 0.005
	2016.07.29	1	2.75	685	675	695	151.56	-149.53	5.03	0.194 \pm 0.039 \pm 0.004
	2016.07.29	1	2.75	705	695	715	151.56	-149.53	1.57	0.200 \pm 0.127 \pm 0.003
	2016.08.21	1	1.22	685	675	695	155.80	-130.14	4.76	0.206 \pm 0.043 \pm 0.001
	2016.08.21	1	1.22	705	695	715	155.80	-130.14	4.18	0.209 \pm 0.050 \pm 0.001
	2016.08.21	1	2.70	685	675	695	151.74	-148.81	2.01	0.166 \pm 0.082 \pm 0.004
	2016.08.21	1	2.70	705	695	715	151.74	-148.81	7.91	0.238 \pm 0.030 \pm 0.005
	2016.10.01	1	0.65	685	675	695	156.27	-123.49	8.62	0.245 \pm 0.028 \pm 0.001
	2016.10.01	1	0.63	705	695	715	156.27	-123.26	5.78	0.268 \pm 0.046 \pm 0.001
	2016.10.01	1	1.07	685	675	695	156.01	-128.29	6.19	0.192 \pm 0.031 \pm 0.001
	2016.10.01	1	1.05	705	695	715	156.04	-128.13	4.97	0.196 \pm 0.039 \pm 0.001
HD 21467	2017.09.17	1	-0.54	705	695	715	104.22	-78.86	8.61	0.430 \pm 0.038 \pm 0.001
	2017.09.17	1	-0.56	725	715	735	104.11	-78.75	8.67	0.439 \pm 0.051 \pm 0.001
	2017.09.17	1	-0.11	725	715	735	106.54	-81.58	6.30	0.432 \pm 0.068 \pm 0.001
	2017.09.17	1	0.57	705	695	715	107.91	-85.64	7.20	0.360 \pm 0.037 \pm 0.001
	2017.09.17	1	0.57	725	715	735	107.92	-85.62	8.62	0.431 \pm 0.089 \pm 0.001
	2017.09.17	1	0.97	705	695	715	107.40	-87.91	7.61	0.381 \pm 0.045 \pm 0.001
	2017.09.17	1	0.97	725	715	735	107.39	-87.93	7.93	0.397 \pm 0.047 \pm 0.001
	2017.10.13	1	0.15	705	695	715	64.73	-123.49	8.22	0.669 \pm 0.081 \pm 0.001
	2017.10.13	1	0.87	705	695	715	62.39	-129.25	9.93	0.717 \pm 0.072 \pm 0.001
	2017.10.13	1	0.88	725	715	735	62.34	-129.35	5.93	0.787 \pm 0.133 \pm 0.001
	2017.10.13	1	1.35	705	695	715	60.35	-133.68	8.41	0.729 \pm 0.087 \pm 0.001
	2017.10.13	1	1.34	725	715	735	60.36	-133.66	5.57	0.715 \pm 0.128 \pm 0.001
	2017.10.17	1	-0.30	705	695	715	105.65	-80.40	6.14	0.307 \pm 0.029 \pm 0.001

Table B.1. continued.

Star	Date [yyyy.mm.dd]	Peak	AH [h]	λ [nm]	λ_{\min} [nm]	λ_{\max} [nm]	B_p [m]	Arg [deg]	SNR	$V_{\text{cal+stat+sys}}^2$
	2017.10.17	1	-0.30	725	715	735	105.66	-80.41	6.36	0.318 \pm 0.023 \pm 0.001
	2017.10.17	1	0.11	705	695	715	107.29	-82.91	7.19	0.359 \pm 0.019 \pm 0.001
	2017.10.17	1	0.11	725	715	735	107.29	-82.91	7.95	0.397 \pm 0.034 \pm 0.001
	2017.10.17	1	0.52	705	695	715	107.91	-85.32	7.42	0.371 \pm 0.021 \pm 0.001
	2017.10.17	1	0.52	725	715	735	107.91	-85.32	8.63	0.432 \pm 0.044 \pm 0.001
	2017.12.09	1	1.89	705	695	715	57.70	-139.60	4.57	0.644 \pm 0.141 \pm 0.008
	2017.12.10	1	-3.64	725	715	735	52.36	-105.26	13.41	0.822 \pm 0.061 \pm 0.005
HD 73665	2018.04.26	1	2.51	705	695	715	126.21	-137.82	6.02	0.511 \pm 0.085 \pm 0.004
	2018.04.26	1	2.96	705	695	715	119.37	-144.11	7.31	0.578 \pm 0.079 \pm 0.005
	2018.04.26	1	2.98	725	715	735	119.14	35.67	6.40	0.517 \pm 0.081 \pm 0.004
	2018.10.21	1	-5.69	710	700	720	68.22	171.29	7.35	0.862 \pm 0.117 \pm 0.001
	2018.10.21	1	-8.63	710	700	720	82.18	84.62	4.84	0.733 \pm 0.151 \pm 0.002
	2018.10.21	1	-1.49	730	720	740	94.72	106.58	4.40	0.705 \pm 0.160 \pm 0.001
	2018.10.21	1	-1.03	710	700	720	99.82	-76.59	7.54	0.673 \pm 0.089 \pm 0.002
	2018.10.21	1	-1.02	730	720	740	99.95	103.32	4.04	0.649 \pm 0.161 \pm 0.001
	2018.12.16	1	2.00	710	700	720	133.79	48.08	4.65	0.466 \pm 0.100 \pm 0.004
	2018.12.16	1	2.42	710	700	720	127.50	43.24	4.95	0.488 \pm 0.099 \pm 0.004
	2018.12.16	1	2.44	730	720	740	127.22	43.02	4.22	0.514 \pm 0.122 \pm 0.003
	2018.12.16	1	2.84	730	720	740	121.16	37.67	8.05	0.571 \pm 0.106 \pm 0.004
	2018.12.16	1	3.25	710	700	720	115.30	31.43	5.85	0.648 \pm 0.080 \pm 0.006
	2018.12.16	1	3.24	730	720	740	115.40	31.55	5.27	0.557 \pm 0.153 \pm 0.004

Publication : *Precise calibration of the dependence of surface brightness-colour relations on colour and class for late-type stars (Corrigendum)*

Salsi, A. ; Nardetto, N. ; Mourard, D. ; Creevey, O. ; Huber, D. ; White, T. R. ; Hocdé, V. ; Morand, F. ; Tallon-Bosc, I. ; Farrington, C. D. ; Chelli, A. ; Duvert, G.

Corrigendum paru dans la revue Astronomy & Astrophysics, vol. 641, C3

Precise calibration of the dependence of surface brightness–colour relations on colour and class for late-type stars^{*} (Corrigendum)

A. Salsi¹, N. Nardetto¹, D. Mourard¹, O. Creevey¹, D. Huber², T. R. White^{3,4,5}, V. Hocdé¹, F. Morand¹, I. Tallon-Bosc⁶, C. D. Farrington⁷, A. Chelli¹, and G. Duvert⁸

¹ Université Côte d’Azur, OCA, CNRS, Laboratoire Lagrange, France
e-mail: anthony.salsi@oca.eu

² Institute for Astronomy, University of Hawaii, 2680 Woodlawn Drive, Honolulu, HI 96822, USA

³ Sydney Institute for Astronomy, School of Physics A28, The University of Sydney, NSW 2006, Australia

⁴ Stellar Astrophysics Centre, Department of Physics and Astronomy, Aarhus University, 8000 Aarhus C, Denmark

⁵ Research School of Astronomy and Astrophysics, Mount Stromlo Observatory, The Australian National University, Canberra, ACT 2611, Australia

⁶ Univ. Lyon, Univ. Lyon 1, Ens de Lyon, CNRS, Centre de Recherche Astrophysique de Lyon UMR5574, 69230 Saint-Genis-Laval, France

⁷ The CHARA Array, Mount Wilson Observatory, Mount Wilson CA91023, USA

⁸ Univ. Grenoble Alpes, CNRS, IPAG, 38000 Grenoble, France

A&A 640, A2 (2020), <https://doi.org/10.1051/0004-6361/202038012>

Key words. techniques: interferometric – stars: atmospheres – stars: late-type – stars: fundamental parameters – errata, addenda

In the original paper, Salsi et al. (2020), there is a mistake in the calculation of the uncertainty on the angular diameter estimate. Equation (8) should be written as follows:

$$\sigma_{\theta_{LD,a,b,phot}} = 2 \ln(10) \theta_{LD} \sqrt{\sigma_{\theta_{LD,a,b}}^2 + \sigma_{\theta_{LD,phot}}^2}. \quad (1)$$

The photometric part of the uncertainty, $\sigma_{\theta_{LD,phot}}$ (Eq. (10) in the paper), also contains an error. The correct formula is following:

$$\sigma_{\theta_{LD,phot}} = \sqrt{(0.1 + a)^2 \sigma_V^2 + a^2 \sigma_K^2 + (0.1 + 0.881a)^2 \sigma_{A_V}^2}. \quad (2)$$

Only considering arbitrary uncertainties of 0.022 mag on both V and K magnitudes leads to a precision of 1.30% on the angular diameter, and not 1.70% as indicated in the paper. The conclusions in the paper remain unchanged.

References

Salsi, A., Nardetto, N., Mourard, D., et al. 2020, *A&A*, 640, A2

^{*} Based on CHARA/VEGA observations.

2.5 Conclusions et discussions

2.5.1 Tests autour de la brillance de surface différentielle

Le résultat majeur de l'étude concerne les dépendances des SBCRs en fonction des paramètres des étoiles. En effet, je démontre clairement une dépendance des relations sur la classe de luminosité des étoiles avec une différence de l'ordre de 0.02 mag, soit 5% sur le diamètre angulaire, comme cela avait déjà été suggéré par des études précédentes. Les quatre relations montrent également une dépendance sur différents régimes de couleur $V - K$, ce qui était moins évident jusqu'à maintenant. Cependant, j'ai déjà mentionné des études qui ne détectaient pas de telles dépendances. C'est notamment le cas de l'étude récente de [Chelli et al. \(2016\)](#), où les auteurs développent une méthode permettant de s'affranchir de l'extinction interstellaire, qu'ils appellent la "pseudomagnitude". Ainsi, ils développent une nouvelle définition de la brillance de surface, qu'ils appellent la "brillance de surface différentielle" (ou DSB, pour "Differential Surface Brightness" en anglais). Avec cette méthode, les auteurs étalonnent une SBCR et n'identifient pas de différence d'application suivant la classe de luminosité des étoiles. J'ai voulu utiliser leur méthode avec mon échantillon d'étoiles afin de vérifier la dépendance des SBCRs. Par définition, la pseudomagnitude d'une étoile se calcule de la manière suivante :

$$P_{ij} = \frac{c_i m_j - c_j m_i}{c_i - c_j}, \quad (2.17)$$

où c_i est le rapport entre les coefficients d'extinction A_i et A_V dans les bandes i et V , respectivement. En utilisant la loi d'extinction introduite en section 2.2.2.4, on trouve $P_{VK} = -0.136V + 1.136K$. La DSB est ensuite déduite de l'expression qui suit :

$$\text{DSB} = \log \theta_{\text{LD}} + 0.2P_{VK}. \quad (2.18)$$

J'illustre sur la figure 2.9 la SBCR obtenue en appliquant la méthode DSB de [Chelli et al. \(2016\)](#) sur l'échantillon total d'étoiles, sans distinction faite au préalable sur la classe de luminosité. J'ai représenté la DSB en fonction du type spectral (graphique du haut) et de la couleur $V - K$ (graphique du bas) des étoiles. On retrouve encore une fois la conclusion du papier, à savoir une dépendance des SBCRs avec la classe de luminosité des étoiles. Les deux relations tracées pour les étoiles géantes et naines atteignent une incompatibilité de plus de 4σ pour les étoiles les plus tardives. En traçant une relation générale, sans tenir compte de la dépendance sur la classe de l'étoile, on obtient des différences sur le diamètre angulaire des étoiles jusqu'à 6% pour les étoiles M en comparaison avec le diamètre mesuré. On s'attend en revanche à une très bonne cohérence de l'ordre de 2% pour les étoiles FGK.

Je suggère qu'une relation générale étalonnée à l'aide de la méthode DSB s'applique correctement pour les étoiles de types spectraux FGK car ces étoiles correspondent au régime linéaire de la SBCR (on se situe au milieu du diagramme $V - K$, là où toutes les SBCRs étalonnées jusqu'à aujourd'hui sont en très bon accord, autour de 2%). Pour vérifier la cohérence de leur méthode, [Chelli et al. \(2016\)](#) comparent les diamètres de seulement 8 étoiles de types spectraux G0, G8, G9, K1.5, K5, M2.5, M3 et M3. Aucune étoile plus précoce que G0 n'est testée, seulement trois étoiles M testées (pour vérifier les conditions aux bords de la relation DSB). J'ai vérifié la cohérence de la relation DSB pour toutes classes et son application sur les bords du diagramme en considérant 42 étoiles précoces de types spectraux B et A, dont au moins une mesure du diamètre angulaire était présente dans le catalogue JMDC. Notons que j'ai choisi ces étoiles par le biais des critères de sélection établis plus tôt dans cette section, pour éviter tout biais lié à une activité ou une mauvaise mesure. En calculant la DSB de ces étoiles et leur diamètre angulaire résultant de la relation toutes classes, on obtient une dispersion statistique moyenne sur les diamètres angulaires fournis par le JMDC de l'ordre de

7%. J'illustre ce travail en figure 2.10. Ce résultat confirme donc l'hypothèse évoquée plus haut, où la méthode DSB ne semble pas efficace dans le cas où aucune distinction n'est faite sur la classe de luminosité et le type spectral des étoiles. En revanche, on trouve un très bon accord de 0.8% sur les diamètres angulaires des étoiles FGK géantes et 1.8% sur les étoiles M géantes en appliquant une relation DSB spécifique aux étoiles géantes. Pour les étoiles naines, on obtient une cohérence de 1.4 et 1.7% respectivement pour les étoiles FGK et M.

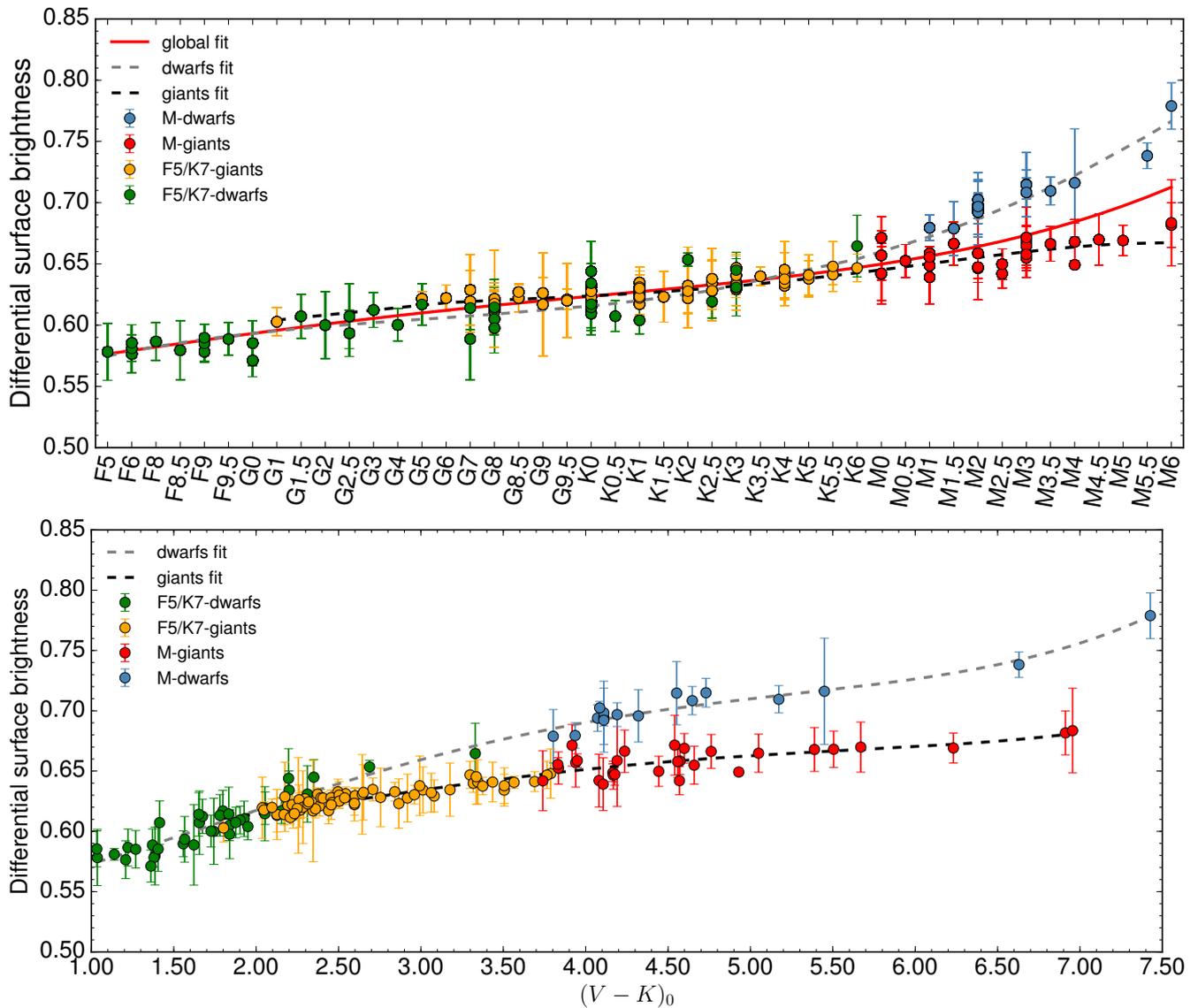


FIGURE 2.9: SBCRs obtenues en appliquant la méthode la DSB (Chelli et al., 2016) à mes échantillons. En haut, la DSB est tracée en fonction du type spectral des étoiles. En bas, la DSB est représentée en fonction de la couleur $V - K$. Les quatre échantillons sont représentés avec différentes couleurs.

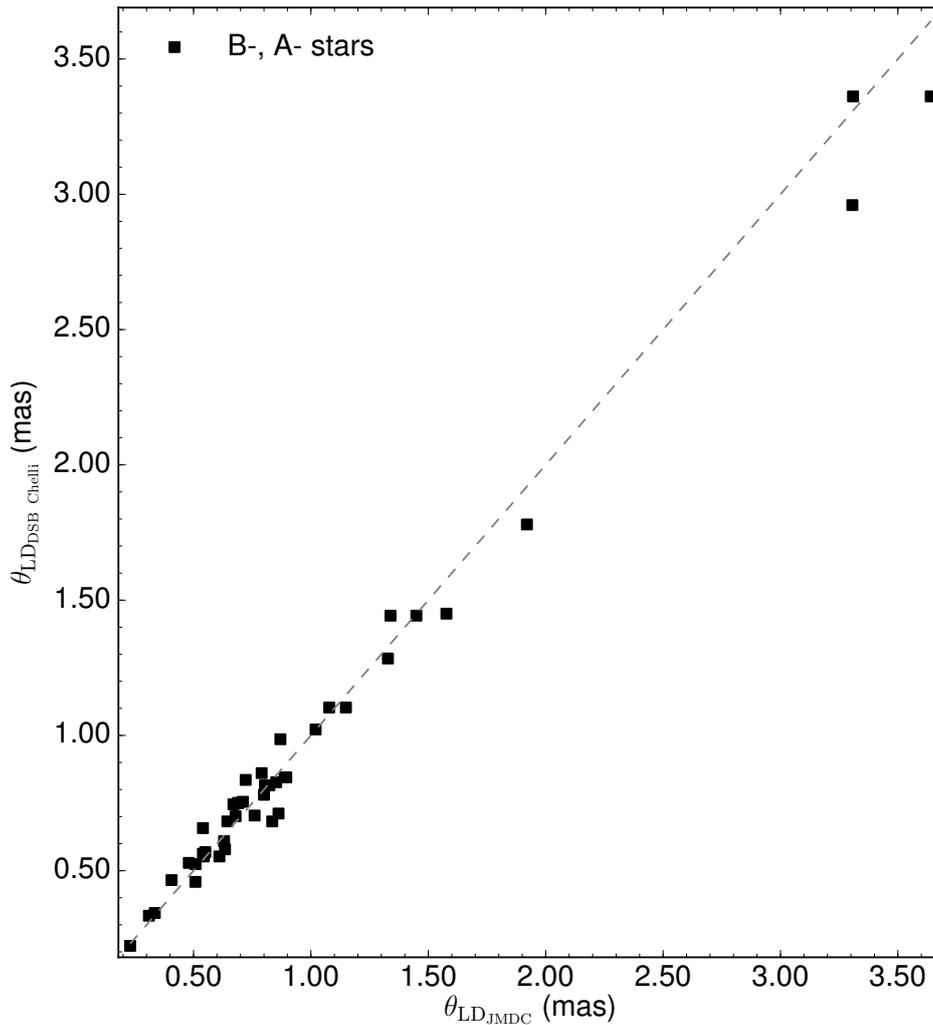


FIGURE 2.10: Comparaison entre les diamètres angulaires de 42 étoiles de types B et A estimés par le biais d'une DSB et ceux fournis par le JMDC.

2.5.2 Test des erreurs systématiques dues à l'utilisation de différents instruments

Mélanger un grand nombre de mesures provenant d'autant de sources différentes peut poser problèmes à certains points. Je me suis questionné sur l'éventualité d'un biais dû à la non-homogénéité des mesures par rapport à l'instrument utilisé. En effet, les échantillons sélectionnés sont composés de mesures interférométriques réalisées par différents instruments, tels que VLT/VINCI (Kervella et al., 2004c; Thévenin et al., 2005), NPOI (Baines et al., 2018; Hutter et al., 2016), CHARA/CLASSIC (Sturmann et al., 2010), CHARA/VEGA (Mourard et al., 2009), etc. J'ai ainsi voulu procéder à un test afin d'étudier l'influence de l'utilisation de plusieurs instruments sur les mesures de diamètre angulaire.

Pour ce faire, j'ai eu recours au traitement de deux ensembles de données. D'un côté, 10 étoiles observées à la fois par l'instrument Precision Astronomical Visible Observations (PAVO) et VEGA, tous deux installés sur le réseau Center for High Angular Resolution Astronomy (CHARA), au Mont Wilson aux Etats-Unis. De l'autre côté, 8 étoiles mesurées par les instruments VEGA et PIONIER, dont les mesures sont présentées dans (Nardetto et al., 2020).

PAVO et VEGA sont deux instruments qui permettent d'observer simultanément une étoile avec 3 et 4 télescopes respectivement. Habituellement, une mesure VEGA est calculée pour $\Delta\lambda = 20$ nm, donnant deux

Star	Telescopes configurations			N			Calibrators		
	VEGA	PAVO		VEGA	PAVO		VEGA	PAVO	
HD167042	W2W1E2, E2E1W2	E2W2		5	207		C3, C11	C39, C40, C41	
HD175740	E1E2, W2W1	E2W2, W1W2		12	138		C32, C34, C35	C36, C37, C38	
HD178208	W2W1, W2E2, E1E2	W1W2		23	69		C3, C11	C2, C3, C4, C12, C13	
HD180756	W2W1, E2W2	W1W2, E1W2		8	69		C3, C11, C18	C3, C4, C13	
HD181069	W2W1, E2W2, E2W1W2	E2W2		11	92		C8, C14, C15, C16	C1, C3, C16, C17	
HD181597	E1E2, W2W1	E2W2, W1W2		15	115		C32, C33	C2, C3, C4	
HD182896	E2W2	S1W2, S2W2, E2W2		5	115		C8	C1, C2, C7, C9, C10	
HD185657	W2E2, W1W2E2	E2W2, S1W2, S2W2		17	207		C1, C3, C8	C1, C2, C3, C4, C5, C6	
HD21467	E2W2, E12W2, W1W2, E1E2	W1W2		20	36		C19, C20, C21	C22, C23, C24	
HD73665	E2W2, W1W2	S1W2, E2W2, W1W2		14	110		C25, C26, C27	C28, C29, C30, C31	

TABLE 2.6: Journal des observations VEGA et PAVO. Les configurations de télescopes utilisées sont indiquées dans la deuxième (pour VEGA) et troisième (pour PAVO) colonnes. N correspond au nombre de mesures de visibilité pour chaque étoile. Les calibrateurs utilisés pour les observations sont inclus dans la dernière colonne (voir table 2.7).

	Calibrator	Sp. Type	m_V [mag]	$\theta_{UD}[R]$ [mas]
C1	HD185872	B9III	5.400	0.246 \pm 0.007
C2	HD188252	B2III	5.722	0.126 \pm 0.005
C3	HD177003	B2.5IV	5.377	0.145 \pm 0.005
C4	HD181960	A1V	6.231	0.190 \pm 0.006
C5	HD189296	A4V	6.160	0.225 \pm 0.006
C6	HD185264	G9III	6.460	0.697 \pm 0.070
C7	HD183056	B9	5.150	0.244 \pm 0.007
C8	HD184875	A2V	5.336	0.321 \pm 0.010
C9	HD188461	B2IV	6.990	0.069 \pm 0.003
C10	HD189845	A0	7.220	0.121 \pm 0.003
C11	HD178207	A0V	5.380	0.255 \pm 0.007
C12	HD179095	A0	6.915	0.123 \pm 0.004
C13	HD182691	B9III	6.506	0.141 \pm 0.004
C14	HD180163	B2.5IV	4.398	0.248 \pm 0.021
C15	HD178475	B6IV	5.253	0.214 \pm 0.007
C16	HD184171	B3IV	4.720	0.215 \pm 0.007
C17	HD188892	B5IV	4.946	0.243 \pm 0.008
C18	HD183534	A1V	5.750	0.234 \pm 0.007
C19	HD23016	B9V	5.690	0.224 \pm 0.006
C20	HD19548	B8III	5.740	0.084 \pm 0.002
C21	HD23324	B8V	5.640	0.198 \pm 0.006
C22	HD27309	A0V	5.346	0.229 \pm 0.007
C23	HD23950	B8III	6.070	0.184 \pm 0.006
C24	HD20149	A1V	5.610	0.255 \pm 0.007
C25	HD66664	A1V	5.136	0.302 \pm 0.009
C26	HD72524	A2V	5.751	0.251 \pm 0.007
C27	HD70011	B9.5V	5.930	0.200 \pm 0.006
C28	HD73871	A0III	8.830	0.216 \pm 0.007
C29	HD75469	A2V	6.420	0.176 \pm 0.005
C30	HD72884	A0	6.990	0.146 \pm 0.004
C31	HD73819	A6V	6.780	0.196 \pm 0.005
C32	HD174481	A7III	6.120	0.276 \pm 0.007
C33	HD187235	B8V	5.824	0.182 \pm 0.005
C34	HD173936	B7III	6.051	0.144 \pm 0.004
C35	HD167370	B9III	6.033	0.178 \pm 0.005
C36	HD176626	A2V	6.850	0.146 \pm 0.004
C37	HD171654	A0	6.716	0.137 \pm 0.004
C38	HD174177	A2IV	6.507	0.186 \pm 0.005
C39	HD161693	A2V	5.760	0.251 \pm 0.008
C40	HD169885	A3	6.352	0.219 \pm 0.006
C41	HD173664	A2IV	6.190	0.230 \pm 0.006

TABLE 2.7: Calibrateurs utilisés pour les observations VEGA et PAVO avec le type spectral, la magnitude m_V et le diamètre angulaire uniforme fournis dans le JSDC2.

Nom	Type spectral	A_V [mag]	$(V - K)_0$ [mag]	u_R	θ_{LDVEGA} [mas]	χ^2_{rVEGA}	θ_{LDPAVO} [mas]	χ^2_{rPAVO}	Cohérence [%]
HD167042	K1III	0	$2.415_{\pm 0.242}$	0.649	$0.831_{\pm 0.068}$	2.994	$0.828_{\pm 0.008}$	1.347	0.36
HD175740	G8III	0	$2.484_{\pm 0.063}$	0.651	$1.145_{\pm 0.012}$	0.635	$1.128_{\pm 0.011}$	1.572	1.48
HD178208	K3III	0.053	$2.869_{\pm 0.282}$	0.723	$1.071_{\pm 0.011}$	0.480	$1.086_{\pm 0.011}$	0.998	1.40
HD180756	G8III	0.037	$2.025_{\pm 0.040}$	0.635	$0.683_{\pm 0.016}$	0.214	$0.673_{\pm 0.007}$	1.000	1.46
HD181069	K1III	0.062	$2.478_{\pm 0.040}$	0.692	$0.763_{\pm 0.010}$	0.511	$0.736_{\pm 0.007}$	1.309	3.54
HD181597	K1III	0	$2.660_{\pm 0.292}$	0.695	$0.892_{\pm 0.007}$	0.274	$0.908_{\pm 0.009}$	0.994	1.79
HD182896	K0III	0.053	$2.643_{\pm 0.026}$	0.707	$0.710_{\pm 0.024}$	0.375	$0.705_{\pm 0.007}$	1.185	0.70
HD185657	G6V	0	$2.370_{\pm 0.220}$	0.641	$0.726_{\pm 0.006}$	0.401	$0.717_{\pm 0.007}$	1.426	1.24
HD21467	K0IV	0	$2.433_{\pm 0.222}$	0.664	$0.881_{\pm 0.011}$	0.473	$0.970_{\pm 0.016}$	1.232	10.10
HD73665	G8III	0	$2.138_{\pm 0.018}$	0.660	$0.621_{\pm 0.009}$	0.125	$0.616_{\pm 0.006}$	1.536	0.81
HD13468	G9III	0.028	$2.248_{\pm 0.020}$	0.648	$0.902_{\pm 0.017}$	1.600	-	-	1.55
HD23526	G9III	0.053	$2.228_{\pm 0.020}$	0.652	$0.920_{\pm 0.028}$	0.600	-	-	0.54
HD360	G8III	0.028	$2.311_{\pm 0.020}$	0.680	$0.888_{\pm 0.010}$	0.500	-	-	2.21
HD40020	K2III	0.040	$2.434_{\pm 0.020}$	0.690	$1.033_{\pm 0.022}$	0.400	-	-	1.7

TABLE 2.8: En haut : Mesures de diamètres angulaires obtenues sur 10 étoiles géantes et naines observées par les instruments VEGA et PAVO. En bas : Mesures de diamètres angulaires de 4 étoiles géantes par VEGA et PIONIER (Nardetto et al., 2020). La cohérence sur les diamètres angulaires est indiquée dans la dernière colonne en %. Pour le tableau du bas, il s'agit de la cohérence entre les diamètres angulaires VEGA et PIONIER.

mesures de visibilité pour chaque caméra. D'un autre côté, PAVO travaille sur une bande spectrale plus large, entre 650 nm et 800 nm. Les mesures de visibilité sont effectuées avec un pas de 6.5 nm sur toute la bande spectrale. On obtient ainsi un total de 23 mesures de visibilité pour un seul scan. On s'attend donc à obtenir beaucoup plus de mesures avec PAVO qu'avec VEGA.

Les dix étoiles ont été observées entre juillet 2013 et août 2016 avec PAVO, et d'août 2012 à juin 2019 avec VEGA. J'ai d'abord vérifié si leur type spectral était cohérent avec les objectifs PLATO (c'est-à-dire les types spectraux compris entre F5 et K7). Parmi toutes les étoiles, 8 sont des géantes, 1 est une sous-géante et 1 est une naine. Un résumé des observations est inclus dans la table 2.6, notamment les configurations de télescopes utilisés avec chaque instrument et le nombre de données récoltées pour chaque étoile. Les calibrateurs utilisés pour déduire le diamètre angulaire des étoiles sont indiqués dans la table 2.7, avec leur diamètre angulaire uniforme que j'ai récupéré dans le JSDC2. J'ai utilisé le pipeline classique fourni par la base de données CHARA afin de traiter les données PAVO des étoiles. Les résultats des mesures, notamment le diamètre angulaire obtenu par les deux instruments, sont indiqués dans la partie supérieure de la table 2.8.

L'accord médian entre les mesures de diamètres angulaires VEGA et PAVO est de 1.4%. Parmi les 10 étoiles, on trouve une excellente cohérence pour 8 d'entre elles, et un bon accord de 3.5% sur le diamètre angulaire de l'étoile HD181069. En revanche, on a un désaccord de plus de 10% pour l'étoile HD21467. Les courbes de visibilité des étoiles sont montrées en figure 2.11. D'après cette figure (graphique inférieur-droit), les mesures de visibilité PAVO de cette étoile sont très incertaines. On remarque deux scans différents sur le graphique : un premier scan total et comportant donc 23 mesures de visibilités autour de $V_c^2 \sim 0.45$, et un deuxième scan partiel contenant 13 mesures de visibilités autour de $V_c^2 \sim 0.5$ et qui a donc été interrompu pendant l'enregistrement. En regardant le journal d'observations PAVO de cette étoile, on se rend compte qu'elle n'a été observée qu'une nuit, le 15 novembre 2014, au sein de très mauvaises conditions d'observation. Cette nuit là, il a été rapporté une humidité importante, du vent ainsi qu'une couverture nuageuse. Les observations ont dû être arrêtées en cours de route suite à un niveau d'humidité trop élevé. L'écart qu'on observe entre les mesures VEGA et PAVO peut donc s'expliquer par ces mauvaises conditions d'observation.

Cette étude fait l'objet d'une publication en préparation : Creevey, O., Salsi, A., White, T. R.; Mourard, D.; Huber, D. "VEGA interferometric measurements of asteroseismic stars", Astronomy & Astrophysics

2. Préparation de la mission spatiale PLATO : étalonnages des SBCRs pour les étoiles tardives

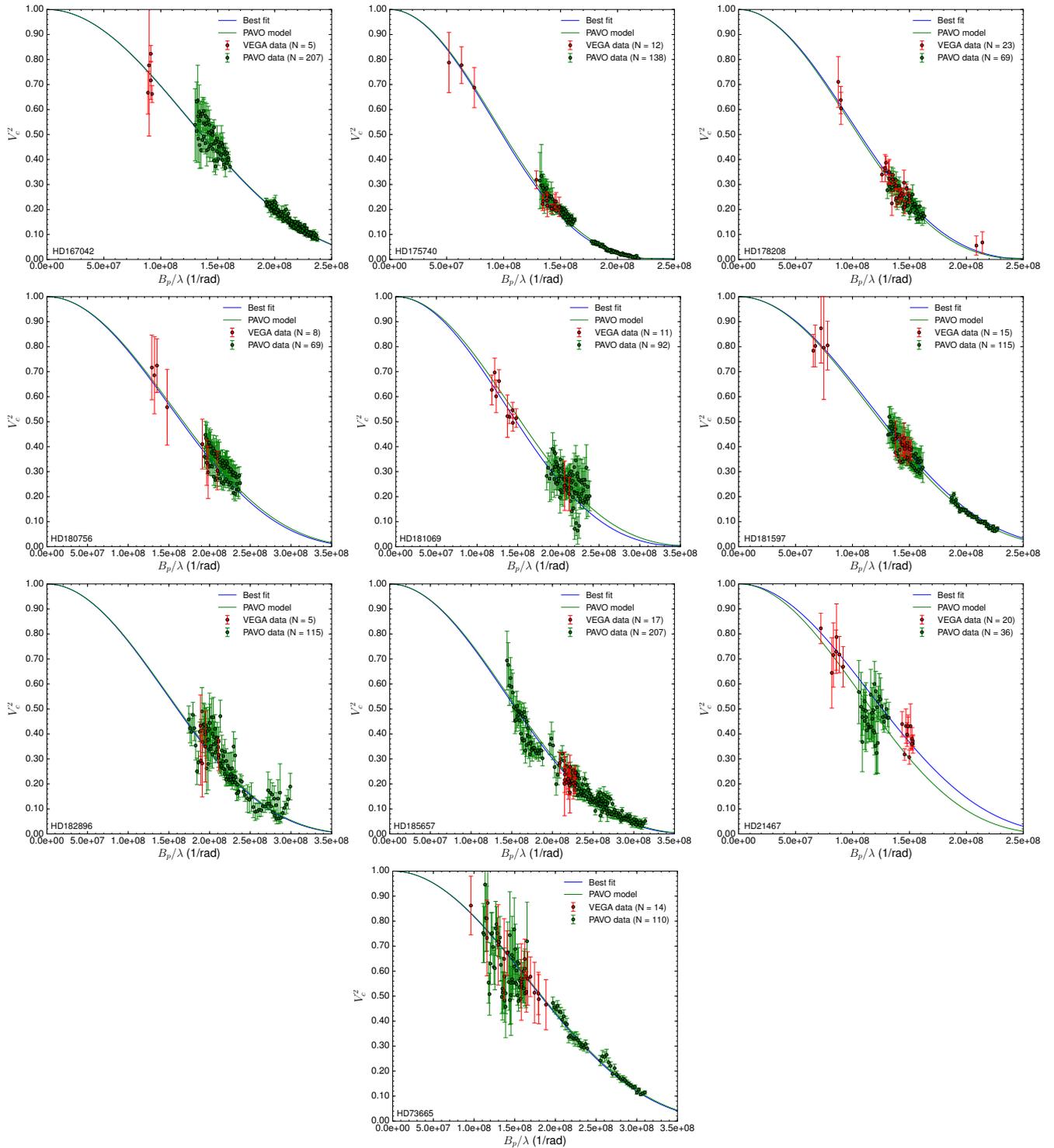


FIGURE 2.11: Courbes de visibilité des étoiles observées par les instruments VEGA et PAVO. Les mesures de visibilité VEGA et PAVO sont respectivement indiquées par des points rouges et verts. Les meilleurs modèles d'ajustement sont représentés par des lignes bleue (VEGA) et verte (PAVO).

Dans un deuxième temps, je me suis penché sur l'étude de [Nardetto et al. \(2020\)](#), à laquelle j'ai contribué en tant que second auteur. Elle se concentre sur l'étalonnage d'une SBCR à l'aide de 8 mesures d'étoiles tardives réalisées avec l'instrument VEGA, c'est-à-dire dans le domaine visible. On compare ensuite la SBCR obtenue avec d'autres SBCRs de la littérature, et en particulier celle de [Pietrzyński et al. \(2019\)](#), étalonnée par des mesures interférométriques dans l'infrarouge. Ceci est illustré sur la figure 2.12. La SBCR montre une bonne cohérence avec toutes les relations avec lesquelles elle est comparée. Parmi ces 8 étoiles, j'ai récupéré les diamètres angulaires de 4 d'entre elles mesurés par les instruments VEGA et PIONIER. Les mesures sont présentées dans la partie inférieure de la table 2.8. L'accord entre les diamètres angulaires mesurés par les deux instruments est là aussi très satisfaisant, entre 0.54 et 2.21%. En se basant sur les résultats obtenus avec les deux échantillons, on en conclut que l'inhomogénéité des instruments utilisés pour les mesures de diamètres angulaires ne présente pas de problème majeur, l'écart auquel l'on s'attend sur les mesures de diamètres angulaires étant faible.

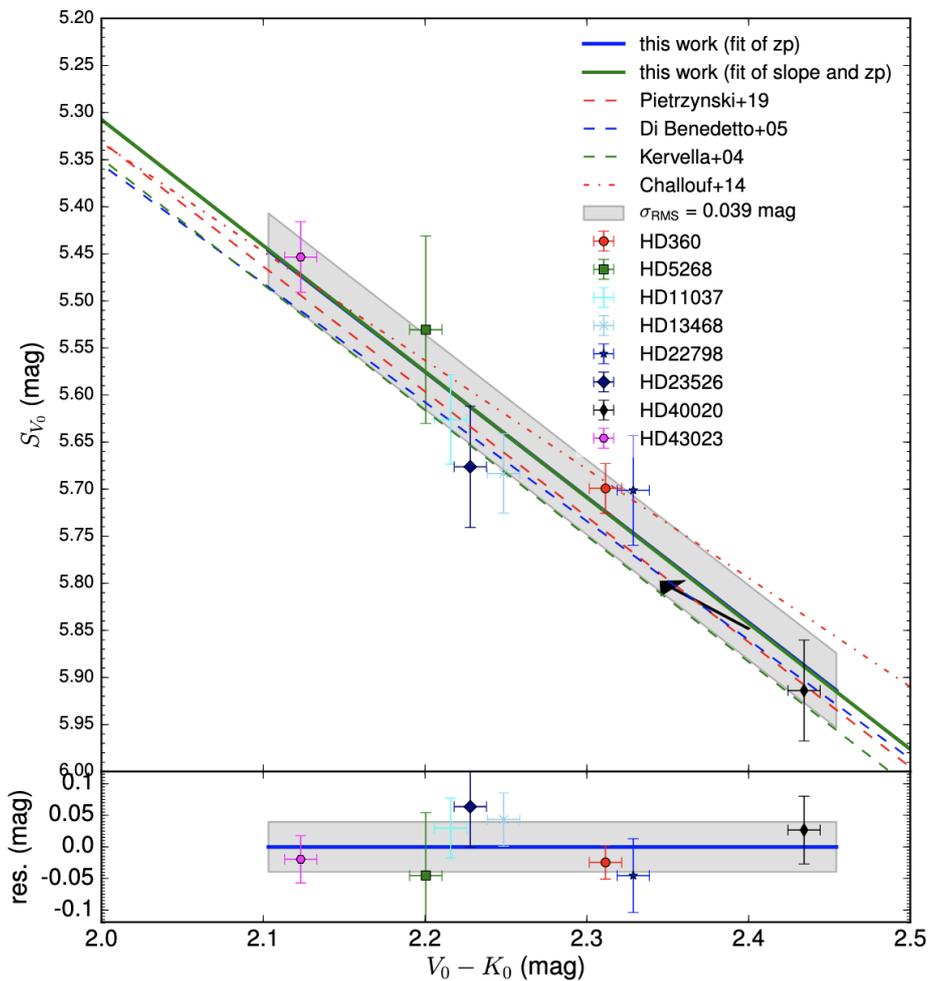


FIGURE 2.12: SBCR étalonnée par ([Nardetto et al., 2020](#)) à l'aide de 8 mesures VEGA d'étoiles tardives avec un échantillon infrarouge homogène. La flèche noire montre l'effet d'une extinction de 0.01 mag. La zone grise correspond à la RMS de la relation.

Le test supplémentaire que l'on peut maintenant faire, est de positionner ces étoiles (VEGA + PAVO, VEGA + PIONIER) dans les SBCRs que j'ai étalonnées. Sur la figure 2.13, j'ai superposé les nouvelles mesures VEGA de 8 étoiles F5/K7 géantes (à gauche) et des 4 étoiles VEGA/PIONIER (à droite) réalisées par [Nardetto et al. \(2020\)](#). Il est à noter que deux étoiles observées par VEGA sont des étoiles naines (cf. table 2.8). Je ne les ai pas considérées ici. J'ai premièrement voulu vérifier si les 10 étoiles VEGA/PAVO satisfaisaient les

critères de sélection. Après une étude au cas par cas, j'ai remarqué qu'aucune de ces étoiles ne devait être sélectionnée. En effet, j'ai identifié trois étoiles variables, une étoile binaire spectroscopique, deux étoiles multiples, et deux étoiles pour lesquelles je n'ai pas trouvé de photométrie infrarouge assez précise. En les superposant à la relation pour les étoiles F5/K7 géantes, on remarque une forte incompatibilité allant jusqu'à 12σ . D'un autre côté, les quatre étoiles géantes observées par VEGA et PIONIER (Nardetto et al., 2020) remplissent toutes les critères de sélection. En les superposant à la relation, on peut voir en figure 2.13 que ces données sont remarquablement compatibles avec la SBCR, à moins de 2σ .

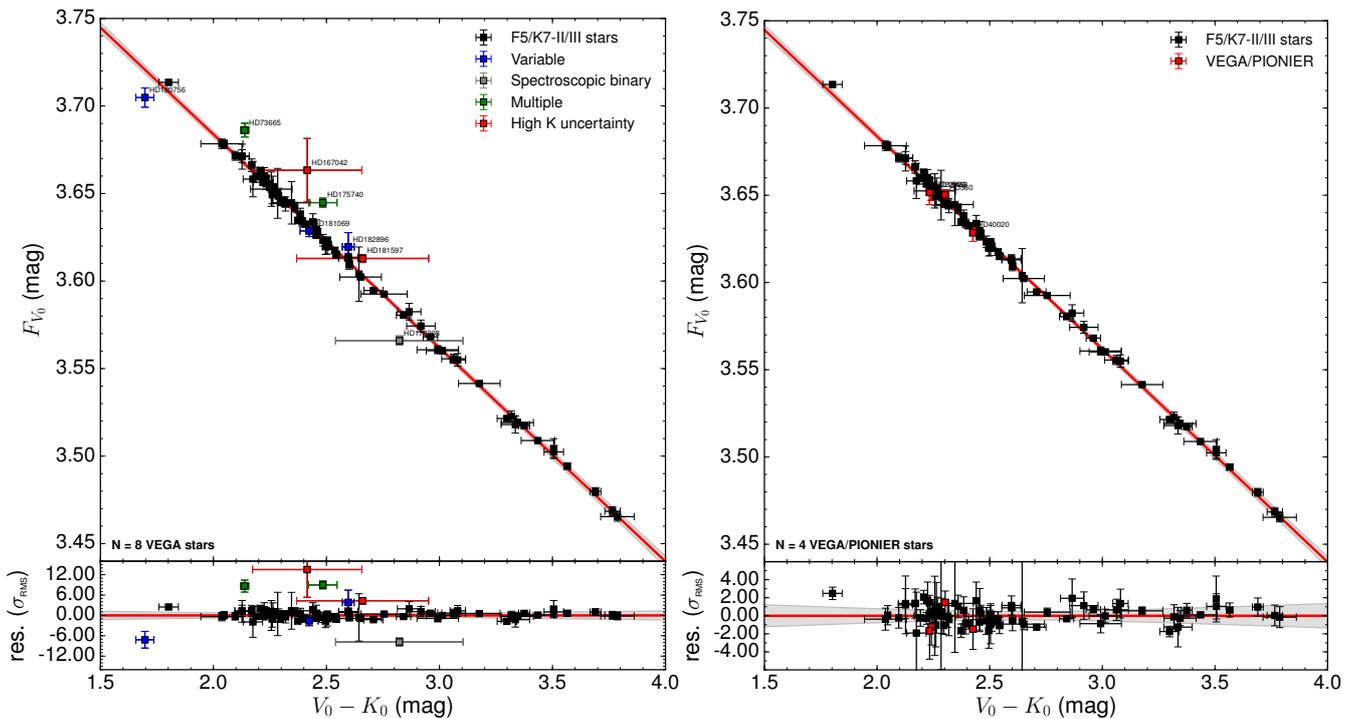


FIGURE 2.13: Vérification de la cohérence des critères de sélection en superposant de nouvelles observations VEGA et PIONIER à mes relations. A gauche : les 8 mesures VEGA des étoiles F5/K7 géantes. A droite : les 4 mesures VEGA/PIONIER réalisées par Nardetto et al. (2020).

En conclusion, des diamètres angulaires issus de différents instruments ne semble pas influencer la mesure du diamètre angulaire et donc l'étalonnage des SBCRs. Cependant, ce résultat reste à confirmer. En effet, j'ai basé mon raisonnement uniquement sur 14 étoiles. Une comparaison sur un plus grand nombre d'étoiles serait plus significative. Cependant, cette étude ne représentait pas le coeur de mon travail, mais seulement une étude supplémentaire pour l'estimation des biais de mesures. Cela aurait été également très chronophage, et je n'avais pas accès à des données mesurées par d'autres instruments. La comparaison de 14 mesures de diamètres angulaires réalisées par deux instruments différents constitue déjà une bonne base de raisonnement. L'instrument SPICA (Mourard et al., 2017, 2018), attendu pour fournir le diamètre angulaire de plus de 1000 étoiles en 3 ans d'observations, permettra la réalisation d'une étude plus approfondie à ce sujet.

A travers les observations des 10 étoiles VEGA/PAVO et des 8 étoiles VEGA/PIONIER, je montre aussi que l'application de tels critères de sélection est indispensable pour l'élaboration de SBCRs robustes. Dans ce chapitre, j'ai ainsi prouvé qu'une méthode de sélection des étoiles, nettoyées de toute activité stellaire ou de biais interférométriques pouvant influencer la mesure du diamètre angulaire de l'étoile, s'avère être très efficace pour l'étalonnage de SBCRs précises. Ainsi, les relations que j'ai calibrées pour les étoiles tardives permettent d'estimer des diamètres angulaires avec une précision comprise entre 1 et 2%, ce qui répond pleinement aux objectifs de la mission d'observation spatiale PLATO.

Chapitre 3

Les distances dans l'univers : étalonnage des SBCRs pour les étoiles précoces

Table des matières

3.1 Introduction	118
3.1.1 L'enjeu : mesure des distances extragalactiques	118
3.1.2 Problématiques et limitations	119
3.2 Observations interférométriques avec VEGA/CHARA	121
3.2.1 Stratégie de sélection des étoiles	121
3.2.1.1 Critères sur les caractéristiques stellaires	121
3.2.1.2 Sélection des photométries visible et infrarouge	122
3.2.1.3 Présentation de l'échantillon sélectionné	122
3.2.2 Déroulement des observations et traitement de données	124
3.2.2.1 Demandes de temps et mise en place des observations	124
3.2.2.2 Journal d'observations	127
3.2.2.3 Mesures des diamètres angulaires des étoiles	129
3.3 Publication : <i>Progress on the calibration of surface brightness–colour relations for early- and late-type stars</i>	133
3.4 Conclusions et discussions	151
3.4.1 Photométrie infrarouge des étoiles précoces	151
3.4.2 Extinction interstellaire	153
3.4.3 Vers un étalonnage précis des distances extragalactiques	156

Après m'être concentré sur la mise en place d'une nouvelle stratégie d'étalonnage de relations brillance de surface-couleur pour les étoiles tardives, j'ai étendu mon travail aux étoiles précoces, que je présente dans ce chapitre. L'étalonnage de SBCRs pour ce type d'étoiles tient son intérêt dans la calibration de la constante cosmologique H_0 , mais également dans la détermination des distances des galaxies voisines telles que M31 ou M33. En effet, à l'instar des nuages de Magellan, il est possible d'utiliser des binaires à éclipses dans ces galaxies et de les combiner avec une SBCR afin d'en déterminer leur distance. Je citerai dans un premier temps les objectifs scientifiques qu'il y a autour de l'étude de ces étoiles, mais également les problématiques auxquelles les auteurs font actuellement face. J'entrerai ensuite dans une description plus détaillée du travail que j'ai réalisé afin d'étalonner une nouvelle relation qui permet l'estimation précise de diamètres angulaires d'étoiles précoces. L'étalonnage de cette relation résulte d'un programme d'observation d'étoiles naines précoces qui s'est étalé sur deux ans et qui a été réalisé à l'aide de l'instrument VEGA installé au système interférométrique CHARA, au Mont Wilson aux Etats-Unis. De la même manière que présenté dans

le chapitre précédent, j'ai avant toute chose sélectionné les étoiles à observer à l'aide de critères de sélection définis en amont. Ces critères seront décrits au sein de ce chapitre. Lors de ce travail, j'ai réalisé une étude photométrique poussée, notamment du fait de l'importance d'un échantillon de photométries homogènes pour l'étalonnage de SBCRs. Une partie de ce travail m'a également permis d'actualiser les SBCRs étalonnées pour les étoiles tardives en élaborant des échantillons photométriques uniformes à l'aide de relations de conversion entre photométries. Je terminerai ce chapitre par des conclusions quant à la dépendance des SBCRs pour les étoiles précoces en fonction de la classe de luminosité et du type spectral des étoiles, mais également sur la quantification de l'effet de l'inhomogénéité d'un échantillon de mesures photométriques sur l'étalonnage de SBCRs.

3.1 Introduction

3.1.1 L'enjeu : mesure des distances extragalactiques

Déterminer l'expansion de l'Univers, c'est-à-dire la constante de Hubble (H_0), à mieux que 2%, est nécessaire pour comprendre la nature et l'origine de l'énergie noire. Cependant, les deux méthodes les plus précises pour cela, le fond diffus cosmologique (Planck Collaboration, 2020; Riess et al., 2019) et la méthode des chandelles standards (Céphéides, courbe de lumière des Supernovae, etc.) sont aujourd'hui incohérentes. C'est ce que l'on appelle la "tension cosmologique" (Wong et al., 2020). L'une des clés pour résoudre cette tension est basée sur l'étalonnage de la relation Période-Luminosité (PL) des Céphéides (Leavitt & Pickering, 1912). Les céphéides sont en effet un atout majeur dans la calibration des échelles de distances extragalactiques car leurs périodes de pulsation, facilement déterminées par l'observation, sont directement liées à leurs luminosités. Une autre méthode, développée au sein du projet Araucaria, consiste à identifier des binaires à éclipses dans les galaxies voisines et les utiliser en lien avec une relation brillance de surface-couleur pour contraindre les distances extragalactiques.

Les binaires à éclipses sont composées de deux étoiles qui, lorsqu'elles tournent l'une autour de l'autre, produisent des éclipses périodiques. Le grand potentiel des binaires à éclipses est que leur mouvement orbital, déduit des courbes de vitesse radiale, et la forme des éclipses, obtenues à partir des courbes de lumière, peuvent être entièrement expliquées par les lois de gravitation et la géométrie du système (Hilditch, 2001). La détermination directe des rayons des composants des systèmes de binaires à éclipses a amené plusieurs auteurs (Lacy, 1977) à suggérer la possibilité d'utiliser ces étoiles pour déduire les distances extragalactiques. C'est en 1998 qu'est lancé le projet DIRECT (Kaluzny et al., 1998) ayant pour but la détermination des distances des galaxies M31 et M33 à l'aide de binaires à éclipses. La première mesure de la distance de la galaxie d'Andromède réalisée au sein de ce projet est présentée dans Ribas et al. (2005).

On a vu dans le chapitre précédent que les SBCRs sont des outils clés pour la détermination des distances dans l'univers et la caractérisation des étoiles hôtes d'exoplanètes. Le projet Araucaria se concentre principalement sur la détermination des distances des galaxies voisines, telles que le LMC, le SMC, M31 ou M33. Le but est de détecter des systèmes d'étoiles binaires à éclipses détachées au sein de ces galaxies (Graczyk et al., 2015, 2012), et d'appliquer une relation brillance de surface-couleur préalablement étalonnée afin d'en déterminer leur distance par comparaison des rayons et des diamètres angulaires (Graczyk et al., 2014). Des études récentes au sein du projet Araucaria ont permis une détermination très précise de la distance du LMC (Pietrzyński et al., 2019) et du SMC (Graczyk et al., 2020). Les auteurs ont observé 41 étoiles géantes de types spectraux K et G afin d'étalonner une SBCR précise à 0.8%, qu'ils ont ensuite appliquée à 20 binaires à éclipses identifiées au sein du LMC afin d'en déterminer une distance avec une précision jamais atteinte de 1%. Le même mode opératoire a permis la détermination de la distance du SMC avec une précision de 2%. Cependant, la détection d'étoiles tardives dans des galaxies plus lointaines, telles que M31 et M33, est plus complexe du fait de leur faible brillance.

L'idée pour l'avenir est de se concentrer sur la détection d'étoiles précoces au sein des galaxies voisines. Ces étoiles, plus chaudes et donc plus brillantes, sont plus faciles à détecter, et présentent donc un grand intérêt dans la détermination des distances extragalactiques. La première mesure de la distance de M31 réalisée par Ribas et al. (2005) a nécessité l'étude spectroscopique et photométrique d'un système d'étoiles binaires à éclipses précoces, les deux composants étant de types spectraux O et B. Une méthode similaire a permis, plus tard, une détermination de la distance de M33 (Bonanos et al., 2006). Cependant, l'utilisation de telles étoiles présente certaines problématiques que je décris dans la section ci-dessous.

3.1.2 Problématiques et limitations

La caractérisation des étoiles binaires à éclipses au sein d'autres galaxies est une tâche compliquée à réaliser. Des études photométriques et spectroscopiques sont nécessaires afin de déterminer les courbes de vitesse radiale et de luminosité des composants. Mais avant toute étude, la détection de ces étoiles s'avère déjà complexe. En effet, plusieurs critères sont nécessaires dans la détection de tels systèmes. Trouver une paire d'étoiles massives et brillantes dans un système binaire est difficile au sein même de notre galaxie. Il est donc encore plus compliqué de trouver de tels systèmes au delà de notre galaxie. Les moyens technologiques actuels ne permettent pas d'identifier et résoudre des étoiles dans le coeur des galaxies du groupe local. La luminosité du coeur, couplée au grand nombre d'étoiles présentes en son sein, rendent la détection compliquée. Les auteurs se concentrent ainsi majoritairement sur les bords des galaxies, comme en témoigne la figure 3.1 ci-dessous.

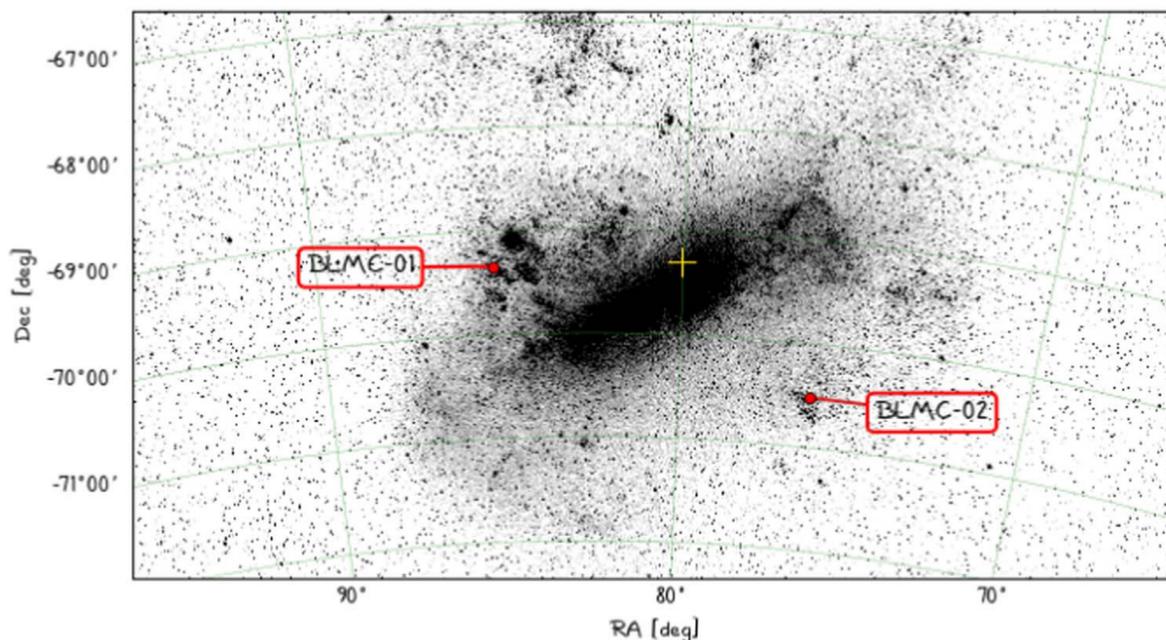


FIGURE 3.1: Position de deux systèmes d'étoiles binaires à éclipses précoces BLMC-01 et BLMC-02 au sein du LMC, tel qu'illustré dans Taormina et al. (2019). Le centre du LMC, déterminé par le modèle de van der Marel & Kallivayalil (2014) est indiqué par une croix.

Au delà de leur détection, la caractérisation de telles étoiles représente un challenge difficile à réaliser. En effet, ces étoiles, très chaudes, sont connues pour être actives. Les étoiles précoces présentent par exemple des compositions chimiques très différentes les unes des autres, et une activité stellaire importante telle que la perte de masse (Martins et al., 2015). Une autre activité largement observée au sein de ces étoiles est la rotation rapide (Gordon et al., 2018; Martins et al., 2015). La rotation aplatisse les étoiles, ce qui à son tour modifie les propriétés de la surface des étoiles telles que la température ou la gravité. Une rotation rapide implique

3. Les distances dans l'univers : étalonnage des SBCRs pour les étoiles précoces

fréquemment la présence de vents stellaires asymétriques, qui affectent la perte de moment angulaire ainsi que le taux de perte de masse de l'étoile (Meynet & Maeder, 2000). La rotation déclenche des instabilités hydrodynamiques dans les couches internes, conduisant au transport du moment cinétique et au mélange des couches internes de l'étoile. La matière produite dans le noyau est alors transportée à la surface, ce qui induit un changement dans le spectre des étoiles (Heger et al., 2000).

La présence d'un compagnon peut changer radicalement l'évolution des étoiles massives, et c'est précisément ce cas qui nous intéresse. Deux étoiles massives et chaudes en rotation proche l'une autour de l'autre peuvent présenter des interactions, telles que des marées ou un transfert de masse et donc de matière entre composants. Ces interactions peuvent fortement modifier la rotation, la composition chimique de la surface et la masse des composants binaires, et ainsi produire un biais non négligeable sur la photométrie des étoiles. De ce fait, il est primordial d'identifier des systèmes d'étoiles binaires à éclipses détachées, c'est à dire avec deux composants assez distants pour qu'il n'y ait aucune interaction. Ceci restreint encore la probabilité de détecter des systèmes propices à la détermination des distances. Cependant, un épisode de transfert de masse passé n'empêche pas d'utiliser un système binaire pour la détermination des distances tant que les deux composants sont maintenant en équilibre et qu'une quantité de matière circumstellaire est faible et négligeable.

Des analyses spectroscopiques couplées à l'étude des courbes de lumière permettent la caractérisation des composants des systèmes binaires à éclipses. Cependant, l'étude photométrique doit se confronter à un problème qui s'avère être majeur lorsque le travail se base sur des galaxies autres que la notre : l'extinction interstellaire. En effet, lors de toute étude photométrique, il est primordial de prendre en compte la poussière interstellaire qui se situe au travers de la ligne de visée de l'étoile. La poussière interstellaire a pour effet d'absorber une partie de la lumière visible de l'étoile et de la ré-émettre dans des bandes spectrales comme l'infrarouge du fait de son échauffement. Ceci biaise donc la luminosité que l'on reçoit de l'étoile, et peut fausser les observations photométriques. La quantification de la poussière interstellaire au sein de notre galaxie est au centre d'un grand nombre d'études. Des travaux ont permis de développer des lois de correction de l'extinction entre les différentes bandes spectrales, telles que l'ultra-violet, le domaine visible et l'infrarouge proche (Cardelli et al., 1989; Fitzpatrick, 1999), ou bien dans des bandes plus larges telles que l'infrarouge lointain entre 1 et 13 μm (Rieke & Lebofsky, 1985). D'autres études se sont concentrées sur la confection de cartes de poussière à 2- ou 3-dimensions afin d'évaluer sa distribution au sein de notre galaxie (Capitani et al., 2017; Lallement et al., 2014). Cependant, la caractérisation de la poussière dans d'autres galaxies relève d'un problème bien plus complexe à résoudre auxquels les auteurs font face depuis des décennies. Plusieurs options s'offrent à nous afin de déterminer la distribution de poussières dans les galaxies voisines. Pour citer quelques unes d'entre elles : des cartes 2- ou 3-dimensions sur la distribution des grains (Schlafly & Finkbeiner, 2011; Schlegel et al., 1998; Weingartner & Draine, 2001), la méthode- Q (Johnson & Morgan, 1953), ou bien la mesure des largeurs équivalentes des raies du doublet du sodium (Munari & Zwitter, 1997). Aucune d'entre elles ne représente une solution parfaite, mais la combinaison de plusieurs de ces méthodes permet une estimation réaliste de l'extinction interstellaire due à la poussière.

Il existe donc plusieurs freins quant à la détermination des paramètres fondamentaux des étoiles précoces extragalactiques. C'est pourquoi il n'existe à ce jour aucun travail portant sur la détermination des distances extragalactiques mettant en lien les étoiles précoces avec les SBCRs. Seulement quelques systèmes binaires précoces ont été détectés jusqu'à aujourd'hui (Taormina et al., 2020, 2019). Par ailleurs, les SBCRs développées pour les étoiles précoces sont à ce jour assez imprécises, de l'ordre de 7% (Challouf et al., 2014).

La méthodologie de sélection que j'ai apportée dans ma première étude (Salsi et al., 2020a), couplée à de l'observation visible à haute résolution angulaire, ouvre ainsi la voie vers un étalonnage robuste des SBCRs pour les étoiles précoces.

3.2 Observations interférométriques avec VEGA/CHARA

Une partie de ma thèse vise à étalonner une relation brillance de surface-couleur utilisable pour les étoiles précoces, de types B et A, et pour des couleurs $V - K$ comprises entre -1 et 1 mag, en lien avec la détermination des distances extragalactiques. Pour ce faire, dès la fin de mon stage de Master 2, j'ai élaboré une demande de temps d'observation avec l'instrument VEGA/CHARA. Le but était de mesurer le diamètre angulaire d'un nombre suffisant d'étoiles précoces afin d'obtenir une SBCR suffisamment précise qui permettrait d'estimer les diamètres angulaires à quelques pour-cents. Plus que la précision, l'exactitude de la relation s'obtient par un travail de fond sur l'uniformité des photométries infrarouges et la sélection d'étoiles dépourvues d'activité (rotation, variabilité, multiplicité, etc.).

3.2.1 Stratégie de sélection des étoiles

Comme dans le chapitre précédent, et dans le but de maîtriser ou réduire autant que possible les erreurs systématiques liées à l'activité stellaire, j'ai suivi une méthodologie rigoureuse de sélection des étoiles. J'ai séparé ces critères en deux sections différentes : les critères sur les caractéristiques stellaires, et les critères sur la photométrie des étoiles.

3.2.1.1 Critères sur les caractéristiques stellaires

Les critères liés aux caractéristiques stellaires sont spécifiques à toute activité qui pourrait influencer le flux de l'étoile. J'ai basé ma stratégie de sélection et la recherche d'étoiles cibles sur la base de données SIMBAD. Ci-dessous, je liste les différents critères établis en respectant leur ordre d'application :

- J'ai premièrement choisi des étoiles sous-géantes et naines, c'est à dire de classes de luminosité IV et V respectivement, car ce sont les étoiles ciblées par les récentes études pour la détermination des distances extragalactiques (Graczyk et al., 2021; Taormina et al., 2019). Ce choix se base sur la nécessité d'éviter toute activité stellaire qui pourrait influencer la photométrie de l'étoile et donc la relation que je veux étalonner. En effet, les étoiles géantes précoces étant connues pour présenter une forte perte de masse et du vent, j'ai décidé de concentrer mon analyse uniquement sur les étoiles pré-ou sur la séquence principale. Aussi, au moment de la sélection des étoiles, une dépendance de la SBCR avec la classe de luminosité des étoiles avait déjà été soulignée (Challouf et al., 2014). Ceci m'a également poussé à ne sélectionner que ce type d'étoiles.
- Afin d'être cohérent avec ma première étude, j'ai restreint l'étalonnage de la future relation sur la couleur $V - K$. Pour sélectionner des étoiles précoces, j'ai gardé seulement les étoiles de types spectraux O, B et A, ce qui correspond à des couleurs $V - K < 1$ mag.
- J'ai ensuite exclu toute étoile binaire et multiple à partir de la base de données Simbad. Afin de vérifier que les étoiles restantes ne présentaient pas de signe d'activité due à un compagnon stellaire, j'ai étudié les distributions spectrales d'énergie des étoiles à l'aide du logiciel VOSA¹ en les comparant à celles d'étoiles de référence (c'est-à-dire des étoiles connues pour n'avoir ni activité ni multiplicité). Je n'ai détecté aucun signe et ai donc gardé toutes les étoiles. Finalement, je me suis penché sur l'étude de la variabilité des étoiles restantes. Dans mon étude Salsi et al. (2020a) présentée dans le chapitre précédent, j'ai montré qu'une variabilité supérieure à 0.1 mag pouvait affecter de manière significative la SBCR. En suivant cette stratégie, j'ai recherché des informations sur la variabilité des étoiles dans le catalogue général d'étoiles variables Samus' et al. (2017). J'ai ainsi pu identifier et rejeter les étoiles dont la variabilité était supérieure à 0.1 mag.
- D'après Challouf et al. (2015), nous savons que la vitesse de rotation affecte la luminosité de surface

1. Accessible via l'adresse suivante : <http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/vosa/>.

3. Les distances dans l'univers : étalonnage des SBCRs pour les étoiles précoces

de l'étoile. Les auteurs montrent qu'une vitesse de rotation inférieure à 85% de la vitesse critique a un impact d'au plus $\sigma_{F_V} = 0.003$ mag sur la RMS de la SBCR. Alternativement, si on ne peut pas accéder à la vitesse critique de l'étoile, ils démontrent qu'une vitesse de rotation projetée $V_{\text{rot}} \sin i$ inférieure à 100 km/s se traduit également par une dispersion de 0.003 mag. Ces points sont illustrés dans la figure 1.25 du chapitre 1. Par conséquent, dans le but d'atteindre une précision inférieure à 3% sur le diamètre angulaire estimé par la SBCR, je fais le choix de ne considérer que les étoiles avec $V_{\text{rot}} \sin i < 75$ km/s.

- Finalement, j'ai sélectionné les étoiles possédant un diamètre angulaire estimé entre 0.3 mas et 0.8 mas pour que les observations soient optimales du fait des limites de résolution de l'instrument VEGA.

Une fois les critères sur les caractéristiques stellaires passés, on termine avec un échantillon composé de 18 étoiles au total.

3.2.1.2 Sélection des photométries visible et infrarouge

J'ai récupéré la photométrie visible des étoiles dans le catalogue [Kharchenko & Roeser \(2009\)](#). Dans ce catalogue, la précision des photométries visibles s'étale entre 0.002 mag et 0.008 mag, ce qui est donc convenable. Il est à noter que toutes ces mesures visibles ont été mesurées dans un filtre Johnson :V, ce qui fait que l'échantillon de photométries visibles est uniforme.

Au total, 7 des 18 étoiles de l'échantillon étaient affectées par des mesures infrarouges imprécises (c'est-à-dire une incertitude supérieure à 0.1 mag). Cette complication, déjà identifiée dans ma première publication, est due à des problèmes de saturation de l'instrument 2MASS ([Cohen et al., 2003](#)). Les étoiles précoces étant des étoiles chaudes et brillantes, il est commun de se confronter à des problèmes de saturation sur la photométrie infrarouge pour ce type d'étoiles. J'ai donc cherché des photométries plus précises dans d'autres catalogues tels que [Ducati \(2002\)](#). On se retrouve donc avec un échantillon inhomogène composé de 11 étoiles présentant des photométries infrarouges observées en bande 2MASS- K_s , et 7 en bande Johnson :K. La précision sur les photométries infrarouges de l'échantillon varie maintenant entre 0.01 mag et 0.036 mag, ce qui est suffisant pour développer une SBCR précise. Cependant, l'inconvénient ici est que les valeurs photométriques sélectionnées ne sont pas homogènes en terme de bande passante du filtre. Contrairement à ce qui a été fait dans le travail précédent concernant les étoiles tardives, j'ai voulu cette fois-ci m'intéresser à l'influence d'un échantillon photométrique inhomogène sur l'étalonnage des SBCRs. Ce point est d'autant plus important que la SBCR des étoiles précoces s'infléchit (i.e. n'est pas linéaire) vers des types spectraux O. J'ai donc utilisé des relations de conversion pour transformer l'échantillon en un échantillon homogène 2MASS- K_s ou Johnson :K. Ce point est discuté plus tard en section 3.4.1. Pour la correction du rougissement dû à la poussière interstellaire, j'ai là aussi utilisé l'outil Stilism ([Capitanio et al., 2017](#); [Lallement et al., 2014](#)) pour calculer l'excès de couleur $E(B - V)$, en considérant les parallaxes Gaia de la e-DR3 publiées en décembre 2020 ([Gaia Collaboration, 2018, 2020](#)). Là aussi, l'utilisation des parallaxes peut être remise en question du fait de problèmes de saturation avec des étoiles si brillantes. Ce point est également discuté en section 3.4.1.

3.2.1.3 Présentation de l'échantillon sélectionné

Initialement, le but de ce travail d'observation était d'agrandir l'échantillon d'étoiles déjà sélectionné par [Challouf et al. \(2014\)](#), à savoir 8 étoiles précoces, pour en arriver à un échantillon total de 26 étoiles. L'intérêt était que ces étoiles furent observées également et uniquement par l'instrument VEGA. Ainsi on ne fait donc pas face à d'éventuels biais différentiels dus à l'instrument de mesure comme évoqué dans la section 2.5.2. Cependant, une fois la stratégie basée sur des critères de sélection, j'ai constaté que certaines des étoiles

mesurées par [Challouf et al. \(2014\)](#) ne satisfaisaient pas les critères. En effet, trois étoiles sont des géantes et supergéantes, or je ne sélectionne que des naines ici. Puis, deux étoiles possèdent un signe de variabilité, et deux étoiles sont de potentielles variables. Parmi les 8 étoiles de [Challouf et al. \(2014\)](#), une fait partie de l'échantillon de 18 étoiles sélectionnées pour les observations : HD35468. Une comparaison sur la mesure du diamètre angulaire de cette étoile est montrée plus tard dans la section 3.2.2.3. Pour développer la SBCR, je me suis donc uniquement basé sur les 18 étoiles sélectionnées par les critères définis précédemment, présentées dans la table 3.1.

Nom	Type spectral	V [mag]	$A_V^{(a)}$ [mag]	$(V - K)_0$ [mag]	K -ref
HD11415	B2V	3.35	0.050	$-0.484_{\pm 0.012}$	Ducati (2002)
HD114330	A1IV	4.38	0.012	$-0.022_{\pm 0.040}$	Cutri et al. (2003)
HD145389	B9V	4.23*	0.028	$-0.115_{\pm 0.017}$	Cutri et al. (2003)
HD145570	A1V	4.93	0.003	$0.297_{\pm 0.020}$	Cutri et al. (2003)
HD148112	A2V	4.57*	0.016	$0.036_{\pm 0.022}$	Ducati (2002)
HD149438	B0V	2.82	0.214	$-0.939_{\pm 0.032}$	Ducati (2002)
HD152107	A1V	4.82*	0.022	$0.229_{\pm 0.022}$	Cutri et al. (2003)
HD192640	A2V	4.95*	0.009	$0.520_{\pm 0.020}$	Cutri et al. (2003)
HD195810	B6IV	4.03*	0.053	$-0.398_{\pm 0.038}$	Cutri et al. (2003)
HD27819	A2V	4.80	0.003	$0.347_{\pm 0.014}$	Ducati (2002)
HD27962	A2IV	4.30*	0.003	$0.199_{\pm 0.033}$	Cutri et al. (2003)
HD3360	B2IV	3.67*	0.090	$-0.618_{\pm 0.038}$	Cutri et al. (2003)
HD33959	A9V	5.00*	0.006	$0.610_{\pm 0.026}$	Cutri et al. (2003)
HD35468	B2V	1.64*	0.003	$-0.686_{\pm 0.038}$	Ducati (2002)
HD58142	A0.5V	4.61	0.006	$0.033_{\pm 0.018}$	Cutri et al. (2003)
HD886	B2IV	2.83*	0.034	$-0.756_{\pm 0.032}$	Ducati (2002)
HD89021	A1IV	3.43	0.006	$0.045_{\pm 0.094}$	Ducati (2002)
HD97633	A2IV	3.32	0.003	$0.017_{\pm 0.094}$	Cutri et al. (2003)

TABLE 3.1: Caractéristiques des 18 étoiles de mon échantillon. Les étoiles notées d'un astérisque "*" sont des étoiles variables présentant une variabilité inférieure à 0.1 mag. La colonne K -ref fait référence au catalogue utilisé pour trouver la photométrie infrarouge de l'étoile.

^a L'extinction A_V est déduite des cartographies 3D de la poussière interstellaire à l'aide du logiciel Stilism.

D'après la table 3.1, on distingue qu'aucune étoile de type spectral O n'a été sélectionnée. Parmi les étoiles restantes, dix présentent une variabilité. Ces étoiles sont marquées d'un astérisque "*" dans la table 3.1. Comme dans [Salsi et al. \(2020a\)](#), j'ai cherché à quantifier l'impact de la variabilité de ces étoiles sur la SBCR afin d'éviter toute influence de biais photométriques sur la relation. D'après le catalogue général d'étoiles variables ([Samus' et al., 2017](#)), la variabilité de ces étoiles est comprise entre ± 0.01 mag et ± 0.06 mag, avec une valeur médiane de ± 0.04 mag. J'ai réalisé un test en étalonnant une SBCR tout en considérant un décalage sur la magnitude visible des 10 étoiles variables correspondant à leur amplitude de variation maximale. La SBCR résultante est cohérente à un niveau inférieur à 1σ avec la SBCR actuelle présentée dans mon étude dans la section 3.3 dans tout le domaine de validité $V - K$. On conclut qu'une variabilité inférieure à 0.06 mag n'a aucune conséquence sur l'étalonnage d'une SBCR. Conserver ces étoiles variables dans l'échantillon est donc acceptable.

L'objectif est d'étalonner une relation qui permettrait d'estimer des diamètres angulaires avec une précision inférieure à 2%. Pour cela, il est essentiel de mesurer les diamètres angulaires des étoiles de l'échantillon avec

la plus grande des précisions possibles. Ma stratégie d'observations, décrite ci-dessous, s'est donc basée sur cet objectif.

3.2.2 Déroulement des observations et traitement de données

Cette section du chapitre est dédiée à la description des observations interférométriques que j'ai réalisées pendant ma thèse. Je décrirai premièrement les demandes de temps d'observations que j'ai soumis tout le long de ma thèse, ainsi que la mise en place des runs d'observations. J'enchaînerai en décrivant le déroulement des observations avec l'instrument VEGA et je finirai par détailler les résultats obtenus sur la mesure des diamètres angulaires des 18 étoiles.

3.2.2.1 Demandes de temps et mise en place des observations

La première étape pour la réalisation d'observations interférométriques avec l'instrument VEGA/CHARA consiste à rédiger des demandes de temps d'observations. Pour ce faire, il est nécessaire de remplir un document en indiquant le but des observations, le contexte scientifique, le nombre de nuits souhaitées pour atteindre l'objectif, les configurations des télescopes et la liste des étoiles cibles. Un extrait d'un proposal est montré en figure 3.2. Ces proposals couvrent une période d'observations de 6 mois, et sont à refaire chaque semestre. Les deux périodes de l'année pour la soumission des proposals sur le centre interférométrique CHARA s'étalent du 1er février au 31 juillet, que l'on nomme période "A", et du 1er août au 20 décembre, que l'on appelle période "B". Dans le cadre de mon programme d'observation des étoiles précoces, j'ai au total soumis quatre proposals : 2019A, 2019B, 2020A et 2020B. Au fur et à mesure des avancées des observations, il est demandé d'actualiser les demandes d'observations en fonction des données déjà enregistrées.

Le nombre de nuits allouées aux observations est donné pour une période de 6 mois. Les nuits d'observation s'étalent donc sur cette période sous la forme de "runs" d'observations. Ces runs se déroulent sur plusieurs nuits consécutives, généralement une semaine. A chaque run d'observations, un PI de run est désigné afin d'organiser les observations et répartir les différents programmes pour satisfaire le plus possible les demandes de chaque PI de programme. Un centre d'observations est installé au Grand Interféromètre à 2-Télescopes (GI2T), à Calern, ce qui permet d'observer à distance. Pendant ma thèse, j'ai été en charge de l'organisation de trois runs d'observations. J'ai également participé tout le long de ma thèse à 10 nuits d'observations, puisqu'au moins deux personnes sont nécessaires pour la réalisation des observations à chaque run. Au même moment, un opérateur doit être présent sur place, au Mont Wilson, afin de gérer les télescopes et veiller au bon déroulement des observations. La mise en place d'un run d'observations est ainsi le fruit d'une collaboration entre les PI des différents programmes, les observateurs, mais également les techniciens et astronomes opérant au Mont Wilson. Au total, mes observations se sont étalées sur 11 runs et 37 nuits (voir table 3.2).

Chaque PI de programme d'observations VEGA est chargé d'envoyer une stratégie d'observation avant chaque run. En tant que PI du programme V38, je me devais donc de préciser la stratégie afin d'optimiser mes observations d'étoiles précoces. J'ai réalisé toutes mes stratégies d'observation à l'aide du logiciel ASPRO2² développé par le JMMC (Jean-Marie Mariotti Center). Ce logiciel permet, entre autres, de visualiser l'observabilité de ces étoiles en fonction de la période et de la configuration des télescopes pour plusieurs instruments (VEGA, AMBER, MIDI, PIONIER, PAVO, etc.). Il est possible de simuler toutes sortes de modèles, tels qu'un disque uniforme, afin de visualiser la courbe de visibilité estimée en fonction des bases de l'interféromètre. La représentation de la couverture (u, v) dans l'espace de Fourier est également fournie. Une capture d'écran du logiciel ASPRO2 est illustrée sur la figure 3.3 dans le cadre d'un run d'observations qui s'est déroulé en no-

2. Disponible en accès libre ici : <https://www.jmmc.fr/english/tools/proposal-preparation/aspro/>.

Request for Observing Time at the CHARA Array

For the Period

February 1 – July 31, 2019

Type only within boxed areas immediately after hyphens

P.I. Name/e-mail - A. Salsi (PhD)	PhD Research? – yes
Co-P.I. Names – N. Nardetto, D. Mourard, A. Domiciano, O. Creevey, D. Graczyk, G., Pietrzynski	
Observing Participants – A. Salsi, N. Nardetto, D. Mourard	
Proposal Title – Calibration of the surface-brightness relation of OBA early type stars: Toward a very accurate distance determination of M31 and M33 eclipsing binaries	
<p>Abstract –</p> <p>Detached eclipsing double-lined spectroscopic binaries are used to determine the distance to the LMC with an accuracy of about 2.2% (Pietrzynski et al. 2013). To achieve such result, the Optical Gravitational Lensing Experiment (OGLE) has been monitoring around 35 million stars in the field of LMC for more than 16 years and detected <i>only</i> 16 late-type giants in systems. The same approach led to a distance to SMC with a 3% precision (Graczyk et al. 2014). However, in order to apply the method to distant early-type eclipsing binaries in M31 and M33, one need a surface-brightness relation for stars earlier than A0. A project on VEGA led already to a precision on the estimated angular diameters based on a calibrated surface-brighthness relation for O, B, A stars of 8% (Challouf et al. 2014). In this following project, we aim to reach 3% of precision, by adding 20 stars to the already existing sample. We made a careful preparation by considering only classes IV and V, removing all known binaries and fast rotators. The final aim is to derive the distance to M31 and M33 with a 3% precision, which is crucial for the calibration of the period-luminosity relation and the Hubble constant (Riess et al. 2016). This work is part of the PhD Thesis of A. Salsi.</p>	

Summary of Requested Observing Run(s)

Run	Optimal No. of Nights	Minimal No. of Nights	Optimal Dates	Acceptable Dates	Beam Combiner	Telescopes
1	4	4			VEGA	W1W2S2/E2W2S2
2	1.5	1.5			FRIEND	E2S2W2
3						

Unacceptable Observing Dates (for non-astronomical reasons) -

1

2019A – Submission Deadline: 1 Oct. 2018, midnight EST (Monday Night)– Submit to proposals@chara-array.org

FIGURE 3.2: Extrait d'une demande de temps d'observation avec l'instrument VEGA/CHARA pour la période 2019A réalisée dans le cadre de mon programme d'observations des étoiles précoces.

3. Les distances dans l'univers : étalonnage des SBCRs pour les étoiles précoces

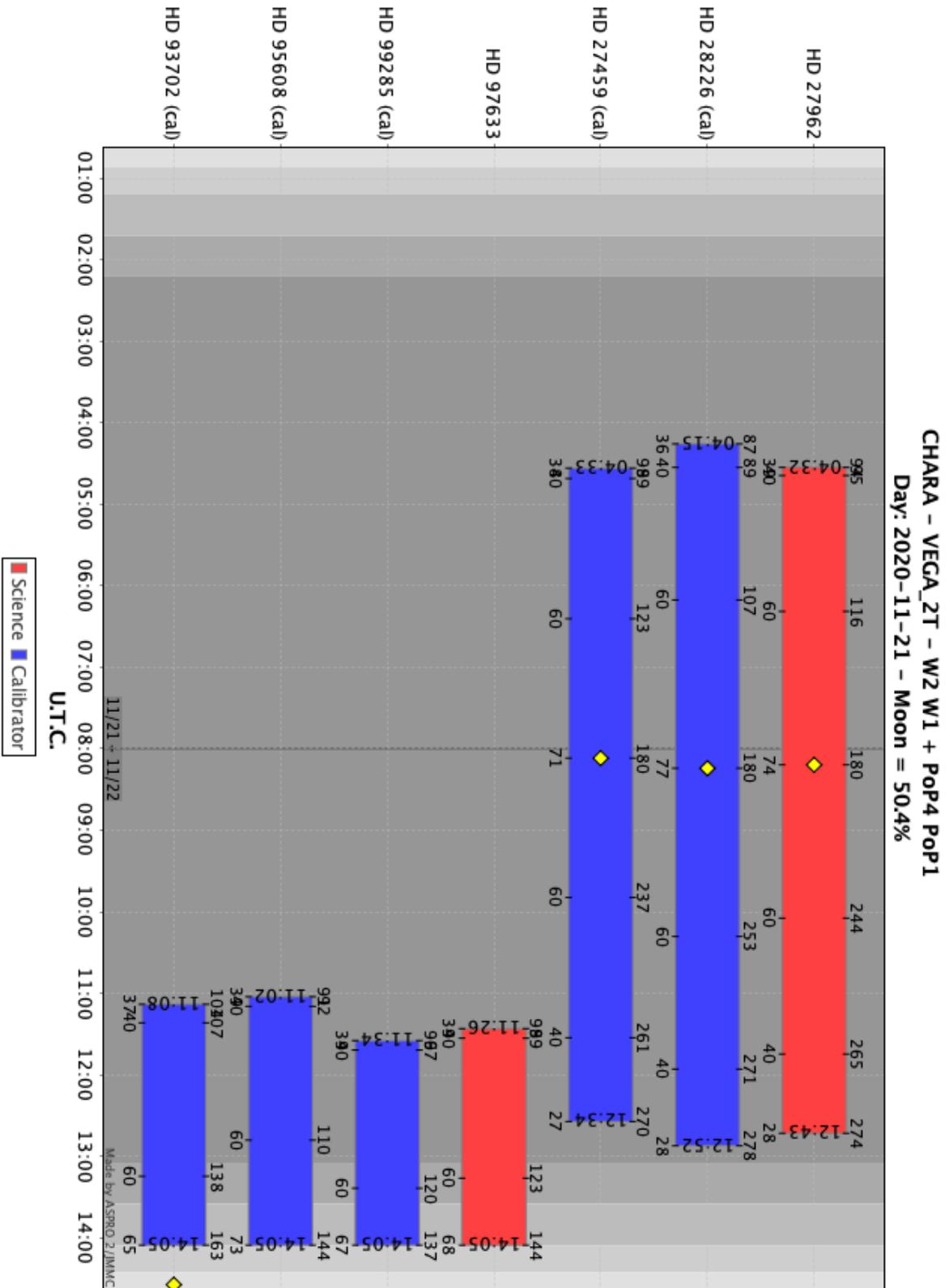


FIGURE 3.3: Exemple de l'observabilité de deux étoiles simulée par le logiciel ASPRO2 dans le cadre du programme V38 pour le run de novembre 2020. Les étoiles de science sont en rouge. Les calibrateurs qui leur sont associés sont en bleu.

vembre 2020. Plusieurs points importants et nécessaires au bon déroulement d'un run d'observations doivent être présents dans le fichier ASPRO2 soumis avant chaque run, à savoir :

- Comme mentionné ci-dessus, il est premièrement nécessaire d'indiquer la durée d'observabilité des étoiles. La figure 3.3 montre un exemple d'observabilité pour deux étoiles de mon programme d'observation V38.
- Ensuite, il est demandé d'indiquer la priorité d'observations des étoiles. En effet, les observateurs organisent les observations en fonction des priorités citées dans les différents fichiers ASPRO2 afin d'enregistrer des données pour le plus de programmes possibles. Durant un run, il est donc possible que les étoiles de dernière priorité d'un programme ne soient pas observées.
- Au moins deux étoiles de calibration doivent être indiquées pour chaque étoile science. Le fait de renseigner plusieurs calibrateurs permet une meilleure estimation de la fonction de transfert de l'instrument, mais également d'anticiper les problèmes pouvant survenir pendant les observations (par exemple un calibrateur trop peu brillant). La sélection des calibrateurs passe également par une stratégie pointue, et se fait par l'intermédiaire du logiciel Searchcal³ également développé par le JMMC. Ce logiciel permet de récupérer les étoiles de science indiquées dans ASPRO2 afin d'en trouver les calibrateurs. Les calibrateurs doivent être assez brillants aussi bien dans le visible que dans l'infrarouge (magnitudes V et K inférieures à 6 mag de préférence) afin que les franges d'interférences soient facilement repérables pour VEGA, mais également pour CLIMB qui traque les franges dans l'infrarouge. Ensuite, ils doivent être sélectionnés proches de l'étoile de science. Finalement, le diamètre angulaire des calibrateurs doit être le plus petit possible afin d'obtenir des visibilités hautes ($V^2 \geq 0.8$).
- Une fois les calibrateurs sélectionnés, il est utile d'indiquer le nombre de données souhaitées pour chaque étoile. Ceci peut également s'écrire comme le nombre de séquences de "cal-sci-cal" (calibrateur-science-calibrateur) souhaitées. Le PI doit également indiquer la bande spectrale désirée (moyenne ou haute résolution). Dans mon cas, j'ai utilisé la moyenne résolution à 720 nm.
- Le dernier point important devant apparaître sur le fichier ASPRO2 est la configuration des télescopes. Le PI doit renseigner le nombre de télescopes souhaités : observations en 2T, 3T ou 4T, et les bases prioritaires. Pour ma part, j'ai alterné entre des observations 3T et 2T, suivant les avancées et le besoin en couverture de fréquences spatiales.

Le PI du run d'observations se charge ensuite de récupérer tous les fichiers ASPRO2 et de mettre en place une stratégie d'observations en fonction des demandes de chacun, notamment en fonction des priorités et des configurations de télescopes souhaitées. C'est en me basant sur le procédé décrit ci-dessus que j'ai développé et actualisé au fil du temps ma stratégie d'observations des 18 étoiles de mon échantillon.

3.2.2.2 Journal d'observations

Les observations des étoiles précoces dans le cadre du programme V38 ont démarré le 23 février 2019 pour se terminer la nuit du 16 décembre 2020, soit une durée totale de presque deux ans. Parmi les 18 étoiles, 7 étaient observables en période A, et 11 en période B.

Dans la table 3.2, je résume les runs d'observations sur ces deux années et le nombre de nuits consacrées à mon programme d'observation. Il est à noter que pendant cette période de deux ans, trois runs ont été annulés : avril, septembre et octobre 2020. Le run d'avril 2020 fut annulé en raison de la pandémie de Covid, alors que les deux autres runs l'ont été à cause de violents incendies survenus au Mont Wilson. Parmi eux, j'étais initialement prévu comme PI des runs d'avril et septembre 2020. Pour les runs annulés, le planning d'observation que j'avais mis en place a été reporté sur les runs suivants. Ma stratégie concernant mon programme d'observations était de récolter des données d'au moins deux nuits différentes pour chaque étoile.

3. Disponible en accès libre ici : <https://www.jmmc.fr/english/tools/proposal-preparation/search-cal/>.

3. Les distances dans l'univers : étalonnage des SBCRs pour les étoiles précoces

En effet, le fait d'observer sur deux nuits différentes permet de tester et vérifier la stabilité de l'instrument, qui se traduit par sa fonction de transfert. Il s'agit de sa capacité à transmettre le plus efficacement possible les fréquences spatiales de l'étoile. La fonction de transfert fluctue en fonction des conditions d'observations (humidité, vent, etc.). L'observation sur plusieurs nuits permet donc une meilleure estimation du diamètre angulaire des étoiles.

Run	Nuits	Nuits réalisées	Localisation
20-26 Février 2019	2	-	Calern (remote)
02-08 Mai 2019	3	-	Calern (remote)
12-17 Juin 2019	4	-	Calern (remote)
05-10 Juillet 2019	1	-	Mont Wilson
15-23 Août 2019	6	-	Calern (remote)
04-12 Octobre 2019*	5	5	Calern (remote)
03-09 Mars 2020	4	-	Calern (remote)
Avril 2020*	<i>Annulé</i>	-	Calern (remote)
09-16 Juin 2020	3	2	Calern (remote)
15-21 Juillet 2020	3	-	Calern (remote)
24-30 Août 2020	4	-	Calern (remote)
Septembre 2020*	<i>Annulé</i>	-	Calern (remote)
Octobre 2020	<i>Annulé</i>	-	Calern (remote)
16-19 Août 2020	2	-	Calern (remote)

TABLE 3.2: Résumé des runs d'observations au cours desquels des données V38 ont été enregistrées. Le nombre de nuits consacrées (en partie ou en totalité) à mon programme d'observations V38 est indiqué dans la colonne "Nuits". Le nombre de nuits auxquelles j'ai participé en tant qu'observateur est indiqué dans la colonne "nuits réalisées". A noter que j'ai participé à d'autres runs qui ne sont pas indiqués dans cette table car mon programme d'observation n'était pas concerné. Les runs marqués d'un astérisque "*" sont ceux pour lesquels j'ai été PI.

Durant ces deux années d'observations, j'ai régulièrement traité les données recueillies au fil des runs, afin d'actualiser ma stratégie et mes demandes de temps d'observation en fonction des résultats déjà obtenus. Le fait de traiter les données rapidement me permettait d'identifier les données présentant des problèmes dus aux mauvaises conditions atmosphériques ou à des soucis techniques survenus pendant les observations. Je montre sur la figure 3.4 l'avancement du nombre de nuits d'observation par étoile après traitement des données, à la date de juillet 2020. Ce document, mis à jour au fil des observations, faisait partie de mes demandes de temps comme justification sur la nécessité d'observation.

Star HD	Period	Number of nights after processing
HD145389	A	2 nights
HD145570	A	2 nights
HD148112	A	2 nights
HD149438	A	3 nights
HD152107	A	2 nights
HD192640	A	3 nights
HD195810	A	2 nights
HD886	B	3 nights
HD3360	B	5 nights
HD11415	B	1 nights
HD27819	B	2 nights
HD27962	B	2 nights
HD33959	B	1 night
HD35468	B	1 night
HD58142	B	3 nights
HD89021	B	1 night
HD97633	B	1 night
HD114330	B	3 nights

FIGURE 3.4: Avancement des nuits d'observations réalisées à la date de Juillet 2020. Les données surlignées en orange sont celles pour lesquelles le nombre de nuits est insuffisant.

Le but était d'obtenir la plus large couverture possible en fréquences spatiales de la courbe de visibilité des étoiles. Ainsi, je mettais régulièrement à jour les courbes de visibilité obtenues grâce aux observations déjà réalisées, ce qui me permettait d'élaborer une stratégie plus adaptée pour la suite des observations, et donc des demandes de temps d'observations plus ciblées. D'un point de vue historique, les observations de décembre 2020 furent les dernières pour l'instrument VEGA, qui opérait depuis 2004 au Mont Wilson. Les dernières données enregistrées par VEGA furent des données V38. VEGA sera remplacé au début de l'année 2022 par l'instrument à six télescopes SPICA (voir chapitre 5).

3.2.2.3 Mesures des diamètres angulaires des étoiles

J'ai traité les données en utilisant le pipeline classique de VEGA décrit dans [Mourard et al. \(2009\)](#). Dans la table 3.3, je rassemble toutes les informations sur le traitement des données correspondant aux 18 étoiles. Au total, j'ai recueilli 193 mesures de visibilité. Comme le montre cette table, j'ai pris soin de toujours sélectionner au moins deux calibrateurs par étoile. Il est possible que des calibrateurs posent problème lors du traitement de données. Ainsi, il a parfois été nécessaire de rechercher d'autres calibrateurs pour les étoiles. C'est pourquoi certaines d'entre elles possèdent un plus grand nombre de calibrateurs que d'autres. Le nombre de nuits ayant fourni des données de bonne qualité est indiqué dans la deuxième colonne. En effet, il a parfois été nécessaire de rejeter certaines nuits du fait de la mauvaise qualité des observations (conditions atmosphériques, problèmes techniques, etc.).

3. Les distances dans l'univers : étalonnage des SBCRs pour les étoiles précoces

Nom	Nb. de nuits	Nb. de points de V_c^2	Nb. de calibrateurs	$\theta_{UD \pm \sigma_{\theta_{UD}}}$ [mas]	u_R	$\theta_{LD \pm \sigma_{\theta_{LD}}}$ [mas]	χ_r^2
HD11415	4	11	3	0.461 \pm 0.006	0.281	0.471 \pm 0.007	1.097
HD114330	3	12	3	0.429 \pm 0.022	0.413	0.443 \pm 0.023	1.107
HD145389	2	6	3	0.439 \pm 0.006	0.358	0.452 \pm 0.007	0.089
HD145570	2	8	2	0.413 \pm 0.007	0.512	0.431 \pm 0.008	0.114
HD148112	2	5	2	0.409 \pm 0.010	0.410	0.423 \pm 0.010	0.089
HD149438	2	6	2	0.332 \pm 0.011	0.235	0.338 \pm 0.011	0.528
HD152107	2	8	4	0.417 \pm 0.008	0.434	0.432 \pm 0.009	0.134
HD192640	3	9	2	0.471 \pm 0.010	0.447	0.489 \pm 0.011	0.244
HD195810	2	8	3	0.384 \pm 0.003	0.319	0.394 \pm 0.003	0.038
HD27819	2	10	2	0.471 \pm 0.007	0.468	0.489 \pm 0.007	1.592
HD27962	3	13	2	0.523 \pm 0.012	0.350	0.538 \pm 0.013	0.587
HD3360	5	18	4	0.343 \pm 0.004	0.278	0.350 \pm 0.004	0.299
HD33959	2	16	4	0.495 \pm 0.004	0.476	0.515 \pm 0.004	0.472
HD35468	2	12	4	0.770 \pm 0.007	0.267	0.785 \pm 0.007	1.162
HD58142	2	13	4	0.406 \pm 0.007	0.410	0.419 \pm 0.008	0.303
HD886	3	13	2	0.426 \pm 0.004	0.277	0.435 \pm 0.004	0.478
HD89021	5	12	5	0.728 \pm 0.007	0.453	0.757 \pm 0.007	0.389
HD97633	2	13	3	0.742 \pm 0.010	0.431	0.769 \pm 0.010	1.443

TABLE 3.3: Présentation des mesures de diamètres angulaires des 18 étoiles précoces par l'instrument VEGA. De gauche à droite : le nom de l'étoile, le nombre de nuits d'observations, le nombre de points de visibilité calibrés, le nombre de calibrateurs, le diamètre angulaire uniforme θ_{UD} et son erreur systématique, le coefficient d'assombrissement centre-bord u_R , le diamètre angulaire assombri θ_{LD} et son erreur systématique, le χ^2 réduit sortant de l'ajustement des courbes de visibilité.

VEGA ne permet pas de mesurer l'assombrissement centre-bord de l'étoile. On ajuste donc un modèle de disque uniforme, ce qui donne un diamètre θ_{UD} effectif. Dans mon cas, j'ai utilisé le modèle fourni par le logiciel LITPro⁴ (Tallon-Bosc et al., 2008), et décrit par les équations indiquées dans la section 1.2. J'ai combiné ce modèle avec une méthode d'ajustement basée sur le χ^2 réduit pour trouver le meilleur ajustement correspondant aux données. Pour obtenir un diamètre réaliste prenant en compte l'assombrissement centre-bord, il faut utiliser des modèles d'atmosphères. Voici la procédure que j'ai suivie : j'ai considéré les coefficients d'assombrissement centre-bord (u_R) des modèles linéaires fournis par Claret & Bloemen (2011), et ai calculé les diamètres angulaires θ_{LD} des étoiles en utilisant la formule 2.1. J'ai récupéré les coefficients u_R en prenant les valeurs les plus proches de T_{eff} , $\log g$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$ fournis par SIMBAD. J'ai inclus dans la figure 3.5 les courbes de visibilité des deux étoiles pour lesquelles j'ai obtenu le plus de données.

4. Téléchargeable gratuitement ici : <https://www.jmmc.fr/english/tools/data-analysis/litpro/>.

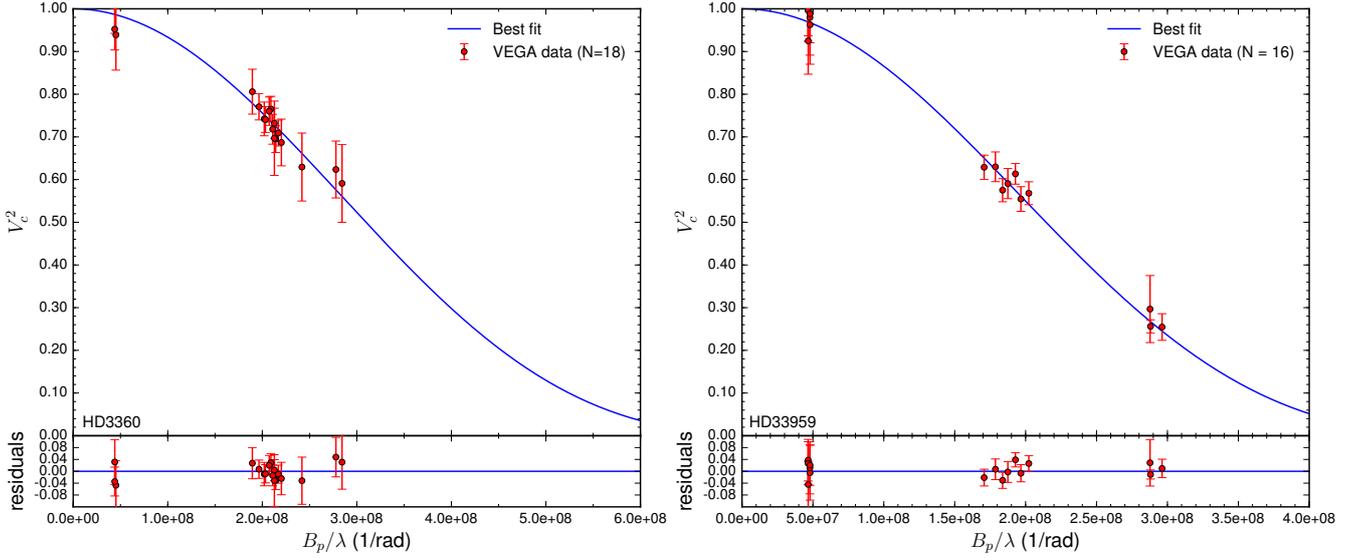


FIGURE 3.5: Courbes de visibilités de HD3360 et HD33959 obtenues après traitement des données. Les visibilités carrées (cercles rouges) sont tracées en fonction de la fréquence spatiale. Le meilleur ajustement χ^2 du modèle de disque uniforme est représenté par la ligne bleue.

La précision des mesures de diamètre angulaire varie entre 0.78% et 5.10%, avec une médiane de 1.8%. Pour rappel, l'objectif de ce travail d'observations était d'étalonner une SBCR permettant l'estimation des diamètres angulaires d'étoiles précoces avec une précision de moins de 3%. Avec de telles précisions obtenues sur les diamètres angulaires des 18 étoiles de l'échantillon, il est possible maintenant d'étalonner une SBCR aussi précise.

Parmi les étoiles observées, certaines l'ont déjà été lors de travaux précédents. Avant de calibrer une SBCR, il était donc nécessaire de comparer nos mesures et vérifier l'accord avec ces dernières :

- **HD35468** : Cette étoile a été observée par [Challouf et al. \(2014\)](#). Les auteurs ont obtenu un diamètre angulaire de 0.715 ± 0.005 mas. De mon côté, j'obtiens une mesure de 0.786 ± 0.007 mas, soit un écart de 9%. Afin d'expliquer ce désaccord, je me suis penché sur l'étude des calibrateurs utilisés pour ces mesures. [Challouf et al. \(2014\)](#) ont récupéré le diamètre angulaire UD de leurs calibrateurs dans le JSDC ([Lafrasse et al., 2010](#)), alors que j'ai utilisé la deuxième version du catalogue ([Bourges et al., 2017](#), JSDC2) pour mes mesures. J'ai décidé de traiter les mesures de visibilités enregistrées par [Challouf et al. \(2014\)](#) pour cette étoile (accessible via une base de données VEGA) en utilisant les mesures des diamètres angulaires JSDC2 pour les trois calibrateurs utilisés par les auteurs. Avec la même stratégie de traitement décrite plus haut, j'ai finalement trouvé un diamètre angulaire de 0.807 ± 0.026 mas, ce qui est cohérent avec ma valeur à un niveau de 1σ . Ceci montre un biais dans la réduction initiale des données de [Challouf et al. \(2014\)](#) en raison des différences sur les diamètres angulaires des versions 1 et 2 du JSDC, et peut être donc une explication à l'écart observé avec [Challouf et al. \(2014\)](#).
- **HD97633** : Cette étoile fut également observée sur CHARA par [Maestro et al. \(2013\)](#). Les auteurs obtiennent une valeur de 0.740 ± 0.024 mas, ce qui est cohérent dans les barres d'erreur avec ma mesure de 0.769 ± 0.010 mas.
- **HD3360** : Cette étoile fut mesurée à deux reprises à l'aide de l'instrument PAVO, installé à CHARA ([Gordon et al., 2019](#); [Maestro et al., 2013](#)). Les deux mesures PAVO ont conduit à une valeur plus petite du diamètre angulaire (respectivement 0.311 ± 0.010 mas et 0.280 ± 0.018 mas). Cependant, les mesures de diamètre de ces deux articles sont basées sur seulement deux séquences cal-sci-cal. De ce fait, ces mesures sont plus sensibles aux erreurs systématiques. De plus, [Casagrande et al.](#)

3. Les distances dans l'univers : étalonnage des SBCRs pour les étoiles précoces

(2014) et White et al. (2018) ont trouvé des écarts croissants à mesure que les diamètres angulaires s'approchaient des limites de résolution, ce qui est le cas ici avec une telle valeur du diamètre angulaire.

La mesure du diamètre angulaire de ces 18 étoiles m'a ensuite permis d'étalonner une SBCR pour les étoiles sous-géantes et naines de type précoce. La RMS de la relation est $\sigma_{F_{V_0}} = 0.0051$ mag, conduisant à une précision moyenne de 2.3% sur l'estimation des diamètres angulaires, avec 3.1% pour $V - K < -0.2$ mag et 1.8% pour $V - K > -0.2$ mag. On montre que la conversion entre les photométries Johnson- K et 2MASS- K_s est un problème clé pour les étoiles de type précoce. Suite à ce résultat, j'ai revisité les SBCRs de mon Papier I étalonnées pour les étoiles de type tardif en utilisant des photométries Johnson- K ou 2MASS- K_s converties. La précision attendue sur le diamètre angulaire pour les étoiles tardives varie de 1.0 à 2.7%. En atteignant une précision de 2.3% sur l'estimation des diamètres angulaires des étoiles de type précoce, des progrès significatifs ont été réalisés pour déterminer les distances extragalactiques, telles que les galaxies M31 et M33, en utilisant des binaires à éclipse de type précoce.

3.3 Publication : *Progress on the calibration of surface brightness–colour relations for early- and late-type stars*

Salsi, A. ; Nardetto, N. ; Mourard, D. ; Graczyk, D. ; Taormina, M. ; Creevey, O. ; Hocde, V. ; Morand, F. ; Perraut, K. ; Pietrzynski, G. ; Schaefer, G.H.

Article paru dans la revue Astronomy & Astrophysics, vol. 640, A2

Progress on the calibration of surface brightness–color relations for early- and late-type stars[★]

A. Salsi¹, N. Nardetto¹, D. Mourard¹, D. Graczyk², M. Taormina³, O. Creevey¹, V. Hócdé¹, F. Morand¹, K. Perraut⁴, G. Pietrzyński^{3,5}, and G. H. Schaefer⁶

¹ Université Côte d’Azur, OCA, CNRS, Laboratoire Lagrange, France
e-mail: anthony.salsi@oca.eu

² Centrum Astronomiczne im. Mikołaja Kopernika, Polish Academy of Sciences, Rabińska 8, 87-100 Torun, Poland

³ Centrum Astronomiczne im. Mikołaja Kopernika PAN, Bartycka 18, 00-716 Warsaw, Poland

⁴ Univ. Grenoble Alpes, CNRS, IPAG, 38000 Grenoble, France

⁵ Universidad de Concepción, Departamento de Astronomía, Concepción, Chile

⁶ The CHARA Array of Georgia State University, Mount Wilson Observatory, Mount Wilson, CA 91023, USA

Received 9 March 2021 / Accepted 2 June 2021

ABSTRACT

Context. Surface brightness–color relations (SBCRs) are widely used for estimating angular diameters and deriving stellar properties. They are critical to derive extragalactic distances of early-type and late-type eclipsing binaries or, potentially, for extracting planetary parameters of late-type stars hosting planets. Various SBCRs have been implemented so far, but strong discrepancies in terms of precision and accuracy still exist in the literature.

Aims. We aim to develop a precise SBCR for early-type B and A stars using selection criteria, based on stellar characteristics, and combined with homogeneous interferometric angular diameter measurements. We also improve SBCRs for late-type stars, in particular in the *Gaia* photometric band.

Methods. We observed 18 early-type stars with the VEGA interferometric instrument, installed on the CHARA array. We then applied additional criteria on the photometric measurements, together with stellar characteristics diagnostics in order to build the SBCRs.

Results. We calibrated a SBCR for subgiant and dwarf early-type stars. The RMS of the relation is $\sigma_{F_{V_0}} = 0.0051$ mag, leading to an average precision of 2.3% on the estimation of angular diameters, with 3.1% for $V-K < -0.2$ mag and 1.8% for $V-K > -0.2$ mag. We found that the conversion between Johnson- K and 2MASS- K_s photometries is a key issue for early-type stars. Following this result, we have revisited our previous SBCRs for late-type stars by calibrating them with either converted Johnson- K or 2MASS- K_s photometries. We also improve the calibration of these SBCRs based on the *Gaia* photometry. The expected precision on the angular diameter using our SBCRs for late-type stars ranges from 1.0 to 2.7%.

Conclusions. By reaching a precision of 2.3% on the estimation of angular diameters for early-type stars, significant progress has been made to determine extragalactic distances, such as M31 and M33 galaxies, using early-type eclipsing binaries.

Key words. stars: fundamental parameters – distance scale – techniques: interferometric

1. Introduction

Determining the expansion of the Universe, that is the Hubble constant (H_0) to better than 2%, is required in order to understand the nature of dark energy. However, the two most accurate methods for that, the cosmic microwave background (Planck Collaboration VI 2020; Riess et al. 2019) and the distance ladder, are inconsistent today, which is referred to as the “tension” (Wong et al. 2020). One of the keys to resolve this tension is based on the calibration of the Leavitt period–luminosity (PL) law of Cepheids (Leavitt & Pickering 1912). Cepheids are indeed the backbone of the extragalactic distance ladder because their pulsation periods, which are easily determined observationally, directly correlate with their luminosities. Another method consists in using eclipsing binaries to constrain extragalactic distances.

Recently, a new estimate of the distance to the Large Magellanic Cloud (LMC), based on 20 late-type eclipsing binaries,

has been obtained by the Araucaria team¹ (Pietrzyński et al. 2019). Their precision of 1% is mostly due to the precision of the surface brightness–color relation (SBCR), calibrated on 41 nearby red clump giant stars using infrared interferometry (Gallenne et al. 2018). The same was done to derive the distance of the Small Magellanic Cloud (SMC) with a precision of better than 2% (Graczyk et al. 2020). Deriving the distance from eclipsing binaries is simple: the radius of both components is estimated from the combination of photometry and spectroscopy, and angular diameters are estimated from the magnitude and color of stars through a SBCR. The combination of radii and angular diameters provides the distance. The influence of interstellar attenuation in neighboring galaxies has been studied using several techniques so far (Bonanos et al. 2006; Pietrzyński et al. 2019; Graczyk et al. 2020), and it is still under investigation.

The situation concerning the early-type eclipsing binaries is more complex because the calibration of the SBCR requires high angular resolution measurements, and early-type stars are

[★] Based on CHARA/VEGA observations.

¹ <https://araucaria.camk.edu.pl/>

particularly active (Martins et al. 2015; Gordon et al. 2018). Challouf et al. (2014) improved, by a factor of 2, the precision on SBCR of early-type stars from about 15 to 7%, corresponding to the most accurate SBCR developed so far for early-type stars. However, this precision is still not sufficient to derive the distance of extragalactic early-type eclipsing binaries with a precision of a few percent. It is also worthwhile to mention that the distances to M31 and M33 are currently based on models of early-type eclipsing binaries, but not SBCRs (Bonanos et al. 2006; Vilardell et al. 2010). Another interesting approach is to analyze O- and B-type detached eclipsing binaries in the LMC, for which the distance is known, and to derive the surface brightness (Taormina et al. 2019). In this paper, we aim to calibrate the SBCR for early-type stars precisely, following the strategy of Paper I.

Moreover, with the work done on the infrared photometry of early-type stars, it is now possible to improve the SBCRs for late-type stars shown in (Salsi et al. 2020, Paper I hereafter). It turns out that some refinements are necessary concerning the infrared photometric systems that are used. Finally we have also reconsidered the calculation of the extinction in the *Gaia* band for proposing a new improvement of the SBCRs in this work.

Sections 2–4 are devoted to the strategy and data selection, the VEGA observations, and the SBCR calibration of early-type stars, respectively. A subsequent discussion is provided in Sect. 5. The revision of SBCR for late-type stars is presented in Sect. 6, while some general conclusions are given in Sect. 7.

2. Strategy and data selection

2.1. Criteria on stellar characteristics

In Paper I, we have shown that any stellar activity or characteristics (multiplicity, binarity, variability, etc.) may impact the calibration of SBCRs. We therefore implemented a set of criteria to select a correct sample of early-type stars.

We restricted the calibration of our SBCR to V and K photometries, as it is the set of color which provides the lowest dispersion (Kervella et al. 2004). We started the selection from the SIMBAD Astronomical Database². We first selected early-type stars, thus O, B, and A stars with $V-K < 1$ mag. We then considered only subgiants and dwarfs. From Challouf et al. (2015), we know that the projected rotational velocity affects the surface brightness of the star. They show that a rotational velocity lower than 85% of the critical velocity has an impact of at most $\sigma_{F_V} = 0.003$ mag on the RMS of the SBCR. Alternatively, if one cannot access the critical velocity of the star, they demonstrate that considering stars with projected rotational velocity $V_{\text{rot}} \sin i$ lower than 100 km s^{-1} also results in a dispersion of 0.003 mag. Therefore, to reach a precision of $\sim 2\%$ on the angular diameter estimate, we made the choice to consider only stars with $V_{\text{rot}} \sin i$ lower than 75 km s^{-1} .

We excluded all known binary stars in our sample. The SEDs of all the stars were checked with the VO Sed Analyzer (VOSA) software³.

We have shown in Paper I that a variability above 0.1 mag could significantly affect the SBCR. Following this strategy, we searched for information about the variability of the stars in Samus' et al. (2017). We then rejected variable stars with a variability above 0.1 mag. We quantitatively study this point later in Sect. 5.1.

We finally searched for stars with expected angular diameters between 0.3 and 0.8 milli-second of arc (mas). This is optimal for the VEGA instrument (Mourard et al. 2009, 2011), installed at the CHARA array in Mount Wilson, USA (ten Brummelaar et al. 2005). We finally end up with a total of 18 stars to be observed in the northern hemisphere. No O-type stars were selected due to a roughly equal combination of variability and multiplicity criteria.

2.2. Photometric selection and interstellar attenuation

As demonstrated in Paper I, precise photometries are of course mandatory for the calibration of SBCR. The Kharchenko & Roeser (2009) catalog offers precise visible magnitudes and gathers measurements from several other catalogs (HIPPARCOS-Tycho catalogs, Carlsberg Meridian Catalog, and the Positions and Proper Motions catalog). All the visible magnitudes are given in the Johnson- V filter. With such a catalog, the precision on the V magnitude of our stars ranges from 0.002 mag to 0.008 mag.

Finding precise infrared K photometry is more complex. Indeed, we faced some issues with the 2MASS catalog (Cutri et al. 2003), where seven out of the 18 stars in our sample are affected by imprecise infrared measurements (i.e., an uncertainty higher than 0.1 mag). This problem has already been identified in Paper I and is due to saturation issues. We identified accurate measurements in Ducati (2002) for these seven stars.

The precision on the K/K_s photometry in our sample ranges from 0.1 to 2.7%. However, the drawback of this approach is that the selected photometric values are inhomogeneous in terms of the filter pass band. We could convert Johnson- K photometries into 2MASS using transformation equations, as we propose later in Sect. 6 for late-type stars, but this leads to other issues, in particular for early-type stars, that are discussed in Sect. 5.2.

For the reddening correction, we used the *Stilism*⁴ online tool (Lallement et al. 2014; Capitano et al. 2017) to compute the color excess $E(B - V)$, considering early *Gaia* DR3 parallaxes (Gaia Collaboration 2021, 2018). The interest of this tool is the tridimensional maps of the local interstellar matter (ISM) it offers, based on measurements of starlight absorption by dust or gaseous species. The interstellar attenuation A_V in the visible band is defined as follows

$$A_V = R_V \times E(B - V), \quad (1)$$

where R_V is the total-to-selective extinction ratio in the visible band, for which we set $R_V = 3.1$, and we used $A_K = 0.114 \times A_V$ (Cardelli et al. 1989).

3. VEGA/CHARA interferometric measurements

We observed the sample of 18 early-type stars from 23 February 2019 to 16 December 2020. The calibrated oifits files are available on OIdB⁵. The data were processed using the standard VEGA pipeline (Mourard et al. 2009) and the squared visibilities were calibrated using reference stars selected with the SearchCal tool⁶ (Bonneau et al. 2006). The list of the calibrators is included in Table 1. The uniform-disk angular diameter in the R band $\theta_{\text{UD}}[R]$ is taken from the JMMC Stellar Diameters

⁴ The online tool is available at <http://stilism.obspm.fr>

⁵ <http://oidb.jmmc.fr/index.html>

⁶ The tool is available at <https://www.jmmc.fr/english/tools/proposal-preparation/search-cal/>

² Available at <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

³ <http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/vosa/>

Table 1. Reference stars used for VEGA observations listed with their spectral type, their V magnitude, and their uniform-disk angular diameter in the R band.

Target	Reference stars	Sp. Type	V [mag]	θ_{UD} [R] [mas]
HD 11415	HD 10221	A0V	5.59	$0.224_{\pm 0.013}$
	HD 12301	A0I	5.61	$0.403_{\pm 0.013}$
	HD 6210	F6V	5.83	$0.489_{\pm 0.039}$
HD 114330	HD 107070	A5IV/V	5.90	$0.289_{\pm 0.021}$
	HD 112846	A3III	5.79	$0.294_{\pm 0.009}$
	HD 116831	A8V	5.97	$0.279_{\pm 0.019}$
HD 145389	HD 140728	A0V	5.48	$0.232_{\pm 0.015}$
	HD 143584	F0IV	6.03	$0.327_{\pm 0.023}$
	HD 144206	B9III	4.71	$0.314_{\pm 0.019}$
HD 145570	HD 143459	A0V	5.53	$0.272_{\pm 0.019}$
	HD 145607	A2IV	5.42	$0.307_{\pm 0.023}$
HD 148112	HD 144874	A7V	5.64	$0.340_{\pm 0.024}$
	HD 152614	B8V	4.38	$0.333_{\pm 0.024}$
HD 149438	HD 146624	A1V	4.78	$0.339_{\pm 0.023}$
	HD 148605	B3V	4.79	$0.213_{\pm 0.015}$
HD 152107	HD 143584	F0IV	6.03	$0.327_{\pm 0.023}$
	HD 144206	B9III	4.71	$0.314_{\pm 0.019}$
	HD 149303	A2V	5.68	$0.286_{\pm 0.020}$
	HD 155860	A5III	6.13	$0.231_{\pm 0.017}$
HD 192640	HD 191610	B2.5V	4.93	$0.210_{\pm 0.018}$
	HD 193369	A2V	5.58	$0.263_{\pm 0.016}$
HD 195810	HD 193472	A5	5.94	$0.319_{\pm 0.023}$
	HD 196544	A1IV	5.42	$0.270_{\pm 0.008}$
	HD 196740	B5IV	5.05	$0.210_{\pm 0.012}$
HD 27819	HD 25202	F4V	5.87	$0.376_{\pm 0.026}$
	HD 28226	Am	5.71	$0.345_{\pm 0.025}$
HD 27962	HD 27459	F0IV/V	5.24	$0.409_{\pm 0.029}$
	HD 28226	Am	5.71	$0.345_{\pm 0.025}$
HD 3360	HD 1976	B5IV	5.58	$0.200_{\pm 0.006}$
	HD 2054	B9IV	5.72	$0.207_{\pm 0.006}$
	HD 3240	B7III	5.08	$0.238_{\pm 0.015}$
	HD 6676	B8V	5.77	$0.207_{\pm 0.014}$
HD 33959	HD 34452	A0	5.37	$0.214_{\pm 0.006}$
	HD 34578	A5II	5.03	$0.597_{\pm 0.055}$
	HD 35239	B9III	5.93	$0.227_{\pm 0.016}$
	HD 35520	A1p	5.91	$0.301_{\pm 0.008}$
HD 35468	HD 34203	A0V	5.52	$0.251_{\pm 0.016}$
	HD 34658	F3III/IV	5.32	$0.498_{\pm 0.038}$
	HD 37490	B3V	4.59	$0.229_{\pm 0.023}$
	HD 38899	B9IV	4.88	$0.298_{\pm 0.019}$
HD 58142	HD 47100	B8III	5.33	$0.236_{\pm 0.014}$
	HD 56963	F2V	5.74	$0.405_{\pm 0.030}$
	HD 60652	A5m	5.91	$0.283_{\pm 0.019}$
	HD 70313	A3V	5.54	$0.300_{\pm 0.020}$
HD 886	HD 1439	A0IV	5.88	$0.207_{\pm 0.013}$
	HD 560	B9V	5.53	$0.219_{\pm 0.013}$
HD 89021	HD 85795	A3III	5.27	$0.297_{\pm 0.021}$
	HD 90470	A3V	6.01	$0.264_{\pm 0.007}$
	HD 90840	A4V	5.78	$0.276_{\pm 0.018}$
	HD 91312	A7IV	4.72	$0.554_{\pm 0.036}$
	HD 94334	A1V	4.66	$0.368_{\pm 0.011}$
HD 97633	HD 92825	A3V	5.07	$0.346_{\pm 0.022}$
	HD 93702	A2V	5.31	$0.301_{\pm 0.022}$
	HD 95608	A1V	4.40	$0.453_{\pm 0.036}$

Notes. Section 3 describes the parameters of the calibrators.

Catalogue version 2 (Bourges et al. 2017, JSDC2), but we consider the uncertainties from the JDSC version 1 (Lafrasse et al. 2010), which is more conservative. The observing log is given in Table B.1. The systematic uncertainties stem from the uncertainties on the calibrator diameters, given in Table 1, and they are negligible with respect to the statistical ones.

We used the JMMC LitPro⁷ tool (Tallon-Bosc et al. 2008) to fit a model of a linear limb-darkened disk on the calibrated squared visibilities. This model has the following two parameters: the limb-darkened angular diameter and the limb-darkening coefficient, u_R . Considering the precision of the VEGA measurements and the range of spatial frequencies that have been covered, we cannot adjust the coefficient of the limb darkening. The u_R coefficient for each star is fixed and taken from the Claret & Bloemen (2011) catalog. We searched for the effective temperature T_{eff} , the gravity g , and the metallicity Z of the star and we took the closest value of each parameter available in the catalog in order to determine u_R . Claret’s grids have a step of 250 K in temperature, thus the largest error we can make on the temperature is 125 K without any interpolation. This error on the temperature leads to an average error of 0.05% on the angular diameter, which is well below our typical errors.

This parameter is fixed in the fitting process of the LITpro tool. The coefficient u_R is given in Table 2 together with the derived limb-darkened angular diameter. The corresponding visibility curves are presented in Fig. A.1. The precision on the angular diameter that we obtain ranges from 0.78 to 5.10%, with a median value of 1.8%.

4. Calibration of the SBCR for early-type stars

The surface brightness S_λ of a star is correlated to its limb-darkened angular diameter θ_{LD} and its apparent magnitude corrected from the extinction m_{λ_0} by the following formula (Wesselink 1969)

$$S_\lambda = m_{\lambda_0} + 5 \log \theta_{LD}. \quad (2)$$

Wesselink (1969) used this definition to highlight the correlation between the surface brightness and the color of the star by the relation below:

$$S_{\lambda_1} = \sum_{n=0}^N C_n (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2})_0^n, \quad (3)$$

which defines the so-called SBCR. Later, Barnes & Evans (1976) developed another definition of the SBCR, which we denote as F_λ . To be consistent with the strategy of Paper I, we consider the Barnes & Evans (1976) definition in the rest of our study, namely

$$F_{\lambda_1} = 4.2196 - 0.1 \times \left\{ \sum_{n=0}^N C_n (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2})_0^n \right\}. \quad (4)$$

The 18-star sample covers a range of $V-K$ color from -1 to $+0.6$ mag. We computed the surface brightness of the 18 stars following Eq. (4). Our fitting strategy uses the orthogonal distance regression (ODR), which considers both F_V and $V-K$ errors. A more detailed description can be found in Appendix A of Paper I. The final SBCR for early-type stars combining Johnson

⁷ The tool is available at <https://www.jmmc.fr/english/tools/data-analysis/litpro/>

Table 2. VEGA angular diameter measurements for the 18 early-type stars (see Sect. 3 for a detailed description of the method used to derive the angular diameter of stars).

Name	Sp. Type	V [mag]	A_V [mag]	$(V-K)_0$ [mag]	K -ref	u_R	$\theta_{LD \pm \sigma_{\theta_{LD}}}$ [mas]	χ_r^2
HD 11415	B2V	3.35	0.050	$-0.484_{\pm 0.012}$	Ducati (2002)	0.281	$0.471_{\pm 0.007}$	1.097
HD 114330	A1IV	4.38	0.012	$-0.022_{\pm 0.04}$	Cutri et al. (2003)	0.413	$0.443_{\pm 0.023}$	1.107
HD 145389	B9V	4.23 ^(*)	0.028	$-0.115_{\pm 0.017}$	Cutri et al. (2003)	0.358	$0.452_{\pm 0.007}$	0.089
HD 145570	A1V	4.93	0.003	$0.297_{\pm 0.02}$	Cutri et al. (2003)	0.512	$0.431_{\pm 0.008}$	0.114
HD 148112	A2V	4.57 ^(*)	0.016	$0.036_{\pm 0.022}$	Ducati (2002)	0.410	$0.423_{\pm 0.010}$	0.089
HD 149438	B0V	2.82	0.214	$-0.939_{\pm 0.032}$	Ducati (2002)	0.235	$0.338_{\pm 0.011}$	0.528
HD 152107	A1V	4.82 ^(*)	0.022	$0.229_{\pm 0.022}$	Cutri et al. (2003)	0.434	$0.432_{\pm 0.009}$	0.134
HD 192640	A2V	4.95 ^(*)	0.009	$0.520_{\pm 0.02}$	Cutri et al. (2003)	0.447	$0.489_{\pm 0.011}$	0.244
HD 195810	B6IV	4.03 ^(*)	0.053	$-0.398_{\pm 0.038}$	Cutri et al. (2003)	0.319	$0.394_{\pm 0.003}$	0.038
HD 27819	A2V	4.80	0.003	$0.347_{\pm 0.014}$	Ducati (2002)	0.468	$0.489_{\pm 0.007}$	1.592
HD 27962	A2IV	4.30 ^(*)	0.003	$0.199_{\pm 0.033}$	Cutri et al. (2003)	0.350	$0.538_{\pm 0.013}$	0.587
HD 3360	B2IV	3.67 ^(*)	0.090	$-0.618_{\pm 0.038}$	Cutri et al. (2003)	0.278	$0.350_{\pm 0.004}$	0.299
HD 33959	A9V	5.00 ^(*)	0.006	$0.610_{\pm 0.026}$	Cutri et al. (2003)	0.476	$0.515_{\pm 0.004}$	0.472
HD 35468	B2V	1.64 ^(*)	0.003	$-0.686_{\pm 0.038}$	Ducati (2002)	0.267	$0.785_{\pm 0.007}$	1.162
HD 58142	A0.5V	4.61	0.006	$0.033_{\pm 0.018}$	Cutri et al. (2003)	0.410	$0.419_{\pm 0.008}$	0.303
HD 886	B2IV	2.83 ^(*)	0.034	$-0.756_{\pm 0.032}$	Ducati (2002)	0.277	$0.435_{\pm 0.004}$	0.478
HD 89021	A1IV	3.43	0.006	$0.045_{\pm 0.094}$	Ducati (2002)	0.453	$0.757_{\pm 0.007}$	0.389
HD 97633	A2IV	3.32	0.003	$0.017_{\pm 0.094}$	Cutri et al. (2003)	0.431	$0.769_{\pm 0.010}$	1.443

Notes. From left to right: the name of the star, its spectral type taken from the SIMBAD Astronomical Database, the V magnitude (Kharchenko & Roeser 2009), the visual interstellar extinction (Lallement et al. 2014; Capitanio et al. 2017), the $(V-K)_0$ color corrected from the extinction, the reference used for the infrared K photometry, the limb-darkening coefficient, the limb-darkened angular diameter, and the reduced chi-squared. ^(*)Variable stars.

Table 3. Parameters of K/K_s and converted SBCRs for early-type stars (see Sect. 5.2 for a description of the conversions).

	N_c/N	C_0	C_1	C_2	C_3	σ_{RMS} [mag]	Expected $\frac{\sigma_{\theta_{LD}}}{\theta_{LD}}$ [%]
K/K_s		$2.6675_{\pm 0.0149}$	$1.6556_{\pm 0.0571}$	$-0.6084_{\pm 0.0667}$	$0.4350_{\pm 0.1530}$	0.00508	2.34
K	11/18	$2.7162_{\pm 0.0196}$	$1.6267_{\pm 0.0773}$	$-0.6191_{\pm 0.1011}$	$0.5733_{\pm 0.2276}$	0.00770	3.55
K_s	7/18	$2.6434_{\pm 0.0199}$	$1.6845_{\pm 0.0792}$	$-0.6947_{\pm 0.0924}$	$0.5734_{\pm 0.2276}$	0.00770	3.55

Notes. The coefficients C_n follow the definition of Eq. (4). The N_c/N column stands for the number of converted photometries as a fraction of the total number of stars in the sample. The RMS and the corresponding expected precision on the angular diameter, computed from Eq. (6), are shown in the last columns.

and 2MASS photometries (K/K_s SBCR hereafter) is then shown in Fig. 1. The coefficients of our SBCR are shown in the first row of Table 3, together with their uncertainties. We discuss the possibility of converting all the photometric measurements into the same system in Sect. 5.2. We restricted our SBCR to the third order.

Using Eq. (2) with visible V magnitudes, we have:

$$\theta_{LD} = 10^{8.4392 - 0.2V_0 - 2F_{V_0}}. \quad (5)$$

Applying the partial derivative method on Eq. (5) gives

$$\frac{\sigma_{\theta_{LD,rms}}}{\theta_{LD}} = 2 \ln(10) \sigma_{F_{V_0}}. \quad (6)$$

The average RMS of the relation is found to be $\sigma_{F_{V_0}} = 0.00508$ mag. This corresponds to a relative precision on the angular diameter of 2.3%, according to Eq. (6). However, the lack of measurements in the blue part (i.e., $V-K < -0.2$ mag) has to be taken into account. We split the $V-K$ validity domain into two ranges, namely $-0.8 \text{ mag} < V-K < -0.2 \text{ mag}$ and

$-0.2 \text{ mag} < V-K < 0.6 \text{ mag}$, and we computed the RMS of the SBCR on both ranges. For $V-K < -0.2$ mag, we expect a precision of 3.1% on the angular diameter. On the other hand, the expected precision is 1.8% for $V-K > -0.2$ mag.

5. Discussion

5.1. Impact of the variability on the SBCR

As in Paper I, we aimed to quantify the impact of the variability on the SBCR. In our sample of early-type stars, ten out of 18 stars are flagged as variables. Their variability ranges from ± 0.01 mag to ± 0.06 mag according to Samus' et al. (2017), with a median value at 0.04 mag. We computed a SBCR considering an offset on the V magnitude of the ten variable stars corresponding to their maximum amplitude. The resulting SBCR is consistent at a level of less than 1σ with the current SBCR all over the $V-K$ validity domain. We conclude that a variability under 0.06 mag does not have any consequence on our result. Keeping these variable stars in the sample is therefore acceptable.

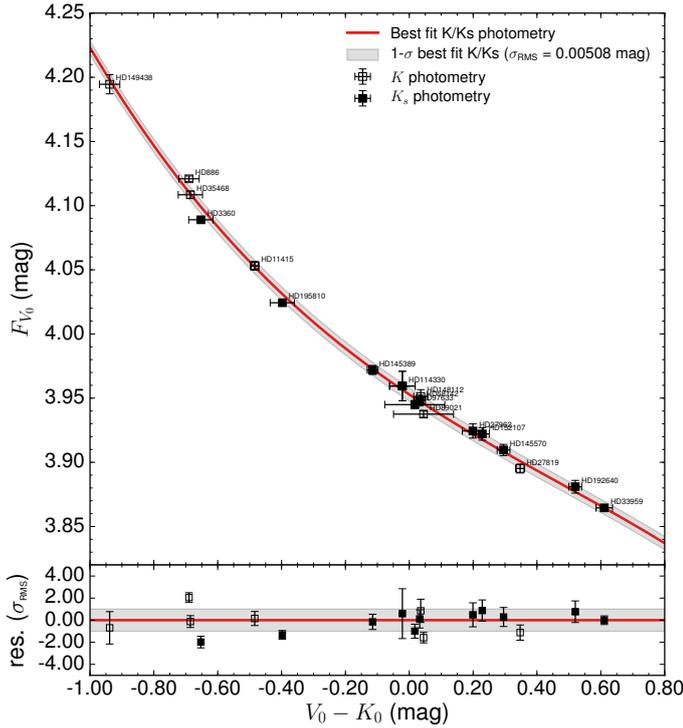


Fig. 1. F_{V_0} derived in this work as a function of $(V-K)_0$. Empty squares are data with a K Johnson photometry, while filled squares are those with a K_s photometry. The third-order SBCR for early-type dwarfs is shown by the red solid line. The gray area denotes the RMS of the relation. The bottom panel presents the residual in units of the RMS of the relation. See Sect. 4 for a description of the fitting strategy.

5.2. The K -band photometry of early-type stars

The Johnson- K and 2MASS- K_s photometries of our sample are not equally distributed in terms of $V-K$ colors (see Fig. 1), which prevents one from calibrating a purely homogeneous SBCR, which is either based on K or K_s , respectively. We therefore made the choice of combining K and K_s data to calibrate the SBCR. The precision we expect on the angular diameter using this relation is 2.3%, but we do not exclude a bias due to the fact that we mixed different infrared photometric bands. However, using the conversion relations K to K_s , or the reverse also implies some difficulties. Indeed, the typical transformation equations (Bessell & Brett 1988; Carpenter 2001) are indirectly deduced from the 2MASS-CIT and 2MASS-SAAO equations of Bessell & Brett (1988) and Carpenter (2001). Moreover, the CIT equation of Bessell & Brett (1988) is based on the observation of only 21 stars, and the bluer spectral type of the sample is B7. Regarding our sample, this corresponds to a $V-K$ color of -0.3 mag. Nevertheless, the resulting converted SBCRs are shown as blue and green solid lines in Fig. 2 for Johnson- K and 2MASS- K_s photometries respectively. The coefficients are shown in Table 3. The converted Johnson- K SBCR is consistent with the inhomogeneous SBCR at less than 1σ over all the $V-K$ validity domain. Concerning the uniform 2MASS relation, such a conversion does not influence the calibration of the SBCR at more than 1σ for $V-K > -0.4$ mag. The inconsistency, however, reaches more than 4σ for the bluest part of the relation. The expected precision on the angular diameter using a SBCR based on a uniform set of photometry is of 3.6%.

In conclusion, if one wants to derive the angular diameter of a star with K photometry, we suggest using the K/K_s or K SBCRs

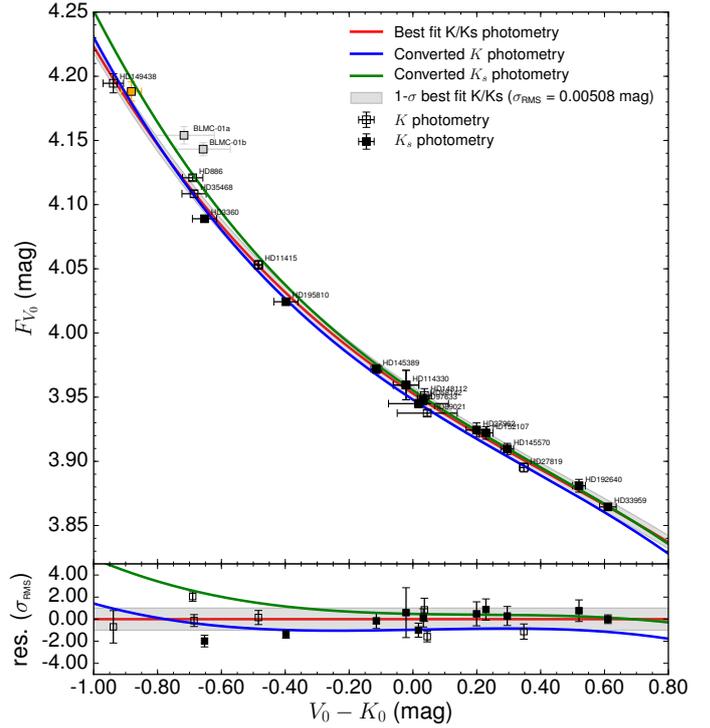


Fig. 2. Comparison between our SBCR with mixed Johnson-2MASS photometries (red solid line), SBCR with converted 2MASS K_s photometry (green solid line), and Johnson- K photometry (blue solid line) for early-type stars. Light-gray dots are eclipsing binaries from Taormina et al. (2019). The orange dot shows the data for HD 149438 using the HIPPARCOS parallax. See Sect. 5.2 for detailed information on the converted SBCRs.

in Table 3, with a good level of confidence, the K/K_s relation being the most precise. If instead one has K_s photometry for his or her star, using the SBCR based on K_s is more consistent, but a bias due to the conversion from K to K_s in the calibration process of the SBCR is not excluded, as already discussed. Future investigations are needed to evaluate the consistency of such photometric conversion relations on the early-type stars' color range.

5.3. Comparison with the literature

HD 35468 was already observed by Challouf et al. (2014) and they obtained an angular diameter of 0.715 ± 0.005 mas, whereas our measurement is 0.786 ± 0.007 mas. Challouf et al. (2014) took the uniform-disk angular diameter of their calibrators in the JSDC (Lafresse et al. 2010), while we used the second version of the catalog (Bourges et al. 2017). We processed the measurements of Challouf et al. (2014) using the JSDC2 angular diameters measurements for the three calibrators of Challouf et al. (2014), and with the same strategy described in this work. We found an angular diameter of 0.807 ± 0.026 mas, which is consistent with our value at a level of 1σ . This clearly shows some bias in the initial data reduction of Challouf et al. (2014) due to differences between JSDC and JSDC2 angular diameters.

In addition to HD 35468, two other stars in Table 2 have been observed previously at CHARA. For HD 97633, Maestro et al. (2013) measured an angular diameter of 0.740 ± 0.024 mas using PAVO, which is consistent with our result. The PAVO measurements of both Maestro et al. (2013) and Gordon et al. (2019) led to a smaller value for the angular diameter for HD 3360

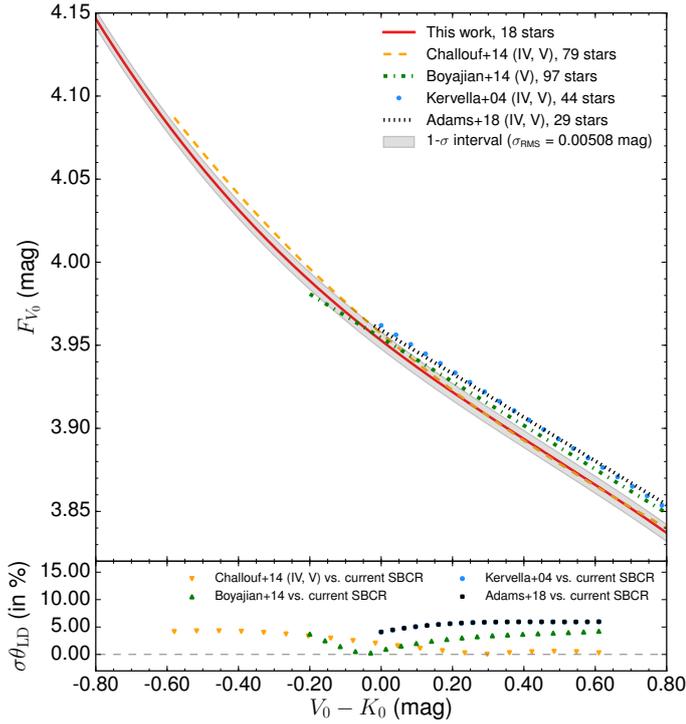


Fig. 3. *Top panel:* comparison between our SBCR for early-type stars and relations of Challouf et al. (2014), Boyajian et al. (2014), Kervella et al. (2004), and Adams et al. (2018). *Bottom panel:* differences in angular diameter estimates between our SBCR and the other relations. See Sect. 5.3 for more details on the comparison.

(0.311 ± 0.010 mas and 0.280 ± 0.018 mas, respectively). The diameter measurements in both papers are based on only two observations, so they could be more susceptible to systematic errors. Also, Casagrande et al. (2014) and White et al. (2018) found increased discrepancies as the angular diameters approached the resolution limits, which is the case here with such a value for the angular diameter for HD 3360.

We also compared our extinction values with those of Challouf et al. (2014). We computed the extinction of our 18 stars by combining the Q -method from Johnson & Morgan (1953) and the intrinsic colors method by Wegner (2014). We found consistent results with *Stilism*, except for one star, namely HD 149438. This star has a smaller *Gaia* parallax value than HIPPARCOS, but the values of the extinction are consistent ($A_V = 0.21$ mag for *Gaia* versus $A_V = 0.15$ mag for HIPPARCOS). The uncertainty of the *Gaia* parallax is larger than the one of HIPPARCOS. We suggest this star could be oversaturated in *Gaia* photometry broadbands. In Fig. 2, we included the data for HD 149438 using the HIPPARCOS parallax (orange dot). The choice of the parallax does not affect the SBCR at more than 1σ . For consistency, we decided to keep the *Gaia* parallax value for HD 149438 in this work.

In Fig. 3, we included a comparison between our SBCR for early-type stars and the relations of Boyajian et al. (2014), Kervella et al. (2004), Challouf et al. (2014), and Adams et al. (2018). The bottom panel shows the normalized difference we expect in terms of the angular diameter between our SBCR and these relations on the $-0.6 < V-K < 0.6$ mag color range. The first two references have been largely used so far, and their $V-K$ color domain of validity cover a large part of the early-type range. Conversely to our SBCR, these relations are fully linear. We expect a difference on the angular diameter of more

than 5% for $V-K > 0$ mag using the relations of Kervella et al. (2004) and Adams et al. (2018). We find an agreement of less than 4% on the angular diameter with the linear relation of Boyajian et al. (2014) for $V-K > -0.2$ mag. This comparison demonstrates that a linear SBCR for early-type stars is no longer valid for $V-K < -0.2$ mag. Comparing our new relation with the dwarfs relation of Challouf et al. (2014) leads to a good agreement of less than 5% on $-0.6 < V-K < 0.6$ mag. The agreement is even more evident for $V-K > 0$ mag, with a difference of at most 2% on the angular diameter estimate.

Among the eight stars measured by Challouf et al. (2014), six of them do not fulfill the stellar characteristics criteria, which can also explain this gap. The inconsistency we see for $V-K < -0.2$ mag can also be explained by the consideration of photometric uncertainties. Indeed, Challouf et al. (2014) have assumed respective errors of 0.015 mag and 0.03 mag on the V and K photometries of their sample, while, via this work, we see that the infrared K photometry plays a major role in the calibration of a SBCR. The uncertainty on the K photometry often exceeds 0.03 mag in our sample, considering an arbitrary error could therefore induce an underestimation of the photometric uncertainty and finally a bias in the calibration of the relation.

Taormina et al. (2019, 2020) analyzed two early-type eclipsing binaries in the LMC with the aim to obtain precise and accurate stellar parameters of each early-type stars, which were then used to derive the surface brightness. They compare the measurements of their first binary system BLMC-01 of class IV or V, with the all-classes relation of Challouf et al. (2014) and they find good agreement. However, their measurements are inconsistent with our inhomogeneous K/K_s SBCR (see light-gray dots on Fig. 2) at more than 5.5σ . The disagreement is lower but still significant when considering the SBCR converted into K_s system. Such inconsistencies require more investigation.

6. Updating late-type stars SBCRs and linking to early-type stars

6.1. Update on late-type SBCRs

In Paper I, we implemented SBCRs using *Gaia* photometry. We noticed an error in the extinction calculation for the G -band. Indeed, Eq. (11) from Paper 1 should have been rewritten in the following way (Danielski et al. 2018):

$$A_G = A_V \times (a_1 + a_2(G-K)_0 + a_3(G-K)_0^2 + a_4(G-K)_0^3) + a_5A_V + a_6A_V^2 + a_7(G-K)_0A_V, \quad (7)$$

with $a_1 = 0.935556283$, $a_2 = -0.090722012$, $a_3 = 0.014422056$, $a_4 = -0.002659072$, $a_5 = -0.030029634$, $a_6 = 0.000607315$, and $a_7 = 0.002713748$. The converted SBCRs using the *Gaia* photometry are shown in Fig. 4, together with their parameters in Table 4. The expected precision on the angular diameter ranges from 1.1 to 2.5%.

We also propose to improve the calibration of our SBCRs for late-type stars obtained in Paper I by using transformation equations to build a uniform infrared photometry set. We used Eq. (A.1) from Carpenter (2001), namely $K_s = K - 0.044$ mag, to transform our photometric sets. The resulting SBCRs are shown in Fig. 5 for each sample (i.e., F5/K7-II/III, F5/K7-IV/V, M-II/III, and M-V stars). Their parameters are included in Table 5. The angular diameter precision ranges from 1.0 to 2.7%.

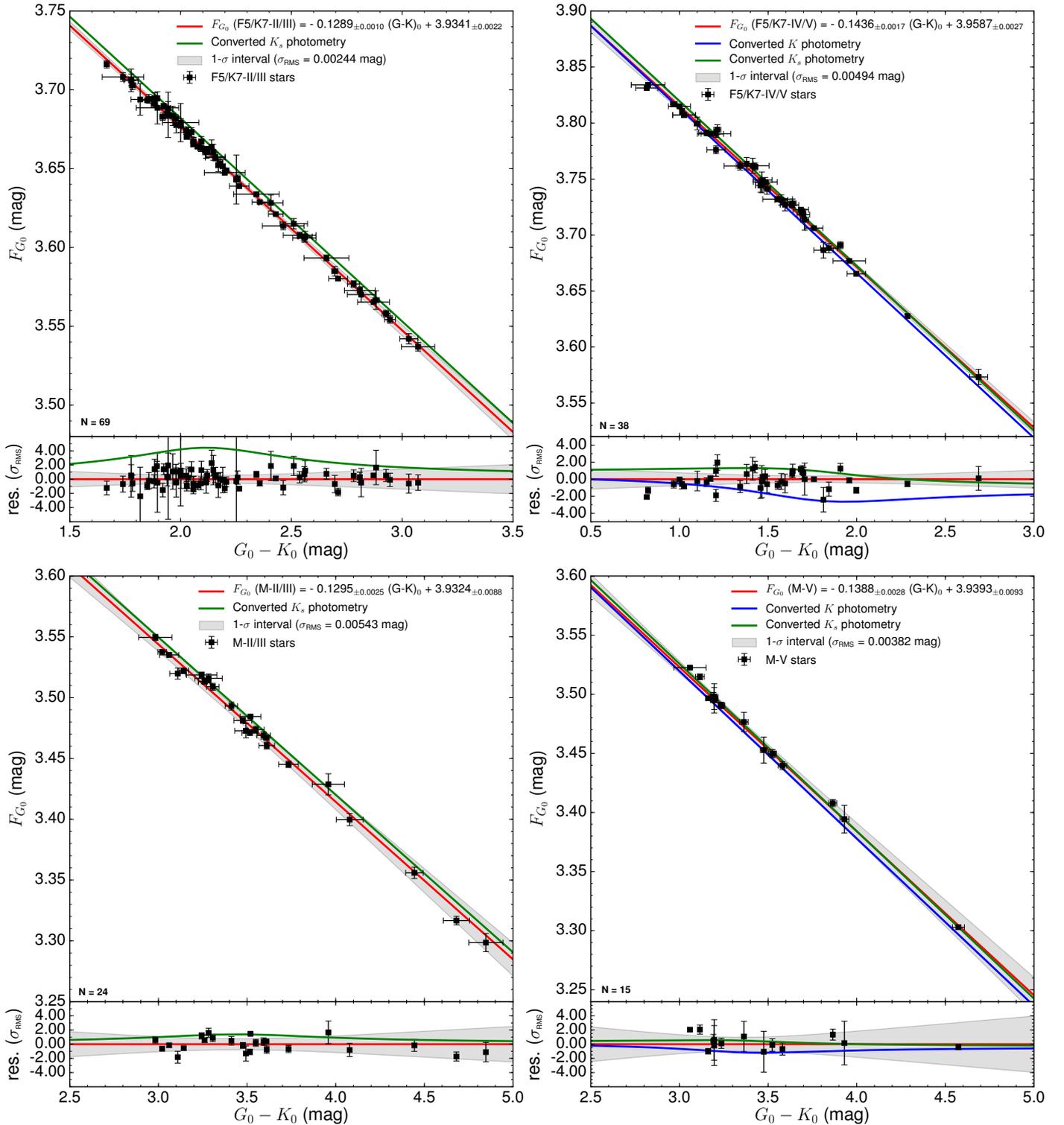


Fig. 4. Converted SBCRs for late-type stars using *Gaia* photometry, plotted above the data (black squares). Relations with converted Johnson K -photometries are shown as a blue solid line, while 2MASS K_s ones are in a green solid line. See Sect. 6.1 for more information.

6.2. Connecting late-type to early-type SBCRs

Our F5/K7-IV/V SBCR covers a color range from $V-K = 1$ mag to $V-K = 2.7$ mag, while our SBCR for early-type dwarf stars is valid up to $V-K = 0.6$ mag. There is therefore a gap in the validity domain of our relations between $V-K = 0.6$ mag and $V-K = 1$ mag. One way to solve this problem would be to merge

both samples and deduce a unique SBCR. The methodology used to develop both SBCRs differs regarding the interferometric measurements we have selected to calibrate the relations. The SBCR for early-type stars is a homogeneous relation calibrated using measurements from a single instrument, namely VEGA. On the other hand, SBCRs for late-type stars were implemented with measurements taken from different instruments. Also, we

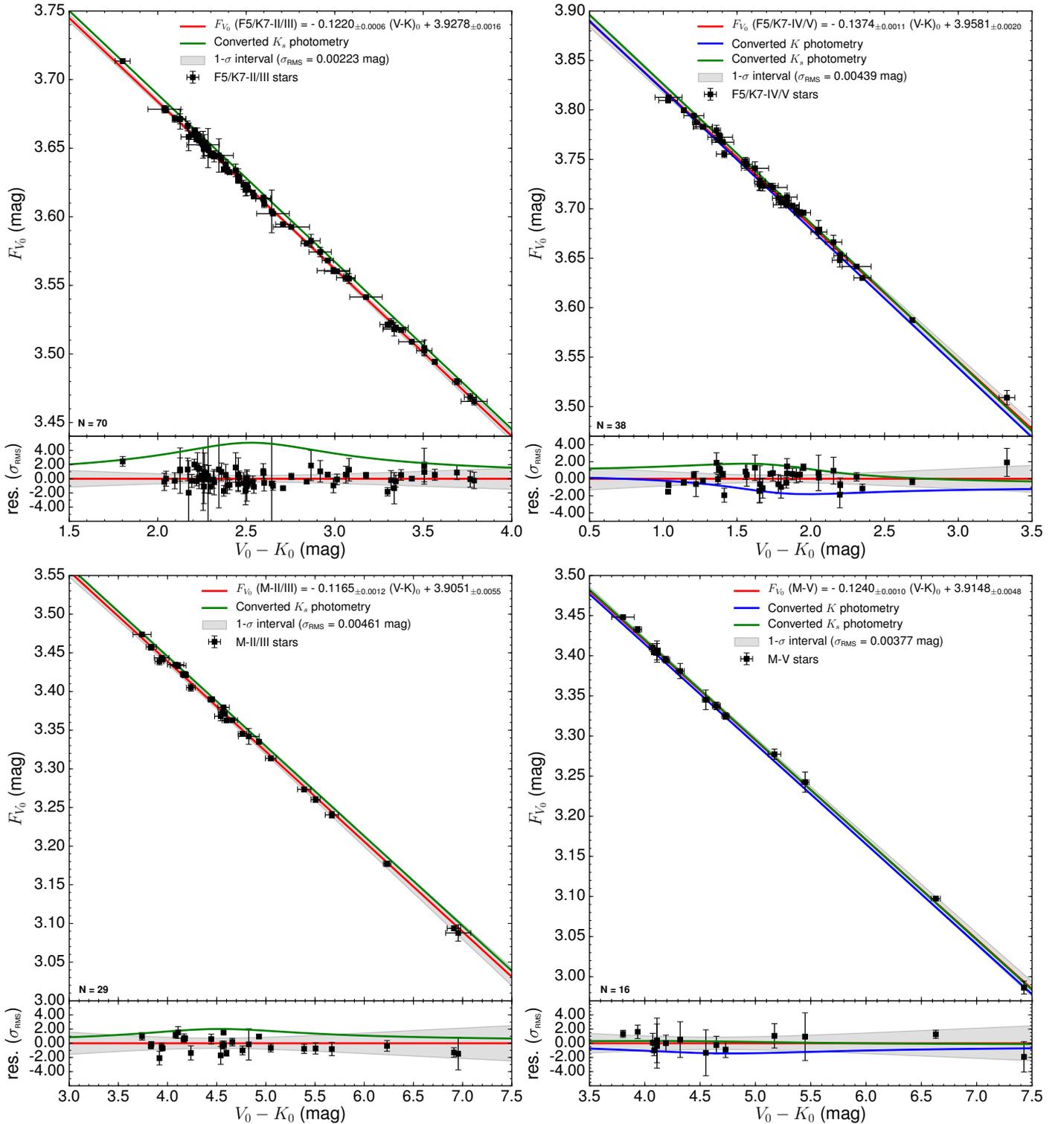


Fig. 5. SBCRs for late-type stars using a converted photometric set for each sample, plotted above the data (black squares). Relations with converted Johnson K -photometries are shown as a blue solid line, while 2MASS K_s ones are in a green solid line. See Sect. 6.1 for more information.

have shown in Paper I that SBCRs depend on the spectral type of stars, where we raised strong discrepancies between M stars and F5/K7 stars. We thus made the choice not to calibrate a single SBCR for early- and late-type stars to avoid any systematics due to a mix of spectral types, and also due to a mix of uniform and inhomogeneous sets of interferometric measurements. By extending our F5/K7-IV/V SBCR as calibrated in

Paper I (based on K and K_s photometry) until $V-K = 0.6$ mag, we find a difference of 2σ between both early-type (using K/K_s) and late-type relations. They are however consistent in the error bars at 1σ . The same result is found when comparing consistently uniform K and K_s SBCRs, respectively. We expect the CHARA/SPICA instrument to solve this gap by providing more F0 to F5 measurements.

Table 4. Parameters of the new converted SBCRs for late-type stars calibrated with *Gaia* photometry.

		N_c / N	SBCR F_{G_0} vs. $(G-K)_0$	$(G-K)$ range [mag]	σ_{RMS} [mag]	Expected $\frac{\sigma_{\theta_{\text{LD}}}}{\theta_{\text{LD}}}$ [%]
F5/K7-II/III	Paper I ^(*)		$F_{G_0} = -0.1289_{\pm 0.0010}(G-K)_0 + 3.9341_{\pm 0.0022}$	[1.6; 3.1]	0.00244	1.12
	K	0/69	$F_{G_0} = -0.1289_{\pm 0.0010}(G-K)_0 + 3.9341_{\pm 0.0022}$	[1.6; 3.1]	0.00244	1.12
	K_s	69/69	$F_{G_0} = -0.1289_{\pm 0.0010}(G-K_s)_0 + 3.9398_{\pm 0.0022}$	[1.7; 3.2]	0.00244	1.12
F5/K7-IV/V	Paper I ^(*)		$F_{G_0} = -0.1436_{\pm 0.0017}(G-K)_0 + 3.9587_{\pm 0.0027}$	[0.8; 2.7]	0.00494	2.27
	K	16/38	$F_{G_0} = -0.1472_{\pm 0.0015}(G-K)_0 + 3.9604_{\pm 0.0025}$	[0.8; 2.7]	0.00494	2.27
	K_s	22/38	$F_{G_0} = -0.1472_{\pm 0.0015}(G-K_s)_0 + 3.9669_{\pm 0.0024}$	[0.8; 2.8]	0.00494	2.27
M-II/III	Paper I ^(*)		$F_{G_0} = -0.1295_{\pm 0.0025}(G-K)_0 + 3.9324_{\pm 0.0088}$	[2.9; 4.9]	0.00543	2.50
	K	0/24	$F_{G_0} = -0.1295_{\pm 0.0025}(G-K)_0 + 3.9324_{\pm 0.0088}$	[2.9; 4.9]	0.00543	2.50
	K_s	24/24	$F_{G_0} = -0.1295_{\pm 0.0025}(G-K_s)_0 + 3.9381_{\pm 0.0089}$	[3.0; 4.9]	0.00543	2.50
M-IV/V	Paper I ^(*)		$F_{G_0} = -0.1388_{\pm 0.0028}(G-K)_0 + 3.9393_{\pm 0.0093}$	[3.0; 4.6]	0.00382	1.76
	K	13/15	$F_{G_0} = -0.1416_{\pm 0.0021}(G-K)_0 + 3.9444_{\pm 0.0069}$	[3.0; 4.6]	0.00407	1.87
	K_s	2/15	$F_{G_0} = -0.1416_{\pm 0.0021}(G-K_s)_0 + 3.9506_{\pm 0.0069}$	[3.0; 4.6]	0.00407	1.87

Notes. The corrected relations from Paper I are shown in the first row for each sample of stars. We describe the correction applied here in Sect. 6.1. The N_c/N column stands for the number of converted photometries as a fraction of the total number of stars in the sample. The RMS and the corresponding expected precision on the angular diameter are shown in the last columns. ^(*)SBCR of Paper I corrected from the extinction error (see Sect. 6.1).

Table 5. Parameters of the SBCRs for late-type stars described in Paper I, but converted into the same photometric system (see Sect. 6.1).

		N_c / N	SBCR F_{V_0} vs. $(V-K)_0$	$(V-K)$ range [mag]	σ_{RMS} [mag]	Expected $\frac{\sigma_{\theta_{\text{LD}}}}{\theta_{\text{LD}}}$ [%]
F5/K7-II/III	K	0/70	$F_{V_0} = -0.1220_{\pm 0.0006}(V-K)_0 + 3.9278_{\pm 0.0016}$	[1.8; 3.8]	0.00223	1.03
	K_s	70/70	$F_{V_0} = -0.1220_{\pm 0.0006}(V-K_s)_0 + 3.9332_{\pm 0.0016}$	[1.8; 3.9]	0.00223	1.03
F5/K7-IV/V	K	16/38	$F_{V_0} = -0.1404_{\pm 0.0014}(V-K)_0 + 3.9603_{\pm 0.0025}$	[1.0; 3.4]	0.00575	2.65
	K_s	22/38	$F_{V_0} = -0.1404_{\pm 0.0014}(V-K_s)_0 + 3.9665_{\pm 0.0025}$	[1.0; 3.4]	0.00575	2.65
M-II/III	K	0/29	$F_{V_0} = -0.1165_{\pm 0.0012}(V-K)_0 + 3.9051_{\pm 0.0055}$	[3.7; 7.0]	0.00461	2.12
	K_s	29/29	$F_{V_0} = -0.1165_{\pm 0.0012}(V-K_s)_0 + 3.9102_{\pm 0.0055}$	[3.7; 7.0]	0.00461	2.12
M-IV/V	K	14/16	$F_{V_0} = -0.1247_{\pm 0.0009}(V-K)_0 + 3.9133_{\pm 0.0044}$	[3.8; 7.4]	0.00404	1.86
	K_s	2/16	$F_{V_0} = -0.1247_{\pm 0.0009}(V-K_s)_0 + 3.9188_{\pm 0.0044}$	[3.8; 7.4]	0.00404	1.86

Notes. The N_c/N column stands for the number of converted photometries as a fraction of the total number of stars in the sample. The RMS and the corresponding expected precision on the angular diameter are shown in the last columns.

7. Conclusions and perspectives

We carefully selected 18 early-type stars according to selection criteria in order to measure their angular diameter with the VEGA combiner at the CHARA Array interferometer. The mean precision we obtain on our angular diameter measurements is 2%. Using our SBCR leads to an expected statistical precision of 2.3% on the derived angular diameter, but the user should take care of photometric conversion issues discussed in Sect 5.2.

This work supports the results shown by Paper I. Indeed, to reach such statistical precision, we demonstrated the necessity of implementing selection criteria in order to calibrate the SBCRs. We also showed the need of including the $V-K$ uncertainties in the fitting process. In Paper I, we showed that SBCRs for late-type stars depend on the class of stars. In this work, and as a first step, we considered only dwarfs and subgiants stars. We also improved SBCRs for late-type stars presented in Paper I by converting the photometric data into the same system, and also by correcting the calculation of the extinction in the *Gaia* band.

The lack of a large set of homogeneous angular diameter interferometric measurements remains a major problem in the implementation of SBCRs. With the future SPICA instrument (Mourard et al. 2018) that will be installed at the CHARA array, we expect to derive the angular diameter of 800 stars all over the HR diagram, with a 1% precision level. CHARA/SPICA will also study rotation, multiplicity, wind, and environment by performing images in the visible domain. That should therefore reinforce our knowledge of SBCRs for early-type stars and in particular help to better understand the impact of stellar activity.

Acknowledgements. This work is based upon observations obtained with the Georgia State University Center for High Angular Resolution Astronomy Array at Mount Wilson Observatory. The CHARA Array is supported by the National Science Foundation under Grant No. AST-1636624 and AST-1715788. Institutional support has been provided from the GSU College of Arts and Sciences and the GSU Office of the Vice President for Research and Economic Development. This work made use of the JMMC Measured stellar Diameters Catalog (Duvert 2016). This research made use of the SIMBAD and VIZIER⁸ databases at CDS, Strasbourg (France) and the electronic bibliography maintained by the

⁸ Available at <http://cdsweb.u-strasbg.fr/>

NASA/ADS system. This work has made use of data from the European Space Agency (ESA) mission *Gaia* (<https://www.cosmos.esa.int/gaia>). This research has made use of the Jean-Marie Mariotti Center OIFITS Explorer service⁹. This research also made use of Astropy, a community-developed core Python package for Astronomy (Astropy Collaboration 2018). MT acknowledges financial support from the Polish National Science Center grant PRELUDIUM 2016/21/N/ST9/03310. The research leading to these results has received funding from the European Research Council (ERC) under the European Union's Horizon 2020 research and innovation program (grant agreement No 695 099) and from the National Science Center, Poland grant BEETHOVEN UMO-2018/31/G/ST9/03050. We acknowledge support from the DIR/WK/2018/09 grant of the Polish Ministry of Science and Higher Education.

References

- Adams, A. D., Boyajian, T. S., & van Braun, K. 2018, *MNRAS*, **473**, 3608
- Astropy Collaboration (Price-Whelan, A. M., et al.) 2018, *AJ*, **156**, 123
- Barnes, T. G., & Evans, D. S. 1976, *MNRAS*, **174**, 489
- Bessell, M. S., & Brett, J. M. 1988, *PASP*, **100**, 1134
- 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
- Bourges, L., Mella, G., Lafrasse, S., et al. 2017, *VizieR Online Data Catalog: II/346*
- Boyajian, T. S., van Belle, G. T., & von Braun, K. 2014, *AJ*, **147**, 47
- Capitanio, L., Lallement, R., Vergely, J. L., Elyajouri, M., & Monreal-Ibero, A. 2017, *A&A*, **606**, A65
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, **345**, 245
- Carpenter, J. M. 2001, *AJ*, **121**, 2851
- Casagrande, L., Portinari, L., Glass, I. S., et al. 2014, *MNRAS*, **439**, 2060
- Challouf, M., Nardetto, N., Mourard, D., et al. 2014, *A&A*, **570**, A104
- Challouf, M., Nardetto, N., Domiciano de Souza, A., et al. 2015, *A&A*, **579**, A107
- Claret, A., & Bloemen, S. 2011, *A&A*, **529**, A75
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, 2MASS All Sky Catalog of point sources.
- Danielski, C., Babusiaux, C., Ruiz-Dern, L., Sartoretti, P., & Arenou, F. 2018, *A&A*, **614**, A19
- Ducati, J. R. 2002, *VizieR Online Data Catalog: II/237*
- Duvert, G. 2016, *VizieR Online Data Catalog: II/345*
- Gaia Collaboration (Brown, A. G. A., et al.) 2018, *A&A*, **616**, A1
- Gaia Collaboration (Brown, A. G. A., et al.) 2021, *A&A*, **649**, A1
- Gallenne, A., Pietrzyński, G., Graczyk, D., et al. 2018, *A&A*, **616**, A68
- Gordon, K. D., Gies, D. R., Schaefer, G. H., et al. 2018, *ApJ*, **869**, 37
- Gordon, K. D., Gies, D. R., Schaefer, G. H., Huber, D., & Ireland, M. 2019, *ApJ*, **873**, 91
- Graczyk, D., Pietrzyński, G., Thompson, I. B., et al. 2020, *ApJ*, **904**, 13
- Johnson, H. L., & Morgan, W. W. 1953, *ApJ*, **117**, 313
- Kervella, P., Thévenin, F., Di Folco, E., & Ségransan, D. 2004, *A&A*, **426**, 297
- Kharchenko, N. V., & Roeser, S. 2009, *VizieR Online Data Catalog: I/280*
- Lafrasse, S., Mella, G., Bonneau, D., et al. 2010, *VizieR Online Data Catalog: II/300*
- Lallement, R., Vergely, J. L., Valette, B., et al. 2014, *A&A*, **561**, A91
- Leavitt, H. S., & Pickering, E. C. 1912, *Harvard College Observatory Circular*, **173**, 1
- Maestro, V., Che, X., Huber, D., et al. 2013, *MNRAS*, **434**, 1321
- Martins, F., Hervé, A., Bouret, J. C., et al. 2015, *A&A*, **575**, A34
- Mourard, D., Clausse, J. M., Marcotto, A., et al. 2009, *A&A*, **508**, 1073
- Mourard, D., Bério, P., Perraut, K., et al. 2011, *A&A*, **531**, A110
- Mourard, D., Nardetto, N., ten Brummelaar, T., et al. 2018, *Proc. SPIE Conf. Ser.*, **10701**, 1070120
- Pietrzyński, G., Graczyk, D., Gallenne, A., et al. 2019, *Nature*, **567**, 200
- Planck Collaboration VI. 2020, *A&A*, **641**, A6
- Riess, A. G., Casertano, S., Yuan, W., Macri, L. M., & Scolnic, D. 2019, *ApJ*, **876**, 85
- Salsi, A., Nardetto, N., Mourard, D., et al. 2020, *A&A*, **640**, A2
- Samus', N. N., Kazarovets, E. V., Durlevich, O. V., Kireeva, N. N., & Pastukhova, E. N. 2017, *Astron. Rep.*, **61**, 80
- Tallon-Bosc, I., Tallon, M., Thiébaud, E., et al. 2008, *SPIE Conf. Ser.*, **7013**, 70131J
- Taormina, M., Pietrzyński, G., Pilecki, B., et al. 2019, *ApJ*, **886**, 111
- Taormina, M., Kudritzki, R.-P., Puls, J., et al. 2020, *ApJ*, **890**, 137
- ten Brummelaar, T. A., McAlister, H. A., Ridgway, S. T., et al. 2005, *ApJ*, **628**, 453
- Vilardell, F., Ribas, I., Jordi, C., Fitzpatrick, E. L., & Guinan, E. F. 2010, *A&A*, **509**, A70
- Wegner, W. 2014, *Acta Astron.*, **64**, 261
- Wesselink, A. J. 1969, *MNRAS*, **144**, 297
- White, T. R., Huber, D., Mann, A. W., et al. 2018, *MNRAS*, **477**, 4403
- Wong, K. C., Suyu, S. H., Chen, G. C. F., et al. 2020, *MNRAS*, **498**, 1420

⁹ Available at <http://www.jmmc.fr/oifitsexplorer>

Appendix A: VEGA visibility curves

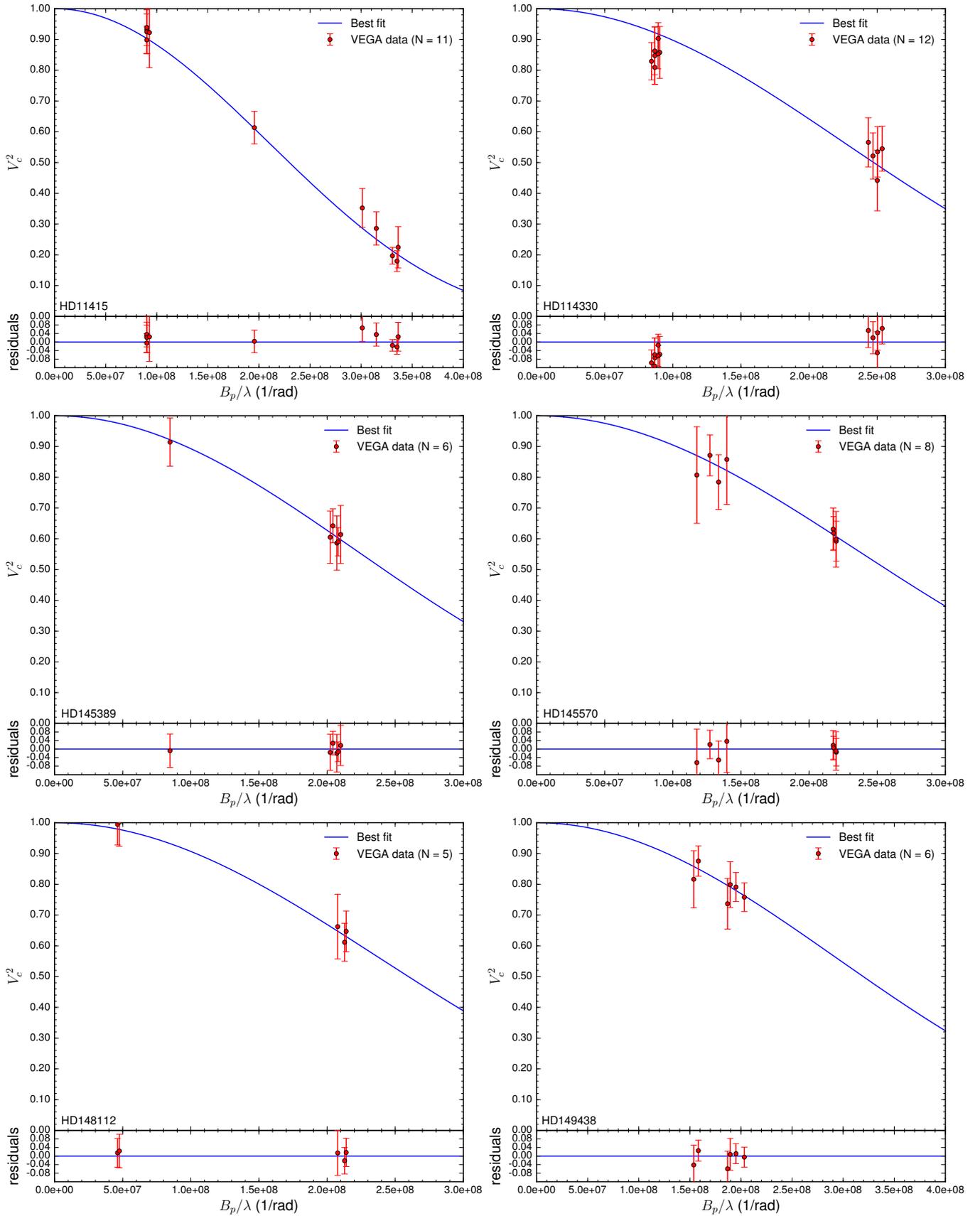


Fig. A.1. Squared visibility versus spatial frequency for all stars in our sample with their corresponding statistical uncertainties (red dots). The solid blue lines indicate the best uniform-disk model obtained from the LITpro fitting software. See Sect. 3 for a detailed description of the fitting strategy.

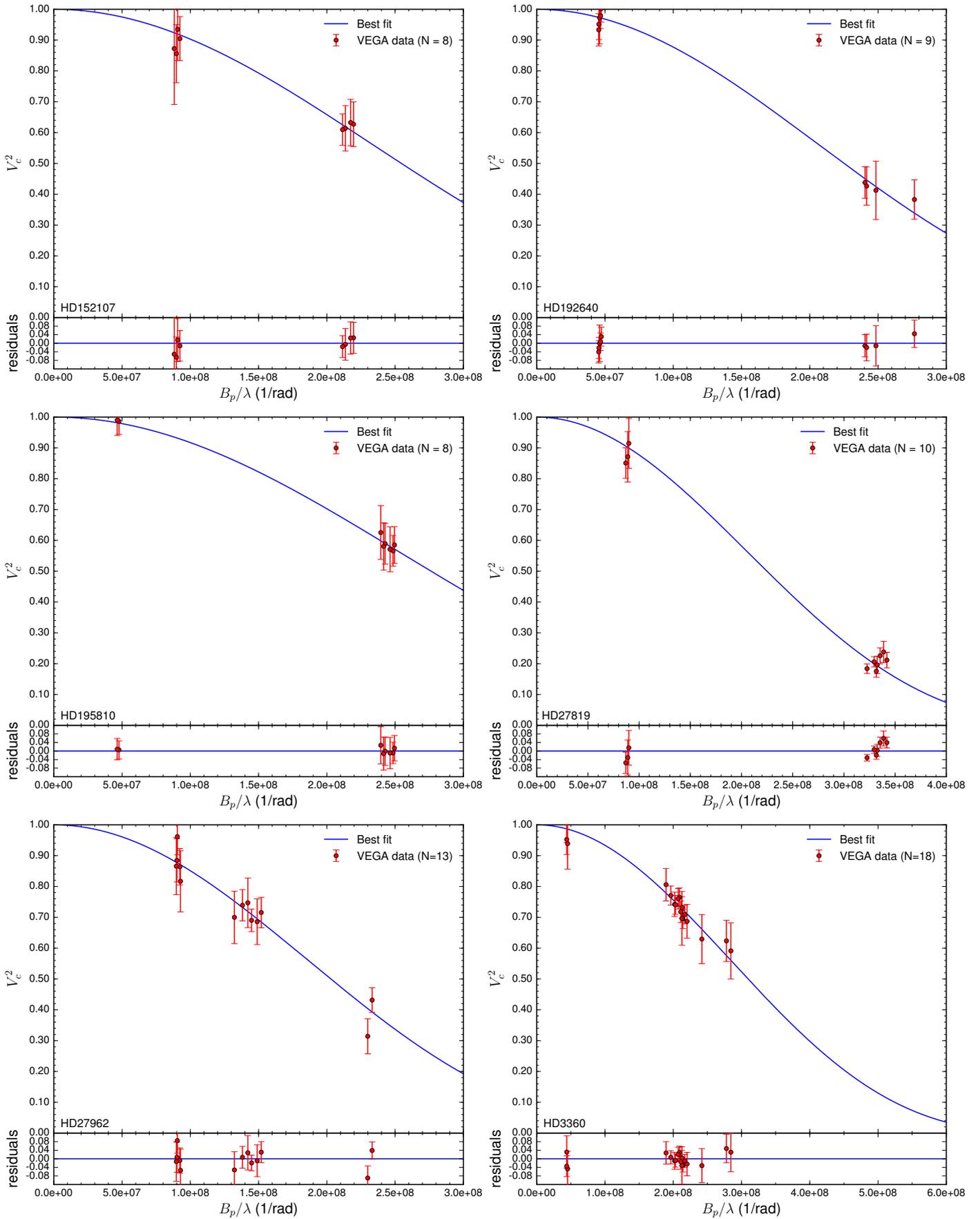


Fig. A.1. continued.

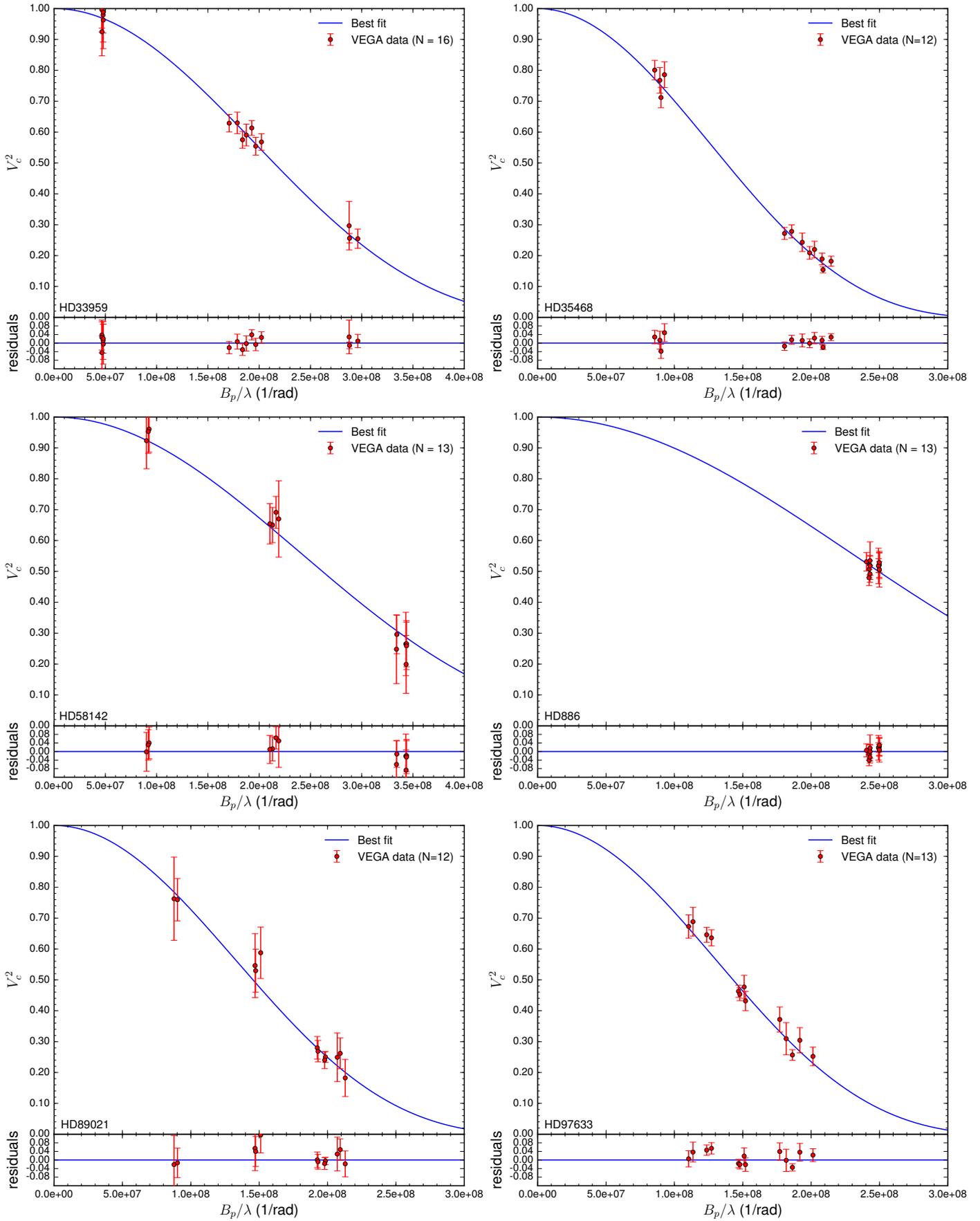


Fig. A.1. continued.

Appendix B: Observing log

Table B.1. VEGA observing log of the 18 early-type stars.

Star	Date [yyyy.mm.dd]	Peak	HA [h]	λ [nm]	λ_{\min} [nm]	λ_{\max} [nm]	B_p [m]	Arg [deg]	S/N	V_{cal}^2 stat±syst
HD 11415	2019.10.07	1	3.39	710	700	720	65.87	-165.17	15.33	0.922 ±0.114±0.003
	2019.10.07	1	3.40	730	720	740	65.87	-165.27	20.17	0.898 ±0.045±0.004
	2019.10.07	1	3.79	730	720	740	65.87	-170.48	12.92	0.925 ±0.072±0.005
	2019.10.07	1	4.14	730	720	740	65.86	-175.28	18.26	0.932 ±0.051±0.004
	2019.10.07	1	4.53	730	720	740	65.86	179.49	11.13	0.939 ±0.084±0.004
	2020.07.18	1	-3.41	730	720	740	219.83	-51.60	5.60	0.353 ±0.063±0.007
	2020.07.18	1	-2.50	730	720	740	229.86	-65.39	5.26	0.286 ±0.054±0.005
	2020.07.19	1	-6.57	730	720	740	241.34	34.36	7.29	0.197 ±0.027±0.017
	2020.07.19	1	-5.50	730	720	740	244.59	21.34	5.29	0.180 ±0.034±0.015
	2020.07.19	1	-4.98	730	720	740	245.45	14.99	3.33	0.225 ±0.067±0.019
2020.07.20	1	-1.90	730	720	740	142.75	-89.44	11.57	0.613 ±0.053±0.015	
HD 114330	2019.02.23	1	0.94	730	720	740	182.53	12.90	4.48	0.442 ±0.099±0.025
	2019.02.23	1	2.18	710	700	720	177.66	-2.94	6.54	0.535 ±0.082±0.032
	2019.02.23	1	2.21	730	720	740	177.73	-3.34	7.09	0.566 ±0.080±0.024
	2019.02.23	1	2.68	710	700	720	180.08	-9.39	7.49	0.545 ±0.073±0.033
	2019.02.23	1	2.70	730	720	740	180.21	-9.61	6.96	0.522 ±0.075±0.022
	2020.03.04	1	-0.41	705	695	715	62.90	-114.85	17.61	0.853 ±0.048±0.005
	2020.03.04	1	-0.41	725	715	735	62.90	-114.85	14.76	0.809 ±0.055±0.002
	2020.03.04	1	-0.08	705	695	715	61.16	-115.11	11.59	0.829 ±0.061±0.002
	2020.03.04	1	-0.08	725	715	735	61.16	-115.11	9.20	0.863 ±0.077±0.002
	2020.03.07	1	-1.26	725	715	735	65.54	-114.99	10.20	0.858 ±0.084±0.005
	2020.03.07	1	-0.42	705	695	715	62.96	-114.84	17.71	0.903 ±0.051±0.011
	2020.03.07	1	-0.42	725	715	735	62.96	-114.84	9.01	0.848 ±0.094±0.002
HD 145389	2019.05.02	1	2.22	730	720	740	151.21	-141.88	6.65	0.586 ±0.088±0.008
	2019.05.02	1	2.69	710	700	720	149.07	-147.98	9.56	0.614 ±0.094±0.008
	2019.05.02	1	2.68	730	720	740	149.11	-147.84	11.63	0.642 ±0.055±0.010
	2019.05.02	1	2.98	710	700	720	147.74	-151.96	12.80	0.590 ±0.046±0.009
	2019.05.02	1	3.00	730	720	740	147.66	-152.22	7.14	0.605 ±0.085±0.009
	2020.03.04	1	-1.86	725	715	735	61.42	-105.17	11.66	0.914 ±0.078±0.002
HD 145570	2019.06.14	1	-0.78	710	700	720	154.56	-110.12	9.34	0.631 ±0.069±0.013
	2019.06.17	1	-1.96	710	700	720	154.79	-113.22	11.50	0.619 ±0.054±0.010
	2019.06.17	2	-1.94	710	700	720	83.50	87.05	5.14	0.807 ±0.157±0.006
	2019.06.17	1	-1.62	710	700	720	156.03	-112.12	6.60	0.598 ±0.091±0.010
	2019.06.17	2	-1.53	710	700	720	90.32	88.32	13.09	0.871 ±0.067±0.004
	2019.06.17	1	-1.22	710	700	720	156.14	-111.08	9.13	0.592 ±0.065±0.009
	2019.06.17	2	-1.21	710	700	720	94.85	89.21	8.81	0.784 ±0.089±0.004
	2019.06.17	2	-0.86	710	700	720	99.11	90.15	5.86	0.858 ±0.147±0.006
HD 148112	2019.06.15	1	-1.77	730	720	740	151.68	-108.73	8.61	0.662 ±0.105±0.033
	2019.06.15	1	-1.20	730	720	740	155.38	-110.31	9.89	0.612 ±0.062±0.026
	2019.06.15	1	-0.68	730	720	740	156.24	-112.09	9.80	0.647 ±0.066±0.032
	2019.08.16	1	4.37	710	700	720	33.77	145.58	12.78	1.002 ±0.078±0.002
	2019.08.16	1	4.39	730	720	740	33.76	145.54	14.82	0.995 ±0.067±0.002
HD 149438	2019.06.17	1	-0.12	710	700	720	144.32	-102.73	13.50	0.758 ±0.047±0.010
	2019.06.17	1	0.27	710	700	720	138.51	-100.46	16.78	0.791 ±0.047±0.010
	2019.06.17	1	0.28	730	720	740	138.35	-100.40	10.72	0.799 ±0.075±0.013
	2019.06.17	1	1.52	710	700	720	112.40	-92.91	15.05	0.875 ±0.049±0.011
	2019.06.17	1	1.52	730	720	740	112.27	-92.88	8.79	0.816 ±0.093±0.014
2020.03.05	1	-0.04	705	695	715	131.76	36.02	12.03	0.737 ±0.082±0.011	

Notes. The columns list the date, the hour angle HA, the mean, the minimum, and the maximum wavelengths over which the squared visibility is calculated, the projected baseline length B_p , its orientation Arg, and the signal-to-noise ratio (S/N). The last column provides the calibrated squared visibility V_{cal}^2 together with the statistic and the systematic errors. The data are available on the Jean-Marie Mariotti Center OiDB service (available at <http://oidb.jmmc.fr>). The interferometric observations are described in Sect. 3.

Table B.1. continued.

Star	Date [yyyy.mm.dd]	Peak	HA [h]	λ [nm]	λ_{\min} [nm]	λ_{\max} [nm]	B_p [m]	Arg [deg]	S/N	$V^2_{\text{cal}_{\text{stat}}\text{ syst}}$
HD 152107	2019.06.15	1	0.91	710	700	720	155.89	−126.31	8.65	0.627 $\pm 0.073 \pm 0.013$
	2019.06.15	1	0.89	730	720	740	155.91	−126.155	8.33	0.614 $\pm 0.074 \pm 0.010$
	2019.06.15	1	1.53	710	700	720	154.36	−133.49	8.40	0.633 $\pm 0.075 \pm 0.010$
	2019.06.15	1	1.52	730	720	740	154.39	−133.41	11.92	0.610 $\pm 0.051 \pm 0.009$
	2020.03.04	1	−1.09	705	695	715	63.97	−112.32	9.26	0.935 $\pm 0.101 \pm 0.002$
	2020.03.04	1	−1.09	725	715	735	63.96	−112.30	4.81	0.873 $\pm 0.182 \pm 0.002$
	2020.03.04	1	−0.56	705	695	715	65.10	−117.60	12.67	0.905 $\pm 0.071 \pm 0.003$
	2020.03.04	1	−0.56	725	715	735	65.09	−117.54	9.07	0.856 $\pm 0.094 \pm 0.002$
HD 192640	2019.07.06	1	0.79	710	700	720	176.39	−27.36	5.96	0.413 $\pm 0.094 \pm 0.005$
	2019.07.06	1	0.79	730	720	740	176.39	−27.38	6.88	0.427 $\pm 0.062 \pm 0.005$
	2019.07.06	1	1.17	730	720	740	175.53	−30.27	8.47	0.438 $\pm 0.052 \pm 0.005$
	2019.08.15	1	2.47	730	720	740	33.15	151.85	13.76	0.933 $\pm 0.052 \pm 0.001$
	2019.08.15	2	2.47	730	720	740	201.98	−37.34	5.97	0.383 $\pm 0.064 \pm 0.006$
	2019.08.16	1	1.75	710	700	720	33.59	156.70	17.96	1.002 $\pm 0.044 \pm 0.001$
	2019.08.16	1	1.74	730	720	740	33.60	156.77	11.38	0.972 $\pm 0.085 \pm 0.001$
	2019.08.16	1	2.36	710	700	720	33.23	152.55	23.78	0.979 $\pm 0.041 \pm 0.001$
	2019.08.16	1	2.33	730	720	740	33.25	152.72	19.09	0.952 $\pm 0.050 \pm 0.001$
HD 195810	2019.07.06	1	1.67	710	700	720	174.90	−33.63	12.65	0.571 $\pm 0.073 \pm 0.010$
	2019.07.06	1	1.66	730	720	740	174.86	−33.57	7.17	0.625 $\pm 0.087 \pm 0.011$
	2019.07.06	1	2.09	710	700	720	176.42	−35.59	11.32	0.566 $\pm 0.050 \pm 0.011$
	2019.07.06	1	2.08	730	720	740	176.40	−35.56	7.55	0.580 $\pm 0.077 \pm 0.010$
	2019.07.06	1	2.43	710	700	720	177.17	−36.93	9.82	0.585 $\pm 0.060 \pm 0.013$
	2019.07.06	1	2.43	730	720	740	177.17	−36.93	8.89	0.589 $\pm 0.066 \pm 0.011$
	2019.08.17	1	2.99	710	700	720	33.92	149.87	23.50	0.986 $\pm 0.042 \pm 0.001$
	2019.08.17	1	3.00	730	720	740	33.92	149.82	19.92	0.990 $\pm 0.050 \pm 0.001$
HD 27819	2019.10.07	1	−2.12	730	720	740	63.50	−112.26	17.10	0.851 $\pm 0.050 \pm 0.008$
	2019.10.07	1	−1.70	730	720	740	64.91	−113.64	10.64	0.871 $\pm 0.082 \pm 0.007$
	2019.10.07	1	−1.29	730	720	740	65.67	−115.17	11.30	0.915 $\pm 0.081 \pm 0.008$
	2019.10.09	1	−0.89	710	700	720	242.78	25.72	8.39	0.212 $\pm 0.025 \pm 0.031$
	2019.10.09	1	−0.88	730	720	740	242.71	25.63	6.94	0.196 $\pm 0.028 \pm 0.028$
	2019.10.09	1	−0.50	710	700	720	240.55	22.80	6.89	0.238 $\pm 0.035 \pm 0.033$
	2019.10.09	1	−0.51	730	720	740	240.58	22.84	12.26	0.206 $\pm 0.017 \pm 0.028$
	2019.10.09	1	−0.08	710	700	720	238.10	19.40	8.07	0.226 $\pm 0.026 \pm 0.028$
	2019.10.09	1	0.39	710	700	720	235.49	15.25	8.39	0.176 $\pm 0.020 \pm 0.022$
2019.10.09	1	0.38	730	720	740	235.52	15.31	11.87	0.184 $\pm 0.015 \pm 0.024$	
HD 27962	2019.10.07	1	−0.90	710	700	720	65.87	−116.84	8.26	0.817 $\pm 0.099 \pm 0.010$
	2019.10.07	1	−0.92	730	720	740	65.87	−116.77	12.64	0.885 $\pm 0.070 \pm 0.009$
	2019.10.07	1	−0.45	710	700	720	65.52	−119.09	14.64	0.864 $\pm 0.059 \pm 0.009$
	2019.10.07	1	−0.45	730	720	740	65.51	−119.11	9.38	0.866 $\pm 0.092 \pm 0.007$
	2019.10.07	1	0.10	710	700	720	64.24	−122.33	16.21	0.962 $\pm 0.059 \pm 0.010$
	2019.10.10	1	−1.67	710	700	720	165.56	−6.20	1.81	0.432 $\pm 0.040 \pm 0.019$
	2019.10.10	1	−1.67	720	700	740	165.56	−6.17	5.53	0.314 $\pm 0.057 \pm 0.019$
	2020.12.16	1	−1.51	710	700	720	93.93	105.62	8.24	0.700 $\pm 0.085 \pm 0.023$
	2020.12.16	1	−0.88	710	700	720	100.92	101.70	9.30	0.747 $\pm 0.080 \pm 0.017$
	2020.12.16	1	−0.89	730	720	740	100.89	101.72	14.54	0.739 $\pm 0.051 \pm 0.021$
	2020.12.16	1	−0.22	710	700	720	105.76	98.17	9.23	0.686 $\pm 0.074 \pm 0.016$
	2020.12.16	1	−0.23	730	720	740	105.74	98.19	18.87	0.690 $\pm 0.037 \pm 0.020$
	2020.12.16	1	0.50	710	700	720	107.88	94.72	14.49	0.716 $\pm 0.049 \pm 0.020$
HD 3360	2019.08.15	1	−0.68	710	700	720	32.08	175.73	11.37	0.939 $\pm 0.083 \pm 0.001$
	2019.08.15	2	−0.71	710	700	720	201.90	−13.57	6.21	0.591 $\pm 0.091 \pm 0.007$
	2019.08.15	1	−0.70	730	720	740	32.09	175.85	19.57	0.952 $\pm 0.049 \pm 0.001$
	2019.08.16	1	−1.26	730	720	740	32.11	−179.09	13.46	1.018 $\pm 0.076 \pm 0.001$
	2019.08.16	2	−1.26	730	720	740	202.87	−8.25	9.36	0.624 $\pm 0.067 \pm 0.011$
	2020.08.26	1	−2.75	705	695	715	133.59	−83.32	15.32	0.806 $\pm 0.053 \pm 0.005$
	2020.08.26	1	−1.96	705	695	715	142.47	−93.06	18.79	0.742 $\pm 0.039 \pm 0.010$

Table B.1. continued.

Star	Date [yyyy.mm.dd]	Peak	HA [h]	λ [nm]	λ_{\min} [nm]	λ_{\max} [nm]	B_p [m]	Arg [deg]	S/N	V_{cal}^2 stat+syst
	2020.08.26	1	-1.96	725	715	735	142.47	-93.06	24.95	0.771 $\pm 0.031 \pm 0.010$
	2020.08.26	1	-1.40	705	695	715	147.43	-99.61	25.44	0.765 $\pm 0.030 \pm 0.015$
	2020.08.26	1	-1.40	725	715	735	147.43	-99.61	24.16	0.741 $\pm 0.031 \pm 0.013$
	2020.08.26	1	-1.00	725	715	735	150.34	-104.32	22.90	0.760 $\pm 0.033 \pm 0.014$
	2020.08.26	1	0.13	705	695	715	155.25	-117.31	12.55	0.687 $\pm 0.055 \pm 0.012$
	2020.08.36	1	0.13	725	715	735	155.25	-117.31	22.27	0.695 $\pm 0.031 \pm 0.009$
	2020.08.29	1	-1.94	710	700	720	171.79	-3.35	7.91	0.629 $\pm 0.080 \pm 0.015$
	2020.08.30	1	-0.87	710	700	720	151.08	-105.72	7.99	0.697 $\pm 0.087 \pm 0.011$
	2020.08.30	1	-0.26	710	700	720	154.04	-112.78	23.36	0.709 $\pm 0.030 \pm 0.015$
	2020.08.30	1	-0.26	730	720	740	154.04	-112.78	20.52	0.718 $\pm 0.035 \pm 0.012$
	2020.08.30	1	0.18	730	720	740	155.36	-117.88	20.73	0.732 $\pm 0.035 \pm 0.010$
HD 33959	2019.08.17	1	-3.64	710	700	720	34.00	-159.96	11.11	0.980 $\pm 0.088 \pm 0.001$
	2019.08.17	1	-3.65	730	720	740	34.00	-159.95	13.75	0.996 $\pm 0.072 \pm 0.001$
	2019.08.17	1	-3.26	710	700	720	34.05	-162.80	14.53	0.989 $\pm 0.068 \pm 0.001$
	2019.08.17	2	-3.24	710	700	720	210.32	10.48	8.18	0.255 $\pm 0.031 \pm 0.004$
	2019.08.17	1	-3.27	730	720	740	34.05	-162.76	14.37	1.007 $\pm 0.070 \pm 0.001$
	2019.08.17	2	-3.24	730	720	740	210.31	10.42	16.78	0.256 $\pm 0.015 \pm 0.004$
	2019.08.17	1	-2.81	710	700	720	34.07	-166.35	10.39	0.963 $\pm 0.093 \pm 0.001$
	2019.08.17	1	-2.83	730	720	740	34.07	-166.15	11.85	0.925 $\pm 0.078 \pm 0.001$
	2019.08.17	2	-2.82	730	720	740	210.06	6.55	3.78	0.297 $\pm 0.079 \pm 0.005$
	2020.08.26	1	-3.41	705	695	715	120.39	-91.44	22.24	0.629 $\pm 0.028 \pm 0.056$
	2020.08.26	1	-2.97	705	695	715	129.56	-94.82	21.21	0.575 $\pm 0.027 \pm 0.084$
	2020.08.26	1	-2.97	725	715	735	129.56	-94.82	18.09	0.630 $\pm 0.035 \pm 0.072$
	2020.08.26	1	-2.61	705	695	715	135.92	-97.39	25.38	0.613 $\pm 0.024 \pm 0.071$
	2020.08.26	1	-2.61	725	715	735	135.92	-97.39	16.74	0.591 $\pm 0.035 \pm 0.005$
	2020.08.26	1	-2.18	705	695	715	142.58	-100.48	21.21	0.568 $\pm 0.027 \pm 0.083$
	2020.08.26	1	-2.18	725	715	735	142.58	-100.48	19.17	0.554 $\pm 0.029 \pm 0.068$
HD 35468	2019.10.05	1	-1.20	710	700	720	65.85	-115.71	18.80	0.786 $\pm 0.042 \pm 0.004$
	2019.10.05	1	-1.19	730	720	740	65.85	-115.72	21.47	0.712 $\pm 0.033 \pm 0.003$
	2019.10.05	1	-0.73	730	720	740	65.27	-116.74	18.46	0.768 $\pm 0.042 \pm 0.003$
	2019.10.05	1	0.08	730	720	740	62.49	-119.41	25.37	0.801 $\pm 0.032 \pm 0.003$
	2020.08.30	1	-3.28	710	700	720	131.90	-111.05	13.14	0.278 $\pm 0.021 \pm 0.017$
	2020.08.30	1	-3.29	730	720	740	131.81	-111.06	13.84	0.272 $\pm 0.020 \pm 0.017$
	2020.08.30	1	-2.77	710	700	720	141.22	-110.42	10.25	0.209 $\pm 0.020 \pm 0.020$
	2020.08.30	1	-2.77	730	720	740	141.28	-110.41	8.12	0.243 $\pm 0.030 \pm 0.004$
	2020.08.30	1	-2.33	710	700	720	147.69	-110.21	10.09	0.189 $\pm 0.019 \pm 0.018$
	2020.08.30	1	-2.32	730	720	740	147.80	-110.21	8.17	0.220 $\pm 0.027 \pm 0.004$
	2020.08.30	1	-1.88	710	700	720	152.37	-110.29	11.20	0.182 $\pm 0.016 \pm 0.017$
	2020.08.30	1	-1.88	730	720	740	152.37	-110.29	15.35	0.154 $\pm 0.010 \pm 0.003$
HD 58142	2019.02.23	1	1.07	710	700	720	243.55	8.38	2.58	0.265 $\pm 0.103 \pm 0.006$
	2019.02.23	1	1.66	710	700	720	244.00	2.83	3.37	0.259 $\pm 0.077 \pm 0.008$
	2019.02.23	1	1.66	730	720	740	244.00	2.77	4.75	0.296 $\pm 0.062 \pm 0.011$
	2019.02.23	1	2.14	710	700	720	244.03	-1.76	3.56	0.266 $\pm 0.075 \pm 0.009$
	2019.02.23	1	2.63	710	700	720	243.76	-6.49	2.12	0.199 $\pm 0.094 \pm 0.007$
	2019.02.23	1	2.62	730	720	740	243.77	-6.34	3.50	0.248 $\pm 0.111 \pm 0.012$
	2020.03.07	1	1.83	705	695	715	65.319	-144.30	12.88	0.961 $\pm 0.075 \pm 0.008$
	2020.03.07	2	1.83	705	695	715	154.43	-137.53	5.42	0.670 $\pm 0.124 \pm 0.037$
	2020.03.07	1	1.83	725	715	735	65.322	-144.25	10.16	0.923 $\pm 0.091 \pm 0.004$
	2020.03.07	2	1.83	725	715	735	154.43	-137.53	11.41	0.650 $\pm 0.057 \pm 0.037$
	2020.03.07	1	2.43	705	695	715	64.76	-151.88	13.43	0.953 $\pm 0.071 \pm 0.008$
	2020.03.07	2	2.43	705	695	715	152.58	-145.25	13.37	0.691 $\pm 0.052 \pm 0.037$
	2020.03.07	2	2.43	725	715	735	152.58	-145.25	10.00	0.654 $\pm 0.065 \pm 0.044$
HD 886	2019.08.20	1	1.42	730	720	740	175.54	-31.95	17.64	0.531 $\pm 0.030 \pm 0.005$
	2019.08.20	1	1.95	710	700	720	176.97	-34.74	8.98	0.518 $\pm 0.058 \pm 0.005$
	2019.08.20	1	1.95	730	720	740	176.97	-34.74	18.83	0.480 $\pm 0.025 \pm 0.004$
	2019.08.20	1	2.49	710	700	720	177.44	-37.09	9.13	0.504 $\pm 0.055 \pm 0.005$

Table B.1. continued.

Star	Date [yyyy.mm.dd]	Peak	HA [h]	λ [nm]	λ_{\min} [nm]	λ_{\max} [nm]	B_p [m]	Arg [deg]	S/N	$V_{\text{cal+stat+sys}}^2$
	2019.08.20	1	2.49	730	720	740	177.44	-37.09	16.47	0.518 $\pm 0.031 \pm 0.005$
	2019.08.21	1	2.48	710	700	720	177.44	-37.05	11.85	0.521 $\pm 0.044 \pm 0.005$
	2019.08.21	1	2.48	730	720	740	177.44	-37.05	8.78	0.535 $\pm 0.061 \pm 0.005$
	2019.08.22	1	1.97	710	700	720	177.02	-34.86	23.36	0.519 $\pm 0.022 \pm 0.005$
	2019.08.22	1	1.97	730	720	740	177.02	-34.86	17.84	0.508 $\pm 0.028 \pm 0.005$
	2019.08.22	1	2.28	710	700	720	177.39	-36.26	20.02	0.506 $\pm 0.025 \pm 0.005$
	2019.08.22	1	2.28	730	720	740	177.39	-36.24	17.81	0.492 $\pm 0.028 \pm 0.004$
	2019.08.22	1	2.63	710	700	720	177.37	-37.62	16.20	0.528 $\pm 0.033 \pm 0.005$
	2019.08.22	1	2.63	730	720	740	177.37	-37.62	16.68	0.520 $\pm 0.031 \pm 0.005$
HD 89021	2019.02.26	1	1.99	710	700	720	64.05	-145.57	8.43	0.760 $\pm 0.069 \pm 0.007$
	2019.02.26	2	2.00	710	700	720	151.20	-138.74	7.89	0.182 $\pm 0.060 \pm 0.007$
	2019.02.26	1	2.00	730	720	740	64.04	-145.63	5.66	0.763 $\pm 0.135 \pm 0.006$
	2019.02.26	2	2.00	730	720	740	151.20	-138.74	3.17	0.249 $\pm 0.079 \pm 0.010$
	2019.02.26	2	2.50	710	700	720	148.56	-145.21	7.36	0.262 $\pm 0.050 \pm 0.007$
	2020.06.15	1	4.88	710	700	720	140.52	179.97	8.83	0.240 $\pm 0.027 \pm 0.002$
	2020.06.15	1	4.89	730	720	740	140.52	179.75	7.65	0.280 $\pm 0.037 \pm 0.003$
	2020.06.15	1	5.35	710	700	720	140.91	172.67	8.54	0.250 $\pm 0.017 \pm 0.002$
	2020.06.15	1	5.34	730	720	740	140.90	172.78	7.76	0.269 $\pm 0.035 \pm 0.002$
	2020.12.19	1	-0.15	710	700	720	107.28	101.47	7.04	0.588 $\pm 0.083 \pm 0.045$
	2020.12.20	1	-0.14	730	720	740	107.31	101.33	5.28	0.546 $\pm 0.104 \pm 0.020$
	2020.12.21	1	0.80	730	720	740	107.62	91.73	7.59	0.530 $\pm 0.070 \pm 0.021$
HD 97633	2019.05.03	1	1.13	710	700	720	142.96	-122.06	8.38	0.252 $\pm 0.030 \pm 0.007$
	2019.05.03	1	1.59	710	700	720	136.12	-125.81	8.83	0.304 $\pm 0.041 \pm 0.009$
	2019.05.03	1	1.60	730	720	740	136.02	-125.87	14.95	0.257 $\pm 0.017 \pm 0.006$
	2019.05.03	1	2.01	710	700	720	129.31	-129.75	8.94	0.309 $\pm 0.052 \pm 0.013$
	2019.05.03	1	2.01	730	720	740	129.25	-129.78	9.18	0.372 $\pm 0.040 \pm 0.013$
	2020.12.16	1	-2.35	710	700	720	80.64	110.16	14.83	0.688 $\pm 0.046 \pm 0.031$
	2020.12.16	1	-2.35	730	720	740	80.59	110.18	17.82	0.673 $\pm 0.038 \pm 0.029$
	2020.12.16	1	-1.74	710	700	720	90.23	105.65	24.23	0.636 $\pm 0.026 \pm 0.029$
	2020.12.16	1	-1.74	730	720	740	90.23	105.65	26.70	0.646 $\pm 0.024 \pm 0.028$
	2020.12.16	1	0.14	710	700	720	107.21	96.11	12.62	0.477 $\pm 0.038 \pm 0.022$
	2020.12.16	1	0.14	730	720	740	107.21	96.11	23.73	0.463 $\pm 0.020 \pm 0.020$
	2020.12.16	1	0.61	710	700	720	107.92	94.19	13.77	0.432 $\pm 0.031 \pm 0.019$
	2020.12.16	1	0.62	730	720	740	107.91	94.18	21.60	0.454 $\pm 0.021 \pm 0.019$

3.4 Conclusions et discussions

3.4.1 Photométrie infrarouge des étoiles précoces

Ce travail nous a amené à une discussion sur la photométrie infrarouge des étoiles, et plus précisément sur la nécessité d'un échantillon de photométries homogènes. Dans ma première étude [Salsi et al. \(2020a\)](#), j'évoque déjà ce point. Parmi mes quatre échantillons d'étoiles tardives, on a vu que certains d'entre eux possédaient à la fois des mesures infrarouges 2MASS et Johnson. J'avais alors réalisé le travail d'enlever les mesures 2MASS et de déduire une SBCR purement Johnson, et inversement. Au final, l'accord entre les SBCRs Johnson et 2MASS avec les relations inhomogènes était très bon, de l'ordre de 1σ . Seulement, cette approche s'avère insuffisante : il est préférable de convertir si possible toutes les mesures dans le même système de façon à garder toutes les étoiles dans la comparaison.

La relation étalonnée dans cette étude permet d'estimer le diamètre angulaire des étoiles précoces avec une précision de 2.3%. Cependant, on ne peut exclure le fait qu'utiliser une photométrie infrarouge inhomogène puisse induire un biais dans l'étalonnage. C'est pourquoi j'ai voulu pousser l'étude plus loin. Pour rappel, parmi les 18 étoiles de l'échantillon, 7 étoiles possèdent une photométrie infrarouge Johnson- K , et 11 une photométrie 2MASS- K_s . A gauche de la figure 3.6, j'ai représenté la SBCR étalonnée en indiquant la répartition des photométries K et K_s . A travers cette figure, on peut voir que l'instrument 2MASS sature pour de très faibles couleurs ($V - K < -0.5$ mag). Les différentes photométries ne sont pas également distribuées selon l'intervalle de couleur $V - K$, et au vu du faible nombre de mesures, il ne serait pas cohérent d'étalonner deux relations distinctes avec 7 et 11 mesures chacune.

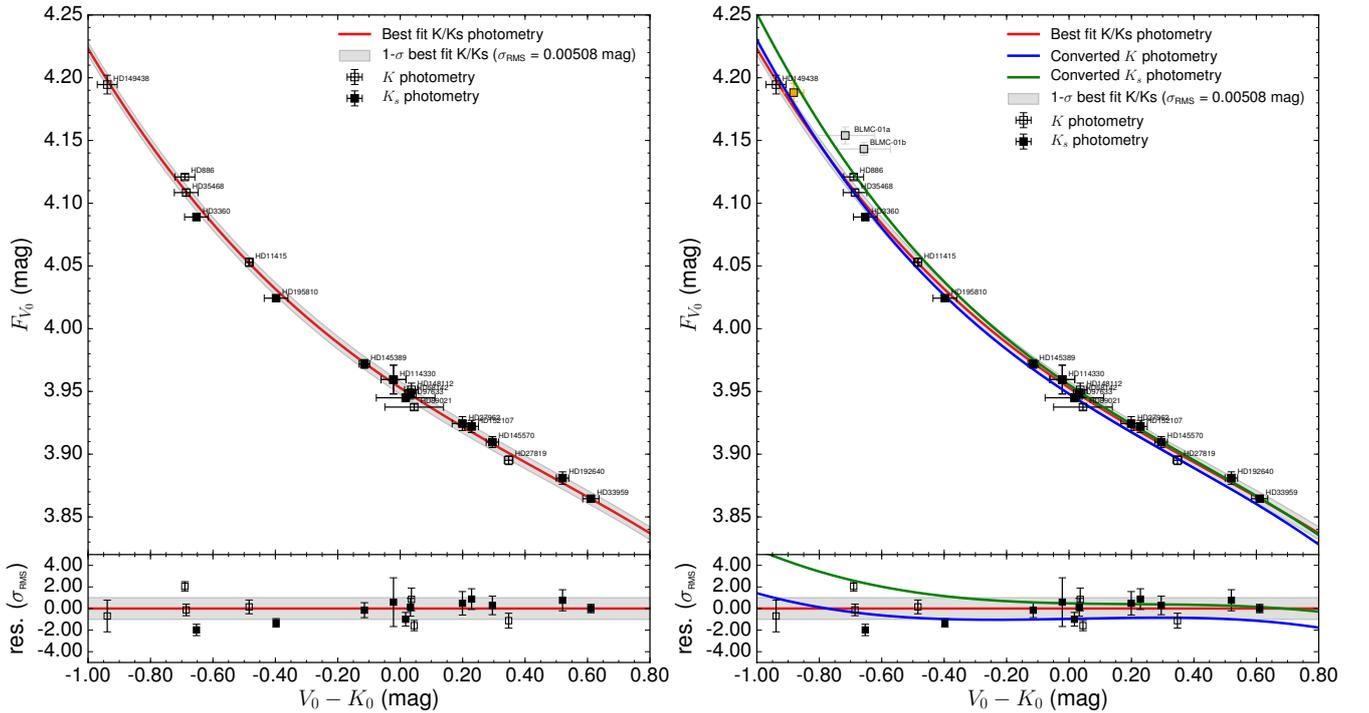


FIGURE 3.6: A gauche : SBCR inhomogène avec répartition des photométries infrarouges K et K_s . A droite : Comparaison entre les SBCRs homogènes K (ligne bleue), K_s (ligne verte) et inhomogène (ligne rouge). Le point orange correspond aux données de l'étoile HD149438 en utilisant la parallaxe Hipparcos. Les deux points gris clairs sont des binaires à éclipses mesurées par [Taormina et al. \(2019\)](#).

Pour conserver l'échantillon de mesures initial, j'ai fait usage de relations de conversion entre les photométries Johnson et 2MASS. Pour cela, j'ai utilisé les relations calibrées par [Bessell & Brett \(1988\)](#) et [Carpenter](#)

(2001). D'après la combinaison de ces deux articles (voir les détails ci-après), la conversion se fait de la manière suivante :

$$K_s = K - 0.044. \quad (3.1)$$

J'ai donc appliqué cette transformation sur mon échantillon d'étoiles. J'ai développé une relation avec des échantillons uniformes en photométrie K et K_s , illustrées sur le graphique de droite de la figure 3.6. La relation convertie Johnson- K est compatible avec la relation inhomogène K/K_s à moins de 1σ sur tout l'intervalle de couleur $V - K$. En ce qui concerne la relation uniforme 2MASS, la conversion n'influence pas l'étalonnage de la SBCR à plus de 1σ pour $V - K > -0.4$ mag. L'incohérence atteint cependant plus de 4σ pour la partie la plus bleue de la relation (c'est-à-dire pour les couleurs $V - K$ les plus faibles). La précision attendue sur le diamètre angulaire en utilisant la SBCR basée sur un ensemble uniforme de photométries (K ou K_s) est de 3.6%. En conclusion, si l'on veut déterminer le diamètre angulaire d'une étoile avec une photométrie K , je suggère d'utiliser la SBCR inhomogène K/K_s . Si l'on a à la place la photométrie K_s , l'utilisation de la SBCR uniforme K_s est plus appropriée pour éviter des effets systématiques.

Cependant, l'utilisation de telles relations de conversion présente certaines limitations. En effet, un biais dû à la conversion $K-K_s$ dans le processus d'étalonnage de la SBCR n'est pas exclu. Les équations de transformation de Bessell & Brett (1988) et Carpenter (2001) sont indirectement déduites des équations 2MASS-CIT et 2MASS-SAAO. Il n'existe donc pas de relation de conversion $K - K_s$ directement déduite d'observations. De plus, l'équation 2MASS-CIT de Bessell & Brett (1988) est basée sur l'observation de seulement 21 étoiles. En regardant au cas par cas les 21 étoiles, j'ai remarqué que le type spectral le plus précoce de leur échantillon était B7. En comparant avec mon échantillon, cela correspond à une couleur $V - K$ de -0.3 mag. Ainsi, ces relations de conversion ne devraient donc pas être utilisées pour des étoiles avec $V - K < -0.3$ mag (6 étoiles dans mon échantillon). En regardant la figure 3.6, on peut remarquer que l'accord entre les SBCRs inhomogènes et homogènes est très bon à moins de 1σ pour $V - K > -0.3$ mag, et dépasse 1σ pour les faibles couleurs. On suggère ici que la différence observée pour $V - K < -0.3$ mag est due au fait que les relations de conversions n'ont pas été calibrées pour de telles couleurs. Des investigations futures sont donc nécessaires pour évaluer la cohérence de ces relations de conversion photométrique sur la gamme de couleur des étoiles de type précoce, et développer une relation de conversion $K - K_s$ directe basée sur des observations d'étoiles précoces.

Photométrie infrarouge des étoiles tardives : En procédant de la même manière que citée ci-dessus, j'ai voulu actualiser mes relations pour les étoiles tardives, présentées dans mon premier article, en les recalibrant sur un échantillon de photométries infrarouges uniforme. Parmi les quatre échantillons d'étoiles de ma première étude Salsi et al. (2020a), deux possèdent déjà une photométrie homogène : toutes les étoiles des échantillons F5/K7 et M géantes possèdent déjà une photométrie infrarouge Johnson- K . L'échantillon des étoiles M naines est lui aussi quasi-uniforme : 14 des 16 étoiles qui le composent possèdent une photométrie 2MASS- K_s . Seul l'échantillon d'étoiles F5/K7 naines, dont la relation est très importante dans le cadre de la mission PLATO, présente une forte mixité en terme de photométries infrarouges (16 étoiles ont une photométrie 2MASS- K_s , 22 une photométrie Johnson- K). En utilisant les mêmes relations de conversion que celles utilisées pour les étoiles précoces, j'ai ainsi converti les différents échantillons photométriques pour développer des SBCRs uniformes pour les étoiles tardives. Les résultats sont résumés dans la table 3.4. En développant deux SBCRs uniformes K et K_s pour cet échantillon d'étoiles, l'accord avec la relation inhomogène K/K_s se tient à moins de 2σ sur tout l'intervalle de validité $V - K$ de la relation. La précision sur l'estimation du diamètre angulaire en utilisant les SBCRs uniformes est également très bonne, de 2.7%. Cette actualisation permet de proposer aux lecteurs plusieurs options lors de l'utilisation d'une SBCR, selon les objectifs désirés. On s'attend à un écart de 2σ entre les relations homogènes et inhomogènes pour l'échantillon des étoiles naines M. En convertissant les 29 étoiles de la relation M géantes en une photométrie uniforme

2MASS- K_s , l'accord avec la relation inhomogène de base est également de moins de 2σ . En revanche, en convertissant les 70 étoiles de l'échantillon d'étoiles F5/K7 géantes, on s'attend à une différence de l'ordre de 4σ autour de $V - K = 2.5$ mag. Pour cette relation, du fait de son homogénéité photométrique en bande K , et pour plus de cohérence, je suggère à quiconque voudrait utiliser cette relation de rechercher la photométrie K de l'étoile pour en déduire son diamètre angulaire. On s'attend à obtenir une incertitude sur le diamètre angulaire plus élevée en utilisant une photométrie K_s de l'étoile et la relation convertie correspondante.

		N_c/N	$\sigma_{\theta_{LD}}/\theta_{LD}$	Cohérence
			[%]	[%]
F5/K7-II/III	K	0/70	1.03	$< 4\sigma$
	K_s	70/70	1.03	$< 4\sigma$
F5/K7-IV/V	K	16/38	2.65	$< 2\sigma$
	K_s	22/38	2.65	$< 2\sigma$
M-II/III	K	0/29	2.12	$< 2\sigma$
	K_s	29/29	2.12	$< 2\sigma$
M-IV/V	K	14/16	1.86	$< 2\sigma$
	K_s	2/16	1.86	$< 2\sigma$

TABLE 3.4: Paramètres des SBCRs homogènes K et K_s pour les étoiles tardives. La colonne N_c/N dénote le nombre de photométries converties dans la bande correspondante. La colonne $\sigma_{\theta_{LD}}/\theta_{LD}$ indique la précision sur le diamètre angulaire estimé par la SBCR. La dernière colonne quantifie la cohérence avec la SBCR inhomogène présentée dans [Salsi et al. \(2020a\)](#), en fonction de sa RMS σ .

3.4.2 Extinction interstellaire

Une autre question subsistait sur le choix de la loi de rougissement utilisée pour calculer l'extinction interstellaire de mon échantillon d'étoiles précoces. En effet, j'ai premièrement choisi de considérer les distances fournies par la Gaia eDR3, publiée en décembre 2020. Cependant, nous savons que l'instrument Gaia présente des problèmes de saturation pour de telles photométries (c'est à dire des $V < 4 - 5$ mag). Ainsi, les mesures de la parallaxe des étoiles peuvent être biaisées du fait de cette saturation. J'ai fait le travail de considérer les parallaxes mesurées par Hipparcos ([van Leeuwen, 2007](#)) et de comparer la SBCR résultante avec celle déduite des parallaxes Gaia. Sur la figure 3.7, on montre la comparaison entre les parallaxes Hipparcos et Gaia pour les 18 étoiles. J'ai indiqué les extinctions A_V pour les étoiles dont l'écart sur la parallaxe est important. Les valeurs sont fixées à 0 si la parallaxe Hipparcos n'était pas fournie. Sur cette figure, on voit que même si les parallaxes Hipparcos et Gaia montrent des incohérences, les valeurs de l'extinction résultantes sont très similaires. Sur la figure 3.8, j'illustre une comparaison entre les SBCRs développées avec les parallaxes Gaia et Hipparcos, respectivement. Utiliser les parallaxes Hipparcos n'impacte pas significativement l'étalonnage de la relation, les SBCRs résultantes étant cohérentes à 1σ sur tout l'intervalle $V - K$, excepté pour les très faibles couleurs, autour de $V - K = -0.8$ mag. Ceci est dû au fait que les parallaxes Hipparcos sont très similaires à celles de Gaia eDR3, sauf pour l'étoile la plus "bleue" de mon échantillon, à savoir HD149438 (point orange sur la figure 3.6). Pour cette étoile, les valeurs de l'extinction diffèrent suivant la parallaxe utilisée : $A_V = 0.15$ mag avec Hipparcos, $A_V = 0.21$ mag avec la Gaia eDR3. L'incertitude sur la parallaxe Gaia est plus importante pour cette étoile. On suppose que cette étoile, très chaude et donc très brillante, est saturée dans la bande photométrique Gaia. Cependant, du fait du très bon accord sur tout le reste de l'intervalle $V - K$, et par soucis d'uniformité sur les parallaxes des étoiles, j'ai fait le choix de garder les parallaxes Gaia eDR3 en considération.

Au delà des parallaxes, j'ai également décidé de calculer l'extinction interstellaire de ces 18 étoiles en utilisant une autre méthode que celle décrite plus tôt, basée sur les cartes de poussière interstellaire Stilism. Pour cela, je me suis appuyé sur le travail de [Challouf et al. \(2014\)](#). Les auteurs ont calculé l'extinction interstellaire

3. Les distances dans l'univers : étalonnage des SBCRs pour les étoiles précoces

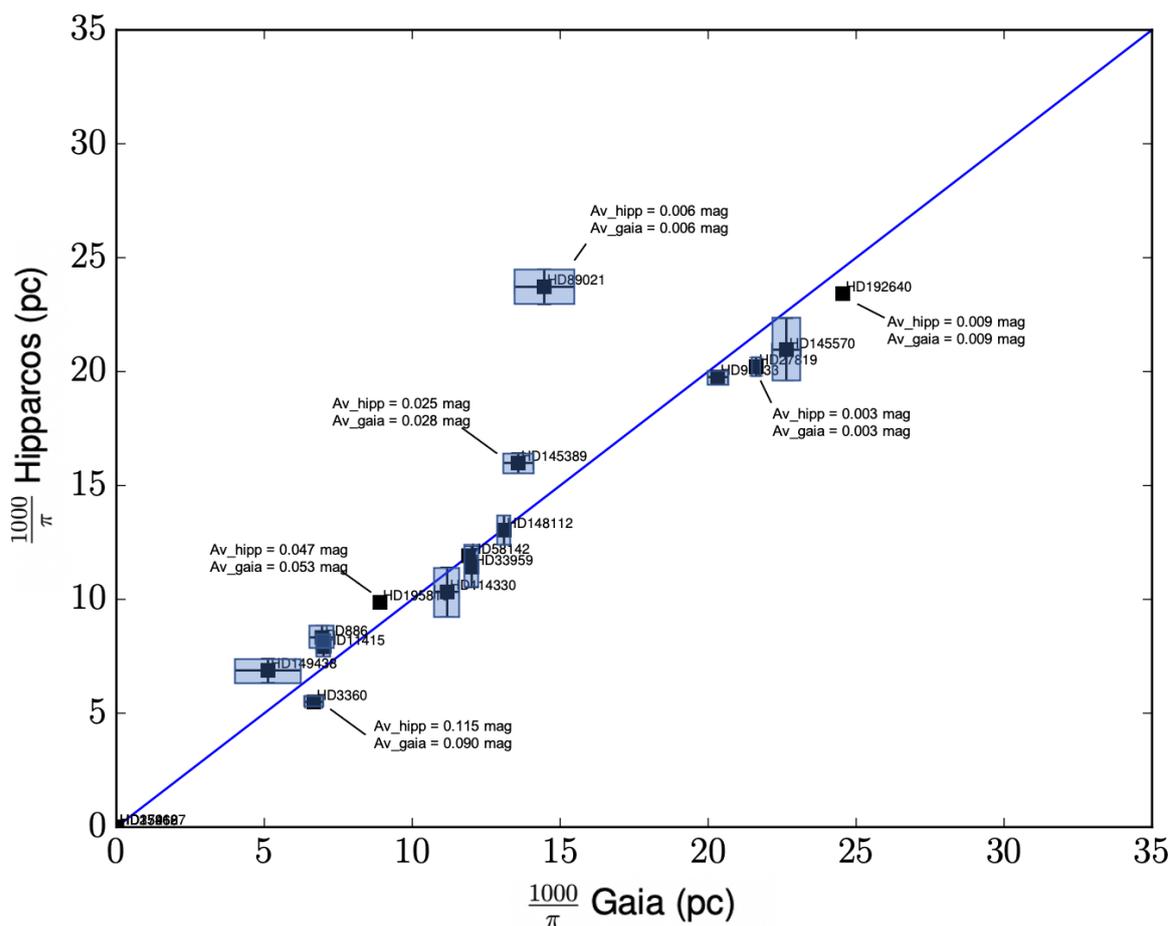


FIGURE 3.7: Comparaison entre les parallaxes Hipparcos et Gaia eDR3 des 18 étoiles avec leurs incertitudes correspondantes.

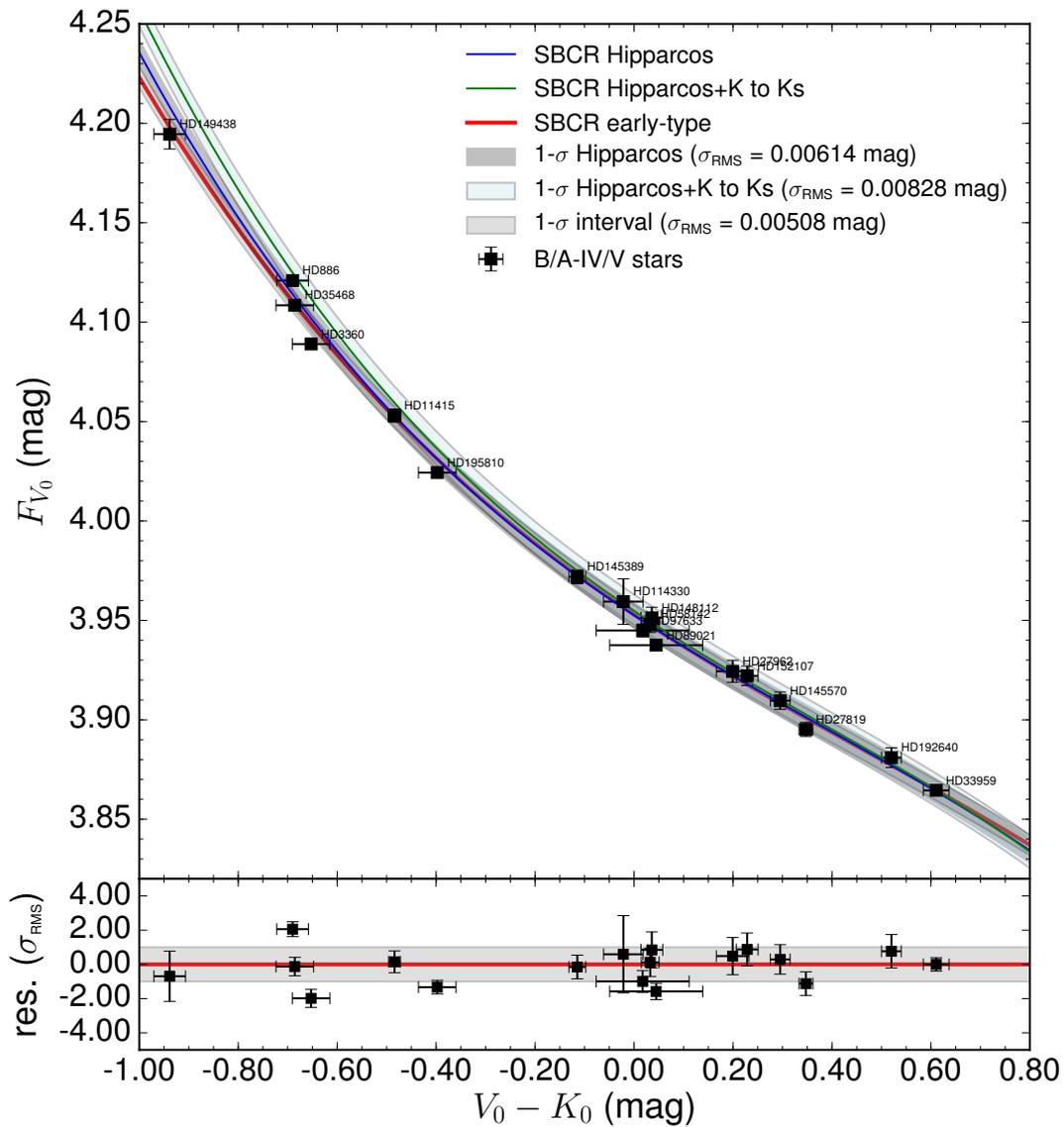


FIGURE 3.8: Comparaison entre les SBCRs résultantes des parallaxes Hipparcos (ligne bleue) et Gaia (ligne rouge). La ligne verte montre la SBCR convertie K_s en utilisant les parallaxes Hipparcos.

de leur échantillon en mélangeant deux méthodes : la méthode Q , initialement décrite par [Johnson & Morgan \(1953\)](#), et une méthode qui consiste à calculer l'extinction dans différentes bandes et déduire ainsi une extinction moyenne. La seconde méthode dépend de coefficients spécifiquement définis pour chaque type spectral, et sont fournis par les tables de [Wegner \(1994, 2014\)](#). Les calculs permettant de déduire l'extinction par ces deux méthodes sont détaillés dans la section 4.1 de [Challouf et al. \(2014\)](#). Les valeurs de l'extinction des 18 étoiles déduites par ces deux méthodes sont cohérentes avec celles trouvées à l'aide des cartes de poussières *Stilism*, excepté pour l'étoile HD149438, où l'on retrouve les mêmes problèmes cités ci-dessus. Cependant, considérer les extinctions des 18 étoiles obtenues par ces deux méthodes n'influence pas l'étalonnage de la relation à plus de 1σ . En conclusion, malgré les différentes méthodes existantes pour calculer l'extinction, la SBCR résultante ne sera que faiblement influencée par le choix de la loi de rougissement.

3.4.3 Vers un étalonnage précis des distances extragalactiques

Jusqu'à maintenant, la relation la plus précise étalonnée pour les étoiles précoces était celle de [Challouf et al. \(2014\)](#). En utilisant cette relation, la précision attendue sur l'estimation du diamètre angulaire était d'environ 7%. A travers cette étude, on fournit une nouvelle relation pour les étoiles naines précoces, basée sur une stratégie de sélection stricte et des mesures de diamètres angulaires précis à mieux que 2%. Cette nouvelle relation permet de déduire le diamètre angulaire d'étoiles précoces avec une précision de 2.3%. Ainsi, on augmente la précision d'un facteur trois par rapport à [Challouf et al. \(2014\)](#). Sur la figure 3.6, on a inclus la brillance de surface des deux composantes d'un système de binaires à éclipses du LMC, publiés par [Taormina et al. \(2019\)](#). Par des analyses spectroscopiques, les auteurs ont mesuré la masse et le rayon de chaque composant. Une étude photométrique a ensuite permis de fournir les magnitudes des étoiles. En utilisant la formule du module de distance, ils en ont ainsi déduit une distance du système. Ce qui a finalement permis la détermination du diamètre angulaire des composants et donc leur brillance de surface. On remarque que ces deux mesures sont très incohérentes à plus de 5.5σ avec ma relation inhomogène K/K_s . L'utilisation de ma SBCR mène à une valeur de la distance 54% plus faible que [Taormina et al. \(2019\)](#). Le désaccord est plus faible mais toujours significatif lorsque l'on considère la parallaxe Hipparcos de l'étoile HD149438 et une photométrie uniforme K_s . De telles incohérences nécessitent plus d'enquêtes. Ainsi, il est nécessaire d'obtenir plus d'observations de binaires à éclipses dans cette gamme de couleur afin d'étalonner d'autres SBCRs et comparer les relations déduites des binaires à éclipses et celles déduites des données interférométriques.

L'étalonnage de SBCRs précises dans cet intervalle de couleur est un objectif majeur afin d'étalonner avec précision les distances de galaxies telles que M31 et M33. En développant une SBCR pour les étoiles naines précoces, on fournit ici un premier élément pour la caractérisation précise de telles distances, mais également une méthode supplémentaire et donc de nouvelles contraintes pour la calibration de la constante cosmologique H_0 et la compréhension de la tension sur sa mesure. L'intérêt maintenant est de détecter plus de systèmes de binaires à éclipses d'étoiles naines précoces dans ces galaxies afin d'appliquer ma relation et ainsi déduire leur distance.

Chapitre 4

Analyse théorique des relations brillance de surface-couleur pour les étoiles tardives

Table des matières

4.1 Les ingrédients physiques ayant un effet sur la brillance de surface des étoiles	160
4.1.1 La métallicité et la gravité de surface	160
4.1.2 Objectifs de l'analyse basée sur les modèles d'atmosphère	162
4.2 Simulation de modèles d'atmosphère avec MARCS	163
4.2.1 Description de MARCS	163
4.2.2 Exploration des paramètres MARCS	166
4.3 Calibration photométrique	167
4.3.1 Calcul de la brillance de surface apparente par les modèles d'atmosphère	167
4.3.2 Filtres photométriques et magnitudes synthétiques	169
4.3.3 Méthodologie	170
4.4 Résultats et analyses	174
4.4.1 Influence des paramètres stellaires sur les SBCRs	174
4.4.2 Dépendance des SBCRs avec la métallicité des étoiles	176
4.4.3 Comparaison des SBCRs théoriques et empiriques, et influence de la classe des étoiles	177
4.4.4 Effet du choix des modèles d'atmosphère dans les simulations de SBCRs	179

Jusqu'à maintenant, les nombreuses et diverses études se sont principalement portées sur l'étalonnage de relations brillance de surface-couleur à l'aide de mesures interférométriques. Dans ma première étude ([Salsi et al., 2020a](#)), j'ai montré des différences dans les SBCRs étalonnées pour les étoiles géantes et naines. Je me suis donc consacré à une analyse théorique des relations brillance de surface-couleur à l'aide de modèles d'atmosphère afin de comprendre physiquement l'écart observé entre les naines et les géantes. Cette étude a plusieurs buts. Il est premièrement question d'analyser l'influence des divers paramètres fondamentaux des étoiles (la masse, la métallicité, la gravité de surface, etc.) sur la brillance de surface, puis d'identifier et comprendre les dépendances des SBCRs en fonction de ces paramètres. Je commencerai donc par introduire la pertinence d'une analyse théorique de la brillance de surface des étoiles et décrire les divers objectifs de cette étude. Dans un second temps, je décrirai en détails le logiciel MARCS, utilisé pour simuler des modèles d'atmosphère d'étoiles. Je quantifierai ensuite l'effet des paramètres fondamentaux sur l'étalonnage d'une SBCR. Je terminerai par une étude sur la comparaison des SBCRs déduites par les modèles d'atmosphère avec les SBCRs empiriques développées dans ma première publication.

4.1 Les ingrédients physiques ayant un effet sur la brillance de surface des étoiles

4.1.1 La métallicité et la gravité de surface

Kervella et al. (2004b) ont étalonné des SBCRs pour des étoiles sous-géantes et naines pour plusieurs couleurs ($B - K$, $V - L$, $V - K$, etc.) à l'aide de mesures interférométriques.

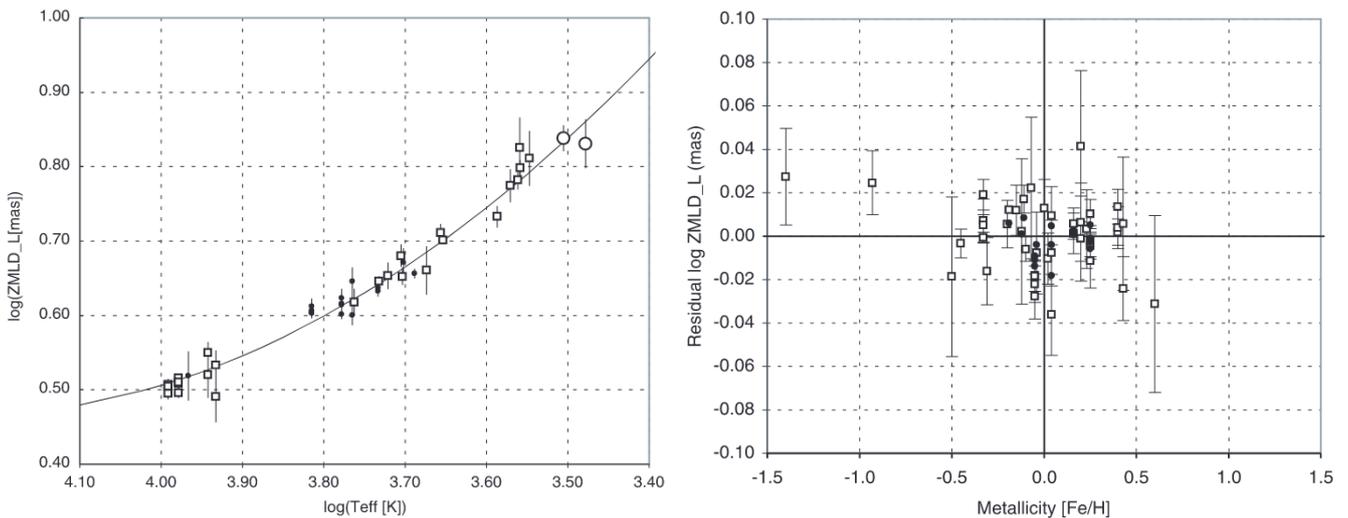


FIGURE 4.1: Analyse de la dépendance du diamètre angulaire avec les paramètres fondamentaux des étoiles telle qu'illustrée dans Kervella et al. (2004b). A gauche : effet de la température effective. A droite : effet de la métallicité. Les étoiles sous-géantes sont représentées par des cercles, alors que les naines sont illustrées par des carrés. ZMLD signifie "Zero magnitude limb darkened angular diameter", et correspond au diamètre angulaire déduit pour une couleur $C_0 - C_1$, avec $C_0 = 0$.

En récupérant la température effective et la métallicité des étoiles de leur échantillon, les auteurs développent des relations de corrélation entre ces deux paramètres et le diamètre angulaire mesuré des étoiles (voir figure 4.1). En ajustant une régression polynomiale, il est possible d'estimer la température effective des étoiles si le diamètre angulaire assombri et la photométrie K des étoiles sont connus. D'un autre côté, les auteurs évoquent la présence de raies d'absorption profondes dans le spectre des étoiles comme une source possible de dispersion naturelle des SBCRs. Cet effet est plus fort pour les étoiles à forte teneur en métal. Cependant, en analysant le graphique de droite de la figure 4.1, on n'observe aucune dépendance notable du diamètre angulaire sur la métallicité des étoiles de leur échantillon. La plupart des valeurs de métallicité étant comprises entre -0.5 dex et 0.5 dex, ceci indique ainsi que leurs relations sont au moins valides pour des étoiles dont la métallicité est incluse dans cet intervalle. Pour arriver à la conclusion que les relations peuvent être appliquées pour des étoiles faibles en métaux (jusqu'à $[Fe/H] = -1.5$ dex), il faudrait un échantillon plus conséquent dans cette gamme de métallicité.

De même, Boyajian et al. (2012b) ont mesuré le diamètre angulaire de 21 étoiles de types spectraux K et M pour développer des relations entre T_{eff} , L_* , R_* en fonction de T_{eff} ou $V - K$ (voir figure 4.2).

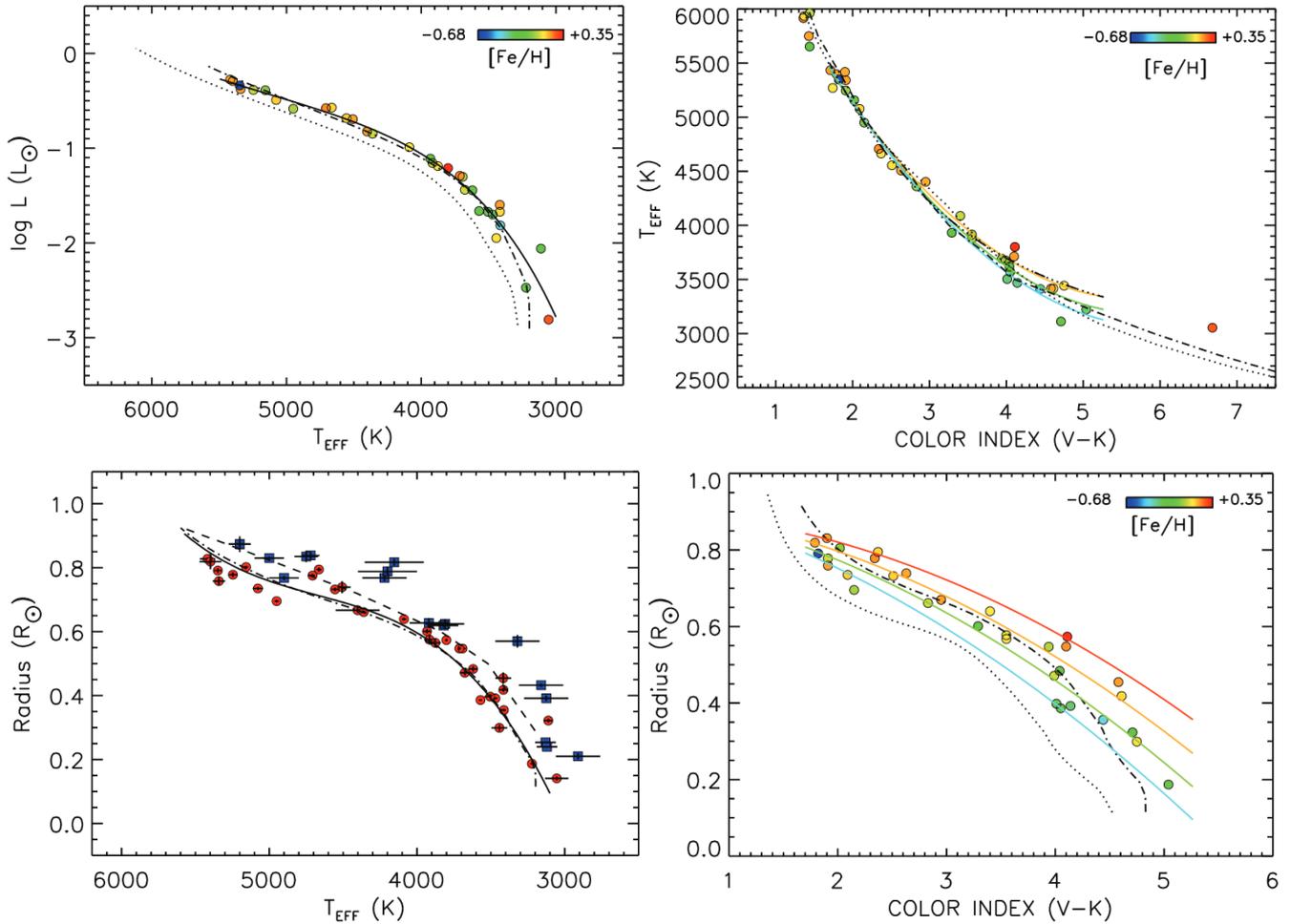


FIGURE 4.2: Relations de dépendances entre les paramètres fondamentaux des étoiles comme montrées dans [Boyajian et al. \(2012b\)](#). D'en haut à gauche à en bas à droite : luminosité vs. température, température vs. couleur ($V - K$), rayon vs. température et rayon vs. couleur ($V - K$). La métallicité est incluse sous forme de gradient de couleurs.

Pour ce qui est de la métallicité, on peut voir sur la figure 4.2 que plusieurs relations peuvent être calibrées selon la métallicité des étoiles, ce paramètre semble donc avoir un impact sur la détermination directe du rayon, de la luminosité ou de la température effective de l'étoile. Aussi, les auteurs constatent que l'ajout de la métallicité comme paramètre supplémentaire dans les relations couleur-métallicité-température ne fait qu'améliorer l'écart médian absolu des données par rapport à l'ajustement d'environ 30%, avec l'effet le plus important entre 3500 et 4000 K, où la solution pour $[Fe/H] = -0.5$ dex est d'environ 100 K plus froide qu'une métallicité solaire $[Fe/H] = 0$ dex. Cependant, même si des relations sont calibrées pour distinguer les étoiles pauvres en métaux des riches, il s'agit en réalité d'une faible détection de l'influence de la métallicité sur la couleur et la température. En effet, pour confirmer cette observation, il serait nécessaire de définir une gamme de métallicités mieux échantillonnée, en particulier pour des valeurs de métallicité élevées et faibles sur les bords du domaine de validité de ces relations.

Le travail le plus représentatif des objectifs qu'on se fixe dans cette étude est celui réalisé par [Mould \(2019\)](#), puisqu'il s'agit de la seule étude qui traite des dépendances de la brillance de surface des étoiles avec les paramètres stellaires à l'aide d'une analyse par des modèles d'atmosphère SATLAS et MARCS.

4. Analyse théorique des relations brillance de surface-couleur pour les étoiles tardives

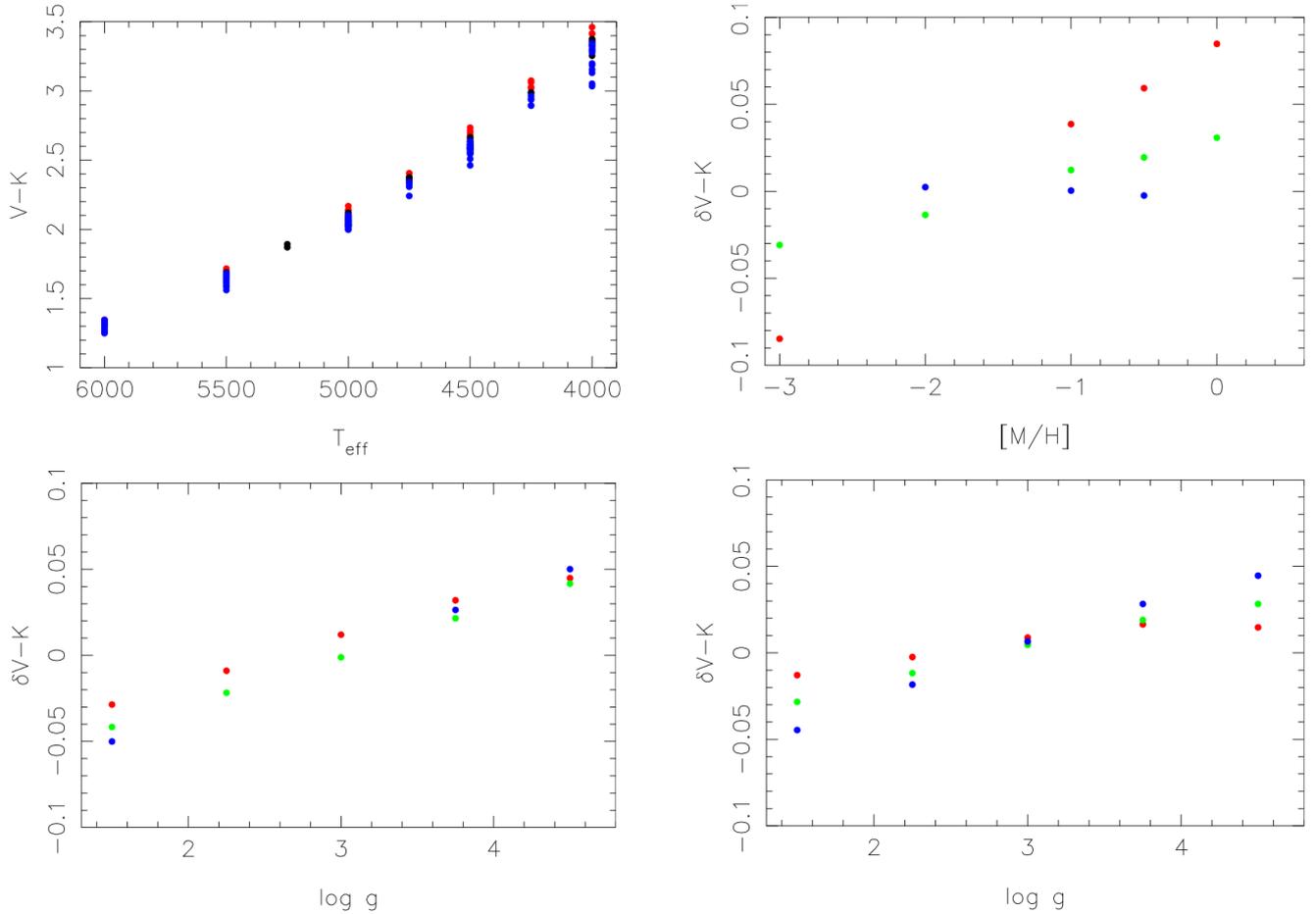


FIGURE 4.3: Analyse théorique de la dépendance de la couleur ($V - K$) en fonction de la température effective, de la métallicité et la gravité de surface comme montrée dans Mould (2019). $\delta(V - K)$ illustre la propagation de l'erreur dans la couleur $V - K$ d'un modèle $f(T_{\text{eff}}, g, Z)$, et s'exprime comme $\delta(V - K) = \frac{\partial f}{\partial T_{\text{eff}}} \delta T_{\text{eff}} + \frac{\partial f}{\partial g} \delta g + \frac{\partial f}{\partial Z} \delta Z$. En haut à gauche, les points rouges sont des étoiles riches en métaux, à l'inverse des points bleus. Dans les autres graphiques, les points rouges, verts et bleus sont des modèles avec $T_{\text{eff}} = 4500$ K, $T_{\text{eff}} = 5000$ K, et $T_{\text{eff}} = 5500$ K respectivement. En haut à droite : avec $\log g$ fixe (valeur non renseignée dans l'article). En bas à gauche : avec $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ dex. En bas à droite : avec $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0.3$ dex.

Les principaux résultats de cette étude sont montrés sur la figure 4.3 ci-dessus. L'auteur calcule l'écart $\delta(V - K)$ de couleur observé lorsqu'un changement sur la température effective, la métallicité et la gravité de surface des étoiles est appliqué. Dans la figure en haut à droite, il est intéressant de noter que la métallicité des étoiles impacte jusqu'à 0.1 mag (pour $T_{\text{eff}} = 4500$ K) la couleur des étoiles. Les deux graphiques du bas représentent l'écart en couleur en fonction de la gravité de surface des modèles simulés pour deux valeurs de métallicité différentes. $\log g$ a un effet jusqu'à 0.05 mag (pour $T_{\text{eff}} = 5500$ K) sur la couleur $V - K$. Ainsi, la brillance de surface des étoiles diffère selon la classe de luminosité (géantes, sous-géantes, naines, etc.).

Les travaux de Mould (2019) sont un premier pas vers l'étude de l'influence des paramètres fondamentaux des étoiles sur la brillance de surface. Cette dernière étant dépendante de la couleur des étoiles, un impact du $\log g$ ou de $[\text{Fe}/\text{H}]$ sur $V - K$ prédit un effet sur la brillance de surface des étoiles et donc la SBCR. C'est ce que j'ai voulu étudier à l'aide d'une analyse basée sur les modèles d'atmosphère.

4.1.2 Objectifs de l'analyse basée sur les modèles d'atmosphère

Ci-dessous, je liste les différents objectifs qui m'ont poussé à réaliser cette étude :

- Lors de mes deux premières études ([Salsi et al., 2020a, 2021](#)), j'effectue une sélection stricte sur l'activité des étoiles (variabilité, multiplicité, binarité, rotation, etc.) afin d'éviter toute contribution sur le flux de l'étoile et qui pourrait biaiser l'étalonnage d'une SBCR. Par ces études, je montre la cohérence de tels critères de sélection, et ainsi la nécessité d'un échantillon d'étoiles "nettoyées" de toute activité stellaire. L'utilisation de modèles d'atmosphère permet de s'affranchir de cette activité, puisque les modèles sont simulés pour des étoiles isolées "standards", c'est-à-dire pour des étoiles ne possédant ni rotation, ni variabilité ou tout autre type d'activité. Ainsi, on sera capable de simuler le flux propre aux étoiles, et étudier ses caractéristiques en fonction des paramètres stellaires.
- Un des intérêts principaux de l'étude théorique repose sur la quantification de l'effet d'un changement des paramètres fondamentaux sur la brillance de surface des étoiles. En variant un par un les paramètres tels que la masse, la métallicité, la température effective ou la gravité de surface des étoiles, il sera possible d'étudier et quantifier la contribution de chaque paramètre sur la brillance de surface théorique sortant des modèles d'atmosphère.
- Le Papier I montre clairement l'importance de la classe de luminosité des étoiles dans l'étalonnage de SBCRs, avec des différences sur l'estimation du diamètre angulaire pouvant aller jusqu'à 9% pour les étoiles de types F5/K7 et 20% pour les M. Le but de cette analyse théorique est d'abord de vérifier que l'on retrouve bien des différences dans les SBCRs pour les étoiles géantes et naines. Si oui, l'objectif est de comprendre physiquement ces différences, et identifier si possible leur origine.
- Finalement, il sera utile de comparer les SBCRs résultantes des modèles d'atmosphère avec les relations empiriques étalonnées dans [Salsi et al. \(2020a\)](#).

4.2 Simulation de modèles d'atmosphère avec MARCS

4.2.1 Description de MARCS

Un modèle d'atmosphère permet de simuler le spectre théorique d'une étoile, c'est-à-dire le flux en fonction de la longueur d'onde. Puisque principalement basés sur l'observation des spectres mesurés des étoiles, les modèles d'atmosphère sont constamment actualisés. L'analyse de ces modèles, en comparaison avec les observations, permet d'élaborer de nombreuses déductions telles qu'évaluer l'influence d'une activité stellaire pour expliquer l'écart entre les modèles et les spectres mesurés. Aujourd'hui, il existe un grand nombre de modèles accessibles dans la littérature. Historiquement, [Kurucz \(1993\)](#) fut l'un des premiers auteurs à proposer et fournir la simulation de modèles d'atmosphère pour des études physiques en comparaison avec les spectres mesurés. Les modèles les plus connus et les plus communément utilisés sont les modèles ATLAS9 ([Castelli & Kurucz, 2003](#); [Kurucz, 1993](#)).

Dans ma première publication [Salsi et al. \(2020a\)](#), j'ai étalonné quatre relations selon la classe de luminosité et le type spectral des étoiles. Dans le but d'être cohérent avec cette étude, et de pouvoir comparer correctement les modèles théoriques avec les résultats empiriques de cette étude, il était nécessaire de trouver des modèles d'atmosphère pour les étoiles avec des types spectraux plus tardifs que F5, et donc trouver des modèles pouvant être simulés pour des $T_{\text{eff}} < 3000$ K. Les modèles ATLAS9 ne conviennent pas pour couvrir tous les types spectraux de mon étude empirique (c'est-à-dire des types spectraux jusqu'à M6 pour les étoiles les plus tardives). C'est pourquoi j'ai choisi d'utiliser les modèles d'atmosphère MARCS¹ ([Gustafsson et al., 2008](#); [Plez, 2008](#)). Par ailleurs, MARCS fait partie des modèles utilisés dans les pipelines PLATO.

MARCS fournit des modèles d'atmosphère unidimensionnels, hydrostatiques, parallèles plans et sphériques à l'équilibre thermodynamique local. A ce jour, MARCS contient près de 52 000 modèles d'atmosphère d'étoiles de types spectraux F, G, K et M. Les paramètres MARCS disponibles pour la simulation de modèles d'atmosphère sont décrits en détails dans la section 4.2.2. Pour un spectre simulé, les informations physiques relatives au modèle sont contenues dans quatre fichiers différents :

1. Accessibles via le lien suivant : <https://marcs.astro.uu.se/>.

4. Analyse théorique des relations brillance de surface-couleur pour les étoiles tardives

- Un fichier ".mod" contenant les listes les plus détaillées de la structure du modèle (abondance chimique des éléments, opacité de Rossland, la densité), des grandeurs thermodynamiques et de nombreuses pressions partielles de gaz (pression de radiation, pression de gaz, pression turbulente).
- Un fichier ".opa" comportant les structures du modèle de base et les opacités continues en fonction de la longueur d'onde et de la profondeur optique utiles pour les calculs de spectre synthétique.
- Un fichier ".krz" qui contient l'information sur les raies d'absorption utilisée pour les calculs de l'opacité, ainsi que les abondances normalisées des 99 premiers éléments de la table périodique et toutes les informations sous-jacentes.
- Un fichier ".flx" qui comporte les informations sur le flux de surface du modèle. Ce fichier donne des estimations des flux de surface des étoiles. Le flux est donné en $\text{erg/cm}^2/\text{s}/\text{\AA}$. Les longueurs d'onde sont les mêmes pour tous les spectres. Elles vont de 1300 à 200 000 \AA dans le vide et sont fournies dans un fichier séparé. Le pas de longueur d'onde n'est pas équidistant mais a un pouvoir de résolution constant $R = \lambda/\Delta\lambda = 20000$.

Le spectre des étoiles (c'est-à-dire le flux en fonction de la longueur d'onde) est donc directement déduit du fichier ".flx". Ainsi, tous les modèles simulés à travers cette étude l'ont été en prenant compte des informations sur le flux présentes dans ce fichier. Je montre sur la figure 4.4 des exemples de structures de température des modèles MARCS pour différentes températures effectives et métallicités, tels qu'illustrés dans [Gustafsson et al. \(2008\)](#). Cette figure montre la variation de la température effective du modèle en fonction de la profondeur optique τ , qui traduit le degré de transparence du milieu.

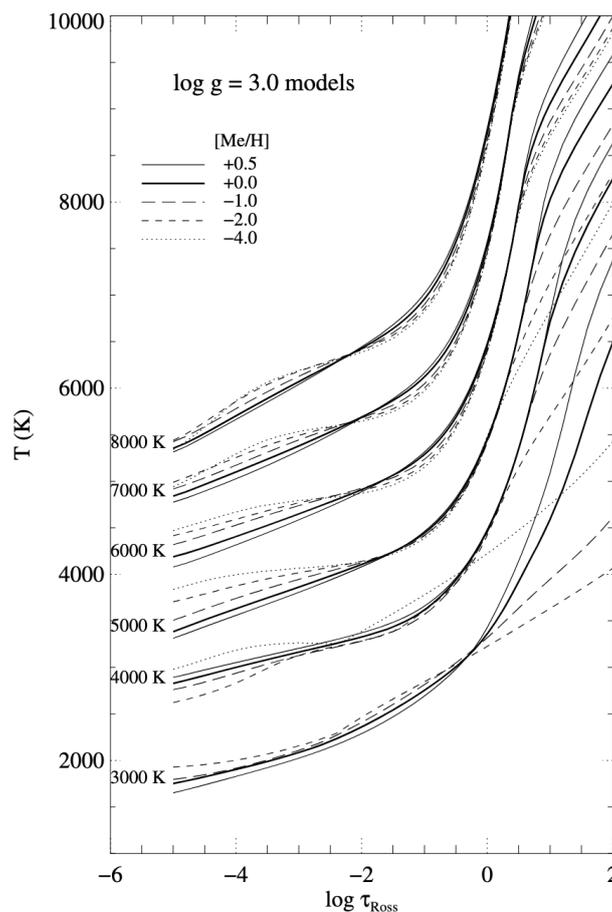


FIGURE 4.4: Exemples de structures de température (T_{eff} vs. τ) des modèles MARCS pour différentes températures effectives et métallicités, tels qu'illustrés dans [Gustafsson et al. \(2008\)](#). La gravité de surface est fixée à $\log g = 3$.

La figure 4.4 montre les structures de température (T_{eff} vs. τ) pour différentes gravités de surface telles que décrites dans MARCS. Les calculs descriptifs du rayonnement sont détaillés dans les sections 5 et 6 de [Gustafsson et al. \(2008\)](#). La photosphère de l'étoile est définie pour une profondeur optique $\tau = 2/3$. Il est important de noter que la variation de la température en surface et dans les couches profondes de l'étoile augmente lorsque l'on fait varier la métallicité. L'effet est d'autant plus fort lorsque la température du modèle diminue.

Selon les modèles utilisés (ATLAS9, MARCS, etc.), on peut s'attendre à des différences dans les spectres simulés d'étoiles et donc dans les paramètres que l'on déduit de ces modèles. Une étude comparative entre les modèles MARCS et ATLAS9 est décrite dans [Gustafsson et al. \(2008\)](#), et est illustrée par la figure 4.5. Dans cette figure, les structures de température des modèles MARCS et ATLAS9 sont mises en comparaison pour différentes valeurs de gravité de surface et de métallicité. On voit que l'accord dans les structures de température est excellent pour les modèles d'étoiles naines de type solaire de différentes métallicités (graphique de gauche). Pour les modèles d'étoiles géantes et supergéantes, la cohérence entre les deux modèles est également très bonne (graphique de droite), bien que les auteurs stipulent que les modèles MARCS ont tendance à être environ 10-80 K plus froids dans les couches à la surface de l'étoile (où $\tau \leq 0.01$). Compte tenu du fait que ces deux grilles de modèles sont faites avec deux méthodes numériques, des calculs de transfert radiatif et des codes informatiques totalement indépendants, cet accord global renforce donc la pertinence physique des modèles MARCS, et ainsi mon choix de considérer ces modèles pour simuler les spectres d'étoiles tardives. Dans la section qui suit, je décris en détails les paramètres des modèles MARCS et définis la stratégie utilisée pour simuler les spectres d'étoiles en fonction de mes objectifs.

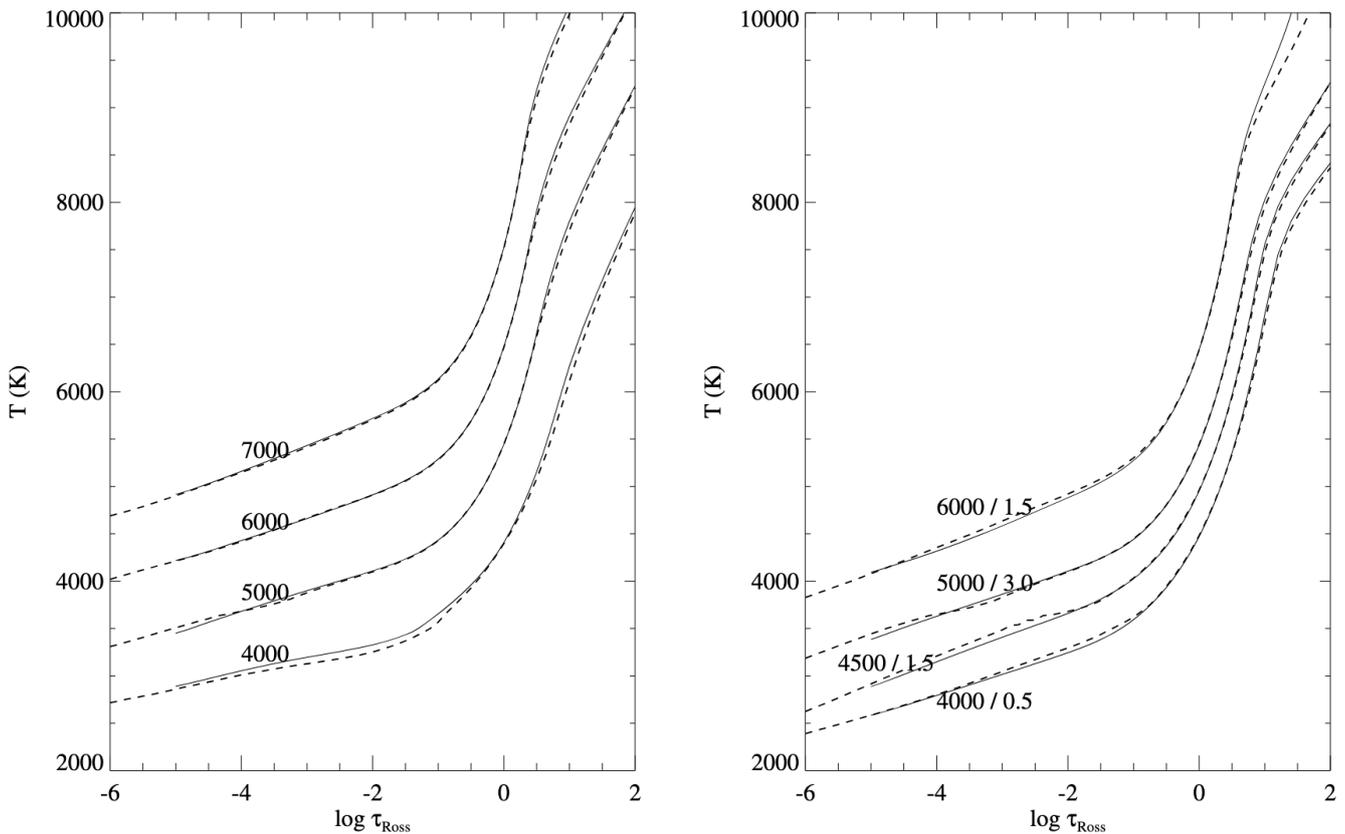


FIGURE 4.5: Comparaison des structures de température des modèles ATLAS9 et MARCS, comme illustrée dans [Gustafsson et al. \(2008\)](#). A gauche : pour des étoiles naines avec $\log g = 4.5$ et des métallicités solaires $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$. A droite : pour des étoiles géantes et supergéantes, en variant le $\log g$ des étoiles entre 0.5 et 3, et pour $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$.

4.2.2 Exploration des paramètres MARCS

Diverses classes de composition chimique sont fournies pour les modèles d'atmosphère MARCS, telles qu'une composition standard, des compositions pauvres ou riches en éléments α , mais également des compositions chimiques modérément ou fortement dirigées par le cycle Carbone-Azote-Oxygène (CNO). En plus des différentes compositions, deux géométries de modèles sont fournies : la géométrie de type plan-parallèle, et la géométrie sphérique. Les analyses d'abondance classiques sont généralement basées sur des modèles d'atmosphère calculés en supposant une géométrie de type plan-parallèle. Cela signifie que le transfert radiatif est résolu en fonction d'une seule variable de profondeur, en négligeant la courbure de l'atmosphère. Pour la plupart des étoiles, cela se justifie car l'extension de l'atmosphère est négligeable par rapport au rayon stellaire. Les cas extrêmes sont les étoiles géantes et supergéantes froides, où les effets géométriques dus à l'épaisseur de l'atmosphère doivent être pris en compte. C'est pourquoi la géométrie sphérique dans MARCS n'est accessible que pour des modèles avec $\log g \leq 3.5$. Sur la figure 4.6, je reprends le schéma de [Gustafsson et al. \(2008\)](#) pour illustrer la représentation géométrique considérée dans MARCS pour résoudre le problème de transfert radiatif à symétrie sphérique.

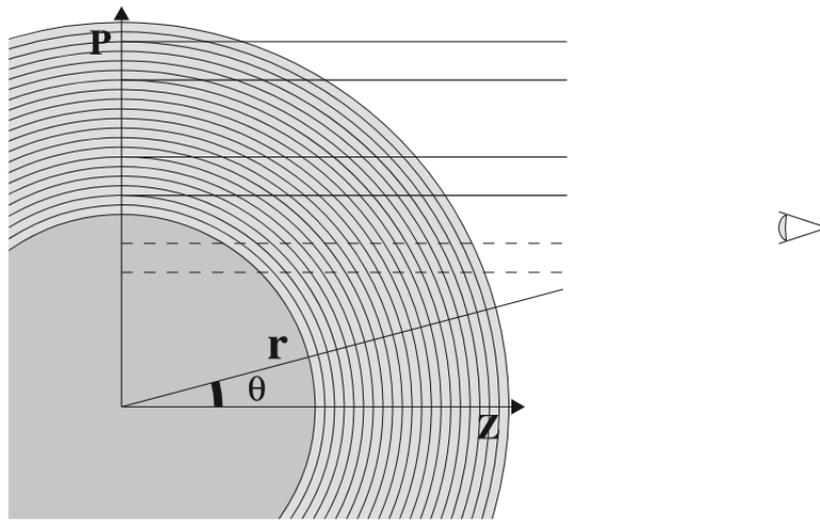


FIGURE 4.6: Schéma illustrant la représentation géométrique utilisée pour résoudre le problème de transfert radiatif à symétrie sphérique dans MARCS, tel que présenté dans [Gustafsson et al. \(2008\)](#). Le rayon complet mesuré pour représenter les variables en fonction du rayon est indiqué le long du vecteur de rayon par un ensemble de cercles concentriques. L'ensemble des rayons qui n'atteignent pas le noyau, typiquement environ 50 rayons (mais dépendant de la longueur d'onde), sont ici représentés par quatre rayons parallèles (en trait plein). Environ 15 rayons atteignant le coeur de l'étoile sont utilisés dans cette représentation (illustrés par les traits en pointillés). Les mailles de points utilisées pour résoudre l'équation du transfert radiatif sont les points de croisement entre les cercles et les lignes horizontales. Les distances le long des rayons sont mesurées par $z = \mu r$ où $\mu = \cos \theta$.

Cinq paramètres stellaires sont nécessaires afin de simuler des modèles d'atmosphère MARCS, à savoir la température effective T_{eff} , la gravité de surface logarithmique $\log g$, la métallicité globale $[\text{Fe}/\text{H}]$, le paramètre de microturbulence ξ et la masse M_* . Dans MARCS, le choix de la géométrie conditionne les combinaisons de paramètres disponibles pour simuler des modèles d'atmosphère. En effet, comme déjà dit plus tôt, la géométrie sphérique n'est accessible que pour la simulation de modèles avec $\log g \leq 3.5$. Si la géométrie sphérique est considérée, la masse M des étoiles est accessible en paramètre d'entrée. Ci-dessous, je liste l'espace des paramètres en entrée de MARCS :

- La température effective des modèles d'atmosphère MARCS varie de 2500 à 8000 K par pas de 100 K de 2500 à 4000 K et de 250 K de 4000 à 8000 K.

- Les gravités de surface logarithmiques varient entre -0.5 et 5.5, par pas constant de 0.5 dex. Comme cité plus tôt, la géométrie sphérique donne accès à des modèles d’atmosphère avec des gravités de surface comprises entre -0.5 et +3.5, tandis que les modèles plan-parallèles sont calculés pour des gravités comprises entre 3.0 et 5.5.
- Le choix de la masse en entrée dépend de la géométrie considérée. Dans le cas de la géométrie sphérique, la masse stellaire peut être choisie entre une masse de $1.0M_{\odot}$ et $15M_{\odot}$, avec des valeurs intermédiaires à 0.5, 2.0, 5.0 et $15M_{\odot}$.
- Les métallicités logarithmiques globales par rapport au Soleil $[Fe/H]$ sont comprises entre -5.0 et +1.0 par pas variable. Le mélange d’abondance solaire de référence a été tiré de [Grevesse et al. \(2007\)](#).
- Enfin, le paramètre de microturbulence peut être fixé à 1, 2, ou 5 $km.s^{-1}$ en géométrie sphérique, tandis qu’une valeur supplémentaire, à savoir $\xi = 0 km.s^{-1}$, peut être choisie en approximation plane-parallèle.

Dans le travail qui va suivre, j’ai considéré des spectres avec des T_{eff} comprises entre 2500 K et 6000 K. J’ai simulé des modèles sur toute la gamme de $\log g$ et ξ , tandis que j’ai restreint les métallicités des modèles entre $[Fe/H] = -2$ pour les étoiles les plus pauvres en métaux et $[Fe/H] = 1$ pour les étoiles riches en métaux. L’influence d’une métallicité $[Fe/H] = -2$ sur le flux des spectres est déjà significatif, c’est pourquoi je n’ai pas simulé de spectres avec $[Fe/H] < -2$. Pour les modèles avec $\log g < 3$ (en géométrie sphérique), j’ai considéré une masse arbitraire de $1 M_{\odot}$, puisque je montre plus tard que l’effet de la masse sur la SBCR est négligeable. Une fois l’espace des paramètres défini, il est nécessaire de réaliser une calibration photométrique afin de tirer proprement des spectres les grandeurs physiques nécessaires et réaliser cette étude théorique sur les SBCRs.

4.3 Calibration photométrique

Lors de la simulation de spectres, MARCS fournit en sortie le flux du modèle que l’on nommera F_{λ} , et la longueur d’onde λ . Dans ce qui suit, je commencerai par décrire comment je déduis la brillance de surface des modèles d’atmosphère, puis j’enchaînerai sur la description des filtres sélectionnés et le calcul des magnitudes synthétiques qui en découle, et finalement je montrerai des exemples de spectres et j’introduirai les modèles de référence qui serviront d’éléments de comparaison dans le reste de cette étude.

4.3.1 Calcul de la brillance de surface apparente par les modèles d’atmosphère

En premier lieu, il est nécessaire de définir une méthode permettant de calculer la brillance de surface émergeant des modèles d’atmosphère. Pour ce faire, je repars de la définition de la brillance de surface ([Wesselink, 1969](#), voir également l’équation 1.22) :

$$F_V = \log T_{\text{eff}} + 0.1BC_V, \quad (4.1)$$

où BC_V est la correction bolométrique visuelle. Elle est calculée comme $BC_V = M_{\text{bol}} - M_V$, où M_{bol} est la magnitude bolométrique de l’étoile et M_V sa magnitude absolue. Une fois corrigée de l’extinction A_V , la magnitude V observée d’une étoile à distance d mesurée en parsec peut être exprimée sous la forme

$$V = M_{\text{bol}} - BC_V + 5 \log d[\text{pc}] - 5, \quad (4.2)$$

4. Analyse théorique des relations brillance de surface-couleur pour les étoiles tardives

laquelle, en utilisant :

$$M_{\text{bol}} = -2.5 \log \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right) + 4.74 \quad \text{et} \quad L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4, \quad (4.3)$$

où $M_{\text{bol}\odot} = 4.74 \text{ mag}$ (Mamajek et al., 2015b), se transforme en l'équation suivante :

$$V = -10 \log T_{\text{eff}} - 5 \log \left(\frac{R}{d[\text{pc}]} \right) - 0.26 - BC_V + 5 \log R_{\odot} + 10 \log T_{\text{eff}\odot}. \quad (4.4)$$

En injectant l'équation 4.1 dans l'équation ci-dessus, on obtient alors :

$$0.1V = -0.5 \log \left(\frac{R}{d[\text{pc}]} \right) - 0.026 + 0.5 \log R_{\odot} + \log T_{\text{eff}\odot} - F_V. \quad (4.5)$$

A ce stade du calcul, la brillance de surface apparaît comme une quantité physique apparente, et dépend donc de la distance de l'observateur à l'étoile. Les modèles MARCS prédisent le flux au niveau du rayon stellaire, et ne donnent donc aucune information sur la distance de l'étoile. Le calcul de la photométrie synthétique de l'étoile à l'aide des filtres définis dans la section suivante conduit à des grandeurs mesurées à la surface de l'étoile qui doivent donc être renormalisées avant comparaison avec la brillance de surface observée. Pour rappel, le flux du modèle est F_{λ} , tandis que le flux observé sur Terre est $f_{\lambda} = F_{\lambda} \left(\frac{R}{d} \right)^2$. La magnitude V_{mod} calculée à partir du flux du modèle s'exprime donc de la manière suivante :

$$V_{\text{mod}} = V + 5 \log \left(\frac{R}{d} \right). \quad (4.6)$$

En remplaçant dans l'équation 4.5, on a :

$$F_V = -0.1V_{\text{mod}} - 0.026 + 0.5 \log R_{\odot} + \log T_{\text{eff}\odot} - 0.5 \log(1\text{pc}). \quad (4.7)$$

Pour être cohérent avec mon premier article Salsi et al. (2020a), j'ai utilisé les constantes solaires de la résolution IAU B2 (Mamajek et al., 2015b), et ai considéré la valeur du rayon solaire de Meftah et al. (2018). Ainsi, on obtient finalement :

$$F_V = 4.2196 - 0.1(V_{\text{mod}} + 43.0773). \quad (4.8)$$

J'ai donc trouvé que chaque magnitude V_{mod} sortant du modèle doit être décalée d'une valeur de 43.0773 mag pour déduire la brillance de surface apparente de l'étoile. De cette manière, on s'affranchit de la distance des étoiles (contenue dans le calcul de la correction bolométrique). La brillance de surface apparente ne dépend donc plus que de la magnitude V_{mod} , dont on décrit le calcul dans la prochaine section.

4.3.2 Filtres photométriques et magnitudes synthétiques

Le premier objectif est de calibrer la photométrie qui ressort des modèles atmosphériques. Toujours dans le but d'être cohérent avec ma première publication, j'étalonne des SBCRs pour des couleurs ($V - K$). De ce fait, on a besoin de filtres synthétiques Johnson :V et 2MASS- K_s (la magnitude infrarouge 2MASS étant la plus commune d'utilisation en photométrie). Pour trouver les filtres adéquats, j'ai utilisé la base de données de l'Observatoire Virtuel Espagnol² (SVO, en anglais) (Rodrigo & Solano, 2020; Rodrigo et al., 2012), qui donne accès à des dizaines de filtres développés jusqu'ici et calibrés dans toutes les bandes photométriques. Ici, j'ai considéré le filtre 2MASS utilisé lors de la mission d'observation du télescope, décrit dans Cohen et al. (2003). Le travail de sélection fut plus compliqué pour le filtre Johnson :V puisqu'un grand nombre de filtres sont disponibles dans la littérature. J'ai pris soin de sélectionner un filtre non générique pour assurer la cohérence avec la définition initiale des magnitudes Johnson :V, avec un échantillonnage en longueur d'onde suffisamment grand permettant une courbe de transmissivité lisse. J'ai suivi le calibrage photométrique décrit dans Willmer (2018), et j'ai utilisé le filtre Johnson :V récemment recalibré par Mann & von Braun (2015). La longueur d'onde effective de ce filtre est $\lambda_{\text{eff}} = 5452.41\text{\AA}$. J'ai représenté sur la figure 4.7 ci-dessous la transmissivité de chaque filtre.

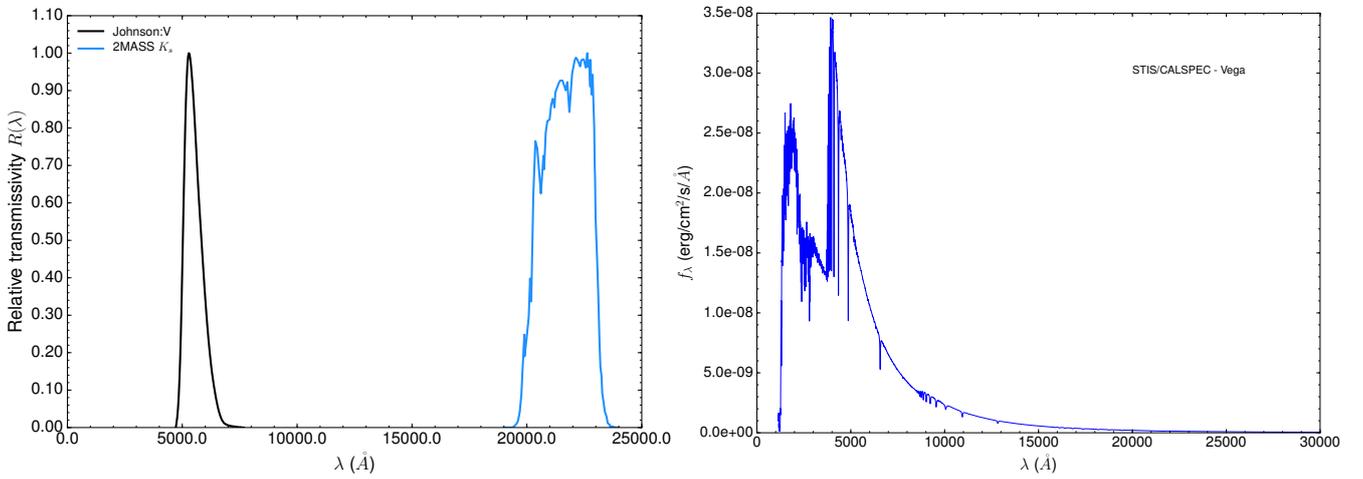


FIGURE 4.7: A gauche : Transmissivité relative des filtres Johnson :V et 2MASS- K_s utilisés dans cette étude. A droite : Spectre STIS/CALSPEC de Vega.

Par définition, la magnitude V est calculée par :

$$V = -2.5 \log \left[\frac{\int f_V(\lambda) R_V(\lambda) \lambda d\lambda}{\int R_V(\lambda) \lambda d\lambda} \right] + zp, \quad (4.9)$$

où $f_V(\lambda)$ est la densité de flux stellaire émergeant des spectres, $R_V(\lambda)$ est la transmissivité (ou fonction de réponse) du filtre Johnson :V (c'est-à-dire le produit de l'efficacité quantique du détecteur \times débit du filtre \times transmission fractionnaire sans unité du train optique total du télescope), et zp est le point zéro du filtre. L'intégrale est calculée à chaque longueur d'onde de filtre en utilisant une interpolation linéaire.

La détermination du point zéro zp du filtre est une étape essentielle pour la calibration photométrique des modèles d'atmosphère. Le point zéro est ajusté de telle sorte qu'une étoile standard ait la bonne magnitude calculée, et permet ainsi de redéfinir les magnitudes des spectres par rapport à la magnitude de l'étoile de calibration. Historiquement, l'étoile Vega fut choisie par les astronomes comme étoile de référence pour la

2. <https://svo.cab.inta-csic.es/main/index.php>.

calibration photométrique. Ainsi, la magnitude apparente de Vega fut décrétée comme étant nulle dans toutes les bandes photométriques³. Pour suivre ce raisonnement, j'ai récupéré le spectre STIS/CALSPEC de l'étoile Vega (Bohlin et al., 2020, 2014). Le spectre de Vega est illustré dans le graphique de droite de la figure 4.7 ci-dessus. Le point zéro du filtre est défini tel que la magnitude V de Vega est de 0,03 mag (Ducati, 2002). On trouve $z_p = -21.09$ mag, une valeur légèrement différente des études précédentes Bessell et al. (1998). De la même manière, j'ai calibré le point zéro du filtre 2MASS comme étant égal à -25.91 mag.

Il est à noter que la couleur $V - K_s$ du modèle est indépendante de la distance. En effet, les magnitudes V et K_s étant calculées de la même manière, la différence entre les deux magnitudes conduit au même résultat, qu'elle soit calculée sur Terre ou à la surface de l'étoile. Ainsi, il n'est pas nécessaire de ramener les magnitudes V et K_s des spectres comme étant mesurées sur Terre. Une fois la calibration photométrique des brillances de surface F_V et des couleurs $V - K_s$ des spectres réalisée, tout est réuni afin de procéder à des simulations de modèles permettant l'étude des SBCRs.

4.3.3 Méthodologie

Afin d'explorer l'effet des paramètres des modèles atmosphériques sur la brillance de surface des étoiles de type tardif, il est nécessaire de définir en premier lieu des modèles qui serviront d'éléments de comparaison. J'introduis ainsi des modèles de référence. Ces modèles sont définis sur une gamme de températures effectives assez large afin de simuler plusieurs types spectraux et couvrir un intervalle de couleurs $V - K$ représentatif, tandis que les autres paramètres stellaires sont fixés à une valeur spécifique. Je définis ci-dessous les caractéristiques des modèles de référence :

- L'intervalle de température effective des modèles de référence va dépendre des paramètres étudiés, et des modèles disponibles en fonction de la combinaison de paramètres choisis. Pour l'évaluation de l'influence des paramètres sur la brillance de surface, j'ai choisi de simuler des spectres entre 3300 K et 5000 K.
- Concernant la gravité de surface $\log g$, j'ai fixé des modèles avec $\log g = 4.5$ pour l'étude des dépendances de la brillance de surface des étoiles. Lorsque j'ai fait varier la masse des étoiles avec $M > 1M_\odot$, j'ai fixé $\log g = 2.0$ pour être en accord physiquement avec la simulation d'étoiles géantes.
- S'agissant de la métallicité, j'ai défini les modèles de référence comme des étoiles semblables au Soleil, avec donc $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$.
- J'ai fixé un paramètre de microturbulence $\xi = 1$ km/s pour tous les modèles de référence.
- Finalement, pour simuler l'effet d'un changement sur la masse de l'étoile, j'ai dû me placer en géométrie sphérique afin d'accéder à ce paramètre. Toujours dans l'idée de simuler des étoiles de référence semblables au Soleil, j'ai fixé $M = 1M_\odot$. Dans ce cas précis, les modèles ont été simulés pour des T_{eff} comprises entre 3400 K et 5000 K.

3. Les avancées technologiques ayant permis l'affinage et le développement de nouveaux filtres, il est maintenant connu que les magnitudes de Vega diffèrent légèrement de 0.

Géométrie	T_{eff} [K]	$\log g$	[Fe/H]	ξ [km/s]	M [M_{\odot}]
Plane-parallèle	3300	4.5	0	1	-
	3500	4.5	0	1	-
	3700	4.5	0	1	-
	4000	4.5	0	1	-
	4500	4.5	0	1	-
	5000	4.5	0	1	-
Sphérique	3400	2	0	1	1
	3600	2	0	1	1
	3700	2	0	1	1
	4000	2	0	1	1
	4200	2	0	1	1
	5000	2	0	1	1

TABLE 4.1: Caractéristiques des modèles MARCS de référence considérés dans cette étude. En haut : modèles utilisés pour étudier l'effet d'un changement de [Fe/H], $\log g$ et ξ sur la brillance de surface. En bas : modèles simulés pour étudier l'influence d'un changement sur la masse M (en géométrie sphérique).

Au final, je simule six modèles de référence pour chaque géométrie, correspondant à six températures effectives différentes. Les caractéristiques de ces modèles sont résumés dans la table 4.1. J'ai illustré en figure 4.8 ci-dessous un exemple de spectres MARCS de deux étoiles de référence géante et naine. Pour certaines parties de l'étude, j'ai du mélanger des modèles provenant des deux géométries. Afin d'étudier la cohérence d'un tel mélange, j'ai simulé les six modèles de références d'abord en approximation plane-parallèle, puis exactement les mêmes modèles mais cette fois-ci en géométrie sphérique, en ajoutant un paramètre $M = 1M_{\odot}$. En comparant les brillances de surface qui ressortaient de ces modèles, j'ai trouvé une différence moyenne de 0.05% sur F_V entre les deux géométries. Ce très faible écart confirme les observations faites jusqu'alors sur l'utilisation de différentes géométries (Gustafsson et al., 2008; Heiter & Eriksson, 2006), et est tout à fait acceptable pour que l'on puisse mélanger les deux géométries si besoin.

4. Analyse théorique des relations brillance de surface-couleur pour les étoiles tardives

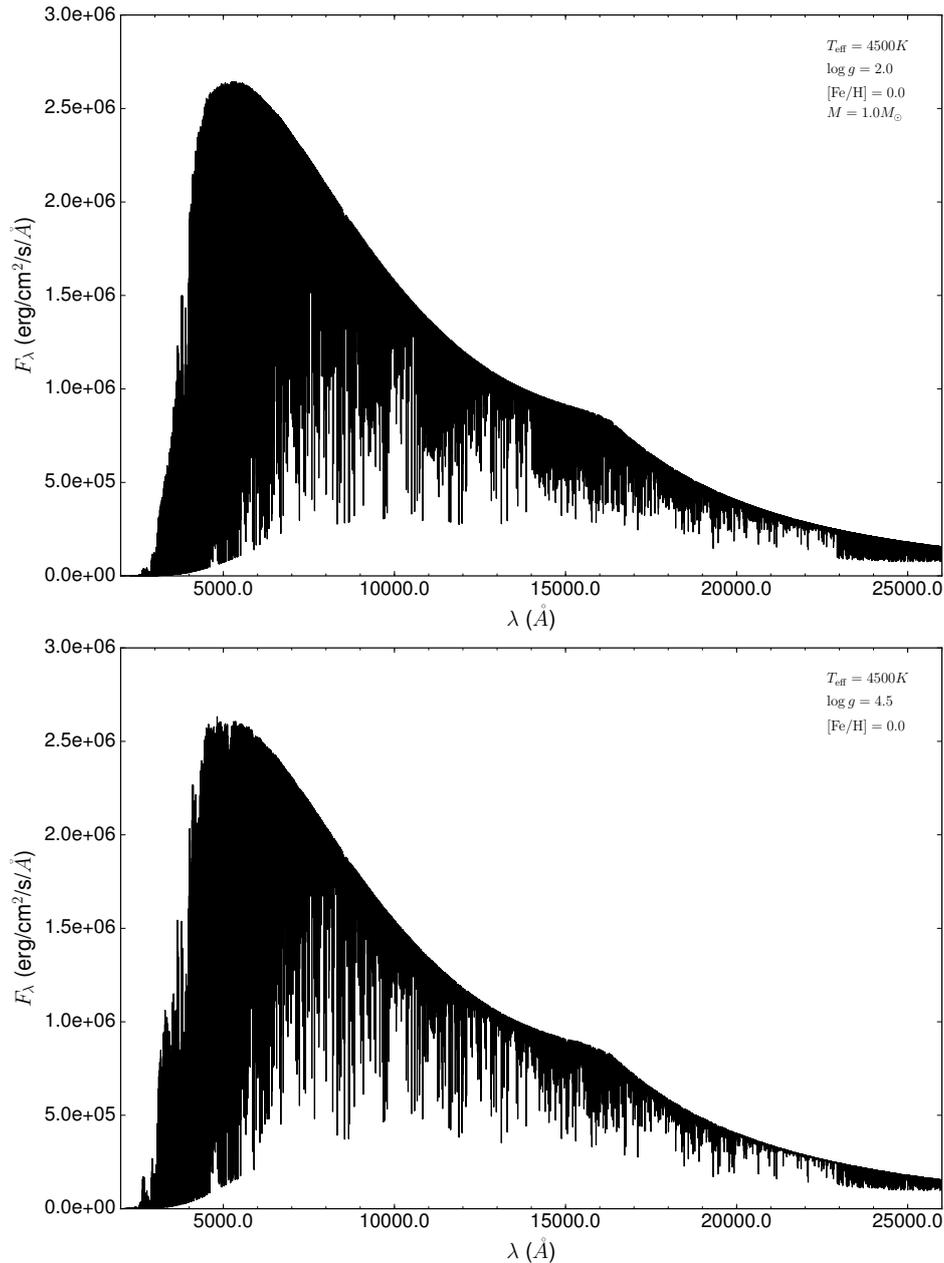


FIGURE 4.8: Spectres de référence d'une étoile géante (en haut) et une étoile naine (en bas). Les paramètres utilisés pour simuler les modèles sont indiqués dans le coin supérieur droit de chaque graphique. Le spectre de l'étoile géante a été simulé en utilisant la géométrie sphérique (comme en témoignent la valeur de $\log g$ et la présence de la masse M en paramètres d'entrée). Le spectre de l'étoile naine a quant à lui été simulé en géométrie plane-parallèle.

Définir des modèles de référence permet la comparaison des modèles simulés entre eux et l'évaluation de l'effet d'un changement appliqué sur un paramètre. C'est ce que je présente dans la section 4.4.1 ci-après. Cela permet de faire une première analyse de l'effet des différents ingrédients physiques sur la brillance de surface.

L'étape suivante est de voir ces effets non pas sur la brillance de surface, mais sur la SBCR elle-même. Ceci permet également une comparaison avec les observations. Pour cela, il faut prendre en compte les aspects évolutifs et représenter au mieux l'échantillon d'étoiles observées. Ainsi, pour ce faire, j'ai considéré une variation du $\log g$ des étoiles avec leur température effective. En effet, les observations réalisées par

Bessell et al. (1998) pour les étoiles géantes, couplées à des modèles standards d'évolution stellaire pour les naines, permettent de déduire les valeurs présentées en table 4.2. Cette considération, plutôt que de supposer un $\log g$ constant pour toute température effective, décrit d'une meilleure manière la physique des étoiles.

$(V - K)$ [mag]	T_{eff} [K]	$\log g$
Géantes		
2.1	5000	3.0
3.0	4250	2.0
4.3	3700	1.0
6.0	3400	0.5
8.0	3200	0.0
Naines		
2.1	5000	4.5
2.8	4500	4.5
3.4	4000	5.0
5.9	3000	5.0
9.0	2500	5.0

TABLE 4.2: Valeurs de $\log g$ correspondant aux températures effectives des étoiles géantes (en haut) et naines (en bas).

La finalité de cette étude est de comparer les SBCRs empiriques développées dans mon Papier 1 avec les relations théoriques émergeant des modèles MARCS. Pour comparer convenablement aux observations, il est nécessaire de confronter les $\log g$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$ des échantillons empiriques avec les modèles théoriques présentés dans la table 4.2. A l'aide de requêtes Simbad, j'ai récupéré le $\log g$ et la métallicité des échantillons empiriques, et je les compare avec les valeurs de la table 4.2 dans la figure 4.9 ci-dessous.

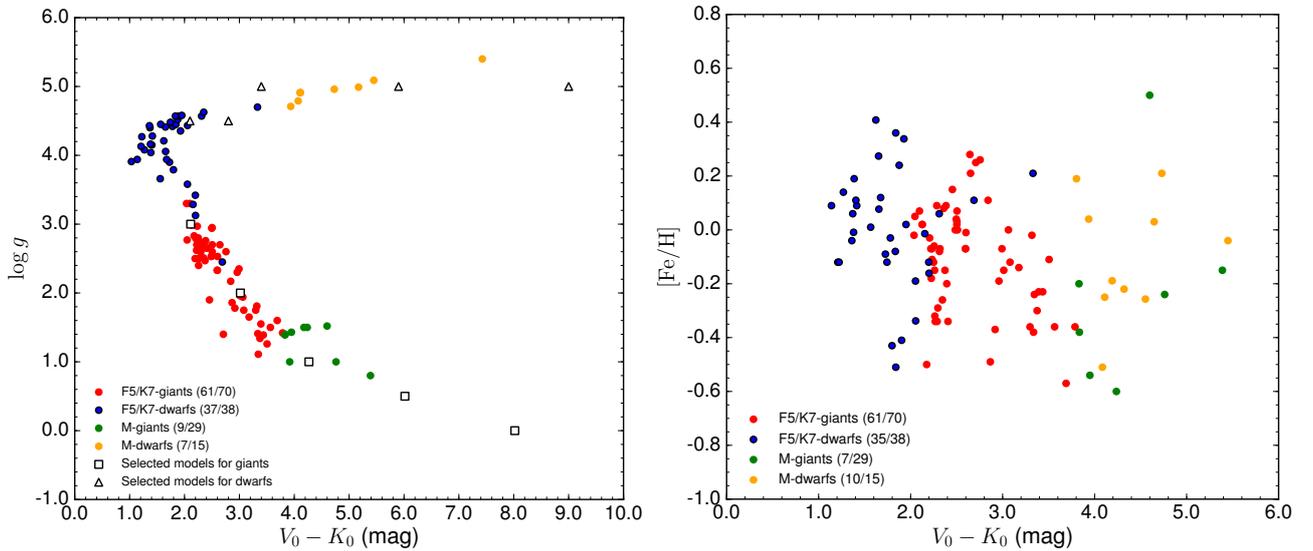


FIGURE 4.9: A gauche : $\log g$ vs. $V_0 - K_0$ des échantillons empiriques comparés aux coefficients de Bessell et al. (1998) (voir table 4.2). A droite : $[\text{Fe}/\text{H}]$ vs $V_0 - K_0$. Les modèles utilisés pour la comparaison des SBCRs théoriques et empiriques ont été simulés avec une métallicité solaire.

On remarque que les étoiles utilisées pour étalonner les quatre SBCRs ont en moyenne une métallicité solaire, avec un écart type d'au plus 0.5 dex en $[\text{Fe}/\text{H}]$, ce qui correspond au pas de la grille MARCS. Concer-

nant $\log g$, on remarque que les modèles de référence présentés dans la table 4.2 sont cohérents avec les valeurs de $\log g$ des observations. Les SBCRs empiriques peuvent donc être comparées avec les relations théoriques basées sur les modèles de la table 4.2.

4.4 Résultats et analyses

4.4.1 Influence des paramètres stellaires sur les SBCRs

Dans l'étude présentée ci-dessus, le but est d'étudier la dépendance de la brillance de surface en fonction des paramètres fondamentaux stellaires M , ξ , $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $\log g$. Je liste ci-dessous l'effet d'un changement sur chacun de ces paramètres sur les SBCRs, qui résume les résultats illustrés sur la figure 4.10 :

- **Microturbulence ξ** : Pour ce premier test, on considère d'abord les modèles de référence décrits précédemment comme éléments de comparaison ($\xi = 1$ km/s), et on fixe la microturbulence à $\xi = 2$ km/s et $\xi = 5$ km/s. Les résultats obtenus correspondent au graphique supérieur-droit de la figure 4.10. On voit que la brillance de surface F_V et la couleur $V - K$ ne sont que légèrement sensibles à la microturbulence des étoiles. En particulier, les grandeurs F_V et $V - K$ sont décalées le long de la SBCR, ce qui signifie que la pente et le point zéro de la SBCR ne dépendent pas de la microturbulence. A ce stade, on peut donc conclure que la SBCR ne dépend pas de la microturbulence des étoiles.
- **Métallicité $[\text{Fe}/\text{H}]$** : Afin d'estimer l'effet de la métallicité $[\text{Fe}/\text{H}]$, j'ai simulé des spectres avec les métallicités suivantes $[\text{Fe}/\text{H}]$: -2, 1, 0 (modèles de référence), 0.5 et 1. Le changement de la brillance surface des étoiles avec la métallicité est montré sur le graphique inférieur-gauche de la figure 4.10. Pour les étoiles riches en métaux ($[\text{Fe}/\text{H}] > 0$), une augmentation de la métallicité entraîne à la fois une diminution de la brillance de surface et une augmentation de la couleur de l'étoile. On observe l'exact contraire pour les étoiles pauvres en métaux ($[\text{Fe}/\text{H}] < 0$). La métallicité a un effet négligeable pour les étoiles ayant une couleur $V - K$ entre 2 et 2.5 mag, qu'elles soient naines ou géantes. Au contraire, cet effet croît pour les étoiles de type très tardif. Un décalage de 0.025 mag en F_V (ou 10% sur le diamètre angulaire) est attendu pour une variation d'une unité en $[\text{Fe}/\text{H}]$ et pour une couleur $V - K$ d'environ 4 mag. Cependant, ces chiffres ne valent que pour un $\log g$ typique de 4.5. Je reviens sur l'effet de la métallicité sur la SBCR au sens large un peu plus loin.
- **Gravité de surface $\log g$ et masse M** : J'ai simulé des modèles avec $\log g = -0.5, 0, 3$ et 4.5 (modèles de référence). Dans MARCS, les modèles avec $\log g < 3$ (respectivement $\log g > 3$) sont accessibles seulement en géométrie sphérique (respectivement plane-parallèle). Dans cette partie de l'étude, il a donc été nécessaire de mélanger les deux géométries. Cependant, j'ai montré que considérer les deux géométries dans une même étude a un effet négligeable sur F_V . De même, pour les modèles en géométrie sphérique, on peut considérer des masses différentes pour l'étoile. Afin de tester cela, je considère les modèles de référence décrits plus haut, et fixe la masse à $M = 2M_\odot$ et $M = 5M_\odot$. En raison des restrictions MARCS (qui dépendent des combinaisons de paramètres), j'ai dû adapter la plage de température pour les modèles avec $M > 1M_\odot$. J'ai donc simulé cinq modèles de référence (au lieu de 6 normalement) avec $3400 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 5000 \text{ K}$. Pour plus de cohérence avec la physique des étoiles géantes, j'ai considéré une valeur de $\log g = 2$. Le graphique supérieur-gauche de la figure 4.10 montre que la masse influe très faiblement sur la brillance de surface des étoiles. Le fait d'augmenter la masse jusqu'à $2M_\odot$ et $5M_\odot$ conduit à une augmentation de F_V . Dans le même temps, la couleur $V - K$ est décalée vers des valeurs plus faibles. La masse de l'étoile n'impacte donc pas l'étalonnage d'une SBCR.

L'impact de la gravité de surface stellaire $\log g$ sur la brillance de surface des étoiles est illustré sur le graphique inférieur-droit de la figure 4.10. J'ai indiqué dans la légende les modèles pour lesquels j'ai utilisé la géométrie sphérique si nécessaire. A la fois la brillance de surface F_V et la couleur $V - K$ sont fortement affectées par un changement sur le $\log g$ des étoiles. On peut voir que la SBCR n'est que

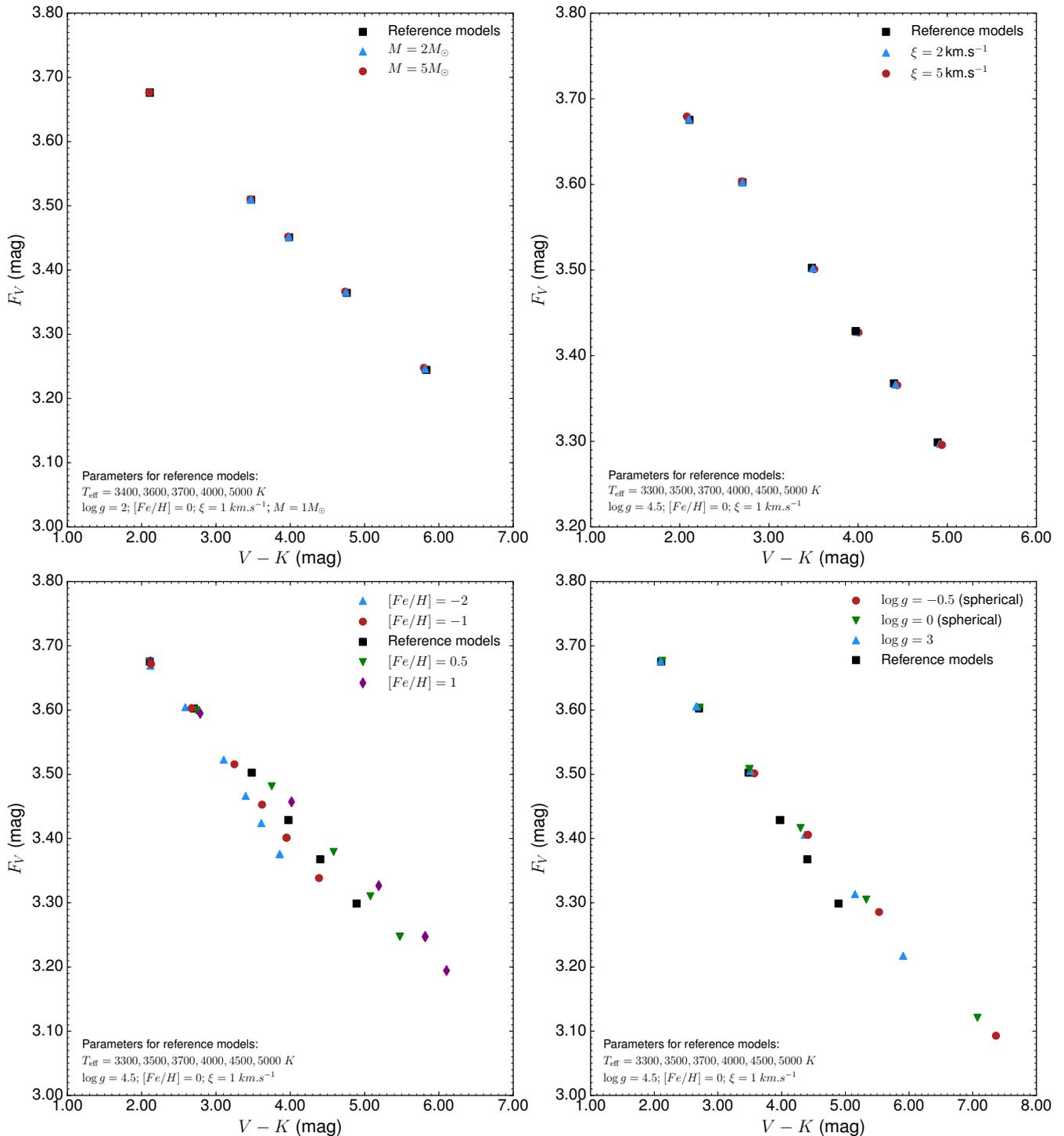


FIGURE 4.10: Influence d'un changement des paramètres fondamentaux sur la brillance de surface des étoiles. Graphique supérieur-gauche : variation de la masse stellaire. Graphique supérieur-droit : variation de la microturbulence. Graphique inférieur-gauche : variation de la métallicité. Graphique inférieur-droit : variation de la gravité de surface logarithmique.

très peu sensible au $\log g$ pour des couleurs $V - K$ comprises entre 2 et 3 mag, alors que l'effet devient significatif pour $V - K > 3$ mag, ce qui influence donc l'étalonnage de SBCRs. Mais à nouveau, ces analyses concernent des $\log g$ fixés. Je reviens plus loin sur l'effet du $\log g$ lorsqu'on prend en compte les aspects évolutifs.

En considérant en première approche un $\log g$ constant avec T_{eff} , le graphique inférieur-droit de la figure 4.10 montre une influence significative du $\log g$ sur la brillance de surface des étoiles. Pour une étoile avec une couleur $V - K$ de 4 mag, la différence en brillance de surface entre les modèles de référence et ceux simulés avec $\log g = -0.5, 0$ et 3 est d'au moins 0.01 magnitude (soit 5% sur le diamètre angulaire). On remarque que l'intervalle de validité de la SBCR (en $V - K$) croît en même temps que le $\log g$ des étoiles décroît, pour une même gamme de températures effectives.

L'accord attendu entre les différentes SBCRs se tient à moins de 0.005 mag pour des $V - K < 3$ mag (soit $\sim 2\%$ sur le diamètre angulaire). En revanche, on s'attend à une différence de plus de 5% sur le diamètre angulaire estimé entre les SBCRs étalonnées pour des étoiles géantes ($\log g \leq 3$) et naines ($\log g \geq 4.5$) pour $V - K \geq 4$ mag. Au sein même d'un échantillon d'étoiles géantes, on observe des différences importantes sur l'étalonnage de SBCRs pour des étoiles avec $\log g = 0$ et $\log g = 3$. L'écart atteint même 0.02 mag (soit 10% sur θ_{LD}) pour des $V - K \geq 5$ mag. Ceci montre clairement une dépendance des SBCRs en fonction de la classe de luminosité des étoiles, que l'on discutera plus tard dans la section 4.4.3.

En conclusion intermédiaire, l'analyse théorique montre que la brillance de surface est insensible à la microturbulence et à la masse des étoiles. Elle est cependant sensible à la métallicité et à la gravité de surface des étoiles. Je propose maintenant de regarder ces aspects en détail en prenant en compte les aspects évolutifs.

4.4.2 Dépendance des SBCRs avec la métallicité des étoiles

Bien que l'influence de la métallicité stellaire dans l'étalonnage des SBCRs ait déjà été suggérée par [Kervella et al. \(2004b\)](#) et [Boyajian et al. \(2012b\)](#), elle n'a jusqu'alors jamais été démontrée de manière empirique ou théorique. Le graphique inférieur-gauche de la figure 4.10 montre dans un premier temps que la métallicité stellaire impacte de manière significative la brillance de surface des étoiles. Dans la figure 4.11 ci-dessous, j'ai représenté les brillances de surface calculées par la table 4.2 dans le cas des géantes (à gauche) et des naines (à droite) pour une métallicité solaire. J'ai ensuite varié la métallicité en explorant la totalité de l'espace des paramètres MARCS pour la microturbulence et la masse des étoiles.

La figure 4.11 montre clairement l'influence non négligeable de la métallicité sur l'étalonnage des SBCRs. On remarque que l'effet est plus important pour les naines que pour les géantes. Il est également plus grand lorsque l'on considère des valeurs de $V - K$ plus élevées, et cela est particulièrement vrai pour les étoiles pauvres en métaux ($[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1$ dex). Des brillances de surfaces calculées pour une métallicité $[\text{Fe}/\text{H}] = -2$ dex présentent une différence de plus de 15% sur le diamètre angulaire par rapport à des métallicités solaires.

L'étude présentée ici montre clairement une dépendance des SBCRs avec la métallicité stellaire. Ce paramètre doit donc définitivement être pris en compte lors de l'élaboration de SBCRs à l'aide d'un large échantillon d'étoiles. Dans la suite, j'ai voulu comparer des relations empiriques, basées sur des observations, avec des relations théoriques sortant des modèles d'atmosphère. Pour ce faire, j'ai choisi de comparer mes relations étalonnées dans [Salsi et al. \(2020a\)](#) avec les modèles d'atmosphère MARCS. Je présente cette étude dans la section qui suit.

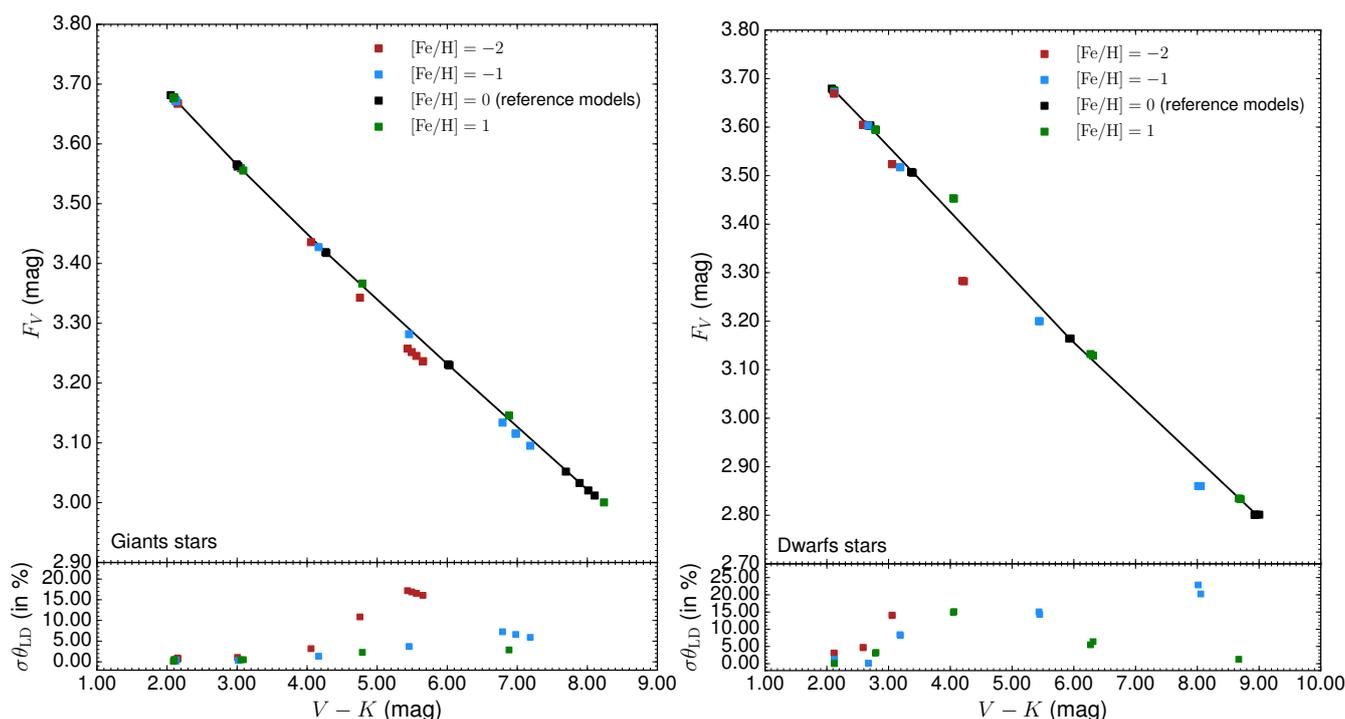


FIGURE 4.11: Influence de la métallicité des étoiles sur l'étalonnage des SBCRs. Pour les géantes (à gauche) et les naines (à droite), la gravité de surface $\log g$ varie avec la température effective comme indiqué dans la table 4.2 (carrés noirs), tandis que tout l'espace des paramètres MARCS est exploré pour la microturbulence et la masse. Les autres couleurs (carrés rouges, bleus et verts) correspondent à des métallicités différentes. Les graphiques du bas montrent la valeur absolue de la différence sur le diamètre angulaire attendu entre une SBCR donnée et celle de référence (ligne noire continue).

4.4.3 Comparaison des SBCRs théoriques et empiriques, et influence de la classe des étoiles

Le dernier point de cette étude consiste à comparer les relations émergent des modèles d'atmosphère avec mes relations empiriques étalonnées lors de ma première publication. Ainsi, j'avais développé quatre SBCRs précises pour les étoiles tardives F5/K7 géantes, F5/K7 sous-géantes et naines, M géantes et M naines. Sur la figure 4.12 illustrée ci-dessous, j'ai superposé les brillances de surface calculées par la table 4.2 sur les relations empiriques.

Pour une comparaison cohérente, je considère l'ensemble des modèles de la table 4.2 avec une métallicité solaire. La microturbulence et la masse, comme indiqué précédemment, ont peu d'impact sur la brillance de surface et sont respectivement fixées à 0 km.s^{-1} et 1 masse solaire. A noter que deux modèles sont rejetés dans la table 4.2 car ils dépassent le domaine de validité $V - K$ des relations empiriques. On se retrouve alors avec 8 modèles pour la comparaison. Les résultats peuvent être résumés comme suit :

- Les SBCRs empiriques pour les étoiles F5/K7 (naines ou géantes) sont systématiquement $2\text{-}3\sigma$ plus brillantes que les relations théoriques. Comme les RMS des relations empiriques sont de 0.002 et 0.004 magnitude en F_V pour les géantes et naines respectivement, cette différence correspond à 0.004-0.012 magnitude en F_V , soit à 5-6% au maximum en terme de diamètre angulaire.
- Pour les étoiles M (naines ou géantes), la différence entre les observations et les modèles MARCS est plus grande, entre 5 et 6σ . De manière intéressante, la SBCR empirique pour les M géantes est plus brillante que la relation théorique, alors qu'on observe le contraire pour les naines. Les RMS des relations empiriques sont de 0.005 et 0.004 magnitude en F_V pour les géantes et naines. Cette différence correspond à environ 10% sur le diamètre angulaire.

Pour évaluer au mieux la cohérence d'une telle comparaison, il a fallu investiguer tout ce qui pourrait

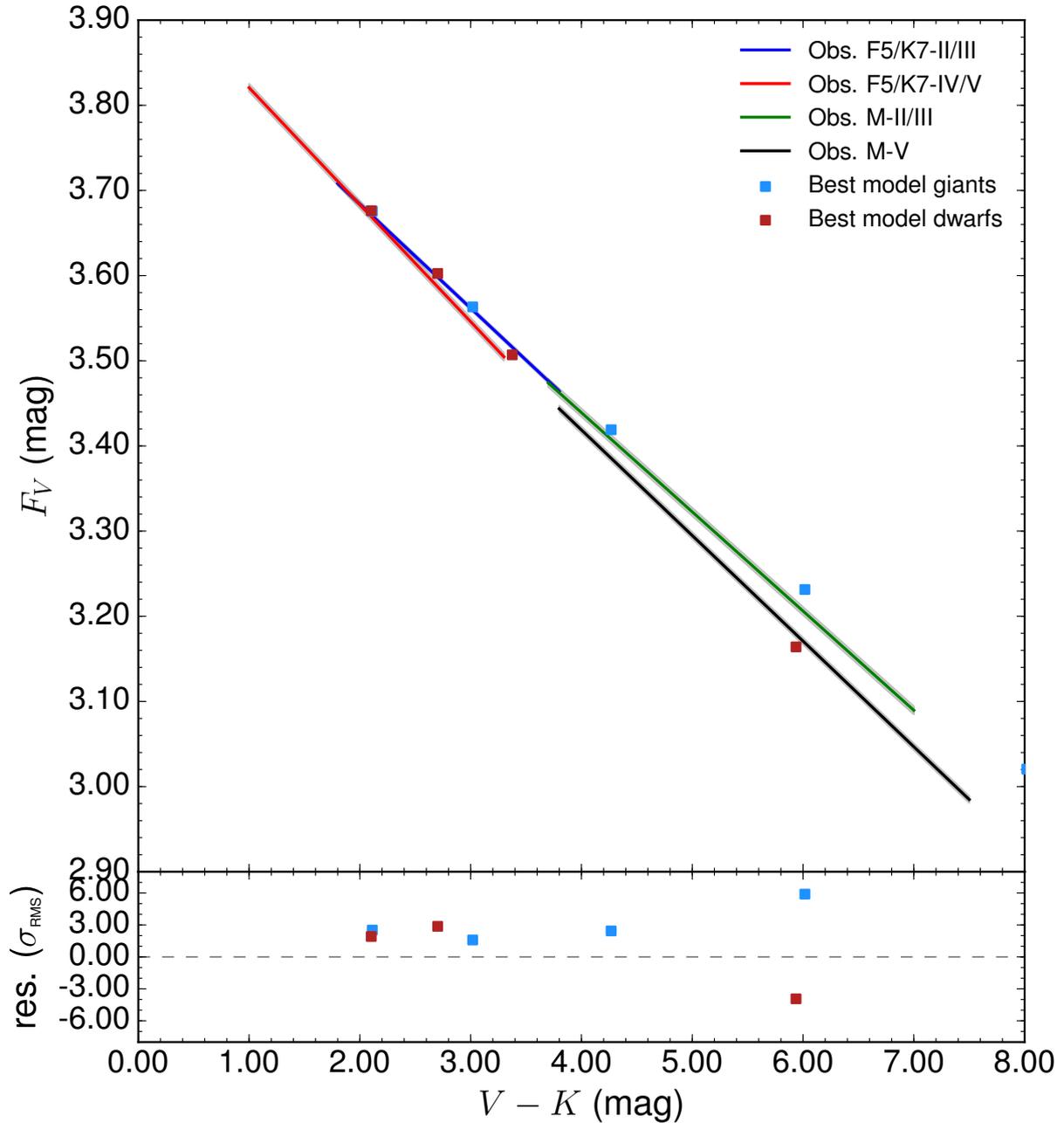


FIGURE 4.12: Comparaison entre les SBCRs empiriques du Papier I et les brillances de surface théoriques calculées à partir des modèles d'atmosphère stellaires MARCS définis dans la table 4.2, c'est-à-dire avec un $\log g$ variant avec la température effective. La métallicité est considérée comme solaire. La zone grisée correspond à l'intervalle de confiance $1-\sigma$ des SBCRs empiriques (correspondant dans certains cas à l'épaisseur du trait). Le graphique inférieur montre la différence entre les modèles et la SBCR correspondante (géantes ou naines, respectivement) en fonction de la RMS de la SBCR empirique.

l'influencer. Dans cette analyse, il n'est pas exclu que le point zéro des SBCRs théoriques soit affecté par le choix du filtre et/ou de l'étoile de référence utilisée pour le calcul des magnitudes synthétiques. Ici, j'ai utilisé Vega comme étoile de référence. Cependant, elle est connue pour être un rotateur rapide (Aufdenberg et al., 2006). J'ai investigué ce point en considérant d'autres étoiles de référence. Ainsi, j'ai utilisé le spectre de Sirius pour calculer le point zéro des filtres, et je trouve -21.12 mag au lieu de -21.09 mag. Cet écart de 0.03 mag sur l'étoile de référence conduit à un décalage de 0.003 mag sur F_V , ce qui correspond à 1-1.5 RMS des SBCRs empiriques. Utiliser η -Uma comme étoile de référence conduit à un point zéro de -21.07 mag, correspondant à une différence de ~ 0.002 sur F_V . De telles différences dans les points zéros sont faibles et n'expliquent que partiellement la différence observée lors de la comparaison des SBCRs empiriques et théoriques.

Un autre biais possible peut être le filtre à partir duquel la magnitude synthétique V est calculée. Le flux stellaire est en effet intégré sur une gamme de longueurs d'onde et une transmissivité toutes deux propres au filtre. J'ai donc réalisé un test en utilisant le filtre générique Johnson :V de Bessell et al. (1998). Avec ce filtre, je calcule un point zéro de -21.12 mag. On observe une différence constante de 0.006 mag sur F_V par rapport au filtre de Mann & von Braun (2015) initialement utilisé dans cette étude. On en conclut qu'un changement du filtre et/ou de l'étoile de référence peut conduire à un meilleur accord entre les points zéro des relations empiriques et théoriques, mais ne peut pas expliquer complètement les différences obtenues, en particulier pour les étoiles M.

Alors que la dépendance des SBCRs avec la classe de luminosité a déjà été observée à travers plusieurs travaux (Boyajian et al., 2014; Challouf et al., 2014; Fouque & Gieren, 1997; Groenewegen, 2004; Kervella et al., 2004b), aucune approche théorique n'a été menée à ce jour, hormis celle présentée dans Mould (2019). Pour la première fois, des SBCRs théoriques ont été développées à l'aide de modèles d'atmosphère et confrontées aux observations. Pour des $V - K \geq 3$ mag, la différence entre les brillances de surface des étoiles géantes et naines dépasse 0.008 mag (4% sur θ_{LD}), et atteint 0.03 mag (15% sur θ_{LD}) pour $V - K = 6$ mag. Par cette étude, on confirme le résultat du Papier I. On montre que les SBCRs varient avec la gravité de surface des étoiles, et dépendent donc de la classe de luminosité.

Bien que l'effet de la masse et de la microturbulence soit faible, on montre que la métallicité impacte aussi la SBCR. La métallicité doit donc être prise en considération lors de l'étalonnage et de l'utilisation d'une SBCR.

Les futures observations interférométriques réalisées par l'instrument SPICA permettront d'affiner l'étude des paramètres stellaires, notamment la compréhension des phénomènes physiques au sein des étoiles M géantes, et donc l'étalonnage de SBCRs empiriques et de comprendre les différences observées entre les relations théoriques et empiriques.

4.4.4 Effet du choix des modèles d'atmosphère dans les simulations de SBCRs

J'ai fait le choix d'utiliser les modèles d'atmosphère MARCS car ils permettent d'atteindre la simulation de spectres d'étoiles les plus tardives, telles que les étoiles de type M. Cependant, il existe un grand nombre de modèles différents dans la littérature. Chaque modèle possède ses propres caractéristiques, telles que les géométries considérées, les approximations faites, le codage du transfert radiatif au sein des étoiles et l'échantillonnage des spectres. Ce qui signifie qu'en utilisant plusieurs modèles pour simuler une même étoile (c'est à dire en injectant les mêmes paramètres d'entrée pour deux modèles différents), on peut possiblement s'attendre à des différences plus ou moins importantes dans les grandeurs physiques qui ressortent des spectres.

Dans le chapitre 4, j'évoque déjà ce point en citant notamment les travaux de comparaison réalisés par Gustafsson et al. (2008). En comparant les structures de température des modèles MARCS et ATLAS9, les auteurs soulignent un très bon accord entre les deux modèles, bien qu'il y ait de très légères différences

4. Analyse théorique des relations brillance de surface-couleur pour les étoiles tardives

pour les modèles d'étoiles géantes et supergéantes. J'ai tout de même voulu vérifier la cohérence des deux modèles par l'analyse des spectres simulés. Dans la figure 4.13, j'illustre le spectre de deux étoiles déduits des modèles MARCS et ATLAS9. La première grosse différence notable concerne l'échantillonnage des spectres. En effet, les spectres MARCS sont tracés pour 100,724 valeurs de λ , alors que les spectres ATLAS9, bien moins échantillonnés, sont définis pour 1221 valeurs de λ . Ceci induit des différences dans le flux qui ressort des modèles, où l'on voit très clairement par la figure 4.13 que le spectre MARCS possède davantage de raies d'absorption que le spectre ATLAS9. Aussi, on constate que le flux MARCS est en général toujours supérieur à celui déduit des spectres ATLAS9. Ceci peut-être une conséquence directe de la différence d'échantillonnage en λ des deux modèles, et donc du nombre de raies d'absorption présentes sur chaque spectre.

Ainsi, par une simple comparaison des spectres, on remarque déjà des différences, notamment sur la représentation physique du flux des étoiles au sein des différents modèles. J'ai voulu vérifier la cohérence des paramètres sortant des spectres MARCS et ATLAS9. Pour ce faire, j'ai déduit le flux bolométrique des deux étoiles simulées montrées en figure 4.13. Je trouve une différence moyenne de 0.17% entre les spectres MARCS et ATLAS9. Aussi, j'ai voulu comparer les magnitudes V et K_s en considérant les filtres utilisés dans le chapitre 4. Je trouve une différence moyenne de 0.05% sur la magnitude V des deux étoiles et 0.013% sur les magnitudes K_s .

De ce fait, même si les spectres MARCS et ATLAS9 semblent montrer quelques différences aux premiers abords, les grandeurs physiques déduites de chaque modèle sont en excellent accord, ce qui confirme les conclusions faites par Gustafsson et al. (2008). A ce stade de la comparaison, l'utilisation d'un modèle ou d'un autre ne semble donc pas constituer un frein pour la calibration photométrique et ainsi l'étalonnage de SBCRs théoriques. Il serait cependant intéressant d'étendre cette étude de comparaison, d'évaluer plus en détails et quantifier les différences attendues dans l'étalonnage de SBCRs déduites des différents modèles d'atmosphère.

Le travail présenté dans ce chapitre fait l'objet d'une publication qui a été soumise auprès du journal *Astronomy & Astrophysics* : **Salsi, A.** ; Nardetto, N. ; Plez, B. ; Mourard, D. "*Theoretical analysis of surface brightness–colour relations for late-type stars using MARCS model atmospheres*".

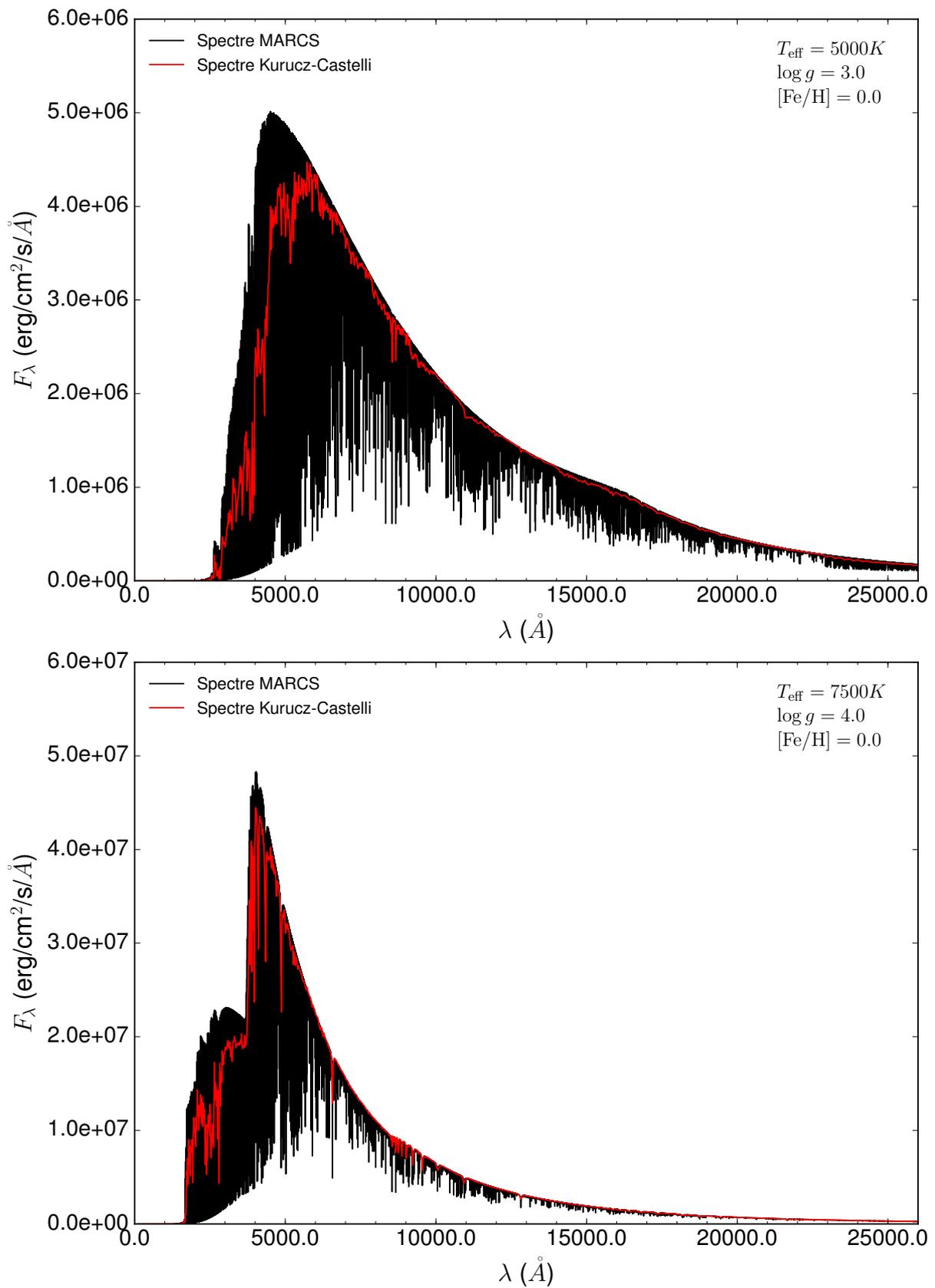


FIGURE 4.13: Comparaison des spectres déduits des modèles MARCS et Kurucz-Castelli pour deux étoiles. En haut : une étoile avec $T_{\text{eff}} = 5000\text{K}$, $\log g = 3.0$, et $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$. En bas : une étoile avec $T_{\text{eff}} = 7500\text{K}$, $\log g = 4.0$, et $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$.

Chapitre 5

Conclusions et perspectives

Table des matières

5.1 Perspectives observationnelles	185
5.1.1 Un échantillon large, homogène prenant en compte l'activité stellaire	185
5.1.2 Photométrie infrarouge des étoiles précoces	186
5.1.3 Vers une meilleure détermination de la métallicité et de la classe des étoiles	186
5.1.4 Améliorer l'étalonnage des SBCRs dans le domaine photométrique de Gaia	187
5.1.5 L'apport de l'instrument CHARA/SPICA	188
5.2 Perspectives théoriques	192
5.2.1 Des SBCRs théoriques pour les étoiles précoces	192
5.2.2 Affiner la comparaison et réconcilier les SBCRs observées et théoriques	192

5.1 Perspectives observationnelles

5.1.1 Un échantillon large, homogène prenant en compte l'activité stellaire

Dans les chapitres 2 et 3, j'ai présenté des travaux portant sur l'étalonnage de SBCRs précises permettant d'estimer le diamètre angulaire d'étoiles de toute classe de luminosité et de tous types spectraux avec une précision entre 1% et 2.3%. J'ai apporté une nouvelle méthode d'étalonnage de ces relations à l'aide de critères précis, et d'une méthodologie portant à la fois sur l'activité et la photométrie des étoiles, mais également sur la qualité des mesures interférométriques.

En élaborant de tels critères de sélection, il semble impératif d'augmenter considérablement le nombre de mesures interférométriques d'étoiles standards (c'est à dire des étoiles dépourvues de toute activité stellaire, multiplicité, etc.) afin de mieux caractériser les SBCRs. Par ailleurs, il est également nécessaire d'accroître la précision des mesures effectuées. En effet, la précision apportée à la mesure du diamètre angulaire est cruciale pour l'étalonnage d'une SBCR robuste, notamment si l'on veut atteindre une précision de 1% sur l'estimation du diamètre angulaire d'étoiles précoces à l'aide des SBCRs.

Ce besoin de données supplémentaires précises se retrouve tout particulièrement dans le cas des étoiles de types précoces (types spectraux plus précoces que F). Dans ma deuxième étude, j'ai établi une stratégie de sélection d'étoiles similaire à celle réalisée pour les étoiles tardives, à la différence qu'aucun critère interférométrique ne fut appliqué ici puisque le but était de réaliser mes propres mesures de diamètre angulaire. Là aussi, la sélection a considérablement réduit le nombre d'étoiles à observer. Les étoiles précoces étant chaudes et connues pour être actives, leur utilisation pour la SBCR est rendue plus difficile. Au final, je n'ai pu

sélectionner que 18 étoiles précoces à observer. Parmi ces étoiles, aucune étoile de type spectral O n'a pu être sélectionnée. Le manque de mesures d'étoiles O constitue un problème majeur, puisque qu'elles permettraient l'étalonnage de relations dans un domaine de couleurs jusqu'alors rarement atteint ($V - K < -1$ mag). Parmi les 1672 mesures initiales présentes dans le JMDC, seulement 8 d'entre elles sont des étoiles O. Cette proportion d'étoiles O dans l'historique des mesures interférométriques illustre à quel point il est difficile de réaliser des observations sur ces étoiles.

Pourtant, le besoin de SBCRs étalonnées dans cet intervalle de couleur est fort en vue de la détermination des distances extragalactiques à l'aide de binaires à éclipses précoces. Il semble donc aujourd'hui nécessaire de détecter et mesurer un plus grand nombre d'étoiles de type O. Au delà de cela, c'est tout un échantillon entier d'étoiles précoces qu'il faut élargir.

En conclusion, malgré de récents étalonnages robustes (Pietrzyński et al., 2019; Salsi et al., 2020a, 2021), plusieurs points peuvent encore être améliorés. L'aspect le plus notable est le manque de mesures pour les étoiles précoces, le besoin de précision sur les diamètres angulaires des étoiles mesurés, et en particulier la prise en compte de l'activité stellaire. Le futur instrument SPICA permettra notamment de réaliser un très grand nombre de mesures interférométriques homogènes, sur un grand nombre d'étoiles. Les observations permettront par ailleurs de détecter l'activité stellaire.

5.1.2 Photométrie infrarouge des étoiles précoces

Lors de ma deuxième étude, j'ai réalisé un travail conséquent sur la photométrie infrarouge des étoiles précoces, et notamment, l'impact d'un échantillon inhomogène sur l'étalonnage de SBCRs. En étendant mon travail aux étoiles tardives, j'ai montré qu'on pouvait s'attendre à des différences si l'on considère soit des photométries 2MASS- K_s soit Johnson- K , et plus particulièrement aux bords du diagramme, pour les étoiles les plus précoces d'un côté et les plus tardives de l'autre. Il est donc indispensable à ce stade de posséder des données photométriques précises et uniformes pour de telles étoiles. Puisque le catalogue 2MASS ne fournissait pas de mesure précise pour la totalité des étoiles présentes dans mes échantillons, j'ai eu recours à l'utilisation de relations de conversions entre les photométries K et K_s des étoiles. Cependant, les relations développées par Bessell & Brett (1988) et Carpenter (2001) présentent des limites pour leur utilisation sur les étoiles précoces.

En effet, les relations de transformations 2MASS-Johnson ont été indirectement déduites des équations 2MASS-CIT et 2MASS-SAAO de Bessell & Brett (1988) et Carpenter (2001). A ce jour, il n'existe pas de relation basée sur l'observation d'étoiles en bandes K et K_s , et donc de relation de conversion directement calibrée pour les photométries 2MASS et Johnson. De plus, l'équation CIT de Bessell & Brett (1988) est basée sur l'observation de seulement 21 étoiles, et le type spectral le plus bleu (le plus précoce) parmi l'échantillon d'étoiles utilisé pour l'étalonnage de cette relation est B7. En comparant à notre échantillon d'étoiles précoces utilisé dans Salsi et al. (2021), cela correspond à une couleur $V - K$ de -0.3 mag. Cependant, l'étoile la plus précoce de notre échantillon possède un $V - K$ de -0.95 mag.

On peut donc imaginer des améliorations qui pourraient être apportées dans le futur par rapport à ce point : une solution serait de réaliser un relevé photométrique infrarouge permettant d'obtenir les photométries K des étoiles sans avoir recours à des relations de conversion, et ceci est particulièrement critique sur les extrêmes du diagramme HR.

5.1.3 Vers une meilleure détermination de la métallicité et de la classe des étoiles

L'étude présentée dans le chapitre 4 a montré qu'il est important de connaître le $\log g$ et la métallicité des étoiles afin d'étalonner une SBCR. Cependant, lors de la sélection des étoiles de ma première étude,

je me suis rendu compte que certaines d'entre elles ne possédaient pas ces informations. Aussi, des étoiles présentaient plusieurs classes de luminosité. C'est ce qui m'a conduit à la création d'un critère de sélection que j'ai qualifié comme de "doute sur la classe de luminosité", dans [Salsi et al. \(2020a\)](#). Ces étoiles étaient donc exclues de la sélection pour éviter de les inclure par erreur dans un des quatre échantillons. Il paraît ainsi essentiel d'étudier d'une meilleure manière les paramètres $\log g$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$ des étoiles servant à l'étalonnage de SBCRs, mais également les notions de types spectraux et classes de luminosité.

Un moyen de corriger ce problème est de faire un survey spectroscopique en complément du survey interférométrique de façon à déduire $\log g$ et T_{eff} directement à partir de l'analyse des spectres. Cela permettrait une analyse fine de la SBCR en fonction de $\log g$.

Le problème de la détermination du $\log g$ se pose lors de l'étalonnage de la SBCR, mais aussi lors de son utilisation. Lors de l'utilisation de la SBCR, il est à noter que des mesures directes sont par exemple possibles à partir de binaires spectroscopiques à éclipses ([Smalley, 2005](#)). Il est également d'usage d'utiliser l'astérosismologie afin de déterminer le $\log g$ des étoiles par ses modes de vibration ([Huber et al., 2013](#)). La température effective peut être directement déterminée par l'analyse du flux des étoiles, en utilisant la loi de Stefan-Boltzmann dans l'approximation d'un corps noir, ou bien la loi de Wien. Une autre méthode, plus simple, et plus répandue d'utilisation, est de comparer les spectres mesurés avec des spectres synthétiques ou d'étoiles de référence en variant la combinaison de paramètres T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, ξ , etc. pour ainsi trouver la combinaison qui correspond le mieux aux observations ([Katz et al., 1998](#); [Soubiran et al., 1998](#)). Ainsi, ce sont tous les paramètres fondamentaux des étoiles qui sont ajustés dans le même temps.

5.1.4 Améliorer l'étalonnage des SBCRs dans le domaine photométrique de Gaia

Gaia représente aujourd'hui une des plus importantes missions d'observation de notre Univers, ayant conduit à la réalisation du plus grand catalogue d'étoiles avec près de deux milliards de mesures effectuées jusqu'ici. Ainsi la photométrie Gaia est large et homogène, ce qui permet de l'utiliser facilement à l'étalonnage et lors de l'utilisation de la SBCR. La seule difficulté est le problème de saturation potentiel des étoiles très brillantes observées par interférométrie.

Lors de ma première étude, trois quantités étaient nécessaires afin d'étalonner des SBCRs dans la bande photométrique de Gaia : la magnitude G des étoiles, l'erreur sur la photométrie Gaia σ_G , et l'extinction A_G dans la bande photométrique Gaia. Pour cela, j'ai recherché ces trois paramètres directement dans la base de données Gaia DR2. Cependant, même si l'extinction A_G est fournie par la base de données Gaia, elle l'est en très faible quantité. Plus de la moitié des étoiles de mes échantillons étaient dépourvues de cette quantité. Certaines d'entre elles présentaient parfois une valeur aberrante, trop élevée pour être physique. Il existe plusieurs études qui ont déterminé des lois permettant le calcul de l'extinction en fonction de la photométrie G de l'étoile. Parmi ces études, nous avons retenu celle de [Danielski et al. \(2018\)](#). Cette loi d'extinction a été déduite d'analyses photométriques portant sur presque 90,000 étoiles, ce qui en fait ainsi une des études les plus solides sur la détermination d'une loi d'extinction en bande G . Il sera cependant intéressant d'attendre une meilleure estimation des valeurs de A_G mesurées par le satellite Gaia, afin de pouvoir comparer avec les lois existantes, et pouvoir ainsi étalonner des SBCRs directement déduites des mesures Gaia.

Lors de ma deuxième étude, je me suis rendu compte que les parallaxes Gaia, utilisées pour déduire l'extinction en bande V , étaient très souvent incertaines dans le cas des étoiles précoces. Ceci est principalement dû au fait que les étoiles de cette gamme de couleur, trop brillantes, saturent dans la bande de mesure Gaia. Cependant, l'extinction tient un rôle majeur dans l'étalonnage de SBCRs pour les étoiles précoces puisque la relation n'est pas linéaire dans cette partie du diagramme F_V vs. $V - K$. Des valeurs précises de photométrie (mais aussi de parallaxes pour le calcul de l'extinction) sont donc primordiales pour l'étalonnage d'une SBCR pour les étoiles précoces. Comme l'extinction, nous faisons face ici à une limite technique du satellite Gaia

(saturation des étoiles en bande G), qui nécessite là aussi d'attendre des améliorations technologiques qui permettront d'atteindre de meilleures précisions sur les mesures des parallaxes d'étoiles précoces.

5.1.5 L'apport de l'instrument CHARA/SPICA

Durant ma thèse, j'ai utilisé l'instrument VEGA/CHARA afin de mesurer le diamètre angulaire de 18 étoiles précoces. Bien que les observations se soient étalées sur deux années, et que les diamètres obtenus aient permis de développer une SBCR précise à 2.3%, certaines étoiles disposaient toujours de courbes de visibilité assez peu contraintes, du fait d'un faible nombre de mesures, ce qui menait donc à un diamètre angulaire peu précis (5.2% pour HD114330 et 3.3% pour HD149438). De ce fait, il semble nécessaire aujourd'hui d'utiliser un instrument capable d'enregistrer un plus grand nombre de données sur un plus petit intervalle de temps, d'autant plus que VEGA/CHARA a enregistré sa dernière lumière lors du mois de décembre 2020. Je détaille ci-dessous les différentes caractéristiques de l'instrument SPICA/CHARA, en évoquant les progrès apportés en comparaison avec l'instrument VEGA.

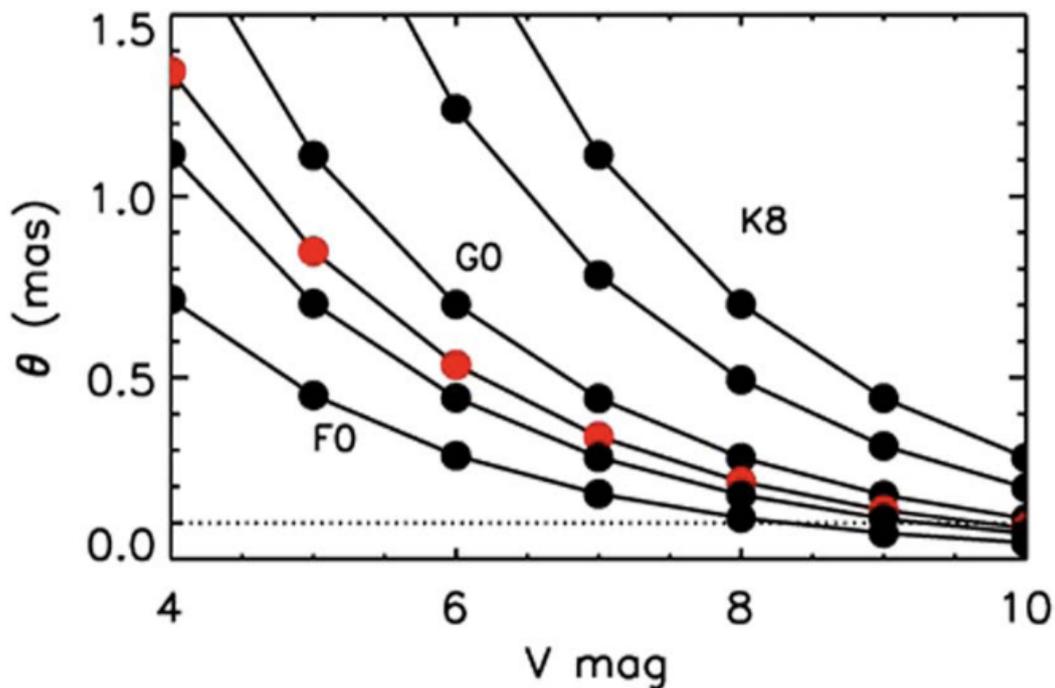


FIGURE 5.1: Diamètre angulaire des étoiles de la séquence principale en fonction de leur magnitude V , basé sur les magnitudes absolues attendues et les rayons des étoiles pour différents types spectraux, tel qu'illustré dans [Mourard et al. \(2017\)](#). Les points rouges représentent une étoile de type G2V. La ligne horizontale à 0.1 mas représente la résolution angulaire nécessaire pour permettre les mesures de diamètres angulaires d'étoiles de type F jusqu'à la magnitude 8.

Magnitude limite : L'intérêt scientifique principal de SPICA concerne les mesures du diamètre angulaire des étoiles de la séquence principale de types spectraux F, G et K. Grâce au grand nombre de développements technologiques et conceptuels, l'instrument SPICA sera capable d'atteindre des magnitudes visibles jusqu'à $V = 8$ mag. L'instrument, qui sera installé au centre interférométrique CHARA, disposera d'un ciel accessible pour des déclinaisons $\delta \geq -30^\circ$. Selon la base de données SIMBAD, le nombre d'étoiles F,G et K est approximativement multiplié par 10 pour chaque type spectral si l'on passe d'une magnitude V limite de 6 mag (comme disposait VEGA auparavant) à 8 mag : 462-437-818 étoiles pour $V < 6$ mag et 4978-3867-9348 étoiles pour $V < 8$ mag ([Mourard et al., 2017](#)). Sur la figure 5.1, je représente le diamètre angulaire stellaire estimé pour des étoiles de la séquence principale en fonction de la magnitude V , tel qu'illustré dans

Mourard et al. (2017). A partir de cette figure, on voit que mesurer le diamètre angulaire des étoiles dans cette gamme de magnitudes V implique d'atteindre une résolution angulaire jusqu'à 0.1 mas (pour des étoiles de type F). CHARA fournit des longueurs de bases allant jusqu'à 330 m. A une telle longueur de base dans le visible (avec $\lambda \sim 600$ nm), il est seulement possible d'atteindre une résolution angulaire de 0.4 mas. Cependant, Perraut et al. (2013) ont montré que la mesure de diamètres angulaires plus petits est possible en ajustant des courbes de visibilité pour des objets partiellement résolus.

Nombre de cibles : Dans la section 5.1.1, j'ai montré qu'un certain nombre des mesures interférométriques présentes dans le JMDC montrent des incertitudes assez fortes. Seulement 10% des mesures du JMDC possèdent une précision meilleure que 1%, ce qui correspond à environ 170 mesures. Avec les résolutions limites de l'instrument SPICA, on estime qu'environ 7800 étoiles peuvent avoir leur diamètre angulaire mesuré avec une précision meilleure que 1%, grâce notamment au principe de filtrage spatial avec des fibres monomodes. De plus, SPICA permettra d'atteindre une telle précision en seulement 30 minutes d'observation, toujours grâce aux progrès technologiques dont bénéficiera l'instrument et la possibilité d'observer à 6 télescopes. Parmi les 7800 étoiles accessibles par SPICA, il est prévu de mesurer le diamètre angulaire de 800 étoiles avec une précision de 1% (ou mieux) sur une période d'observation de 3 ans, en imaginant consacrer 70 nuits par an à ce programme. Dans le même laps de temps, on s'attend à obtenir des images de la surface de 200 étoiles. Ces images permettront entre autres d'étudier l'activité stellaire. En seulement 3 ans, SPICA permettra donc d'accroître la taille du JMDC de 50% et d'apporter un échantillon de mesures homogènes pour la plupart précises à moins de 1%.

Résolution spectrale : L'instrument SPICA disposera de trois niveaux de résolutions spectrales, qui ont chacun été imaginés afin de couvrir les divers objectifs scientifiques pour lesquels l'instrument a été conçu. La combinaison des six télescopes du centre interférométrique CHARA équipés d'une optique adaptative avec un spectrographe basse résolution ($R=140$, avec 60 canaux entre 600 et 900 nm) produira 750 fréquences spatiales différentes en une seule observation et permettra ainsi des déterminations précises des diamètres angulaires. Cette résolution est destinée à une sensibilité élevée. Elle fournira 15 mesures de visibilités carrées dans les 60 canaux spectraux. Même si des visibilités différentielles seront également accessibles, leur intérêt sera limité car elles concerneront des canaux spectraux de 5 nm.

Pour un sous-échantillon d'étoiles brillantes, deux modes de résolution spectrale, moyenne ($R = 4400$) et haute ($R = 13100$), composés de 500 canaux étalés sur 85 et 29 nm respectivement (toujours dans la bande 600-900 nm), permettront une imagerie spectrale des surfaces et des environnements stellaires afin d'atteindre une plus grande précision sur les paramètres stellaires et planétaires, mais également sur l'étude de la cinématique des environnements et des atmosphères. Les études de raies spectrales à haute résolution angulaire seront rendues possibles. Pour repousser la magnitude limite dans les différents modes et donner accès à un large échantillon d'étoiles, SPICA aura besoin de l'assistance d'un système de suivi de franges dédié dans la bande H pour atteindre des poses "longues" (de 200 ms jusqu'à 30 s) des signaux de franges dans le visible. J'ai représenté sur la figure 5.2 une évaluation du rapport signal à bruit de l'instrument SPICA en fonction de la magnitude R de l'étoile pour les trois modes de résolution spectrale.

Avec des observations utilisant la configuration 6-télescopes, on obtiendrait alors 15 mesures de V_s^2 en une seule mesure. Avec 50 canaux spectraux, 750 mesures simultanées seront alors collectées. Ainsi, même pour une étoile ayant un diamètre angulaire de 0.1 mas, une mesure fiable pourrait en principe être déterminée avec une précision de l'ordre de 1% à 2%.

5. Conclusions et perspectives

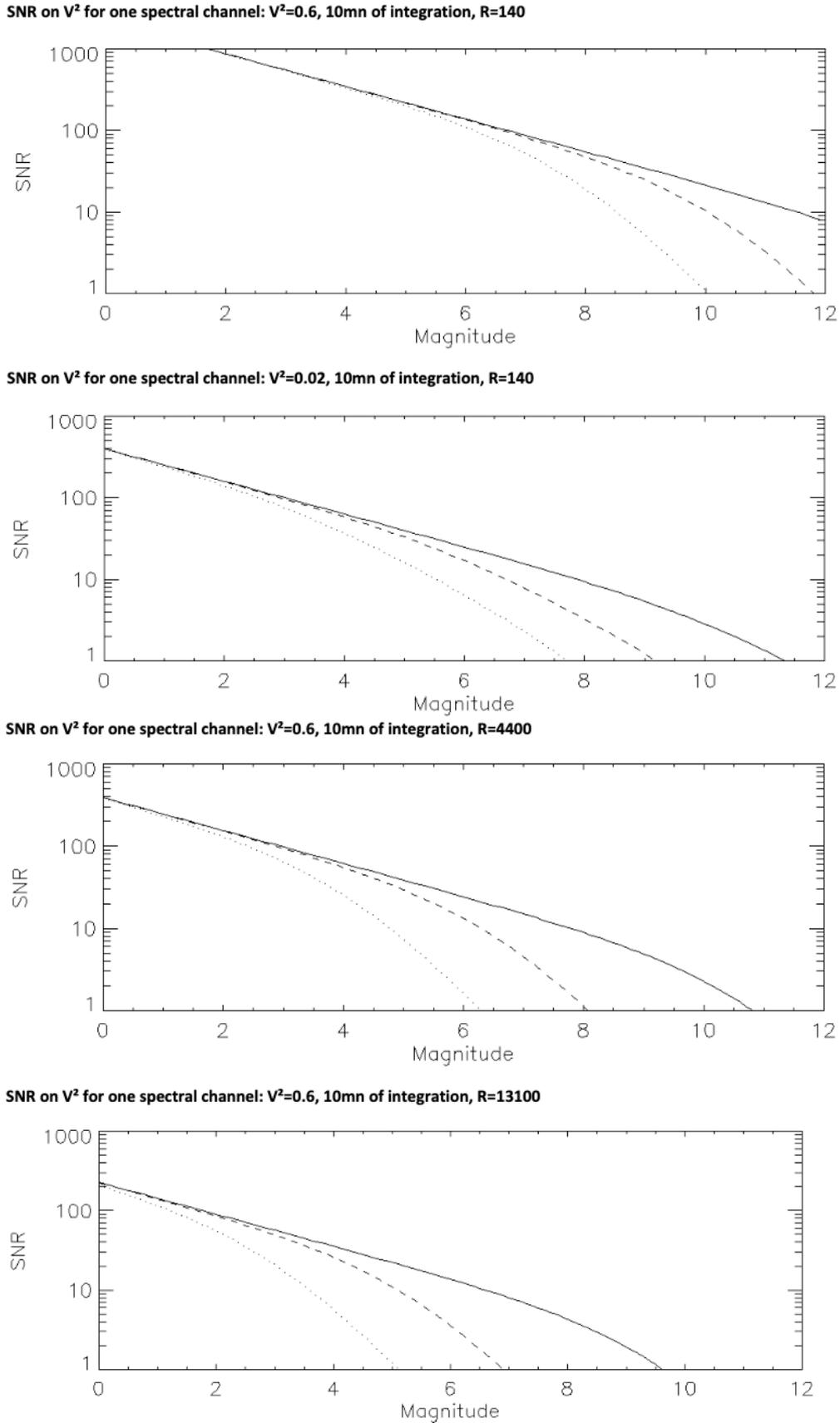


FIGURE 5.2: Rapport signal sur bruit (S/N) en fonction de la magnitude R à basse (premier et deuxième graphiques), moyenne (troisième graphique) et haute (dernier graphique) résolutions spectrales, pour différents temps d'intégration du détecteur de l'instrument SPICA (trait plein : 10s, tirets : 0.2s, pointillés : 0.02s). Le deuxième graphique illustre le cas d'une étoile avec une visibilité carrée de 0.02.

L'installation prochaine de l'instrument SPICA va permettre des avancées majeures dans de nombreux domaines scientifiques : les paramètres fondamentaux des étoiles, l'astérosismologie et la caractérisation des systèmes exoplanétaires.

Déterminer le diamètre angulaire de 800 étoiles et les images de 200 autres durant les trois prochaines années aura un impact considérable dans le domaine des étoiles hôtes d'exoplanètes, de l'astérosismologie, des paramètres fondamentaux, des échelles de distance dans l'univers et de l'activité stellaire (binarité, rotation, pulsation, granulation, etc.). Aussi, j'ai mentionné plus tôt dans ce chapitre perspectives les besoins de mesures précises pour déduire de nouvelles SBCRs robustes à moins de 1%. En apportant un nombre considérable de mesures de diamètre angulaire dans les années à venir, SPICA permettra de construire des SBCRs sur de plus larges échantillons d'étoiles. En utilisant les SBCRs de [Challouf et al. \(2014\)](#) pour les étoiles avec $V - K < 1$ mag et [Salsi et al. \(2020a\)](#) pour $V - K > 1$ mag, il est possible d'estimer les domaines dans lesquels SPICA pourra mesurer le diamètre angulaire des étoiles avec une précision de 1% (voir figure 5.3 ci-dessous). Cependant, l'étalonnage de relations robustes nécessitera des campagnes photométriques et spectroscopiques supplémentaires. Les 200 images seront utilisées pour contraindre au mieux l'activité stellaire dans les modèles, et permettra une sélection plus concise à l'aide de critères. Ainsi, la SBCR obtenue gagnera en robustesse mais pourra également être utilisée pour étudier l'impact de l'activité stellaire.

Dwarfs										Giants																			
Challouf										Salsi-1										Salsi-2									
SpTy	O	B0	A0	F5	G7	K4	M0	M3	M4	SpTy	O	B0	A0	F5	G7	K4	M0	M3	M4	SpTy	O	B0	A0	F5	G7	K4	M0	M3	M4
V // V-K	-2	-1	0	1	2	3	4	5	6	V // V-K	-2	-1	0	1	2	3	4	5	6	V // V-K	-2	-1	0	1	2	3	4	5	6
0	0,10	1,00	3,35	6,28	11,82	22,25	39,94	70,70	125,14	0	0,24	1,09	3,16	6,72	11,79	20,68	36,41	62,26	106,46	0	0,10	1,00	3,35	6,28	11,82	22,25	39,94	70,70	125,14
1	0,06	0,63	2,11	3,96	7,46	14,04	25,20	44,61	78,96	1	0,15	0,69	1,99	4,24	7,44	13,05	22,97	39,28	67,17	1	0,06	0,63	2,11	3,96	7,46	14,04	25,20	44,61	78,96
2	0,04	0,40	1,33	2,50	4,71	8,86	15,90	28,14	49,82	2	0,10	0,44	1,26	2,68	4,69	8,23	14,49	24,79	42,38	2	0,04	0,40	1,33	2,50	4,71	8,86	15,90	28,14	49,82
3	0,02	0,25	0,84	1,58	2,97	5,59	10,03	17,76	31,43	3	0,06	0,27	0,79	1,69	2,96	5,20	9,15	15,64	26,74	3	0,02	0,25	0,84	1,58	2,97	5,59	10,03	17,76	31,43
4	0,02	0,16	0,53	0,99	1,87	3,53	6,33	11,20	19,83	4	0,04	0,17	0,50	1,07	1,87	3,28	5,77	9,87	16,87	4	0,02	0,16	0,53	0,99	1,87	3,53	6,33	11,20	19,83
5	0,01	0,10	0,33	0,63	1,18	2,23	3,99	7,07	12,51	5	0,02	0,11	0,32	0,67	1,18	2,07	3,64	6,23	10,65	5	0,01	0,10	0,33	0,63	1,18	2,23	3,99	7,07	12,51
6	0,01	0,06	0,21	0,40	0,75	1,40	2,52	4,46	7,90	6	0,02	0,07	0,20	0,42	0,74	1,30	2,30	3,93	6,72	6	0,01	0,06	0,21	0,40	0,75	1,40	2,52	4,46	7,90
7	0,00	0,04	0,13	0,25	0,47	0,89	1,59	2,81	4,98	7	0,01	0,04	0,13	0,27	0,47	0,82	1,45	2,48	4,24	7	0,00	0,04	0,13	0,25	0,47	0,89	1,59	2,81	4,98
8	0,00	0,03	0,08	0,16	0,30	0,56	1,00	1,78	3,14	8	0,01	0,03	0,08	0,17	0,30	0,52	0,91	1,56	2,67	8	0,00	0,03	0,08	0,16	0,30	0,56	1,00	1,78	3,14
9	0,00	0,02	0,05	0,10	0,19	0,35	0,63	1,12	1,98	9	0,00	0,02	0,05	0,11	0,19	0,33	0,58	0,99	1,69	9	0,00	0,02	0,05	0,10	0,19	0,35	0,63	1,12	1,98
10	0,00	0,01	0,03	0,06	0,12	0,22	0,40	0,71	1,25	10	0,00	0,01	0,03	0,07	0,12	0,21	0,36	0,62	1,06	10	0,00	0,01	0,03	0,06	0,12	0,22	0,40	0,71	1,25

FIGURE 5.3: Domaines dans lesquels SPICA pourra mesurer le diamètre angulaire des étoiles (en haut) et le diamètre angulaire plus le coefficient d'assombrissement centre-bord (en bas) avec une précision de 1% (vert = OK, orange = possible, rouge = impossible) en fonction de la magnitude V et de l'indice de couleur $V - K$, déduits des SBCRs de [Challouf et al. \(2014\)](#) pour les étoiles avec $V - K < 1$ mag et [Salsi et al. \(2020a\)](#) pour $V - K > 1$ mag. A gauche : pour les naines. A droite : pour les géantes.

Les nouvelles SBCRs étalonnées seront utilisées pour déterminer le diamètre angulaire de milliers d'étoiles faibles dans le cadre de la mission spatiale PLATO. En combinant ces mesures avec les méthodes des transits et des courbes de vitesses appliquées aux étoiles binaires à éclipses et aux étoiles hôtes d'exoplanètes, il

sera ainsi possible d'étalonner les distances extragalactiques et de caractériser les étoiles hôtes d'exoplanètes avec des précisions allant de 1% à 2%.

5.2 Perspectives théoriques

J'ai cité jusqu'ici plusieurs perspectives observationnelles. Je liste maintenant les différentes perspectives qui ressortent de mon étude théorique présentée dans le chapitre 4.

5.2.1 Des SBCRs théoriques pour les étoiles précoces

J'ai réalisé tout un travail de comparaison entre mes SBCRs empiriques et théoriques, où j'ai montré qu'il était possible de retrouver un bon accord d'environ 2-3% à l'aide de modèles d'atmosphères. Cependant, je me suis uniquement concentré sur les étoiles de types spectraux tardifs. Une perspective intéressante serait de simuler des spectres d'étoiles précoces, c'est à dire des types spectraux plus précoces que A9, afin de déduire une SBCR théorique et ainsi pouvoir comparer avec la SBCR empirique étalonnée lors de ma deuxième étude. MARCS permet de simuler des modèles avec des T_{eff} jusqu'à 8000 K pour les étoiles les plus chaudes. En me basant sur le Spectral Atlas Frames de l'université de Harvard, cela correspond à une étoile de type A7 pour une étoile sur la séquence principale, soit tout juste la limite du domaine de températures des étoiles précoces.

Pour atteindre ce domaine et simuler les spectres de telles étoiles, il serait possible d'utiliser d'autres modèles d'atmosphères qui couvrent cet intervalle de températures effectives. Les modèles d'atmosphères Kurucz-Castelli donnent par exemple accès à des spectres d'étoiles pour des T_{eff} jusqu'à 50,000 K. Un exemple de spectre ATLAS9 pour une étoile avec $T_{\text{eff}} = 10,000$ K est illustré sur la figure 5.4.

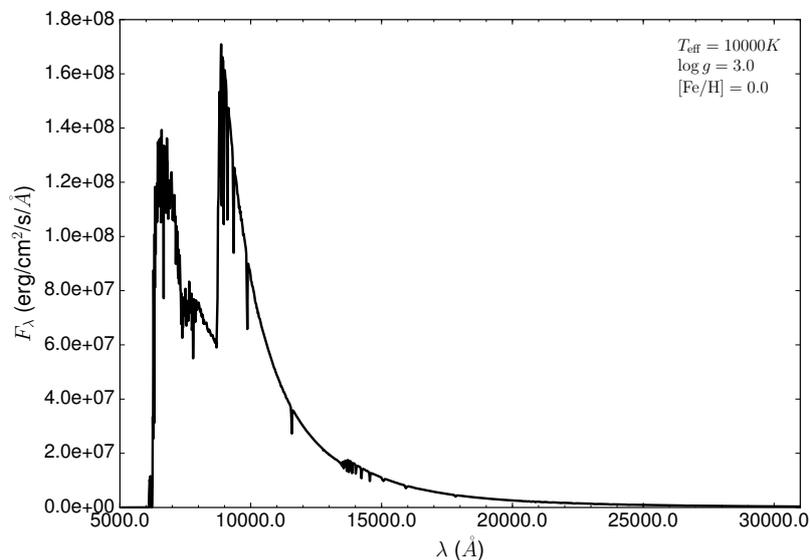


FIGURE 5.4: Spectre Kurucz-Castelli d'une étoile précoce de type A0 ayant pour paramètres $T_{\text{eff}} = 10,000$ K, $\log g = 3.0$ et $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$.

5.2.2 Affiner la comparaison et réconcilier les SBCRs observées et théoriques

Une majeure partie de mon travail théorique aura été de confronter les SBCRs résultantes des modèles d'atmosphères MARCS avec les quatre SBCRs empiriques étalonnées lors de ma première étude. J'ai montré qu'un certain nombre de paramètres étaient à prendre en compte afin de retrouver un bon accord entre

les modèles et les observations. Parmi eux, l'étoile de référence servant à la calibration photométrique des spectres permet de déduire le point-zéro du filtre, et ainsi calibrer les magnitudes synthétiques. Le choix de l'étoile de référence influe donc en premier lieu sur la détermination de la brillance de surface déduite des modèles. Des différences peuvent également apparaître selon le filtre utilisé pour déduire les magnitudes des spectres théoriques. Dans mon cas, j'ai pris soin de choisir un filtre Johnson :V avec un large échantillonnage en longueur d'onde conduisant à une courbe de transmissivité lisse. J'ai réalisé un test en utilisant le filtre fourni par [Bessell et al. \(1998\)](#), et je trouve déjà une légère différence sur les magnitudes déduites des spectres.

Afin de reproduire les résultats observationnels par les modèles d'atmosphères, il est donc important d'étudier tous les paramètres pouvant induire un biais sur les calibrations photométriques, et surtout quantifier leur effet. Dans mon étude, je me suis arrêté à l'utilisation d'un seul filtre. Or, il semble essentiel de calculer les brillances de surface des modèles à l'aide de plusieurs filtres, et ainsi évaluer de manière plus quantitative les potentielles différences.

Annexe A

Bibliographie de l'auteur

Publications dans des revues à comité de lecture :

1. **Salsi, A.** ; N. Nardetto ; B. Plez ; D. Mourard. *Theoretical analysis of surface brightness–colour relations for late-type stars using MARCS model atmospheres*, Astronomy & Astrophysics, soumis.
2. **Salsi, A.** ; Nardetto, N. ; Mourard, D. ; Graczyk, D. ; Taormina, M. ; Creevey, O. ; Hocdé, V. ; Morand, F. ; Perraut, K. ; Pietrzynski, G. ; Schaefer, G.H. *Progress on the calibration of surface brightness–colour relations for early- and late-type stars*, Astronomy & Astrophysics, Volume 652, id.A26, 17 pp.
3. **Salsi, A.** ; Nardetto, N. ; Mourard, D. ; Creevey, O. ; Huber, D. ; White, T. R. ; Hocdé, V. ; Morand, F. ; Tallon-Bosc, I. ; Farrington, C. D. ; Chelli, A. ; Duvert, G. *Precise calibration of the dependence of surface brightness–colour relations on colour and class for late-type stars (Corrigendum)*, Astronomy & Astrophysics, Volume 641, id.C3, 1 pp.
4. **Salsi, A.** ; Nardetto, N. ; Mourard, D. ; Creevey, O. ; Huber, D. ; White, T. R. ; Hocdé, V. ; Morand, F. ; Tallon-Bosc, I. ; Farrington, C. D. ; Chelli, A. ; Duvert, G. *Precise calibration of the dependence of surface brightness–colour relations on colour and class for late-type stars*, Astronomy & Astrophysics, Volume 640, id.A2, 18 pp.
5. Nardetto, N. ; **Salsi, A.** ; Mourard, D. ; Hocdé, V. ; Perraut, K. ; Gallenne, A. ; Mérand, A. ; Graczyk, D. ; Pietrzynski, G. ; Gieren, W. ; Kervella, P. ; Ligi, R. ; Meilland, A. ; Morand, F. ; Stee, P. ; Tallon-Bosc, I. ; ten Brummelaar, T. *Calibrating the surface brightness–color relation for late-type red giants stars in the visible domain using VEGA/CHARA interferometric observations*, Astronomy & Astrophysics, Volume 639, id.A67, 8 pp.
6. Creevey, O. ; **Salsi, A.** ; White, T. R. ; Mourard, D. ; Huber, D. *VEGA interferometric measurements of asteroseismic stars*, Astronomy & Astrophysics, en préparation.

Catalogues publiés dans le CDS :

1. **Salsi, A.** ; Nardetto, N. ; Mourard, D. ; Creevey, O. ; Huber, D. ; White, T. R. ; Hocdé, V. ; Morand, F. ; Tallon-Bosc, I. ; Farrington, C. D. ; Chelli, A. ; Duvert, G. *VizieR Online Data Catalog : Dwarfs & giants surface brightness–colour relations (Salsi+, 2020)*, VizieR On-line Data Catalog : J/A+A/640/A2

Articles de proceeding publiés :

1. **Salsi, A.** ; Nardetto, N. ; Mourard, D. ; Creevey, O. *Revisiting the surface brightness–colour relation in the context of the Araucaria Project and the PLATO space mission*, SF2A-2019 : Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics. Eds. : P. Di Matteo, O. Creevey, A. Crida, G. Kordopatis, J. Malzac, J.-B. Marquette, M. N'Diaye, O. Venot, 2019, pp.457-458

Demandes de temps avec l'instrument VEGA/CHARA :

1. P.I. : **Salsi, A.** ; co-P.I. : Nardetto, N. ; Mourard, D. ; Domiciano, A. ; Creevey, O. ; Graczyk, D. ; Pietrzynski, G. ; *Calibration of the surface–brightness relation of OBA early-type stars : Toward a very accurate distance determination of M31 and M33 eclipsing binaries*, Période 2019A (1er février - 31 juillet), accepté
2. P.I. : **Salsi, A.** ; co-P.I. : Nardetto, N. ; Mourard, D. ; Domiciano, A. ; Creevey, O. ; Graczyk, D. ; Pietrzynski, G. ; *Calibration of the surface–brightness relation of OBA early-type stars : Toward a very accurate distance determination of M31 and M33 eclipsing binaries*, Période 2019B (1er août - 22 décembre), accepté
3. P.I. : **Salsi, A.** ; co-P.I. : Nardetto, N. ; Mourard, D. ; Domiciano, A. ; Creevey, O. ; Graczyk, D. ; Pietrzynski, G. ; *Calibration of the surface–brightness relation of OBA early-type stars : Toward a very accurate distance determination of M31 and M33 eclipsing binaries*, Période 2020A (2 mars - 31 juillet), accepté
4. P.I. : **Salsi, A.** ; co-P.I. : Nardetto, N. ; Mourard, D. ; Domiciano, A. ; Creevey, O. ; Graczyk, D. ; Pietrzynski, G. ; *Calibration of the surface–brightness relation of OBA early-type stars : Toward a very accurate distance determination of M31 and M33 eclipsing binaries*, Période 2020B (1er août - 20 décembre), accepté

Contributions orales en conférences nationales et internationales :

1. *Interferometric observations of benchmark stars, PLATO STESCI Workshop III*, Barcelone, 18-22 novembre 2019
2. *Calibrating the Surface Brightness–Colour Relation : eclipsing binaries in the local group and preparation of the PLATO mission*, VEGA meeting, Nice, 7 juin 2019
3. *Surface Brightness–Colour Relations to determine accurate angular diameters*, Semaine de l'astrophysique française, SF2A, Nice, 14-17 mai 2019, poster et présentation orale

Communications auprès du grand public :

1. *Les distances dans l'Univers*, conférence lors de la 20ème édition de la "Nuit Coupoles Ouvertes" (~200 personnes), évènement qui a rassemblé plus de 7000 personnes sur le plateau de Caussols, 6 juillet 2019
2. *Les distances dans l'Univers*, conférence lors de l'évènement tout public "Pint of Science" (~60 personnes), Nice, 22 mai 2019



Bibliographie

- Adams, A. D., Boyajian, T. S., & von Braun, K. (2018). Predicting stellar angular diameters from V, I_C, H and K photometry. *MNRAS*, *473*(3), 3608–3614.
- Aerts, C., Christensen-Dalsgaard, J., & Kurtz, D. W. (2010). *Asteroseismology*.
- 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., & Turner, N. H. (2006). First Results from the CHARA Array. VII. Long-Baseline Interferometric Measurements of Vega Consistent with a Pole-On, Rapidly Rotating Star. *ApJ*, *645*(1), 664–675.
- Baade, W. (1926). Über eine Möglichkeit, die Pulsationstheorie der δ Cephei-Veränderlichen zu prüfen. *Astronomische Nachrichten*, *228*(20), 359.
- Baglin, A., Auvergne, M., Boisnard, L., Lam-Trong, T., Barge, P., Catala, C., Deleuil, M., Michel, E., & Weiss, W. (2006). CoRoT : a high precision photometer for stellar evolution and exoplanet finding. In *36th COSPAR Scientific Assembly*, vol. 36, (p. 3749).
- Baines, E. K., Armstrong, J. T., Schmitt, H. R., Zavala, R. T., Benson, J. A., Hutter, D. J., Tycner, C., & van Belle, G. T. (2018). Fundamental Parameters of 87 Stars from the Navy Precision Optical Interferometer. *AJ*, *155*(1), 30.
- Baines, E. K., Döllinger, M. P., Cusano, F., Guenther, E. W., Hatzes, A. P., McAlister, H. A., ten Brummelaar, T. A., Turner, N. H., Sturmman, J., Sturmman, L., Goldfinger, P. J., Farrington, C. D., & Ridgway, S. T. (2010). Angular Diameters and Effective Temperatures of 25 K Giant Stars from the CHARA Array. *ApJ*, *710*(2), 1365–1374.
- Baines, E. K., McAlister, H. A., ten Brummelaar, T. A., Turner, N. H., Sturmman, J., Sturmman, L., Goldfinger, P. J., & Ridgway, S. T. (2008). CHARA Array Measurements of the Angular Diameters of Exoplanet Host Stars. *ApJ*, *680*(1), 728–733.
- Baines, E. K., van Belle, G. T., ten Brummelaar, T. A., McAlister, H. A., Swain, M., Turner, N. H., Sturmman, L., & Sturmman, J. (2007). Direct Measurement of the Radius and Density of the Transiting Exoplanet HD 189733b with the CHARA Array. *ApJ*, *661*(2), L195–L198.
- Barnes, T. G., & Evans, D. S. (1976). Stellar angular diameters and visual surface brightness - I. Late spectral types. *MNRAS*, *174*, 489–502.
- Barnes, T. G., Evans, D. S., & Moffett, T. J. (1978). Stellar angular diameters and visual surface brightnesses - III. An improved definition of the relationship. *MNRAS*, *183*, 285–304.
- Bell, R. A., & Gustafsson, B. (1980). The relationship between stellar visual surface brightness and colour. *MNRAS*, *191*, 435–444.

BIBLIOGRAPHIE

- Bennett, C. L., Larson, D., Weiland, J. L., Jarosik, N., Hinshaw, G., Odegard, N., Smith, K. M., Hill, R. S., Gold, B., Halpern, M., Komatsu, E., Nolte, M. R., Page, L., Spergel, D. N., Wollack, E., Dunkley, J., Kogut, A., Limon, M., Meyer, S. S., Tucker, G. S., & Wright, E. L. (2013). Nine-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations : Final Maps and Results. *ApJS*, 208(2), 20.
- Bessell, M. S., & Brett, J. M. (1988). JHKLM Photometry : Standard Systems, Passbands, and Intrinsic Colors. *PASP*, 100, 1134.
- Bessell, M. S., Castelli, F., & Plez, B. (1998). Model atmospheres broad-band colors, bolometric corrections and temperature calibrations for O - M stars. *A&A*, 333, 231–250.
- Bohlin, R., Deustua, S., & De Rosa, G. (2020). HST Flux Calibration : I. STIS and CALSPEC. In *American Astronomical Society Meeting Abstracts #235*, vol. 235 of *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, (p. 372.01).
- Bohlin, R. C., Gordon, K. D., & Tremblay, P. E. (2014). Techniques and Review of Absolute Flux Calibration from the Ultraviolet to the Mid-Infrared. *PASP*, 126(942), 711.
- 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., & Torres, G. (2006). The First DIRECT Distance Determination to a Detached Eclipsing Binary in M33. *ApJ*, 652(1), 313–322.
- Bonneau, D., Clausse, J. M., Delfosse, X., Mourard, D., Cetre, S., Chelli, A., Cruzalèbes, P., Duvert, G., & Zins, G. (2006). SearchCal : a virtual observatory tool for searching calibrators in optical long baseline interferometry. I. The bright object case. *A&A*, 456(2), 789–789.
- Bourges, L., Mella, G., Lafrasse, S., Duvert, G., Chelli, A., Le Bouquin, J. B., Delfosse, X., & Chesneau, O. (2017). VizieR Online Data Catalog : JMMC Stellar Diameters Catalogue - JSDC. Version 2 (Bourges+, 2017). *VizieR Online Data Catalog*, (p. II/346).
- Boyajian, T., von Braun, K., Feiden, G. A., Huber, D., Basu, S., Demarque, P., Fischer, D. A., Schaefer, G., Mann, A. W., White, T. R., Maestro, V., Brewer, J., Lamell, C. B., Spada, F., López-Morales, M., Ireland, M., Farrington, C., van Belle, G. T., Kane, S. R., Jones, J., ten Brummelaar, T. A., Ciardi, D. R., McAlister, H. A., Ridgway, S., Goldfinger, P. J., Turner, N. H., & Sturmann, L. (2015). Stellar diameters and temperatures - VI. High angular resolution measurements of the transiting exoplanet host stars HD 189733 and HD 209458 and implications for models of cool dwarfs. *MNRAS*, 447(1), 846–857.
- 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., & White, R. (2012a). Stellar Diameters and Temperatures. I. Main-sequence A, F, and G Stars. *ApJ*, 746(1), 101.
- Boyajian, T. S., van Belle, G., & von Braun, K. (2014). Stellar Diameters and Temperatures. IV. Predicting Stellar Angular Diameters. *AJ*, 147(3), 47.
- Boyajian, T. S., von Braun, K., van Belle, G., McAlister, H. A., ten Brummelaar, T. A., Kane, S. R., Muirhead, P. S., Jones, J., White, R., Schaefer, G., Ciardi, D., Henry, T., López-Morales, M., Ridgway, S., Gies, D., Jao, W.-C., Rojas-Ayala, B., Parks, J. R., Sturmann, L., Sturmann, J., Turner, N. H., Farrington, C., Goldfinger, P. J., & Berger, D. H. (2012b). Stellar Diameters and Temperatures. II. Main-sequence K- and M-stars. *ApJ*, 757(2), 112.
- Brown, R. H., & Twiss, R. G. (1954). A New type of interferometer for use in radio astronomy. *Philosophical Magazine*, 45(366), 663–682.
- Bruntt, H. (2007). Asteroseismology with the WIRE satellite. *Communications in Asteroseismology*, 150, 326.

- Capitaino, L., Lallement, R., Vergely, J. L., Elyajouri, M., & Monreal-Ibero, A. (2017). Three-dimensional mapping of the local interstellar medium with composite data. *A&A*, *606*, A65.
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. (1989). The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction. *ApJ*, *345*, 245.
- Carpenter, J. M. (2001). Color Transformations for the 2MASS Second Incremental Data Release. *AJ*, *121*(5), 2851–2871.
- Casagrande, L., Portinari, L., Glass, I. S., Laney, D., Silva Aguirre, V., Datzon, J., Andersen, J., Nordström, B., Holmberg, J., Flynn, C., & Asplund, M. (2014). Towards stellar effective temperatures and diameters at 1 per cent accuracy for future surveys. *MNRAS*, *439*(2), 2060–2073.
- Castelli, F., & Kurucz, R. L. (2003). New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres. In N. Piskunov, W. W. Weiss, & D. F. Gray (Eds.) *Modelling of Stellar Atmospheres*, vol. 210, (p. A20).
- Catala, C., & Plato Team (2006). PLATO : Planetary Transits and Oscillations of Stars. In M. Fridlund, A. Baglin, J. Lochard, & L. Conroy (Eds.) *The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding*, vol. 1306 of *ESA Special Publication*, (p. 497).
- Challouf, M., Nardetto, N., Domiciano de Souza, A., Mourard, D., Aroui, H., Stee, P., Delaa, O., Graczyk, D., Pietrzyński, G., & Gieren, W. (2015). Theoretical impact of fast rotation on calibrating the surface brightness-color relation for early-type stars. *A&A*, *579*, A107.
- 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., & Scott, N. (2014). Improving the surface brightness-color relation for early-type stars using optical interferometry*. *A&A*, *570*, A104.
- Chelli, A., Duvert, G., Bonneau, D., Perrin, G. S., Thiebaut, E. M., Mourard, D., Petrov, R. G., Cruzalebes, P., Lopez, B., Malbet, F., Daigne, G., & Ollivier, M. (2003). Jean-Marie Mariotti Center for Interferometry. In W. A. Traub (Ed.) *Interferometry for Optical Astronomy II*, vol. 4838 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, (pp. 144–151).
- Chelli, A., Duvert, G., Bourguès, L., Mella, G., Lafrasse, S., Bonneau, D., & Chesneau, O. (2016). Pseudo-magnitudes and differential surface brightness : Application to the apparent diameter of stars. *A&A*, *589*, A112.
- Claret, A. (2000). A new non-linear limb-darkening law for LTE stellar atmosphere models. Calculations for $-5.0 \leq \log[M/H] \leq +1$, $2000 \text{ K} \leq T_{eff} \leq 50000 \text{ K}$ at several surface gravities. *A&A*, *363*, 1081–1190.
- Claret, A., & Bloemen, S. (2011). Gravity and limb-darkening coefficients for the Kepler, CoRoT, Spitzer, uvby, UBVRIJHK, and Sloan photometric systems. *A&A*, *529*, A75.
- Claret, A., Diaz-Cordoves, J., & Gimenez, A. (1995). Linear and non-linear limb-darkening coefficients for the photometric bands R I J H K. *A&AS*, *114*, 247.
- Claret, A., Hauschildt, P. H., & Witte, S. (2013). New limb-darkening coefficients for Phoenix/1d model atmospheres. II. Calculations for $5000 \text{ K} \leq T_{eff} \leq 10\,000 \text{ K}$ Kepler, CoRot, Spitzer, uvby, UBVRIJHK, Sloan, and 2MASS photometric systems. *A&A*, *552*, A16.
- Cohen, M., Wheaton, W. A., & Megeath, S. T. (2003). Spectral Irradiance Calibration in the Infrared. XIV. The Absolute Calibration of 2MASS. *AJ*, *126*(2), 1090–1096.

- Creevey, O. L., Doğan, G., Frasca, A., Thygesen, A. O., Basu, S., Bhattacharya, J., Biazzo, K., Brandão, I. M., Bruntt, H., Mazumdar, A., Niemczura, E., Shrotriya, T., Sousa, S. G., Stello, D., Subramaniam, A., Campante, T. L., Handberg, R., Mathur, S., Bedding, T. R., García, R. A., Régulo, C., Salabert, D., Molenda-Żakowicz, J., Quirion, P. O., White, T. R., Bonanno, A., Chaplin, W. J., Christensen-Dalsgaard, J., Christensen, J. L., Elsworth, Y., Fanelli, M. N., Karoff, C., Kinemuchi, K., Kjeldsen, H., Gai, N., Monteiro, M. J. P. F. G., & Suárez, J. C. (2012). Fundamental properties of five Kepler stars using global asteroseismic quantities and ground-based observations. *A&A*, *537*, A111.
- Creevey, O. L., Monteiro, M. J. P. F. G., Metcalfe, T. S., Brown, T. M., Jiménez-Reyes, S. J., & Belmonte, J. A. (2007). The Complementary Roles of Interferometry and Asteroseismology in Determining the Mass of Solar-Type Stars. *ApJ*, *659*(1), 616–625.
- Creevey, O. L., Thévenin, F., Berio, P., Heiter, U., von Braun, K., Mourard, D., Bigot, L., Boyajian, T. S., Kervella, P., Morel, P., Pichon, B., Chiavassa, A., Nardetto, N., Perraut, K., Meilland, A., Mc Alister, H. A., ten Brummelaar, T. A., Farrington, C., Sturmann, J., Sturmann, L., & Turner, N. (2015). Benchmark stars for Gaia Fundamental properties of the Population II star HD 140283 from interferometric, spectroscopic, and photometric data. *A&A*, *575*, A26.
- Cunha, M. S., Aerts, C., Christensen-Dalsgaard, J., Baglin, A., Bigot, L., Brown, T. M., Catala, C., Creevey, O. L., Domiciano de Souza, A., Eggenberger, P., Garcia, P. J. V., Grundahl, F., Kervella, P., Kurtz, D. W., Mathias, P., Miglio, A., Monteiro, M. J. P. F. G., Perrin, G., Pijpers, F. P., Pourbaix, D., Quirrenbach, A., Rousselet-Perraut, K., Teixeira, T. C., Thévenin, F., & Thompson, M. J. (2007). Asteroseismology and interferometry. *A&A Rev.*, *14*(3-4), 217–360.
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., Beichman, C. A., Carpenter, J. M., Chester, T., Cambresy, L., Evans, T., Fowler, J., Gizis, J., Howard, E., Huchra, J., Jarrett, T., Kopan, E. L., Kirkpatrick, J. D., Light, R. M., Marsh, K. A., McCallon, H., Schneider, S., Stiening, R., Sykes, M., Weinberg, M., Wheaton, W. A., Wheelock, S., & Zacarias, N. (2003). VizieR Online Data Catalog : 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources (Cutri+ 2003). *VizieR Online Data Catalog*, (p. II/246).
- Danielski, C., Babusiaux, C., Ruiz-Dern, L., Sartoretti, P., & Arenou, F. (2018). The empirical Gaia G-band extinction coefficient. *A&A*, *614*, A19.
- Denis Consortium (2005). VizieR Online Data Catalog : The DENIS database (DENIS Consortium, 2005). *VizieR Online Data Catalog*, (p. B/denis).
- di Benedetto, G. P. (1993). Empirical effective temperatures and angular diameters of stars cooler than the Sun. *A&A*, *270*, 315–334.
- di Benedetto, G. P. (1998). Towards a fundamental calibration of stellar parameters of A, F, G, K dwarfs and giants. *A&A*, *339*, 858–871.
- di Benedetto, G. P. (2005). Predicting accurate stellar angular diameters by the near-infrared surface brightness technique. *MNRAS*, *357*(1), 174–190.
- di Benedetto, G. P., & Conti, G. (1983). Stellar diameter measurements by two-aperture interferometry in the infrared. *ApJ*, *268*, 309–318.
- di Benedetto, G. P., & Foy, R. (1986). The angular diameter and the effective temperature of Arcturus from Michelson interferometry. *A&A*, *166*, 204–210.
- Ducati, J. R. (2002). VizieR Online Data Catalog : Catalogue of Stellar Photometry in Johnson's 11-color system. *VizieR Online Data Catalog*.
- Duvert, G. (2016). VizieR Online Data Catalog : JMDC : JMMC Measured Stellar Diameters Catalogue (Duvert, 2016). *VizieR Online Data Catalog*, (p. II/345).

- Faucherre, M., Bonneau, D., Koechlin, L., & Vakili, F. (1983). Interferometrie stellaire : diametres et temperatures effectives de cinq geantes. *A&A*, *120*, 263–268.
- Fitzpatrick, E. L. (1999). Correcting for the Effects of Interstellar Extinction. *PASP*, *111*(755), 63–75.
- Fouque, P., & Gieren, W. P. (1997). 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.
- Freedman, W. L., Madore, B. F., Rigby, J., Persson, S. E., & Sturch, L. (2008). The Cepheid Period-Luminosity Relation at Mid-Infrared Wavelengths. I. First-Epoch LMC Data. *ApJ*, *679*(1), 71–75.
- Gaia Collaboration (2016). The Gaia mission. *A&A*, *595*, A1.
- Gaia Collaboration (2018). Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties. *A&A*, *616*, A1.
- Gaia Collaboration (2020). VizieR Online Data Catalog : Gaia EDR3 (Gaia Collaboration, 2020). *VizieR Online Data Catalog*, (p. I/350).
- Gallenne, A., Kervella, P., Mérand, A., Pietrzyński, G., Gieren, W., Nardetto, N., & Trahin, B. (2017). Observational calibration of the projection factor of Cepheids. IV. Period-projection factor relation of Galactic and Magellanic Cloud Cepheids. *A&A*, *608*, A18.
- Gallenne, A., Pietrzyński, G., Graczyk, D., Nardetto, N., Mérand, A., Kervella, P., Gieren, W., Villanova, S., Mennickent, R. E., & Pilecki, B. (2018). Fundamental properties of red-clump stars from long-baseline H-band interferometry. *A&A*, *616*, A68.
- Gieren, W. P., Barnes, I., Thomas G., & Moffett, T. J. (1989). The Period-Radius Relation for Classical Cepheids from the Visual Surface Brightness Technique. *ApJ*, *342*, 467.
- Gordon, K. D., Gies, D. R., Schaefer, G. H., Huber, D., & Ireland, M. (2019). Angular Sizes, Radii, and Effective Temperatures of B-type Stars from Optical Interferometry with the CHARA Array. *ApJ*, *873*(1), 91.
- Gordon, K. D., Gies, D. R., Schaefer, G. H., Huber, D., Ireland, M., & Hillier, D. J. (2018). Angular Sizes and Effective Temperatures of O-type Stars from Optical Interferometry with the CHARA Array. *ApJ*, *869*(1), 37.
- Graczyk, D., Konorski, P., Pietrzyński, G., Gieren, W., Storm, J., Nardetto, N., Gallenne, A., Maxted, P. F. L., Kervella, P., & Kołaczowski, Z. (2017). The Surface Brightness-color Relations Based on Eclipsing Binary Stars : Toward Precision Better than 1% in Angular Diameter Predictions. *ApJ*, *837*(1), 7.
- Graczyk, D., Maxted, P. F. L., Pietrzyński, G., Pilecki, B., Konorski, P., Gieren, W., Storm, J., Gallenne, A., Anderson, R. I., Suchomska, K., West, R. G., Pollacco, D., Faedi, F., & Pojmański, G. (2015). The Araucaria project. Precise physical parameters of the eclipsing binary IO Aquarii. *A&A*, *581*, A106.
- Graczyk, D., Pietrzyński, G., Galan, C., Gieren, W., Tkachenko, A., Anderson, R. I., Gallenne, A., Górski, M., Hajdu, G., Kałuszyński, M., Karczmarek, P., Kervella, P., Maxted, P. F. L., Nardetto, N., Narloch, W., Pavlovski, K., Pilecki, B., Pych, W., Southworth, J., Storm, J., Suchomska, K., Taormina, M., Villanova, S., Wielgórski, P., Zgirski, B., & Konorski, P. (2021). The surface brightness-colour relations based on eclipsing binary stars and calibrated with Gaia EDR3. *A&A*, *649*, A109.
- 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., & Gallenne, A. (2014). The Araucaria Project. The Distance to the Small Magellanic Cloud from Late-type Eclipsing Binaries. *ApJ*, *780*(1), 59.

- Graczyk, D., Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Gieren, W., Pilecki, B., Konorski, P., Villanova, S., Górski, M., Suchomska, K., Karczmarek, P., Stepień, K., Storm, J., Taormina, M., Kołaczkowski, Z., Wielgórski, P., Narloch, W., Zgirski, B., Gallenne, A., Ostrowski, J., Smolec, R., Udalski, A., Soszyński, I., Kervella, P., Nardetto, N., Szymański, M. K., Wyrzykowski, Ł., Ulaczyk, K., Poleski, R., Pietrukowicz, P., Kozłowski, S., Skowron, J., & Mróz, P. (2018). The Late-type Eclipsing Binaries in the Large Magellanic Cloud : Catalog of Fundamental Physical Parameters. *ApJ*, *860*(1), 1.
- 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., & Karczmarek, P. (2012). 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*(2), 144.
- Graczyk, D., Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Gieren, W., Zgirski, B., Villanova, S., Górski, M., Wielgórski, P., Karczmarek, P., Narloch, W., Pilecki, B., Taormina, M., Smolec, R., Suchomska, K., Gallenne, A., Nardetto, N., Storm, J., Kudritzki, R.-P., Kałuszyński, M., & Pych, W. (2020). A Distance Determination to the Small Magellanic Cloud with an Accuracy of Better than Two Percent Based on Late-type Eclipsing Binary Stars. *ApJ*, *904*(1), 13.
- Grevesse, N., Asplund, M., & Sauval, A. J. (2007). The Solar Chemical Composition. *Space Sci. Rev.*, *130*(1-4), 105–114.
- Groenewegen, M. A. T. (2004). Improved Baade-Wesselink surface brightness relations. *MNRAS*, *353*(3), 903–916.
- Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., Jørgensen, U. G., Nordlund, Å., & Plez, B. (2008). A grid of MARCS model atmospheres for late-type stars. I. Methods and general properties. *A&A*, *486*(3), 951–970.
- Hanbury Brown, R. (1956). A Test of a New Type of Stellar Interferometer on Sirius. *Nature*, *178*(4541), 1046–1048.
- Hanbury Brown, R., Davis, J., & Allen, L. R. (1967a). The stellar interferometer at Narrabri Observatory I. A description of the instrument and the observational procedure. *MNRAS*, *137*, 375.
- Hanbury Brown, R., Davis, J., Allen, L. R., & Rome, J. M. (1967b). The stellar interferometer at Narrabri Observatory-II. The angular diameters of 15 stars. *MNRAS*, *137*, 393.
- Hanbury Brown, R., Davis, J., Lake, R. J. W., & Thompson, R. J. (1974). The effects of limb darkening on measurements of angular size with an intensity interferometer. *MNRAS*, *167*, 475–484.
- Harmanec, P., & Prša, A. (2011). Call to Adopt a Nominal Set of Astrophysical Parameters and Constants to Improve the Accuracy of Fundamental Physical Properties of Stars. *PASP*, *123*(906), 976.
- Hart, M. H. (1979). Habitable Zones about Main Sequence Stars. *Icarus*, *37*(1), 351–357.
- Harwood, J. M., Nather, R. E., Walker, A. R., Warner, B., & Wild, P. A. T. (1975). Photoelectric observations of lunar occultations. *MNRAS*, *170*, 229–236.
- Heger, A., Langer, N., & Woosley, S. E. (2000). Presupernova Evolution of Rotating Massive Stars. I. Numerical Method and Evolution of the Internal Stellar Structure. *ApJ*, *528*(1), 368–396.
- Heiter, U., & Eriksson, K. (2006). Geometry of giant star model atmospheres : a consistency test. *A&A*, *452*(3), 1039–1048.
- Herbison-Evans, D., & Cramer, N. (1969). Stellar : Some Observations of Double Stars with the Narrabri Stellar Interferometer. *Proceedings of the Astronomical Society of Australia*, *1*(5), 205.
- Hilditch, R. W. (2001). *An Introduction to Close Binary Stars*.

- Hubble, E. (1929). A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae. *Proceedings of the National Academy of Science*, 15(3), 168–173.
- Huber, D., Chaplin, W. J., Christensen-Dalsgaard, J., Gilliland, R. L., Kjeldsen, H., Buchhave, L. A., Fischer, D. A., Lissauer, J. J., Rowe, J. F., Sanchis-Ojeda, R., Basu, S., Handberg, R., Hekker, S., Howard, A. W., Isaacson, H., Karoff, C., Latham, D. W., Lund, M. N., Lundkvist, M., Marcy, G. W., Miglio, A., Silva Aguirre, V., Stello, D., Arentoft, T., Barclay, T., Bedding, T. R., Burke, C. J., Christiansen, J. L., Elsworth, Y. P., Haas, M. R., Kawaler, S. D., Metcalfe, T. S., Mullally, F., & Thompson, S. E. (2013). Fundamental Properties of Kepler Planet-candidate Host Stars using Asteroseismology. *ApJ*, 767(2), 127.
- Hutter, D. J., Johnston, K. J., Mozurkewich, D., Simon, R. S., Colavita, M. M., Pan, X. P., Shao, M., Hines, B. E., Staelin, D. H., Hershey, J. L., Hughes, J. A., & Kaplan, G. H. (1989). Angular Diameter Measurements of 24 Giant and Supergiant Stars from the Mark III Optical Interferometer. *ApJ*, 340, 1103.
- Hutter, D. J., Zavala, R. T., Tycner, C., Benson, J. A., Hummel, C. A., Sanborn, J., Franz, O. G., & Johnston, K. J. (2016). Surveying the Bright Stars by Optical Interferometry. I. A Search for Multiplicity among Stars of Spectral Types F-K. *ApJS*, 227(1), 4.
- Johnson, H. L., & Morgan, W. W. (1953). Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the Revised System of the Yerkes Spectral Atlas. *ApJ*, 117, 313.
- Kaluzny, J., Stanek, K. Z., Krockenberger, M., Sasselov, D. D., Tonry, J. L., & Mateo, M. (1998). DIRECT Distances to Nearby Galaxies Using Detached Eclipsing Binaries and Cepheids. I. Variables in the Field M31B. *AJ*, 115(3), 1016–1044.
- Katz, D., Soubiran, C., Cayrel, R., Adda, M., & Cautain, R. (1998). On-line determination of stellar atmospheric parameters T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ from ELODIE echelle spectra. I. The method. *A&A*, 338, 151–160.
- Kervella, P., Bersier, D., Mourard, D., Nardetto, N., Fouqué, P., & Coudé du Foresto, V. (2004a). Cepheid distances from infrared long-baseline interferometry. III. Calibration of the surface brightness-color relations. *A&A*, 428, 587–593.
- Kervella, P., Thévenin, F., Di Folco, E., & Ségransan, D. (2004b). The angular sizes of dwarf stars and subgiants. Surface brightness relations calibrated by interferometry. *A&A*, 426, 297–307.
- Kervella, P., Thévenin, F., Morel, P., Provost, J., Berthomieu, G., Sé Gransan, D., Queloz, D., Bordé, P., di Folco, E., & Forveille, T. (2004c). VINCI/VLTI Observations of Main Sequence Stars. In A. K. Dupree, & A. O. Benz (Eds.) *Stars as Suns : Activity, Evolution and Planets*, vol. 219, (p. 80).
- Kharchenko, N. V., & Roeser, S. (2009). VizieR Online Data Catalog : All-Sky Compiled Catalogue of 2.5 million stars (Kharchenko+ 2009). *VizieR Online Data Catalog*, (p. I/280B).
- Kjeldsen, H., & Bedding, T. R. (1995). Amplitudes of stellar oscillations : the implications for asteroseismology. *A&A*, 293, 87–106.
- Kraus, S., & Schloerb, F. P. (2004). Infrared imaging of Capella with the IOTA interferometer. In W. A. Traub (Ed.) *New Frontiers in Stellar Interferometry*, vol. 5491 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, (p. 56).
- Kukarkin, B. V., Kholopov, P. N., Artiukhina, N. M., Fedorovich, V. P., Frolov, M. S., Goranskij, V. P., Gorynya, N. A., Karitskaya, E. A., Kireeva, N. N., Kukarkina, N. P., Kurochkin, N. E., Medvedeva, G. I., Perova, N. B., Ponomareva, G. A., Samus, N. N., & Shugarov, S. Y. (1981). Catalogue of suspected variable stars. *Catalogue of suspected variable stars. Moscow*, (p. 0).
- Kurucz, R. L. (1993). *SYNTHE spectrum synthesis programs and line data*.

- Kuzuhara, M., Tamura, M., Kudo, T., Janson, M., Kandori, R., Brandt, T. D., Thalmann, C., Spiegel, D., Biller, B., Carson, J., Hori, Y., Suzuki, R., Burrows, A., Henning, T., Turner, E. L., McElwain, M. W., Moro-Martín, A., Suenaga, T., Takahashi, Y. H., Kwon, J., Lucas, P., Abe, L., Brandner, W., Egner, S., Feldt, M., Fujiwara, H., Goto, M., Grady, C. A., Guyon, O., Hashimoto, J., Hayano, Y., Hayashi, M., Hayashi, S. S., Hodapp, K. W., Ishii, M., Iye, M., Knapp, G. R., Matsuo, T., Mayama, S., Miyama, S., Morino, J. I., Nishikawa, J., Nishimura, T., Kotani, T., Kusakabe, N., Pyo, T. S., Serabyn, E., Suto, H., Takami, M., Takato, N., Terada, H., Tomono, D., Watanabe, M., Wisniewski, J. P., Yamada, T., Takami, H., & Usuda, T. (2013). Direct Imaging of a Cold Jovian Exoplanet in Orbit around the Sun-like Star GJ 504. *ApJ*, 774(1), 11.
- Labeyrie, A. (1975). Interference fringes obtained on Vega with two optical telescopes. *ApJ*, 196, L71–L75.
- Labeyrie, A. (1978). Stellar interferometry methods. *ARA&A*, 16, 77–102.
- Lacy, C. H. (1977). Distances to eclipsing binaries : an application of the Barnes-Evans relation. *ApJ*, 213, 458–463.
- Lafrasse, S., Mella, G., Bonneau, D., Duvert, G., Delfosse, X., & Chelli, A. (2010). VizieR Online Data Catalog : JMMC Stellar Diameters Catalogue - JSDC (Lafrasse+, 2010). *VizieR Online Data Catalog*, (p. II/300).
- Lallement, R., Vergely, J. L., Valette, B., Puspitarini, L., Eyer, L., & Casagrande, L. (2014). 3D maps of the local ISM from inversion of individual color excess measurements. *A&A*, 561, A91.
- Laney, C. D., Joner, M. D., & Pietrzyński, G. (2012). A new Large Magellanic Cloud K-band distance from precision measurements of nearby red clump stars. *MNRAS*, 419(2), 1637–1641.
- Leavitt, H. S., & Pickering, E. C. (1912). Periods of 25 Variable Stars in the Small Magellanic Cloud. *Harvard College Observatory Circular*, 173, 1–3.
- Lemaître, G. (1927). 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.
- Lester, J. B., & Neilson, H. R. (2008). atlas : spherical versions of the atlas stellar atmosphere program. *A&A*, 491(2), 633–641.
- Ligi, R., Creevey, O., Mourard, D., Crida, A., Lagrange, A. M., Nardetto, N., Perraut, K., Schultheis, M., Tallon-Bosc, I., & ten Brummelaar, T. (2016). Radii, masses, and ages of 18 bright stars using interferometry and new estimations of exoplanetary parameters. *A&A*, 586, A94.
- Ligi, R., Mourard, D., Lagrange, A. M., Perraut, K., Boyajian, T., Bérió, P., Nardetto, N., Tallon-Bosc, I., McAlister, H., ten Brummelaar, T., Ridgway, S., Sturmann, J., Sturmann, L., Turner, N., Farrington, C., & Goldfinger, P. J. (2012). A new interferometric study of four exoplanet host stars : θ Cygni, 14 Andromedae, v Andromedae and 42 Draconis. *A&A*, 545, A5.
- Ligi, R., Mourard, D., Lagrange, A. M., Perraut, K., & Chiavassa, A. (2015). Transiting exoplanets and magnetic spots characterized with optical interferometry. *A&A*, 574, A69.
- Lopez, E. D., Fortney, J. J., & Miller, N. (2012). How Thermal Evolution and Mass-loss Sculpt Populations of Super-Earths and Sub-Neptunes : Application to the Kepler-11 System and Beyond. *ApJ*, 761(1), 59.
- Maestro, V., Che, X., Huber, D., Ireland, M. J., Monnier, J. D., White, T. R., Kok, Y., Robertson, J. G., Schaefer, G. H., ten Brummelaar, T. A., & Tuthill, P. G. (2013). Optical interferometry of early-type stars with PAVO@CHARA - I. Fundamental stellar properties. *MNRAS*, 434(2), 1321–1331.

- Mamajek, E. E., Prsa, A., Torres, G., Harmanec, P., Asplund, M., Bennett, P. D., Capitaine, N., Christensen-Dalsgaard, J., Depagne, E., Folkner, W. M., Haberreiter, M., Hekker, S., Hilton, J. L., Kostov, V., Kurtz, D. W., Laskar, J., Mason, B. D., Milone, E. F., Montgomery, M. M., Richards, M. T., Schou, J., & Stewart, S. G. (2015a). IAU 2015 Resolution B3 on Recommended Nominal Conversion Constants for Selected Solar and Planetary Properties. *arXiv e-prints*, (p. arXiv :1510.07674).
- Mamajek, E. E., Torres, G., Prsa, A., Harmanec, P., Asplund, M., Bennett, P. D., Capitaine, N., Christensen-Dalsgaard, J., Depagne, E., Folkner, W. M., Haberreiter, M., Hekker, S., Hilton, J. L., Kostov, V., Kurtz, D. W., Laskar, J., Mason, B. D., Milone, E. F., Montgomery, M. M., Richards, M. T., Schou, J., & Stewart, S. G. (2015b). IAU 2015 Resolution B2 on Recommended Zero Points for the Absolute and Apparent Bolometric Magnitude Scales. *arXiv e-prints*, (p. arXiv :1510.06262).
- Mann, A. W., Dupuy, T., Kraus, A. L., Gaidos, E., Ansdell, M., Ireland, M., Rizzuto, A. C., Hung, C.-L., Dittmann, J., Factor, S., Feiden, G., Martinez, R. A., Ruíz-Rodríguez, D., & Thao, P. C. (2019). How to Constrain Your M Dwarf. II. The Mass-Luminosity-Metallicity Relation from 0.075 to 0.70 Solar Masses. *ApJ*, *871*(1), 63.
- Mann, A. W., & von Braun, K. (2015). Revised Filter Profiles and Zero Points for Broadband Photometry. *PASP*, *127*(948), 102.
- Martins, F., Hervé, A., Bouret, J. C., Marcolino, W., Wade, G. A., Neiner, C., Alecian, E., Grunhut, J., & Petit, V. (2015). The MiMeS survey of magnetism in massive stars : CNO surface abundances of Galactic O stars. *A&A*, *575*, A34.
- Matson, R. A., Gies, D. R., Guo, Z., & Williams, S. J. (2017). Radial Velocities of 41 Kepler Eclipsing Binaries. *AJ*, *154*(6), 216.
- Matthews, J. M., Kurtz, D. W., & Martinez, P. (1999). Parallaxes versus p-Modes : Comparing HIPPARCOS and Asteroseismic Results for Pulsating AP Stars. *ApJ*, *511*(1), 422–428.
- Mayor, M., & Queloz, D. (1995). A Jupiter-mass companion to a solar-type star. *Nature*, *378*(6555), 355–359.
- Meftah, M., Corbard, T., Hauchecorne, A., Morand, F., Ikhlef, R., Chauvineau, B., Renaud, C., Sarkissian, A., & Damé, L. (2018). Solar radius determined from PICARD/SODISM observations and extremely weak wavelength dependence in the visible and the near-infrared. *A&A*, *616*, A64.
- Meynet, G., & Maeder, A. (2000). Stellar evolution with rotation. V. Changes in all the outputs of massive star models. *A&A*, *361*, 101–120.
- Michelson, A. A. (1891). Measurement of Jupiter's Satellites by Interference. *Nature*, *45*(1155), 160–161.
- Michelson, A. A., & Pease, F. G. (1921). Measurement of the Diameter of α Orionis with the Interferometer. *ApJ*, *53*, 249–259.
- 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. (2007). Imaging the Surface of Altair. *Science*, *317*(5836), 342.
- Mordasini, C., Alibert, Y., Benz, W., Klahr, H., & Henning, T. (2012a). Extrasolar planet population synthesis . IV. Correlations with disk metallicity, mass, and lifetime. *A&A*, *541*, A97.
- Mordasini, C., Alibert, Y., Georgy, C., Dittkrist, K. M., Klahr, H., & Henning, T. (2012b). Characterization of exoplanets from their formation. II. The planetary mass-radius relationship. *A&A*, *547*, A112.
- Mordasini, C., Alibert, Y., Klahr, H., & Henning, T. (2012c). Characterization of exoplanets from their formation. I. Models of combined planet formation and evolution. *A&A*, *547*, A111.

- Mould, J. (2019). The Metallicity Sensitivity of a Surface Brightness Temperature Scale. *PASP*, 131(1003), 094201.
- 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., & Monnier, J. D. (2011). 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.
- Mourard, D., Bério, P., Perraut, K., Clause, J., Creevey, O., Martinod, M., Meilland, A., Millour, F., & Nardetto, N. (2017). SPICA, Stellar Parameters and Images with a Cophased Array : a 6T visible combiner for the CHARA array. *J. Opt. Soc. Am.*, 34, A46.
- 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., & Goldfinger, P. J. (2009). VEGA : Visible spEctroGraph and polArimeter for the CHARA array : principle and performance. *A&A*, 508(2), 1073–1083.
- Mourard, D., Nardetto, N., ten Brummelaar, T., Bailet, C., Bério, P., Bresson, Y., Cassaing, F., Clause, J.-M., Dejonghe, J., Lagarde, S., Martinod, M.-A., Michau, V., Perraut, K., Petit, C., Tallon, M., & Tallon-Bosc, I. (2018). SPICA, a new 6T visible beam combiner for CHARA : science, design and interfaces. In M. J. Creech-Eakman, P. G. Tuthill, & A. Mérand (Eds.) *Optical and Infrared Interferometry and Imaging VI*, vol. 10701 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, (p. 1070120).
- Mozurkewich, D., Armstrong, J. T., Hindsley, R. B., Quirrenbach, A., Hummel, C. A., Hutter, D. J., Johnston, K. J., Hajian, A. R., Elias, I., Nicholas M., Buscher, D. F., & Simon, R. S. (2003). Angular Diameters of Stars from the Mark III Optical Interferometer. *AJ*, 126(5), 2502–2520.
- Mozurkewich, D., Johnston, K. J., Simon, R. S., Bowers, P. F., Gaume, R., Hutter, D. J., Colavita, M. M., Shao, M., & Pan, X. P. (1991). Angular Diameter Measurements of Stars. *AJ*, 101, 2207.
- Munari, U., & Zwitter, T. (1997). Equivalent width of NA I and K I lines and reddening. *A&A*, 318, 269–274.
- Nardetto, N. (2018). Pulsating stars and eclipsing binaries as distances indicators in the universe. *arXiv e-prints*, (p. arXiv :1801.04158).
- Nardetto, N., Salsi, A., Mourard, D., Hocdé, V., Perraut, K., Gallenne, A., Mérand, A., Graczyk, D., Pietrzynski, G., Gieren, W., Kervella, P., Ligi, R., Meilland, A., Morand, F., Stee, P., Tallon-Bosc, I., & ten Brummelaar, T. (2020). Calibrating the surface brightness - color relation for late-type red giants stars in the visible domain using VEGA/CHARA interferometric observations. *A&A*, 639, A67.
- Neilson, H. R., & Lester, J. B. (2013). Spherically-symmetric model stellar atmospheres and limb darkening. I. Limb-darkening laws, gravity-darkening coefficients and angular diameter corrections for red giant stars. *A&A*, 554, A98.
- Neugebauer, G., & Leighton, R. B. (1969). *Two-micron sky survey. A preliminary catalogue*.
- Neuhäuser, R., Guenther, E. W., Wuchterl, G., Mugrauer, M., Bedalov, A., & Hauschildt, P. H. (2005). Evidence for a co-moving sub-stellar companion of GQ Lup. *A&A*, 435(1), L13–L16.
- Nordgren, T. E., Germain, M. E., Benson, J. A., Mozurkewich, D., Sudol, J. J., Elias, I., N. M., Hajian, A. R., White, N. M., Hutter, D. J., Johnston, K. J., Gauss, F. S., Armstrong, J. T., Pauls, T. A., & Rickard, L. J. (1999). Stellar Angular Diameters of Late-Type Giants and Supergiants Measured with the Navy Prototype Optical Interferometer. *AJ*, 118(6), 3032–3038.

- Nordgren, T. E., Lane, B. F., Hindsley, R. B., & Kervella, P. (2002). Calibration of the Barnes-Evans Relation Using Interferometric Observations of Cepheids. *AJ*, 123(6), 3380–3386.
- Perraut, K., Borgniet, S., Cunha, M., Bigot, L., Brandão, I., Mourard, D., Nardetto, N., Chesneau, O., McAlister, H., ten Brummelaar, T. A., Sturmann, J., Sturmann, L., Turner, N., Farrington, C., & Goldfinger, P. J. (2013). The fundamental parameters of the roAp star 10 Aquilae. *A&A*, 559, A21.
- Perraut, K., Brandão, I., Cunha, M., Shulyak, D., Mourard, D., Nardetto, N., & ten Brummelaar, T. A. (2016). The fundamental parameters of the roAp star HD 24712. A rapidly oscillator at the red edge of the instability strip. *A&A*, 590, A117.
- Perraut, K., Cunha, M., Brandão, I., Loridat, J., Mourard, D., Meilland, A., Nardetto, N., McAlister, H., ten Brummelaar, T. A., Sturmann, J., Sturmann, L., Turner, N., Farrington, C., & Vargas, N. (2015). The fundamental parameters of the Ap star 78 Virginis. Could 78 Vir be a rapidly oscillating Ap star? *A&A*, 579, A85.
- Pietrzyński, G., & Gieren, W. (2002). 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.
- Pietrzyński, G., Gieren, W., Szewczyk, O., Walker, A., Rizzi, L., Bresolin, F., Kudritzki, R.-P., Nalewajko, K., Storm, J., Dall’Ora, M., & Ivanov, V. (2008). The Araucaria Project : the Distance to the Sculptor Dwarf Spheroidal Galaxy from Infrared Photometry of RR Lyrae Stars. *AJ*, 135(6), 1993–1997.
- Pietrzyński, G., Graczyk, D., Gallenne, A., Gieren, W., Thompson, I. B., Pilecki, B., Karczmarek, P., Górski, M., Suchomska, K., Taormina, M., Zgirski, B., Wielgórski, P., Kołaczkowski, Z., Konorski, P., Villanova, S., Nardetto, N., Kervella, P., Bresolin, F., Kudritzki, R. P., Storm, J., Smolec, R., & Narloch, W. (2019). A distance to the Large Magellanic Cloud that is precise to one per cent. *Nature*, 567(7747), 200–203.
- 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., & Karczmarek, P. (2013). An eclipsing-binary distance to the Large Magellanic Cloud accurate to two per cent. *Nature*, 495(7439), 76–79.
- Pietrzyński, G., Thompson, I. B., Graczyk, D., Gieren, W., Udalski, A., Szewczyk, O., Minniti, D., Kołaczkowski, Z., Bresolin, F., & Kudritzki, R.-P. (2009). The Araucaria Project. Determination of the Large Magellanic Cloud Distance from Late-Type Eclipsing Binary Systems. I. OGLE-051019.64-685812.3. *ApJ*, 697(1), 862–866.
- Pitjeva, E. V., & Standish, E. M. (2009). Proposals for the masses of the three largest asteroids, the Moon-Earth mass ratio and the Astronomical Unit. *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, 103(4), 365–372.
- Planck Collaboration (2014). Planck 2013 results. XVI. Cosmological parameters. *A&A*, 571, A16.
- Planck Collaboration (2020). Planck 2018 results. VI. Cosmological parameters. *A&A*, 641, A6.
- Plez, B. (2008). MARCS model atmospheres. *Physica Scripta Volume T*, 133, 014003.
- Prša, A., Harmanec, P., Torres, G., Mamajek, E., Asplund, M., Capitaine, N., Christensen-Dalsgaard, J., Depagne, É., Haberreiter, M., Hekker, S., Hilton, J., Kopp, G., Kostov, V., Kurtz, D. W., Laskar, J., Mason, B. D., Milone, E. F., Montgomery, M., Richards, M., Schmutz, W., Schou, J., & Stewart, S. G. (2016). Nominal Values for Selected Solar and Planetary Quantities : IAU 2015 Resolution B3. *AJ*, 152(2), 41.
- Rameau, J., Chauvin, G., Lagrange, A. M., Boccaletti, A., Quanz, S. P., Bonnefoy, M., Girard, J. H., Delorme, P., Desidera, S., Klahr, H., Mordasini, C., Dumas, C., & Bonavita, M. (2013). Discovery of a Probable 4-5 Jupiter-mass Exoplanet to HD 95086 by Direct Imaging. *ApJ*, 772(2), L15.

- Rauer, H., Catala, C., Aerts, C., Appourchaux, T., Benz, W., Brandeker, A., Christensen-Dalsgaard, J., Deleuil, M., Gizon, L., Goupil, M. J., Güdel, M., Janot-Pacheco, E., Mas-Hesse, M., Pagano, I., Piotto, G., Pollacco, D., Santos, C., Smith, A., Suárez, J. C., Szabó, R., Udry, S., Adibekyan, V., Alibert, Y., Almenara, J. M., Amaro-Seoane, P., Eiff, M. A.-v., Asplund, M., Antonello, E., Barnes, S., Baudin, F., Belkacem, K., Bergemann, M., Bihain, G., Birch, A. C., Bonfils, X., Boisse, I., Bonomo, A. S., Borsa, F., Brandão, I. M., Brocato, E., Brun, S., Burleigh, M., Burston, R., Cabrera, J., Cassisi, S., Chaplin, W., Charpinet, S., Chiappini, C., Church, R. P., Csizmadia, S., Cunha, M., Damasso, M., Davies, M. B., Deeg, H. J., Díaz, R. F., Dreizler, S., Dreyer, C., Eggenberger, P., Ehrenreich, D., Eigmüller, P., Erikson, A., Farmer, R., Feltzing, S., de Oliveira Fialho, F., Figueira, P., Forveille, T., Fridlund, M., García, R. A., Giommi, P., Giuffrida, G., Godolt, M., Gomes da Silva, J., Granzer, T., Grenfell, J. L., Grottsch-Noels, A., Günther, E., Haswell, C. A., Hatzes, A. P., Hébrard, G., Hekker, S., Helled, R., Heng, K., Jenkins, J. M., Johansen, A., Khodachenko, M. L., Kislyakova, K. G., Kley, W., Kolb, U., Krivova, N., Kupka, F., Lammer, H., Lanza, A. F., Lebreton, Y., Magrin, D., Marcos-Arenal, P., Marrese, P. M., Marques, J. P., Martins, J., Mathis, S., Mathur, S., Messina, S., Miglio, A., Montalbán, J., Montalto, M., Monteiro, M. J. P. F. G., Moradi, H., Moravveji, E., Mordasini, C., Morel, T., Mortier, A., Nascimbeni, V., Nelson, R. P., Nielsen, M. B., Noack, L., Norton, A. J., Ofir, A., Oshagh, M., Ouazzani, R. M., Pápics, P., Parro, V. C., Petit, P., Plez, B., Poretti, E., Quirrenbach, A., Ragazzoni, R., Raimondo, G., Rainer, M., Reese, D. R., Redmer, R., Reffert, S., Rojas-Ayala, B., Roxburgh, I. W., Salmon, S., Santerne, A., Schneider, J., Schou, J., Schuh, S., Schunker, H., Silva-Valio, A., Silvotti, R., Skillen, I., Snellen, I., Sohl, F., Sousa, S. G., Sozzetti, A., Stello, D., Strassmeier, K. G., Švanda, M., Szabó, G. M., Tkachenko, A., Valencia, D., Van Grootel, V., Vauclair, S. D., Ventura, P., Wagner, F. W., Walton, N. A., Weingrill, J., Werner, S. C., Wheatley, P. J., & Zwintz, K. (2014). The PLATO 2.0 mission. *Experimental Astronomy*, 38(1-2), 249–330.
- Ribas, I., Jordi, C., Vilardell, F., Fitzpatrick, E. L., Hilditch, R. W., & Guinan, E. F. (2005). First Determination of the Distance and Fundamental Properties of an Eclipsing Binary in the Andromeda Galaxy. *ApJ*, 635(1), L37–L40.
- Ricker, G. R., Winn, J. N., Vanderspek, R., Latham, D. W., Bakos, G. Á., Bean, J. L., Berta-Thompson, Z. K., Brown, T. M., Buchhave, L., Butler, N. R., Butler, R. P., Chaplin, W. J., Charbonneau, D., Christensen-Dalsgaard, J., Clampin, M., Deming, D., Doty, J., De Lee, N., Dressing, C., Dunham, E. W., Endl, M., Fressin, F., Ge, J., Henning, T., Holman, M. J., Howard, A. W., Ida, S., Jenkins, J. M., Jernigan, G., Johnson, J. A., Kaltenegger, L., Kawai, N., Kjeldsen, H., Laughlin, G., Levine, A. M., Lin, D., Lissauer, J. J., MacQueen, P., Marcy, G., McCullough, P. R., Morton, T. D., Narita, N., Paegert, M., Palle, E., Pepe, F., Pepper, J., Quirrenbach, A., Rinehart, S. A., Sasselov, D., Sato, B., Seager, S., Sozzetti, A., Stassun, K. G., Sullivan, P., Szentgyorgyi, A., Torres, G., Udry, S., & Villaseñor, J. (2015). Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS). *Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems*, 1, 014003.
- Rieke, G. H., & Lebofsky, M. J. (1985). The interstellar extinction law from 1 to 13 microns. *ApJ*, 288, 618–621.
- Riess, A. G., Casertano, S., Yuan, W., Macri, L. M., & Scolnic, D. (2019). Large Magellanic Cloud Cepheid Standards Provide a 1% Foundation for the Determination of the Hubble Constant and Stronger Evidence for Physics beyond Λ CDM. *ApJ*, 876(1), 85.
- Riess, A. G., Filippenko, A. V., Challis, P., Clocchiatti, A., Diercks, A., Garnavich, P. M., Gilliland, R. L., Hogan, C. J., Jha, S., Kirshner, R. P., Leibundgut, B., Phillips, M. M., Reiss, D., Schmidt, B. P., Schommer, R. A., Smith, R. C., Spyromilio, J., Stubbs, C., Suntzeff, N. B., & Tonry, J. (1998). Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant. *AJ*, 116(3), 1009–1038.
- Riess, A. G., Macri, L., Casertano, S., Lampeitl, H., Ferguson, H. C., Filippenko, A. V., Jha, S. W., Li, W., & Chornock, R. (2011). A 3% Solution : Determination of the Hubble Constant with the Hubble Space Telescope and Wide Field Camera 3. *ApJ*, 730(2), 119.

- Riess, A. G., Macri, L. M., Hoffmann, S. L., Scolnic, D., Casertano, S., Filippenko, A. V., Tucker, B. E., Reid, M. J., Jones, D. O., Silverman, J. M., Chornock, R., Challis, P., Yuan, W., Brown, P. J., & Foley, R. J. (2016). A 2.4% Determination of the Local Value of the Hubble Constant. *ApJ*, *826*(1), 56.
- Riess, A. G., Nugent, P. E., Gilliland, R. L., Schmidt, B. P., Tonry, J., Dickinson, M., Thompson, R. I., Budavári, T., Casertano, S., Evans, A. S., Filippenko, A. V., Livio, M., Sanders, D. B., Shapley, A. E., Spinrad, H., Steidel, C. C., Stern, D., Surace, J., & Veilleux, S. (2001). The Farthest Known Supernova : Support for an Accelerating Universe and a Glimpse of the Epoch of Deceleration. *ApJ*, *560*(1), 49–71.
- Rodrigo, C., & Solano, E. (2020). The SVO Filter Profile Service. In *Contributions to the XIV.0 Scientific Meeting (virtual) of the Spanish Astronomical Society*, (p. 182).
- Rodrigo, C., Solano, E., & Bayo, A. (2012). SVO Filter Profile Service Version 1.0. IVOA Working Draft 15 October 2012.
- Salsi, A.**, Nardetto, N., Mourard, D., Creevey, O., Huber, D., White, T. R., Hocdé, V., Morand, F., Tallon-Bosc, I., Farrington, C. D., Chelli, A., & Duvert, G. (2020a). Precise calibration of the dependence of surface brightness-colour relations on colour and class for late-type stars. *A&A*, *640*, A2.
- Salsi, A.**, Nardetto, N., Mourard, D., Creevey, O., Huber, D., White, T. R., Hocde, V., Morand, F., Tallon-Bosc, I., Farrington, C. D., Chelli, A., & Duvert, G. (2020b). VizieR Online Data Catalog : Dwarfs & giants surface brightness-colour relations (Salsi+, 2020). *VizieR Online Data Catalog*, (pp. J/A+A/640/A2).
- Salsi, A.**, Nardetto, N., Mourard, D., Graczyk, D., Taormina, M., Creevey, O., Hocdé, V., Morand, F., Perraut, K., Pietrzyński, G., & Schaefer, G. H. (2021). Progress on the calibration of surface brightness-color relations for early- and late-type stars. *A&A*, *652*, A26.
- Samus', N. N., Kazarovets, E. V., Durlevich, O. V., Kireeva, N. N., & Pastukhova, E. N. (2017). General catalogue of variable stars : Version GCVS 5.1. *Astronomy Reports*, *61*(1), 80–88.
- Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. (2011). Measuring Reddening with Sloan Digital Sky Survey Stellar Spectra and Recalibrating SFD. *ApJ*, *737*(2), 103.
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. (1998). Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. *ApJ*, *500*(2), 525–553.
- Schneider, J., Dedieu, C., Le Sidaner, P., Savalle, R., & Zolotukhin, I. (2011). Defining and cataloging exoplanets : the exoplanet.eu database. *A&A*, *532*, A79.
- Schwarzschild, K. (1896). Über Messung von Doppelsternen durch Interferenzen. *Astronomische Nachrichten*, *139*(23), 353.
- Smalley, B. (2005). T_{eff} and $\log g$ determinations. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, *8*, 130.
- Soubiran, C., Katz, D., & Cayrel, R. (1998). On-line determination of stellar atmospheric parameters T_{eff} , $\log g$, [Fe/H] from ELODIE echelle spectra. II. The library of F5 to K7 stars. *A&AS*, *133*, 221–226.
- Stephan, E. (1871). Nébuleuses nouvelles découvertes et observées par E. Stephan, à l'observatoire de Marseille, à l'aide du telescope Foucault de 0th80. *Astronomische Nachrichten*, *78*(19), 295.
- Storm, J., Gieren, W., Fouqué, P., Barnes, T. G., Pietrzyński, G., Nardetto, N., Weber, M., Granzer, T., & Strassmeier, K. G. (2011a). 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.

- Storm, J., Gieren, W., Fouqué, P., Barnes, T. G., Soszyński, I., Pietrzyński, G., Nardetto, N., & Quéloz, D. (2011b). 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.
- Sturmann, J., ten Brummelaar, T., Sturmann, L., & McAlister, H. A. (2010). Dual three-way infrared beam combiner at the CHARA Array. In W. C. Danchi, F. Delplancke, & J. K. Rajagopal (Eds.) *Optical and Infrared Interferometry II*, vol. 7734 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, (p. 77343A).
- Szewczyk, O., Pietrzyński, G., Gieren, W., Storm, J., Walker, A., Rizzi, L., Kinemuchi, K., Bresolin, F., Kudritzki, R.-P., & Dall’Ora, M. (2008). The Araucaria Project. The Distance of the Large Magellanic Cloud from Near-Infrared Photometry of RR Lyrae Variables. *AJ*, *136*(1), 272–279.
- Tabur, V., Kiss, L. L., & Bedding, T. R. (2009). Hipparcos Calibration of the Tip of the Red Giant Branch. *ApJ*, *703*(1), L72–L75.
- 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., & Vannier, M. (2008). LITpro : a model fitting software for optical interferometry. In M. Schöller, W. C. Danchi, & F. Delplancke (Eds.) *Optical and Infrared Interferometry*, vol. 7013 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, (p. 70131J).
- Taormina, M., Kudritzki, R.-P., Puls, J., Pilecki, B., Sestl, E., Pietrzyński, G., Urbaneja, M. A., & Gieren, W. (2020). Toward Early-type Eclipsing Binaries as Extragalactic Milestones. II. NLTE Spectral Analysis and Stellar Parameters of the Detached O-type System OGLE-LMC-ECL-06782 in the LMC. *ApJ*, *890*(2), 137.
- Taormina, M., Pietrzyński, G., Pilecki, B., Kudritzki, R. P., Thompson, I. B., Graczyk, D., Gieren, W., Nardetto, N., Górski, M., Suchomska, K., Zgirski, B., Wielgórski, P., Karczmarek, P., & Narloch, W. (2019). Toward Early-type Eclipsing Binaries as Extragalactic Milestones. I. Physical Parameters of OGLE-LMC-ECL-22270 and OGLE-LMC-ECL-06782. *ApJ*, *886*(2), 111.
- ten Brummelaar, T. A., McAlister, H. A., Ridgway, S. T., Bagnuolo, J., W. G., Turner, N. H., Sturmann, L., Sturmann, J., Berger, D. H., Ogden, C. E., Cadman, R., Hartkopf, W. I., Hopper, C. H., & Shure, M. A. (2005). First Results from the CHARA Array. II. A Description of the Instrument. *ApJ*, *628*(1), 453–465.
- Thévenin, F., Kervella, P., Pichon, B., Morel, P., di Folco, E., & Lebreton, Y. (2005). VLTI/VINCI diameter constraints on the evolutionary status of δ Eri, ξ Hya, η Boo. *A&A*, *436*(1), 253–262.
- Tully, R. B., Courtois, H., Hoffman, Y., & Pomarède, D. (2014). The Laniakea supercluster of galaxies. *Nature*, *513*(7516), 71–73.
- Ulrich, R. K. (1986). Determination of Stellar Ages from Asteroseismology. *ApJ*, *306*, L37.
- van Belle, G. T. (1999). Predicting Stellar Angular Sizes. *PASP*, *111*(766), 1515–1523.
- van Belle, G. T., Creech-Eakman, M. J., & Hart, A. (2009). Supergiant temperatures and linear radii from near-infrared interferometry. *MNRAS*, *394*(4), 1925–1935.
- van Belle, G. T., & von Braun, K. (2009). Directly Determined Linear Radii and Effective Temperatures of Exoplanet Host Stars. *ApJ*, *694*(2), 1085–1098.
- van der Marel, R. P., & Kallivayalil, N. (2014). Third-epoch Magellanic Cloud Proper Motions. II. The Large Magellanic Cloud Rotation Field in Three Dimensions. *ApJ*, *781*(2), 121.
- van Leeuwen, F. (2007). Validation of the new Hipparcos reduction. *A&A*, *474*(2), 653–664.
- Vilardell, F., Ribas, I., & Jordi, C. (2006). Eclipsing binaries suitable for distance determination in the Andromeda galaxy. *A&A*, *459*(1), 321–331.

- Vilardell, F., Ribas, I., Jordi, C., Fitzpatrick, E. L., & Guinan, E. F. (2010). The distance to the Andromeda galaxy from eclipsing binaries. *A&A*, *509*, A70.
- Warner, B. (1972). Stellar angular diameters. *MNRAS*, *158*, 1P.
- Wegner, W. (1994). Intrinsic colour indices of OB supergiants, giants and dwarfs in the UBVRIJHKLM system. *MNRAS*, *270*, 229–234.
- Wegner, W. (2014). Intrinsic Color Indices of Stars Obtained from 2MASS Photometry. *Acta Astron.*, *64*(3), 261–275.
- Weingartner, J. C., & Draine, B. T. (2001). Dust Grain-Size Distributions and Extinction in the Milky Way, Large Magellanic Cloud, and Small Magellanic Cloud. *ApJ*, *548*(1), 296–309.
- Wesselink, A. J. (1946). 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.
- Wesselink, A. J. (1969). Surface brightnesses in the U, B, V system with applications of M_v and dimensions of stars. *MNRAS*, *144*, 297.
- White, T. R., Huber, D., Mann, A. W., Casagrande, L., Grunblatt, S. K., Justesen, A. B., Silva Aguirre, V., Bedding, T. R., Ireland, M. J., Schaefer, G. H., & Tuthill, P. G. (2018). Interferometric diameters of five evolved intermediate-mass planet-hosting stars measured with PAVO at the CHARA Array. *MNRAS*, *477*(4), 4403–4413.
- Willmer, C. N. A. (2018). The Absolute Magnitude of the Sun in Several Filters. *ApJS*, *236*(2), 47.
- Wolszczan, A., & Frail, D. A. (1992). A planetary system around the millisecond pulsar PSR1257 + 12. *Nature*, *355*(6356), 145–147.
- Wong, K. C., Suyu, S. H., Chen, G. C. F., Rusu, C. E., Millon, M., Sluse, D., Bonvin, V., Fassnacht, C. D., Taubenberger, S., Auger, M. W., Birrer, S., Chan, J. H. H., Courbin, F., Hilbert, S., Tihhonova, O., Treu, T., Agnello, A., Ding, X., Jee, I., Komatsu, E., Shajib, A. J., Sonnenfeld, A., Blandford, R. D., Koopmans, L. V. E., Marshall, P. J., & Meylan, G. (2020). H0LiCOW – XIII. A 2.4 per cent measurement of H_0 from lensed quasars : 5.3σ tension between early- and late-Universe probes. *MNRAS*, *498*(1), 1420–1439.

