

**OBSERVATÓRIO NACIONAL
MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E INOVAÇÃO
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA**

**Estudo espectroscópico, fotométrico e
interferométrico de estrelas Be Clássicas**

TIAGO BATISTA SOUZA

Orientador:

DR. MARCELO BORGES FERNANDES

Coorientador:

DR. CARLOS ALBERTO GUERRERO PEÑA

**Rio de Janeiro
8 de Dezembro de 2021**

Ministério da Ciência, Tecnologia e Inovação
Observatório Nacional
Programa de Pós-Graduação em Astronomia

Tiago Batista Souza

**Estudo espectroscópico, fotométrico e interferométrico de
estrelas Be Clássicas**

Tese de Doutorado apresentada ao programa de
Pós-Graduação em Astronomia do Observatório
Nacional como parte dos requisitos para a obten-
ção do grau de Doutor em Astronomia.

Orientador: Dr. Marcelo Borges Fernandes

Coorientador: Dr. Carlos Alberto Guerrero Peña

Rio de Janeiro
8 de Dezembro de 2021

Agradecimentos

“Se cheguei até aqui foi porque me apoiei sobre os ombros de gigantes”

Essa frase atribuída a Sir Isaac Newton representa o meu sentimento no final deste ciclo. Foram anos de muito aprendizado, de momentos alegres, divertidos, mas também de suor, lágrimas e ansiedade, especialmente nos últimos dois anos. Ao decorrer da minha jornada, numerosos gigantes se fizeram presentes, cada um deles contribuindo para que eu pudesse dar um passo a mais na direção dos meus objetivos.

Primeiramente quero agradecer a minha família, os gigantes colossais que me apoiaram de forma incondicional durante o período de maior dificuldade. Aos meus pais José e Lúcia, minha esposa Kriss, meus tios Silvério e Zulmira, meus sogros Jorge e Mercedes e meu cunhado Júnior, deixo aqui a minha eterna gratidão.

Quero agradecer a outros dois gigantes, o primeiro deles é o Dr. Marcelo Borges Fernandes, meu orientador, a quem ao longo desses 10 anos que nos conhecemos, sempre se mostrou uma pessoa extraordinária. Muito obrigado por sua orientação, amizade e pelo apoio e compreensão que teve comigo durante o momento mais difícil que atravessei. O segundo gigante é o Dr. Carlos Guerrero Peña, meu coorientador, a quem tive o prazer de conhecer durante o mestrado e que foi se tornando fundamental para a conclusão dessa etapa. Muito obrigado pelos seus ensinamentos e por compartilhar bons momentos durante minha estadia na UNAM e no Observatório San Pedro Mártir.

Quero agradecer também a diversos outros gigantes, que com sua dedicação puderam proporcionar-me um bom ambiente de trabalho. Agradeço aos inúmeros companheiros de sala que tive, a coordenação da Astronomia por permitir minha hospedagem na casa dos estudantes durante um período, ao pessoal da secretaria de pós graduação, as meninas da limpeza e manutenção, aos seguranças que por muito tempo foram minha única companhia no Observatório durante a pandemia.

A todos esses gigantes, deixo aqui meu abraço e meu muito obrigado.

Epigrafe

This is not the end, this is not the beginning
Just a voice like a riot rocking every revision
But you listen to the tone and the violent rhythm
And though the words sound steady
something's empty within them

We say, yeah, with fists flying up in the air
Like we're holding onto something that's invisible there
'Cause we're living at the mercy of the pain and fear
Until we dead it, forget it, let it all disappear

Waiting for the end to come
Wishing I had strength to stand
This is not what I had planned
It's out of my control

Flying at the speed of light
Thoughts were spinning in my head
So many things were left unsaid
It's hard to let you go

I know what it takes to move on
I know how it feels to lie
All I wanna do is trade this life for something new
Holding on to what I haven't got

Sitting in an empty room
Trying to forget the past
This was never meant to last
I wish it wasn't so

I know what it takes to move on
I know how it feels to lie
All I wanna do is trade this life for something new
Holding on to what I haven't got

What was left when that fire was gone?
I thought it felt right, but that right was wrong
All caught up in the eye of the storm
And trying to figure out what it's like moving on
And I don't even know what kind of things I've said
My mouth kept moving, and my mind went dead, so
Picking up the pieces now where to begin
The hardest part of ending is starting again

All I wanna do is trade this life for something new
Holding on to what I haven't got

Linkin Park – *Waiting for the end*

Sumário

| | |
|---|--------------|
| Agradecimentos | iii |
| Epigrafe | v |
| Resumo | xxix |
| Abstract | xxxii |
| 1 Introdução | 1 |
| 1.1 Estrelas Be Clássicas | 1 |
| 1.2 Características espectroscópicas | 5 |
| 1.3 Rotação | 7 |
| 1.4 Disco circunstelar | 11 |
| 1.4.1 Cinemática | 11 |
| 1.4.2 Tamanho da região emissora | 12 |
| 1.5 Modelo do disco viscoso | 13 |
| 1.6 Variabilidade | 14 |
| 1.7 Binaridade | 18 |
| 2 Grade de modelos BeAtlas | 21 |
| 2.1 O Código HDUST | 21 |
| 2.2 Grade de modelos BeAtlas | 22 |
| 2.2.1 Parâmetros da estrela central | 23 |
| 2.2.2 Parâmetros do disco | 25 |
| 2.2.3 Parâmetros adicionados à modelagem | 26 |
| 2.2.4 Parâmetros derivados | 27 |
| 2.3 Determinação do melhor modelo | 30 |
| 2.3.1 Teorema de Bayes | 31 |
| 2.3.2 Método de Monte Carlo Marcov Chain (MCMC) | 31 |

| | | |
|----------|--|-----------|
| 2.3.3 | Função densidade de probabilidade (FDP) | 32 |
| 2.4 | Função de verossimilhança | 33 |
| 2.5 | Priors | 33 |
| 2.5.1 | Priors do tipo normal | 33 |
| 2.5.2 | Priors uniformes | 35 |
| 2.6 | O Código EMCEE | 36 |
| 2.7 | Aplicação do EMCEE | 37 |
| 2.8 | Obtenção dos valores finais dos parâmetros físicos | 42 |
| 3 | Amostra de dados | 45 |
| 3.1 | Levantamento APOGEE | 45 |
| 3.1.1 | APOGEE-1 (SDSS-III) | 46 |
| 3.1.2 | APOGEE-2 (SDSS-IV) | 46 |
| 3.1.3 | <i>Visits</i> | 47 |
| 3.1.4 | Espectrógrafo | 48 |
| 3.1.5 | Redução dos dados | 49 |
| 3.1.6 | Data Releases | 52 |
| 3.2 | Estrelas Be no levantamento APOGEE | 53 |
| 3.3 | FEROS | 53 |
| 3.4 | Tratamento dos espectros | 54 |
| 3.4.1 | Remoção de raios cósmicos e linhas de emissão do céu | 54 |
| 3.4.2 | Correção da velocidade baricêntrica e da velocidade radial | 54 |
| 3.5 | Dados fotométricos | 57 |
| 3.5.1 | Distribuição Espectral de Energia | 57 |
| 3.5.2 | OASI/IMPACTON | 59 |
| 3.6 | Amostra total de Objetos | 61 |
| 4 | Identificação de Binárias | 64 |
| 4.1 | Interferometria Speckle | 64 |
| 4.1.1 | Introdução | 64 |
| 4.1.2 | A Técnica | 66 |
| 4.1.3 | Obtenção dos dados | 71 |
| 4.1.4 | Redução e análise dos dados | 72 |
| 4.2 | Amostra de estrelas observadas | 73 |
| 4.3 | Filtragem da amostra total de objetos | 74 |
| 4.4 | Artigos publicados | 77 |

| | | |
|----------|--|------------|
| 4.4.1 | “First speckle interferometric measurements at the Observatório do Pico dos Dias of the Laboratório Nacional de Astrofísica” . . . | 77 |
| 4.4.2 | “Identification of Possible Stellar Companions via Speckle Interferometry in a Sample of Be Stars” | 87 |
| 4.4.3 | “Speckle interferometry at the OAN-SPM México: multi-band astrometry of double stars measured in 2018 and 2019” | 99 |
| 5 | Resultados e discussões | 111 |
| 5.1 | Resultados da aplicação da BeAtlas | 111 |
| 5.1.1 | TYC 3692-1234-1 | 111 |
| 5.1.2 | TYC 1846-17-1 | 117 |
| 5.1.3 | MWC 488 | 123 |
| 5.1.4 | Hen 3-14 | 129 |
| 5.1.5 | TYC 5689-54-1 | 135 |
| 5.1.6 | Hen 3-1876 | 140 |
| 5.2 | Parâmetros obtidos | 146 |
| 5.3 | Parâmetros derivados pós-modelagem | 149 |
| 6 | Conclusões e Perspectivas | 154 |
| | Apêndices | 159 |
| A | Priors | 159 |
| B | Resultados das observações fotométricas | 162 |
| C | Velocidade Radial | 164 |
| | Referências Bibliográficas | 167 |

Lista de Figuras

| | | |
|-----|---|----|
| 1.1 | Estrelas Be no aglomerado aberto das Plêiades. | 3 |
| 1.2 | Diferentes perfis da linha $H\alpha$ em estrelas Be. | 6 |
| 1.3 | Visão esquemática das estrelas Be proposta por Struve (1931). | 6 |
| 1.4 | Distribuição do $v \sin(i)$ em função do achatamento (R_{eq}/R_{pol}) para estrelas de diversos tipos espectrais e classes de luminosidade. | 10 |
| 1.5 | Modelo obtido para a estrela Achernar através de observações na banda H por interferometria (VLTI/PIONIER). | 10 |
| 1.6 | Variação do perfil de linha de $H\alpha$ da estrela ι And durante a transição entre a fase B normal (sem disco) e a fase Be. | 16 |
| 1.7 | Curva de luz e diagrama cor-magnitude da estrela OGLE 005209.92-731820.4. | 17 |
| 1.8 | Evidências da formação de um disco circunstelar em uma estrela B observadas por meio de fotometria e espectroscopia. | 17 |
| 2.1 | Evolução da fração de hidrogênio no núcleo de uma estrela Be durante a sequência principal. | 24 |
| 2.2 | Determinação da fração de hidrogênio $X_c = 0.3$ através das faixas evolutivas de (Georgy et al., 2013), sobreposta à distribuição de algumas amostras de objetos da literatura bem conhecidas. | 24 |
| 2.3 | Distribuição dos $\cos(i)$ assumidos na grade em função dos ângulos de inclinação (i). | 26 |
| 2.4 | Determinação do parâmetro β em função do achatamento da estrela a partir do modelo proposto por Espinosa Lara & Rieutord (2011). | 28 |
| 2.5 | Determinação da luminosidade e do raio polar através da interpolação linear dos modelos de evolução estelar obtidos pelo grupo de Genebra (Georgy et al., 2013; Granada et al., 2013). | 28 |
| 2.6 | Função densidade de probabilidade de uma distribuição uniforme. | 35 |
| 2.7 | Processo de convergência dos walkers durante a modelagem das estrelas Be. | 39 |

| | | |
|------|---|-----|
| 2.8 | Gráfico de convergência para a estrela HD 214748. | 40 |
| 2.9 | Gráfico de ajuste do perfil de $H\alpha$ obtido para a estrela HD 214748. | 41 |
| 2.10 | Corner plot obtido para a estrela HD 214748. | 42 |
| 3.1 | Telescópios utilizados pelo levantamento APOGEE. | 48 |
| 3.2 | Número de alvos por campo observados pelo APOGEE-2 (DR16). | 49 |
| 3.3 | Amostra de espectros APOGEE para estrelas de diferentes tipos espectrais. | 50 |
| 3.4 | Espectros de absorção telúrica das moléculas H_2O , CO_2 e CH_4 na banda H | 52 |
| 3.5 | Correção da velocidade radial da estrela BD-07 4647. | 57 |
| 3.6 | Telescópio do projeto OASI. | 60 |
| 4.1 | Disco de airy e disco de <i>seeing</i> da estrela HD174886. | 67 |
| 4.2 | Sequência de 3 imagens (“Specklegrams”) tomadas com tempo de exposição de 20 ms obtidas para a estrela HD174886 utilizando o telescópio Perkin-Elmer de 1,6 m do Observatório do Pico dos Dias. | 68 |
| 4.3 | Representação esquemática da equação 4.3. | 69 |
| 4.4 | Espectro de potência (PS) e função de autocorrelação (ACF) do sistema binário WDS 20351-0436. | 71 |
| 5.1 | Modelagem da linha de Brackett 11 da estrela TYC 3692-1234-1. | 114 |
| 5.2 | Modelagem da linha de Brackett 13 da estrela TYC 3692-1234-1, | 115 |
| 5.3 | Modelagem da SED da estrela TYC 3692-1234-1. | 116 |
| 5.4 | Modelagem da linha de Brackett 11 da estrela TYC 1846-17-1. | 120 |
| 5.5 | Modelagem da linha de Brackett 13 da estrela TYC 1846-17-1. | 121 |
| 5.6 | Modelagem da SED da estrela TYC 1846-17-1. | 122 |
| 5.7 | Modelagem da linha de Brackett 11 da estrela MWC 488. | 126 |
| 5.8 | Modelagem da linha de Brackett 13 da estrela MWC 488. | 127 |
| 5.9 | Modelagem da SED da estrela MWC 488. | 128 |
| 5.10 | Modelagem da linha de Brackett 11 da estrela Hen 3-14. | 132 |
| 5.11 | Modelagem da linha de Brackett 13 da estrela Hen 3-14. | 133 |
| 5.12 | Modelagem da SED da estrela Hen 3-14. | 134 |
| 5.13 | Modelagem da linha de Brackett 11 da estrela TYC 5689-54-1. | 137 |
| 5.14 | Modelagem da linha de Brackett 13 da estrela TYC 5689-54-1. | 138 |
| 5.15 | Modelagem da SED da estrela TYC 5689-54-1. | 139 |
| 5.16 | Modelagem da linha de Brackett 11 da estrela Hen 3-1876. | 142 |
| 5.17 | Modelagem da linha de Brackett 13 da estrela Hen 3-1876. | 143 |
| 5.18 | Modelagem da SED da estrela Hen 3-1876. | 144 |

Lista de Tabelas

| | | |
|-----|--|-----|
| 1.1 | Raios mínimos e máximos das regiões emissoras de diferentes linhas e bandas obtidos ao analisar diversas estrelas. Tabela extraída de Cochetti (2019) com valores compilados por Rivinius, Carciofi & Martayan (2013). | 12 |
| 2.1 | Configurações utilizadas para a execução do EMCEE. | 39 |
| 3.1 | Principais características dos levantamentos APOGEE-1 (SDSS-III) e APOGEE-2 (SDSS-IV). | 47 |
| 3.2 | Número de visits obtidos de acordo com diversos intervalos de magnitude das estrelas na banda H | 47 |
| 3.3 | Cobertura espectral dos detectores utilizados pelo levantamento APOGEE | 49 |
| 3.4 | <i>Data Releases</i> dos dados dos levantamentos APOGEE-1 e APOGEE-2. | 53 |
| 3.5 | Exemplo de arquivo de entrada para o VOSA. | 59 |
| 3.6 | Amostra de objetos. | 62 |
| 4.2 | Objetos da nossa amostra original observados por meio da técnica de interferometria speckle. | 73 |
| 4.3 | Objetos removidos da nossa amostra principal por pertencerem a sistemas binários. | 75 |
| 4.4 | Novos pares de estrelas encontrados em sistemas binários ou múltiplos já conhecidos. | 78 |
| 4.5 | Novos pares encontrados em sistemas múltiplos previamente conhecidos e novas possíveis estrelas duplas descobertas. | 88 |
| 4.6 | Astrometria multi-bandas de pares observados com o telescópio de 2.1 metros do OAN. | 100 |
| 5.1 | Parâmetros físicos obtidos para a estrela TYC 3692-1234-1. | 117 |
| 5.2 | Parâmetros físicos obtidos para a estrela TYC 1846-17-1. | 123 |
| 5.3 | Parâmetros físicos obtidos para a estrela MWC 488. | 129 |
| 5.4 | Parâmetros físicos obtidos para a estrela Hen 3-14. | 135 |

| | | |
|------|--|-----|
| 5.5 | Parâmetros físicos obtidos para a estrela TYC 5689-54-1. | 140 |
| 5.6 | Parâmetros físicos obtidos para a estrela Hen 3-1876. | 145 |
| 5.7 | Parâmetros físicos obtidos através da modelagem das estrelas Be da nossa amostra com dados APOGEE e SED. | 147 |
| 5.8 | Parâmetros físicos obtidos através da modelagem das estrelas Be da nossa amostra com dados FEROS. | 149 |
| 5.9 | Parâmetros físicos derivados da modelagem das estrelas Be da nossa amostra com dados APOGEE e SED (pt. I). | 149 |
| 5.10 | Parâmetros físicos derivados da modelagem das estrelas Be da nossa amostra com dados FEROS (pt. I). | 151 |
| 5.11 | Parâmetros físicos derivados da modelagem das estrelas Be da nossa amostra com dados APOGEE e SED (pt. II). | 151 |
| 5.12 | Parâmetros físicos derivados da modelagem das estrelas Be da nossa amostra com dados FEROS (pt. II). | 153 |
| A.1 | Priors adotados para a modelagem com o código EMCEE. | 159 |
| B.1 | Resultado da fotometria de estrelas Be observadas utilizando o telescópio do projeto IMPACTON. | 163 |
| C.1 | Velocidade radial das estrelas da nossa amostra. | 164 |

Resumo

As estrelas Be clássicas são definidas como aquelas cujo espectro tem ou teve por algum tempo, uma ou mais linhas de Balmer em emissão. Essas estrelas possuem um disco circunstelar gasoso transiente cujo processo de formação até o momento ainda não é bem conhecido, podendo estar relacionado a alguns fatores como uma taxa de rotação estelar, próxima da velocidade crítica, e a presença de pulsações não radiais.

Esta tese tem como principal objetivo estimar os parâmetros físicos, tanto da estrela central quanto do disco circunstelar, de uma amostra de estrelas Be observadas por meio do levantamento APOGEE e também com o espectrógrafo FEROS, e com dados fotométricos da literatura. Para isso, utilizamos a grade de modelos BeAtlas, criada com o HDUST, que é um código 3D de transferência radiativa. Para a escolha dos melhores modelos da grade que reproduzem os observáveis (perfis de linhas do hidrogênio, Brackett 11 e 13, e H_α , e a distribuição espectral de energia) usamos o código EMCEE, baseado no método de Monte Carlo Markov Chain (MCMC).

Uma vez que a nossa grade de modelos é destinada para estrelas individuais, uma filtragem da nossa amostra inicial foi realizada para remover as estrelas confirmadas e suspeitas de multiplicidade, segundo a literatura. De forma complementar, também utilizamos a técnica de interferometria speckle para identificar novas estrelas binárias e/o múltiplas. Após a filtragem, a nossa amostra final de estrelas é composta por 102 objetos.

Como resultado, obtivemos um conjunto de parâmetros físicos para cada estrela (massa, luminosidade, idade, temperatura, gravidade e raio no polo, achatamento, velocidade de rotação, paralaxe, extinção) e para o seu disco (distribuição de densidade e ângulo de inclinação), através da modelagem de cada um dos observáveis. Para grande parte das estrelas da nossa amostra, esses parâmetros foram estimados pela primeira vez. A determinação do valor final para cada um dos parâmetros foi obtida após uma análise criteriosa, que levou em consideração a convergência obtida na modelagem e a comparação com a literatura. É importante salientar que a grade de modelos possui limitações, tanto com relação à cobertura do espaço de parâmetros, quanto com a não inclusão de certos processos físicos, como o alargamento da linha por espalhamento

eletrônico. Por fim, destaco as publicações que participei, especialmente um artigo onde sou o primeiro autor e apresentamos a descoberta de três novas estrelas duplas em estrelas Be, além de identificarmos quatro novas companheiras em sistemas múltiplos previamente conhecidos, através do uso da interferometria speckle.

Abstract

Classical Be stars are defined as those stars whose spectrum has, or had for some time, one or more Balmer lines in emission. These stars show a transient gaseous circumstellar disk, whose formation process is still not well understood, but it may be related to some factors such as: high stellar rotation rate, close to the critical velocity, and the presence of non-radial pulsations.

The main objective of this thesis is to estimate the physical parameters of the star and its circumstellar disk, for a sample of Be stars observed by the APOGEE survey and also by the FEROS spectrograph, and with photometric data from the literature. For this purpose, we used the BeAtlas grid of models, created with HDUST, a 3D radiative transfer code. The best models that reproduce the observables (hydrogen line profiles, Brackett 11 and 13, and H_α , and the spectral energy distribution) were chosen using the EMCEE code, based on the Monte Carlo Markov Chain method (MCMC).

Given that the BeAtlas grid was developed for individual stars, a filtering of our initial sample was performed to remove confirmed and suspicious multiple stars, according to the literature. In addition, we also used the speckle interferometry technique to identify new binary and/or multiple systems. After filtering, our final star sample is formed by 102 stars.

As a result, we obtained a set of physical parameters for each star (mass, luminosity, age, pole temperature, radius and gravity, oblateness, rotation velocity, parallax and extinction) and for their respective disk (density distribution and inclination), through the modelling of each observable. For most stars in our sample, these parameters were estimated for the first time. The determination of the final value for each parameter was obtained after a thoughtful analysis, taking into consideration the convergence of the modelling and the comparison with the literature. It is important to emphasize that the grid-model has its limitations, both with regard to the coverage of the space parameters and the absence of certain physical processes, such as line widening by electron scattering. Finally, I highlight the publications in which I have participated, especially an article of which I am the first author, which presents the discovery of three new double stars among Be stars, as well as four new companions in previously

known multiple systems, using speckle interferometry.

Capítulo 1

Introdução

1.1 Estrelas Be Clássicas

Quando olhamos para o céu noturno, longe de grandes cidades onde há pouca poluição luminosa, podemos observar uma grande quantidade de estrelas. A primeira vista elas podem parecer todas iguais, porém, com um olhar mais atento, percebemos algumas diferenças de brilho e cor. Com o advento de técnicas observacionais como a fotometria e espectroscopia, acompanhadas do conhecimento teórico sobre estrutura e evolução estelar, hoje sabemos que as estrelas podem apresentar características bem distintas umas das outras e que a sua evolução depende essencialmente de sua massa inicial.

Um claro exemplo disso são as estrelas B, que englobam estrelas de massa intermediária e de alta massa, uma vez que suas massas ZAMS¹ variam de $\sim 3 M_{\odot}$ (B9V, $T_{eff} \sim 12000$ K) e $\sim 18 M_{\odot}$ (B0V, $T_{eff} \sim 30000$ K), conforme descrito em [Porter \(1996\)](#) e [Townsend, Owocki & Howarth \(2004\)](#). Sendo assim, dependendo da configuração de massa inicial, esses objetos podem terminar suas vidas como anãs brancas, como estrelas de nêutrons ou como buracos negros. Durante a vida dessas estrelas, elas passam por fases onde ocorrem mudanças nas suas características físicas em uma escala de tempo rápida, em termos do tempo de vida de uma estrela, e que ainda não são bem compreendidas. Podemos destacar a ocorrência do fenômeno Be, onde as estrelas passam a ser conhecidas como Be Clássicas.

Há pouco mais de 150 anos, o padre Angelo Secchi, então diretor do Observatório do Colégio Romano, relatou o que chamou de: *“une particularité de l'étoile γ*

¹ZAMS é o acrônimo de “Zero Age Main Sequence”, que traduzido significa “idade zero da sequência principal” e corresponde ao momento em que uma estrela entra na sequência principal no diagrama de Hertzsprung-Russell, e passa a queimar hidrogênio em seu núcleo através de reações nucleares.

Cassiopee”, ou seja, “*uma particularidade da estrela γ Cassiopeia*²”. Isso porque ao inspecionar o espectro dessa estrela na região do visível ele notou que, diferentemente de outras estrelas que havia observado, a linha de $H\beta$ encontrava-se em emissão (Secchi, 1867). Essa é considerada a primeira detecção de uma estrela que apresentava linhas em emissão no seu espectro, além de ser o primeiro registro de uma estrela Be (Porter & Rivinius, 2003)³.

Desde a primeira detecção, a quantidade de estrelas Be descobertas tem aumentando gradativamente, já que muitas dessas estrelas encontram-se entre as mais brilhantes no céu (vide Figura 1.1). Na primeira metade do século XX, observações espectroscópicas da linha de $H\alpha$ foram feitas por Paul Willard Merrill e Cora G. Burweel, dando origem ao Catálogo do Observatório de Mount Wilson de estrelas com linhas em emissão, que foi publicado em quatro partes (Merrill & Burwell, 1933, 1943, 1949, 1950). Atualmente, levantamentos estelares cobrindo grandes porções do céu são capazes de obter uma enorme quantidade de espectros simultaneamente, propiciando a descoberta de um número cada vez maior dessa classe de estrelas.

Desde a sua descoberta, a definição de estrelas Be vem se modificando. Inicialmente elas foram definidas como sendo estrelas do tipo espectral B que apresentavam linhas de Balmer em emissão e em alguns casos, linhas de Hélio neutro e metais pouco ionizados como FeII e TiII (Kogure & Hirata, 1982). Essa definição no entanto é bastante geral e diversos tipos de estrelas foram classificadas como sendo Be, incluindo estrelas supergigantes e jovens nebulosas planetárias (Bidelman, 1976).

Uma definição mais precisa foi dada por Jaschek, Slettebak & Jaschek (1981) e refinada posteriormente por Collins (1987), restringindo a classe de estrelas Be às estrelas que possuem uma classe de luminosidade entre III e V, ou seja:

“Estrelas do tipo espectral B, não supergigantes, cujo espectro tem ou teve em algum momento da sua vida, uma ou mais linhas de Balmer em emissão”.

Essa definição apesar de ser mais restritiva ainda permitia que objetos em diferentes fases evolutivas fossem classificadas como estrelas Be. Alguns exemplos são: as estrelas *Herbig Ae/Be* que são objetos de massa intermediária na fase pré-sequência principal que apresentam um disco circunstelar em acreção formado por gás e poeira; assim como as estrelas simbióticas com o fenômeno B[e]; *estrelas do tipo Algol* que fazem parte de um sistema binário, onde a componente primária do sistema é do tipo

² γ Cas é uma estrela B0.5IVpe (Shenavrin, Taranova & Nadzhip, 2011) localizada na constelação de Cassiopeia e encontra-se a uma distância de 187 ± 19 pc (Bodensteiner et al., 2018).

³A letra B do termo Be refere-se ao tipo espectral da estrela, enquanto que a letra e indica a presença de linha(s) em emissão em seu espectro.

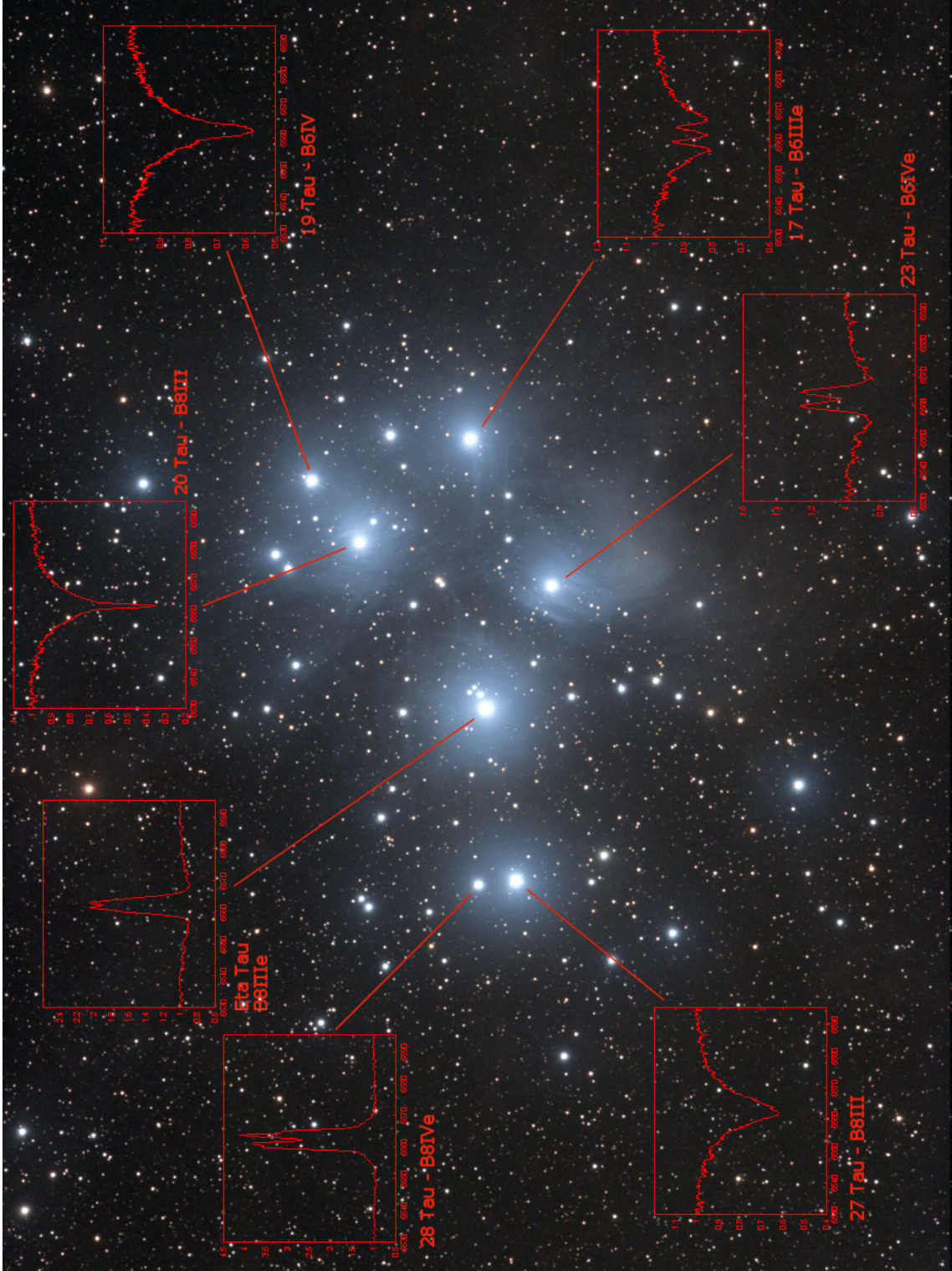


Figura 1.1: Messier 45 (aglomerado aberto das Plêiades). A imagem foi obtida em 2006 por um astrônomo amador utilizando uma câmera Canon EOS 350D equipado com uma lente de 400 mm ($f_{5/6}$), enquanto que os espectros das estrelas apontadas foram obtidos utilizando o espectrógrafo LHIRES III ($R = 15000$). Todas as estrelas observadas são do tipo espectral B e possuem classe de luminosidade entre III e V. Podemos separar essas estrelas em três grupos: 1) as que apresentam um perfil da linha de H α em emissão do tipo pico duplo: 17 Tau ($m_V = 3,70$), 23 Tau ($m_V = 4,18$) e 28 Tau ($m_V = 5,09$); 2) as que apresentam um perfil da linha de H α em emissão muito próximo a um pico simples: Eta Tau ($m_V = 2,87$); e 3) as estrelas que apresentam o perfil da linha de H α em absorção: 19 Tau ($m_V = 4,30$), 20 Tau ($m_V = 3,87$) e 27 Tau ($m_V = 3,63$). Imagem extraída de <http://www.astrosur.f.com/buil/bestars/m45/m45e1.png>.

espectral B e está acretando material proveniente da sua companheira, dando origem a um disco de acreção, onde se originam as linhas em emissão no espectro.

Martayan et al. (2011) propuseram uma outra definição, baseada no estudo das propriedades físicas das estrelas Be:

“Estrelas com alta rotação intrínseca ou adquirida ao longo da sua evolução que em combinação com outros mecanismos, como as pulsações não radiais, dão origem a episódios de ejeção de material e posteriormente à formação de discos gasosos circunstelares de decreção⁴, onde são formadas as linhas em emissão observadas em seus espectros.”

De acordo com essa definição, o fenômeno Be não estaria restrito somente à fase de sequência principal, nem mesmo ao tipo espectral B. Segundo Martayan et al. (2011), o fenômeno Be pode estar presente em estrelas do tipo espectral O tardias (Negueruela, Steele & Bernabeu, 2004) e também em estrelas do tipo espectral A iniciais (Tutukov & Fedorova, 2007), sendo análogos de mais alta e baixa massa, respectivamente. No entanto, é preciso ter atenção ao classificar esses objetos como uma extensão da classe de estrelas Be, uma vez que objetos de diferentes classes como, por exemplo, as β Pictoris⁵ podem ser incluídas de forma errônea. Desta forma, a possibilidade de restringir o fenômeno Be a somente estrelas do tipo espectral B pode ser vista com bons olhos e sem risco de restringir o seu entendimento (Rivinius, Carciofi & Martayan, 2013). Além disso, como citado por Rivinius, Carciofi & Martayan (2013), esta definição precisa ser vista com cautela, pois não possui uma aplicabilidade para fins taxonômicos, uma vez que seria necessário um estudo minucioso das propriedades físicas para cada uma das estrelas.

Estima-se que para a Via Láctea, as estrelas Be representem cerca de $\sim 15\%$ do total das estrelas do tipo B (Rivinius, Carciofi & Martayan, 2013). Esse número pode chegar a 34% quando consideramos estrelas do tipo inicial B1 e B2 (Porter & Rivinius, 2003). Para as nuvens de Magalhães essa proporção é ainda maior, pois ao analisarem seus aglomerados abertos, Martayan et al. (2007) concluíram que as estrelas Be representam $17,5\%$ das estrelas B na Grande Nuvem e 26% na Pequena Nuvem, indicando uma possível relação com as suas baixas metalicidades, $Z = 0,006$ e $0,002$, respectivamente. Uma provável explicação para isso pode estar relacionada com a retenção de momento angular da estrela, uma vez que o vento estelar é menos

⁴A palavra “decreção” não é usual no português e no inglês, mas é geralmente aceito pela comunidade. O termo “disco de decreção” é considerado o oposto de “disco de acreção” e representa o disco que é formado por material ejetado pela própria estrela.

⁵ β Pictoris representa um subtipo de estrela Herbig que possui um disco primordial, pré-sequência principal, formado tanto por gás quanto por poeira.

eficiente devido à metalicidade mais baixa. Esse fator implica no aumento da velocidade de rotação dessas estrelas, podendo contribuir para o surgimento do “fenômeno Be” (Martayan, Baade & Fabregat, 2010).

Em relação ao seu estado evolutivo, ainda não há um consenso se o fenômeno Be está presente desde o início da sequência principal ou manifesta-se ao longo de toda a trajetória evolutiva. Zorec & Briot (1997) argumentaram que a presença de estrelas Be em diversas classes de luminosidade (V-III) evidenciaria que elas não estariam restritas a um determinado estado evolutivo. Por outro lado, um estudo feito por Fabregat & Torrejón (2000) em aglomerados abertos mostrou que existe uma tendência evolutiva, com o fenômeno Be se fazendo presente na segunda metade da sequência principal das estrelas B, sendo completamente ausente em aglomerados com menos de 10 Myr de idade. Um estudo feito por McSwain & Gies (2007) também observou uma fração maior de estrelas Be na segunda metade da sequência principal.

1.2 Características espectroscópicas

Uma característica interessante das estrelas Be é a diversidade de perfis de linha que elas podem apresentar. A Figura 1.2 mostra o perfil da linha de H α (6563,8 Å) de três estrelas que fazem parte da nossa amostra e que foram observadas pelo nosso grupo entre 2015 e 2016 com o espectrógrafo FEROS, instalado no telescópio MPG 2,2-m em La Silla (Chile). Nessa figura, a estrela HD 179845 apresenta um perfil em pico simples bem intenso e estreito, superpondo a linha fotosférica em absorção. Já a estrela HD 51893 apresenta um perfil do tipo pico duplo, onde a absorção central da linha não chega a atingir o contínuo estelar. Por fim, a estrela TYC 849-617-1 apresenta um perfil do tipo shell, mostrando uma absorção central intensa e estreita, ficando abaixo do contínuo estelar.

Struve (1931) propôs uma explicação para a formação desses diferentes perfis. Segundo o seu modelo, as estrelas Be apresentam uma alta rotação, próxima da velocidade crítica, e como consequência adquirem um formato oblato, ejetando mais facilmente matéria da sua região equatorial, formando um disco circunstelar que, por sua vez, dá origem às linhas em emissão observadas em seu espectro. Ainda segundo sua proposta, os diferentes perfis de linha estariam relacionados a um efeito de caráter puramente geométrico. A Figura 1.3 mostra o esquema idealizado por Struve (1931). As letras A, B, C e D indicam algumas das possíveis inclinações (i) entre o observador e o eixo de rotação da estrela, sendo o ângulo $i = 0^\circ$ correspondente a uma visão na direção do polo da estrela (pole-on) e $i = 90^\circ$ uma visão na direção do equador dela (edge-on).

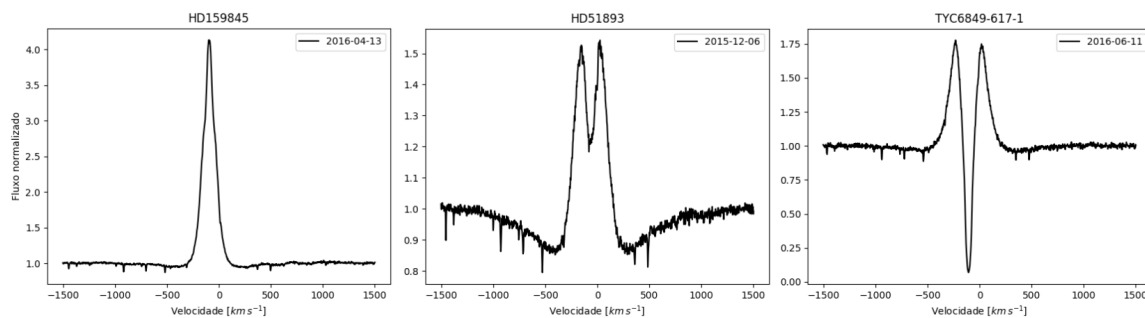


Figura 1.2: Diferentes perfis da linha de $H\alpha$ em estrelas Be. Esses espectros foram obtidos por nós utilizando o espectrógrafo FEROS ($R = 48000$) entre 2015 e 2016. A esquerda temos o perfil em pico simples da estrela HD159845; ao centro, temos o perfil, em pico duplo da estrela HD51893; e a direita temos o perfil do tipo shell da estrela TYC6849-617-1.

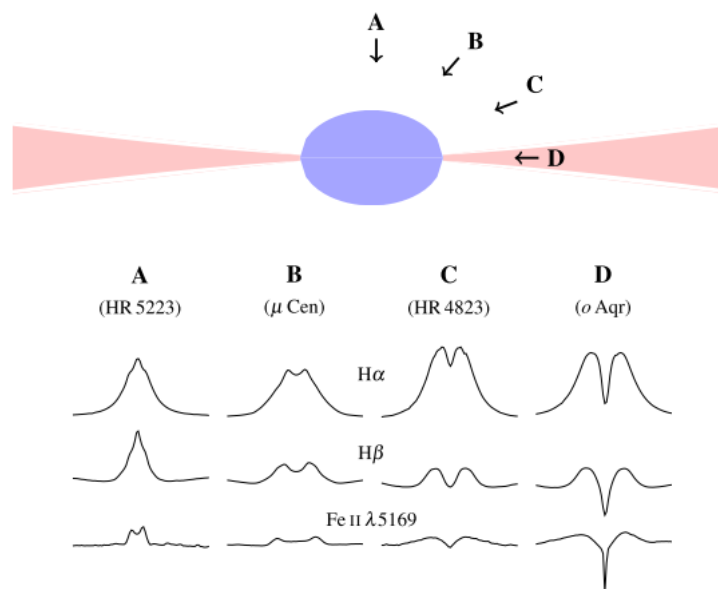


Figura 1.3: Visão esquemática das estrelas Be proposta por [Struve \(1931\)](#). Em azul temos a estrela central apresentando uma forma achatada devido à alta rotação; em rosa temos representado o disco de gás formado pela estrela. A forma apresentada pela linha em emissão varia de acordo com a direção da linha de visada representada na figura pelas letras A, B, C e D. Imagem extraída de [Rivinius, Carciofi & Martayan \(2013\)](#).

Um observador na posição A observa um perfil do tipo pico simples, enquanto que na posição D observa um perfil do tipo shell, com emissões nas asas oriundas do disco e uma componente central em absorção estreita e intensa devido principalmente à absorção do fluxo estelar. Já para posições intermediárias B e C, o perfil de linha observado é do tipo pico duplo.

Na região do visível podemos observar a existência de linhas em emissão do hidrogênio da série de Balmer, com a intensidade das linhas decrescendo sempre a partir de $H\alpha$ para as linhas mais altas da série. Além disso, podemos observar a

presença de linhas de metais uma vez ionizados em absorção e também em emissão.

Na região do ultravioleta, podemos observar a presença de linhas fotosféricas em absorção e também de linhas em absorção provenientes do vento formado a partir do gás ejetado da estrela (Marlborough & Peters, 1986). O espectro ultravioleta do vento é caracterizado por intensas e largas linhas de ressonância de elementos altamente ionizados como Si IV, C IV e N V. A presença de perfis em absorção largos e assimétricos indicam taxas de perda de massa de até várias ordens de magnitude maiores que as das estrelas B normais (Lamers & Waters, 1987).

Na região do infravermelho, as estrelas Be apresentam um excesso devido à emissão livre-livre do gás ionizado contido no disco, que é mais frio em comparação à fotosfera da estrela. Ao observar a estrela, a distribuição espectral de energia (SED, do inglês “*Spectral Energy Distribution*”) será uma superposição do contínuo estelar com o contínuo do disco. A influência do disco na SED passa a ter um peso maior à medida que observamos em comprimentos de onda maiores (Sigut & Patel, 2013).

Com relação à região dos raios X, a luminosidade das estrelas Be simples é, em geral, ligeiramente maior do que em estrelas B. Uma das possíveis causas para isso pode estar relacionada com as altas taxas de perda de massa, quando comparadas com as estrelas B do mesmo tipo espectral (Cohen, 2000). Com relação às estrelas Be pertencentes a sistemas binários, a radiação em raios-X é intensa e variável, com períodos variando entre semanas e anos. Durante o periastro, em sistemas com órbitas excêntricas, a companheira passa perto do disco da estrela Be, e as vezes pode até atravessá-lo causando grandes perturbações. Um grande fluxo de matéria passa então a cair em direção da companheira e a conversão da energia cinética dessa matéria em queda alimenta a radiação em raios X (Reig, 2011).

1.3 Rotação

Como já apontado por Struve (1931), as estrelas Be possuem uma alta rotação, próxima da velocidade crítica, sendo um dos prováveis mecanismos responsáveis pela ejeção de material da região equatorial da estrela, dando origem ao disco circunstelar. Ekström et al. (2008) chegaram a essa mesma conclusão ao considerarem a velocidade de rotação como sendo em torno de 70-80% da velocidade crítica, assim como estimada por Porter (1996). Segundo Ekström et al. (2008), quando uma estrela B inicia a sua vida na sequência principal com altos valores de velocidade de rotação, ela se torna uma potencial candidata a atingir valores próximos da velocidade crítica e assim se tornar uma Be.

Uma estimativa da rotação da estrela pode ser obtida por meio da espectroscopia, através do alargamento das linhas fotosféricas. É importante mencionar que esse alargamento pode estar relacionado com as velocidades de microturbulência⁶ e macro-turbulência⁷, além da velocidade de rotação projetada da estrela, isto é, em função da inclinação entre o eixo de rotação da estrela e a linha de visada, que é da ordem de centenas de km s^{-1} para as estrelas Be (Porter & Rivinius, 2003).

Modelos evolutivos que levam em conta a alta rotação da estrela e que foram calculados por Meynet & Maeder (2000), mostram que na fase de sequência principal, o núcleo da estrela é contraído passando a rotacionar mais rapidamente do que as camadas superiores, que por sua vez se expandem, ocorrendo também transferência de momento angular e elementos químicos, via correntes meridionais, das regiões mais internas para as externas. Esse transporte de elementos químicos altera a abundância na fotosfera da estrela, podendo causar desvios em suas trajetórias evolutivas (Maeder & Meynet, 2010).

A alta rotação também modifica a estrutura externa da estrela, deixando-a com um formato oblato. Isso ocorre devido à ação da força centrífuga que é máxima no equador da estrela, reduzindo a gravidade efetiva e fazendo que a superfície da estrela se expanda nessa região. Com isso, temos que a gravidade efetiva varia com a latitude da estrela, gerando o efeito conhecido como *escurecimento gravitacional*. von Zeipel (1924) descreveu esse efeito através de um teorema, onde apontou que a temperatura efetiva da estrela é proporcional à gravidade efetiva de acordo com a seguinte relação: $T_{eff} \propto g_{eff}^{\beta}$, onde $\beta = 0,25$.

Outros estudos sobre estrelas em alta rotação feitos por van Belle et al. (2006), Zhao et al. (2009) e Espinosa Lara & Rieutord (2011), utilizando interferometria óptica e infravermelha, mostraram uma incompatibilidade do teorema de von Zeipel na descrição do efeito do escurecimento gravitacional, uma vez que é observada uma superestimação dos resultados decorrentes da diferença de temperatura entre o polo e o equador da estrela. Para estrelas que possuem uma superfície completamente convectiva ou completamente radiativa, os valores esperados para β são de 0,08 e 0,25 respectivamente. A forma dominante de como o transporte de energia ocorre pode mudar de radiativo para convectivo, de acordo com a variação da temperatura entre

⁶A velocidade de microturbulência (ξ) pode ser definida como a componente não-térmica em micro-escala (menor do que o livre caminho médio dos fótons) do campo de velocidades do gás na fotosfera da estrela. Valores típicos de microturbulência são da ordem de poucos km s^{-1} (Cantiello et al., 2009).

⁷A velocidade de macro-turbulência (ζ) é definida como o campo de velocidades com uma escala maior do que o livre caminho médio dos fótons (Aerts et al., 2009). A macro-turbulência afeta principalmente as asas das linhas (Bragança et al., 2019). Valores típicos de velocidade de macro-turbulência tendem a ser menores que 20 km s^{-1} , mas podem atingir até 50 km s^{-1} para estrelas do tipo espectral O e B (Simón-Díaz et al., 2017).

o equador (frio) e o polo (quente), conseqüentemente um valor de β dependente da colatitude deve ser considerado para a construção de modelos estelares mais precisos ($0,08 < \beta < 0,25$) (van Belle, 2012).

A Figura 1.4 mostra o $v \sin(i)$ em função do achatamento para diferentes tipos espectrais e classes de luminosidade. Podemos observar que a maior parte das estrelas do tipo espectral O e B que encontram-se na sequência principal (representadas pelos círculos) ocupam regiões com $v \sin(i) > 180 \text{ km s}^{-1}$, enquanto que estrelas do tipo espectral M e K estão mais concentrados em regiões com $v \sin(i)$ pequenos. Podemos observar também que estrelas massivas (O e B) são, em geral, bastante oblatas quando comparadas com as estrelas de baixa massa (Cranmer, 2005), uma vez que possuem maiores velocidades de rotação. Isso ocorre devido ao acoplamento do vento estelar com as linhas de campo magnético nas estrelas de baixa massa, forçando o vento a corrotacionar com a estrela, diminuindo a velocidade de rotação devido à conservação do momento angular (“*magnetic braking*”). Um outro detalhe interessante é que a intensidade do vento estelar aumenta com o tipo espectral para estrelas OB. Com isso, as estrelas O mais massivas perdem momento angular mais eficientemente através dos ventos do que as estrelas do tipo B, reduzindo as suas velocidades de rotação, explicando a maior velocidade de rotação das estrelas B. Vale destacar também que para estrelas que rotacionam acima de 80% da velocidade crítica, o $v \sin(i)$ é subestimado devido ao efeito de escurecimento gravitacional. Isso ocorre pois o fluxo emitido pela região polar, onde a velocidade é menor em relação ao equador da estrela, contribui de forma mais significativa, resultando em linhas fotosféricas mais estreitas do que o valor real esperado (Cranmer, 2005). Portanto, a utilização de modelos que levam em consideração esse efeito é importante para evitar erros sistemáticos na determinação da taxa de rotação e do ângulo de inclinação das estrelas Be (Frémat et al., 2005).

A Figura 1.5 mostra um exemplo dos efeitos causados pelo escurecimento gravitacional e pela alta rotação para a estrela Achernar⁸, identificados através de interferometria com o VLTI/PIONIER (Domiciano de Souza et al., 2014). Podemos notar que a temperatura é maior próxima ao polo da estrela (região branca), do que próximo à região do equador (região escura). Fica claro também o achatamento da estrela. Os valores estimados para o raio equatorial e para o raio polar foram de $R_{eq} = 9,16 R_{\odot}$ e $R_{pol} = 6,78 R_{\odot}$, respectivamente. O parâmetro β do escurecimento gravitacional foi estimado em 0,116.

⁸Achernar (α Eri) é uma estrela do tipo espectral B6Vpe (Levenhagen & Leister, 2006) e encontra-se a uma distância de aproximadamente 43 pc (Bailer-Jones et al., 2018).

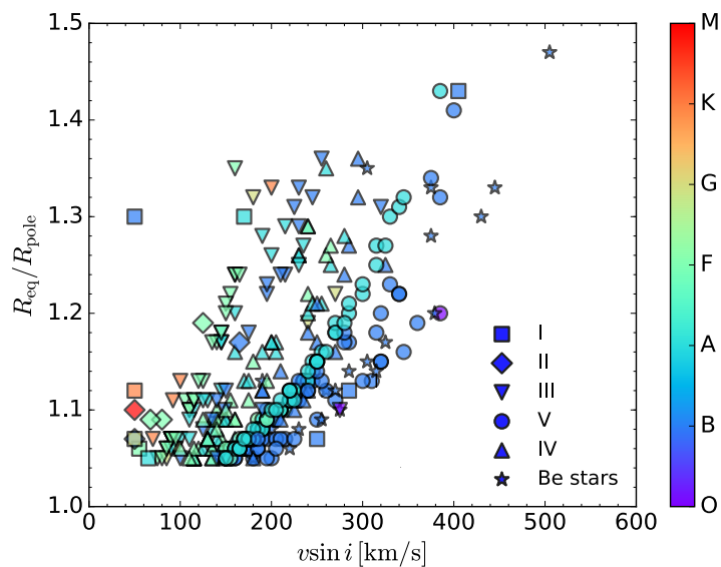


Figura 1.4: Distribuição do $v \sin(i)$ em função do achatamento (R_{eq}/R_{pol}) para estrelas de diversos tipos espectrais (representados pelas diferentes cores) e diferentes classes de luminosidade (representadas por diversos símbolos). Dados provenientes de [van Belle et al. \(2001\)](#). Imagem extraída de [Mota \(2019\)](#).

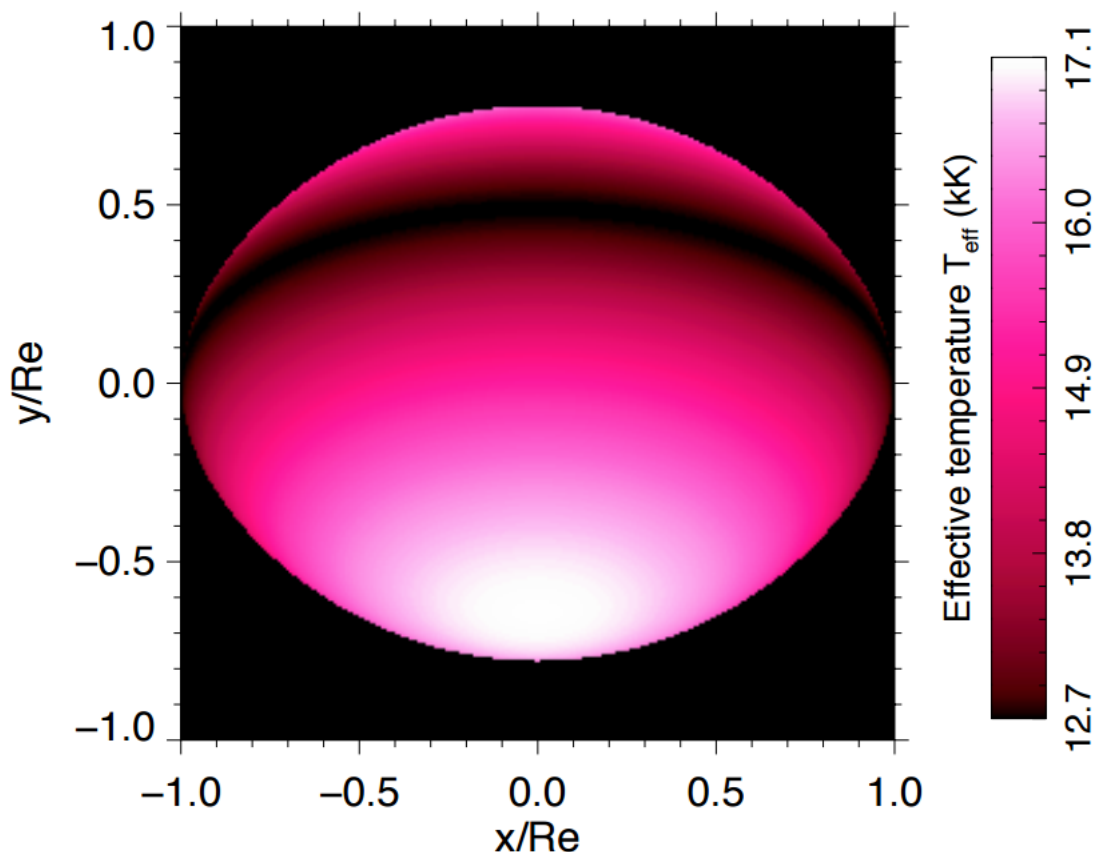


Figura 1.5: Modelo obtido para a estrela Achernar através de observações na banda H por interferometria (VLTI/PIONIER). O mapa de temperatura efetiva evidencia o efeito do escurecimento gravitacional. Podemos ver regiões mais quentes (regiões em branco) próximas ao pólo da estrela e regiões mais frias (regiões escuras) na região equatorial da estrela. Imagem extraída de [Domiciano de Souza et al. \(2014\)](#).

1.4 Disco circunstelar

A geometria em forma de um disco gasoso atribuída por [Struve \(1931\)](#) para explicar a formação das linhas em emissão nas estrelas Be foi confirmada através de observações interferométricas ([Stee, 1995](#); [Domiciano de Souza, 2016](#)). Em relação ao ângulo de abertura que o disco pode apresentar, [Quirrenbach et al. \(1997\)](#) estimaram um limite superior de 20° para a estrela ζ Tauri e várias outras estrelas. [Wood, Bjorkman & Bjorkman \(1997\)](#) por sua vez, utilizando espectropolarimetria, ao estudar ζ Tauri, obtiveram resultados inconclusivos, já que os valores de $2,5^\circ$ e 52° indicavam que o ângulo de abertura poderia corresponder a um disco fino ou alargado, respectivamente. Por fim, a combinação de ambas as técnicas permitiu concluir que ζ Tauri deveria ter um ângulo de abertura pequeno. Em outro estudo, [Porter \(1996\)](#) analisou um conjunto de estrelas do tipo shell, e através de observações determinou um ângulo de abertura de 5° , enquanto que [Hanuschik \(1996\)](#) determinou um ângulo de abertura de 13° , além de estabelecer que o ângulo de abertura aumentaria em função do raio do disco. Outro estudo feito por [Cyr, Jones & Tycner \(2015\)](#) buscando reproduzir as observações em $H\alpha$, determinaram um ângulo de abertura entre $3,7^\circ$ e 14° .

1.4.1 Cinemática

A busca por um modelo que descreva a cinemática do disco é de suma importância, uma vez que a sua rotação ou expansão depende do mecanismo responsável pela formação do mesmo. Neste sentido alguns cenários tem sido propostos ([Carciofi, 2011](#)), como:

- Disco dominado por campo magnético, responsável por confinar o plasma e mantê-lo em co-rotação com a estrela. Neste cenário teríamos uma velocidade azimutal $\nu_\phi \propto r$.
- Disco dominado pela pressão de radiação radialmente dirigida, onde a velocidade azimutal $\nu_\phi \propto r^{-1}$ (momento angular do material) é conservada.
- Disco governado por um campo de velocidades do tipo Kepleriano, com velocidade azimutal $\nu_\phi \propto r^{-1/2}$.

Dentre os três modelos propostos, aquele que obteve uma melhor concordância com as observações é o que apresenta uma rotação do tipo Kepleriana. A primeira determinação de um disco em rotação Kepleriana ao redor de estrelas Be foi obtida por [Meilland et al. \(2007\)](#), através da modelização de dados interferométricos. Mais tarde,

outros trabalhos com interferometria e espectroscopia confirmaram esse cenário (Whe-
elwright et al., 2012; Stee & Meilland, 2012; Meilland et al., 2012; Rivinius, Carciofi &
Martayan, 2013; Cochetti et al., 2019).

1.4.2 Tamanho da região emissora

Em uma estrela Be, o tamanho do disco, ou mais precisamente da região emissora, depende da linha ou da banda observada. A interferometria óptica é a única técnica que fornece uma medida direta do tamanho dessas regiões. Entretanto, os resultados irão depender das suas condições físicas e dos modelos (geométricos ou físicos) usados (Rivinius, Carciofi & Martayan, 2013).

É importante citar que o tamanho da região emissora pode ser associado a uma “pseudo-fotosfera” (Carciofi & Bjorkman, 2006; Carciofi, 2011; Vieira, Carciofi & Bjorkman, 2015; Vieira & Carciofi, 2017). Isso ocorre quando o disco age como uma extensão da atmosfera estelar por ser opticamente espesso, contribuindo para a região de formação das linhas e do contínuo.

Como exemplo, temos a estrela ψ Per observada na região do rádio ($\lambda = 2$ cm) por Dougherty & Taylor (1992). Esses autores obtiveram uma extensão de 111 ± 16 mas, o que corresponde a um tamanho do disco de cerca de $450 R_{\star}$. A Tabela 1.1 contém os tamanhos mínimos e máximos de outras regiões emissoras de diferentes linhas e bandas, obtidos ao analisar diversas estrelas (Rivinius, Carciofi & Martayan, 2013). Uma explicação para os diferentes tamanhos das regiões formadoras das diferentes linhas ainda está em aberto. Por exemplo, Gies (2007) encontrou para uma amostra de estrelas Be que o tamanho da região emissora de H_{α} era $\sim 1,5 - 2,0$ vezes maior do que a da banda K , provavelmente devido à maior opacidade desta linha. Outros trabalhos como os de Stee & Bittar (2001) e Carciofi (2011) encontraram o inverso ou tamanhos similares, respectivamente.

| Linha/Banda | $R_{\star}(\text{min})$ | Referências $R_{\star}(\text{min})$ | $R_{\star}(\text{max})$ | Referências $R_{\star}(\text{max})$ |
|------------------|-------------------------|-------------------------------------|-------------------------|-------------------------------------|
| H_{α} | $3,24 \pm 0,23$ | Tycner et al. (2005) | $16,36 \pm 0,82$ | Delaa et al. (2011) |
| Banda H | $1,60 \pm 0,20$ | Che et al. (2012) | $5,64 \pm 0,66$ | Štefl et al. (2012) |
| Banda K-K' | $1,19 \pm 0,27$ | Touhami et al. (2013) | $13,40 \pm 3,70$ | Meilland et al. (2009) |
| $8 \mu\text{m}$ | $7,30 \pm 2,80$ | Chesneau et al. (2005) | $10,30 \pm 3,80$ | Meilland et al. (2009) |
| $12 \mu\text{m}$ | $10,90 \pm 4,20$ | Meilland et al. (2009) | $14,90 \pm 1,10$ | Meilland et al. (2009) |

Tabela 1.1: Raios mínimos e máximos das regiões emissoras de diferentes linhas e bandas ao analisar diversas estrelas. Tabela extraída de Cochetti (2019) com valores compilados por Rivinius, Carciofi & Martayan (2013).

1.5 Modelo do disco viscoso

Baseado no que conhecemos sobre a geometria, cinemática e espessura fina do disco, diversos modelos foram criados. No entanto, o modelo que melhor ajustou-se com as observações foi o modelo de disco viscoso de decreção (também conhecido pela sigla VDD, do inglês “*Viscous Decretion Disk*”). Esse modelo se assemelha ao empregado para estrelas em formação (pré-sequência principal) que possuem um disco circumstelar, mas que diferentemente é formado por material que está em acreção (Pringle, 1981).

Atualmente sabemos que o disco gasoso é formado por material ejetado pela própria estrela devido a possíveis mecanismos como a alta rotação e, possivelmente, a presença de pulsações não radiais (Baade et al., 2017). O material ejetado se difunde para regiões cada vez maiores, juntamente com o momento angular, por meio de ações turbulentas geradas pela viscosidade⁹.

Carciofi (2011) apresentou uma solução de um disco viscoso, tomando em conta uma taxa de perda de massa constante \dot{M} por um período de tempo longo. A escala de altura do disco para um determinado raio r do disco é dado por Shakura & Sunyaev (1973) através da expressão:

$$H(r) = \frac{c_s}{v_{crit}} \frac{r^{3/2}}{R_{eq}^{1/2}} = c_s \left(\frac{GM_\star}{r^3} \right)^{-1/2}, \quad (1.1)$$

onde $v_{crit} = \sqrt{GM_\star/R_{eq}}$ é a velocidade crítica, sendo R_{eq} o raio equatorial da estrela e M_\star a massa da estrela, enquanto que $c_s = (kT)^{1/2}(\mu m_H)^{-1/2}$ é a velocidade do som, sendo k a constante de Boltzmann, T a temperatura eletrônica isotérmica, μ o peso molecular do gás e m_H a massa do hidrogênio (principal elemento que compõe o disco).

A escala de altura do disco $H(r)$ também pode ser reescrita como:

$$H(r) = \sqrt{\frac{kT}{\mu m_H} \frac{R_{eq}^3}{GM_\star}} \left(\frac{r}{R_{eq}} \right)^{3/2}. \quad (1.2)$$

A densidade é dada pela equação:

$$\rho(r, z) = \rho_0 \left(\frac{r}{R_{eq}} \right)^{-n} e^{-\frac{1}{2} \left(\frac{z}{H} \right)^2}, \quad (1.3)$$

onde $\rho_0 = \frac{\Sigma_0}{H\sqrt{2\pi}}$, Σ_0 é a densidade superficial na base do disco e z é a altura do disco em um dado ponto r ($z = 0$ corresponde ao plano médio do disco). O expoente n

⁹A viscosidade é uma propriedade dos fluidos que pode ser entendida como a sua resistência ao escoamento. Em uma estrela Be, a viscosidade do gás ejetado da estrela atua difundindo a matéria e o momento angular, fazendo o disco crescer (Rímulo et al., 2018).

da densidade do disco nos dá uma informação a respeito do estado dinâmico do disco. Segundo [Mota \(2019\)](#), o caso estacionário ocorreria para $n \approx 3,5$ (considerando um disco isotérmico). Por sua vez, valores de $n < 3,5$ indicariam que o disco está em um processo de dissipação e valores de $n > 3,5$ indicariam um disco em processo de crescimento.

Podemos também estimar a densidade superficial do disco através da sua relação com a densidade volumétrica, dada por:

$$\Sigma(r) = \int_{-\infty}^{+\infty} \rho(r, z) dz. \quad (1.4)$$

1.6 Variabilidade

As estrelas Be Clássicas são por definição estrelas variáveis. Essas variações podem ser de curto período, da ordem de minutos até dias, ou de longo período, da ordem de meses até anos.

As variações de curto período (entre 0,5 e 2 dias) foram associadas a pulsações não radiais por [Balona \(1990\)](#). [Rivinius, Carciofi & Martayan \(2013\)](#) e [Baade et al. \(2016\)](#) também chegaram à mesma conclusão, além de notarem que estrelas Be do tipo inicial “*Early type*” apresentam pulsações com maiores amplitudes quando comparadas com as estrelas Be do tipo tardio “*Late type*”. Este fato pode ter ligação com a manifestação do fenômeno Be, preferencialmente em estrelas Be do tipo inicial, já que pulsações não radiais podem ser um mecanismo adicional à alta rotação na ejeção de material da estrela.

Estudos recentes em missões espaciais como: MOST, ([Cameron et al., 2008](#)), Kepler ([Rivinius, Baade & Carciofi, 2016](#)), CoRoT ([Semaan et al., 2013](#)), SMEI ([Howarth et al., 2014](#)), BRITTE ([Baade et al., 2018](#)) e TESS ([Balona & Ozuyar, 2020](#)) confirmaram a presença de pulsações não radiais de diferentes frequências em estrelas Be. Além disso, em combinação com dados espectroscópicos contemporâneos, podem-se relacionar episódios de ejeção de massa da estrela à presença de um conjunto de diferentes frequências com grandes amplitudes ([Labadie-Bartz, 2021](#)). Uma revisão sobre o assunto pode ser visto em [Rivinius, Baade & Carciofi \(2017\)](#) e [Baade & Rivinius \(2020\)](#).

As variações de curto período também podem ter relação com efeitos magnéticos na fotosfera da estrela, através da formação de manchas escuras. No entanto, [Balona \(1995\)](#) argumenta que esse cenário seria pouco provável, pois para explicar as variações significativas na magnitude da estrela observada, essas manchas deveriam ter uma

grande dimensão, além de serem bastante frias.

Por outro lado, estrelas Be também podem apresentar variações de longo período que estão geralmente associadas com a criação/dissipação do disco de gás que ocorre devido a viscosidade (Rivinius, Carciofi & Martayan, 2013). Neste caso, linhas em emissão no espectro de estrelas Be, com origem no disco circunstelar, vão diminuindo de intensidade ao longo do tempo até desaparecerem, dando lugar às linhas fotosféricas em absorção, características de uma estrela do tipo B normal e indicando a dissipação do disco. Posteriormente, a estrela pode voltar a ser uma estrela Be com a formação do disco (Clark, Tarasov & Panko, 2003). Essa variação se manifesta também na polarização (Draper et al., 2012), no brilho do contínuo e na cor da estrela (Harmanec, 1983) e também via fotometria, onde curvas de luz obtidas em diferentes comprimentos de onda dão uma indicação a respeito do comportamento do disco através de parâmetros como perda de massa, ângulo de inclinação e a viscosidade (Haubois et al., 2012).

A Figura 1.6 mostra um exemplo de variação de longo período apresentada pela estrela α And¹⁰, observada por Clark, Tarasov & Panko (2003) que monitoraram a linha de H α ao longo do ano de 1986. Podemos observar que o perfil de linha varia em um intervalo de tempo de poucas semanas. O perfil de linha pontilhada corresponde aos modelos sintéticos correspondentes ao perfil de linha de H α fotosférica. Nota-se que em 26/08/86 o perfil de linha observado se sobrepõe ao perfil sintético, indicando que o perfil de linha é puramente fotosférico, ou seja, não há indicação da presença de disco (fase B normal). Por outro lado, em 11/11/86 (aproximadamente 3 meses depois), podemos notar claramente a presença de emissão nas asas da linha e um aumento na intensidade da absorção central, em decorrência da presença de um disco, característico da fase Be shell (edge-on).

A Figura 1.7 mostra a curva de luz e o diagrama cor-magnitude da estrela Be chamada OGLE 005209.92-731820.4 localizada na Pequena Nuvem de Magalhães. de Wit et al. (2006) dividiram ambas as imagens em quatro regiões, que representam as transições: B normal \rightarrow Be \rightarrow B normal. A região *I* é onde ocorre um aumento significativo do fluxo ao longo do tempo, com a estrela ficando mais vermelha, correspondendo à fase de crescimento do disco na região equatorial da estrela. A região *II* representa o aumento do fluxo de forma mais lenta, até atingir seu ponto máximo. Nessa fase, o espectro da estrela se torna cada vez mais avermelhado, devido à temperatura do disco que é consideravelmente mais fria (~ 15.000 K) em relação à temperatura típica de uma estrela B (~ 25.000 K). A região *III* indica o momento em que a intensidade do fluxo começa a diminuir de forma lenta, indicando a dissipação do disco e, finalmente,

¹⁰ α And (HD217676) é uma estrela B6III (Slettebak, 1982) e constitui um sistema quádruplo de estrelas (Olečić & Cvetković, 2006).

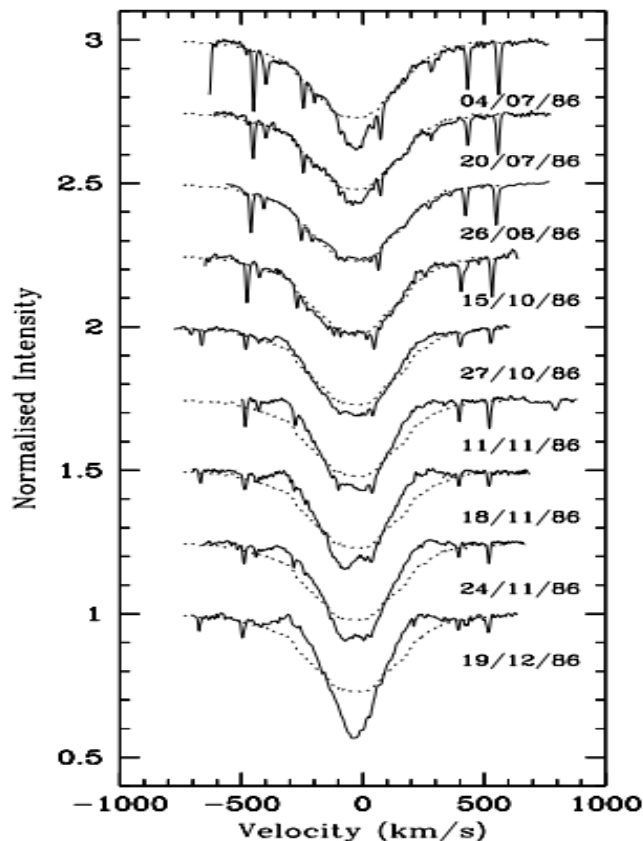


Figura 1.6: Variação do perfil de linha de $H\alpha$ da estrela σ And apresentada em 1986. A variação é causada pela transição entre a fase B normal (sem disco) e a fase Be. Imagem extraída de [Clark, Tarasov & Panko \(2003\)](#).

a região IV mostra uma queda na intensidade do fluxo de forma mais significativa, indicando a dissipação do disco até retornar ao valor do fluxo inicial.

[Labadie-Bartz et al. \(2017\)](#) utilizaram curvas de luz provenientes do levantamento Kilodegree Extremely Little Telescope (KELT) para estudar a variabilidade de centenas de estrelas Be, buscando uma contrapartida espectroscópica através de espectros APOGEE obtidos na mesma época. A [Figura 1.8](#) contém um exemplo para uma das estrelas Be observadas. À esquerda temos a curva de luz deste objeto evidenciando uma erupção. As linhas verticais a e b indicam épocas em que foram obtidos espectros APOGEE. À direita observamos a linha de Brackett 11 (Br11) nas duas épocas. Em a , a linha de Br11 encontra-se em absorção, puramente fotosférica, já em b , após a erupção identificada pelo KELT, podemos observar a presença da linha de Br11 em emissão, indicando a formação do disco circunstelar.

Variações V/R

Estrelas Be podem apresentar perfis de linhas do tipo pico duplo, onde o pico desviado para o azul e o pico desviado para o vermelho são chamados respectivamente

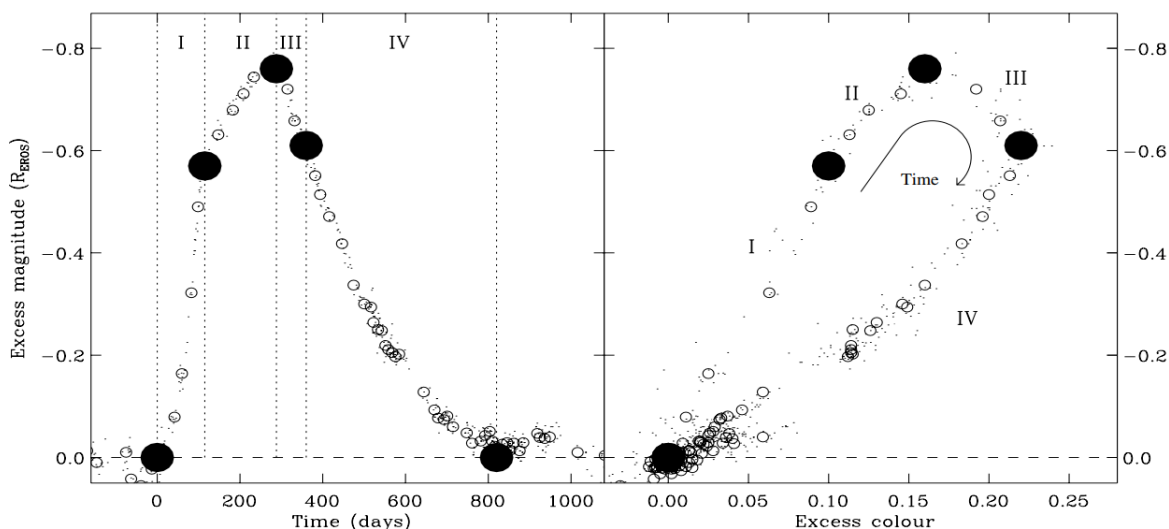


Figura 1.7: Curva de luz (à esquerda) e diagrama cor-magnitude (à direita) da estrela OGLE 005209.92-731820.4. Os excessos de cor e magnitudes correspondem aos valores observados subtraídos do valor da cor e magnitude no tempo = 0 dias respectivamente, ou seja, correspondem ao início do aumento do fluxo. Os pontos pequenos representam todas as medições, já os círculos abertos são valores medianos obtidas entre intervalos de dez medições consecutivas e, finalmente, os círculos cheios correspondem às quatro fases específicas. A linha do tempo é indicada no diagrama cor magnitude percorrendo do sentido horário. Imagem extraída de [de Wit et al. \(2006\)](#).

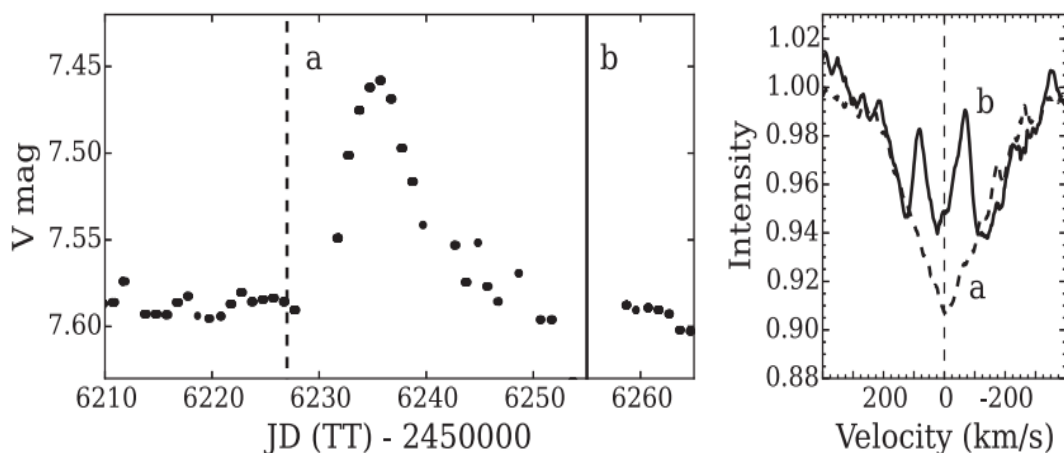


Figura 1.8: A figura da esquerda mostra uma curva de luz obtida pelo levantamento KELT na qual se evidencia uma erupção. As linhas pontilhada (a) e cheia (b) indicam as diferentes épocas em que foram obtidos espectros APOGEE. A figura da direita mostra as linhas de Br11 (a) e (b), evidenciando a criação de um disco circunstelar. Imagem extraída de [Labadie-Bartz et al. \(2017\)](#).

de V e R . Esses picos podem sofrer variações em suas intensidades ao longo de anos ou décadas, podendo ora o pico V encontrar-se mais intenso do que o pico R e vice versa. Esse tipo de variação é chamada de *variação V/R* . [Hanuschik \(1995\)](#) atribuiu essas variações como sendo ondas de densidade no disco da estrela, rotacionando no mesmo sentido da estrela, formando uma espécie de braço espiral. Quando esse braço se desloca

no disco em nossa direção (em relação a linha de visada), o pico V vai apresentar uma intensidade maior, o mesmo ocorre no sentido oposto, quando observamos esse braço se afastando de nós, e o pico R será mais intenso. Essa variação pode ocorrer de forma cíclica na estrela. [Panoglou et al. \(2018\)](#) demonstraram que os efeitos de marés em sistemas binários também dão origem à variabilidade V/R nas linhas em emissão do hidrogênio. Essa relação pode ser utilizada como forma de identificar novos sistemas binários.

1.7 Binaridade

Muitas das estrelas de alta massa são ou fizeram parte de sistemas binários em algum momento de suas vidas. [Sana \(2017\)](#) encontrou que cerca de 70% das estrelas do tipo espectral O são binárias. Por outro lado, um estudo feito por [de Mink et al. \(2014\)](#) estimou que 52% das estrelas de alta massa que aparentam estar isoladas ou são resultado da fusão de duas estrelas ou são estrelas que ainda não interagiram com a sua companheira. No caso das estrelas Be, [Miroshnichenko \(2016\)](#) estimou que mais de 50% das estrelas Be mais brilhantes ($m_V < 8$) são binárias. A binaridade foi proposta por [Kriz & Harmanec \(1975\)](#) como sendo o mecanismo responsável pela alta rotação das estrelas. Neste cenário, a estrela mais massiva do sistema evolui rapidamente, expandindo suas camadas e tornando-se doadora de matéria, preenchendo o lóbulo de Roche do sistema. A estrela que acreta o material ganha massa e momento angular, passando a rotacionar mais rapidamente, tornando-se a componente mais massiva do tipo Be clássica. Por outro lado, a estrela que perdeu matéria pode se tornar uma sub-anã do tipo O ou B, uma anã branca, uma estrela de nêutrons ou um buraco negro dependendo da massa remanescente ([Klement et al., 2019](#)). Vale destacar que até hoje ainda não foram observados sistemas formados por uma estrela Be e uma anã branca ou sub-anã.

Determinar se uma estrela Be faz parte de um sistema binário é de suma importância, uma vez que a presença de uma companheira pode influenciar na sua evolução ([Langer et al., 2008](#)). Para tal, podemos utilizar diferentes técnicas tais como:

- Espectroscopia, através da: (i) identificação de espectros compostos como no caso de AX Mon ([Puss & Leedjäv, 2003](#)); (ii) observação da variação de velocidade radial nas linhas de emissão ou absorção, como visto em γ Cas ([Pollmann, 2016](#)); ou (iii) por meio da variação regular da razão V/R vista em perfis com picos duplos, como em π Aqr ([Zharikov et al., 2013](#)).
- Fotometria, através da observação de variações no fluxo da estrela decorrente

de sistemas binários eclipsantes ou analisando a SED das estrelas. [Klement et al. \(2017\)](#) propuseram que a presença de uma companheira pode influenciar no truncamento do disco externo de estrelas Be, o que é visto através da queda na inclinação observada da SED na região do rádio. Essa hipótese foi testada e confirmada para as estrelas γ Cas, ζ Tau e β CMi.

- Interferometria, através da identificação da presença de binaridade ou multiplicidade, especialmente em sistemas com pequena diferença de brilho entre as componentes.

Objetivo

Visando compreender melhor a natureza das estrelas Be clássicas, estudamos uma amostra de objetos, onde através da aplicação de uma grade de modelos teóricos, buscamos determinar os seus parâmetros físicos. Sendo assim, esta tese tem a estrutura descrita a seguir.

No [Capítulo 2](#) apresentaremos todo o ferramental estatístico e computacional que utilizamos neste trabalho. Será apresentado o código de transferência radiativa HDUST, bem como a grade de modelos BeAtlas criada a partir dele e que contém milhares de modelos que permitem reproduzir diferentes perfis de linhas espectrais, assim como a distribuição espectral de energia. Esses modelos cobrem um amplo espaço de parâmetros físicos tanto para a estrela quanto para o disco. Por fim será apresentado o código EMCEE, baseado no método de Monte Carlo Markov Chain (MCMC) e que permite realizar a comparação entre as observações e os modelos, determinando seus parâmetros físicos e seus respectivos erros.

No [Capítulo 3](#) destacaremos a nossa amostra de dados, onde a grade será aplicada. A nossa amostra principal é composta por espectros no infravermelho próximo (banda H) de estrelas Be que foram identificadas por Drew Chojnowski ([Chojnowski et al., 2015](#)) ao analisar espectros do levantamento APOGEE-1 (SDSS-III) e APOGEE-2 (SDSS-IV). Para algumas dessas estrelas, contamos também com espectros ópticos obtidos através do espectrógrafo FEROS. Através da utilização de dados fotométricos da literatura, obtivemos a distribuição espectral de energia (SED) para todas as estrelas da nossa amostra.

No [Capítulo 4](#) apresentamos um refinamento da nossa amostra através da identificação de sistemas binários ou múltiplos, para os quais não aplicaremos o BeAtlas. A identificação da presença de estrelas companheiras foi feita com base na literatura

e através do uso da técnica observacional de interferometria speckle e que gerou as publicações que são apresentados ao final do capítulo.

No [Capítulo 5](#) apresentamos os resultados obtidos com a aplicação do BeAtlas aos espectros e a SED das nossas estrelas, com destaque para uma amostra representativa delas.

Finalmente, no [Capítulo 6](#) apresentaremos as conclusões e as perspectivas deste trabalho.

Esta tese contém também quatro apêndices, que têm como objetivo explorar alguns pontos importantes que estão diretamente relacionados com os resultados deste trabalho. No [Apêndice A](#) apresentamos uma tabela com os priors que foram utilizados para a modelagem de cada uma das estrelas da nossa amostra. No [Apêndice B](#) apresentamos os resultados de observações fotométricas realizadas com o telescópio do projeto IMPACTON. No [Apêndice C](#) apresentamos os resultados das medidas de velocidade radial para cada objeto. No [Apêndice D](#) apresentamos as figuras (ajustes de perfis de linha/SED, figuras de convergência e gráfico de correlação) das estrelas modeladas da nossa amostra, bem como os parâmetros obtidos através de cada observável.

Capítulo 2

Grade de modelos BeAtlas

Neste Capítulo introduziremos o ferramental estatístico e computacional que utilizaremos em nosso trabalho. Na Seção 2.1, apresentaremos o código 3D de transferência radiativa HDUST. Na Seção 2.2 apresentamos a grade de modelos BeAtlas contendo os espectros sintéticos criados para estrelas Be a partir do HDUST, além de uma descrição do espaço de parâmetros, tanto da estrela central quanto do seu disco. Na Seção 2.3 apresentaremos a teoria estatística necessária para a compreensão do funcionamento do código EMCEE que utilizamos para a modelagem das nossas estrelas e que descreveremos na Seção 2.4. Na Seção 2.5 descrevemos os priors que serão utilizados pelo código EMCEE. Na Seção 2.6 apresentaremos o código EMCEE que utilizaremos para a modelagem da nossa amostra. Na Seção 2.7 apresentaremos a sua aplicação na grade de modelos BeAtlas para a obtenção dos parâmetros físicos dos objetos e os erros associados e finalmente na Seção 2.8 determinamos os valores finais dos parâmetros físicos de acordo com os resultados obtidos através de cada observável.

2.1 O Código HDUST

O HDUST (Carciofi & Bjorkman, 2006, 2008) é um código 3D de transferência radiativa, não ETL (Equilíbrio Termodinâmico Local), baseado no método de Monte Carlo, capaz de resolver tanto as equações de equilíbrio radiativo quanto as de equilíbrio estatístico para o hidrogênio (futuramente linhas de hélio também estarão disponíveis segundo citado por Carciofi, Bjorkman & Zsargó, 2017). O HDUST considera fontes de opacidades do gás, como o espalhamento Thompson e absorções ligado-ligado, ligado-livre e livre-livre (bremstrahlung), assim como a opacidade devida à poeira. Para o caso das estrelas Be, o HDUST também leva em conta a alta rotação da estrela, através do seu achatamento, o escurecimento gravitacional e do limbo e a presença de um disco

gasoso em rotação Kepleriana.

Sendo assim, o grupo BeACoN¹ do (IAG/USP), liderado pelo Dr. Alex Carciofi, em colaboração com o Dr. Daniel Faes, Dr. Rodrigo Vieira, Dr. Bruno Mota e Msc. Amanda Rubio, utilizou o HDUST para a criação de uma grade de modelos chamada de BeAtlas, contendo espectros sintéticos de estrelas Be, reproduzindo o contínuo estelar e linhas de hidrogênio, considerando diferentes parâmetros estelares e para o disco circunstelar.

2.2 Grade de modelos BeAtlas

Modelos de estrelas de alta massa, em especial de estrelas em fases de transição como as Be clássicas, tem apresentado melhorias ao longo dos anos, graças a alguns fatores como: i) a inclusão de propriedades físicas importantes como a alta rotação, diferentes taxas de perda de massa e o cenário de um disco viscoso e ii) o aumento da capacidade de processamento computacional e o desenvolvimento de códigos de alto desempenho.

Um modelo estelar consistente pode ser construído considerando parâmetros como: massa, metalicidade, idade e velocidade de rotação. A partir desses parâmetros podemos utilizar trajetórias evolutivas para derivar outros parâmetros essenciais como o raio da estrela, a luminosidade e o parâmetro β do escurecimento gravitacional.

Para a modelagem das estrelas Be observadas no infravermelho próximo (espectros APOGEE, vide Seção 3.1.2), no óptico (espectros FEROS, vide Seção 3.3) e também da distribuição espectral de energia (SED, vide Seção 3.5) utilizamos uma versão da BeAtlas com modelos que possuem metalicidade solar ($Z = 0,014$), raio do disco fixo em $R_d = 50R_*$ e escala de altura do disco $H(r)$ (vide Equação 1.3) parametrizada em função de uma fração da temperatura no polo da estrela, $T = 0,72T_{pol}$.

Essa versão da grade possui um total de 13.800 modelos reproduzindo os seguintes observáveis:

- Contínuo na banda H (1,4 - 1,85 μm) e as linhas de Br11 (1,68 μm) e de Br13 (1,61 μm).
- Contínuo na banda K (1,85 - 2,45 μm) e a linha de Br γ (2,16 μm).
- No óptico, linhas de H α (6564,61 Å), H β (4862,71 Å), H γ (4341,69 Å) e H δ (4102,89 Å).

¹BeACoN é a sigla para “Be Aficionados Collaborative Network”

- SED (0,1 - 2,45 μm).
- Contínuo no ultravioleta (0,1 - 0,35 μm).

Os parâmetros contidos em nossa grade de modelos já foram descritos na minha dissertação de mestrado (vide Seção 4.2 em Souza, 2015), entretanto, os apresentaremos novamente para facilitar a leitura. Sendo assim, podemos dividir os parâmetros contidos na grade de modelos em duas partes:

- **Parâmetros da estrela central:** massa, idade e achatamento.
- **Parâmetros do disco:** densidade superficial de base do disco, índice da distribuição de densidade e o cosseno do ângulo de inclinação do disco com relação a linha de visada.

2.2.1 Parâmetros da estrela central

Massa (M_*)

A grade de modelos é composta assumindo um conjunto de 11 massas estelares, com base no trabalho de Porter (1996). Os valores de massa adotados são (em unidades de massa solar): 14,6, 12,5, 10,8, 9,6, 8,6, 7,7, 6,4, 5,5, 4,8, 4,2 e 3,8 M_\odot correspondendo aos tipos espectrais B0,5, B1, B1,5, B2, B2,5, B3, B4, B5, B6, B7 e B8 respectivamente.

Idade

A idade foi assumida com base em trilhas evolutivas. A Figura 2.1 mostra como a fração de hidrogênio no núcleo (X_c) varia com o tempo na sequência principal para cada um dos tipos espectrais que constituem a nossa grade de modelos. Podemos observar que a fração de hidrogênio no núcleo cai aproximadamente da mesma forma em todas as situações, tornando-se assim uma boa escolha para parametrizar a idade na sequência principal.

A Figura 2.2 mostra o diagrama HR com as isócronas em termos da fração do hidrogênio no núcleo para as amostras de Harmanec (1988), Townsend, Owocki & Howarth (2004), Frémat et al. (2006) e Meilland et al. (2012). Observando a distribuição dos objetos, adotamos o valor da fração de hidrogênio de $X_c = 0.3$, por ser a região que, em média, concentra o maior número de objetos. Assim, esse parâmetro é fixo em nossa grade de modelos.

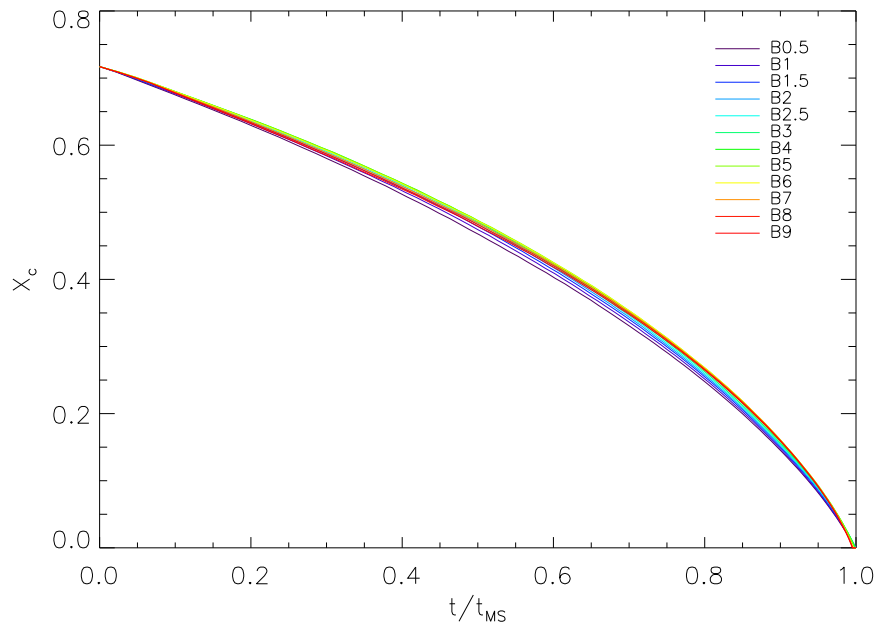


Figura 2.1: Evolução da fração de hidrogênio no núcleo durante a sequência principal, para vários tipos espectrais (várias massas) e uma fração da velocidade angular crítica $\Omega/\Omega_{crit} = 0,8$ utilizando dados dos modelos do grupo de Genebra (Georgy et al., 2013; Granada et al., 2013). Imagem obtida por comunicação interna com o Dr. Daniel Faes.

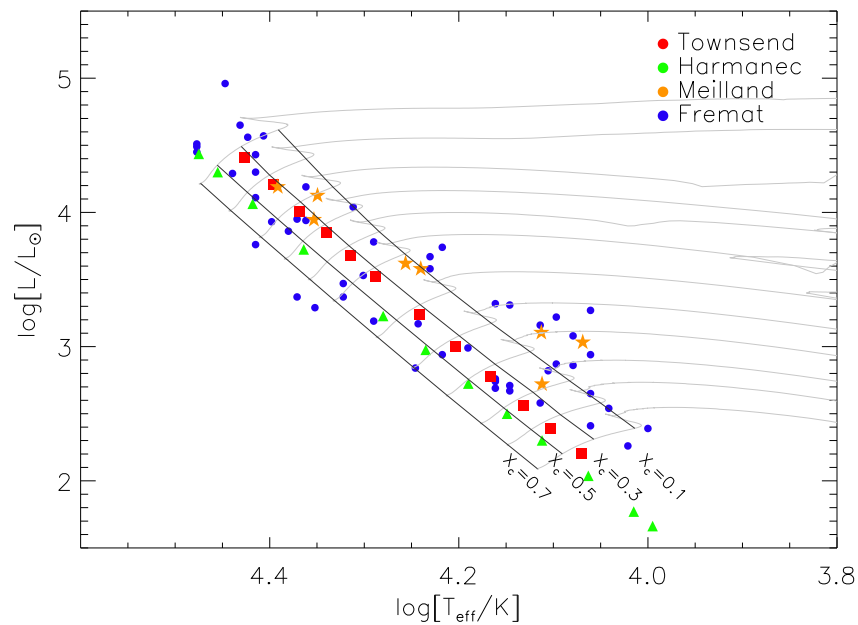


Figura 2.2: Determinação da fração de hidrogênio $X_c = 0.3$ através das faixas evolutivas de Georgy et al. (2013), sobreposta à distribuição de algumas amostras de objetos da literatura bem conhecidas. Imagem obtida por comunicação interna com o Dr. Daniel Faes.

Achatamento (oblat)

A velocidade de rotação da estrela foi parametrizada de acordo com o achatamento da estrela. Este achatamento está definido como a razão entre o raio equatorial e polar da estrela (R_{eq}/R_{pol}). Foram adotados cinco valores de achatamento: 1,1, 1,2, 1,3, 1,4 e 1,45, listados em ordem crescente da taxa de rotação da estrela.

2.2.2 Parâmetros do disco

Densidade superficial de base do disco normalizada ($norm\Sigma_0$)

A grade de modelos foi construída considerando sete valores para a densidade superficial na base do disco: $\Sigma_0 = 0,02, 0,05, 0,12, 0,28, 0,68, 1,65$ e $4,00 \text{ g cm}^{-2}$ que correspondem a diferentes taxas de perda de massa. Vale destacar que em [Souza \(2015\)](#), os resultados da modelagem das estrelas Be Clássicas indicaram uma preferência por valores de massa maiores do que $7,5 M_\odot$. Isso foi associado a uma limitação do código EMCEE, que será descrito em detalhes na [Seção 2.6](#), e que estaria interpretando os modelos com valores de massa maiores a uma região de maior probabilidade, uma vez que todo o espaço de parâmetros de densidade encontra-se acessível. Por outro lado, modelos com valores de massa menores são restritos a poucos valores de densidade, já que as estrelas de mais baixa massa não podem formar discos muito densos (vide [Seção 6.2.2](#) em [Souza \(2015\)](#)). Uma outra possibilidade pode estar relacionada com o intervalo de cobertura deste parâmetro, onde a diferença entre o limite inferior e superior, 0,02 e 4,00 respectivamente, é de quase duas ordens de magnitude. Esse grande intervalo pode limitar a exploração de Σ_0 por todo o espaço de parâmetros. Assim, a solução que adotamos foi normalizar Σ_0 , atribuindo os valores 0 e 1 ao menor e maior valor contido na grade respectivamente, enquanto que os valores intermediários de Σ_0 estão contidos dentro desse intervalo.

Índice da distribuição da densidade volumétrica (n)

O parâmetro n , descrito através da [equação 1.3](#), descreve a forma com que a densidade do disco varia radialmente. A grade de modelos dispõe de quatro valores: 3,0, 3,5, 4,0 e 4,5. Cabe salientar que há trabalhos na literatura (vide [Vieira et al., 2017](#)) que estimaram valores fora desse intervalo, como valor de $n = 1,5$ e que o caso estacionário, ou seja, onde $\partial\dot{M}/\partial t = 0$, pode estar no intervalo entre $3 \lesssim n \lesssim 3,5$. Neste trabalho, porém, adotamos o valor de $n \approx 3,5$ como estacionário pois é baseado em um modelo que considera um sistema isolado, disco isotérmico e o parâmetro α da viscosidade constante ([Bjorkman & Carciofi, 2005](#)). Valores de $n < 3,5$ indicariam que

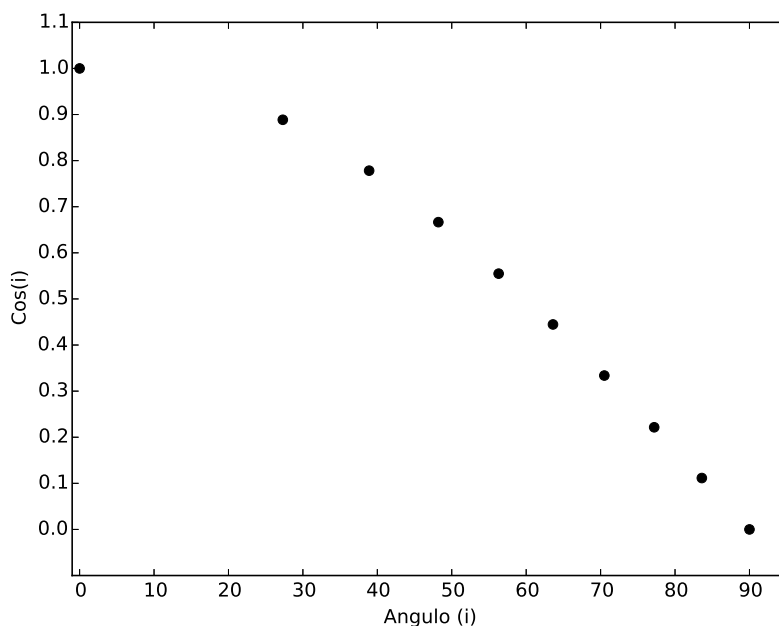


Figura 2.3: Distribuição dos $\cos(i)$ assumidos na grade em função dos ângulos de inclinação (i). Gráfico extraído de [Souza \(2015\)](#).

o disco está em um processo de dissipação e valores de $n > 3,5$ indicariam um disco em processo de crescimento ([Haubois et al., 2012](#)). Podemos desta maneira estimar o estágio evolutivo e dinâmico do disco.

Cosseno do ângulo de inclinação do disco ($\cos(i)$)

Para a construção da grade de modelos foi assumido um sistema com 10 inclinações do disco com relação a linha de visada do observador, distribuídos em função do cosseno do ângulo de inclinação ($\cos(i)$) e igualmente espaçados (1,0, 0,89, 0,78, 0,67, 0,55, 0,44, 0,33, 0,22, 0,11, 0,0), sendo 1 para a visão pole-on e 0 para edge-on. A [Figura 2.3](#) mostra os $\cos(i)$ assumidos em função dos ângulos de inclinação i .

2.2.3 Parâmetros adicionados à modelagem

Outros dois parâmetros também foram incluídos para serem modelados: paralaxe e extinção interestelar. A seguir descreveremos esses parâmetros mais detalhadamente.

Paralaxe (plx)

As medidas de paralaxe em milissegundos de arco (mas) e seus respectivos erros foram obtidos por meio de dois levantamentos: Gaia DR2 ([Gaia Collaboration et al.,](#)

2018) e do catálogo Hipparcos revisado (van Leeuwen, 2007).

Extinção interestelar ($E(B - V)$)

Os valores para o avermelhamento inicialmente foram obtidos de Schlafly & Finkbeiner (2011), através do InfraRed Science Archive (IRSA) em <https://irsa.ipac.caltech.edu/applications/DUST/>. Entretanto, os resultados da modelagem se mostraram pouco precisos, principalmente para a SED. A solução que se mostrou eficiente foi atribuir um intervalo de $E(B - V)$ entre 0 e 4.

2.2.4 Parâmetros derivados

Uma vez obtido o melhor modelo que reproduz as observações e por consequência os parâmetros físicos da estrela e de seu disco de gás, podemos através deles, utilizando modelos de evolução estelar e as relações descritas no Capítulo 1, determinar outros parâmetros. São eles:

Obtenção do parâmetro β (β_{GD})

O valor do parâmetro β relacionado ao escurecimento gravitacional (GD), descrito na Seção 1.3, pode ser estimado a partir do valor do achatamento da estrela, que por sua vez está intimamente relacionado com a rotação da estrela (vide Figura 2.4). Para tal, um modelo desenvolvido por Espinosa Lara & Rieutord (2011) e capaz de descrever o escurecimento gravitacional, foi implementado para estrelas que apresentam qualquer taxa de rotação, obtendo o teorema de von Zeipel como um caso particular para baixas velocidades de rotação.

Obtenção da luminosidade ($\log L$), raio do polo (R_{pol}) e idade

A luminosidade, a idade e o raio do polo da estrela podem ser obtidos através de uma interpolação linear dos modelos de evolução estelar de Genebra para o caso de metalicidade solar (Georgy et al., 2013; Granada et al., 2013) ao fornecermos como entrada os valores da massa, velocidade de rotação (achatamento) e idade parametrizada (correspondente a uma fração de hidrogênio no núcleo de 0.3), vide a Figura 2.5.

Inclinação

A inclinação i (em graus) é obtida por meio de uma conversão direta do valor do $\cos(i)$, dado por:

$$i = \arccos(\cos(i)). \quad (2.1)$$

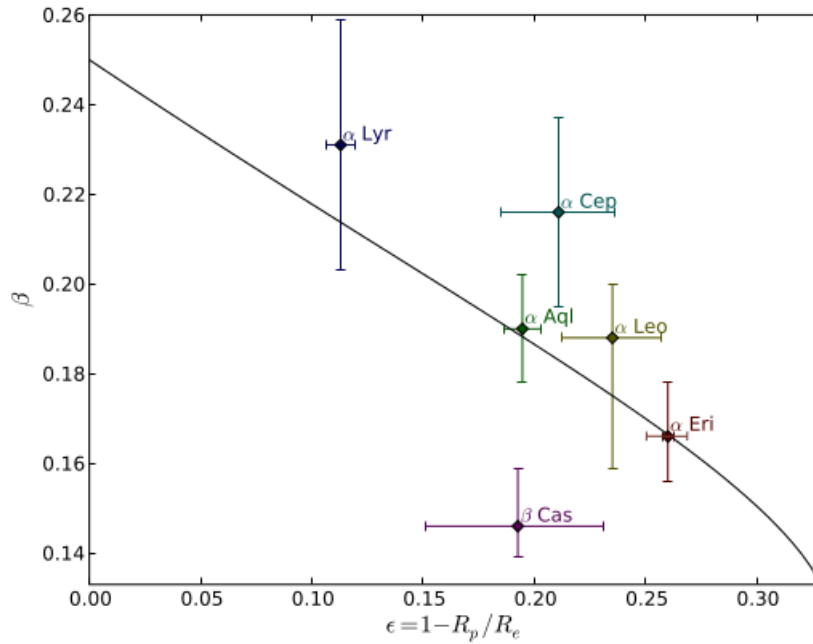


Figura 2.4: Determinação do parâmetro β em função do achatamento da estrela a partir do modelo proposto por [Espinosa Lara & Rieutord \(2011\)](#) utilizando dados de seis estrelas em alta rotação observadas por meio de interferometria.

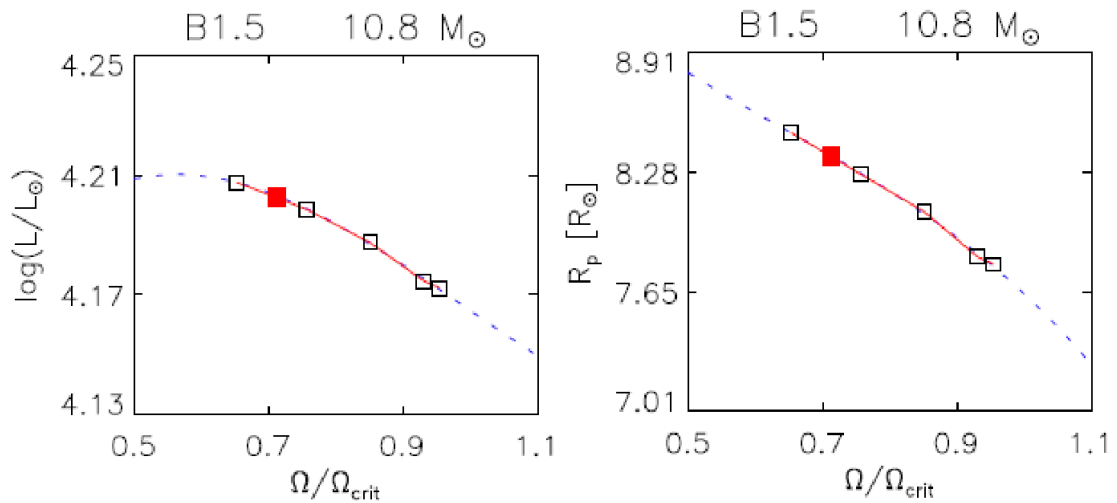


Figura 2.5: Determinação da luminosidade e do raio polar através da interpolação linear dos modelos de evolução estelar obtidos pelo grupo de Genebra ([Georgy et al., 2013](#); [Granada et al., 2013](#)). Parâmetros obtidos (quadrado vermelho em ambos os gráficos) para o caso típico de uma estrela de tipo espectral B1.5 ($M_\star = 10.8 M_\odot$) e uma taxa de rotação angular $\Omega/\Omega_{crit} = 0,7$. Imagem obtida por comunicação privada com Dr. Daniel Moser.

Distância

A distância d (em pc) é obtida através de uma conversão direta do valor da paralaxe (plx) modelada, por meio da equação:

$$d = 10^3 / plx. \quad (2.2)$$

Densidade superficial de base do disco Σ_0

Uma vez que obtemos o valor de Σ_0 normalizado, o valor real da densidade é obtido por meio dos seguintes passos:

- Com base no valor da massa estimada pelo melhor modelo, é obtido um intervalo de valores de densidades possíveis de acordo com a grade.
- Uma vez definido o intervalo de densidades, é feita uma interpolação com o valor de Σ_0 normalizado para obter o valor real.

Fração da rotação angular crítica (w)

A taxa de rotação angular da estrela w pode ser estimada utilizando a equação 9 contida no trabalho de [Ekström et al. \(2008\)](#), conhecendo o achatamento obtido pelo melhor modelo:

$$w = \Omega / \Omega_{crit} = \left(\frac{3}{2}\right)^{3/2} \left(\frac{2(R_{eq}/R_{pol} - 1)}{(R_{eq}/R_{pol})^3}\right)^{1/2}. \quad (2.3)$$

Taxa de rotação da estrela (W)

A taxa de rotação da estrela W define qual aumento de velocidade é necessário para uma determinada estrela lançar material na órbita mais próxima possível, ou seja, logo acima da fotosfera no equador ([Rivinius, Carciofi & Martayan, 2013](#)). Na aproximação de Roche, podemos relacionar W com o achatamento da estrela da seguinte forma:

$$W = \sqrt{2 \left(\frac{R_{eq}}{R_{pol}} - 1\right)}. \quad (2.4)$$

Velocidade de rotação (v_{rot})

A velocidade de rotação da estrela (em km s^{-1}) pode ser obtida utilizando os parâmetros já estimados, da seguinte forma:

$$v_{rot} = \omega * \omega_{crit} * R_{pol} * oblat, \quad (2.5)$$

onde: *oblat* é o valor do achatamento da estrela e ω_{crit} sendo a velocidade definida por (Rivinius, Carciofi & Martayan, 2013) como:

$$\omega_{crit} = \sqrt{\frac{8}{27} \frac{GM_{\star}}{R_{pol}^3}}. \quad (2.6)$$

Gravidade superficial no polo ($\log(g_{pol})$)

A gravidade superficial no polo ($\log(g_{pol})$) é estimada a partir da sua relação com a massa e o raio do polo, através da equação:

$$\log(g_{pol}) = \log(GM/R_{pol}^2). \quad (2.7)$$

Temperatura do polo (T_{pol})

A temperatura do polo é obtida por meio da equação 4.22 em Cranmer (1996):

$$T_{pol} = \left(\frac{L}{\sigma_B \Sigma_{4b}} \right)^{1/4} g_{pol}^{\beta_{GD}}, \quad (2.8)$$

onde:

- σ_B é a constante de Stefan-Boltzmann;
- g_{pol} é a gravidade superficial no polo da estrela;
- β_{GD} é o expoente do escurecimento gravitacional;
- Σ_{4b} é uma função dada por $\oint g_{pol}^{4\beta_{GD}} dA$, onde dA é um elemento superficial de área.

2.3 Determinação do melhor modelo

A fim de determinar o melhor modelo da BeAtlas que represente os observáveis, utilizamos o código EMCEE que será descrito em detalhes na Seção 2.4 e que é baseado na estatística Bayesiana e nas cadeias de Monte Carlo Markov (Monte Carlo Markov Chain, MCMC) e que descreveremos a seguir.

2.3.1 Teorema de Bayes

O teorema de Bayes, assim chamado em homenagem ao matemático inglês Thomas Bayes (1701-1761), foi publicado postumamente em 1763 por Richard Price na obra intitulada: “*An essay towards solving a problem in the doctrine of chances*”, na Royal Society (Price, 1763) e reformulado em 1812 por Pierre-Simon Laplace em seu livro “*Théorie analytique des probabilités*” (Laplace, 1814). Esse teorema é a base do que hoje conhecemos como *estatística Bayesiana* e nos permite fazer inferências a partir dos nossos dados, atualizando a probabilidade de um determinado evento ocorrer (a posteriori), a partir de uma crença inicial (conhecimento a priori). Seja M um modelo com parâmetros $p = p_1, p_2, \dots, p_k$ e D um conjunto de dados x_1, x_2, \dots, x_k obtidos experimentalmente, podemos escrever o teorema de Bayes da seguinte forma:

$$P(M|D) = \frac{P(M)P(D|M)}{P(D)}, \quad (2.9)$$

onde:

- $P(M|D)$ é a probabilidade a posteriori e relaciona a probabilidade dos parâmetros do nosso modelo corresponderem aos dados experimentais.
- $P(M)$ é a probabilidade a priori de um dado conjunto de parâmetros pertencentes a um modelo reproduzirem os dados. Essa probabilidade corresponde a toda a informação prévia que temos de um determinado parâmetro ou conjunto deles, desta forma podemos restringir possíveis soluções.
- $P(D|M)$ é a probabilidade dos nossos dados corresponderem a um modelo ou conjunto de parâmetros, ou seja, como acreditamos que eles sejam distribuídos. Essa probabilidade (também chamada de função de verossimilhança ou *likelihood*) é representada por uma função de densidade de probabilidade que visa modelar os parâmetros do modelo.
- $P(D)$ é um fator de normalização para a distribuição a posteriori, também chamado de evidência. É a probabilidade dos dados serem observados independentemente dos parâmetros dos modelos.

2.3.2 Método de Monte Carlo Markov Chain (MCMC)

Códigos baseados no método de Monte Carlo Markov Chain (MCMC) tem se mostrado uma excelente opção ao tratar problemas de grande complexidade. Isso se deve à sua eficiência e facilidade de manipulação, principalmente em casos com um

grande número de dimensões espaciais. O MCMC é utilizado para amostrar funções de distribuição de probabilidade e obtém a distribuição a posteriori, permitindo obter os parâmetros e incertezas das observações através da comparação com os modelos.

Inicialmente são escolhidos um número N de estados iniciais, cada um deles com um conjunto de parâmetros distribuído dentro do espaço de parâmetros. É então calculado a probabilidade a posteriori, $P(M_{atual}|D)$, de cada estado. Após isso, novos estados são sorteados, sendo formadas diversas cadeias de Markov, onde o passo seguinte de cada cadeia depende unicamente do passo atual. A probabilidade a posteriori de cada novo estado, $P(M_{novo}|D)$, é calculada. Depois disso, é obtida a razão entre a probabilidade a posteriori do novo estado obtido e do estado atual, $P(M_{novo}|D)/P(M_{atual}|D)$, de cada cadeia. Caso essa razão seja maior do que 1, o novo estado é aceito. Observe que como estamos tomando a razão entre as duas probabilidades a posteriori, não é necessário calcular o termo de evidência, $P(D)$, uma vez que esse termo é uma constante, pois independe do modelo escolhido, desta forma as constantes se cancelam. As etapas anteriores são repetidas com o sorteio de novos estados e o cálculo das suas probabilidades a posteriori, até que cada cadeia possa explorar todo o espaço de parâmetros e atinja uma determinada quantidade de passos necessários para a convergência dos parâmetros. A distribuição a posteriori de cada parâmetro será dada considerando parte da cadeia após uma quantidade N de passos iniciais, conhecidos como fase de Burn-in.

2.3.3 Função densidade de probabilidade (FDP)

Uma função densidade de probabilidade, descreve a probabilidade de uma variável aleatória estar inserida dentro de um intervalo de valores. Para uma dada variável x contínua e integrável, sua FDP, $f(x)$, tem um único valor, não negativo, que apresenta as seguintes propriedades:

- $P[a \leq x \leq b] = \int_a^b f(x)dx$
- $P[-\infty < x < +\infty] = \int_{-\infty}^{+\infty} f(x)dx = 1$
- $C(X) = P[-\infty < X < a] = \int_{-\infty}^a f(x)dx$; onde $C(X)$ é chamada função de distribuição cumulativa e corresponde à probabilidade de uma variável aleatória assumir valores menores que um determinado valor a .

2.4 Função de verossimilhança

Neste trabalho nós adotamos uma função de densidade de probabilidade do tipo normal para ser a nossa função de verossimilhança, sendo dada por:

$$P(D|M) = \prod_{i=1}^N \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma_{obs_i}^2}} e^{-\frac{1}{2} \frac{(F_{obs_i} - F_{mod_i})^2}{\sigma_{obs_i}^2}}, \quad (2.10)$$

onde: F_{mod_i} é um dado valor i do fluxo de um modelo aleatório avermelhado sorteado pelo EMCEE, enquanto que F_{obs_i} e $\sigma_{F_{obs_i}}$ correspondem a um dado valor i do fluxo da estrela observado na superfície da Terra e seu erro, respectivamente. Aplicando o logaritmo natural à função de verossimilhança temos que:

$$\ln P(D|M) = -0,5 \sum_{i=1}^N \left[\frac{(F_{obs_i} - F_{mod_i})^2}{\sigma_{obs_i}^2} + \ln(2\pi\sigma_{obs_i}^2) \right]. \quad (2.11)$$

Sendo $\chi^2 = \sum_{i=1}^N \frac{(F_{obs_i} - F_{mod_i})^2}{\sigma_{obs_i}^2}$ e caso $\sigma_{obs_i}^2$ seja uma constante, teremos:

$$\ln P(D|M) = -0,5\chi^2 + K, \quad (2.12)$$

onde K é uma constante.

2.5 Priors

Uma das características que diferencia a estatística Bayesiana da estatística tradicional, também chamada de frequentista, é a possibilidade de incluir o conhecimento prévio (priors) que temos de um determinado fenômeno ou modelo físico. Para a modelagem das nossas estrelas, nós utilizamos dois tipos de priors: *normal* e *uniforme*.

2.5.1 Priors do tipo normal

Para este trabalho, nós utilizamos o prior do tipo normal para dois parâmetros da nossa grade (paralaxe e $v_{sen}(i)$). Isso se deve ao fato de que esses parâmetros possuem uma incerteza bem definida. O prior normal é dado por:

$$\ln P(M,\theta) = -0,5 \left(\frac{\theta_{obs} - \theta_{mod}}{\sigma_{\theta_{obs}}} \right)^2, \quad (2.13)$$

onde: θ_{obs} e $\sigma_{\theta_{obs}}$ correspondem ao valor do parâmetro θ observado e seu respectivo erro, enquanto que θ_{mod} corresponde ao valor de θ pertencente a grade de modelos e

que varia de forma aleatória durante cada processo de iteração.

Paralaxe

As medidas de paralaxes para cada objeto da nossa amostra foram obtidas por meio do catálogo Gaia DR2 ([Gaia Collaboration et al., 2018](#)) e do catálogo Hipparcos revisado ([van Leeuwen, 2007](#)) seguindo alguns critérios de prioridade:

- A estrela possuir paralaxe obtida pelo Gaia DR2. Essa preferência é devido a maior precisão ($0.02 - 0.04$ mas até $mag_G < 15$) quando comparado com o catálogo revisado do Hipparcos (até 0.1 mas para estrelas brilhantes).
- Dados do Gaia DR2 com uma incerteza menor do que 50% do valor da paralaxe e que não possuem a flag indicativa de fonte duplicada, que pode ser indicativo de que a estrela é um sistema binário, ou mesmo ter ocorrido um erro durante o processamento dos dados, problemas fotométricos ou astrométricos.
- A estrela possui somente dados Hipparcos.

$v_{\text{sen}}(i)$

Outro prior que utilizamos do tipo normal foi o $v_{\text{sen}}(i)$. Através do $v_{\text{sen}}(i)$ podemos restringir alguns parâmetros que estão diretamente relacionados entre si, como por exemplo: a inclinação e o achatamento da estrela. Estudos feitos por [Mota \(2019\)](#) utilizando dados no ultravioleta do International Ultraviolet Explorer (IUE) mostraram que a utilização do $v_{\text{sen}}(i)$ favorece a obtenção de perfis de densidades a posteriori mais estreitos, uma vez que restringe a quantidade de modelos estelares associando probabilidades posteriores inferiores a conjuntos de parâmetros com valores $v_{\text{sen}}(i)$ muito diferentes dos disponíveis na literatura. A obtenção do $v_{\text{sen}}(i)$ e sua incerteza foram obtidas de duas formas:

- Consultando a literatura. Para referências que fornecem somente o valor de $v_{\text{sen}}(i)$ nós consideramos uma incerteza de 10% do valor, como adotado por [Mota \(2019\)](#).
- Estimativa visual. Para as estrelas sem dados de $v_{\text{sen}}(i)$ disponíveis na literatura, uma estimativa foi obtida visualmente durante o processo de correção de velocidade radial (ver [Seção 3.4.2](#)). A estimativa do valor de $v_{\text{sen}}(i)$ é obtida visualmente através da largura da linha. Uma incerteza de 30% do valor foi adotada para esses casos.

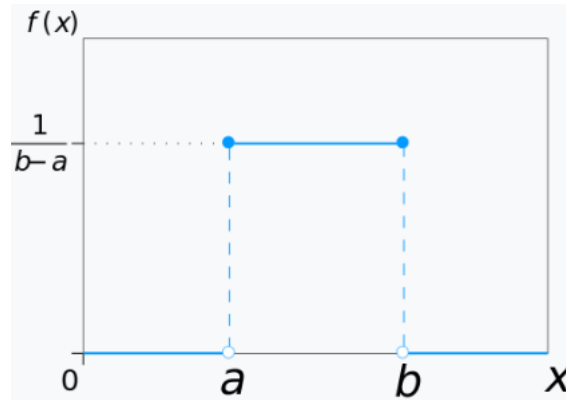


Figura 2.6: Função densidade de probabilidade $f(X)$ de uma distribuição uniforme com limites a e b . Extraída de [https://en.wikipedia.org/wiki/Uniform_distribution_\(continuous\)#Cumulant-generating_function](https://en.wikipedia.org/wiki/Uniform_distribution_(continuous)#Cumulant-generating_function)

2.5.2 Priors uniformes

Um prior uniforme, também chamado de “não informativo”, é a forma mais simples que podemos aplicar. Esse tipo de prior atribui igual probabilidade de ocorrência a todos os valores de um dado parâmetro x contidos em um intervalo. A FDP de um parâmetro x com limite inferior a e superior b é representada na [Equação 2.14](#) e mostrada na [Figura 2.6](#), definido da seguinte forma:

$$P(M, \theta) = \begin{cases} 1/(b-a), & \text{se } a \leq x \leq b \\ 0, & \text{se } x < a \text{ ou } x > b \end{cases} \quad (2.14)$$

A seguir, descreveremos os parâmetros em que aplicamos um prior uniforme e a determinação de seus limites.

Inclinação do disco: $\cos(i)$

Através do processo de obtenção do valor da velocidade radial descrito na [Seção 3.4.2](#), nós conseguimos obter o modelo de perfil de linha que melhor se ajusta ao perfil de linha observado, por meio do processo de minimização de χ^2 . Esse modelo corresponde a um conjunto específico de parâmetros contidos em nossa grade, dentre eles temos o cosseno do ângulo de inclinação, $\cos(i)$. Esse valor está intimamente relacionado com o tipo de perfil da linha observada (pico simples, pico duplo ou tipo shell) e concorda com os valores de inclinação disponíveis na literatura para algumas estrelas pertencentes a nossa amostra, sendo assim, optamos por utilizar esse valor como um prior, tendo como limite inferior e superior o valor imediatamente menor e maior disponível em nossa grade. Por exemplo, considerando que o $\cos(i)$ vindo do ajuste da velocidade radial seja 0,77, o intervalo que adotaremos como prior será dado por: $0,66 \leq \cos(i) \leq 0,88$.

No caso dos espectros APOGEE em que modelamos as linhas de Brackett 11 e 13, se o valor de $\cos(i)$ obtido com o ajuste for diferente para as duas linhas, o intervalo que será adotado será tal que contenha ambos os valores obtidos.

Avermelhamento: $E(B - V)$

Como descrito na Seção 2.2.3, o avermelhamento é um parâmetro que modelamos mas que não está contido na grade de modelos. Inicialmente utilizamos uma estimativa desse parâmetro através do InfraRed Science Archive (IRSA)² Entretanto, após verificamos que a modelagem estava pouco precisa, principalmente para a SED, decidimos utilizar uma faixa de valores de $E(B-V)$ mais amplos, entre 0 e 4.

Demais parâmetros

Os demais parâmetros (massa da estrela (M_*), achatamento ($oblat$), índice da distribuição da densidade volumétrica (n) e densidade superficial de base do disco (Σ_0)) contidos na grade de modelos foram restringidos pelo próprio espaço de parâmetros coberto pela BeAtlas, tal que:

- $3,8 \leq M_* \leq 14,6$
- $1,10 \leq oblat \leq 1,45$
- $3,0 \leq n \leq 4,5$
- $0,02 \leq \Sigma_0 \leq 4,0$

2.6 O Código EMCEE

A determinação dos modelos que melhor se ajustam aos dados observacionais para cada uma das estrelas da nossa amostra, e consequentemente os parâmetros, erros e possíveis correlações, é feita utilizando o código EMCEE. Esse código open-source³ de alta performance escrito em linguagem Python, utiliza uma variação do algoritmo Monte Carlo Markov Chain (MCMC) proposto por Goodman & Weare (2010) e encontra-se descrito em detalhes no trabalho de Foreman-Mackey et al. (2013).

Entre as suas vantagens podemos citar: i) alta eficiência, mesmo para espaços de parâmetros multidimensionais, e ii) o código é paralelizado, possibilitando o uso de múltiplos processadores e consequentemente diminuindo o tempo de computação.

²<https://irsa.ipac.caltech.edu/applications/DUST/>.

³O código utilizado em sua versão 3.0.2 encontra-se disponível para download através do link <https://emcee.readthedocs.io/en/stable/> sob a licença MIT.

O EMCEE utiliza o conceito de “walkers” que são conjuntos de parâmetros $p = (p_1, p_2, \dots, p_k)$ representados dentro do espaço de parâmetros de N dimensões como pontos. Esses walkers iniciam a propagação de múltiplas cadeias de forma simultânea através do processo de inferência Bayesiana como descrito na Seção 2.3.1.

Para o processo de inferência Bayesiana, o EMCEE calcula o logaritmo natural da probabilidade a posteriori, tal que podemos reescrever o teorema de Bayes da seguinte forma:

$$\ln P(M|D) = \ln P(D|M) + \ln P(M). \quad (2.15)$$

Vale ressaltar que o termo de normalização $\ln P(D)$ (também chamado de *evidência*) é irrelevante durante o processo de modelagem realizado pelo EMCEE (ver Seção 2.3.2).

2.7 Aplicação do EMCEE

Em nosso trabalho optamos por avermelhar os nossos modelos para corresponder ao fluxo observado a partir da Terra⁴. O avermelhamento do fluxo F_{mod} é obtido a partir do fluxo de modelos sintéticos F_0 através da seguinte equação:

$$F_{mod} = F_0 \left(\frac{10}{(10^3/plx)} \right)^2 F_{red}, \quad (2.16)$$

onde: plx é o valor de paralaxe do objeto obtido via Gaia DR2 (Gaia Collaboration et al., 2018) ou Hipparcos (van Leeuwen, 2007) e F_{red} é a lei de correção do avermelhamento dada por Fitzpatrick (1999), que é válida tanto para a região do infravermelho próximo quanto para a região do visível. Esse termo é dependente da extinção total na banda V , A_V , que é dada pela seguinte equação:

$$A_V = R_V E(B - V), \quad (2.17)$$

onde: R_V é a razão entre o avermelhamento total e o seletivo, sendo dependente do tamanho e composição química dos grãos de poeira que causam o avermelhamento, que por sua vez variam de acordo com a direção na Galáxia. Já o $E(B - V)$ é o excesso de cor dado por:

⁴A aplicação do avermelhamento foi feita utilizando um módulo escrito em linguagem Python chamado *PyAstronomy*, disponível em: <https://pyastronomy.readthedocs.io/en/latest/pyaslDoc/aslDoc/unredDoc.html>

$$E(B - V) = (B - V)_{obs} - (B - V)_{int}, \quad (2.18)$$

sendo: $(B - V)_{obs}$ a diferença entre os fluxos observados nos filtros B e V , enquanto que $(B - V)_{int}$ é a diferença entre os fluxos intrínsecos da estrela nos filtros B e V .

Em nosso trabalho adotamos o valor de $R_V = 3,1$, típico para a nossa Galáxia (Schultz & Wiemer, 1975), enquanto que para o excesso de cor $E(B - V)$ adotamos um intervalo entre 0 e 4.

Uma vez que definimos a função de verossimilhança e os priors que iremos utilizar, a densidade de probabilidade a posteriori é calculada através da Equação 2.15, utilizando o código EMCEE. Entretanto, antes de darmos início a esse processo, precisamos definir os *walkers*.

Em nosso trabalho iremos modelar um conjunto de 7 parâmetros: massa, achatamento, densidade superficial de base, expoente n da densidade volumétrica, $\cos(i)$, $E(B - V)$ e paralaxe. Sendo assim, cada walker pode ser entendido inicialmente como pontos distribuídos dentro do espaço de parâmetros multidimensionais (em 7 dimensões).

Ao iniciar o processo de iteração, os walkers começam a sua “caminhada” partindo de um ponto aleatório no espaço multidimensional, explorando o espaço de parâmetros. A cada iteração, um novo conjunto de parâmetros é obtido por meio da interpolação dos modelos mais próximos, uma vez que consideramos não haver uma mudança significativa entre esses modelos, permitindo dessa forma obter parâmetros com valores que não estão contidos dentro do BeAtlas. Após um conjunto de n iterações, cada walker dará origem a uma cadeia de Markov, se concentrando em uma região de alta probabilidade, ao redor do melhor ajuste (ver Figura 2.7).

Uma vez que o processo é finalizado pelo EMCEE e obtemos a densidade de probabilidade a posteriori para cada um dos sete parâmetros, é escolhido um conjunto de iterações para serem removidas da distribuição final. A esse conjunto chamamos de *burn-in*, ou fase de aquecimento. Esse processo é necessário pois ao início do processo de iteração, os walkers encontram-se em regiões de baixa probabilidade, distribuídas por todo o espaço de parâmetro. Ao aplicar o burn-in estamos garantindo que somente a região de maior probabilidade, onde os walkers já convergiram, será selecionada.

O conjunto resultante chamado de “cadeia posterior”, será utilizado para a análise estatística, onde o valor de cada parâmetro corresponde à mediana da função de densidade de probabilidade, enquanto que os limites inferior e superior das incertezas foram definidas como os percentis de 16% e 84% respectivamente.

A Tabela 2.1 contém um resumo da demanda computacional e dos parâmetros

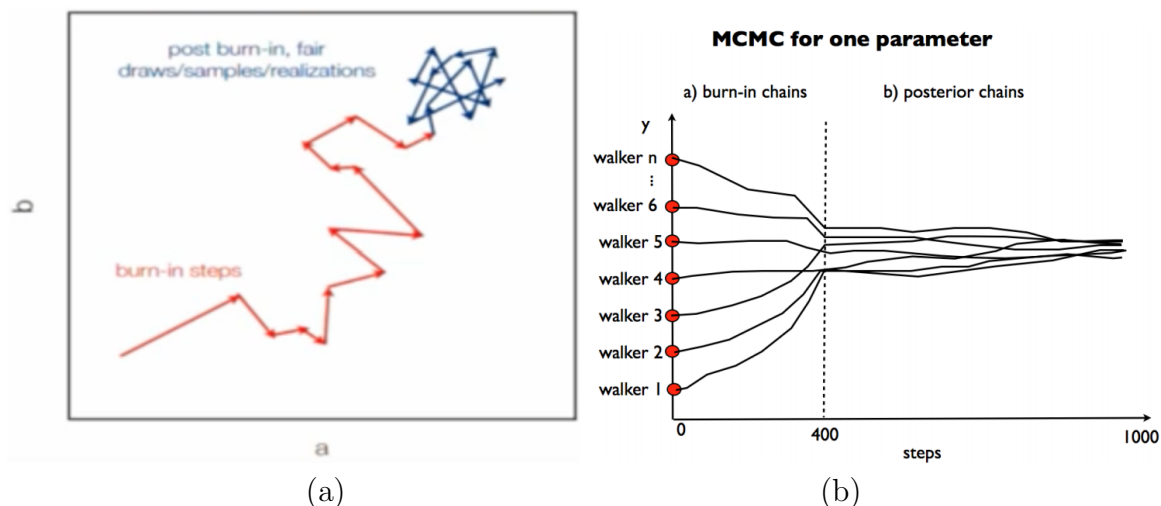


Figura 2.7: Processo de convergência dos walkers. Em (a) observamos uma cadeia de Markov criada por um walker ao explorar o espaço de parâmetros ab após um número N de passos. Os passos em vermelho representam a fase de *Burn-in* (posteriormente descartada da distribuição de probabilidade a posteriori) enquanto que os passos em azul correspondem a região onde a densidade de probabilidade é mais alta, aproximando-se do valor de melhor ajuste. Em (b) observamos diversas cadeias de Markov formadas por um conjunto de walkers ao longo de 1000 passos. Um corte em 400 passos foi feito determinando a fase de *burn-in*, enquanto que os demais 600 passos serão utilizados para construir a densidade de probabilidade a posteriori. Ambas imagens foram extraídas de: <https://events.mpifr-bonn.mpg.de/indico/event/30/material/slides/12.pdf>.

de entrada que utilizamos para a modelagem dos espectros com o EMCEE. Após a execução do EMCEE, são gerados três arquivos de saída listados a seguir:

| Servidor | ConFiguração |
|------------------------|--|
| notebook | 4 processadores e 8 GB de RAM |
| scilabf 01 | 24 processadores e 64 GB de RAM |
| scilabf 02 | 24 processadores e 64 GB de RAM |
| scilabf 03 | 32 processadores e 120 GB de RAM |
| Parâmetros EMCEE | Quantidades |
| Observáveis | SED + Br13 + Br11 + H α |
| N°parâmetros | 7 |
| N°walkers | 400 |
| N°iterações Burn-in | 300 |
| N°iterações totais | 500 |
| Tempo de processamento | \approx 50 minutos (scilabf 03) \approx 2 horas (notebook). |

Tabela 2.1: Configurações utilizadas para a execução do EMCEE.

- Gráfico de convergência: Esse gráfico mostra a evolução dos walkers de cada parâmetro em função do número de iterações. Através desse gráfico podemos

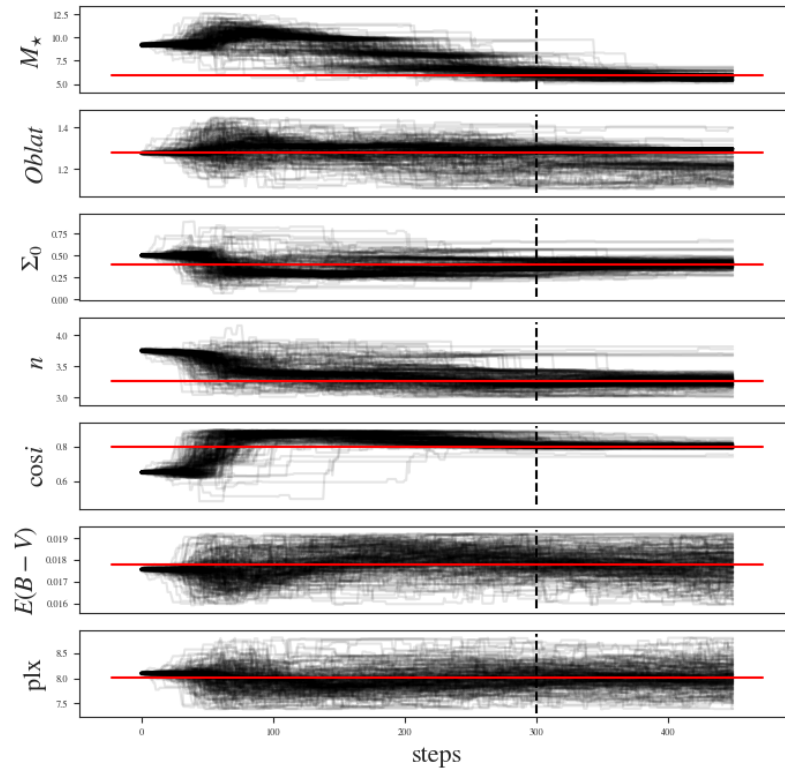


Figura 2.8: Gráfico de convergência para a estrela HD 214748. Através desse gráfico podemos verificar se os walkers convergiram para um determinado valor. A linha preta tracejada na vertical indica o valor de corte no número de iterações designando a fase de *burn-in*, essas iterações são descartadas uma vez que os walkers ainda encontram-se em regiões de baixa probabilidade. As linhas vermelhas correspondem aos valores de convergência obtido para cada um dos parâmetros.

verificar se os walkers convergiram para um determinado valor. A [Figura 2.8](#) contém um exemplo de gráfico de convergência obtido para a estrela HD 214748, pertencente a nossa amostra: a linha preta tracejada na vertical indica o valor de corte no número de iterações designando a fase de *burn-in*, essas iterações são descartadas uma vez que os walkers ainda encontram-se em regiões de baixa probabilidade. As linhas vermelhas correspondem aos valores de convergência obtido para cada um dos parâmetros. As iterações remanescentes após o corte, chamados de *cadeia a posterior* serão utilizados para a obtenção das funções de densidade de probabilidade dos parâmetros.

- Gráfico de ajuste: Mostra o ajuste entre o melhor modelo (esse modelo é dado pelo walker que obteve a maior probabilidade a posteriori ao final do processo de iteração) obtido pelo EMCEE (linha em vermelho) com a nossa observação (linha tracejada em preto). Esses ajustes foram obtidos tanto para os perfis de linha quanto para a SED. Na parte inferior do gráfico é mostrado o resíduo da comparação dos modelos com a observação. A [Figura 2.9](#) contém um exemplo de

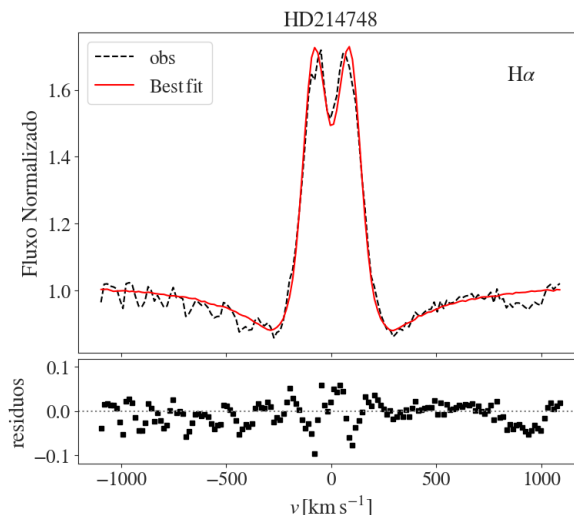


Figura 2.9: Gráfico de ajuste do perfil de $H\alpha$ obtido para a estrela HD 214748. A linha em preto tracejado representa a nossa observação enquanto que a linha em vermelho corresponde ao ajuste do melhor modelo obtido pelo EMCEE.

gráfico de ajuste do perfil de $H\alpha$ obtido para a estrela HD 214748.

- Gráfico de correlação: Esse gráfico, também conhecido como *corner plot*, mostra as distribuições de cada par de parâmetros, bem como possíveis correlações entre eles. A [Figura 2.10](#) contém um exemplo de *corner plot* obtido para a mesma estrela HD 214748. Na diagonal, temos os histogramas de cada um dos parâmetros da cadeia a posteriori. As linhas tracejadas em cada histograma correspondem aos percentis de 16%, 50% (mediana) e 84% das distribuições. Os erros assimétricos correspondem aos percentis de 16% e 84%, isto é, 1σ se considerarmos que a função de distribuição de probabilidade se aproxima de uma distribuição normal. Os outros gráficos apresentam as regiões ocupadas pelos walkers no espaço de parâmetros.

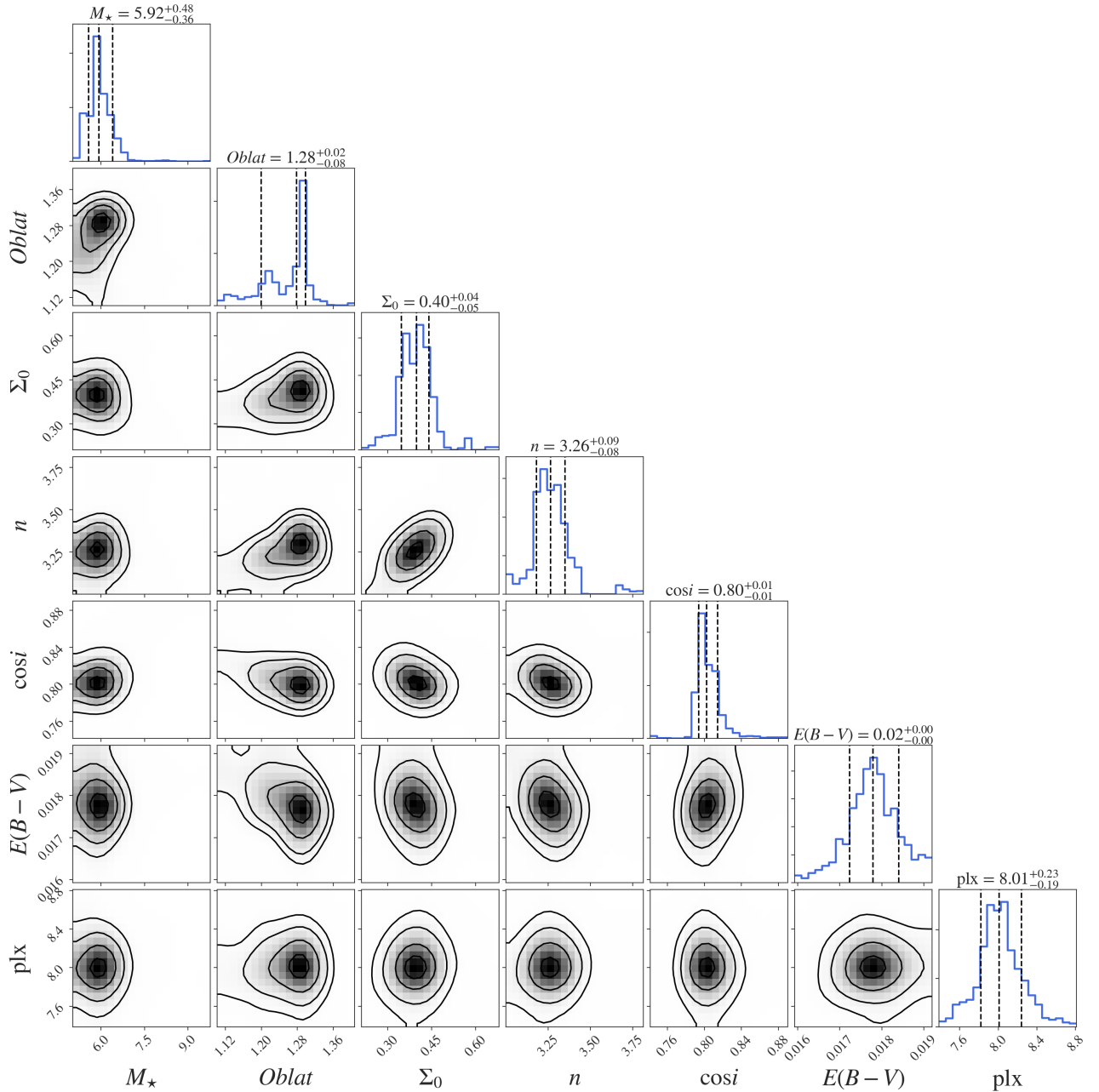


Figura 2.10: Corner plot obtido para a estrela HD 214748. Esse gráfico mostra as distribuições de cada par de parâmetros, bem como possíveis correlações entre eles. Na diagonal, temos os histogramas de cada um dos parâmetros da cadeia a posteriori. As linhas tracejadas em cada histograma correspondem aos percentis de 16%, 50% (mediana) e 84% das distribuições. Os erros assimétricos correspondem aos percentis de 16% e 84%.

2.8 Obtenção dos valores finais dos parâmetros físicos

Uma vez que modelamos as linhas de Brackett 11, Brackett 13, $H\alpha$ e também a SED, obtemos um conjunto de valores para cada um dos parâmetros. Entretanto, buscamos obter um único valor representativo para cada parâmetro com base na análise dos resultados obtidos. Dependendo do caso, iremos adotar somente o resultado da

modelagem de um dos observáveis ou mesmo uma média ponderada entre dois ou três deles.

Para o caso em que calculamos a média ponderada, vamos utilizar as seguintes equações:

$$\bar{x}_{inf} = \frac{\sum_{j=1}^N w_{j(inf)} x_j}{\sum_{j(inf)=1}^N w_{j(inf)}}, \quad (2.19)$$

$$\bar{x}_{sup} = \frac{\sum_{j(sup)=1}^N w_{j(sup)} x_j}{\sum_{j(sup)=1}^N w_{j(sup)}}, \quad (2.20)$$

$$\bar{x} = (\bar{x}_{inf} + \bar{x}_{sup})/2. \quad (2.21)$$

Onde:

- N é o número de observáveis que vamos utilizar para calcular a média ponderada.
- x_j são os valores dos parâmetros obtidos através da modelagem de cada observável.
- $w_{j(inf)} = 1/\sigma_{j(inf)}^2$ e $w_{j(sup)} = 1/\sigma_{j(sup)}^2$ são respectivamente os pesos das incertezas inferior e superior do parâmetro que estamos calculando.
- \bar{x}_{inf} , \bar{x}_{sup} e \bar{x} são respectivamente as médias ponderadas inferior, superior e final dos parâmetros.

Em relação aos erros, nós obtemos o erro inferior (σ_{inf}) e superior (σ_{sup}) respectivamente por meio das seguintes equações:

$$\sigma_{inf} = \left(\sum_{j=1}^p w_{j(inf)} \right)^{-1/2}, \quad \sigma_{sup} = \left(\sum_{j=1}^p w_{j(sup)} \right)^{-1/2}. \quad (2.22)$$

A seguir descrevemos alguns casos particulares:

1. Parâmetros com erros simétricos e diferentes:

Neste caso as equações 2.19 e 2.20 são iguais. O mesmo ocorre com os erros, logo a média ponderada final e o erro são dados respectivamente por:

$$\bar{x} = \bar{x}_{inf} = \bar{x}_{sup}, \quad (2.23)$$

$$\sigma = \sigma_{inf} = \sigma_{sup}. \quad (2.24)$$

2. Parâmetros com erros simétricos e iguais:

Neste caso, a média ponderada se reduz ao cálculo de uma média simples que é dada por:

$$\bar{x} = \frac{1}{N} \sum_{j=1}^N x_j. \quad (2.25)$$

Com relação aos erros, assim como no caso anterior, eles são iguais e dados por:

$$\sigma = \sigma_{inf} = \sigma_{sup}. \quad (2.26)$$

Capítulo 3

Amostra de dados

Neste Capítulo descreverei a amostra de dados utilizada nesta tese e suas diferentes fontes. Na Seção 3.1 apresentamos os levantamentos APOGEE-1 e APOGEE-2, pertencentes a terceira e quarta fase do projeto Sloan Digital Sky Survey, respectivamente. Descrevemos suas principais características, bem como o processo de obtenção, redução e disponibilização dos dados. Na Seção 3.2 descrevemos o processo de identificação de um conjunto de estrelas Be nestes levantamentos. Na Seção 3.3 apresentamos um conjunto de espectros ópticos obtidos através do espectrógrafo FEROS e que também foram modelados com nossa grade. Na Seção 3.4 destacamos o processo de tratamento dos espectros provenientes do APOGEE e FEROS. Na Seção 3.5 apresentaremos os dados fotométricos obtidos por meio da literatura para a modelagem da SED e também os dados fotométricos obtidos para uma sub-amostra de objetos por meio do projeto IMPACTON e finalmente na Seção 3.6 apresentaremos a nossa amostra final de objetos.

3.1 Levantamento APOGEE

O Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE) foi um dos grandes levantamentos astronômicos já realizados. O APOGEE-1 iniciou suas atividades em 2008, a partir da terceira edição do projeto *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS-III) (York et al., 2000). A segunda fase do levantamento, chamada APOGEE-2, faz parte da quarta edição do projeto Sloan (SDSS-IV) que terminou em setembro de 2020. A seguir irei descrever as duas fases desse levantamento.

3.1.1 APOGEE-1 (SDSS-III)

O APOGEE-1 fez parte da terceira fase do projeto Sloan (SDSS-III), que teve início em 2008 e término na primeira metade de 2014¹. O principal objetivo do levantamento foi estudar em detalhes a evolução química e dinâmica da Galáxia. Para tal, foram obtidos espectros de aproximadamente 150.000 estrelas gigantes vermelhas na região do infravermelho próximo (banda H) distribuídas por toda a Galáxia, especialmente no disco e no bojo, que são regiões onde as estrelas são obscurecidas pela poeira interestelar, principalmente no óptico.

Através do APOGEE-1, foram obtidas medidas de velocidade radial com precisão menor do que $0,3 \text{ km s}^{-1}$, além da determinação de abundâncias para 15 elementos químicos, com precisão de 0.1 dex. A [Figura 3.1a](#) mostra o telescópio de 2.5 m, localizado no Apache Point Observatory (Novo México, EUA), e que foi utilizado para a obtenção dos dados.

3.1.2 APOGEE-2 (SDSS-IV)

O APOGEE-2 é um dos três grandes levantamentos pertencentes à quarta fase do projeto Sloan (SDSS-IV) e trata-se de uma continuação do APOGEE-1. Teve início na segunda metade de 2014 e terminou na segunda metade de 2020. Foram cerca de 500.000 estrelas gigantes vermelhas observadas, com o objetivo de estudar o processo de formação da Galáxia, através da dinâmica e abundâncias químicas dessas estrelas. Um segundo objetivo da missão foi a determinação de abundâncias químicas de estrelas que hospedam planetas identificados pela missão Kepler (NASA) e sua possível relação na formação de planetas do tipo rochoso ([Majewski, APOGEE Team & APOGEE-2 Team, 2016](#)).

Além do telescópio de 2,5 m utilizado na primeira edição do levantamento, outros dois telescópios foram também utilizados. O primeiro deles com espelho primário de 1 m (APO, também localizado no Observatório Apache Point) foi utilizado para a observação de estrelas muito brilhantes. Já o segundo, com espelho primário de 2,5 m e localizado no Observatório de Las Campanas (LCO), no deserto de Atacama, Chile, permitiu também a cobertura do céu do hemisfério sul, acessando regiões até então não observadas pelo APOGEE-1 ([Majewski, APOGEE Team & APOGEE-2 Team, 2016](#)). A [Figura 3.2](#) mostra a quantidade de alvos observados por campo, enquanto as [Figuras 3.1b](#) e [3.1c](#) mostram os telescópios de 1 m (APO) e de 2,5 m (LCO) que foram utilizados pelo APOGEE-2.

¹Uma descrição detalhada do levantamento APOGEE pode ser encontrada na Seção 5 da descrição do projeto, disponível pelo link <http://www.sdss3.org/collaboration/description.pdf>.

A [Tabela 3.1](#) sintetiza as principais características dos levantamentos APOGEE-1 e APOGEE-2.

| | APOGEE-1 | APOGEE-2 |
|--------------------------------|--|--|
| Atividade: | 2011-2014 | 2014-2020 |
| Fibras: | 300 (APO 2,5 m) | 300 (7 deg ²) (APO 2,5 m) 300 (3.5 deg ²) (LCO 2,5 m) 10 (APO 1,0 m) |
| Resolução: | ~ 22.000 | ~ 22.000 |
| S/N: | ≥ 100 | ≥ 100 |
| λ observado: | 1,51 - 1,70 μm | 1,51 - 1,70 μm |
| Nº Objetos: | 150.000 estrelas | 500.000 estrelas |
| Objetos alvo: | Estrelas gigantes vermelhas Estrelas quentes (calibração) Magnitude limite H < 13,8* | Estrelas gigantes vermelhas + Estrelas quentes (calibração) Magnitude limite H < 13,8* |
| Precisão de abundâncias: | 0.1 dex para 15 elementos | 0.1 dex para 20 elementos. |
| Precisão de velocidade radial: | < 0.3 km/s | 0.2 km/s |

Tabela 3.1: Principais características dos levantamentos APOGEE-1 (SDSS-III) e APOGEE-2 (SDSS-IV). Notas: * Esse limite de magnitude é possível combinando os espectros observados em diferentes épocas (visits), resultando em um único espectro com $S/N > 100$. Extraído de <https://www.sdss.org/surveys/apogee/> e <https://www.sdss.org/surveys/apogee-2/>.

3.1.3 Visits

Algumas das estrelas do levantamento APOGEE foram observadas mais de uma vez e em épocas diferentes. Cada um dos espectros obtidos são chamados de *visits* e a quantidade para cada objeto está relacionada com a sua magnitude na banda H (ver [Tabela 3.2](#)) de tal forma que o espectro combinado tenha no mínimo uma razão $S/N \geq 100$ ([Zasowski et al., 2017](#)). Como descrito na [Seção 1.6](#), as estrelas Be podem apresentar variações em suas linhas espectrais com o tempo, desta forma, os *visits* são uma excelente forma de identificar possíveis variações.

| Nº de visits | Magnitude H |
|--------------|-------------------|
| 1 | $7,0 < H < 11,0$ |
| 3 | $11,0 < H < 12,2$ |
| 6 | $12,2 < H < 12,8$ |
| 12 | $12,8 < H < 13,3$ |
| 24 | $13,3 < H < 13,8$ |

Tabela 3.2: Número de visits obtidos de acordo com diversos intervalos de magnitude das estrelas na banda H .

As estrelas da nossa amostra são relativamente brilhantes, contendo apenas uma estrela com $H = 12,7$ enquanto que as demais possuem $H < 10,9$. Sendo assim, cada

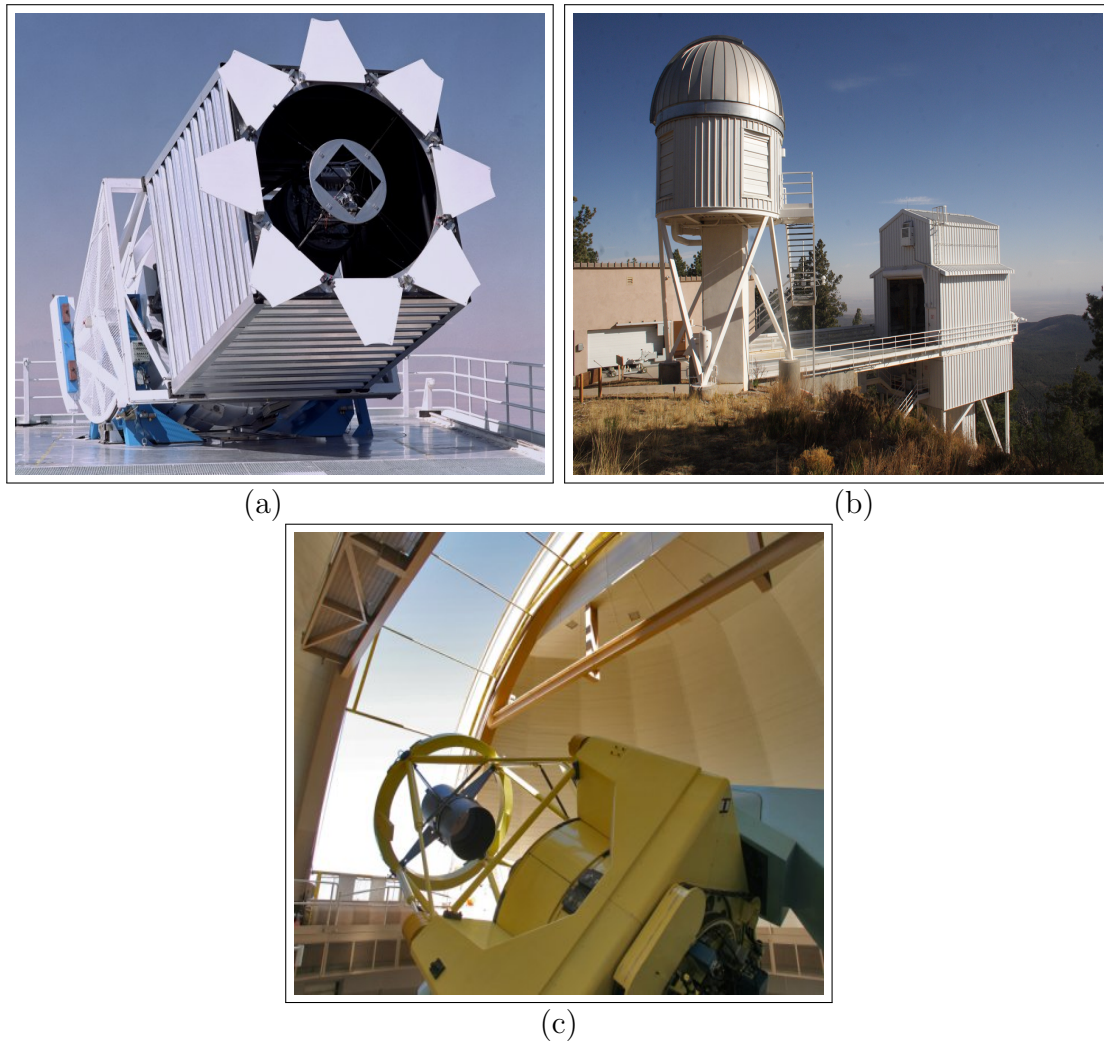


Figura 3.1: **(a)-(b)** Telescópios de 2,5 m e 1 m respectivamente no observatório Apache Point (Novo México, Estados Unidos). **(c)** Telescópio de 2,5 m no observatório de Las Campanas (Atacama, Chile), todos utilizados no levantamento APOGEE. Imagem extraída de <https://www.sdss.org/instruments/>

estrela contém poucos visits. No nosso trabalho optamos por utilizar o espectro mais recente que foi observado pelo levantamento e disponibilizado por meio do DR16.

3.1.4 Espectrógrafo

Os levantamentos APOGEE-1 (SDSS-III) e APOGEE-2 (SDSS-IV) têm usado, acoplado nos telescópios de 2,5 m, um espectrógrafo multi-fibras, com 300 fibras, operando na região do infravermelho próximo (banda H), entre 1,51 e 1,70 μm (Wilson et al., 2019). Cada fibra é acoplada a uma máscara perfurada na posição exata de cada um dos objetos de interesse, em cada campo de interesse (esses objetos foram selecionados previamente a partir do catálogo 2MASS) e é responsável por coletar e transportar a luz de cada objeto até o espectrógrafo de bancada, onde será decomposta e focalizada

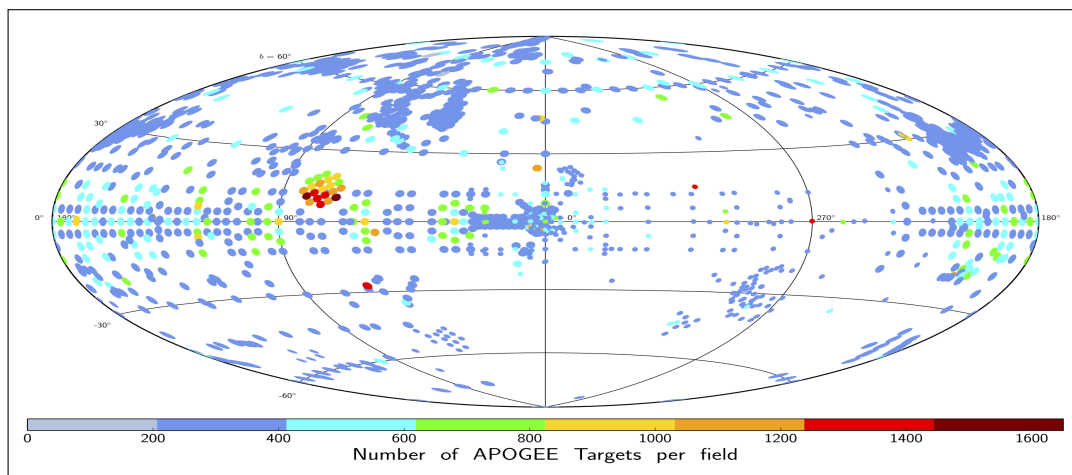


Figura 3.2: Número de alvos por campo observados pelo APOGEE-2 (DR16). Extraído de: https://www.sdss.org/wp-content/uploads/2019/12/APOGEE_DR16_map_nstars_white-scaled.png

sobre o conjunto dos três detectores montados lado-a-lado, que são responsáveis pelas partes “azul”, “verde” e “vermelha” do espectro APOGEE.

A Tabela 3.3 descreve a cobertura espectral de cada detector e sua respectiva resolução. Nela percebemos que há falhas de cobertura entre os detectores. A Figura 3.3 mostra um conjunto de espectros APOGEE obtidos para estrelas de diferentes tipos espectrais, onde podemos observar as duas falhas de cobertura que sempre estão presentes nos espectros APOGEE.

| Detector | Nome | λ inicial | λ final | Resolução |
|----------|------------|---------------------|---------------------|---------------------------|
| A | “Vermelho” | 1,647 μm | 1,696 μm | 0.235 \AA /pixel |
| B | “Verde” | 1,585 μm | 1,644 μm | 0.282 \AA /pixel |
| C | “Azul” | 1,514 μm | 1,581 μm | 0.326 \AA /pixel |

Tabela 3.3: Cobertura espectral dos detectores utilizados pelo levantamento APOGEE (Wilson et al., 2019).

3.1.5 Redução dos dados

Todo o processo de redução dos espectros APOGEE foi feito através do APOGEE Stellar Parameter and Chemical Abundance Pipeline (ASPCAP) que é o pipeline automatizado que determina as abundâncias químicas para 15 elementos, bem como a velocidade radial das estrelas (Nidever et al., 2015). Esse pipeline segue o procedimento padrão, aplicando a correção por dark-frame, flat-field, raios cósmicos, correção telúrica, correção da emissão do céu, calibração em comprimento de onda e fluxo absoluto.

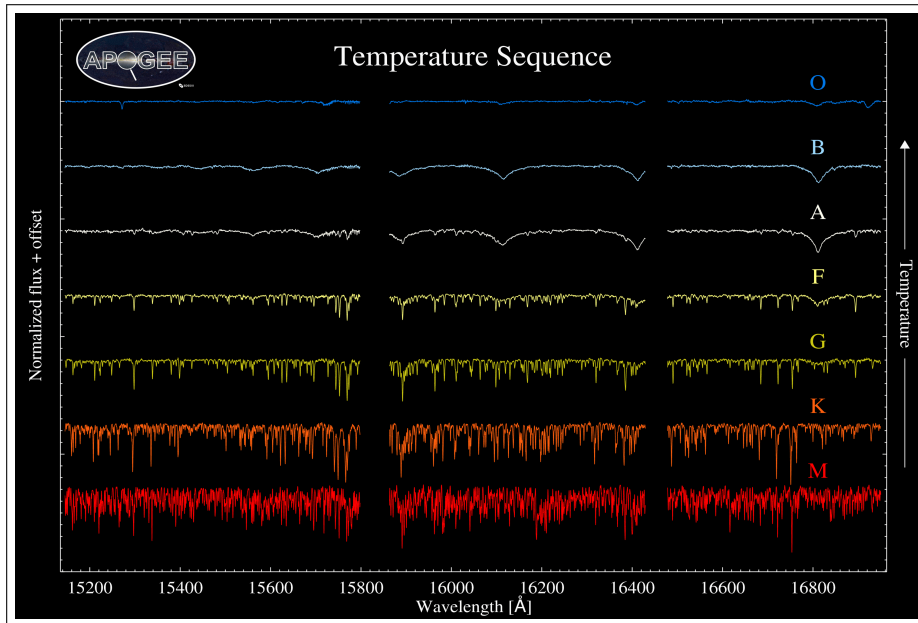


Figura 3.3: Amostra de espectros APOGEE para estrelas de diferentes tipos espectrais. As falhas de cobertura dos detectores estão presentes em todos os espectros do levantamento APOGEE. Extraído de: <https://www.sdss.org/dr15/irspec/apogee-observing/>.

Entretanto, alguns problemas no processo de redução por vezes ocorreram. A seguir tratarei sobre os problemas mais comuns.

Persistência

Os detectores utilizados pelo levantamento APOGEE-1 apresentavam um problema de desempenho conhecido como “superpersistência”. Esse problema se manifestava de forma mais intensa no detector azul (1,514-1,581 μm) e de forma mais atenuada em parte do detector verde (1,585-1,644 μm) e era causado por resquícios do fluxo de uma estrela brilhante observada anteriormente, ou seja, uma pequena fração do fluxo dela contaminava as exposições posteriores. A superpersistência também podia se fazer presente no compartilhamento de uma fibra utilizada na obtenção de imagens de calibração, como os domeflat tomados antes de cada noite de observação. O efeito da superpersistência podia ser significativo e facilmente percebido uma vez que os níveis de fluxo na região do espectro afetado podiam ser aumentados em cerca de 10-20%, atingindo principalmente estrelas mais fracas ou aquelas que apresentavam linhas espectrais menos intensas (Nidever et al., 2015).

Visando contornar o problema, um sistema de gerenciamento de fibras foi criado para agrupá-las de acordo com o brilho do alvo, sendo então divididas entre *brilhantes*, *médias* e *fracas*, evitando que um alvo fraco fosse observado através de uma fibra que

foi colocada anteriormente em um alvo brilhante. No entanto, como os intervalos de magnitude que definem essas categorias são amplos, ainda havia casos em que alvos fracos continuavam a ser observados após estrelas relativamente brilhantes.

Os espectros afetados pela superpersistência foram sinalizados no header com flags de acordo com o nível de contaminação. Os espectros que apresentavam “saltos” no fluxo entre dois detectores também foram sinalizados no header com uma flag se a “parte azul” do espectro tinha um fluxo mais alto.

Após a conclusão do levantamento APOGEE-1 no final de 2014, o detector azul que apresentava o pior desempenho em relação à superpersistência, foi substituído por um detector com melhor desempenho. Cientes do problema com superpersistência, esforços foram tomados de tal forma que os efeitos no espectrógrafo instalado no LCO fossem mínimos.

Absorção telúrica

A cobertura espectral entre 1,5 e 1,7 μm utilizada pelo levantamento APOGEE é contaminada por absorções telúricas, principalmente de bandas moleculares como CH_4 , CO_2 e H_2O que estão presentes na atmosfera. Para corrigir esse problema, um conjunto de fibras (35 fibras no APOGEE-1 e 15 fibras no APOGEE-2) foi destinado à observações de estrelas quentes (incluindo estrelas do tipo espectral B), uma vez que os espectros dessas estrelas possuem poucas linhas espectrais. A seleção desses objetos foi feita previamente com base em sua cor, através do catálogo 2MASS. Essas fibras foram distribuídas de forma uniforme em todo o campo de visão, levando em consideração as variações espaciais na absorção telúrica (Nidever et al., 2015).

Melhorias significativas foram feitas na correção telúrica ao longo do tempo, mas ainda existem alguns casos em que a correção permaneceu imperfeita. A [Figura 3.4](#) mostra as bandas de absorção telúrica para as moléculas de CH_4 , CO_2 e H_2O .

Linhas em emissão do céu (“airglow”)

Os espectros APOGEE são contaminados por intensas linhas em emissão, principalmente de OH que estão presentes na atmosfera. Além disso, pode haver alguma contribuição contínua do céu, especialmente em época de Lua cheia ou quando nuvens finas estão presentes. Para superar esse problema, um conjunto de 35 fibras foram destinadas a observar regiões escuras do céu. As posições das fibras foram distribuídas de forma uniforme por toda a placa, em regiões sem nenhuma detecção 2MASS dentro de uma área de pelo menos $6''$. Para cada objeto, a contribuição do céu foi estimada a partir das quatro fibras mais próximas. Esses espectros do céu (que recebem a desig-

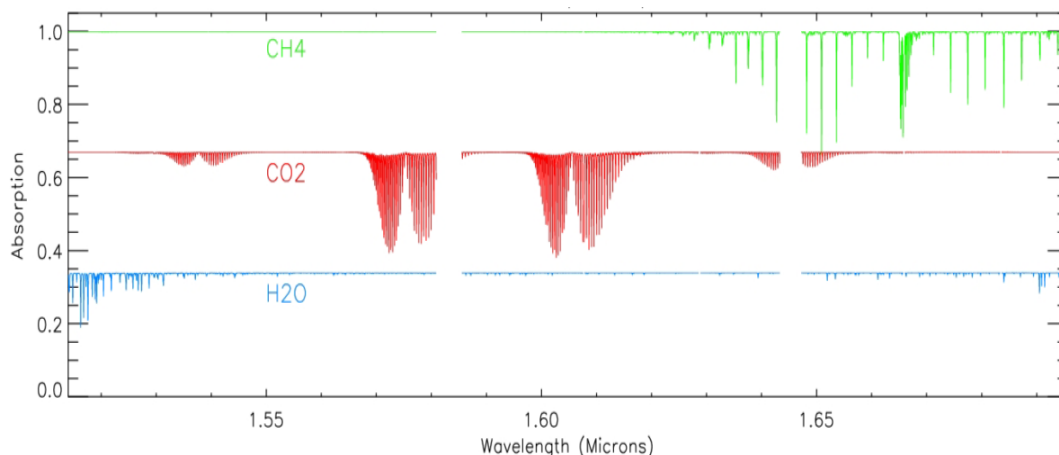


Figura 3.4: Espectros de absorção telúrica das moléculas H_2O , CO_2 e CH_4 na banda H (Nidever et al., 2015).

nação “SKY”) foram subtraídos posteriormente dos objetos de ciência (Nidever et al., 2015).

3.1.6 Data Releases

Os espectros obtidos pelo levantamento APOGEE são liberados publicamente através dos chamados *Data Releases* (DR). A Tabela 3.4 mostra todos os DR lançados até o momento pelo projeto Sloan e que contém dados do levantamento APOGEE, juntamente com as suas datas de lançamento e suas respectivas referências. O DR16 (o mais recente) está disponível desde dezembro de 2019, contendo os espectros do APOGEE-2, incluindo os primeiros espectros obtidos pelo telescópio de 2,5 m do Observatório Las Campanas, além do reprocessamento dos dados disponibilizados em DR anteriores. Vale ressaltar que o DR17, o último do SDSS-IV, acaba de ser lançado e conterá todos os dados do APOGEE-2.

A obtenção dos dados pode ser feita por três formas distintas:

- *Science Archive Webapp (SAW)*, é uma interface web que fornece acesso aos espectros mais recentes contidos no DR16, incluindo uma visualização interativa. A consulta pode ser feita a partir das coordenadas (RA e DEC) ou fornecendo as informações da época de observação, máscara e fibra utilizada. Além disso, inclui um recurso para download dos dados (suporta rsync e wget). Essa ferramenta encontra-se disponível em: <https://dr16.sdss.org/infrared/spectrum/search>.
- *SciScript*, é uma ferramenta que permite acessar e obter os dados do levantamento APOGEE por meio de programas escritos em linguagem Python ou linguagem R. O SciScript pode ser obtido para ser utilizado em seu computador pessoal

e também utilizando o ambiente SciServer Computer, disponível em: <http://skyserver.sdss.org/casjobs/casjobscl.aspx>.

- *Science Archive Server (SAS)*, que oferece acesso ao diretório raiz onde os espectros crus e processados encontram-se armazenados. Essa ferramenta encontra-se disponível em: <https://data.sdss.org/sas/>.

| <i>Data Release</i> | Liberação | Fase do programa | Referência |
|---------------------|-----------|------------------|---|
| DR10 | 2013 | SDSS-III | Ahn et al. (2014) |
| DR11 | 2015 | SDSS-III | Alam et al. (2015) |
| DR12 | 2015 | SDSS-III | McCarthy et al. (2008) |
| DR13 | 2016 | SDSS-IV | Albaret et al. (2017) |
| DR14 | 2017 | SDSS-IV | Abolfathi et al. (2018) |
| DR15 | 2018 | SDSS-IV | Aguado et al. (2019) |
| DR16 | 2019 | SDSS-IV | Ahumada et al. (2020) |
| DR17 | 2021 | SDSS-IV | Em preparação |

Tabela 3.4: *Data Releases* contendo os dados dos levantamentos APOGEE-1 e APOGEE-2. O lançamento do DR17 está previsto para dezembro de 2021.

3.2 Estrelas Be no levantamento APOGEE

Como descrito na [Seção 3.1.5](#), um conjunto de fibras foi destinado à observação de estrelas quentes, incluindo estrelas do tipo espectral B para realizar calibrações telúricas dos objetos de ciência. Ao realizar uma inspeção visual [Chojnowski et al. \(2015\)](#) identificaram um conjunto de estrelas do tipo Be, catalogando inicialmente 238 estrelas, das quais 128 foram identificadas pela primeira vez. Sendo assim, utilizamos essas estrelas como sendo a nossa amostra inicial de objetos, entretanto 36 delas foram descartadas por apresentarem problemas em seus espectros, restando um total de duzentas e duas estrelas.

Como as estrelas Be apresentam as linhas de Brackett em emissão em seu espectro, a determinação desses parâmetros através do ASPCAP não é confiável, sendo assim optamos por não utilizá-los e aplicar a modelagem descrita nessa tese.

3.3 FEROS

Algumas das estrelas da nossa amostra observadas com o APOGEE também foram observadas com o FEROS (The Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph), que é um espectrógrafo óptico do tipo Echelle de alta resolução ($R = 48.000$) instalado

no telescópio MPG/ESO de 2,2 m, no ESO, em La Silla, Chile. Através do acordo entre o Observatório Nacional e o Max Planck Institut für Astronomie (MPIA) foram obtidos espectros de 7 estrelas da nossa amostra entre 2015 e 2016 de acordo com a possibilidade de observação e que apresentassem distintos perfis de linha.

3.4 Tratamento dos espectros

Antes de realizar a modelagem dos perfis de linha das estrelas da nossa amostra através da aplicação da BeAtlas, é necessário realizar o tratamento dos espectros. A seguir descreveremos os procedimentos realizados.

3.4.1 Remoção de raios cósmicos e linhas de emissão do céu

Apesar dos espectros APOGEE e FEROS serem reduzidos, calibrados e tratados por pipelines, o processo de remoção de raios cósmicos, linhas telúricas e linhas de emissão do céu não é totalmente eficiente, podendo permanecer resquícios destes (ver Seção 3.1.5). Nos espectros APOGEE, a região próxima da linha de Br13 é fortemente afetada por linhas telúricas, além de ter duas linhas intensas do céu em 16128,43 Å e 16079,83 Å. Já a região da linha de Br11 é afetada, em menor grau, tanto por linhas telúricas quanto por linhas intensas de emissão do céu. Para os espectros FEROS também houve a necessidade de remover manualmente os raios cósmicos próximos à região da linha de H α que nós analisamos. A remoção desses contaminantes foi feita utilizando o IRAF². O procedimento é descrito a seguir:

- Inicialmente ampliamos a região que contém o sinal que desejamos remover para evitar que alguma informação importante seja removida acidentalmente.
- Selecionamos o início e fim do sinal e escolhemos um tipo de perfil (gaussiano, lorentziano ou voigt) que melhor se ajuste a ele.
- Por fim, o sinal é removido e preenchido por valores médios do fluxo entre o ponto inicial e final selecionado.

3.4.2 Correção da velocidade baricêntrica e da velocidade radial

Os espectros APOGEE não são corrigidos para o baricentro do sistema e também pela velocidade radial. Este procedimento é necessário, uma vez que os espectros

²IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) é um conjunto de programas de redução e análise de dados astronômicos. Mais informações em: <http://iraf.noao.edu/>.

sintéticos da nossa grade de modelos não estão deslocados, ou seja, as linhas espectrais estão centradas de acordo com o comprimento de onda do vácuo.

A correção da velocidade baricêntrica (em km/s) é feita de forma simples e automática utilizando um programa escrito em Python, uma vez que esse valor encontra-se disponível no cabeçalho do arquivo .fits dos espectros.

Para a correção da velocidade radial nós adotamos como estratégia a utilização dos próprios espectros sintéticos da nossa grade de modelos. Isso foi feito de forma semi-automática através de um programa escrito em linguagem Python. O passo a passo encontra-se descrito a seguir:

- De forma visual estimamos um valor de velocidade inicial (vel_{ini}) e final (vel_{fim}), tal que o centro da linha observada esteja deslocado a direita da [Figura 3.5a](#) e a esquerda da [Figura 3.5b](#) do centro da linha do modelo (que é fixo), de forma que inclua parte do contínuo da linha observada. No exemplo mostrado, o centro da linha observada está deslocado cerca de 180 km/s do centro da linha do modelo (que encontra-se centrada em 0 km/s) para ambos os lados. Definindo dessa forma um $\Delta vel = vel_{fim} - vel_{ini}$.
- Definimos um número N de iterações que irá subdividir de forma igualmente espaçada o valor de Δvel , obtendo um incremento ϵ_N , que corresponderá ao valor de velocidade que o perfil observado será deslocado a cada iteração. Sendo assim, quanto maior o número N de iterações, menor será o valor do incremento em velocidade e, por consequência, maior será a precisão do ajuste (ver [Equação 3.1](#)).

$$\epsilon_N = \frac{\Delta vel}{N}. \quad (3.1)$$

- A cada iteração é acrescido o valor de ϵ_N , a partir do valor de vel_{ini} ao perfil de linha observado indo até vel_{fim} , dessa forma o perfil de linha vai se deslocando em direção ao perfil de linha modelado. Além disso, a cada iteração é feita uma comparação entre o perfil de linha observado com todos os perfis de linha sintéticos contidos na grade, aplicando um teste de χ_{red}^2 . Como resultado obtemos uma lista de valores de χ_{red}^2 para cada iteração que denominaremos de “lista inicial”. Dessa lista inicial somente o menor valor de χ_{red}^2 é guardado em uma lista final. Esse processo se repete para todas as iterações.
- O modelo “ideal”, ou seja, aquele que melhor se ajusta ao perfil de linha observado será aquele que apresentar o menor valor de χ_{red}^2 dentre todos aqueles contidos

na lista final. A [Figura 3.5c](#) contém um gráfico com todos os valores de χ_{red}^2 da lista final de um exemplo de modelagem da linha de Brackett 11 para a estrela BD07-4647. Para o valor de vel_{ini} , o valor de χ_{red}^2 está em torno de 0,35 e a medida que o número de iterações vai aumentando, esse valor vai diminuindo até atingir um mínimo (representado por um ponto em vermelho no gráfico). A seguir com as iterações, o valor de χ_{red}^2 tende a aumentar novamente até o valor de velocidade atingir o valor de vel_{fim} . Esse perfil concavo é uma indicação de que uma boa concordância foi obtida. A [Figura 3.5d](#) corresponde ao modelo que apresentou o melhor ajuste em relação ao perfil de linha observado.

- Finalmente, o valor de correção da velocidade radial é estimado por meio do valor do deslocamento total em velocidade em que ocorreu o melhor ajuste.

A velocidade radial é calculada através da média dos valores obtidos para a linha de Brackett 11 e 13 para os espectros APOGEE. Para as estrelas onde não foi possível obter um bom ajuste através deste método, a estimativa da velocidade radial foi feita manualmente utilizando o IRAF, medindo as linhas de Brackett contidas no intervalo de cobertura na banda H e fazendo uma média destas.

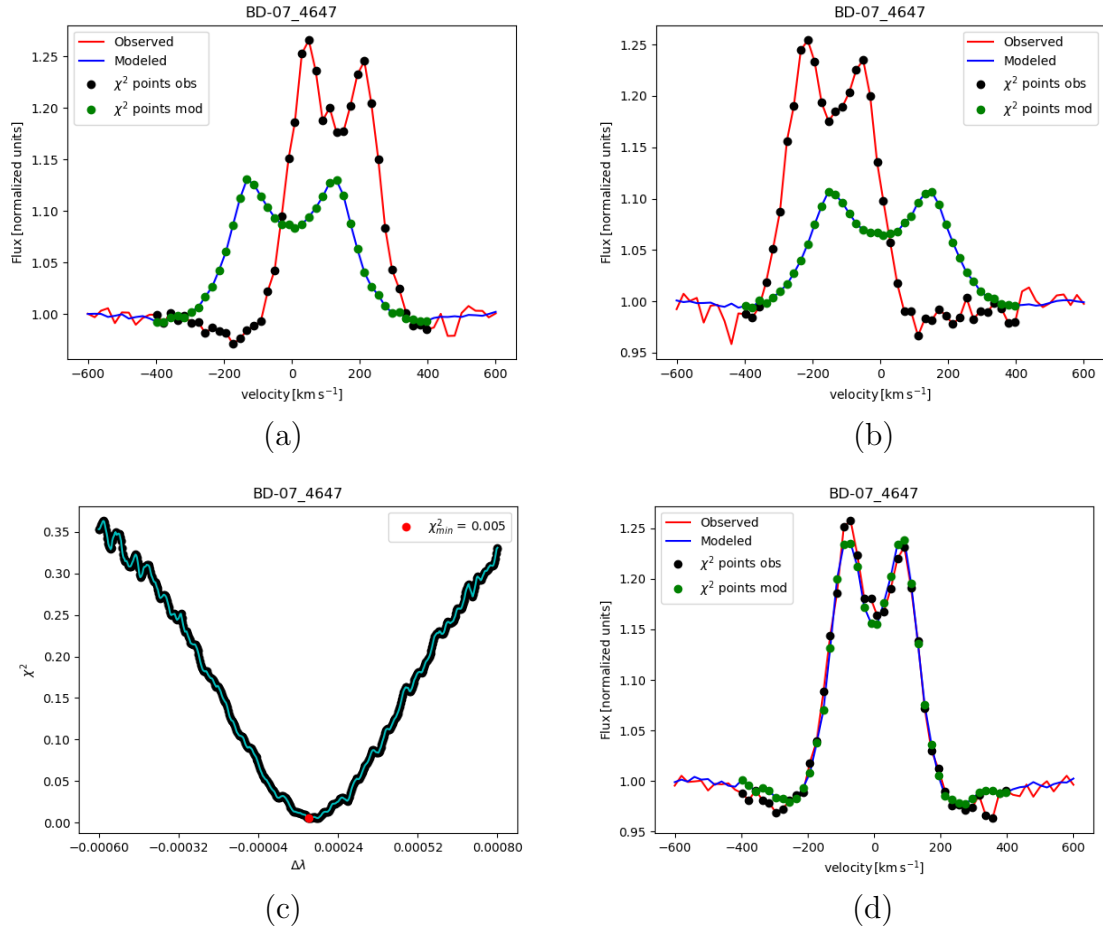


Figura 3.5: Correção da velocidade radial da estrela BD-07 4647. Em (a) e (b) os espectros observados (em vermelho) foram deslocados por um valor de velocidade do centro da linha do perfil modelado (em azul e centrada em 0 km/s). Em (c) temos um gráfico contendo os valores de χ_{red}^2 por $\Delta\lambda$ (μm), obtidos após de cada processo de iteração. O melhor ajuste pode ser visto em (d) e corresponde ao modelo que obteve o menor valor de χ_{red}^2 . Os pontos pretos e verdes na figura correspondem à região do espectro observado e modelado respectivamente, utilizados no cálculo do χ_{red}^2 .

3.5 Dados fotométricos

3.5.1 Distribuição Espectral de Energia

Além dos perfis de linha, nós também modelamos a distribuição espectral de energia (SED do inglês “*Spectral Energy Distribution*”) das estrelas da nossa amostra. Os dados de cada objeto foram obtidos através do VOSA (“*VO Sed Analyzer*”) desenvolvido pela *Spanish Virtual Observatory* (Bayo et al., 2008), acessível por meio do endereço <http://www.laeff.inta.es/svo/theory/vosa/>.

Para utilizar esse serviço basta fazer um cadastro no site. O acesso aos dados pode ser feito tanto de forma manual quanto de forma automática. A seguir descrevo

as duas formas.

1) Manual: Essa forma é indicada quando não conhecemos os parâmetros de entrada do objeto de interesse e pode ser feita seguindo os passos a seguir:

- Fornecer o nome do objeto que pode ser resolvido pelo serviço Sesame³. Esse serviço consulta o banco de dados do Simbad⁴ e Vizier⁵ e retorna as coordenadas do objeto (ascensão reta e declinação) em graus.
- Com base nas coordenadas do objeto, é possível verificar se a distância (em parsec) já foi estimada e publicada por algum catálogo como (Gaia DR2, Gaia TGAS, Hipparcos (van Leeuwen, 2007) ou Kharchenko (Kharchenko, 2001)). Caso a distância tenha sido estimada por mais de um catálogo, o próprio serviço nos fornece uma lista de valores, destacando aquele com menor incerteza.
- O serviço também dispõe de uma busca pelo valor de extinção visual A_V (em magnitudes) na direção do objeto de interesse, que será utilizada para remover o efeito do avermelhamento da SED, com base na lei de extinção de Indebetouw et al. (2005). Seu funcionamento é semelhante ao utilizado para a estimativa da distância, citado no item anterior. Para este trabalho, essa etapa não foi utilizada, pois optamos por fazer o processo contrário, ou seja, aplicar um avermelhamento aos modelos da grade. Desta forma podemos estimar um dos parâmetros da nossa modelagem que é o valor de extinção $E(B - V)$.
- Em seguida, é feita uma busca por dados de fotometria em diversos catálogos fotométricos, dentro de um raio de busca definido pelo usuário, para a construção da SED, varrendo uma ampla cobertura espectral.
- Os dados são fornecidos em formato de tabela com valores de comprimento de onda (Å) e fluxo ($\text{erg}/\text{cm}^2/\text{s}/\text{Å}$).

2) Automática: Podemos obter a SED dos objetos de interesse fornecendo ao VOSA uma tabela de dados no formato ASCII ou VoTable (vide Tabela 3.5), contendo os seguintes campos⁶: nome do objeto, coordenadas (AR e Dec, ambos em graus), a distância do objeto (em parsec) e a extinção visual (A_V). Para mais detalhes sobre

³O Sesame está disponível através do link <http://cds.u-strasbg.fr/cgi-bin/Sesame>

⁴SIMBAD é a sigla para “*Set of Identifications, Measurements and Bibliography for Astronomical Data*”. Disponível em: <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

⁵O VizieR é um catálogo astronômico mantido pelo *Centre de données astronomiques de Strasbourg* e encontra-se disponível em: <https://vizier.u-strasbg.fr/>

⁶O formato da tabela de dados utilizado por nós é mais simplificado, pois para gerar a SED não necessitamos fornecer todos os campos no arquivo de entrada. Os parâmetros desnecessários são preenchidas como “—”

como formatar o arquivo e sobre as informações dos campos/colunas, veja <http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/vosa/helpw4.php?otype=star&what=format#>.

| object | A.R | Dec | dist | A_V | filter |
|----------|----------|----------|--------------------|-------|--------|
| BD+15793 | 80.3561 | 16.0288 | 574.17 ± 18.37 | — | — |
| HIP85034 | 260.6934 | -25.5576 | 644.83 ± 22.32 | — | — |
| MWC1085 | 358.0505 | 67.1687 | 791.22 ± 16.60 | — | — |

Tabela 3.5: Exemplo de arquivo de entrada para o VOSA.

3.5.2 OASI/IMPACTON

Como descrito na [Seção 1.6](#), as estrelas Be são variáveis. Essa característica pode ser observada tanto por via da espectroscopia, por meio de variações dos perfis de linha das estrelas, quanto por via da fotometria, onde podemos observar mudanças do fluxo da estrela em um determinado filtro ao longo do tempo (curvas de luz). Pensando nisso, foi feita uma colaboração com a Dra. Daniela Lazzaro (ON) e obtivemos acesso a 3 noites de observação por mês, entre 2017 e início de 2019 com o telescópio de 1 m do Observatório Astronômico do Sertão de Itaparica (OASI, ON/MCTI) em Pernambuco, que é dedicado ao projeto IMPACTON que visa observar asteroides próximos da Terra. Os resultados das nossas observações encontram-se disponíveis no [Apêndice C](#).

Instrumentação

O OASI conta com um telescópio AstroOptik ([Figura 3.6](#)) do tipo alto-azimutal de 1 m de diâmetro ($f/8$), uma roda de filtros contendo o filtro R (658 nm) do sistema Johnson e duas câmeras resfriadas termo-eletricamente (pastilha peltier): a Alta U42 de 2048×2048 pixels e a Alta U47 de 1024×1024 pixels, que proporcionam um campo de visão de $11,8' \times 11,8'$ e $5,9' \times 5,9'$ respectivamente. A escala de placa obtida é de $0''.343$ por pixel para ambas as câmeras ([Lazzaro et al., 2012](#)).

Amostra de objetos e observações

O acesso ao telescópio e aos programas de aquisição e apontamento é feito remotamente desde a sala de observação da COAST/ON, por meio do programa *Team-Viewer*. Os objetos selecionados para as observações foram obtidos da nossa amostra principal de estrelas observadas pelo levantamento APOGEE, levando em consideração a visibilidade durante a época de observação. No total foram observadas 24 estrelas da nossa amostra original, desse total, 21 estrelas são suspeitas de serem binárias. Essa

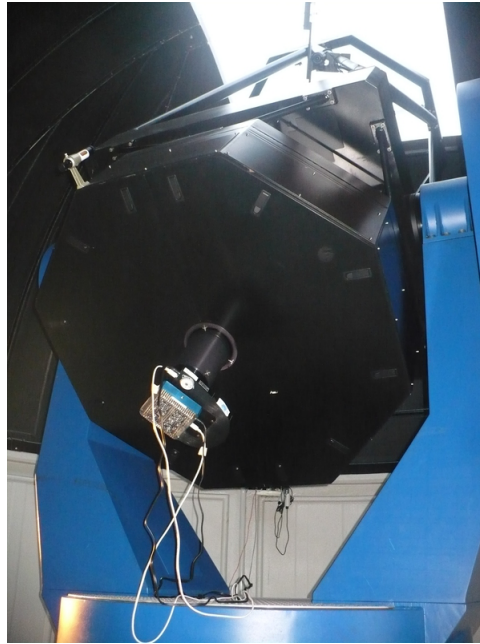


Figura 3.6: Telescópio do projeto OASI acoplado à roda de filtros e ao CCD resfriado termo-eletricamente. Extraído de: <https://tinyurl.com/yxpq39oe>

pequena quantidade está relacionada a alguns problemas como condições climáticas adversas, problemas técnicos, estrelas muito brilhantes da amostra ($R_{mag} < 5$) e ausência de outros objetos dentro do campo visual da estrela. Além das imagens de ciência, nós também obtivemos imagens de calibração como bias, dark e flatfield (10 imagens por noite) necessárias no processo de redução dos dados.

Redução dos dados

O processo de redução dos dados foi feito utilizando o pacote *Astropop* (Cagnolo, 2019) desenvolvido pelo nosso grupo de trabalho. Esse pacote escrito em linguagem Python e de código aberto⁷, faz a redução automática ao fornecer as imagens de ciência e de calibrações. Um resumo do processo de redução é apresentado a seguir:

- Leitura dos dados de ciência e de calibração.
- Extração de raios cósmicos das imagens de ciência.
- Combinação dos dados de calibração (masterbias, masterflats e masterdark).
- Correção das imagens de ciência pelas imagens de calibração.

⁷O pacote *Astropop* encontra-se disponível no github através do endereço: <https://github.com/juliotux/astropop>.

- Alinhamento das imagens de ciência.
- Detecção das fontes nas imagens.
- Calibração astrométrica.
- Identificação das fontes através de catálogos fotométricos.
- Criação de uma tabela de dados com os resultados.

Lamentavelmente os dados obtidos não foram suficientes para obter curvas de luz que pudessem indicar se as estrelas variavam ao longo do tempo devido à pouca cobertura temporal. Sendo assim, optamos por somar as exposições obtidas ao longo de uma noite, aumentando assim o sinal ruído tanto da estrela de ciência quanto das demais estrelas contidas no campo de visão. Para a determinação da magnitude no filtro R da estrela de ciência nós utilizamos as estrelas do campo (que possuíam dados fotométricos no filtro R públicos) como estrelas de calibração. Os resultados obtidos por meio dessa análise encontram-se no [Apêndice C](#) porém devem ser vistos com cautela, pois não temos uma verificação se as estrelas de calibração utilizadas são variáveis ou não. Devido a essa incerteza nos resultados, também não utilizamos esses dados fotométricos na modelagem da SED.

3.6 Amostra total de Objetos

Como descrito ao longo deste Capítulo, nós tivemos acesso aos dados de estrelas Be utilizando diferentes instrumentos. Inicialmente foi feita uma filtragem com o objetivo de garantir que somente estrelas sem indícios de binaridade ou multiplicidade fossem modeladas pela BeAtlas, o que reduziu a nossa amostra de 202 para 102 objetos. (a lista de estrelas identificadas como sendo parte de sistemas binários ou múltiplos na literatura e aquelas descobertas por nós através do uso da técnica de interferometria speckle encontra-se descrita em detalhes no [Capítulo 4](#)). A amostra principal é composta por espectros no infravermelho próximo (banda H) obtidos pelo levantamento APOGEE, onde modelamos as linhas de Brackett 11 e Brackett 13. Duas sub-amostras de objetos foram extraídas da amostra principal, a primeira delas foi observada com o espectrógrafo FEROS, obtendo espectros ópticos que utilizaremos para modelar a linha de $H\alpha$ (ver [Seção 3.3](#)) e a segunda sub-amostra foi observada com o telescópio do projeto IMPACTON (ver [Seção 3.5](#)).

Para todos esses objetos, nós modelamos a SED a partir dos dados obtidos com o VOSA (ver [Seção 3.5](#)).

A Tabela 3.6 contém a lista completa dos objetos estudados nessa tese e que são modelados com a BeAtlas. Nessa tabela indicamos os instrumentos com os quais foram observadas cada uma das estrelas. Na coluna 1 temos a identificação de cada objeto; nas colunas 2 e 3 as coordenadas dos objetos; na coluna 4 a magnitude na banda H ; na coluna 5 temos o tipo espectral dado pelo SIMBAD; as colunas 6, 7 e 8 indicam se o objeto foi observado pelo APOGEE (A), FEROS (F) ou IMPACTON (I) respectivamente.

Tabela 3.6: Amostra de objetos.

| Estrela | R.A (J2000) | DEC (J2000) | m_H (mag) | MK | A | F | I |
|--------------------------|----------------|----------------|----------------|---------|---|---|---|
| TYC 4306-1125-1 | 00 08 02.95 | +73 32 35.61 | 9.12 | B8V | X | | |
| MWC 5 | 00 20 17.42 | +62 27 49.95 | 8.02 | B0.5IV | X | | |
| BD+66 64 | 00 50 18.09 | +67 10 37.83 | 8.59 | Be | X | | |
| TYC 4029-428-1 | 00 57 33.23 | +67 09 33.97 | 9.59 | Be | X | | |
| WISE J010622.53+621031.2 | 01 06 22.54 | 62 10 31.23 | 12.70 | Be | X | | |
| TYC 3683-1262-1 | 01 35 57.34 | +58 09 12.93 | 9.84 | Be | X | | |
| TYC 3692-1234-1 | 01 54 25.23 | +56 51 05.98 | 10.32 | Be | X | | |
| TYC 3692-1671-1 | 01 59 01.97 | +57 25 52.12 | 10.61 | Be | X | | |
| TYC 3690-1236-1 | 02 25 05.92 | +55 15 03.23 | 10.58 | Be | X | | |
| TYC 4056-415-1 | 02 53 44.56 | +64 43 07.01 | 9.29 | Be | X | | |
| TYC 4060-96-1 | 03 03 09.36 | +66 54 22.49 | 8.40 | Be | X | | |
| TYC 3320-1906-1 | 03 25 00.06 | +50 29 39.43 | 9.43 | B7 | X | | |
| TYC 4076-1300-1 | 04 12 54.27 | +66 47 20.37 | 10.01 | — | X | | |
| TYC 3727-1849-1 | 04 25 41.76 | +56 15 29.39 | 9.44 | Be | X | | |
| WISE J044231.14+383046.9 | 04 42 31.14 | 38 30 46.99 | 10.45 | Be | X | | |
| VES 828 | 04 43 20.65 | +47 54 38.56 | 10.90 | Be | X | | |
| BD+43 1049 | 04 45 49.39 | +43 23 30.43 | c8.04 | B3V | X | | |
| TYC 2395-1302-1 | 04 48 06.51 | +33 59 16.00 | 10.43 | — | X | | |
| TYC 2400-1784-1 | 05 00 35.47 | +35 52 17.01 | 10.40 | Be | X | | |
| TYC 1846-17-1 | 05 11 32.82 | +24 08 02.91 | 9.60 | Be | X | X | |
| ALS 8227 | 05 12 24.67 | +48 16 53.79 | 10.27 | OB- | X | | |
| BD+47 1108 | 05 12 42.99 | +47 54 27.21 | 9.58 | A0 | X | | |
| MWC 488 | 05 16 46.74 | +30 22 45.62 | 8.50 | A0e | X | | |
| TYC 1283-1360-1 | 05 17 56.43 | +15 19 21.14 | 10.62 | Be | X | | |
| BD+38 1116 | 05 19 43.75 | +38 20 30.40 | 9.65 | Be | X | | |
| BD+15 793 | 05 21 25.45 | +16 01 43.99 | 8.64 | B9V | X | | |
| MWC 753 | 05 23 14.90 | +37 42 53.66 | 9.58 | Be | X | | |
| BD+16 767 | 05 24 09.39 | +16 33 45.59 | 7.55 | A0 | X | | |
| MWC 494 | 05 25 17.82 | +29 36 53.60 | 7.95 | B1Ve | X | | X |
| MWC 109 | 05 25 44.78 | +35 38 49.91 | 7.85 | B1Vpe | X | | |
| BD+13 895 | 05 27 17.79 | +13 08 56.91 | 9.41 | B8 | X | | |
| TYC 3359-985-1 | 05 34 12.40 | +45 16 40.84 | 8.17 | B9 | X | | |
| BD+32 1046 | 05 36 15.56 | +32 57 14.56 | 9.79 | Be | X | | |
| TYC 1310-2084-1 | 05 39 42.49 | +22 15 28.06 | 9.97 | Be | X | | |
| MWC 125 | 05 44 56.24 | +21 27 38.47 | 8.38 | B1V | X | | |
| BD+29 981 | 05 45 20.89 | +29 09 28.05 | 9.16 | Be | X | | |
| TYC 2405-1358-1 | 05 45 37.13 | +30 07 25.31 | 9.82 | Be | X | | |
| BD+22 1147 | 06 02 41.05 | +22 02 48.29 | 8.00 | Be | X | | |
| BD+27 981 | 06 06 38.72 | +27 54 03.78 | 9.96 | Be | X | | |
| MWC 795 | 06 12 13.87 | +20 00 03.47 | 10.44 | Be | X | | |
| MWC 135 | 06 12 16.60 | +20 05 09.77 | 8.92 | B2Vnn | X | | |
| TYC 2934-118-1 | 06 12 34.96 | +41 45 09.66 | 10.24 | Be | X | | |
| MWC 807 | 06 27 36.15 | +18 15 47.72 | 9.38 | B5e | X | | |
| MWC 149 | 06 33 32.23 | +08 20 08.08 | 7.78 | B0.5Vne | X | | |
| Hen 3-14 | 06 33 43.51 | -32 02 48.62 | 9.65 | B8 | X | X | |
| TYC 158-270-1 | 06 35 10.41 | +06 34 18.07 | 9.42 | B8III | X | X | |
| TYC 4812-2496-1 | 06 46 05.65 | -05 58 10.90 | 9.97 | Be | X | | |
| MWC 825 | 06 52 53.05 | -10 00 26.92 | 8.97 | B9e | X | | |
| MWC 828 | 06 54 58.82 | -03 42 01.28 | 7.88 | B1IIIe | X | | |
| BD+04 1529 | 06 59 13.43 | +04 27 17.90 | 9.08 | B9V | X | | |

Tabela 3.6 – continuação.

| Estrela | R.A. ¹ (J2000) | DEC ¹ (J2000) | m _H ¹ (mag) | MK | A | F | I |
|--------------------------|------------------------------|-----------------------------|--------------------------------------|----------|---|---|---|
| AS 188 | 07 56 42.88 | -23 52 58.73 | 9.26 | Be | X | | |
| CD-44 9840 | 15 05 13.93 | -44 55 15.03 | 8.56 | B8V | X | | |
| CP-45 8706 | 17 36 13.82 | -45 33 02.94 | 10.03 | B9 | X | | |
| ALS 14428 | 17 37 13.83 | -45 09 26.64 | 8.19 | B1Ve | X | | |
| AS 238 | 17 43 23.43 | -27 15 41.15 | 7.67 | B8 | X | | |
| 88 Her | 17 50 03.34 | +48 23 38.95 | 6.91 | B6IIIsh | X | | |
| TYC 7378-989-1 | 17 51 59.26 | -30 29 41.04 | 8.29 | B8 | X | X | |
| TYC 6849-617-1 | 17 52 13.95 | -27 44 25.71 | 9.22 | B8 | X | X | |
| AS 251 | 17 53 11.91 | -28 57 28.50 | 9.96 | OBe | X | | |
| WISE J180001.75-232306.2 | 18 00 01.76 | -23 23 07.13 | 10.70 | Be | X | | |
| SS 338 | 18 00 08.40 | -23 56 57.38 | 9.65 | B8e: | X | | |
| SS 339 | 18 01 18.42 | -27 21 49.82 | 10.71 | A | X | | |
| BD-09 4644 | 18 04 27.14 | -09 58 11.33 | 8.01 | B9/A0III | X | | |
| TYC 6854-2016-1 | 18 05 27.11 | -29 21 57.33 | 10.01 | B3/5 | X | X | |
| Hen 3-1600 | 18 08 48.94 | -18 58 34.42 | 7.90 | B9V | X | | |
| Hen 3-1606 | 18 09 53.28 | -23 02 25.22 | 9.66 | B8Ib/II | X | | |
| MWC 911 | 18 12 38.47 | -27 08 29.25 | 9.15 | B5nne | X | | |
| BD-21 4920 | 18 14 43.89 | -21 37 59.69 | 9.03 | B9(IV) | X | X | |
| GSC 06269-02665 | 18 17 34.92 | -18 42 28.14 | 9.68 | B8 | X | | |
| MWC 919 | 18 20 17.16 | -32 20 37.34 | 8.16 | B8II/III | X | | |
| Hen 3-1671 | 18 20 19.47 | -32 40 46.86 | 9.28 | B9 | X | | |
| TYC 5681-151-1 | 18 22 01.26 | -10 48 04.09 | 10.61 | Be | X | | |
| BD-14 5035 | 18 24 59.68 | -14 06 40.89 | 8.99 | B9.5III | X | | |
| TYC 6266-143-1 | 18 28 39.09 | -15 12 08.79 | 10.49 | Be | X | | |
| WISE J182959.95-090837.6 | 18 29 59.96 | -09 08 37.56 | 10.76 | Be | X | | |
| BD-07 4630 | 18 35 58.79 | -07 44 30.71 | 8.96 | Be | X | | |
| WISE J183827.65-101421.1 | 18 38 27.66 | -10 14 21.06 | 10.64 | Be | X | | |
| GSC 05692-00540 | 18 38 58.19 | -08 27 46.46 | 10.45 | Be | X | | |
| BD-07 4647 | 18 39 58.99 | -07 33 13.74 | 9.642 | B5 | X | | |
| TYC 5121-940-1 | 18 40 21.20 | -04 55 12.74 | 10.30 | Be | X | | |
| WISE J184125.48-053403.7 | 18 41 25.52 | -05 34 03.37 | 10.90 | Be | X | | |
| TYC 5126-2325-1 | 18 45 10.51 | -05 45 12.06 | 10.73 | Be | X | | |
| BD-10 4799 | 18 46 46.51 | -10 21 52.36 | 10.09 | Be | X | | |
| BD-05 4897 | 19 10 41.49 | -05 42 58.15 | 9.24 | B8II/III | X | | |
| MWC 981 | 19 20 05.15 | -01 35 46.88 | 7.97 | B5Vnne | X | | X |
| BD-05 4997 | 19 32 28.17 | -04 54 28.45 | 8.72 | — | X | | |
| AS 367 | 19 52 51.42 | +22 14 22.64 | 8.96 | B3Ve | X | | X |
| BD+26 3733 | 19 56 22.31 | +26 26 25.85 | 9.44 | B8 | X | | |
| BD+21 3985 | 19 57 12.20 | +21 58 54.14 | 9.87 | Be | X | | |
| AS 394 | 20 15 15.25 | +36 54 56.17 | 9.89 | OB-e | X | | |
| Hen 3-1876 | 20 18 41.71 | +37 59 10.63 | 9.70 | OB | X | | |
| BD+20 4657 | 20 38 30.16 | +21 19 43.95 | 9.59 | B8 | X | | |
| BD+50 3188 | 20 45 08.70 | +50 33 00.32 | 9.31 | OB- | X | | |
| TYC 3586-282-1 | 20 46 14.37 | +50 39 00.51 | 9.19 | Be | X | | |
| TYC 3583-670-1 | 20 53 56.94 | +50 05 29.38 | 9.70 | Be | X | | |
| AS 478 | 21 52 03.06 | +58 53 12.38 | 10.35 | Be | X | | |
| TYC 3617-2074-1 | 21 56 31.27 | +50 41 24.93 | 10.11 | Be | X | | |
| TYC 4463-1138-1 | 22 16 58.66 | +67 38 45.06 | 9.89 | — | X | | |
| MWC 1059 | 22 24 52.95 | +52 07 58.33 | 8.68 | B8 | X | | |
| SS 453 | 22 25 22.48 | +56 42 38.36 | 10.20 | B | X | | |
| MWC 1062 | 22 27 51.93 | +63 00 09.06 | 8.80 | B8 | X | | |
| BD+55 2936 | 23 18 11.31 | +55 50 35.68 | 9.25 | Be | X | | |

Capítulo 4

Identificação de Binárias

Neste Capítulo apresentamos um refinamento da nossa amostra através da identificação de sistemas binários ou múltiplos, para os quais não aplicaremos o BeAtlas. Na Seção 4.1, apresentaremos a técnica de interferometria speckle, obtenção dos dados e o processo de redução. Na Seção 4.2 apresentamos a amostra de objetos observadas utilizando a interferometria speckle no OPD e no OAN. Na Seção 4.3 descrevemos a filtragem que realizamos em nossa amostra inicial para remover objetos suspeitos ou confirmados de serem binárias e finalmente na Seção 4.4 apresentamos os artigos publicados.

4.1 Interferometria Speckle

4.1.1 Introdução

Há uma discussão na literatura sobre o papel da binaridade no aparecimento do fenômeno Be. Alguns autores sugerem que a transferência de massa entre as componentes de sistemas próximos, onde a estrela primária é uma estrela do tipo B, possa ser responsável pela formação do disco (Kriz & Harmanec, 1975; Plavec, 1976; Peters, 1982; Baade, 1992). No entanto, esse cenário provavelmente não é verdadeiro para sistema binários de longo período, porque é muito improvável que a transferência de massa ocorra devido à grande distância entre seus componentes, mesmo que gravitacionalmente ligados.

Considerando que a grade de modelos BeAtlas destina-se somente para estrelas Be simples, a identificação de sistemas binários ou múltiplos é importante para o nosso trabalho. A separação desses objetos da amostra final a ser modelada, e cujos resultados serão apresentados no próximo capítulo, foi feita com base em informações da literatura

ou através de nossas observações utilizando a técnica de interferometria speckle.

Neste sentido, em colaboração com o meu coorientador Dr. Carlos Alberto Guerrero Peña, pesquisador associado do Instituto de Astronomía da UNAM (Universidad Nacional Autónoma de México), México, utilizamos a técnica de interferometria speckle, que permite identificar possíveis novas companheiras com separações angulares próximas ao limite de difração do telescópio utilizado.

Como não se trata de uma técnica que demande uma instrumentação cara e sofisticada, entramos em contato com a equipe técnica do Observatório do Pico dos Dias, operado e mantido pelo Laboratório Nacional de Astrofísica (OPD/LNA) para consultar a viabilidade da implementação da interferometria speckle no telescópio Perkin-Elmer de 1,6 m. Felizmente a resposta foi positiva e com o auxílio do técnico Rodrigo Campos, foram feitas as modificações tanto na parte óptica quanto na parte mecânica, que incluíram a utilização do CCD ultra-rápido iXon 888 Ultra, capaz de obter imagens com uma frequência superior a 50 Hz, combinada com uma lente Barlow 3x que proporciona um aumento da distância focal do telescópio de $f/10$ para $f/30$ e uma escala de placa de $\sim 0''.046$ por pixel. Além disso, foi necessário desenvolver um script para ser utilizado no programa de aquisição de dados, com o objetivo de incluir parâmetros no header das imagens, necessários para o processo de redução. Desde o início da implementação da técnica no OPD, foram realizadas várias missões de observação, compreendidas entre março de 2017 e julho de 2019.

Como primeiro resultado desta colaboração, publicamos em dezembro de 2018 um artigo no MNRAS intitulado: “*First speckle interferometric measurements at the Observatório do Pico dos Dias of the Laboratório Nacional de Astrofísica*” (Guerrero et al., 2018b), do qual eu sou o segundo autor e onde apresentamos os resultados da observação de um conjunto de estrelas do [Washington Double Star Catalogue \(WDS\)](#), vide [Seção 4.4.1](#). Vale destacar nesse trabalho a descoberta de quatro novos pares observados em estrelas binárias já conhecidas, transformando-as em sistemas triplos. Este trabalho marcou a implementação da técnica de interferometria speckle no OPD/LNA, que pode ser acessada por toda a comunidade astronômica brasileira.

O segundo estudo realizado também no OPD/LNA, através da técnica de interferometria speckle, foi a observação de uma amostra de estrelas Be durante os anos de 2017, 2018 e 2019. Os resultados dessas observações, em especial a identificação de três novas estrelas duplas e quatro novas companheiras em sistemas múltiplos já conhecidos, estão contidos em um segundo artigo, do qual eu sou o primeiro autor, intitulado: “*Identification of stellar companions via speckle interferometry in a sample of Be stars*” (Souza, Guerrero & Borges Fernandes, 2020), publicado na revista *The Astronomical Journal*, vide [Seção 4.4.2](#).

Durante o período entre 19 de outubro e 24 de novembro de 2018 fiz uma visita de colaboração ao Instituto de Astronomia da UNAM, com sede em Ensenada, Baja California, México, para trabalhar com o Dr. Carlos Guerrero, visando aprender todos os detalhes da obtenção e redução de dados de interferometria speckle. Neste período eu participei de duas missões no Observatório Astronómico Nacional (OAN), onde observamos uma segunda amostra de estrelas Be, também através da técnica de interferometria speckle, localizadas especialmente no hemisfério norte. Além disso, participei diretamente de todo o processo de redução e análise dos dados e um artigo está em preparação. Como outro resultado dessa visita, em maio de 2021 publicamos o artigo intitulado: “*Speckle Interferometry at the OAN-SPM México: Multiband Astrometry of Double Stars Measured in 2018 and 2019*” (Guerrero et al., 2021), do qual eu sou o terceiro autor. Nesse artigo apresentamos resultados da observação de estrelas do WDS observáveis desde o hemisfério norte, vide Seção 4.4.3. Neste artigo destacamos a publicação de 2101 medidas astrométricas e, pela primeira vez, 2027 medições fotométricas de 631 pares.

4.1.2 A Técnica

Idealmente, a máxima resolução angular que um telescópio pode alcançar, ou seja, a sua capacidade de separar duas fontes muito próximas, é dada pelo limite de difração de Fraunhofer, definido como:

$$\text{sen}(\theta) = 1,22 \frac{\lambda}{D}, \quad (4.1)$$

que para ângulos muito pequenos podemos aproximar por:

$$\theta \approx 1,22 \frac{\lambda}{D}, \quad (4.2)$$

onde θ é a resolução angular, em outras palavras, a separação angular mínima que pode ser observada (em radianos), λ é o comprimento de onda da luz observada (em metros) e D é o diâmetro da abertura do telescópio (em metros).

Uma estrela observada a partir da Terra pode ser considerada como uma fonte de luz pontual devido à grande distância em que se encontra, de tal forma que idealmente no detector se forma um disco de difração de Airy (Figura 4.1a). No entanto, quando observamos uma estrela com um grande tempo de exposição ($t > 1$ s), vemos uma imagem borrada, não uniforme, que forma o chamado “*disco de seeing*” (Figura 4.1b). Esse efeito é produzido pela turbulência da atmosfera da Terra que distorce a imagem, fazendo com que resoluções menores do que $\sim 1''$ não possam ser alcançadas, mesmo

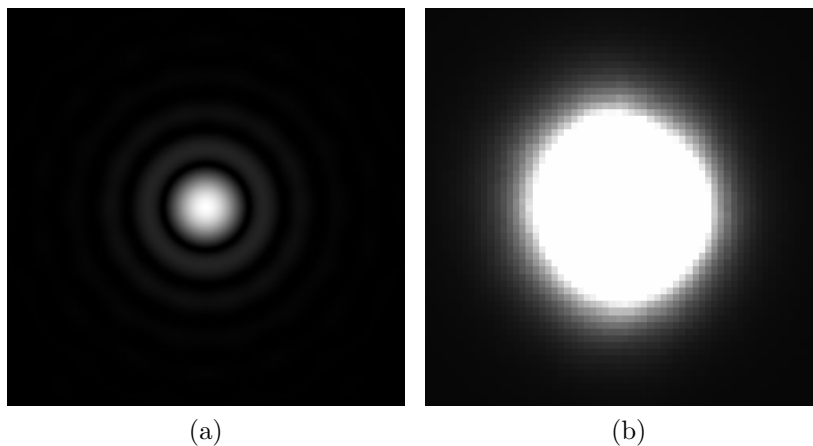


Figura 4.1: (a) Disco de airy (imagem extraída de <https://tinyurl.com/yyvcd273>); (b) disco de *seeing* da estrela HD174886, onde essa imagem de longa exposição (20 segundos) foi obtida utilizando o telescópio Perkin-Elmer de 1,6 m do Observatório do Pico dos Dias. Essa imagem corresponde a soma das 1000 imagens de 20 ms tomadas e armazenadas em um cubo de dados.

nos melhores sítios astronômicos (Borgnino, 2004).

A introdução da técnica de interferometria speckle por Labeyrie (1970) possibilitou atingir uma resolução muito próxima do limite de difração. Ela consiste em obter imagens sequenciais do objeto de interesse utilizando grandes ampliações e tempos de exposição curtos, menores do que o tempo de coerência atmosférico (em torno de 20 ms para a região do óptico). Essas imagens apresentam uma estrutura granulada (também chamada de “speckle”, termo que dá nome à técnica) que é um padrão de interferência criado a partir de flutuações aleatórias da fase da frente de onda da luz proveniente de uma estrela (Figura 4.2a, 4.2b e 4.2c).

O curto tempo de exposição de cada imagem tem por objetivo “congelar” o efeito da atmosfera, para estudar a estrutura de interferência, que preserva a informação de alta resolução sobre a fonte. Entretanto, isto limita a sensibilidade do telescópio, não permitindo a observação de estrelas mais fracas do que $V \sim 12,5$ para o telescópio de 1,6 m do OPD/LNA.

A Tabela 4.1 fornece as resoluções limites obtidas nos filtros V , R e I do sistema Johnson para telescópios de diferentes aberturas. Podemos notar que a resolução limite que podemos atingir no OPD é maior inclusive do que a resolução limite do satélite Gaia que é de $0''.4$ (Brown et al., 2018). Outra conclusão importante é que até mesmo telescópios de pequeno porte conseguem atingir uma resolução melhor do que o seeing médio.

Ao observar uma estrela, uma imagem $I(x,t)$ é formada no plano focal x do telescópio e gravada pelo detector em um dado instante de tempo t . Essa imagem

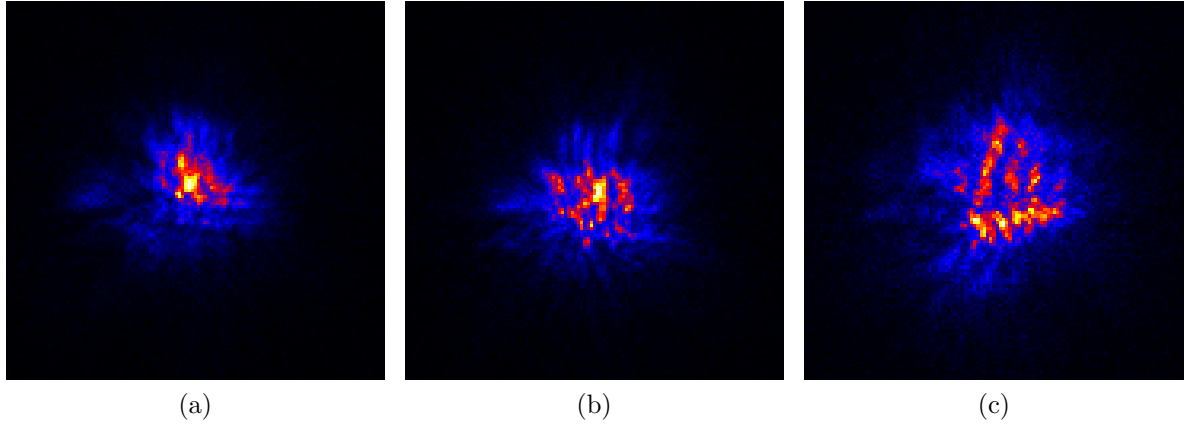


Figura 4.2: Sequência de 3 imagens (“Specklegrams”) tomadas com tempo de exposição de 20 ms obtidas para a estrela HD174886 utilizando o telescópio Perkin-Elmer de 1,6-m do Observatório do Pico dos Dias. A variação observada entre as imagens é causada devido à rápida variação da turbulência atmosférica com o tempo.

| Observatório | primário (<i>m</i>) | Resolução dos Filtros | | |
|-----------------------|--------------------------|-----------------------|------------|------------|
| | | V (517 nm) | R (596 nm) | I (824 nm) |
| “Amador” ¹ | 0,3 | 0,43” | 0,50” | 0,69” |
| USNO ² | 0,7 | 0,18” | 0,21” | 0,30” |
| OPD ³ | 1,6 | 0,074” | 0,081” | 0,11” |
| OAN ⁴ | 2,1 | 0,053” | 0,062” | 0,088” |
| SOAR ⁵ | 4,1 | 0,013” | 0,036” | 0,050” |

Tabela 4.1: Resoluções limites obtidas nos filtros *V*, *R* e *I* de Johnson utilizando telescópios de diferentes aberturas e que possuem trabalhos publicados na literatura utilizando a técnica de interferometria speckle. 1 - [White et al. \(2018\)](#); 2 - [Mason & Hartkopf \(2017\)](#); 3 - [Guerrero et al. \(2018b\)](#); 4 - [Guerrero et al. \(2018a\)](#) e 5 - [Tokovinin et al. \(2019\)](#)

corresponde à convolução da função de espalhamento pontual, ou PSF (do inglês “*Point Spread Function*”) que é uma função que descreve como a luz proveniente de uma fonte pontual se distribui no plano da imagem ao passar pela atmosfera, aqui denominada como $P(x,t)$, e da distribuição de brilho real de um objeto pontual $O(x)$ antes de passar pela atmosfera, ou seja:

$$I(x,t) = O(x) * P(x,t). \quad (4.3)$$

Uma representação esquemática da [equação 4.3](#) é mostrada na [Figura 4.3](#). É importante salientar que a atmosfera preserva o fluxo total emitido pelo objeto, apenas espalhando-o entre os pixels do detector.

De acordo com a teoria da convolução, a transformada de Fourier de uma convolução corresponde à multiplicação escalar no espaço de frequências u , ponto a ponto

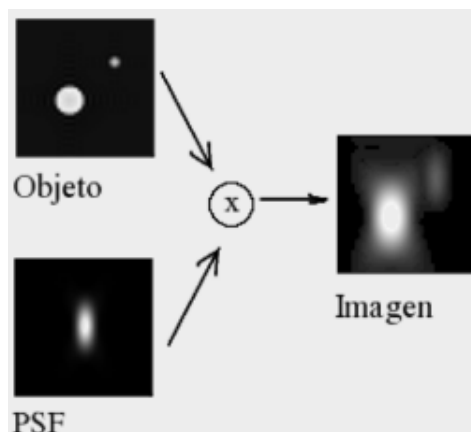


Figura 4.3: Representação esquemática da equação 4.3. Imagem cedida em comunicação privada pelo Dr. Carlos Guerrero.

das transformadas de Fourier de $O(x)$ e $P(x,t)$, tal que:

$$\hat{I}(u,t) = \hat{O}(u) \cdot \hat{P}(u,t), \quad (4.4)$$

e finalmente a imagem real do objeto pode ser obtida por:

$$\hat{O}(u) = \frac{\hat{I}(u,t)}{\hat{P}(u,t)}. \quad (4.5)$$

Entretanto, algumas considerações a respeito da equação 4.5 devem ser feitas: (1) a imagem $\hat{I}(u,t)$ é bastante ruidosa ($S/N \sim 1$) devido ao curto tempo de exposição, o que torna difícil a detecção de companheiras muito fracas e (2) a função $\hat{P}(u,t)$ é difícil de ser determinada, além de poder conter zeros.

A solução com relação a (1) pode ser obtida tomando uma grande quantidade de imagens (~ 1000) e depois combinando todas elas. Em relação a (2), algumas propostas foram inicialmente feitas. Dentre elas, está a utilização de uma média simples das imagens, entretanto isso não é possível, pois a transformada de Fourier retorna números complexos. Outra tentativa foi utilizar somente a parte real da transformada de Fourier, porém isso acarretaria na perda de resolução angular. Labeyrie (1970) então propôs como solução utilizar o espectro de potências (PS) da imagem, que é dado pelo quadrado do módulo da transformada de Fourier da imagem, ou seja, $|\hat{I}(u,t)|^2$ e também a sua média $\langle |\hat{I}(u,t)|^2 \rangle$ para o caso de múltiplas imagens.

Uma vez que a PSF varia lentamente com o tempo de coerência atmosférico, podemos considerar a distribuição de brilho do objeto de ciência durante o tempo de

observação e reescrever a equação 4.4 como:

$$\langle |\hat{I}_{obj}|^2 \rangle = |\hat{O}_{obj}|^2 \cdot \langle |\hat{P}_{obj}|^2 \rangle. \quad (4.6)$$

Além disso, podemos observar uma estrela de referência próxima (não binária) antes ou depois da observação do objeto de ciência. Uma vez que a distribuição de brilho de uma estrela de referência, por ser uma fonte pontual, é um delta de Dirac, e sua transformada de Fourier é igual a 1, a equação 4.6 para a estrela de referência é dada por:

$$\langle |\hat{I}_{ref}|^2 \rangle = 1 \cdot \langle |\hat{P}_{ref}|^2 \rangle \approx \langle |\hat{P}_{obj}|^2 \rangle. \quad (4.7)$$

Substituindo a equação 4.7 na equação 4.6 e colocando a distribuição de brilho do objeto de ciência em evidência temos:

$$|\hat{O}_{obj}|^2 \approx \frac{\langle |\hat{I}_{obj}|^2 \rangle}{\langle |\hat{I}_{ref}|^2 \rangle}. \quad (4.8)$$

O espectro de potência do objeto já contém informações importantes a respeito do sistema binário ou múltiplo observado (Figura 4.4a). A direção das franjas nos dá informação do ângulo de posição do sistema (θ), enquanto que a distância entre as franjas é inversamente proporcional à separação angular (ρ) entre as componentes do sistema e por fim, o contraste entre as franjas está relacionado com a diferença de magnitudes (Δm) entre as componentes do sistema.

Uma vez que obtemos o conjunto de imagens de uma estrela (contendo 1000 imagens sequenciais com 20 ms cada), o PS é obtido calculando o valor quadrático do módulo da transformada rápida de Fourier (FFT)¹ de cada uma das imagens, ou seja:

$$PS(u) = \sum_{i=1}^n \left| \hat{I}_i(u) \right|^2. \quad (4.9)$$

Ao aplicarmos a transformada de Fourier ao espectro de potências, iremos obter a chamada função de autocorrelação do objeto (ACF). A grande vantagem de se trabalhar com a ACF é que ela preserva as informações do PS e fornece uma representação mais clara. A imagem ACF (Figura 4.4b) contém máximos, sendo aquele localizado na região central (0,0) correspondente à frequência da componente principal, enquanto que os máximos secundários (que podem representar uma ou mais companheiras) constituem de pares simétricos em relação ao pico central e apresentam uma ambiguidade

¹A transformada rápida de Fourier é um algoritmo capaz de calcular a transformada de Fourier de forma eficiente, reduzindo consideravelmente o tempo de computação.

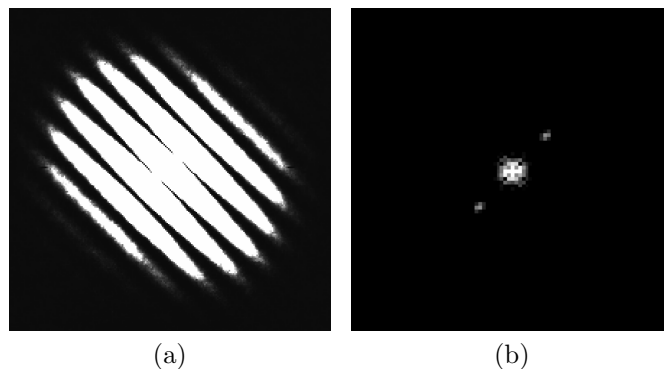


Figura 4.4: (a) Espectro de potência (PS) e (b) função de autocorrelação (ACF) do sistema binário WDS 20351-0436. O ângulo de posição e a separação angular do sistema são respectivamente: $224,6^\circ \pm 1,6^\circ$ e $0,68'' \pm 0,02''$.

de 180° em relação ao ângulo de posição (veja [subseção 4.1.2](#)). Para eliminar essa ambiguidade é criada uma imagem de alta resolução a partir de uma quantidade de frames obtidos. Esse método, no entanto, funciona quando a diferença em magnitude entre as componentes do sistema é grande, caso contrário é impossível fazer uma distinção. Para esses casos adotamos a medida mais próxima contida no catálogo WDS (caso disponível) ou simplesmente indicamos que não foi possível distinguir e indicamos isso com um aviso (flag) deixando claro a ambiguidade no quadrante.

Reconstrução de fase

Quando calculamos a transformada rápida de Fourier para cada uma das imagens de uma estrela binária ou múltipla, acabamos por perder a fase do ângulo de posição. Isso ocorre devido à simetria gerada em relação ao centro da imagem. A recuperação a fase pode ser feita de três maneiras: (1) algoritmo de Knox-Thompson ([Knox & Thompson, 1974](#)) ; (2) algoritmo de Lohmann and Weigelt ([Lohmann, Weigelt & Wirtitzer, 1983](#)) e (3) método shift-and-add ([Baba et al., 1985](#)) que consiste em identificar o pixel mais brilhante em cada imagem, deslocar a imagem, tal que o pixel mais brilhante esteja no centro da mesma e finalmente somar todas as imagens. Essa última forma é o que utilizamos em nosso trabalho.

4.1.3 Obtenção dos dados

Câmera e outros equipamentos

A técnica de interferometria speckle requer grandes distâncias focais ($f/30$), obtendo assim grandes ampliações e pequenos valores na escala de placa do detector. Para tal, uma lente Barlow é acoplada no caminho óptico do telescópio. Além disso, uma

roda com os filtros V , R e I posicionada entre a lente Barlow e o detector, também é utilizada para obter um conjunto de 1000 imagens do objeto de ciência (cubo de dados) em cada uma dessas 3 bandas. A utilização desses 3 filtros é importante devido às diferentes resoluções e sensibilidades que proporcionam, permitindo até mesmo que companheiras possam ser identificadas em um filtro e não em outro. Com relação a câmera, ela precisa atender a 3 requisitos importantes:

- Tamanho do pixel - Uma vez que estamos trabalhando com alta resolução, a escala de pixels deve ter um tamanho equivalente ao elemento de difração λ/D .
- Obtenção de imagens de curta exposição - O tempo requerido para “congelar” a atmosfera, reduzindo os efeitos causados pela turbulência, deve ser menor que o tempo de coerência atmosférico. Esse tempo varia de acordo com as condições do seeing do local de observação, mas sendo em torno de 20 ms.
- Rápido processamento - Uma vez que a técnica exige uma grande quantidade de imagens sequenciais do objeto de interesse (1000 imagens), a velocidade de processamento deve ser compatível com a velocidade de obtenção de cada imagem. Para tal, geralmente são utilizados detectores pequenos, ou uma sub-área de um detector grande.

4.1.4 Redução e análise dos dados

O procedimento padrão de redução e análise dos dados é descrito em [Guerrero et al. \(2018b\)](#) e encontra-se enumerado a seguir:

1. Calculamos a FFT para cada imagem do cubo de dados e somamos, pixel a pixel, o valor quadrático do módulo de cada imagem, obtendo ao final um único arquivo que corresponde ao espectro de potências.
2. Calculamos a autocorrelação, aplicando a FFT no PS.
3. Obtemos a função de transferência atmosférica através da observação de uma estrela de referência.
4. Obtemos a orientação do detector e o valor da escala de pixel através das efemérides calculadas a partir da observação de estrelas de calibração, que possuem parâmetros orbitais determinados e disponíveis através do [Sixth Catalog of Orbits of Visual Binary Stars](#) ([Hartkopf, Mason & Worley, 2001](#)).

5. Por fim, aplicamos um ajuste de mínimos quadrados no PS para calcular a astrometria relativa e os erros associados.

A determinação das medidas astrométricas (ângulo de posição θ e separação angular ρ), e de seus respectivos erros são feitas por meio de um programa em *Python* desenvolvido pelo nosso grupo. Os erros para θ e ρ são dados respectivamente por:

$$\sigma_{\rho} = \sqrt{rms_{\rho}^2 + \sigma_{\rho,int}^2}, \quad \sigma_{\theta} = \sqrt{rms_{\theta}^2 + \sigma_{\theta,int}^2}. \quad (4.10)$$

onde rms_{ρ} e rms_{θ} representam os erros da estrela de calibração enquanto que $\sigma_{\rho,int}$ e $\sigma_{\theta,int}$ são os erros internos derivados do ajuste do PS.

O procedimento descrito acima é aplicado para todos os cubos de imagens observados em diferentes filtros.

4.2 Amostra de estrelas observadas

A partir da amostra original de 202 estrelas Be observadas pelo APOGEE, observamos 59 estrelas com a técnica de interferometria speckle (Tabela 4.2), com o objetivo de identificar possíveis estrelas binárias e assim fazer uma filtragem dos objetos que serão modelados utilizando a grade BeAtlas. As observações foram realizadas tanto no Observatório do Pico dos Dias (OPD) quanto no Observatório Astronómico Nacional (OAN/México). Os dados do OPD já foram analisados e publicados, como vemos na Seção 4.4.2. Por outro lado, os dados obtidos no OAN já foram analisados e pudemos identificar algumas novas binárias. Os resultados das observações feitas no OAN serão publicados em um novo artigo que encontra-se em preparação.

Tabela 4.2: Objetos da nossa amostra original observados por meio da técnica de interferometria speckle. Na coluna 1 temos a identificação de cada objeto; nas colunas 2 e 3 as coordenadas dos objetos; na coluna 4 as magnitudes na banda H ; a coluna 5 temos o tipo espectral dado pelo SIMBAD; na coluna 6 temos a indicação das estrelas que foram observadas no OAN; na coluna 7 temos as estrelas que foram observadas no OPD; e na coluna 8 temos a indicação das estrelas observadas no OPD que foram identificadas como binárias.

| Estrela | R.A (J2000) | DEC (J2000) | m_H (mag) | MK | OAN | OPD | Binária |
|----------------|----------------|----------------|----------------|----------|-----|-----|---------|
| BD+57 21 | 00 10 45.14 | +58 01 05.91 | 7.52 | Be | X | | |
| MWC 6 | 00 32 02.84 | +67 09 40.07 | 7.52 | B3Vne | X | | |
| BD+66 64 | 00 50 18.09 | +67 10 37.83 | 8.59 | Be | X | | |
| BD+59 553 | 02 51 14.42 | +60 23 09.56 | 7.34 | Be | X | | X |
| TYC 4056-415-1 | 02 53 44.56 | +64 43 07.01 | 9.29 | Be | X | | |
| BD+45 681 | 02 57 15.40 | +46 01 11.80 | 7.74 | B8e | X | | |
| TYC 4060-96-1 | 03 03 09.36 | +66 54 22.49 | 8.40 | Be | X | | |
| BD+31 649 | 03 46 40.87 | +32 17 24.69 | 6.49 | B3IV | X | | |
| BD+54 764 | 04 22 00.85 | +54 30 43.38 | 8.62 | B8III | X | | X |
| BD+22 825 | 05 06 40.93 | +22 30 38.72 | 6.52 | B8/9V | X | | |
| HIP 25066 | 05 21 58.28 | -02 57 49.31 | 7.14 | B3III/IV | X | | X |
| MWC 757 | 05 28 48.46 | +02 09 52.98 | 7.49 | B2Vne | X | | |

Tabela 4.2 – continuação da página anterior

| Estrela | R.A. ¹ (J2000) | DEC ¹ (J2000) | m _H ¹ (mag) | MK | OAN | OPD | Binária |
|------------------|------------------------------|-----------------------------|--------------------------------------|-----------|-----|-----|---------|
| TYC 3359-985-1 | 05 34 12.40 | +45 16 40.84 | 8.17 | B9 | X | | |
| MWC114 | 05 35 54.08 | -05 37 42.31 | 7.20 | Be | X | | X |
| MWC116 | 05 37 53.45 | +00 58 06.98 | 7.67 | B5III | X | | X |
| BD+37 1271 | 05 39 04.27 | +37 58 35.93 | 7.31 | Be | X | | |
| BD+52 991 | 05 44 19.26 | +52 41 43.60 | 7.88 | B8 | X | | |
| BD+29 981 | 05 45 20.89 | +29 09 28.05 | 9.16 | Be | X | | |
| V438 Aur | 05 48 53.65 | +29 08 10.02 | 8.01 | B3/4Vne | X | | |
| MWC 779 | 05 50 32.28 | +18 01 34.91 | 7.90 | B9 | X | | |
| HD41335 | 06 04 13.50 | -06 42 32.22 | 5.01 | B3/5Vnne | X | | |
| BD+00 1264 | 06 04 14.68 | +00 36 48.76 | 8.91 | B5V | X | | |
| BD+26 1082 | 06 07 20.02 | +26 40 55.76 | 7.13 | B9IV | X | | X |
| MWC 794 | 06 12 39.85 | +32 58 21.55 | 8.09 | B9V | X | | |
| Hen 3-14 | 06 33 43.51 | -32 02 48.62 | 9.65 | B8 | | X | |
| MWC 825 | 06 52 53.05 | -10 00 26.92 | 8.97 | B9e | | X | |
| MWC 828 | 06 54 58.82 | -03 42 01.28 | 7.88 | B1IIIe | | X | |
| HD 51893 | 06 59 13.43 | +04 27 17.90 | 9.08 | B9V | X | | X |
| HIP 34429 | 07 08 14.79 | -23 25 54.11 | 8.77 | B1/2II | | X | |
| MWC 837 | 07 09 36.98 | -16 05 46.80 | 9.05 | B1/2I | | X | |
| MWC 549 | 07 13 34.10 | -02 04 39.10 | 8.70 | B0.5Vnpe | X | | |
| V757 Mon | 07 21 34.63 | -05 53 49.90 | 6.83 | B3IV | | X | |
| BD-12 2050 | 07 36 42.30 | -13 03 49.90 | 9.23 | B2II | | X | |
| HIP41296 | 08 25 31.32 | -51 43 38.69 | 5.62 | B3IV | | X | X |
| HIP41621 | 08 29 07.57 | -44 09 37.49 | 6.22 | B2/3V | | X | |
| HD76838 | 08 57 07.55 | -43 15 22.31 | 7.34 | B2IV | | X | X |
| HIP 85034 | 17 22 46.42 | -25 33 27.42 | 8.49 | A0IV | | X | |
| BD-19 4652 | 17 33 15.10 | -19 22 37.96 | 8.72 | B9IV | | X | X |
| MWC 592 | 17 44 14.15 | -27 27 28.30 | 7.88 | B8V | | X | X |
| TYC 7378-989-1 | 17 51 59.26 | -30 29 41.04 | 8.29 | B8 | | X | |
| TYC 6849-617-1 | 17 52 13.95 | -27 44 25.71 | 9.22 | B8 | | X | |
| HIP 88720 | 18 06 45.79 | -28 21 49.77 | 7.02 | B7/8III | | X | |
| Hen 3-1600 | 18 08 48.94 | -18 58 34.42 | 7.90 | B9V | | X | |
| BD-224583 | 18 09 14.44 | -22 46 37.77 | 8.18 | B3IV/V | | X | |
| TYC 6855-539-1 | 18 16 14.28 | -29 06 36.55 | 9.32 | B4II/III | | X | |
| MWC 289 | 18 18 50.70 | -12 27 14.47 | 7.41 | B8IV/V | | X | X |
| MWC 307 | 18 53 14.47 | -10 13 12.47 | 7.23 | B3Vne | | X | X |
| MWC 978 | 19 12 03.28 | +02 37 21.32 | 6.61 | B7/8e | | X | |
| V1448 Aql | 19 15 01.43 | +09 48 27.43 | 7.56 | Be | X | | |
| BD+15 3925 | 19 45 06.00 | +16 17 08.86 | 7.94 | B9 | X | | |
| BD+30 3853 | 20 00 58.74 | +31 13 49.66 | 7.12 | B7V | X | | |
| MWC 998 | 20 02 46.42 | +21 51 15.97 | 8.19 | B6IV/Vesh | X | | |
| MWC 361 | 21 01 36.92 | +68 09 47.77 | 5.46 | B2Ve | X | | X |
| MWC 362 | 21 08 29.63 | +47 15 25.37 | 8.02 | B5V | X | | |
| V2163 Cyg | 21 30 00.89 | +45 29 39.06 | 6.93 | Be | X | | |
| Trumpler 37 1513 | 21 32 20.71 | +59 34 21.16 | 7.03 | B5 | X | | X |
| BD+404736 | 22 09 10.15 | +40 44 17.56 | 8.76 | A0e | X | | |
| SS 453 | 22 25 22.48 | +56 42 38.36 | 10.20 | B | X | | |
| BD+63 1955 | 23 15 28.51 | +64 16 00.17 | 7.22 | B5V | X | | X |

4.3 Filtragem da amostra total de objetos

Recentemente [Kervella et al. \(2019\)](#) através do método da anomalia do movimento próprio, identificaram companheiras para cerca de 117.000 estrelas. Destas, 86 estrelas fazem parte da nossa amostra original de objetos observados pelo APOGEE: 31 delas possuem como companheira uma anã marrom ($13 M_{Jupiter} < M_{companheira} < 84 M_{Jupiter}$), 53 estrelas possuem como companheira uma estrela de baixa massa, e ou-

tras 2 não tiveram valores estimados para as massas das companheiras. Como os erros para as massas das companheiras são grandes (ver Tabela 4.3), nós optamos por remover todas as 86 estrelas da nossa amostra final que foi modelada com a BeAtlas. No futuro, faremos uma análise mais detalhada destes objetos para verificar se os resultados da aplicação da grade serão ou não afetados pela presença das companheiras e suas baixas luminosidades.

Dentre a amostra de 86 estrelas identificadas como binárias, 10 delas também foram observadas através da interferometria speckle. Destas, 7 estrelas não foram identificadas como binárias. Uma provável explicação para isso pode estar relacionada com a pequena separação entre as componentes dos sistemas, uma vez que é menor do que a resolução angular alcançada por nós com a interferometria speckle, especialmente para objetos que encontram-se a grandes distâncias. Por outro lado, as outras 3 estrelas que identificamos com companheiras, correspondem provavelmente a outros membros do sistema com uma separação angular maior do que a estimada por Kervella et al. (2019), indicando que essas estrelas são sistemas múltiplos.

A Tabela 4.3 contém a lista dos objetos removidos da nossa amostra principal, com base em Kervella et al. (2019), juntamente com as informações das massas estimadas da componente primária e secundária, bem como a separação entre esses objetos dada em unidades astronômicas.

Ao final, das 202 estrelas da amostra inicial, foram retiradas 86 estrelas classificadas como pertencentes a sistemas binários por Kervella et al. (2019), além de mais 13 estrelas identificadas através da interferometria speckle.

Um outro objeto retirado da nossa amostra por binaridade foi HD 55606, que foi identificado como sendo uma binária espectroscópica após uma análise de espectros do APOGEE e FEROS. Os resultados dessa análise foram publicados no artigo intitulado: *The Remarkable Be+sdOB Binary HD 55606. I. Orbital and Stellar Parameters* (Chojnowski et al., 2018), que contou com a minha colaboração e foi publicado na revista *The Astrophysical Journal*. A amostra final conta com um total de 102 estrelas.

Tabela 4.3: Objetos removidos da nossa amostra principal por pertencerem a sistemas binários, segundo Kervella et al. (2019). Na coluna 1 temos a identificação de cada objeto; na coluna 2 a separação entre as componentes do sistema em unidades astronômicas; nas colunas 3 e 4 temos os valores da massa (em massas solares) e do raio (em raios solares) da componente primária com seus erros respectivamente e na coluna 5 é informada a massa da secundária com seus erros (em massa de Júpiter). *Nota:* As estrelas MWC 978 e HD 212076 também foram indicadas como sendo binárias mas seus parâmetros não foram estimados pelo autor. Por outro lado os parâmetros obtidos para a estrela HD76838 estão superestimados.

| estrela | Orb (au) | Massa _{prim} (M _☉) | Raio _{prim} (R _☉) | Massa _{sec} (M _J) |
|----------|-------------|--|---|--|
| BD+57 21 | 2,25 | 3,41±0,17 | 4,23±0,21 | 26,05 ^{+18,43} _{-17,15} |
| BD+71 16 | 2,77 | 6,35±0,32 | 14,22±0,71 | 278,64 ^{+127,56} _{-105,35} |

Tabela 4.3 – continuação da página anterior

| estrela | Orb (au) | Massa _{prim} (M _☉) | Raio _{prim} (R _☉) | Massa _{sec} (M _☉) |
|------------|-------------|--|---|--|
| HIP 2382 | 2,73 | 6,08±0,30 | 8,03±0,40 | 203,41 ^{+168,58} _{-160,20} |
| MWC 6 | 2,17 | 3,04±0,15 | 6,37±0,32 | 29,62 ^{+23,57} _{-22,29} |
| MWC 671 | 2,31 | 3,66±0,18 | 7,30±0,36 | 543,88 ^{+166,58} _{-89,72} |
| MWC 10 | 2,36 | 3,93±0,20 | 6,16±0,31 | 68,19 ^{+27,80} _{-21,54} |
| BD+47 631 | 2,56 | 5,04±0,25 | 7,97±0,40 | 140,48 ^{+91,91} _{-84,46} |
| BD+45 681 | 2,37 | 3,99±0,2 | 5,63±0,28 | 365,46 ^{+246,27} _{-227,49} |
| MWC 63 | 2,77 | 6,35±0,32 | 11,60±0,58 | 97,81 ^{+114,42} _{-111,60} |
| BD+31 649 | 2,59 | 5,21±0,26 | 5,00±0,25 | 367,37 ^{+105,86} _{-47,11} |
| MWC 80 | 2,77 | 6,35±0,32 | 18,24±0,91 | 161,14 ^{+110,59} _{-102,47} |
| BD+22 825 | 2,42 | 4,26±0,21 | 6,30±0,31 | 91,00 ^{+47,06} _{-40,77} |
| BD+37 1093 | 2,71 | 5,95±0,30 | 6,74±0,34 | 123,55 ^{+164,24} _{-161,13} |
| HD35439 | 2,71 | 5,95±0,30 | 6,98±0,35 | 87,48 ^{+171,19} _{-169,69} |
| MWC 757 | 2,48 | 4,58±0,23 | 4,14±0,21 | 25,42 ^{+41,95} _{-41,45} |
| HIP 88720 | 2,57 | 5,10±0,25 | 5,97±0,30 | 48,63 ^{+51,53} _{-49,98} |
| MWC116 | 2,27 | 3,50±0,17 | 2,56±0,13 | 14,27 ^{+53,50} _{-44,64} |
| BD+37 1271 | 2,46 | 4,43±0,22 | 4,35±0,22 | 198,32 ^{+67,00} _{-34,98} |
| StHA 52 | 2,16 | 2,99±0,15 | 5,29±0,26 | 25,33 ^{+25,83} _{-24,99} |
| BD+52 991 | 2,33 | 3,79±0,19 | 5,34±0,27 | 54,54 ^{+41,07} _{-38,58} |
| V438 Aur | 2,77 | 6,35±0,32 | 9,46±0,47 | 270,98 ^{+158,40} _{-142,12} |
| MWC 779 | 2,37 | 4,00±0,2 | 3,18±0,16 | 82,85 ^{+41,88} _{-36,01} |
| MWC 127 | 2,77 | 6,35±0,32 | 11,23±0,56 | 288,16 ^{+133,29} _{-110,61} |
| MWC 128 | 2,92 | 7,45±1,49 | 2,04±0,10 | 875,77 ^{+315,17} _{-219,65} |
| MWC 129 | 2,76 | 6,32±0,32 | 10,87±0,54 | 177,24 ^{+127,40} _{-118,91} |
| BD+15 989 | 2,71 | 5,95±0,30 | 6,94±0,35 | 192,99 ^{+160,65} _{-152,73} |
| BD+31 1154 | 2,63 | 5,44±0,27 | 4,97±0,25 | 60,10 ^{+91,84} _{-90,52} |
| HD41335 | 2,63 | 5,44±0,27 | 19,17±0,96 | 652,63 ^{+224,93} _{-149,08} |
| BD+00 1264 | 2,27 | 3,50±0,17 | 2,84±0,14 | 41,38 ^{+31,36} _{-29,49} |
| BD+27 991 | 2,73 | 6,08±0,30 | 7,02±0,35 | 933,78 ^{+424,30} _{-349,22} |
| MWC 794 | 2,44 | 4,33±0,22 | 3,96±0,20 | 138,29 ^{+61,41} _{-49,98} |
| BD+34 1307 | 2,71 | 5,95±0,30 | 7,09±0,35 | 261,40 ^{+165,52} _{-151,15} |
| MWC 799 | 2,59 | 5,17±0,26 | 17,78±0,89 | 303,40 ^{+156,53} _{-135,55} |
| BD+34 1318 | 2,71 | 5,95±0,30 | 7,57±0,38 | 275,51 ^{+165,41} _{-149,34} |
| HR2364 | 2,71 | 5,95±0,30 | 7,65±0,38 | 277,85 ^{+111,65} _{-85,58} |
| HD45725 | 2,34 | 3,85±0,19 | 11,25±0,56 | 143,07 ^{+74,60} _{-64,82} |
| MWC 153 | 2,77 | 6,35±0,32 | 12,48±0,62 | 843,70 ^{+317,61} _{-231,22} |
| BD+00 1654 | 2,66 | 5,64±0,28 | 6,26±0,31 | 7,70 ^{+101,62} _{-101,60} |
| MWC 159 | 2,73 | 6,08±0,30 | 8,91±0,44 | 71,11 ^{+117,34} _{-115,89} |
| MWC 541 | 2,77 | 6,35±0,32 | 13,08±0,65 | 153,22 ^{+225,94} _{-222,46} |
| V747 Mon | 2,73 | 6,08±0,30 | 7,88±0,39 | 453,38 ^{+167,84} _{-120,32} |
| HIP 34429 | 2,77 | 6,35±0,32 | 20,36±1,02 | 1018,39 ^{+444,11} _{-357,98} |
| MWC 837 | 3,69 | 14,97±2,99 | 26,05±1,30 | 1595,16 ^{+909,78} _{-811,31} |
| V757 Mon | 2,75 | 6,19±0,31 | 9,22±0,46 | 1167,73 ^{+335,31} _{-147,00} |
| MWC 564 | 2,75 | 6,19±0,31 | 10,79±0,54 | 362,49 ^{+245,81} _{-227,32} |
| HD60606 | 1,68 | 1,43±0,29 | 34,78±1,74 | 119,95 ^{+51,36} _{-40,99} |
| BD-12 2050 | 2,77 | 6,35±0,32 | 11,55±0,58 | 276,16 ^{+259,94} _{-249,97} |
| HD68980 | 2,46 | 4,45±0,22 | 28,09±1,40 | 51,22 ^{+126,57} _{-125,88} |
| HIP41296 | 2,63 | 5,44±0,27 | 5,13±0,26 | 49,00 ^{+60,35} _{-59,01} |
| HD76838 | 5,14 | 40,61±8,12 | 167,07±8,35 | 36428,76 ^{+15149,06} _{-11878,66} |
| HD121195 | 2,63 | 5,44±0,27 | 5,89±0,29 | 73,01 ^{+63,26} _{-60,39} |
| HIP 85034 | 2,47 | 4,50±0,22 | 4,80±0,24 | 87,44 ^{+58,24} _{-53,68} |
| MWC 883 | 2,24 | 3,34±0,17 | 10,27±0,51 | 41,20 ^{+35,45} _{-33,82} |
| MWC887 | 2,71 | 5,95±0,30 | 7,43±0,37 | 170,69 ^{+108,49} _{-99,15} |
| 88 Her | 2,15 | 2,96±0,15 | 4,78±0,24 | 27,70 ^{+21,12} _{-19,87} |
| HIP 88720 | 2,57 | 5,10±0,25 | 5,97±0,30 | 48,63 ^{+51,53} _{-49,98} |
| QT Ser | 2,64 | 5,52±0,28 | 6,70±0,33 | 137,95 ^{+67,41} _{-57,25} |
| HIP 91591 | 2,22 | 3,28±0,16 | 4,64±0,23 | 61,79 ^{+55,35} _{-52,99} |
| HD174513 | 2,77 | 6,35±0,32 | 18,23±0,91 | 288,69 ^{+238,54} _{-226,61} |
| MWC 307 | 2,48 | 4,58±0,23 | 4,29±0,21 | 332,23 ^{+314,69} _{-302,78} |
| BD+03 3861 | 2,16 | 3,00±0,15 | 3,89±0,19 | 16,56 ^{+21,63} _{-21,20} |
| MWC 615 | 2,50 | 4,68±0,23 | 10,80±0,54 | 167,13 ^{+102,87} _{-93,40} |
| V1448 Aql | 2,29 | 3,61±0,18 | 5,05±0,25 | 181,60 ^{+69,97} _{-51,95} |
| BD+42 3425 | 2,47 | 4,50±0,22 | 4,18±0,21 | 12,18 ^{+40,54} _{-40,41} |

Tabela 4.3 – continuação da página anterior

| estrela | Orb (au) | Massa _{prim} (M _☉) | Raio _{prim} (R _☉) | Massa _{sec} (M _J) |
|------------|-------------|--|---|--|
| BD+15 3925 | 2,34 | 3,83±0,19 | 4,14±0,21 | 38,05 ^{+27,14} _{-25,29} |
| BD+30 3853 | 2,54 | 4,92±0,25 | 4,56±0,23 | 25,02 ^{+30,66} _{-29,98} |
| MWC 998 | 2,29 | 3,61±0,18 | 4,88±0,24 | 56,87 ^{+36,36} _{-33,27} |
| BD+50 3189 | 2,77 | 6,35±0,32 | 14,21±0,71 | 163,94 ^{+175,97} _{-170,81} |
| BD+27 3970 | 2,46 | 4,50±0,22 | 4,11±0,21 | 81,82 ^{+69,26} _{-65,96} |
| MWC 362 | 2,47 | 4,50±0,22 | 3,58±0,18 | 7,26 ^{+39,52} _{-39,47} |
| MWC 640 | 2,38 | 4,04±0,20 | 16,47±0,82 | 125,83 ^{+63,31} _{-54,34} |
| MWC 370 | 2,75 | 6,23±0,31 | 8,03±0,40 | 92,27 ^{+72,61} _{-68,60} |
| V2163 Cyg | 2,75 | 6,19±0,31 | 9,06±0,45 | 179,03 ^{+72,25} _{-55,55} |
| V433 Cep | 2,72 | 5,99±0,3 | 8,56±0,43 | 51,04 ^{+72,51} _{-71,29} |
| MWC 649 | 2,34 | 3,85±0,19 | 8,72±0,44 | 56,07 ^{+72,48} _{-71,01} |
| HD209409 | 2,39 | 4,06±0,20 | 6,03±0,30 | 54,94 ^{+42,17} _{-39,71} |
| AS 483 | 2,75 | 6,23±0,31 | 8,62±0,43 | 229,28 ^{+211,68} _{-203,23} |
| MWC 386 | 2,77 | 6,35±0,32 | 12,74±0,64 | 130,89 ^{+114,30} _{-109,19} |
| HD212571 | 2,75 | 6,19±0,31 | 7,56±0,38 | 98,86 ^{+200,16} _{-198,54} |
| MWC656 | 1,58 | 1,17±0,06 | 52,53±2,63 | 81,19 ^{+57,11} _{-53,13} |
| BD+47 4177 | 2,69 | 5,81±0,29 | 6,97±0,35 | 58,51 ^{+78,69} _{-77,23} |
| HD214748 | 2,59 | 5,18±0,26 | 5,51±0,28 | 347,18 ^{+115,32} _{-72,60} |
| MWC 1085 | 2,16 | 2,99±0,15 | 5,25±0,26 | 8,76 ^{+34,37} _{-34,30} |
| BD+56 3106 | 2,75 | 6,19±0,31 | 10,86±0,54 | 350,73 ^{+148,06} _{-117,17} |

4.4 Artigos publicados

4.4.1 “First speckle interferometric measurements at the Observatório do Pico dos Dias of the Laboratório Nacional de Astrofísica”

Neste artigo publicado no MNRAS apresentamos as primeiras medidas de estrelas binárias obtidas em 2017 e 2018 no Observatório do Pico dos Dias utilizando o telescópio Perkin-Elmer de 1,6 m. Nós descrevemos todas as adaptações ópticas e mecânicas que foram necessárias para tornar a implementação dessa técnica disponível para a comunidade astronômica brasileira (como citado na [Seção 4.1.1](#)). Foram observadas estrelas do WDS e entre os resultados obtidos foram confirmadas 15 estrelas duplas descobertas pelo satélite Hipparcos, além de 4 novos pares de estrelas observados em sistemas binários já conhecidos (Tabela 4.4 extraída do artigo).

Neste trabalho, eu participei diretamente das missões de observação, obtendo um primeiro contato com o processo de redução e análise dos dados, além de participar da revisão do texto.

| WDS (2000) | New components | Discoverer designation | Epoch +2000 | θ (deg) | σ_θ (deg) | ρ (arcsec) | σ_ρ (arcsec) | λ (nm) |
|------------|----------------|------------------------|-------------|----------------|-----------------------|-----------------|------------------------|----------------|
| 08571-4315 | Aa,Ab | SEE 108AB | 17.2357 | 35.1 | 1.5 | 0.18 | 0.01 | 538 |
| | | | 17.2357 | 35.1 | 1.5 | 0.18 | 0.01 | 538 |
| | | | 18.2651 | 65.3 | 1.5 | 0.11 | 0.02 | 538 |
| | | | 17.2357 | 34.9 | 1.5 | 0.18 | 0.01 | 630 |
| | | | 18.2651 | 65.2 | 1.6 | 0.10 | 0.01 | 630 |
| | | | 17.2357 | 35.0 | 1.5 | 0.17 | 0.01 | 894 |
| 09303-1948 | AB,C | B 1128 | 18.2651 | 64.9 | 1.5 | 0.11 | 0.01 | 894 |
| | | | 18.2980 | 62.3 | 1.1 | 2.15 | 0.01 | 630 |
| | | | 18.2980 | 62.4 | 1.0 | 2.15 | 0.01 | 894 |
| 11290-2446 | Aa,Ab | B 215 | 18.2980 | 62.3 | 1.1 | 2.15 | 0.01 | 894 |
| | | | 18.1288 | 252.1 | 2.5 | 0.16 | 0.01 | 538 |
| | | | 18.2763 | 251.1 | 2.5 | 0.16 | 0.01 | 538 |
| | | | 18.1288 | 251.2 | 1.1 | 0.16 | 0.01 | 630 |
| | | | 18.2763 | 251.2 | 1.1 | 0.15 | 0.01 | 630 |
| 13180-2330 | Aa,Ab | I 920 | 18.1288 | 250.9 | 1.3 | 0.16 | 0.01 | 894 |
| | | | 18.2763 | 249.9 | 4.3 | 0.16 | 0.01 | 894 |
| | | | 18.2766 | 242.4 | 1.1 | 0.11 | 0.01 | 538 |
| | | | 18.2766 | 242.8 | 2.6 | 0.11 | 0.02 | 630 |
| | | | 18.2766 | 242.9 | 2.0 | 0.12 | 0.01 | 894 |

Tabela 4.4: Novos pares de estrelas encontrados em sistemas binários ou múltiplos já conhecidos. Descrição das colunas: (1) contém a identificação da estrela no catálogo WDS; (2) contém a designação da nova componente descoberta; (3) contém a designação do sistema ao ser descoberto; (4) a época da nossa observação (expresso em fração de ano Juliano); (5)-(6) posição angular e seu erro respectivamente; (7)-(8) separação angular e seu erro respectivamente; (9) comprimento de onda central do filtro usado em cada observação.

First speckle interferometric measurements at the Observatório do Pico dos Dias of the Laboratório Nacional de Astrofísica

C. A. Guerrero¹,¹★ T. B. Souza,²★ R. P. Campos,³ M. Borges Fernandes²★ and J. C. N. Campagnolo²

¹Observatorio Astronómico Nacional, Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Apartado Postal 877, C.P. 22800 Ensenada, B.C., México

²Observatório Nacional-MCTIC, Rua General José Cristino, 77, São Cristovão, 20921-400 Rio de Janeiro, Brazil

³MCTIC/Laboratório Nacional de Astrofísica - Rua Estados Unidos, 154, Bairro das Nações, 30504-364, Itajubá, Minas Gerais, Brazil

Accepted 2018 September 24. Received 2018 September 21; in original form 2018 August 24

ABSTRACT

In this paper we present the first speckle interferometric measurements of binary stars performed at the Observatório do Pico dos Dias of the Laboratório Nacional de Astrofísica in Brazil, using the 1.60 m Perkin–Elmer telescope. In order to carry out these observations, we had to perform an opto-mechanical modification to Camera 1 of the 1.60 m to meet the specifications of the observational programme. We focused our efforts on objects from the Washington Double Star Catalogue that were obtained during four observing runs allocated in 2017 and 2018. Among these objects, we have been interested in performing a follow-up observation of double stars discovered by the *Hipparcos* mission. We report here 464 astrometric measurements of 139 pairs, with angular separations ranging from 0.09 to 6.36 arcsec, including 361 systems with separations smaller than 1 arcsec. We estimated a mean error in separation of 15 mas and 1°2 in position angle. We confirmed 15 double stars discovered by *Hipparcos*, as well as four new pairs observed in previously known binaries turning them into triple systems, three of which have separations smaller than 0.16 arcsec. With these observations we introduce a new instrument to the astronomical community available at the Observatório do Pico dos Dias, capable of identifying relatively bright binaries, with angular separation very close to the resolution power of the telescope.

Key words: techniques: high angular resolution – techniques: interferometric – binaries: close – binaries: visual.

1 INTRODUCTION

In this paper we present our first speckle-interferometric measurements at the Observatório do Pico dos Dias of the Laboratório Nacional de Astrofísica (OPD/LNA) in Brazil. For these observations we implemented the observing procedure that we developed at the San Pedro Mártir Observatory (OAN-SPM) in Mexico. Our group has contributed with more than 2300 astrometric measurements of binary and multiple stars in the Northern Hemisphere [see Guerrero et al. (2018) hereafter GUR18], and now we have started an observing program to cover the Southern Hemisphere, with a similar observing strategy, reduction and analysis methodology.

Thus, in this work we want to highlight one instrument that will allow us to perform speckle observations using the 1.60 m Perkin–Elmer (P&E) telescope at the OPD/LNA. Based on a query

that we made, the technical team of the OPD/LNA studied a way to meet the optical requirements of the scientific project in question, given that this project required instrumental and observational conditions never before used in the OPD/LNA. This led to some modifications to the opto-mechanical system of the OPD's Camera 1, as well as to the standard image acquisition program, with the development of a script for the retrieval of the telescope parameters, made available by Telescope Control System of the Pico dos Dias Observatory (TCSPD). The telescope's plate scale was increased by installing a Barlow lens in the optical path of light, given that the main purpose of this instrument is to observe binary stars, with an angular resolution very close to the diffraction limit of the telescope.

On 2016 November 27th, we conducted our first test with the new implementations, but we were only able to observe four stars from the Washington Double Star (WDS) Catalogue (Worley & Douglass 1997), due to bad weather conditions. During this test, we resolved two stars with separations $\rho \leq 0.60$ arcsec, which gave us the confidence to submit an observing proposal to perform speckle

* E-mail: cguerrero@astro.unam.mx (CAG); tiago@on.br (TBS); borges@on.br (MBF)



Figure 1. The 1.60-m P&E telescope and its dome at the OPD/LNA in Brazil. Picture credit: Saulo Gargaglioni, coordinator of the OPD/LNA.

interferometry on a regular assigned mission. We are now presenting the astrometric measurements of binary stars performed during four observing runs allocated in 2017 and 2018. For these observations we used three broadband filters: $V(538/140\text{ nm})$, $R(630/120\text{ nm})$ and $I(894/337\text{ nm})$. The diffraction-limited resolution of the 1.60 m telescope for these filters is: 0.074 arcsec for $\lambda = 538\text{ nm}$, 0.081 arcsec for $\lambda = 630\text{ nm}$ and 0.11 arcsec for $\lambda = 894\text{ nm}$. During these observing runs, we obtained 464 astrometric measurements of 139 double stars, whose angular separations range from 0.09 to 6.36 arcsec, including our calibration stars. In this work we focused on a follow-up observation of *Hipparcos*'s binaries and binaries from the WDS, whose last observation occurred more than 20 years ago. Among these objects, we identified four new pairs in previously known binaries, three of which have separations $\rho \leq 0.16\text{ arcsec}$. These observations are well timed to take full advantage of *Gaia*'s parallaxes, in order to provide a basis to calculate the total stellar mass-sum of binary systems.

This paper is divided as follows: in Section 2, we detail the characteristics and modifications performed to the P&E telescope in order to fulfil our requirements. In Section 3, we summarize our observing procedure and reduction process. In Section 3.1, we discuss our calibration methodology and in Section 3.2, the precision of our astrometric measurements. In Section 4, we present the main results. In Section 4.1, we present the multi-band astrometry of known pairs, and in Section 4.2, we discuss our new discoveries. Finally, we present our conclusions in Section 5.

2 DESCRIPTION OF THE EQUIPMENT

The 1.60 m P&E telescope is the main telescope at the OPD/LNA, and the largest telescope in operation in Brazil. It started operations in April of 1980. The optical design of the 1.60 m is of Ritchey–Chrétien type. It has a focal ratio in the Cassegrain focus of $f/10$, but it can also be operated on the Coudé focus with a ratio $f/31.2$. This telescope is mainly used for direct imaging, photometry, polarimetry and spectroscopy (see Fig. 1).

The OPD/LNA has two Cameras¹ for direct imaging using CCD detectors, Camera 1 and Camera 2. The technical team of the OPD/LNA chose Camera 1 due to the possibility to remove the focal reducer, normally utilized in 1.60 m. This camera was manufactured in a collaboration between the Divisão de Astrofísica of

the Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (DAS/INPE) and the LNA. It became operational in the early 1989. The OPD/LNA also has a filter wheel, which has six positions and receives filters up to 10 mm thick and dimension of $50 \times 50\text{ mm}$; the filter wheel can also be operated remotely by the TCSPD.

For direct imaging, we took advantage of a fast camera available at the OPD/LNA. The CCD camera that we used is an EMCCD iXon 888 Ultra, manufactured by Andor Technology.² It features a back-illuminated EMCCD with a 1024×1024 pixel frame of $13\text{ }\mu\text{m}$ pixel size. This camera is capable of generating images with a speed of up to 50 MHz, allowing images to be obtained at 26 fps (frames per second) in full-frame mode or 697 fps in crop mode (128×128 pixels). The quantum efficiency of this detector can reach 95 per cent, close to 550 nm. The pixel saturation occurs around 80Ke^- . In speckle imaging, the exposure times are of the order of 20 ms; this condition imposes a restriction on the magnitude limit of the objects to be observed, in order to detect a signal-to-noise ratio appropriate to the scientific requirements. The iXon 888 is a thermoelectric cooled EMCCD that has the ability to amplify events with very weak signal, to a level above the CCD reading noise, so that they can be detected above this noise. With the EMCCD enabled, the CCD reading noise is less than $1e^-$.

2.1 Opto-mechanical modifications to Camera 1

Based on the scientific characteristics defined by the observational project, the technical team of the OPD/LNA implemented some modifications to Camera 1, in order to fulfil the following requirements:

- (i) Increase the focal ratio of the telescope by a factor of at least three times.
- (ii) Enable the possibility to observe with a cadence of 50 fps, with an image section of 256×256 pixels.
- (iii) Reach a magnitude limit of detection for stellar objects $\sim V = 12$.
- (iv) Enable operation and acquisition of fast images, including parameters referring to the date, time and coordinates of the OPD/LNA in the header of the images.

To solve the focal ratio problem, a Barlow lens manufactured by Meade Instruments[®] was installed in the optical beam of the telescope inside Camera 1 (see Fig. 2). The Barlow lens was tested in order to achieve a focal ratio of approximately $f/30$, without vignetting and with the minimum of aberrations in the generated image. A spacer flange was installed between the lower surface of Camera 1 and the upper flange of the iXon Ultra camera.

With this assembly, the nominal focal ratio of the telescope was modified from $f/10$ to $f/33$. The plate scale of the P&E telescope went from $13.09\text{ arcsec mm}^{-1}$ to $\sim 4.00\text{ arcsec mm}^{-1}$. For the iXon Ultra EMCCD, with $13\text{ }\mu\text{m}$ pixel size, the pixel scale went from $0.18\text{ arcsec pixel}^{-1}$ to $\sim 0.05\text{ arcsec pixel}^{-1}$ (see Fig. 3).

In the case of the imaging speed that is directly related to the reading time of the CCD, the solution was to choose the most modern and fast camera recently acquired by the OPD/LNA: the EMCCD iXon Ultra 888, whose characteristics were described in Section 2. For the binary star detection project, images with a reading speed of 50 MHz – or 20 ms of exposure time – are normally taken. The choice of this EMCCD allowed us to detect objects up to a magnitude $V = 12.6$ for the primary star, and $V = 13.3$ for the secondary

¹<http://www.lna.br/opd/instrum/camara/camara.html>

²<http://www.andor.com/news/andor-launches-ixon-ultra-888-200514>

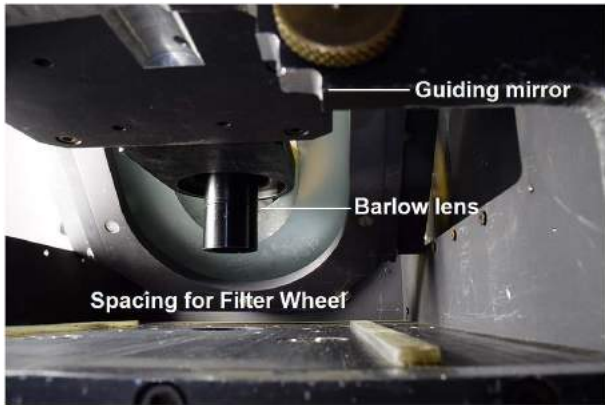


Figure 2. Internal view of Camera 1 at the 1.60 m telescope, with the Barlow lens installed in its dedicated holder. The drawer with the filter wheel is installed in the space just below the lens. Picture credit: Saulo Gargaglioni, coordinator of the OPD/LNA.

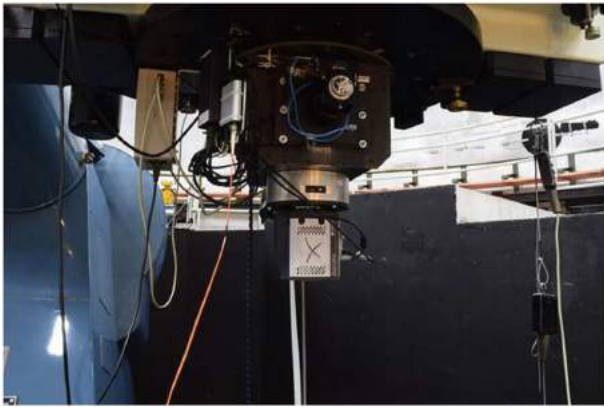


Figure 3. External view of Camera 1 at the 1.60 m telescope, coupled with the Barlow lens and the iXon Ultra EMCCD. Picture credit: Saulo Gargaglioni, coordinator of the OPD/LNA.

star, with the intensifier enable at a gain of 200. Slightly longer exposure time has an impact on the loss of image quality due to the atmospheric turbulence.

In order to solve the last requirement of the observational program, the standard OPD/LNA image acquisition script – *OPDAcquisition* – developed by the staff of the OPD/LNA from the *Software Development Kit* (SDK) supplied by Andor Technology, had to be modified to be able to retrieve the telescope’s position, provided by the TCSPD, without adding any dead time to the time series of image acquisition.

3 OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

We carried out our observations during four seasons, allocated in 2017 and 2018 at the 1.60 m P&E telescope of the OPD/LNA. In Table 1, we summarize the observing runs that were not lost due to poor weather conditions, together with the calibrated pixel scale and the number of objects observed in each run.

Our sample selection consisted mostly of stars with separations shorter than 1 arcsec, observable from the OPD-LNA, near the zenith. The last observations for most of the visual binaries in our sample were more than 20 years ago. According to our standard observing procedure, for each star we register three sets of fits-

Table 1. Observing runs.

| Observing Run | Date | Pixel scale (arcsec pixel ⁻¹) | N objects |
|---------------|------------------|---|-------------|
| 1 | 2017 March 17–30 | 0.048 | 223 |
| 2 | 2017 October 17 | 0.046 | 57 |
| 3 | 2018 April 06–10 | 0.049 | 101 |
| 4 | 2018 April 17–18 | 0.046 | 126 |

cubes, containing 1000 images of 20 ms of exposure time each – one for each filter V , R and I . Once we have the fits-cubes, the data reduction follows a standard process. In GUR18 we provided a deep and detailed description of our observing methodology and reduction process. Here we just provide a brief summary: first we calculate a Fast-Fourier Transform for each frame of each fits-cube; we then add the squared modulus of these frames to generate a mean Power Spectrum (PWS). After each cube is processed, we compute the Auto Correlation Function (ACF) from the PWS. Finally, we use a home-made program that calculates the relative astrometry and the associated errors by adjusting a least-square fit to the PWS. A reference star is observed to calculate the atmospheric point spread function $P(u, t)$ (PSF) in the Fourier domain in order to calculate the speckle transfer function and compute the PWS of each science object. In order to overcome the usual 180° ambiguity in the position angle estimation – introduced by the PWS analysis – we created a simple shift-and-add reconstructed image to establish the true quadrant of the secondary star. In cases where the reconstructed image led to an ambiguous quadrant determination, we adopted the latest published quadrant in the WDS.

Following (GUR18), we performed the same image analysis to select high-quality observations. We followed our criterion Q that depends on the goodness of the fit of the PWS, Q_{fit} , the value of the seeing, Q_{seeing} , and the presence of fringes in the PWS, Q_{PWS} . The quality of the fit is calculated as: $Q_{\text{fit}} = \chi^2/N$, normalized by N , the number of fitted points in the PWS. We excluded objects with $Q_{\text{fit}} > 15$, as they are dominated by aberrations of the telescope and other systematic effects. $Q_{\text{PWS}} = 1$ if we detect fringes in a visual inspection of the PWS, and $Q_{\text{PWS}} = 0$ if there are none. During the

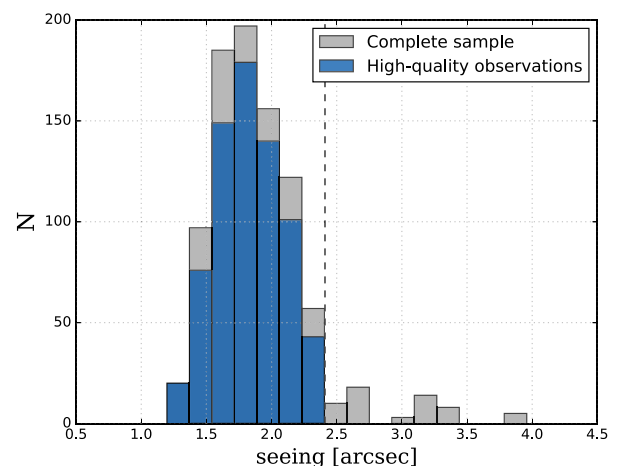
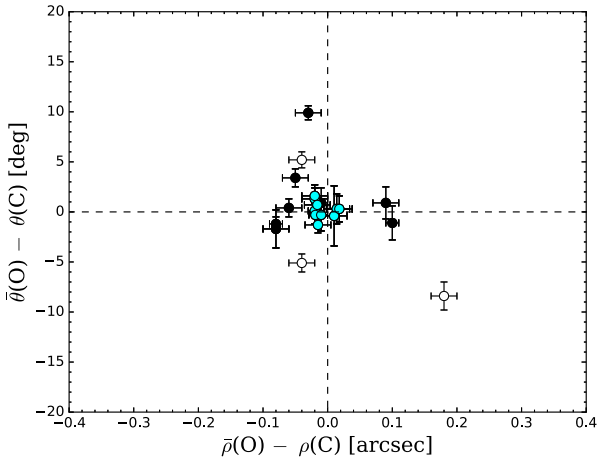


Figure 4. Estimation of the seeing for the four observing runs reported in this paper. The grey histogram represents the complete sample of observed stars, while the blue histogram represents stars that passed our test for high-quality astrometric measurements. The dashed line represents our seeing cutoff at 2.4 arcsec.

Table 2. Astrometric ephemeris and residuals for calibration stars.

| WDS (2000) | Discoverer designation | Epoch +2000 | θ_C (deg) | ρ_C (arcsec) | $\bar{\theta}_O - \theta_C$ (deg) | $\bar{\rho}_O - \rho_C$ (arcsec) | Orbit grade | Ref. |
|------------|------------------------|-------------|------------------|-------------------|-----------------------------------|----------------------------------|-------------|------------------------------------|
| 00143–2732 | HDS 33 | 17.7535 | 100.6 ± 1.2 | 0.13 ± 0.01 | -3.33 ± 1.1 | -0.04 ± 0.01 | 2 | Tokovinin et al. (2015) |
| 00321–0511 | A 111AB | 17.7535 | 325.1 ± 1.1 | 0.12 ± 0.01 | -0.30 ± 1.3 | -0.02 ± 0.01 | 2 | Tokovinin et al. (2015) |
| 01350–2955 | DAW 31AB | 17.7536 | 306.5 ± 1.1 | 0.16 ± 0.03 | 0.04 ± 1.4 | -0.04 ± 0.01 | 1 | Tokovinin et al. (2015) |
| 02278+0426 | A 2329 | 17.7537 | 94.6 ± 1.0 | 0.36 ± 0.01 | -0.82 ± 1.2 | -0.05 ± 0.02 | 1 | Andrade (2007) |
| 09307–4028 | COP 1 | 18.1257 | 127.5 ± 1.1 | 0.93 ± 0.01 | -0.34 ± 1.1 | -0.09 ± 0.01 | 1 | Mason, Hartkopf & Miles (2017) |
| 09285+0903 | STF1356 | 18.1257 | 112.1 ± 3.3 | 0.78 ± 0.01 | -0.61 ± 2.3 | -0.08 ± 0.04 | 2 | Muterspaugh et al. (2010) |
| 10361–2641 | BU 411 | 18.1258 | 303.4 ± 1.9 | 1.23 ± 0.01 | -0.34 ± 1.5 | -0.10 ± 0.02 | 2 | Tokovinin, Mason & Hartkopf (2014) |
| 11239+1032 | STF1536AB | 18.1258 | 94.5 ± 1.0 | 2.02 ± 0.01 | 0.95 ± 1.0 | -0.16 ± 0.01 | 2 | Söderhjelm (1999) |
| 09179+2834 | STF3121AB | 18.1287 | 27.6 ± 1.4 | 0.48 ± 0.01 | 1.28 ± 1.3 | -0.04 ± 0.01 | 1 | Söderhjelm (1999) |
| 18594–1250 | KUI 89 | 17.2476 | 165.0 ± 1.4 | 0.23 ± 0.02 | 1.59 ± 1.5 | -0.03 ± 0.01 | 2 | Hartkopf & Mason (2014) |

**Figure 5.** Residuals of the mean values of the observed (O) position angle $\bar{\theta}$ and angular separation $\bar{\rho}$, for the measurements of Table 3, compared with the calculated ephemeris (C) of the stars listed in Table 2. In cyan, we plotted residuals of binary stars with orbits graded 2 or better. Black symbols represent stars with orbital grading ≤ 3 . Unfilled circles represent stars with orbital grading 4 or 5.

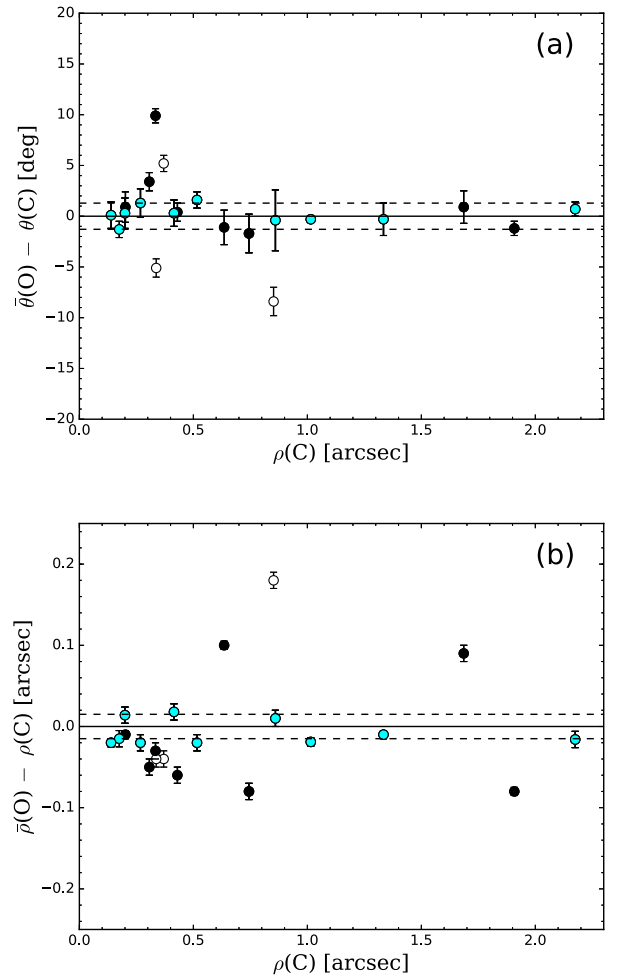
reduction process, we created long-exposure images for the reference stars, with the objective of measuring the seeing throughout the observing nights. The atmospheric conditions at the OPD/LNA are known to be of poor quality during some months of the year. However, speckle interferometry requires clear sky or even thin cirrus, with transparency variations ≤ 15 per cent to deliver acceptable results. Given the months in which we observed, we estimated a mean seeing for these observing runs of 1.8 arcsec, and we establish a cutoff $Q_{\text{seeing}} > 2.4$ arcsec for high-quality observations (see Fig. 4). We defined our quality criterion as:

$$Q = Q_{\text{PWS}} \cdot \{Q_{\text{fit}}, Q_{\text{seeing}}\}. \quad (1)$$

3.1 Calibration

We determined the orientation of the CCD and the pixel scale by comparing ephemeris of stars with published orbital solutions, taken from the Sixth Catalogue of Orbits of Visual Binary Stars (Hartkopf, Mason & Worley 2001). We observed 23 stars with published orbital parameters, of which 10 have orbits with grade³ ≤ 2 . In Table 2, we

³See Hartkopf et al. (2001) for a detailed description of orbital grading.

**Figure 6.** Residuals of (a) $\bar{\theta}$ and (b) $\bar{\rho}$ as a function of calculated ephemerides, for the measurements reported in Table 1. Symbols are as described in Fig. 5. In this case, the solid line is the zero value and the dashed lines represent our mean error in position angle and angular separation, respectively.

list the stars used to calibrate our data. These stars were observed at least twice in each filter.

In Fig. 5, we plotted the residuals of our measurements (O) compared with the ephemeris calculated for the time of our observations (C): $\Delta\theta_{O-C}$ versus $\Delta\rho_{O-C}$, for the mean values of position angle $\bar{\theta}$ and angular separation $\bar{\rho}$. This plot is divided according to the grading of the orbits: in cyan we plotted the residuals for orbits with

Table 3. Multi-band astrometry of known pairs observed with the 1.60 m telescope.

| WDS (2000) | Discoverer designation | Epoch + 2000 | θ (deg) | σ_θ (deg) | ρ (arcsec) | σ_ρ (arcsec) | $\theta_O - \theta_C$ (deg) | $\rho_O - \rho_C$ (arcsec) | Ref. | λ (nm) |
|-------------------------|------------------------|--------------|----------------|-----------------------|-----------------|------------------------|-----------------------------|----------------------------|-------------------------|----------------|
| 00062–0153 | HDS 9 | 17.7535 | 337.4 | 1.4 | 0.41 | 0.02 | | | | 538 |
| | | 17.7535 | 337.9 | 1.1 | 0.41 | 0.01 | | | | 630 |
| | | 17.7535 | 337.2 | 0.9 | 0.41 | 0.02 | | | | 894 |
| 00117–0942 | HDS 26 | 17.7535 | 75.5 | 0.7 | 0.64 | 0.01 | | | | 538 |
| | | 17.7535 | 75.7 | 1.5 | 0.64 | 0.01 | | | | 630 |
| | | 17.7535 | 75.9 | 1.7 | 0.64 | 0.03 | | | | 894 |
| 00121–5832 | RST4739 | 17.7535 | 279.6 | 1.9 | 0.23 | 0.02 | | | | 538 |
| | | 17.7535 | 277.9 | 2.3 | 0.23 | 0.01 | | | | 630 |
| | | 17.7535 | 278.3 | 1.8 | 0.24 | 0.02 | | | | 894 |
| 00143–2732 | HDS 33 | 17.7535 | 280.1 | 0.9 | 0.13 | 0.01 | −3.83 | −0.05 | Tokovinin et al. (2015) | 538 |
| | | 17.7535 | 280.3 | 0.9 | 0.12 | 0.03 | −3.65 | −0.05 | | 538 |
| | | 17.7535 | 281.0 | 0.6 | 0.13 | 0.01 | −2.94 | −0.06 | | 630 |
| | | 17.7535 | 100.9 | 0.7 | 0.13 | 0.02 | −3.03 | −0.05 | | 630 |
| | | 17.7535 | 100.6 | 0.9 | 0.13 | 0.01 | −3.33 | −0.04 | | 894 |
| 00321–0511 | A 111AB | 17.7535 | 100.9 | 0.7 | 0.13 | 0.02 | −3.03 | −0.05 | | 894 |
| | | 17.7535 | 325.8 | 1.4 | 0.12 | 0.01 | 0.43 | −0.02 | Tokovinin et al. (2015) | 538 |
| | | 17.7535 | 325.6 | 1.3 | 0.12 | 0.01 | 0.23 | −0.02 | | 538 |
| | | 17.7535 | 325.1 | 1.3 | 0.12 | 0.01 | −0.31 | −0.02 | | 630 |
| | | 17.7535 | 325.5 | 1.2 | 0.13 | 0.02 | 0.10 | −0.01 | | 630 |
| 00321–0511 | A 111AB,C | 17.7535 | 325.1 | 1.4 | 0.12 | 0.02 | −0.30 | −0.02 | | 894 |
| | | 17.7535 | 325.6 | 0.9 | 0.12 | 0.03 | 0.21 | −0.02 | | 894 |
| | | 17.7535 | 182.3 | 1.5 | 2.26 | 0.01 | | | | 538 |
| | | 17.7535 | 182.4 | 1.8 | 2.26 | 0.02 | | | | 538 |
| | | 17.7535 | 182.5 | 1.5 | 2.26 | 0.01 | | | | 630 |
| 01024 + 0504 | HDS 135AB | 17.7535 | 182.5 | 1.5 | 2.26 | 0.02 | | | | 630 |
| | | 17.7535 | 182.4 | 1.4 | 2.25 | 0.01 | | | | 894 |
| | | 17.7535 | 182.4 | 1.4 | 2.25 | 0.02 | | | | 894 |
| | | 17.7536 | 65.2 | 2.0 | 0.66 | 0.01 | −1.98 | −0.09 | Tokovinin et al. (2015) | 538 |
| | | 17.7536 | 65.2 | 2.2 | 0.66 | 0.03 | −1.95 | −0.09 | | 538 |
| 01039–4039 | HJ 3415 | 17.7536 | 65.3 | 1.4 | 0.66 | 0.01 | −1.92 | −0.09 | | 630 |
| | | 17.7536 | 65.7 | 1.9 | 0.66 | 0.02 | −1.44 | −0.08 | | 630 |
| | | 17.7536 | 65.8 | 2.1 | 0.66 | 0.02 | −1.41 | −0.08 | | 894 |
| | | 17.7536 | 65.5 | 1.7 | 0.66 | 0.03 | −1.72 | −0.09 | | 894 |
| | | 17.7536 | 134.9 | 2.1 | 0.82 | 0.03 | | | | 538 |
| 01106–6555 | HDS 154Aa,Ab | 17.7536 | 135.8 | 2.3 | 0.83 | 0.01 | | | | 630 |
| | | 17.7536 | 136.1 | 2.2 | 0.83 | 0.01 | | | | 894 |
| | | 17.7536 | 136.1 | 2.2 | 0.83 | 0.01 | | | | 894 |
| 01187–2630 ^C | SEE 11AB | 17.7536 | 296.6 | 1.5 | 0.62 | 0.01 | | | | 538 |
| | | 17.7536 | 296.5 | 1.8 | 0.62 | 0.03 | | | | 630 |
| | | 17.7536 | 296.6 | 1.6 | 0.62 | 0.01 | | | | 894 |
| 01187–2630 ^C | SEE 11AB | 17.7536 | 298.5 | 1.2 | 1.26 | 0.01 | | | | 538 |
| | | 17.7536 | 298.6 | 1.4 | 1.25 | 0.01 | | | | 630 |
| | | 17.7536 | 298.5 | 1.3 | 1.26 | 0.02 | | | | 894 |

Notes:

^C Ambiguous quadrant from reconstructed image. Quadrant adopted from the latest measure in the WDS.

^H Confirmed *Hipparcos* double star.

^T Confirmed Tycho double star.

(This table is available in its entirety in the online journal. A fragment is shown here for guidance regarding its content and format.)

grade ≤ 2 , the residuals for orbits with grade 3 are plotted in black and the rest of the residuals, up to grade 5, are plotted as empty symbols. The dashed lines represent the zero values. For stars with orbits graded as 3 or higher, we can see a maximum offset of $-8^{\circ}.2$ in position angle and -0.16 arcsec in angular separation. The rms residuals for the 10 stars used for calibration are $\text{rms}_\theta = 0^{\circ}.41$ and $\text{rms}_\rho = 4.3$ mas. We associated the rms error in θ and ρ to the detector orientation and to the pixel scale determination. However, as discussed in GUR18 this error is an underestimation, given that we also need information about the scale uncertainties for these binaries (see Section 3.2).

In Fig. 6, we show the residuals in position angle (a) and angular separation (b) as a function of the calculated ephemerides separa-

tion. The associated error bars were calculated by propagating the errors of the published uncertainties in the orbital parameters. The solid line represents the zero values and the dashed lines represent our mean errors in θ and ρ (see Section 3.2). After calibration we determined a mean pixel scale of 0.047 arcsec pixel⁻¹ (see Table 1).

3.2 Astrometric precision

The associated error to the fitted model of the PWS is $\sigma_i^2 = (\text{PWS}_i - P_{\text{noise}})/N$, where N is the number of images in each fits-cube, i represents each frame of a fits-cube and P_{noise} is a factor originated from the photon noise on the detector. As we mentioned

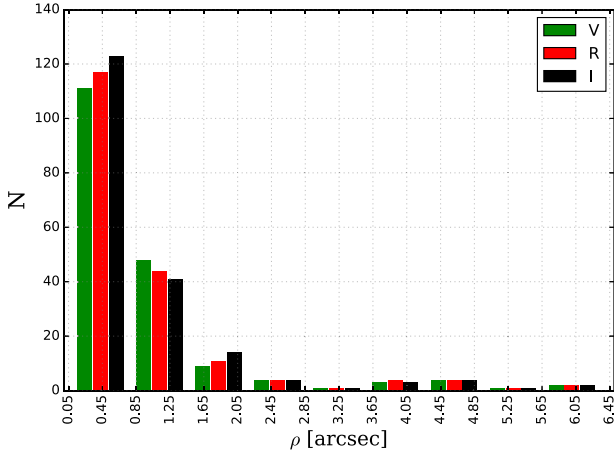


Figure 7. Histogram of the 470 measurements listed in Table 3, separated by the filter passband detections and distributed in bins of angular separation.

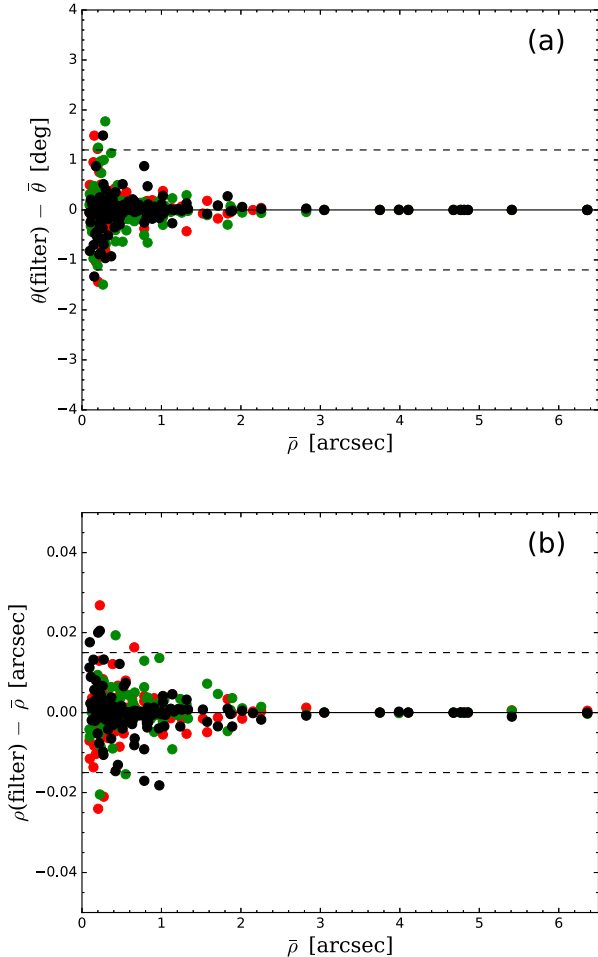


Figure 8. Repeatability between measurements performed on each filter, compared to the mean values of θ and ρ , for the stars reported in Table 3. (a) Difference in position angle θ as a function of the mean separation. (b) Difference in angular separation ρ as a function of the mean separation. The solid line represents the zero value and the dashed lines represent the mean error in position angle and angular separation, respectively. Colour code is as in Fig. 7.

in GUR18, we propagate uncertainties and our home-made program calculates the internal error associated with ρ and θ . As mentioned in Section 3.1, we observed 10 calibration stars which also allowed us to compute the variance for each filter. We associated the larger of these two errors (computed by the fit or by the variance) to each astrometric parameter. The internal error (or the variance) sets a lower limit for the uncertainty of our measurements, and we also need to take into account the error in the orientation and pixel scale. Thus, for the measurements reported in this paper, we associated an uncertainty $\sigma_\theta = \sqrt{\text{rms}_\theta^2 + \sigma_{\theta,\text{int}}^2}$ for the position angle and $\sigma_\rho = \sqrt{\text{rms}_\rho^2 + \sigma_{\rho,\text{int}}^2}$ for the angular separation. For these observations, we estimated that our mean error in angular separation is 15 mas and $1^\circ.2$ in position angle.

4 RESULTS

4.1 Multi-band astrometry of known pairs

In Table 3, we list the main body of our astrometric measurements. The first column lists the epoch-2000 coordinates in the format used by the WDS. The second column gives the discoverer designation. The third column contains the epoch of the observation in fractional Besselian years. The fourth column contains the position angle given in degrees and the fifth column gives its associated error. The angular separation in arcseconds and its associated error are listed in the sixth and seventh columns, respectively. The next three columns give the difference between our observations and the ephemeris calculated for the date of observation, as well as a reference for the publications in which the orbital elements can be found. In the last column we list the central wavelength for each particular detection. In this table, we included the following marks: a star with a *C* mark indicates that the quadrant determination from the reconstructed image is ambiguous, so we adopted the latest published quadrant from the WDS. An *H* mark indicates that the star is a confirmation of a *Hipparcos* double star and a *T* mark indicates that this is a *Tycho* double star.

In Fig. 7, we present a histogram with the number of astrometric measurements, divided by filter, presented in bins of angular separation. As we can see, 361 of the 470 measured angular separations are smaller than 1 arcsec, i.e. ~ 77 per cent of the whole sample.

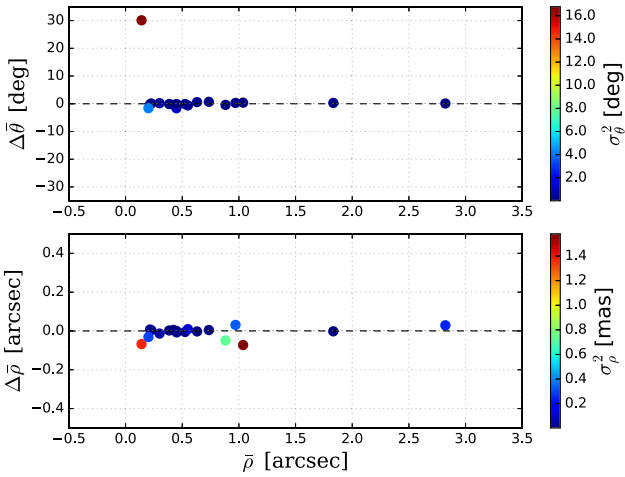
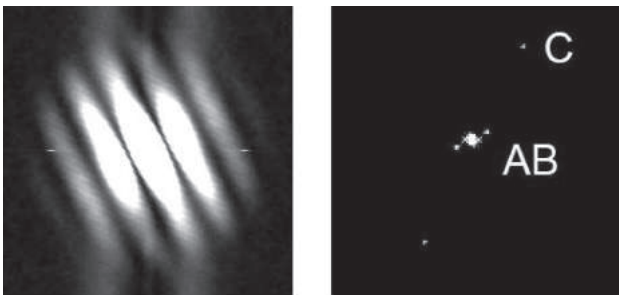
We also studied the repeatability of our observations for each filter. Fig. 8 displays the difference $\Delta_{\rho-\bar{\rho}}$ and $\Delta_{\theta-\bar{\theta}}$ as a function of the mean value $\bar{\rho}$. We followed the convention established in Fig. 6; the solid line represents the zero values and the dashed lines represent the mean errors in θ and ρ , respectively. In Fig. 8(a), we can see maximum offsets of $1^\circ.8$, but the rms difference of the whole sample is $1^\circ.1$ in *V*, $0^\circ.9$ in *R* and $0^\circ.8$ in *I*. In Fig. 8(b), we can see a similar behaviour, with a slightly largest dispersion for smaller separations. The rms for the angular separations is 1.2 mas for *V*, 1.0 mas for *R* and 1.1 mas for *I*.

4.2 New pairs

We detected new interferometric binaries in four previously known pairs. In Table 4, we list these new systems: the first column contains the WDS identifier of the primary star. In the second column we list the component of the new system, with a nomenclature that follows the convention used by the WDS. The third column contains the discoverer designation of the already known binary. Columns four, five and six contain the epoch of the observation in fractional Besselian years, the measured position an-

Table 4. Newly resolved pairs.

| WDS (2000) | New components | Discoverer designation | Epoch + 2000 | θ (deg) | σ_θ (deg) | ρ (arcsec) | σ_ρ (arcsec) | λ (nm) |
|------------|----------------|------------------------|--------------|----------------|-----------------------|-----------------|------------------------|----------------|
| 08571–4315 | Aa,Ab | SEE 108AB | 17.2357 | 35.1 | 1.5 | 0.18 | 0.01 | 538 |
| | | | 18.2651 | 65.3 | 1.5 | 0.11 | 0.02 | 538 |
| | | | 17.2357 | 34.9 | 1.5 | 0.18 | 0.01 | 630 |
| | | | 18.2651 | 65.2 | 1.6 | 0.10 | 0.01 | 630 |
| | | | 17.2357 | 35.0 | 1.5 | 0.17 | 0.01 | 894 |
| | | | 18.2651 | 64.9 | 1.5 | 0.11 | 0.01 | 894 |
| 09303–1948 | AB,C | B 1128 | 18.2980 | 62.3 | 1.1 | 2.15 | 0.01 | 630 |
| | | | 18.2980 | 62.4 | 1.0 | 2.15 | 0.01 | 894 |
| | | | 18.2980 | 62.3 | 1.1 | 2.15 | 0.01 | 894 |
| 11290–2446 | Aa,Ab | B 215 | 18.1288 | 252.1 | 2.5 | 0.16 | 0.01 | 538 |
| | | | 18.2763 | 251.1 | 2.5 | 0.16 | 0.01 | 538 |
| | | | 18.1288 | 251.2 | 1.1 | 0.16 | 0.01 | 630 |
| | | | 18.2763 | 251.2 | 1.1 | 0.15 | 0.01 | 630 |
| | | | 18.1288 | 250.9 | 1.3 | 0.16 | 0.01 | 894 |
| | | | 18.2763 | 249.9 | 4.3 | 0.16 | 0.01 | 894 |
| 13180–2330 | Aa,Ab | I 920 | 18.2766 | 242.4 | 1.1 | 0.11 | 0.01 | 538 |
| | | | 18.2766 | 242.8 | 2.6 | 0.11 | 0.02 | 630 |
| | | | 18.2766 | 242.9 | 2.0 | 0.12 | 0.01 | 894 |


Figure 9. Residuals in $\bar{\theta}$ (top) and $\bar{\rho}$ (bottom) for 18 stars that were observed at least twice. Colour code is related to the variance of each measurement (see text).

Figure 10. PWS (left) and ACF (right) of star WDS 09303–1948. The new tertiary system C can be seen with a separation $\rho = 2.15$ arcsec.

gle and its error given in degrees, respectively. The next two columns contain the angular separation and its error in arcsec, whilst the last column lists the central wavelength for each particular detection.

In Fig. 9 we show the variance of every star that was observed at least twice. We can see that most of the stars moved less than 1° and less than 0.4 mas. There is, however, one outlier that clearly changed its position angle by more than 30° and changed its separation, from 0.18 to 0.10 arcsec. This is a newly detected system around the main star of the double pair WDS 08571–4315, first identified by the *Hipparcos* mission (ESA 1997), turning it into a triple star system. We observed this star on two occasions, separated by a 1-year period. This system will be a good candidate to perform a follow-up observation, in order to calculate an orbital solution in the mid-term.

We also detected a faint star around the binary star WDS 09303–1948. This star is separated by 2.15 arcsec from the system AB. Unfortunately we did not calculate the magnitude difference between the components, but it is very clear in the PWS and the ACF as can be seen in Fig. 10.

WDS 11290–2446 is a double star for which we measured a separation $\bar{\rho} = 0.52$ arcsec. It has had several photographic and micrometric observations since 1926. The first interferometric observation was reported by McAlister, Hartkopf & Franz (1990) and later confirmed by the *Hipparcos* and *Tycho* missions. We detected a new interferometric component with a separation $\bar{\rho} = 0.16$ arcsec on two occasions. We observed this star with two months of difference, but we did not detect any variation in the astrometric parameters.

Finally, WDS 13180–2330 was observed by the *Tycho* mission, who reported a system with separation $\rho = 1.3$ arcsec. This system has no recent observation but our own. We observed this star on the mission of 2018 April. In addition to the I 920 system, we identified a new component with separation $\bar{\rho} = 0.11$ arcsec.

The new close pairs of WDS 11290–2446 and WDS 13180–2330 are either associated with the A or B components, so they should be Aa,Ab or Ba,Bb, but the position of the new components is ambiguous. However, we assumed the systems to be

virialized and the new components are placed with the main star A, thus we marked them as Aa,Ab. We will continue to observe these new systems, as they are good candidates to be fast-motion systems.

5 CONCLUSIONS

In this paper we presented a new instrument that will allow us to perform speckle-interferometric observations from the Southern Hemisphere, taking advantage of the facilities provided by the OPD/LNA. We described the opto-mechanical modifications performed to Camera 1 of the 1.60 m telescope, that allowed us to implement a new observing technique, which is feasible even when the atmospheric conditions are not optimal.

We presented 364 astrometric measurements of 139 pairs, performed during four different missions in 2017 and 2018, focusing on objects from the WDS Catalogue. For these observations, we used three different passband filters, *V*, *R* and *I*. We discussed our astrometric precision and studied the repeatability of our observations. The minimum separation that we are reporting in this paper is 0.09 arcsec, which is a spectacular result for a mid-class telescope, without an active-optics system. We detected four new interferometric binaries, three of which have separations $\rho \leq 0.16$ arcsec. In particular, we have been interested in new double stars discovered by *Hipparcos*. We confirmed 15 of these double systems that only had one previous observation. We also confirmed two *Tycho* binaries, but there is still the doubt that many, if not most, of the *Tycho* binaries might be spurious.

We can assure that OPD/LNA has now another instrument available to the astronomical community for the identification of relatively bright binaries, with angular separation very close to the resolution power of the telescope.

ACKNOWLEDGEMENTS

We are grateful to the referee for a thoughtful reading of our manuscript and for the suggestions that helped us to improve the quality of this work. We would like to thank the technical staff of the OPD/LNA for their assistance in securing these observations, specially to Saulo Gargaglioni for his support during the observation campaigns and the development of the acquisition software. We thank Adriano Messala Coimbra for the optical schematics that

led to the development of the new optical configuration for the P&E telescope. TBS acknowledge financial support through a CAPES-PhD grant (Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior). JCNC also acknowledges financial support through a CAPES-PhD grant. This research has made use of the Washington Double Star Catalogue maintained at the U.S. Naval Observatory. This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France.

REFERENCES

- Andrade M., 2007, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 43, 237
 ESA, 1997, ESA Special Publication, Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA Hipparcos Space Astrometry Mission, ESA SP Series vol 1200, ESA Publications Division, Noordwijk, Netherlands
 Guerrero C. A., Orlov V. G., Borges Fernandes M., Ángeles F., 2018, *MNRAS*, 475, 1725
 Hartkopf W. I., Mason B. D., Worley C. E., 2001, *AJ*, 122, 3472
 Hartkopf W.I., Mason B.D., 2014, IAU Commission on Double Stars, 184, 1
 Mason B. D., Hartkopf W. I., Miles K. N., 2017, *AJ*, 154, 200
 McAlister H., Hartkopf W. I., Franz O. G., 1990, *AJ*, 99, 965
 Muterspaugh M. W. et al., 2010, *AJ*, 140, 1623
 Söderhjelm S., 1999, *A&A*, 341, 121
 Tokovinin A., Mason B. D., Hartkopf W. I., 2014, *AJ*, 147, 123
 Tokovinin A., Mason B. D., Hartkopf W. I., Mendez R. A., Horch E. P., 2015, *AJ*, 150, 50
 Worley C. E., Douglass G. G., 1997, *A&AS*, 125, 523

SUPPORTING INFORMATION

Supplementary data are available at *MNRAS* online.

Table 3. Multi-band astrometry of known pairs observed with the 1.60 m telescope.

Please note: Oxford University Press is not responsible for the content or functionality of any supporting materials supplied by the authors. Any queries (other than missing material) should be directed to the corresponding author for the article.

This paper has been typeset from a $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$ file prepared by the author.

4.4.2 “Identification of Possible Stellar Companions via Speckle Interferometry in a Sample of Be Stars”

Neste artigo, nós apresentamos as medições de estrelas Be da nossa amostra principal obtidas no Observatório do Pico dos Dias utilizando o telescópio Perkin-Elmer com 1,6 m. Foram obtidas medições para um conjunto de 23 estrelas Be observadas durante 3 missões ocorridas entre 2017 e 2019, com uma resolução angular maior que a obtida pelo satélite Gaia.

Como resultado, nós descobrimos três novas estrelas duplas e identificamos quatro novas companheiras em três sistemas múltiplos previamente conhecidos (Tabela 4.5 extraída do artigo). Além disso, utilizando dados de paralaxe e movimentos próprios fornecidos pelas missões Gaia e Hipparcos para as estrelas de nossa amostra que possuíam companheiras sugeridas previamente na literatura, concluímos que para boa parte delas a possibilidade de estarem ligadas gravitacionalmente é muito baixa. Graças a isso, pudemos refinar a nossa amostra de objetos, identificando aqueles que não devem ser modelados pelo BeAtlas, pois são sistemas binários ou múltiplos.

Eu estive à frente de todas as etapas de elaboração do artigo, desde a obtenção dos dados e sua redução e análise, até a redação do texto submetido e sua revisão.

| HD | WDS (2000) | New components | Epoch +2000 | θ (deg) | σ_θ (deg) | ρ (arcsec) | σ_ρ (arcsec) | λ (nm) |
|---------|--------------|----------------|-------------|----------------|-----------------------|-----------------|------------------------|----------------|
| 71510 | 08255 – 5144 | Aa,Ab | 17.2357 | 23.6 | 1.6 | 0.28 | 0.02 | 538 |
| | | | 17.2357 | 23.3 | 1.6 | 0.26 | 0.03 | 630 |
| | | | 17.2357 | 23.9 | 0.9 | 0.28 | 0.01 | 894 |
| 76838 | 08571 – 4315 | Ba,Bb | 17.2357 | 35.1 | 1.5 | 0.18 | 0.01 | 538 |
| | | | 17.2357 | 34.9 | 1.5 | 0.18 | 0.01 | 630 |
| | | | 17.2357 | 35.0 | 1.5 | 0.17 | 0.01 | 894 |
| | | | 18.2651 | 65.3 | 1.5 | 0.11 | 0.02 | 538 |
| | | | 18.2651 | 65.2 | 1.6 | 0.10 | 0.01 | 630 |
| | | | 18.2651 | 64.9 | 1.5 | 0.11 | 0.01 | 894 |
| 161004 | 17442 – 2727 | AB | 18.2769 | 146.3 | 0.5 | 6.36 | 0.01 | 538 |
| | | | 18.2769 | 146.3 | 0.1 | 6.36 | 0.03 | 630 |
| | | | 18.2769 | 146.3 | 0.9 | 6.36 | 0.02 | 894 |
| | | | 19.5486 | 145.7 | 1.0 | 6.69 | 0.02 | 538 |
| | | | 19.5486 | 145.7 | 1.6 | 6.69 | 0.01 | 630 |
| | | | 19.5486 | 145.7 | 1.4 | 6.69 | 0.01 | 894 |
| | | Ba,Bb | 18.2769 | 135.0 | 0.6 | 0.97 | 0.02 | 538 |
| | | | 18.2769 | 135.0 | 0.4 | 0.97 | 0.02 | 630 |
| | | | 18.2769 | 134.9 | 0.5 | 0.97 | 0.02 | 894 |
| | | | 19.5486 | 143.3 | 1.7 | 0.28 | 0.01 | 538 |
| | | | 19.5486 | 143.1 | 1.4 | 0.27 | 0.01 | 630 |
| | | | 19.5486 | 142.9 | 1.3 | 0.28 | 0.01 | 894 |
| | | | 19.5486 | 142.9 | 1.3 | 3.23 | 0.01 | 894 |
| 159032* | AB | 19.5486 | 254.7 | 1.3 | 3.23 | 0.01 | 894 | |
| 168135* | AB | 17.2475 | 136.6 | 2.4 | 5.41 | 0.01 | 538 | |
| | | 17.2475 | 136.6 | 2.3 | 5.41 | 0.01 | 630 | |
| | | 17.2475 | 136.6 | 2.4 | 5.41 | 0.02 | 894 | |
| | | 19.5515 | 136.4 | 1.1 | 5.90 | 0.01 | 538 | |
| | | 19.5515 | 136.4 | 1.2 | 5.90 | 0.01 | 630 | |
| 174886* | AB | 19.5515 | 136.4 | 1.1 | 5.90 | 0.01 | 894 | |
| | | 17.2476 | 86.0 | 0.9 | 0.19 | 0.01 | 538 | |
| | | 17.2476 | 85.9 | 1.1 | 0.19 | 0.02 | 630 | |
| | | 17.2476 | 85.3 | 1.4 | 0.19 | 0.03 | 894 | |
| | | 18.2770 | 89.5 | 1.4 | 0.22 | 0.03 | 538 | |
| | | 18.2770 | 90.1 | 1.9 | 0.22 | 0.01 | 630 | |
| | | 18.2770 | 89.5 | 1.2 | 0.21 | 0.02 | 894 | |
| | | 19.5515 | 89.7 | 1.3 | 0.23 | 0.01 | 538 | |
| | | 19.5515 | 89.2 | 1.1 | 0.23 | 0.04 | 630 | |
| 19.5515 | 89.3 | 1.6 | 0.23 | 0.01 | 894 | | | |

Tabela 4.5: Novos pares encontrados em sistemas múltiplos previamente conhecidos e novas possíveis estrelas duplas descobertas. Descrição das colunas: (1) e (2) a identificação da estrela nos catálogos HD e WDS respectivamente; (3) designação da nova componente descoberta; (4) época da nossa observação (expressa em fração de ano Bes-seliano); (5)-(6) posição angular e seu erro respectivamente; (7)-(8) separação angular e seu erro respectivamente; (9) comprimento de onda central do filtro usado em cada observação. Estrelas marcadas com * não apresentavam indicação prévia de binaridade na literatura.



Identification of Possible Stellar Companions via Speckle Interferometry in a Sample of Be Stars

T. B. Souza¹, C. A. Guerrero², and M. Borges Fernandes¹

¹ Observatório Nacional, Rua General José Cristino 77, CEP: 20921-400, São Cristóvão, Rio de Janeiro, Brazil; tiago@on.br

² Observatorio Astronómico Nacional, Universidad Nacional Autónoma de México, Apartado Postal 877, C.P. 22800, Ensenada B.C., México
Received 2019 November 22; revised 2020 January 14; accepted 2020 January 17; published 2020 February 28

Abstract

We present speckle interferometric measurements of Be stars made with the 1.60 m Perkin-Elmer telescope at the Pico dos Dias Observatory of the Laboratório Nacional de Astrofísica in Brazil. Using three different filters (V , R , and I), we obtained astrometric measurements for 23 stars, during three observing runs allocated in 2017 March, 2018 April, and 2019 July. We identified pairs with angular separation ranging from $0''.10$ to $6''.69$, including six systems with separations smaller than $1''.0$. We estimated a mean error in separation of 15 mas, $1''.2$ in position angle, and 0.29 mag for the magnitude difference. We discovered three new possible double systems that are not identified in the literature: HD 174886, HD 159032, and HD 168135 with an average angular separation of $0''.20$, $3''.23$, and $5''.41$, respectively. In addition, we identified four new pairs in multiple systems previously known in the Washington Double Star Catalog. However, for 16 stars of our sample, we did not find evidence of binarity, based on the diffraction-limited resolution, the field of view, and/or the sensitivity of our observations. From the cross-match with data from *Gaia* Data Release 2, we verified the possibility of some of these systems be gravitationally bound or not.

Unified Astronomy Thesaurus concepts: Be stars (142); Speckle interferometry (1552); Visual binary stars (1777)

1. Introduction

A Be star was defined by Jaschek et al. (1981) as “a non-supergiant B-type star whose spectrum has, or had at some time, one or more Balmer lines in emission.” The presence of these emission lines is attributed to a transient gaseous circumstellar disk, formed by material ejected from the star, and which is better described by a scenario of a viscous decretion disk (Lee et al. 1991; Okazaki 2004; Carciofi & Rocha Rimulo 2013; Rivinius et al. 2013).

The mechanism responsible for the disk formation is still not very well understood. Among the possible causes, we can list high rotation close to the critical velocity (Huang et al. 2010), non-radial pulsations (Baade 1988), and binarity. Regarding binarity, it has been suggested that the mass transfer between the components of close systems, where the primary star is a B-type star, may be responsible for the disk formation (Kriz & Harmanec 1975; Plavec 1976; Peters 1982; Baade 1992). However, this scenario is most likely not true for long period binaries, because it is very unlikely that the mass transfer occurs due to the large separation between their components.

From speckle interferometry (Labeyrie 1970), specifically, it has been possible to identify binaries or multiple systems, as well as to derive their relative positions, being limited by the diffraction limit and sensitivity of the telescope and the detector. One advantage of this technique is that, even with small- and medium-size telescopes, it is possible to achieve for high angular resolution without a very expensive and complex instrumental configuration. Based on this, we took advantage of the recent implementation of this technique by our group at the Pico dos Dias Observatory of the Laboratório Nacional de Astrofísica (OPD/LNA) in Brazil (Guerrero et al. 2018b) to perform observations of mainly southern Be stars and identify new binary or multiple systems.

It is important to say that, considering the short time coverage available from our observations, we can only search

for companion candidates. Only with a long time series will it be possible to confirm the binary or multiple nature of our observed systems. However, even the candidate indication is already important information, especially for the modeling of Be stars and their disks, where the possibility of binarity can explain the complex morphology found in several works (Cyr et al. 2016; Panoglou et al. 2016; Chojnowski et al. 2018).

This paper is organized as follows. In Section 2, we present our sample and the selection criteria assumed by us. Section 3 presents our observations and the data reduction process. Section 4 shows our results, considering both the identification of new possible companions and also the confirmation of previously cited pairs in the literature. For some pairs, it was also possible to estimate the magnitude difference (Δm) between the primary and secondary stars.

Section 5 presents the stars of our sample, where no pair was detected. An estimation of the inner and outer edge limit of our observations is also presented. In Section 6, we summarize our conclusions

2. Be Sample

Based on the sensitivity of the telescope, we selected a sample of 23 Be stars ($m_V < 10$), most of them of southern decl., as can be seen in Table 1. For most of our stars, we assumed the distances provided by Bailer-Jones et al. (2018) from the *Gaia* Data Release 2 (*Gaia* DR2). However for some objects, the parallaxes provided by *Gaia* DR2 have high uncertainties. Thus, for these stars, we decided to assume the distances provided by van Leeuwen (2007), related to the *Hipparcos* mission.

3. Observations and Data Reduction

Our observations were carried out during three runs, in 2017 March, 2018 April, and 2019 July, at the 1.60 m Perkin-Elmer telescope of OPD/LNA. For these observations, we used the

Table 1
Our Sample of Be Stars Observed from the OPD/LNA

| Star | R.A. (J2000) | Decl. (J2000) | MK | m_V (mag) | d (pc) | References |
|-----------|-----------------|------------------|----------|----------------|---------------------------------------|------------|
| Hen 3-14 | 06 33 43.51 | -32 02 48.62 | B8 | 9.55 | 1037 ⁺⁵¹ ₋₄₆ | B |
| HD 50424 | 06 52 53.05 | -10 00 26.92 | B9e | 8.89 | 1207 ⁺¹²¹ ₋₁₀₁ | B |
| HD 50891 | 06 54 58.82 | -03 42 01.28 | B1IIIe | 8.42 | 2610 ⁺⁴⁷⁰ ₋₃₅₀ | B |
| HD 54551 | 07 08 14.79 | -23 25 54.11 | B1/2II | 8.61 | 3627 ⁺⁹⁰² ₋₆₁₇ | B |
| HD 54786 | 07 09 36.98 | -16 05 46.80 | B1/2I | 9.60 | 5076 ⁺¹³⁴⁹ ₋₉₁₉ | B |
| HD 57539 | 07 21 34.63 | -05 53 49.90 | B3IV | 6.58 | 630 ⁺²⁷ ₋₂₅ | B |
| HD 60993 | 07 36 42.30 | -13 03 49.90 | B2II | 8.74 | 2532 ⁺⁴¹⁰ ₋₃₁₃ | B |
| HD 71510 | 08 25 31.32 | -51 43 38.69 | B3IV | 5.17 | 213 ⁺⁶ ₋₇ | B |
| HD 72067 | 08 29 07.56 | -44 09 37.49 | B2/3V | 5.81 | 439 ⁺¹²⁰ ₋₇₈ | V |
| HD 76838 | 08 57 07.55 | -43 15 22.31 | B2IV | 7.31 | 336 ⁺⁹⁰ ₋₅₉ | V |
| HD 157174 | 17 22 46.42 | -25 33 27.42 | A0IV | 9.27 | 634 ⁺²³ ₋₂₁ | B |
| HD 159032 | 17 33 15.10 | -19 22 37.96 | B9IV | 9.75 | 574 ⁺²² ₋₂₀ | B |
| HD 159845 | 17 37 54.82 | -24 57 56.97 | B3III | 9.24 | 495 ⁺¹⁴ ₋₁₃ | B |
| HD 161004 | 17 44 14.15 | -27 27 28.29 | B8V | 8.79 | 498 ⁺²⁰ ₋₁₈ | B |
| HD 162345 | 17 51 59.26 | -30 29 41.03 | B8 | 9.35 | 1571 ⁺¹⁹⁶ ₋₁₅₈ | B |
| HD 165365 | 18 06 45.79 | -28 21 49.77 | B7/8III | 7.11 | 433 ⁺¹⁶ ₋₁₅ | B |
| HD 165854 | 18 08 48.94 | -18 58 34.42 | B9V | 8.27 | 447 ⁺¹³ ₋₁₃ | B |
| HD 165894 | 18 09 14.44 | -22 46 37.82 | B3IV/V | 8.71 | 1052 ⁺⁹⁸ ₋₈₄ | B |
| HD 167401 | 18 16 14.27 | -29 06 36.55 | B4II/III | 9.23 | 1196 ⁺⁸⁸ ₋₇₇ | B |
| HD 168135 | 18 18 50.70 | -12 27 14.55 | B8IV/V | 7.92 | 465 ⁺¹⁴ ₋₁₂ | B |
| HD 174886 | 18 53 14.47 | -10 13 12.41 | B3Ve | 7.77 | 353 ⁺¹⁵² ₋₈₁ | B |
| HD 179343 | 19 12 03.27 | +02 37 21.28 | B7/8e | 6.92 | 794 ⁺¹⁴²⁹ ₋₃₁₁ | V |
| HD 316475 | 17 52 13.95 | -27 44 25.71 | B8 | 9.64 | 1053 ⁺⁹⁰ ₋₇₇ | B |

Note. Column information: (1) object name; (2)–(3) right ascension (R.A.) and declination (decl.); (4) spectral type and luminosity class; (5) visual magnitude; (6) distance; and (7) the reference associated to it. Data of columns (2)–(5) was extracted from SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>).

References: (B) Bailer-Jones et al. (2018; from *Gaia* DR2) and (V) van Leeuwen (2007; from *Hipparcos* mission).

iXon Ultra 888 camera equipped with a fast electron multiplying CCD from ANDOR technology and three broad-band filters: *V*, *R*, and *I*, centered at 538, 630, and 894 nm, providing diffraction-limited resolutions of 0".074, 0".081, and 0".11, respectively. The iXon Ultra camera features a frame of 1024 × 1024 px, with 13 μm pixel size. However, we observed using a smaller region of interest of 256 × 256 px, for a total observing area (field of view, FOV) of 12".54. Based on our experience, we cannot detect stars fainter than $V = 12.5$ mag and/or with a magnitude difference larger than ~ 4 mag (Guerrero et al. 2018b).

In Table 2, we summarize our observing campaigns and present the calibrated pixel scale, together with the number of objects observed in each mission.

We followed our standard observing and data reduction procedure, as described in Guerrero et al. (2018b). However, in the following list we present a brief description.

1. For each star, we obtain three fits cubes (one for each filter) containing 1000 images of 20 ms of exposure time each.
2. We calculate a fast-Fourier transform and add the squared modulus of each frame to derive a mean power spectrum (PWS).

Table 2
Observing Runs

| Observing Run | Date | Pixel Scale (arcsec/pixel) | N Objects |
|---------------|------------|-------------------------------|----------------|
| 1 | 2017 March | 0.047 | 20 |
| 2 | 2018 April | 0.046 | 6 |
| 3 | 2019 July | 0.046 | 6 |

3. From the PWS, we calculate the autocorrelation function (ACF).
4. We derive the atmospheric transfer function from the reference stars.
5. Finally, we adjust a least-square fit to the PWS to calculate the relative astrometry, magnitude difference, and associated errors.

The detector orientation and the pixel scale were determined by comparing the ephemerides of our calibration stars with known orbital solutions, taken from the Sixth Catalog of Orbits of Visual Binary Stars (Hartkopf et al. 2001). See Guerrero et al. (2018b) for more details.

From the model of the PWS, we calculate the magnitude difference (Δm) of the stars and their associated errors, which are related to the contrast parameters A and B (Tokovinin et al. 2010),

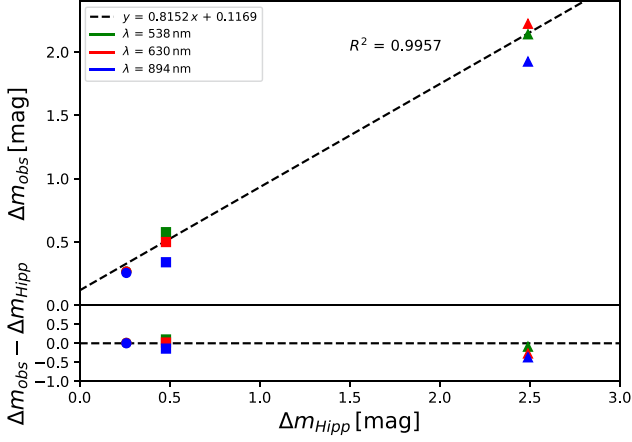


Figure 1. Comparison between our observed magnitude difference and the magnitude difference measured by the *Hipparcos* mission for HD 72067 (circle), HD 76838 (square), and HD 179343 (triangle). We also show the residual plot comparing the magnitude difference measured in the 538, 630, and 894 nm filters and Δm , *Hipp*. The linear regression shows the high correlation between Δm_V and Δm by *Hipparcos*.

through Equation (1),

$$\Delta m = -2.5 \log_{10} \left[1 - \frac{\sqrt{(1 - C^2)}}{C} \right], \quad (1)$$

where $C = B/A$. However, for faint stars or large magnitude differences, the fitting of the model results in an overestimation of Δm . For wide binaries we also have to take into account the anisoplanatism effects, given that the loss of correlation between speckles becomes a prominent bias. Because of this, we choose to not calculate the magnitude difference for pairs wider than $3''$, which—for these observations—also had a very low signal-to-noise ratio ($S/N < 0.20$). The estimated magnitude difference should be considered with caution because these stars are variable, thus, it is expected that these values will change in different observations.

3.1. Astrometric and Photometric Precision

The respective uncertainties associated with our astrometric measurements are dependent on the goodness of the fit and the calibration errors. As we described in Guerrero et al. (2018a), our home-made program calculates the internal errors associated with the separation (ρ), position angle (θ), and the magnitude difference (Δm). We also take into account the errors in the pixel scale and the detector orientation. Thus, for the measurements reported in this paper, the associated error for the angular separation is calculated by $\sigma_\rho = \sqrt{\text{rms}_\rho^2 + \sigma_{\rho,\text{int}}^2}$, and the respective error of the position angle is calculated using $\sigma_\theta = \sqrt{\text{rms}_\theta^2 + \sigma_{\theta,\text{int}}^2}$, where rms_ρ and rms_θ are the associated errors from the calibration stars, and $\sigma_{\rho,\text{int}}$ and $\sigma_{\theta,\text{int}}$ are the respective internal errors. We have three stars for which the *Hipparcos* mission (ESA 1997) also calculated the magnitude difference in the H_p filter and they are HD 72067, HD 76838, and HD 179343. The H_p filter is similar to the V passband, however, it is wider and ~ 20 nm bluer. In Figure 1, we show the correlation between our estimation of Δm for each of our observing filters (538, 630, and 894 nm) and Δm_{Hipp} , and also the residuals. The variability is clear and the standard deviation of the residuals is 0.13 mag for $\lambda = 538$ nm,

0.26 mag for $\lambda = 630$ nm, and 0.39 mag for $\lambda = 694$ nm. Similar to our astrometric errors, we will assume that for the measurements reported in this paper, our associated errors in Δm are the PWS model errors added in quadrature with the errors from the *Hipparcos* photometry, $\sigma_{\Delta m} = \sqrt{\sigma_{\Delta m, Hipp}^2 + \sigma_{\Delta m, \text{int}}^2}$, with $\sigma_{\Delta m, Hipp}$ as the error associated to each color as described before, and $\sigma_{\Delta m, \text{int}}$ as the respective internal error. Thus, our average error for the three colors is $\sigma_{\Delta m} = 0.29$ mag.

4. Results and Discussion

4.1. Positive Detection

We identified positive detections for 8 of the 23 objects in our sample. In Table 3, we present our measurements for the previously known pairs cited in the literature, as well as their historical measurements.

Table 4 presents the new resolved pairs that we found in previously suggested double or multiple stars and also the new possible double stars discovered by us.

4.2. Multiple Systems Cited in the Literature and New Discovered Pairs

4.2.1. HD 71510 (WDS 08255–5144)

This star is included in the Washington Double Star Catalog (WDS; Worley & Douglass 1997) as having two companions.

The first one, HD 71510 B, was classified as a B8V star by Gahm et al. (1983) with m_V estimated as 9.51 by Lindroos (1983) and 9.63 by Mason et al. (2001). This star was observed for the first time in 1826 with $\theta = 205^\circ$ and $\rho = 40''0$ (Dunlop 1829). The latest measurement available was taken in 2015 with $\theta = 218^\circ$ and $\rho = 25''7$ (B. D. Mason 2020, private communication).

The second companion, HD 71510 C, is a G3V star (Gahm et al. 1983) with m_V estimated as 10.76 by Lindroos (1983). It was observed for the first time in 1895 with $\theta = 17^\circ \pm 0^\circ 22$ and $\rho = 34''1$ (Urban et al. 1998), while observations taken in 2015 showed $\theta = 15^\circ$ and $\rho = 33''2$ (Mason et al. 1997), without a significant variation.

Both stars were not observed by us, due to our small FOV. Table 5 shows the parallax and proper motions provided by *Gaia* DR2 for them and also for HD 71510 and based on them, we concluded that these stars cannot be gravitationally bound, being only sky projections.

From our measurements taken in 2017, we identified a new possible companion (designated as Aa,Ab) with $\theta = 23^\circ 6 \pm 1^\circ 4$ and $\bar{\rho} = 0'' 27 \pm 0'' 02$ (we are considering the mean values obtained in the filters V , R , and I). This new star was not seen by *Gaia*, because its separation is shorter than its angular resolution ($0''4$). We also determined the magnitude difference of $\Delta m_V = 0.93$ mag between both stars for the moment of our observations.

4.2.2. HD 72067 (WDS 08291–4410)

This object is reported as a B2V star (Nichols & Slavin 2004) located in the constellation of the Vela.

It was identified as a binary system in 1927 by Van den Bos (1929) who measured $\theta = 216^\circ 6$ and $\rho = 0'' 25$ for the companion. Several other measurements were reported in the literature until 1996, showing the separation and position angle variability of the companion over the years (see Table 3). Through a visual inspection of the spectrum, Bragança et al. (2012)

Table 3
Multiband Astrometry of Pairs of Stars Already Cited in the Literature and Observed by Us at the OPD/LNA

| HD | WDS (2000) | Discoverer Designation | Epoch (yr) | θ (deg) | σ_θ (deg) | ρ (arcsec) | σ_ρ (arcsec) | Δm (mag) | λ (nm) | References |
|---------|------------|------------------------|------------|----------------|-----------------------|-----------------|---|------------------|----------------|-----------------------------|
| 72067 | 08291–4410 | B 1101 | 1927.41 | 216.6 | | 0.25 | | | | Van den Bos (1929) |
| | | | 1930.28 | 214.6 | | 0.21 | | | | Van den Bos (1930) |
| | | | 1934.17 | 215.0 | | 0.25 | | | | Van den Bos & Finsen (1935) |
| | | | 1945.61 | 223.8 | | 0.22 | | | | Van den Bos (1951) |
| | | | 1951.31 | 230.2 | | 0.26 | | | | Finsen (1951) |
| | | | 1961.08 | 235.0 | | 0.24 | | | | Knipe (1962) |
| | | | 1976.21 | 245.2 | | 0.31 | | | | Holden (1977) |
| | | | 1987.32 | 248.1 | | 0.34 | | | | Scardia (1991) |
| | | | 1989.30 | 251.7 | | 0.28 | | | | McAlister et al. (1990) |
| | | | 1991.25 | 253. | | 0.28 | | | | ESA (1997) |
| | | | 1996.18 | 255.0 | | 0.28 | | | | Mason et al. (1997) |
| | | | 2017.24 | 269.9 | 0.4 | 0.24 | 0.01 | 0.27 | 538 | This work |
| | | | 2017.24 | 269.9 | 0.5 | 0.24 | 0.02 | 0.26 | 630 | This work |
| 76838 | 08571–4315 | SEE 108AB | 2017.24 | 269.9 | 0.5 | 0.24 | 0.03 | 0.22 | 894 | This work |
| | | | 1897.19 | 44.8 | | 2.70 | | | | See (1898) |
| | | | 1897.19 | 46.8 | | 2.89 | | | | See (1898) |
| | | | 1900.30 | 45.0 | | 3.02 | | | | Innes (1905) |
| | | | 1912.07 | 48.0 | | 2.71 | | | | Cox (1913) |
| | | | 1912.35 | 47.9 | | 2.96 | | | | Innes (1913) |
| | | | 1913.05 | 48.9 | | 3.23 | | | | Hussey (1915) |
| | | | 1920.07 | 46.6 | | 3.15 | | | | Tapia (1921) |
| | | | 1926.83 | 46.2 | | 3.11 | | | | Voûte (1926) |
| | | | 1932.91 | 46.8 | | 3.06 | | | | Wallenquist (1934) |
| | | | 1935.69 | 46.3 | | 3.07 | | | | Van den Bos (1936) |
| | | | 1960.61 | 46.2 | | 2.94 | | | | Knipe (1962) |
| | | | 1991.25 | 46.0 | | 3.03 | | | | ESA (1997a) |
| 1991.80 | 46.6 | | 3.11 | | | | Høg et al. (2000) | | | |
| 2015.50 | 46.3 | | 3.04 | | | | B. D. Mason (2020, private communication) | | | |
| 2017.24 | 45.8 | 1.1 | 2.84 | 0.03 | 1.92 | 630 | This work | | | |
| 2017.24 | 45.7 | 1.1 | 2.84 | 0.02 | 1.84 | 894 | This work | | | |
| 2018.26 | 45.6 | 0.1 | 2.81 | 0.01 | 2.12 | 538 | This work | | | |
| 2018.26 | 45.5 | 0.3 | 2.81 | 0.01 | 1.92 | 630 | This work | | | |
| 2018.26 | 45.6 | 0.1 | 2.81 | 0.01 | 1.87 | 894 | This work | | | |
| 179343 | 19121+0237 | BU 1204AB | 1890.56 | 183.8* | | 0.44 | | | | Burnham (1894) |
| | | | 1893.24 | 185.8* | | 0.30 | | | | Schiaparelli (1909) |
| | | | 1898.74 | 188.6* | | 0.38 | | | | Aitken (1899) |
| | | | 1899.72 | 192.1* | | 0.37 | | | | Bryant (1900) |
| | | | 1901.59 | 193.8* | | 0.42 | | | | Doolittle (1905) |
| | | | 1901.71 | 195.4 | | 0.35 | | | | Espin (1902) |
| | | | 1902.54 | 182.3* | | 0.31 | | | | Bryant (1903) |
| | | | 1904.56 | 183.6* | | 0.37 | | | | Lewis et al. (1905) |
| | | | 1905.44 | 188.1* | | 0.47 | | | | Doolittle (1912) |
| | | | 1906.75 | 188.7* | | 0.32 | | | | Bryant (1907) |
| | | | 1909.73 | 192.3* | | 0.49 | | | | Furner (1910) |
| | | | 1916.53 | 186.3 | | 0.33 | | | | Leavenworth & Beal (1930) |
| | | | 1922.02 | 185.0* | | 0.35 | | | | Dyson (1923) |
| | | | 1942.43 | 188.1* | | 0.33 | | | | Voûte (1955) |
| | | | 1947.22 | 189.2 | | 0.31 | | | | Van den Bos (1950) |
| | | | 1948.68 | 190.4 | | 0.34 | | | | Van Biesbroeck (1954) |
| | | | 1950.80 | 186.3 | | 0.27 | | | | Markowitz (1956) |
| | | | 1951.74 | 187.2 | | 0.24 | | | | Markowitz (1956) |
| | | | 1956.74 | 179.6 | | 0.31 | | | | Baize (1957) |
| | | | 1957.60 | 185.1 | | 0.24 | | | | Van den Bos (1959) |
| | | | 1957.62 | 183.5 | | 0.24 | | | | Van Biesbroeck (1960) |
| | | | 1958.64 | 188.3 | | 0.24 | | | | Van den Bos (1960) |
| | | | 1959.74 | 184.3 | | 0.46 | | | | Worley (1960) |
| | | | 1960.36 | 190.2 | | 0.30 | | | | Van Biesbroeck (1965) |
| | | | 1961.66 | 187.3 | | 0.23 | | | | van den Bos (1962) |
| | | | 1961.72 | 193.1 | | 0.34 | | | | Heintz (1963) |
| | | | 1962.22 | 184.3 | | 0.29 | | | | Baize (1964) |
| | | | 1962.68 | 185.4 | | 0.24 | | | | Worley (1967) |
| 1962.69 | 193.7 | | 0.32 | | | | Van Biesbroeck (1965) | | | |
| 1962.70 | 192.6 | | 0.34 | | | | Van Biesbroeck (1965) | | | |

Table 3
(Continued)

| HD | WDS (2000) | Discoverer Designation | Epoch (yr) | θ (deg) | σ_θ (deg) | ρ (arcsec) | σ_ρ (arcsec) | Δm (mag) | λ (nm) | References |
|----|------------|------------------------|------------|----------------|-----------------------|-----------------|------------------------|------------------|----------------|-------------------------|
| | | | 1965.72 | 189.4 | | 0.20 | | | | van den Bos (1966) |
| | | | 1967.47 | 189.8 | | 0.18 | | | | Walker (1969) |
| | | | 1971.61 | 184.4 | | 0.22 | | | | Worley (1978) |
| | | | 1975.49 | 185.3 | | 0.27 | | | | Walker (1985) |
| | | | 1975.60 | 184.7 | | 0.34 | | | | Walker (1985) |
| | | | 1975.66 | 180.7 | | 0.28 | | | | Behall (2014) |
| | | | 1976.60 | 182.4 | | 0.23 | | | | Worley (1978) |
| | | | 1978.56 | 189.0 | | 0.29 | | | | Heintz (1980) |
| | | | 1979.62 | 182.9 | | 0.29 | | | | Walker (1985) |
| | | | 1981.43 | 182.8 | | 0.23 | | | | Worley (1989) |
| | | | 1982.45 | 182.8 | | 0.23 | | | | Heintz (1985) |
| | | | 1983.42 | 185.1 | | 0.26 | | | | McAlister et al. (1987) |
| | | | 1983.71 | 186.1 | | 0.26 | | | | McAlister et al. (1987) |
| | | | 1984.38 | 186.0 | | 0.31 | | | | McAlister et al. (1987) |
| | | | 1984.70 | 185.7 | | 0.24 | | | | McAlister et al. (1987) |
| | | | 1985.49 | 185.4 | | 0.24 | | | | McAlister et al. (1987) |
| | | | 1986.57 | 185.9* | | 0.23 | | | | Heintz (1987) |
| | | | 1990.74 | 185.3 | | 0.25 | | | | Hartkopf et al. (1992) |
| | | | 1991.25 | 184.0* | | 0.25 | | | | ESA (1997) |
| | | | 1992.46 | 184.5 | | 0.26 | | | | Hartkopf et al. (1996) |
| | | | 1995.76 | 185.2 | | 0.24 | | | | Hartkopf et al. (1997) |
| | | | 2000.49 | 184.8 | | 0.22 | | | | Docobo et al. (2004) |
| | | | 2002.68 | 201.1 | | 0.25 | | | | Mason et al. (2004) |
| | | | 2018.28 | 179.8 | 1.5 | 0.27 | 0.01 | 0.58 | 538 | This work |
| | | | 2018.28 | 180.3 | 1.9 | 0.27 | 0.01 | 0.50 | 630 | This work |
| | | | 2018.28 | 180.8 | 1.1 | 0.26 | 0.01 | 0.34 | 894 | This work |
| | | | 2019.55 | 181.1 | 1.5 | 0.24 | 0.01 | 0.58 | 538 | This work |
| | | | 2019.55 | 181.1 | 1.1 | 0.25 | 0.01 | 0.50 | 630 | This work |
| | | | 2019.55 | 181.1 | 1.3 | 0.24 | 0.01 | 0.34 | 894 | This work |

Note. Column information: (1)–(2) star identification in Henry Draper (HD) Catalog and WDS respectively; (3) discoverer designation of the system given in the WDS; (4) epoch of our observations (expressed in fractional Besselian years); (5)–(6) position angle of the system and its error, respectively. An * indicates that the position angle has been corrected by 180° , due the typical ambiguity in the quadrant determination. Columns (7)–(8) are the angular separation of the system and its error, respectively; column (9) is the magnitude difference between the system components; column (10) is the central wavelength of the filter used in each observation; and column (11) contains the reference of each historical measurement. Our measurements are indicated.

classified this star as a spectroscopic binary, while Mason et al. (1997) estimated a period of ~ 600 yr for this system, based on its slow and steady movement.

We observed this star in 2017 through the three filters and in all of them we measured similar values of separation and position angle, with slightly different errors, as can be seen in Table 3. The average values obtained were: $\bar{\theta} = 269.9 \pm 0.5$ and $\bar{\rho} = 0.24 \pm 0.02$. In addition, we determined $\Delta m_V = 0.27$ mag.

4.2.3. HD 76838 (WDS 08571–4315)

Labadie-Bartz et al. (2017), based on the analysis of light curves obtained by the Kilodegree Extremely Little Telescope (KELT) survey, detected a periodic variability of 3.85 days for HD 76838, classifying it as an eclipsing binary. According to the WDS catalog, this system is composed by four stars. The primary star of the system was classified as a Be star of spectral type B2IVe, with $m_V = 7.31$ (Labadie-Bartz et al. 2017) and $M_V = -0.9 \pm 0.7$ mag (Wegner 2003). The secondary companion, with $m_V = 9.89$ mag (Mason et al. 2001) and with system designation SEE 108 AB, was observed for the first time in 1897, with $\theta = 44.8$ and $\rho = 2.7$ by See (1898). Table 3 contains 14 other measures taken until 2015 and

reported by several authors, showing a slight variation in separation and position angle of the companion.

The third companion belonging to the system, GLI 102AC, was observed for the first time in 1852 with $\theta = 3^\circ$ and $\rho = 39.7$ by Gilliss (1871). Observations made in 2015 found the same position angle of 3° , but an angular separation of 43.0 . This third companion is an M star with $m_V = 9.95$ mag (Mason et al. 2001). The fourth companion belonging to the system, GLI 102AD, was first observed in 1852 with $\theta = 236^\circ$ and $\rho = 45.4$ (Gilliss 1871). In 2015, it was observed again with a similar position angle of 238° and an angular separation of 46.1 . This fourth companion is a B8 star with an estimated magnitude of $m_V = 8.82$ mag (Mason et al. 2001).

SEE 108 AB was observed by us in 2017 with $\bar{\theta} = 45.7 \pm 1.2$ and $\bar{\rho} = 2.84 \pm 0.02$ and in 2018 with $\bar{\theta} = 45.6 \pm 0.2$ and $\bar{\rho} = 2.81 \pm 0.01$. Based on the parallaxes provided by *Gaia* DR2 (see Table 5), SEE 108 AB and HD 76838 cannot be physically bound, which means that these stars do not form a binary system.

However, it is interesting that we identified a new possible companion to the secondary star SEE 108 B (designated as Ba, Bb) that was not seen by *Gaia*. We derived from the data obtained in 2017, $\bar{\theta} = 35^\circ \pm 1.5$ and $\bar{\rho} = 0.18 \pm 0.01$, and also in 2018, $\bar{\theta} = 65.1 \pm 1.5$ and $\bar{\rho} = 0.11 \pm 0.01$.

Table 4
Newly Resolved Pairs in Previously Known Multiple Systems, and New Possible Double Stars Discovered by Us

| HD | WDS (2000) | New Components | Epoch +2000 | θ (deg) | σ_θ (deg) | ρ (arcsec) | σ_ρ (arcsec) | Δm (mag) | λ (nm) |
|---------|------------|----------------|-------------|----------------|-----------------------|-----------------|------------------------|------------------|----------------|
| 71510 | 08255–5144 | Aa,Ab | 17.2357 | 23.6 | 1.6 | 0.28 | 0.02 | 0.93 | 538 |
| | | | 17.2357 | 23.3 | 1.6 | 0.26 | 0.03 | 1.04 | 630 |
| | | | 17.2357 | 23.9 | 0.9 | 0.28 | 0.01 | 1.20 | 894 |
| 76838 | 08571–4315 | Ba,Bb | 17.2357 | 35.1 | 1.5 | 0.18 | 0.01 | 1.29 | 538 |
| | | | 17.2357 | 34.9 | 1.5 | 0.18 | 0.01 | 0.98 | 630 |
| | | | 17.2357 | 35.0 | 1.5 | 0.17 | 0.01 | 0.99 | 894 |
| | | | 18.2651 | 65.3 | 1.5 | 0.11 | 0.02 | 1.30 | 538 |
| | | | 18.2651 | 65.2 | 1.6 | 0.10 | 0.01 | 0.97 | 630 |
| | | | 18.2651 | 64.9 | 1.5 | 0.11 | 0.01 | 0.98 | 894 |
| 161004 | 17442–2727 | AB | 18.2769 | 146.3 | 0.5 | 6.36 | 0.01 | | 538 |
| | | | 18.2769 | 146.3 | 0.1 | 6.36 | 0.03 | | 630 |
| | | | 18.2769 | 146.3 | 0.9 | 6.36 | 0.02 | | 894 |
| | | | 19.5486 | 145.7 | 1.0 | 6.69 | 0.02 | | 538 |
| | | | 19.5486 | 145.7 | 1.6 | 6.69 | 0.01 | | 630 |
| | | | 19.5486 | 145.7 | 1.4 | 6.69 | 0.01 | | 894 |
| | | | 18.2769 | 135.0 | 0.6 | 0.97 | 0.02 | | 538 |
| | | Ba,Bb | 18.2769 | 135.0 | 0.4 | 0.97 | 0.02 | | 630 |
| | | | 18.2769 | 134.9 | 0.5 | 0.97 | 0.02 | | 894 |
| | | | 19.5486 | 143.3 | 1.7 | 0.28 | 0.01 | | 538 |
| | | | 19.5486 | 143.1 | 1.4 | 0.27 | 0.01 | | 630 |
| | | | 19.5486 | 142.9 | 1.3 | 0.28 | 0.01 | | 894 |
| | | | 19.5486 | 254.7 | 1.3 | 3.23 | 0.01 | | 894 |
| | | | 17.2475 | 136.6 | 2.4 | 5.41 | 0.01 | | 538 |
| 159032* | AB | 17.2475 | 136.6 | 2.3 | 5.41 | 0.01 | | 630 | |
| | | 17.2475 | 136.6 | 2.4 | 5.41 | 0.02 | | 894 | |
| | | 19.5515 | 136.4 | 1.1 | 5.90 | 0.01 | | 538 | |
| | | 19.5515 | 136.4 | 1.2 | 5.90 | 0.01 | | 630 | |
| | | 19.5515 | 136.4 | 1.1 | 5.90 | 0.01 | | 894 | |
| | | 17.2476 | 86.0 | 0.9 | 0.19 | 0.01 | 1.65 | 538 | |
| | | 17.2476 | 85.9 | 1.1 | 0.19 | 0.02 | 1.56 | 630 | |
| 168135* | AB | 17.2476 | 85.3 | 1.4 | 0.19 | 0.03 | 1.51 | 894 | |
| | | 18.2770 | 89.5 | 1.4 | 0.22 | 0.03 | 1.66 | 538 | |
| | | 18.2770 | 90.1 | 1.9 | 0.22 | 0.01 | 1.57 | 630 | |
| | | 18.2770 | 89.5 | 1.2 | 0.21 | 0.02 | 1.51 | 894 | |
| | | 19.5515 | 89.7 | 1.3 | 0.23 | 0.01 | 1.66 | 538 | |
| | | 19.5515 | 89.2 | 1.1 | 0.23 | 0.04 | 1.56 | 630 | |
| | | 19.5515 | 89.3 | 1.6 | 0.23 | 0.01 | 1.50 | 894 | |

Note. Column information: (1)–(2) star identification in HD Catalog and WDS respectively; (3) designation of the new discovered components; (4) epoch of our observations (expressed in fractional Besselian years); (5)–(6) position angle of system and its error respectively; (7)–(8) angular separation of the system and its error respectively; (9) magnitude difference between the system components; and (10) central wavelength of the filter used in each observation. Stars marked with and * have no previous indication of binarity in the literature.

We can actually have a multiple system with four components, because GLI 102 AC and GLI 102 AD, which were not observed by us due to our small FOV, have similar parallaxes and proper motions to SEE 108 B (see Table 5).

4.2.4. HD 161004 (WDS 17442–2727)

This object was classified as a Be star by Merrill et al. (1942). A secondary companion (STN 36) was discovered in 1878 with $\theta = 210^\circ$ and $\rho = 7''.4$ by Stone (1879). Gahm et al. (1983) determined $m_V = 10.88$ mag and a spectral type of G8IV for it. The most recent observation of this companion was made in 2015 by Knapp & Nanson (2018), who obtained $\theta = 207^\circ.04$ and $\rho = 8''.6$. However, based on the parallaxes obtained by *Gaia* DR2 (see Table 5), we note that both stars probably do not belong to the same system.

Table 6 shows two other stars that were also identified by *Gaia* DR2 within our FOV, but not identified by us because they are very faint. Only one of them has parallax available by

Gaia DR2, which is considerably different compared to the parallax of HD 161004, indicating the absence of a physically linked system.

From our measurements, we identified two new possible companions. The first one, designated as HD 161004 B, had $\bar{\theta} = 146^\circ.3 \pm 0^\circ.5$ and $\bar{\rho} = 6''.36 \pm 0''.02$ in 2018 and $\bar{\theta} = 145^\circ.7 \pm 1^\circ.3$ and $\bar{\rho} = 6''.69 \pm 0''.01$ in 2019, with both measurements relative to the primary star. The other companion (designated as HD 161004 Ba,Bb) had $\bar{\theta} = 135^\circ.0 \pm 0^\circ.5$ and $\bar{\rho} = 0''.97 \pm 0''.02$ in 2018 and $\bar{\theta} = 150^\circ.8 \pm 1^\circ.5$ and $\bar{\rho} = 0''.28 \pm 0''.01$ in 2019, both related to component B. Figure 2(b) shows the ACF of this system for our observation in 2018.

Although our measured angular separation for HD 161004 B is similar to the most recent measurements in the literature for STN 36, we believe that they are in fact different objects. This is because 15 measurements were taken since the discovery of this system, encompassing a period of 137 years (1878–2015)

Table 5Parallaxes, Proper Motions, and *G*-band Magnitude Provided by *Gaia* DR2 for the Stars of Our Sample with Positive Detection and Their Companions as Identified in the WDS

| Star | Discoverer Designation | θ (deg) | ρ (arcsec) | plx (mas) | σ_{plx} (mas) | pm(R.A.) (mas yr ⁻¹) | $\sigma_{pm(R.A.)}$ (mas yr ⁻¹) | pm(Decl.) (mas yr ⁻¹) | $\sigma_{pm(Decl.)}$ (mas yr ⁻¹) | m_G (mag) |
|-----------|------------------------|----------------|-----------------|-----------|----------------------|----------------------------------|---|-----------------------------------|--|-------------|
| HD 71510 | | | | 4.68 | 0.14 | -15.05 | 0.30 | 17.56 | 0.27 | 5.13 |
| | HD 71510 B | 218.00 | 25.70 | 1.49 | 0.03 | -6.65 | 0.06 | 7.50 | 0.05 | 9.45 |
| | HD 71510 C | 15.00 | 33.20 | 5.41 | 0.02 | -29.39 | 0.04 | 9.26 | 0.04 | 10.58 |
| HD 76838 | | | | 0.04 | 0.22 | -5.34 | 0.41 | 7.94 | 0.46 | 7.36 |
| | SEE 108B | 46.30 | 3.00 | 1.04 | 0.05 | -4.75 | 0.08 | 5.83 | 0.08 | 9.83 |
| | GLI 102C | 3.00 | 43.00 | 1.05 | 0.04 | -5.61 | 0.07 | 5.32 | 0.08 | 10.14 |
| | GLI 102D | 238.00 | 46.10 | 1.00 | 0.03 | -5.33 | 0.06 | 5.52 | 0.05 | 8.95 |
| HD 161004 | | | | 1.98 | 0.08 | 0.35 | 0.11 | -8.03 | 0.09 | 8.66 |
| HD 179343 | STN 36 | 207.04 | 8.60 | 1.67 | 0.07 | -5.50 | 0.11 | -16.64 | 0.08 | 10.41 |
| | | | | 1.26* | 0.81* | -2.50* | 0.74* | -10.94* | 0.68* | 6.92 |
| | BU 1204 AB,C | 195.20 | 12.47 | 0.25 | 0.07 | -4.44 | 0.12 | -6.01 | 0.11 | 12.52 |
| | BU 1204 AB,D | 158.19 | 20.39 | 0.29 | 0.05 | -0.78 | 0.07 | -2.61 | 0.06 | 14.66 |
| | BU 1204 AB,E | 316.89 | 26.50 | 0.11 | 0.04 | -2.45 | 0.09 | -3.32 | 0.07 | 13.89 |
| | BU 1204 AB,F | 292.11 | 26.80 | 1.06 | 0.04 | -1.35 | 0.07 | -3.87 | 0.06 | 14.40 |
| | BU 1204 AB,G | 211.26 | 29.88 | 1.28 | 0.06 | 11.25 | 0.11 | -2.18 | 0.09 | 10.66 |

Note. Column information: (1) star identification; (2) discoverer designation of system given in the WDS; (3) the most recent position angle measurement of the system obtained by the WDS; (4) the most recent angular separation measurement of the system obtained by the WDS; (5)–(6) parallax and its error, respectively; (7)–(8) proper motion in R.A. and its error, respectively; (9)–(10) proper motion in decl. and its error, respectively; and (11) *G*-band magnitude. *HD 179343 was observed by *GAIA* DR2, but no parallax or proper motions were provided, only the magnitude in the *G* band is available. Thus, we assumed the values obtained by van Leeuwen (2007).

and the maximum variation of its angular separation was 1^{''}9 (6^{''}7 in 1901 and 8^{''}6 in 2015). However, our measurements presented a variation of 2^{''}2 in 2018 and 1^{''}91 in 2019, when compared to the measurements of 2015. In Figure 3, this significant difference is clear, considering the angular separation obtained by us, when compared to the values from the literature for STN 36. This behavior is not expected in such a short time. In addition, our estimated position angle is also quite different, compared to the recent values.

Thus, we believe that we did not observe STN 36, due to the fact that its separation is very close to the edge of our FOV, but we observed a new pair. Although we have identified this new possible companion, the large separation of 3167 UA, calculated assuming the same distance of the primary star, would put the system in the wide binary regime (Lépine & Bongiorno 2007). However, we need more observations to confirm or deny the presence of a physical link among them.

4.2.5. HD 179343 (WDS 19121+0237)

According to the WDS, this star is a multiple system containing seven stars. The primary star was classified as being a Be shell-type star by Merrill & Burwell (1949).

Burnham (1894) observed for the first time in 1890 five of its companions, measuring the angular separation and position angle as follows: BU 1204 AB ($\theta = 3^\circ 8$ and $\rho = 0'' 44$), BU 1204 AB,C ($\theta = 195^\circ 0$ and $\rho = 12'' 89$), BU 1204 AB,D ($\theta = 159^\circ 9$ and $\rho = 21'' 23$), BU 1204 AB,E ($\theta = 317^\circ 4$ and $\rho = 26'' 30$), and BU 1204 AB, F ($\theta = 292^\circ 5$ and $\rho = 27'' 77$). The sixth companion designated as STF 2476 AB,G was observed by Herschel (1833) with $\theta = 209^\circ 3$ and $\rho = 26'' 67$.

Another 52 measurements of BU 1204 AB have been made over the years (see Table 3). The most recent report of observation was made in 2002 by Mason et al. (2004) with $\theta = 201^\circ 1$ and $\rho = 0'' 25$. The other companions were observed by Vollmann (2008) in 2006, with the respective measures of position angle and angular separation: BU 1204 AB, C ($\theta = 195^\circ 2$ and $\rho = 12'' 47$),

BU 1204 AB,D ($\theta = 158^\circ 19$ and $\rho = 20'' 39$), BU 1204 AB,E ($\theta = 316^\circ 89$ and $\rho = 26'' 50$, BU 1204 AB,F ($\theta = 292^\circ 11$ and $\rho = 26'' 80$), and BU 1204 AB, G ($\theta = 211^\circ 26$ and $\rho = 29'' 88$). Table 5 shows the parallaxes and proper motions provided by *Gaia* DR2 for five of the six possible companions of HD 179343, which was also observed but no parallax or proper motions were provided for it, only its magnitude in the *G* band is available. Thus, we decided to assume the values provided by the *Hipparcos* mission (van Leeuwen 2007). We can observe that BU 1204 AB, C and BU 1204 AB,D have similar parallaxes, suggesting that they can be both gravitationally bound, but not to HD 179343. The same cannot be suggested for the other stars.

In our measurements taken in 2018 and 2019 we identified the companion BU 1204 AB in the three filters. In 2018, a small variation of 1[°] in the position angle was measured between the filters *V* and *I*, while the separation has remained practically constant in all the filters. The mean values obtained are $\bar{\theta} = 180^\circ 3 \pm 1^\circ 5$ and $\bar{\rho} = 0'' 27 \pm 0'' 01$ in 2018, and $\bar{\theta} = 181^\circ 1 \pm 1^\circ 3$ and $\bar{\rho} = 0'' 23 \pm 0'' 01$ in 2019. The other stars were not observed by us, because their angular separations are larger than our FOV.

4.3. New Pairs Discovered in Previously Single Stars

Three stars of our sample, without a previous indication of binarity in the literature, presented the interference pattern in our data, demonstrating their possible binary character. Figure 4(a) shows the ACF of HD 168135 with angular separation of 5^{''}41 for the pair observed in 2017 and Figure 4(b) shows the ACF of HD 174886 and its new pair observed in 2018 with a small angular separation of 0^{''}22.

4.3.1. HD 159032

Houk & Smith-Moore (1988) classified this star as B9IV. Chojnowski et al. (2015) analyzed spectra obtained from the

Table 6Stars Observed by *Gaia* DR2 within the Radius of $6''.5$ (Slightly Larger Than Our FOV) around Objects of Our Sample and That Were Not Observed by Us and Not Even Included in the WDS

| Star | θ (deg) | σ_θ (deg) | ρ (arcsec) | σ_ρ (arcsec) | plx (mas) | σ_{plx} (mas) | pm(R.A.) (mas yr ⁻¹) | $\sigma_{pm(R.A.)}$ (mas yr ⁻¹) | pm(Decl.) (mas yr ⁻¹) | $\sigma_{pm(Decl.)}$ (mas yr ⁻¹) | m_G (mag) |
|-----------|-------------------|--------------------------|--------------------|---------------------------|--------------|-------------------------|-------------------------------------|--|--------------------------------------|---|----------------|
| HD 54551 | | | | | 0.24 | 0.05 | -2.19 | 0.06 | 2.68 | 0.09 | 8.58 |
| | 344.94 | 4.76 | 6.52 | 0.59 | | | | | | | 19.19 |
| HD 54786 | | | | | 0.16 | 0.04 | -2.03 | 0.06 | 1.04 | 0.06 | 9.19 |
| | 253.68 | 0.41 | 5.17 | 0.03 | 0.33 | 0.02 | 0.14 | 0.03 | 0.33 | 0.04 | 13.52 |
| HD 159032 | | | | | 1.72 | 0.06 | 2.25 | 0.11 | -0.25 | 0.08 | 9.45 |
| | 112.13 | 173.02 | 2.27 | 7.00 | | | | | | | 14.84 |
| | 109.65 | 13.17 | 5.53 | 1.42 | | | | | | | 18.52 |
| HD 161004 | | | | | 1.98 | 0.08 | 0.35 | 0.11 | -8.03 | 0.09 | 8.66 |
| | 297.69 | 1.46 | 5.09 | 0.14 | 1.12 | 0.19 | -2.48 | 0.48 | 5.63 | 0.40 | 16.74 |
| HD 162345 | | | | | 0.62 | 0.07 | 0.67 | 0.11 | -1.61 | 0.09 | 9.01 |
| | 97.36 | 3.46 | 4.40 | 0.23 | 0.36 | 0.34 | -1.88 | 0.49 | -7.47 | 0.43 | 16.96 |
| | 249.05 | 266.26 | 6.03 | 22.28 | | | | | | | 18.14 |
| HD 165894 | | | | | 0.93 | 0.08 | 1.10 | 0.13 | -2.48 | 0.11 | 8.57 |
| | 243.20 | 16.18 | 5.78 | 2.86 | | | | | | | 17.43 |
| HD 167401 | | | | | 0.81 | 0.06 | 0.90 | 0.11 | -1.33 | 0.09 | 9.24 |
| | 295.82 | 464.01 | 3.25 | 24.34 | | | | | | | 15.73 |
| | 296.53 | 6.63 | 4.09 | 0.43 | | | | | | | 15.18 |
| | 173.37 | 1.44 | 6.33 | 0.18 | 0.09 | 0.16 | -3.90 | 0.26 | -7.74 | 0.24 | 16.94 |
| HD 168135 | | | | | 2.12 | 0.06 | -2.26 | 0.10 | -9.77 | 0.10 | 7.85 |
| | 136.60 | 42.72 | 6.24 | 4.64 | | | | | | | 14.91 |

Note. Column information: (1) star identification; (2)–(3) position angle of system and its error calculated by us, respectively; (4)–(5) angular separation of the system and its error calculated by us, respectively; (6)–(7) parallax and its error respectively; (8)–(9) proper motion in R.A. and its error respectively; (10)–(11) proper motion in decl. and its error respectively; and (12) G -band magnitude.

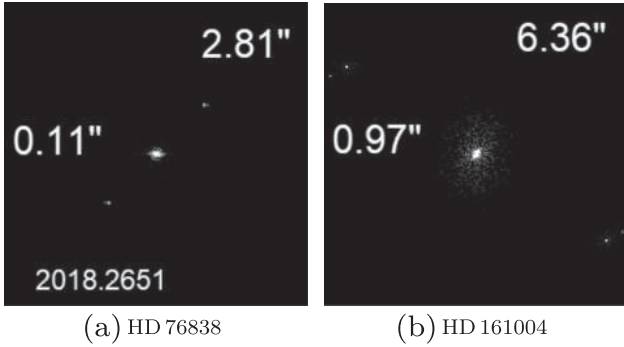


Figure 2. Autocorrelation function of new possible companions identified in the previously known double systems HD 76838 and HD 161004.

Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE) survey and classified it as a new Be star.

This star was observed by us in 2019 through three filters, but we identified a new companion only in the I filter, with $\theta = 254^\circ 7 \pm 1^\circ 3$ and $\rho = 3''.23 \pm 0''.01$ (Table 4). A possible explanation for the identification of this possible companion in just one filter is because it can be a late-type star that is very faint in the other filters. For the same reason, this star was possibly not identified by *Gaia* DR2. On the other hand, Table 6 shows two other stars identified by *Gaia* DR2, but not seen by us because they are very faint for our observations. These stars do not have parallaxes and proper motions available.

4.3.2. HD 168135

The first report describing the presence of emission lines in the optical spectrum of HD 168135 was made by Merrill et al. (1932), who classified it as B8e.

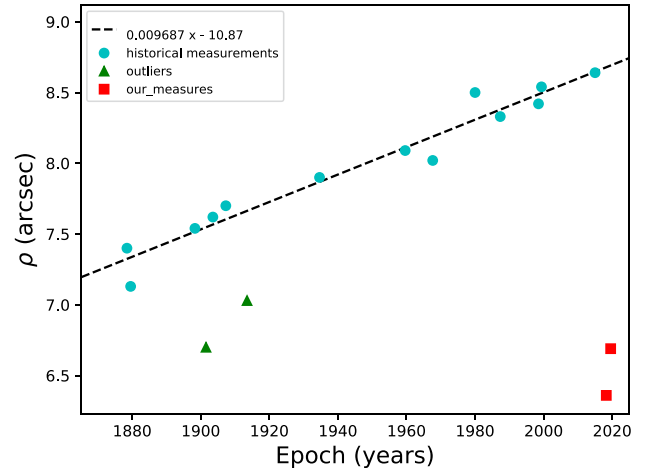


Figure 3. Trend of angular separation over time for the pair HD 161004–STN 36. The blue circles correspond to the historical measurements. The green triangles correspond to the measurements made in 1901 ($6''.7$) and 1913 ($7''.03$) that were excluded from our linear regression (dashed line), like the red squares that correspond to our measurements. Thus, the expected values of angular separation for the epochs of our measurements are $8''.36$ (2018.27) and $8''.72$ (2019.55), out of our FOV, while the values obtained by us were $6''.34$ and $6''.69$, respectively.

We observed this object in 2017 and 2019 through three different filters (V , R , and I) and in all of them, we identified a new possible companion with $\theta = 136^\circ 6 \pm 2^\circ 4$ and $\bar{\rho} = 5''.41 \pm 0''.01$ in 2017 and $\bar{\theta} = 136^\circ 4 \pm 1^\circ 1$ and $\bar{\rho} = 5''.90 \pm 0''.01$ in 2019 (Table 4).

In addition, Table 6 shows another star identified by *Gaia* DR2 (without parallax and proper motions available) but not by us, because it is too faint for our observations.

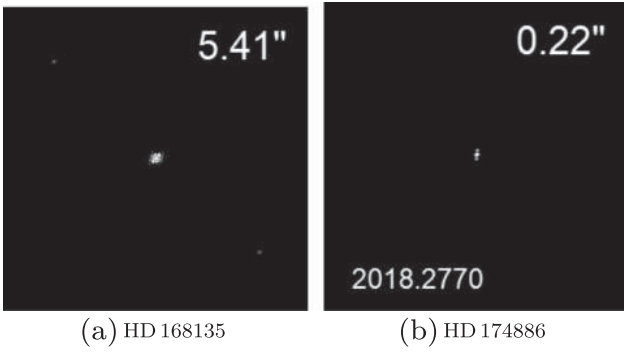


Figure 4. Autocorrelation function of the new pairs HD 168135 and HD 174886.

4.3.3. HD 174886

Merrill et al. (1932) described for the first time the presence of emission lines in the optical spectrum of HD 174886, classifying it as a B3V star.

We observed HD 174886 three times in each filter, over a period of two years, and a possible new companion was identified. In 2017, we derived $\bar{\theta} = 85^{\circ}.7 \pm 1^{\circ}.1$ and $\bar{\rho} = 0''.19 \pm 0''.02$; in 2018, $\bar{\theta} = 89^{\circ}.7 \pm 1^{\circ}.5$ and $\bar{\rho} = 0''.22 \pm 0''.02$; and in 2019, $\bar{\theta} = 89^{\circ}.4 \pm 1^{\circ}.3$ and $\bar{\rho} = 0''.23 \pm 0''.02$. This means that this system presented a mean variation of 4° in position angle and $0''.03$ in angular separation between 2017 and 2018, but without a sensible change between 2018 and 2019. This behavior, although unusual, could be expected since we do not know the orbital motion.

5. Null Detection

Table 7 shows 16 stars of our sample with null detection in our observations. We derived the inner and outer edge of the region seen by each of our observations, based on the distance of the star, our diffraction-limited resolution, and FOV.

Some possible reasons for the null detection are (i) the angular separation of the companion is larger than our FOV or smaller than our resolving power, or (ii) the companion is fainter than the sensitivity of our observations ($m_v > 12.5$), or (iii) both scenarios, or (iv) there is no companion at all.

6. Conclusions and Perspectives

The implementation of the speckle interferometry technique by our group at the OPD/LNA 1.60 m telescope provided good results. We present 52 astrometric measurements of 10 pairs, obtained during three observing missions allocated in 2017, 2018, and 2019, using three different filters (*V*, *R*, and *I*). We detected three possible new pairs and we also identified four other new components in multiple systems already discovered. Sixteen observed stars showed no signs of binarity. Among the possible reasons for this, we can highlight angular separation smaller than the diffraction limit or larger than the FOV of our instrumentation, and/or a companion fainter than our sensitivity, or the stars are not binary at all.

From the parallax and proper motions provided by the *Gaia* and *Hipparcos* missions for the stars of our sample, we noted that most of the previously suggested companions in the literature cannot be physically bound.

Definitely more observations are extremely necessary to confirm that these new pairs are forming true binary or multiple

Table 7
Stars of Our Sample with Null Detection in Our Observations

| Star | Epoch +2000 | E_{inner} (au) | E_{outer} (au) |
|-----------|----------------|----------------------------|----------------------------|
| Hen 3-14 | 17.2411 | 77^{+4}_{-3} | 6502^{+319}_{-288} |
| HD 50424 | 17.2411 | 89^{+7}_{-9} | 7568^{+758}_{-633} |
| HD 50891 | 17.2411 | 193^{+35}_{-26} | 16364^{+2947}_{-2194} |
| HD 54551 | 18.2678 | 268^{+67}_{-46} | 22741^{+5656}_{-3862} |
| HD 54786 | 18.2678 | 376^{+100}_{-68} | 31826^{+8458}_{-5762} |
| HD 57539 | 17.2411 | 47^{+2}_{-2} | 3950^{+170}_{-156} |
| HD 60993 | 17.2411 | 188^{+30}_{-23} | 15875^{+2570}_{-1962} |
| HD 76838 | 17.2411 | 237^{+119}_{-75} | 20095^{+10087}_{-6364} |
| HD 157174 | 17.2411 | 47^{+2}_{-2} | 3975^{+144}_{-132} |
| HD 159845 | 17.2411 | 37^{+1}_{-1} | 3103^{+88}_{-81} |
| HD 162345 | 17.2411 | 116^{+14}_{-12} | 9850^{+1229}_{-990} |
| HD 165365 | 17.2411 | 32^{+1}_{-1} | 2715^{+100}_{-94} |
| HD 165854 | 17.2411 | 33^{+1}_{-1} | 2802^{+82}_{-82} |
| HD 165894 | 17.2411 | 78^{+7}_{-6} | 6596^{+615}_{-526} |
| HD 167401 | 17.2411 | 88^{+7}_{-6} | 7499^{+551}_{-483} |
| HD 316475 | 17.2411 | 78^{+85}_{-72} | 6602^{+654}_{-483} |

Note. Column information: (1) star identification; (2) epoch of our observations (expressed in fractional Besselian years); (3)–(4) inner and outer edge of our observations, based on the diffraction-limited resolution and the FOV, respectively.

systems and also to derive their orbital parameters. However, the simple possibility of multiplicity is already important information that needs to be considered for the proper modeling of Be stars and their complex circumstellar environments.

We thank to the referee for the valuable suggestions that helped us improve the quality of this work. We specially thank Dr. Brian D. Mason for providing the historical astrometric measurements for some of our objects from the WDS catalog, which is maintained by the U.S. Naval Observatory. T.B.S. acknowledges financial support from Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (Brazil-CAPES) through a PhD grant. This study was financed in part by the Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior—Brasil (CAPES)—Finance Code 001. This work used the SIMBAD Astronomical Database, operated by Centre des Données Stellaires (Strasbourg, France).

ORCID iDs

T. B. Souza <https://orcid.org/0000-0002-7831-5809>
 C. A. Guerrero <https://orcid.org/0000-0002-1113-7489>
 M. Borges Fernandes <https://orcid.org/0000-0001-5740-2914>

References

- Aitken, R. G. 1899, AN, 150, 113
 Baade, D. 1988, in IAU Symp. 132, The Impact of Very High S/N Spectroscopy on Stellar Physics, ed. G. Cayrel de Strobel & M. Spite (Dordrecht: Kluwer), 217
 Baade, D. 1992, in IAU Symp. 151, Evolutionary Processes in Interacting Binary Stars, ed. Y. Kondo, R. Sistero, & R. S. Polidan (Dordrecht: Kluwer), 147

- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Mantelet, G., & Andrae, R. 2018, *AJ*, 156, 58
- Baize, P. 1957, *JO*, 40, 165
- Baize, P. 1964, *JO*, 47, 1
- Behall, A. 2014, *JDSO*, 10, 12
- Bragança, G. A., Daflon, S., Cunha, K., et al. 2012, *AJ*, 144, 130
- Bryant, W. W. 1903, *MNRAS*, 63, 403
- Bryant, W. W. 1907, *MNRAS*, 68, 39
- Bryant, W. W. 1900, *Greenwich Observations*, 60, 494
- Burnham, S. W. 1894, *PLiCO*, 2, 206
- Carciofi, A. C., & Rocha Rimulo, L. 2013, *Massive Stars: From Alpha to Omega* (Barcelona: SEA), 57
- Chojnowski, S. D., Labadie-Bartz, J., Rivinius, T., et al. 2018, *ApJ*, 865, 76
- Chojnowski, S. D., Whelan, D. G., Wisniewski, J. P., et al. 2015, *AJ*, 149, 7
- Cox, G. W. 1913, *CiUO*, 4, 31
- Cyr, I. H., Panoglou, D., Jones, C. E., & Carciofi, A. C. 2016, in *ASP Conf. Ser. 506, Bright Emissaries: Be Stars as Messengers of Star-Disk Physics*, ed. T. A. A. Sigut & C. E. Jones (San Francisco, CA: ASP), 85
- Docobo, J. A., Andrade, M., Ling, J. F., et al. 2004, *AJ*, 127, 1181
- Doolittle, E. 1905, *PUPFA*, 2, 1
- Doolittle, E. 1912, *PUPFA*, 4, 1
- Dunlop, J. 1829, *MmRAS*, 3, 257
- Dyson, F. W. 1923, *GOAMM*, 82, F1
- ESA 1997, *yCat*, I/239, 0
- Espin, T. E. 1902, *MNRAS*, 62, 383
- Finsen, W. S. 1951, *CiUO*, 112, 94
- Furner, H. 1910, *MNRAS*, 70, 630
- Gahm, G. F., Ahlin, P., & Lindroos, K. P. 1983, *A&AS*, 51, 143
- Gilliss, J. M. 1871, *A Catalogue of 1963 Stars Reduced to the Beginning of the Year 1850: Together with a Catalogue of 290 Double Stars: The Whole from Observations Made at Santiago, Chili, during the Years 1850-'51-'52 by the U.S. Naval Astronomical Expedition to the Southern Hemisphere* (Washington, DC: Government Printing Office)
- Guerrero, C. A., Orlov, V. G., Borges Fernandes, M., & Ángeles, F. 2018a, *MNRAS*, 475, 1725
- Guerrero, C. A., Souza, T. B., Campos, R. P., Borges Fernandes, M., & Campagnolo, J. C. N. 2018b, *MNRAS*, 481, 5307
- Hartkopf, W. I., Mason, B. D., McAlister, H. A., et al. 1996, *AJ*, 111, 936
- Hartkopf, W. I., Mason, B. D., & Worley, C. E. 2001, *AJ*, 122, 3472
- Hartkopf, W. I., McAlister, H. A., & Franz, O. G. 1992, *AJ*, 104, 810
- Hartkopf, W. I., McAlister, H. A., Mason, B. D., et al. 1997, *AJ*, 114, 1639
- Heintz, W. D. 1963, *JO*, 46, 1
- Heintz, W. D. 1980, *ApJS*, 44, 111
- Heintz, W. D. 1985, *ApJS*, 58, 439
- Heintz, W. D. 1987, *ApJS*, 65, 161
- Herschel, J. F. W. 1833, *MmRAS*, 5, 13
- Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., et al. 2000, *A&A*, 357, 367
- Holden, F. 1977, *PASP*, 89, 588
- Houk, N., & Smith-Moore, M. 1988, *Michigan Catalogue of Two-dimensional Spectral Types for the HD Stars, Vol. 4, Declinations -26°.0 to -12°.0* (Ann Arbor, MI: Univ. Michigan)
- Huang, W., Gies, D. R., & McSwain, M. V. 2010, *ApJ*, 722, 605
- Hussey, W. J. 1915, *POMic*, 1, 167
- Innes, R. T. A. 1905, *AnCap*, 2, Pt.4
- Innes, R. T. A. 1913, *CiUO*, 4, 31
- Jaschek, M., Slettebak, A., & Jaschek, C. 1981, *BeSN*, 4, 9
- Knapp, W., & Nanson, J. 2018, *JDSO*, 14, 503
- Knipe, G. F. G. 1962, *ROCi*, 121, 5
- Kriz, S., & Harmanec, P. 1975, *BAICz*, 26, 65
- Labadie-Bartz, J., Pepper, J., McSwain, M. V., et al. 2017, *AJ*, 153, 252
- Labeyrie, A. 1970, *A&A*, 6, 85
- Leavenworth, F., & Beal, W. O. 1930, *Measures of Double Stars* (Minneapolis, MN: Univ. Minnesota Press)
- Lee, U., Osaki, Y., & Saio, H. 1991, *MNRAS*, 250, 432
- Lépine, S., & Bongiorno, B. 2007, *AJ*, 133, 889
- Lewis, T., Furner, H., & Bowyer, W. 1905, *MNRAS*, 66, 17
- Lindroos, K. P. 1983, *A&AS*, 51, 161
- Markowitz, W. 1956, *PUSNO*, 17, 195
- Mason, B. D., Hartkopf, W. I., Wycoff, G. L., et al. 2004, *AJ*, 127, 539
- Mason, B. D., ten Brummelaar, T., Gies, D. R., Hartkopf, W. I., & Thaller, M. L. 1997, *AJ*, 114, 2112
- Mason, B. D., Wycoff, G. L., Hartkopf, W. I., Douglass, G. G., & Worley, C. E. 2001, *AJ*, 122, 3466
- McAlister, H., Hartkopf, W. I., & Franz, O. G. 1990, *AJ*, 99, 965
- McAlister, H. A., Hartkopf, W. I., Hutter, D. J., & Franz, O. G. 1987, *AJ*, 93, 688
- Merrill, P. W., & Burwell, C. G. 1949, *ApJ*, 110, 387
- Merrill, P. W., Burwell, C. G., & Miller, W. C. 1942, *ApJ*, 96, 15
- Merrill, P. W., Humason, M. L., & Burwell, C. G. 1932, *ApJ*, 76, 156
- Nichols, J. S., & Slavin, J. D. 2004, *ApJ*, 610, 285
- Okazaki, A. T. 2004, in *IAU Symp. 215, Stellar Rotation*, ed. A. Maeder & P. Eenens (San Francisco, CA: ASP), 529
- Panoglou, D., Carciofi, A. C., Okazaki, A., & Rivinius, T. 2016, in *ASP Conf. Ser. 506, Bright Emissaries: Be Stars as Messengers of Star-Disk Physics*, ed. T. A. A. Sigut & C. E. Jones (San Francisco, CA: ASP), 77
- Peters, G. J. 1982, in *IAU Symp. 98, Be Stars*, ed. M. Jaschek & H.-G. Groth (Dordrecht: D. Reidel), 311
- Plavec, M. 1976, in *IAU Symp. 70, Be and Shell Stars*, ed. A. Slettebak (Dordrecht: D. Reidel), 439
- Rivinius, T., Carciofi, A. C., & Martayan, C. 2013, *A&ARv*, 21, 69
- Scardia, M. 1991, *A&AS*, 90, 565
- Schiaparelli, G. V. 1909, *Osservazioni sulle stelle doppie, Serie seconda: comprendente le misure DI 636 sistemi eseguite col refrattore equatoriale Merz-Repsold negli anni 1886–1900* (Milano: U. Hoepli)
- See, T. J. J. 1898, *AJ*, 18, 181
- Stone, O. 1879, *PCinO*, 5, 1
- Tapia, N. 1921, *PLPla*, 6, 16
- Tokovinin, A., Mason, B. D., & Hartkopf, W. I. 2010, *AJ*, 139, 743
- Urban, S. E., Corbin, T. E., Wycoff, G. L., et al. 1998, *AJ*, 115, 1212
- Van Biesbroeck, G. 1954, *PYerO*, 8, pt.6
- Van Biesbroeck, G. 1960, *PYerO*, 9, pt.2
- Van Biesbroeck, G. 1965, *CoLPL*, 3, 65
- Van den Bos, W. H. 1929, *CiUO*, 80, 59
- Van den Bos, W. H. 1930, *CiUO*, 83, 135
- Van den Bos, W. H. 1936, *CiUO*, 96, 234
- Van den Bos, W. H. 1950, *CiUO*, 109, 371
- Van den Bos, W. H. 1951, *CiUO*, 111, 13
- Van den Bos, W. H. 1959, *ApJS*, 4, 45
- Van den Bos, W. H. 1960, *PYerO*, 9, 1
- van den Bos, W. H. 1962, *AJ*, 67, 141
- van den Bos, W. H. 1966, *ROCi*, 125, 93
- Van den Bos, W. H., & Finsen, W. S. 1935, *CiUO*, 93, 134
- van Leeuwen, F. 2007, *A&A*, 474, 653
- Vollmann, W. 2008, *JDSO*, 4, 128
- Voûte, J. 1926, *AnBos*, 1, B3
- Voûte, J. 1955, *JO*, 38, 109
- Walker, R. L. 1969, *PUSNO*, 22, 1
- Walker, R. L. 1985, *PUSNO*, 25, 1
- Wallenquist, Å. 1934, *AnBos*, 6, B3
- Wegner, W. 2003, *AN*, 324, 219
- Worley, C. E. 1960, *AJ*, 65, 156
- Worley, C. E. 1967, *PUSNO*, 18, 1
- Worley, C. E. 1978, *PUSNO*, 24, 1
- Worley, C. E. 1989, *PUSNO*, 25, 1
- Worley, C. E., & Douglass, G. G. 1997, *A&AS*, 125, 523

4.4.3 “Speckle interferometry at the OAN-SPM México: multi-band astrometry of double stars measured in 2018 and 2019”

Neste artigo publicado em maio de 2021, apresentamos as medições interferométricas multibanda de estrelas duplas do WDS Catalog realizadas no telescópio de 2,1 m do Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, México, ao longo de cinco missões de observação, alocadas em 2018 e 2019. Neste artigo foram feitas 2101 medidas astrométricas e 2027 fotométricas de 631 pares, com separações angulares variando de $0''.05$ a $6''.09$, incluindo 1622 medições com separações menores que $1''$ e diferença de magnitude de até 5,99 mag por meio do filtro V , 5,46 mag para o filtro R e 5,85 mag para o filtro I . O erro médio na separação angular foi de 12 mas, enquanto que os erros do ângulo de posição e diferença de magnitudes foi estimado em $1,1^\circ$ e 0,14 mag respectivamente.

Como resultado, nós confirmamos 58 estrelas duplas descobertas por meio do satélite Hipparcos, além de apresentarmos pela primeira vez medidas astrométricas para 7 sistemas que eram citados como supostamente binários e a adição de medidas para 15 estrelas com apenas uma medição publicada. Identificamos também uma nova companheira próxima, com separação angular média de $0''.10$, em um par previamente conhecido e finalmente, apresentamos uma correção para duas soluções orbitais publicadas anteriormente para duas binárias visuais. Parte desses resultados estão contidos na [Tabela 4.6](#).

Alguns dos dados utilizados neste artigo foram obtidos durante a minha estadia no Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, México em 2018, onde pude participar ativamente das observações e posteriormente colaborar na redução, análise dos dados e parte da redação e revisão do artigo.

| WDS (2000) | Discoverer designation | Epoch +2000 | θ (deg) | σ_θ (deg) | ρ (arcsec) | σ_ρ (arcsec) | Δm (mag) | $\theta_O - \theta_C$ (deg) | $\tilde{\rho}_O - \rho_C$ (arcsec) | Ref. | λ nm |
|---------------|---------------------------|----------------|-------------------|--------------------------|--------------------|---------------------------|---------------------|--------------------------------|---------------------------------------|-------------------------|-----------------|
| 00024+5030 | COU2350 | 18.8144 | 114.5 | 2.4 | 0.45 | 0.01 | 1.97 | | | | 538 |
| | | 18.8144 | 115.4 | 1.9 | 0.45 | 0.01 | 1.65 | | | | 630 |
| | | 18.8144 | 115.7 | 2.4 | 0.45 | 0.01 | 1.63 | | | | 894 |
| 00026+1841 | HDS 2Aa,Ab | 18.8118 | 150.6 | 1.7 | 2.07 | 0.01 | 2.01 | | | | 538 |
| | | 18.8118 | 150.7 | 1.0 | 2.07 | 0.01 | 2.14 | | | | 630 |
| | | 18.8118 | 150.6 | 0.8 | 2.07 | 0.01 | 2.26 | | | | 894 |
| 00030+1520 | TDS1272 | 18.8118 | 321.3 | 0.9 | 0.72 | 0.01 | 4.94 | | | | 538 |
| | | 18.8119 | 321.3 | 0.3 | 0.72 | 0.02 | 4.38 | | | | 630 |
| | | 18.8119 | 321.3 | 1.4 | 0.72 | 0.01 | 3.63 | | | | 894 |
| 00030+5908 | TDS1271 | 18.8145 | 256.0 | 1.0 | 0.62 | 0.01 | 2.87 | | | | 538 |
| | | 18.8145 | 256.0 | 1.0 | 0.62 | 0.01 | 2.09 | | | | 630 |
| | | 18.8145 | 256.0 | 1.0 | 0.62 | 0.02 | 2.54 | | | | 894 |
| 00045+5412 | TDS1283 | 18.8145 | 253.3 | 0.2 | 0.39 | 0.01 | 2.55 | | | | 538 |
| | | 18.8145 | 253.3 | 1.4 | 0.39 | 0.01 | 2.22 | | | | 630 |
| | | 18.8145 | 253.3 | 0.2 | 0.39 | 0.01 | 2.78 | | | | 894 |
| 00082+5340 | MLR 634 | 18.8146 | 96.7 | 1.9 | 1.29 | 0.01 | 3.26 | | | | 538 |
| | | 18.8146 | 96.7 | 0.1 | 1.29 | 0.01 | 3.72 | | | | 630 |
| | | 18.8145 | 96.7 | 1.0 | 1.29 | 0.01 | 3.19 | | | | 894 |
| 00112+5034 | TDS 5 | 18.8173 | 132.5 | 0.6 | 1.22 | 0.01 | 4.84 | | | | 538 |
| | | 18.8173 | 132.5 | 0.8 | 1.22 | 0.01 | 4.07 | | | | 630 |
| | | 18.8173 | 132.5 | 1.0 | 1.22 | 0.01 | 4.92 | | | | 894 |
| 00112+5247* | AC | 18.8173 | 318.4 | 1.0 | 5.32 | 0.01 | | | | | 538 |
| | | 18.8173 | 318.4 | 1.3 | 5.32 | 0.01 | | | | | 630 |
| | | 18.8173 | 318.4 | 1.0 | 5.32 | 0.01 | | | | | 894 |
| 00121+5337 | BU 1026AB | 18.8146 | 324.5 | 1.6 | 0.36 | 0.01 | 0.87 | -0.8 | 0.02 | Hartkopf et al. (1996) | 538 |
| | | 18.8146 | 323.8 | 1.8 | 0.36 | 0.02 | 0.86 | 0.0 | 0.01 | | 538 |
| | | 18.8146 | 324.7 | 1.9 | 0.35 | 0.01 | 0.59 | -0.9 | 0.00 | | 630 |
| | | 18.8146 | 323.4 | 1.8 | 0.35 | 0.01 | 0.60 | 0.4 | 0.00 | | 630 |
| | | 18.8146 | 324.7 | 1.8 | 0.34 | 0.01 | 0.45 | -0.9 | -0.01 | | 894 |
| | | 18.8146 | 324.6 | 2.0 | 0.34 | 0.01 | 0.46 | -0.8 | -0.01 | | 894 |
| 00308+5513 | TDS1501 | 18.8146 | 232.1 | 0.6 | 0.43 | 0.01 | 2.08 | | | | 538 |
| | | 18.8146 | 232.1 | 0.1 | 0.43 | 0.01 | 1.59 | | | | 630 |
| | | 18.8146 | 232.1 | 1.0 | 0.43 | 0.01 | 2.29 | | | | 894 |
| 00320+2740 | COU 547 | 18.8201 | 36.2 | 0.8 | 0.14 | 0.01 | 2.07 | 27.1 | 0.03 | Zirm (2010) | 538 |
| | | 18.8201 | 35.8 | 1.3 | 0.13 | 0.01 | 2.16 | 27.5 | 0.02 | | 630 |
| | | 18.8200 | 36.6 | 0.7 | 0.14 | 0.01 | 2.73 | 26.8 | 0.03 | | 894 |
| 00321-0511 | A 111AB | 18.8119 | 305.7 | 0.5 | 0.14 | 0.01 | 1.77 | 1.7 | -0.02 | Tokovinin et al. (2015) | 538 |
| | | 18.8119 | 305.8 | 2.6 | 0.13 | 0.01 | 1.70 | 1.6 | -0.02 | | 630 |
| | | 18.8119 | 305.8 | 1.8 | 0.13 | 0.01 | 2.00 | 1.6 | -0.02 | | 894 |

Tabela 4.6: Astrometria multi-bandas de pares observados com o telescópio de 2.1 metros do OAN. Notas: * Novos pares detectados em estrelas previamente conhecidas como binárias.



Speckle Interferometry at the OAN-SPM México: Multiband Astrometry of Double Stars Measured in 2018 and 2019

C. A. Guerrero¹, C. E. Zepeda², T. B. Souza³, M. R. Nájera¹, M. Borges Fernandes³, J. B. Hernández-Águila¹, J. C. Carvajal¹, J. H. Castro-Chacón⁴, B. Hernández-Valencia¹, M. Reyes-Ruiz¹, E. Sánchez¹, and J. S. Silva⁴

¹Universidad Nacional Autónoma de México, Instituto de Astronomía, AP 106, Ensenada 22860, B.C., México; cguerrero@astro.unam.mx

²Universidad Autónoma de Baja California, Blvd Universitario 1000 Valle de Las Palmas, 22260 Tijuana, B.C., México

³Observatório Nacional, Rua General José Cristino 77, CEP: 20921-400, São Cristóvão, Rio de Janeiro, Brazil

⁴CONACYT—Universidad Nacional Autónoma de México, Instituto de Astronomía, AP 106, Ensenada 22860, B.C., México

Received 2020 October 21; revised 2021 March 12; accepted 2021 March 29; published 2021 May 5

Abstract

In this paper we present multiband speckle interferometric measurements of double stars performed at the 2.1 m telescope of the Observatorio Astronómico Nacional, San Pedro Mártir, México. We focused our efforts on objects from the Washington Double Star Catalog that were observed during five runs allocated in 2018 and 2019. We report here 2101 astrometric and 2027 photometric measurements of 631 pairs, with angular separations ranging from 0".05 to 6".09, including 1622 measurements with separations smaller than 1", and a magnitude difference up to 5.99 mag through the *V* filter, 5.46 mag for the *R* filter, and 5.85 mag for the *I* filter. We estimated a mean error in separation of 12 mas, 1°.1 in position angle, and 0.14 mag for the magnitude difference. We confirmed 58 double stars discovered by Hipparcos. For the first time we are presenting astrometric measurements for 7 systems listed at the Washington Double Star Catalog as being suspected binaries, which did not have a secondary confirmation, and 15 stars with only one published measurement. We identified a new close companion with a mean angular separation of 0".10, detected in a previously known pair. Finally, we present a correction to two previously published orbital solutions of two visual binaries.

Unified Astronomy Thesaurus concepts: Visual binary stars (1777); Close binary stars (254); Angular separation (40); Speckle interferometry (1552); Astrometry (80); Interferometric binary stars (806)

Supporting material: machine-readable table

1. Introduction

We present here a set of three-color astrometric and photometric measurements of double stars, performed at the 2.1 m telescope of the Observatorio Astronómico Nacional, San Pedro Mártir (OAN-SPM), located in Ensenada, Baja California, México. This work is a continuation of our speckle observing program dedicated to covering both the northern and southern hemispheres (Guerrero et al. 2018a, 2018b, 2020), in which we are updating the astrometry of stars with small separations ($\rho \leq 1''$) from the Washington Double Star Catalog (WDS; Worley & Douglass 1997) with special focus on stars that were observed more than a decade ago and double stars first identified by the Hipparcos mission (ESA 1997).

In this paper we present 2101 astrometric measurements and 2027 differential magnitudes of 631 pairs from the WDS, obtained in five observing runs distributed over a period of two years (2018 and 2019). Among these results, we include astrometric measurements for 7 systems listed at the WDS without secondary confirmation and for 15 stars with only one previously published astrometric measurement. We confirmed 58 Hipparcos binaries and we present a new close companion with a mean angular separation of 0".10, detected in a previously known pair and, finally, 3 new (most likely to be) optical doubles with angular separations between 2".68 to 5".32.

Following the standard established in our previous publications, we will describe the observing procedure and the reduction process in Section 2. In Section 3 we will discuss the calibration process and in Section 4 the precision of our astrometry and differential photometry. Section 5 describes the main results of this work while Section 6 contains the updated

orbital solutions of two visual binaries. In Section 7 we describe a sample of Hipparcos binaries that we were unable to identify as double stars. Finally, our conclusions are summarized in Section 8.

2. Observations and Data Reduction

As mentioned before, our observations were carried out using the 2.1 m telescope of the OAN-SPM, during five runs allocated in 2018 and 2019; in Table 1 we provide more details. In column 1 we list the respective year and month of the observation, while in column 2 we display the number of effective observing nights for each season. Column 3 lists the calibrated pixel scale (see Section 3), while the last column contains the number of observed objects per season.

In every observing run we used an iXon Ultra 888 camera from ANDOR technology, coupled to a filter wheel containing the three broadband filters that we typically use, *V*, *R*, and *I*, with the effective wavelengths centered at and widths of 538/90, 630/130, and 894/340 nm (for each filter, respectively), which provide diffraction-limited resolutions of 0".053, 0".067, and 0".088, respectively. The iXon Ultra 888 EMCCD features a full frame of 1024 × 1024 pixels, of 13 μm pixel size. However, with the objective of reducing the volume of data to be stored, we used a smaller region of interest of 256 × 256 pixels, reaching an observing area of 9".73, calculated after calibration.

For these observations we followed our standard observing and data reduction procedure, described in detail in Guerrero et al. (2018a). However, below we present a summary of the steps of the process.

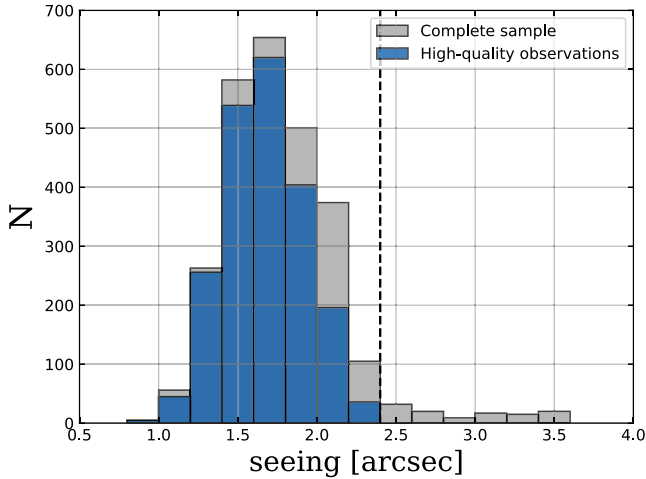


Figure 1. Estimation of the seeing for the complete sample of stars observed in 2018 and 2019. The blue histogram represents stars that passed our high-quality test for astrometric measurements. The gray histogram represents the complete sample of observed stars, including stars that failed to pass our criteria. The dashed line represents our seeing cutoff at $2''.40$.

Table 1
Observing Runs

| Observing Run | N Nights | Pixel Scale (arcsec pixel $^{-1}$) | N Objects |
|----------------|---------------|--|----------------|
| 2018 March | 7 | 0.039 | 661 |
| 2018 October | 5 | 0.038 | 442 |
| 2019 March | 5 | 0.038 | 397 |
| 2019 April | 4 | 0.038 | 261 |
| 2019 September | 6 | 0.039 | 548 |

1. For every star and every filter we observe a fits-cube containing 1000 frames, each of 20 ms of exposure time.
2. In a second step we calculate a fast-Fourier transform of each frame and then we add the squared modulus to retrieve a mean power spectrum (PWS).
3. We then calculate the autocorrelation function (ACF) from the PWS.
4. From the reference stars we estimate the atmospheric transfer function.
5. As a final step, we adjust a least-square fit to the PWS to calculate the relative astrometry, magnitude difference, and the associated errors.

We implemented our selection criteria for high-quality observations, $Q = Q_{\text{PWS}} \cdot \{Q_{\text{fit}}, Q_{\text{seeing}}\}$, introduced in Guerrero et al. (2018a). This criteria takes into account the goodness of the PWS fitting, defined as $Q_{\text{fit}} = \chi^2/N$, with N the number of fitted points in the PWS. We excluded fittings where $Q_{\text{fit}} > 15$. We also take into consideration the average seeing, Q_{seeing} , estimated from the reference stars, excluding observations with $Q_{\text{seeing}} > 2''.40$. As a final component of our criteria, we take into account the presence of stripes in the PWS, where $Q_{\text{PWS}} = 1$ if there are clear fringes and $Q_{\text{PWS}} = 0$ if there are none.

In Figure 1 we show an overlapping of two histograms, describing the seeing for the complete sample of observations reported in this paper. The gray histogram represents the complete sample of observed stars during the five observing runs, while the blue histogram represents only the stars that

passed our quality test. The dashed line marks the seeing cutoff at $2''.40$, described before.

3. Calibration

We measured the pixel scale, performed the astrometric calibration, and established the detector orientation by using stars with known orbital solutions, taken from the Sixth Catalog of Orbits of Visual Binary Stars (Hartkopf et al. 2001). In total, we observed 44 systems as calibrators, for a total of 67 measures across epochs; these stars have published orbital elements whose orbits are graded either as 1 (definitive) or 2 (good). We observed these stars at least twice on each season to calculate the variance in the astrometric measurements. In Table 2, we present the calibration stars: column 1 displays the WDS number and column 2 the discoverer designation; column 3 shows the epoch of each observation, which we want to highlight given that there are several repeated systems, observed in different epochs to calibrate the respective observing run. Columns 4 and 5 show the ephemeris calculation for the position angle and angular separation, θ_C and ρ_C , respectively. In columns 6 and 7 we show the residuals calculated from the average of our observations (marked as O), computed using the arithmetic mean of $\bar{\rho}_O$ and $\bar{\theta}_O$ for the measurements on each filter, when compared to the ephemeris for the position angle, $\bar{\theta}_O - \theta_C$, and the angular separation, $\bar{\rho}_O - \rho_C$, respectively. Column 8 lists the orbital grade (see Hartkopf et al. 2001 for a detailed description of orbital grading), while column 9 contains a reference to the publication of the orbital elements.

In Figure 2 we show the residuals of our astrometry (O) compared with the ephemeris calculated for the time of observation (C), for the mean values of the position angle, $\bar{\theta}$, and the angular separation, $\bar{\rho}$, and for every observed system with a published orbital solution, not only the calibration stars. We colored the symbols of this plot taking into consideration the grading of the orbits: definitive and good orbits (1 and 2) are plotted as cyan, reliable orbits (grade 3) are plotted in black, empty symbols represent orbits up to grade 5, and dashed lines represent the zero values.

Given the large residuals (see Table 3) and to better display Figure 2, we excluded three systems with indeterminate orbits with a grade of 5: WDS 04070+3934 (COU1394; Couteau 1999), WDS 11162+3136 (A 2157; Popovic & Pavlovic 1996), and WDS 12316+3201 (COU 966; Mante 1999). The rms errors for the 42 distinct stars used for calibration (see the next paragraph) are: $\text{rms}_\theta = 0''.67$ and $\text{rms}_\rho = 3.8$ mas. We associated these rms errors in θ and ρ to the detector orientation and to the pixel-scale determination, respectively. However, as discussed in Guerrero et al. (2018a) we also need to take into account the model uncertainties to establish the total errors of our measurements (see Section 4).

Among the calibration stars we can see some systems whose residuals are larger than our estimated errors, but this behavior is associated only to systems whose orbits are not definitive (meaning that they can be improved). For this reason, we decided to exclude these stars from the calibration systems, when their propagated uncertainties added with the respective astrometric parameter falls outside of our average 1σ errors. These stars are indicated with an asterisk in Table 2.

Figure 3 shows the residuals in the position angle (a) and angular separation (b) plotted versus the calculated ephemeris separation. The associated error bars were computed by propagating the errors of the orbital solutions with published

Table 2
Astrometric Ephemeris and Residuals for Calibration Stars

| WDS (2000) | Discoverer Designation | Epoch +2000 | θ_C (deg) | ρ_C (arcsec) | $\tilde{\theta}_O - \theta_C$ (deg) | $\tilde{\rho}_O - \rho_C$ (arcsec) | Orbit Grade | Ref. |
|---------------|---------------------------|----------------|---------------------|----------------------|--|---------------------------------------|----------------|-----------------------------|
| 00121+5337 | BU 1026AB | 18.8146 | 323.8 ± 1.2 | 0.35 ± 0.01 | 0.5 ± 1.1 | 0.00 ± 0.01 | 2 | Hartkopf et al. (1996) |
| 00321-0511 | A 111AB | 18.8119 | 307.4 ± 1.2 | 0.16 ± 0.02 | -1.6 ± 1.2 | -0.02 ± 0.01 | 1 | Tokovinin et al. (2015) |
| 01297+2250 | A 1910AB | 18.8146 | 172.8 ± 1.0 | 0.22 ± 0.01 | 1.6 ± 1.3 | 0.00 ± 0.02 | 2 | Hartkopf et al. (1996) |
| 02262+3428 | HDS 318 | 18.8202 | 188.6 | 0.13 | -0.5 | -0.01 | 2 | Docobo et al. (2018) |
| 02537+3820 | BU 524AB | 18.8203 | 266.2 ± 0.9 | 0.18 ± 0.01 | 1.4 ± 1.1 | -0.01 ± 0.01 | 2 | Muterspaugh et al. (2010) |
| 03503+2535 | STT 65 | 18.8176 | 202.3 ± 1.3 | 0.52 ± 0.01 | 0.2 ± 1.0 | 0.00 ± 0.02 | 2 | De Rosa et al. (2012) |
| 04331+2410 | GHE 13Ab1,2 | 18.8150 | 113.3 ± 1.4 | 0.05 ± 0.02 | 1.2 ± 1.5 | 0.01 ± 0.01 | 2 | Schaefer et al. (2012) |
| 04340+1510 | CHR 17 | 18.8150 | 270.4 | 0.19 | 0.0 | -0.01 | 2 | Cvetković & Ninković (2008) |
| 05386+3030 | BU 1240AB | 18.8233 | 311.1 ± 1.9 | 0.17 ± 0.02 | 3.5 ± 2.0 | -0.01 ± 0.03 | 2 | Rica Romero (2008) |
| 06314+0749 | A 2817 | 18.8179 | 259.2 ± 1.7 | 0.15 ± 0.03 | 1.3 ± 1.5 | -0.01 ± 0.02 | 2 | Tokovinin et al. (2019) |
| 06503+2409 | COU 768 | 18.8180 | 202.9 ± 1.5 | 0.16 ± 0.01 | -0.6 ± 1.4 | -0.01 ± 0.02 | 2 | Docobo & Ling (2003) |
| 07128+2713 | STF1037AB | 18.8205 | 303.3 ± 0.8 | 0.86 ± 0.01 | -0.2 ± 1.3 | -0.02 ± 0.01 | 2 | Scardia et al. (2015) |
| 08468+0625 | SP 1AB | 18.1629 | 240.8 ± 1.1 | 0.24 ± 0.01 | 0.5 ± 0.9 | -0.01 ± 0.01 | 1 | Hartkopf et al. (1996) |
| 09006+4147 | KUI 37AB | 18.1629 | 115.7 ± 1.2 | 0.39 ± 0.01 | 1.2 ± 1.1 | 0.02 ± 0.01 | 1 | Muterspaugh et al. (2010) |
| | | 19.2168 | 86.3 ± 1.4 | 0.43 ± 0.01 | 1.8 ± 1.5 | 0.00 ± 0.01 | | |
| | | 19.2196 | 86.3 ± 1.4 | 0.43 ± 0.01 | 1.6 ± 1.6 | 0.00 ± 0.02 | | |
| 09036+4709 | A 1585 | 18.1630 | 283.6 ± 1.7 | 0.28 ± 0.01 | -0.2 ± 1.8 | 0.00 ± 0.01 | 2 | Muterspaugh et al. (2010) |
| | | 19.2169 | 277.1 ± 1.8 | 0.23 ± 0.02 | 0.4 ± 1.4 | 0.03 ± 0.01 | | |
| | | 19.2196 | 277.1 ± 1.8 | 0.23 ± 0.02 | 0.6 ± 1.4 | 0.03 ± 0.01 | | |
| 09285+0903 | STF1356 | 18.1631 | 112.7 ± 1.4 | 0.87 ± 0.01 | -0.5 ± 1.2 | -0.01 ± 0.03 | 2 | Muterspaugh et al. (2010) |
| | | 19.2117 | 113.7 ± 0.5 | 0.88 ± 0.01 | 0.1 ± 0.7 | -0.01 ± 0.01 | | |
| 09327+0152 | FIN 349 | 18.1631 | 132.3 ± 1.1 | 0.13 ± 0.01 | 0.2 ± 1.0 | 0.00 ± 0.01 | 2 | Tokovinin et al. (2015) |
| 10083+3136 | KUI 48AB | 18.1631 | 172.9 ± 1.2 | 0.18 ± 0.02 | -0.4 ± 1.1 | 0.00 ± 0.02 | 2 | Hartkopf et al. (1996) |
| | | 19.2935 | 174.8 ± 1.3 | 0.14 ± 0.03 | 1.7 ± 1.4 | -0.02 ± 0.02 | | |
| 10093+2020* | A 2145 | 18.1631 | 234.4 | 0.20 | -7.1 | 0.03 | 2 | Mason & Hartkopf (2011) |
| 10269+1931 | COU 292 | 18.1685 | 37.8 | 0.22 | -0.3 | 0.00 | 2 | Docobo & ling (2013) |
| 11037+6145 | BU 1077AB | 18.1631 | 340.8 ± 0.8 | 0.79 ± 0.01 | 1.0 ± 1.1 | 0.03 ± 0.01 | 2 | Scardia et al. (2011) |
| | | 19.2171 | 336.8 ± 0.9 | 0.80 ± 0.01 | -1.5 ± 0.9 | 0.02 ± 0.02 | | |
| | | 19.2198 | 336.8 ± 0.9 | 0.80 ± 0.01 | -1.2 ± 1.3 | 0.02 ± 0.01 | | |
| 11239+1032 | STF1536AB | 18.1632 | 93.7 ± 1.0 | 2.18 ± 0.01 | 1.3 ± 1.2 | -0.01 ± 0.01 | 2 | Izmailov (2019) |
| | | 18.1687 | 93.7 ± 1.0 | 2.18 ± 0.01 | 1.0 ± 1.1 | -0.0 ± 0.01 | | |
| 11308+4117 | STT 234 | 18.1686 | 184.7 ± 1.2 | 0.41 ± 0.01 | 1.0 ± 1.0 | 0.00 ± 0.01 | 2 | Docobo & Ling (2009) |
| | | 18.1796 | 184.7 ± 1.2 | 0.41 ± 0.01 | 0.6 ± 1.4 | 0.00 ± 0.01 | | |
| | | 19.2117 | 186.7 ± 1.3 | 0.40 ± 0.01 | 1.5 ± 1.5 | 0.01 ± 0.01 | | |
| 12199-0040 | MCA 37 | 18.1632 | 220.8 | 0.10 | -0.2 | 0.00 | 2 | Söderhjelm (1999) |
| 12417-0127 | STF1670AB | 18.1632 | 0.1 ± 0.2 | 2.71 ± 0.02 | 0.0 ± 0.7 | 0.05 ± 0.01 | 2 | Scardia et al. (2007a) |
| 12422+2622 | A 1851 | 18.1633 | 67.3 | 0.29 | -0.7 | 0.01 | 2 | Heintz (1998) |
| | | 18.1743 | 67.4 | 0.29 | -0.8 | 0.02 | | |
| 13007+5622 | BU 1082 | 18.1633 | 136.4 ± 0.9 | 0.67 ± 0.02 | -0.2 ± 1.4 | 0.00 ± 0.03 | 2 | Drummond (2014) |
| | | 19.2119 | 140.3 ± 1.1 | 0.64 ± 0.01 | 1.1 ± 1.1 | 0.03 ± 0.01 | | |
| | | 19.2965 | 140.3 ± 1.2 | 0.64 ± 0.01 | 0.0 ± 1.0 | 0.03 ± 0.01 | | |
| 13198+4747 | HU 644AB | 18.1634 | 57.1 ± 1.8 | 0.16 ± 0.03 | -2.9 ± 1.7 | -0.01 ± 0.01 | 2 | Hartkopf & Mason (2015) |
| 13396+1045 | BU 612AB | 18.1634 | 320.7 ± 1.9 | 0.09 ± 0.03 | -1.6 ± 1.6 | 0.00 ± 0.02 | 1 | Mason et al. (1999) |
| 13491+2659 | STF1785 | 18.1635 | 188.3 ± 0.7 | 2.84 ± 0.01 | -0.7 ± 1.1 | -0.01 ± 0.01 | 2 | Izmailov (2019) |
| | | 19.2938 | 189.5 ± 0.7 | 2.80 ± 0.01 | -0.1 ± 1.0 | -0.03 ± 0.01 | | |
| 14037+0829 | BU 1270 | 18.1635 | 15.9 | 0.21 | 0.6 | -0.01 | 1 | Brendley & Mason (2006) |
| | | 19.2939 | 23.4 | 0.20 | -0.2 | 0.00 | | |
| 14153+0308 | STF1819AB | 18.1635 | 161.1 | 0.88 | 2.0 | 0.02 | 2 | Scardia et al. (2012) |
| | | 19.2939 | 158.7 | 0.88 | -1.2 | 0.01 | | |
| 14310-0548 | RST4529 | 18.1635 | 201.5 ± 1.4 | 0.16 ± 0.01 | -1.1 ± 1.2 | 0.00 ± 0.02 | 2 | Docobo et al. (2000) |
| | | 19.2939 | 223.2 ± 1.4 | 0.17 ± 0.01 | 0.0 ± 1.0 | 0.01 ± 0.01 | | |
| 14323+2641 | A 570 | 18.1635 | 255.1 | 0.18 | -0.6 | -0.01 | 1 | Heintz (1991) |
| | | 19.2940 | 239.9 | 0.19 | -1.0 | 0.01 | | |
| 14411+1344 | STF1865AB | 18.1636 | 285.4 | 0.32 | 1.3 | 0.00 | 2 | Scardia et al. (2007b) |
| | | 19.2121 | 282.8 | 0.28 | 1.8 | 0.00 | | |
| 14426+1929 | HU 575AB | 18.1636 | 95.2 | 0.33 | -0.8 | 0.02 | 2 | Söderhjelm (1999) |
| | | 19.2121 | 81.5 | 0.33 | -1.1 | 0.02 | | |
| 14455+4223 | STT 285AB | 18.1662 | 77.4 ± 1.2 | 0.50 ± 0.01 | 1.0 ± 1.0 | 0.01 ± 0.01 | 2 | Scardia et al. (2015) |
| | | 19.2202 | 75.8 ± 1.1 | 0.50 ± 0.01 | -1.4 ± 1.6 | -0.02 ± 0.01 | | |
| 15183+2650 | STF1932AB | 18.1636 | 266.6 ± 1.0 | 1.61 ± 0.01 | -0.1 ± 1.2 | 0.01 ± 0.02 | 2 | Izmailov (2019) |
| | | 19.2940 | 267.0 ± 1.0 | 1.61 ± 0.01 | 1.5 ± 1.3 | 0.00 ± 0.01 | | |
| 15245+3723 | CHR 181Aa,Ab | 19.2122 | 289.3 ± 1.7 | 0.12 ± 0.02 | -0.2 ± 1.8 | -0.01 ± 0.02 | 1 | Izmailov (2019) |
| 15245+3723* | STF1938Ba,Bb | 19.2122 | 2.3 | 2.20 | -2.2 | 0.05 | 2 | Scardia et al. (2013) |

Table 2
(Continued)

| WDS (2000) | Discoverer Designation | Epoch +2000 | θ_C (deg) | ρ_C (arcsec) | $\bar{\theta}_O - \theta_C$ (deg) | $\bar{\rho}_O - \rho_C$ (arcsec) | Orbit Grade | Ref. |
|---------------|---------------------------|----------------|---------------------|----------------------|--------------------------------------|-------------------------------------|----------------|---------------------------|
| 18466+3821 | HU 1191 | 19.6849 | 304.6 ± 1.4 | 0.26 ± 0.02 | 2.0 ± 1.0 | 0.01 ± 0.03 | 1 | Docobo & Ling (2009) |
| 21145+1000 | STT 535AB | 18.8142 | 200.9 ± 1.2 | 0.32 ± 0.01 | 0.5 ± 1.6 | 0.00 ± 0.01 | 1 | Muterspaugh et al. (2008) |
| 22241-0450 | BU 172AB | 19.6962 | 26.4 ± 0.7 | 0.50 ± 0.01 | -0.9 ± 0.9 | 0.00 ± 0.01 | 2 | Tokovinin et al. (2015) |
| 23411+4613 | MLR 4 | 19.6882 | 220.3 ± 1.8 | 0.12 ± 0.01 | 0.4 ± 1.8 | 0.01 ± 0.01 | 2 | Hartkopf et al. (1996) |

Note. * Denotes a pair that was excluded from calibration, due to large residuals in the astrometric measurements.

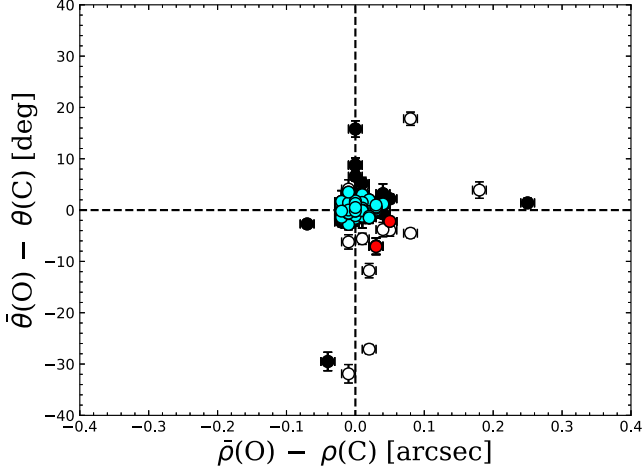


Figure 2. Residuals of the mean values of the observed (O) position angle $\bar{\theta}$ and angular separation $\bar{\rho}$, for the measurements of Table 3, compared with the calculated ephemeris (C) of the systems with published orbital elements. In cyan, we plotted residuals of the binary stars with orbits graded 1 or 2 used for calibration, while in red we show the systems that were excluded as calibrators, marked with an asterisk on Table 2. Black symbols represent stars with an orbital grading of 3. Empty circles represent stars with orbital gradings of 4 or 5. In this plot we excluded stars WDS 04070+3934 (COU1394), WDS 11162+3136 (A 2157), and WDS 12316+3201 (COU 966) (see the text for details).

uncertainties. In this plot the solid line represents the zero values and the dashed lines represent the mean 1σ errors in θ and ρ (see Section 4.1). Finally, we determined a calibrated pixel scale of $0''.039/\text{pixel}$ for the observing runs of 2018 March and 2019 September, and $0''.038/\text{pixel}$ for the runs of 2018 October and 2019 March and April (see Table 1).

4. Astrometric and Photometric Precision

4.1. Astrometry

As mentioned in the last section, we used 42 systems as calibrators, with a total of 67 calibration measurements, from which we calculated the variance of the astrometric measurements, which we established as the errors related to the pixel scale and detector orientation. However, we also need to take into account the internal errors calculated from the PWS fitting for the position angle and angular separation. As described in Guerrero et al. (2018a), we labeled these errors as $\sigma_{\theta,\text{int}}^2$ and $\sigma_{\rho,\text{int}}^2$. Then, the uncertainties associated to the astrometric measurements reported in this work are calculated as the pixel scale and detector orientation errors added in quadrature with the internal errors associated to the PWS fitting: $\sigma_{\theta} = \sqrt{\text{rms}_{\theta}^2 + \sigma_{\theta,\text{int}}^2}$ and $\sigma_{\rho} = \sqrt{\text{rms}_{\rho}^2 + \sigma_{\rho,\text{int}}^2}$. Thus, the estimated average errors for these observations are 12 mas for the angular separation and $1''.1$ for the position angle.

4.2. Differential Photometry

From the model of the PWS we also calculate the magnitude difference (Δm) of each system and their associated internal errors, $\sigma_{\Delta m,\text{int}}^2$. However, following our discussion in Souza et al. (2020), we omit the calculation of Δm for stars with a signal-to-noise ratio (S/N) < 2.00 , which is our imposed limit value of S/N for very faint stars or stars with large Δm .

Among our sample of 631 pairs, there are 191 systems that were observed by the Hipparcos mission, which also performed an estimation of their magnitude difference. This estimation, though, was made through the H_p filter, which is similar to the V-Johnson filter, but wider and ~ 20 nm bluer for λ_{eff} ; however, we will compare our calculation of Δm as a consistency test and in order to calculate our photometric precision (see Souza et al. 2020 and Guerrero et al. 2020 for a detailed description).

The top panel of Figure 4 shows our calculation of Δm_V compared to Δm_H , while the bottom panel displays the residuals of this comparison. There are some outliers, but the correlation is very high. We excluded outliers with $\Delta m \geq 1$ mag, obtaining a maximum offset of 0.31 mag for the V filter, with a standard deviation of 0.13 mag. Thus, the uncertainties associated to the differential photometry measurements reported in this work are calculated from the PSF fitting process (internal errors), $\sigma_{\Delta m,\text{int}}$, associated to each color. The total average photometric error for the three colors is 0.14 mag.

In Figure 5 we show our estimation of Δm_i plotted against the respective angular separation, ρ_i , for the complete sample of observed stars, reported in Table 3. In this plot we can see that we detected systems with magnitude differences up to 5.99, 5.46, and 5.85 mag for V, R, and I, respectively, while for systems with angular separations of $\rho_i \leq 1''$ we detected systems with magnitude differences up to $\Delta m_V = 5.05$ mag, $\Delta m_R = 4.97$ mag, and $\Delta m_I = 4.91$ mag.

5. Results

In Table 3, we present the main results of this work, displayed in our standard format: the first column lists the WDS identifier of each pair while the second column gives the discoverer designation. The third column contains the epoch of the observation in fractional Julian years. In the fourth and fifth columns we list the position angles in degrees and their associated errors, respectively. The angular separation in arcseconds and its associated error are listed in the sixth and seventh columns, respectively. Column eight contains the associated differential magnitude. Columns nine, ten, and eleven are related to the difference between our observations of θ and ρ , compared to the ephemeris of systems with published orbits calculated for the date of observation, as well as a reference for the publications in which the orbital elements can be found. The last column lists the central wavelength for each measurement. In this table we included the

Table 3
Multiband Astrometry of Pairs Observed with the 2.1 m Telescope

| WDS (2000) | Discoverer Designation | Epoch +2000 | θ (deg) | σ_θ (deg) | ρ (arcsec) | σ_ρ (arcsec) | Δm (mag) | $\bar{\theta}_O - \theta_C$ (deg) | $\bar{\rho}_O - \rho_C$ (arcsec) | Ref. | λ nm |
|---------------|---------------------------|----------------|-------------------|--------------------------|--------------------|---------------------------|---------------------|--------------------------------------|-------------------------------------|-------------------------|-----------------|
| 00024+5030 | COU2350 | 18.8144 | 114.5 | 2.4 | 0.45 | 0.01 | 1.97 | | | | 538 |
| | | 18.8144 | 115.4 | 1.9 | 0.45 | 0.01 | 1.65 | | | | 630 |
| | | 18.8144 | 115.7 | 2.4 | 0.45 | 0.01 | 1.63 | | | | 894 |
| 00026+1841 | HDS 2Aa,Ab | 18.8118 | 150.6 | 1.7 | 2.07 | 0.01 | 2.01 | | | | 538 |
| | | 18.8118 | 150.7 | 1.0 | 2.07 | 0.01 | 2.14 | | | | 630 |
| | | 18.8118 | 150.6 | 0.8 | 2.07 | 0.01 | 2.26 | | | | 894 |
| 00030+1520 | TDS1272 | 18.8118 | 321.3 | 0.9 | 0.72 | 0.01 | 4.94 | | | | 538 |
| | | 18.8119 | 321.3 | 0.3 | 0.72 | 0.02 | 4.38 | | | | 630 |
| | | 18.8119 | 321.3 | 1.4 | 0.72 | 0.01 | 3.63 | | | | 894 |
| 00030+5908 | TDS1271 | 18.8145 | 256.0 | 1.0 | 0.62 | 0.01 | 2.87 | | | | 538 |
| | | 18.8145 | 256.0 | 1.0 | 0.62 | 0.01 | 2.09 | | | | 630 |
| | | 18.8145 | 256.0 | 1.0 | 0.62 | 0.02 | 2.54 | | | | 894 |
| 00045+5412 | TDS1283 | 18.8145 | 253.3 | 0.2 | 0.39 | 0.01 | 2.55 | | | | 538 |
| | | 18.8145 | 253.3 | 1.4 | 0.39 | 0.01 | 2.22 | | | | 630 |
| | | 18.8145 | 253.3 | 0.2 | 0.39 | 0.01 | 2.78 | | | | 894 |
| 00082+5340 | MLR 634 | 18.8146 | 96.7 | 1.9 | 1.29 | 0.01 | 3.26 | | | | 538 |
| | | 18.8146 | 96.7 | 0.1 | 1.29 | 0.01 | 3.72 | | | | 630 |
| | | 18.8145 | 96.7 | 1.0 | 1.29 | 0.01 | 3.19 | | | | 894 |
| 00112+5034 | TDS 5 | 18.8173 | 132.5 | 0.6 | 1.22 | 0.01 | 4.84 | | | | 538 |
| | | 18.8173 | 132.5 | 0.8 | 1.22 | 0.01 | 4.07 | | | | 630 |
| | | 18.8173 | 132.5 | 1.0 | 1.22 | 0.01 | 4.92 | | | | 894 |
| 00112+5247* | AC | 18.8173 | 318.4 | 1.0 | 5.32 | 0.01 | | | | | 538 |
| | | 18.8173 | 318.4 | 1.3 | 5.32 | 0.01 | | | | | 630 |
| | | 18.8173 | 318.4 | 1.0 | 5.32 | 0.01 | | | | | 894 |
| 00121+5337 | BU 1026AB | 18.8146 | 324.5 | 1.6 | 0.36 | 0.01 | 0.87 | -0.8 | 0.02 | Hartkopf et al. (1996) | 538 |
| | | 18.8146 | 323.8 | 1.8 | 0.36 | 0.02 | 0.86 | 0.0 | 0.01 | | 538 |
| | | 18.8146 | 324.7 | 1.9 | 0.35 | 0.01 | 0.59 | -0.9 | 0.00 | | 630 |
| | | 18.8146 | 323.4 | 1.8 | 0.35 | 0.01 | 0.60 | 0.4 | 0.00 | | 630 |
| | | 18.8146 | 324.7 | 1.8 | 0.34 | 0.01 | 0.45 | -0.9 | -0.01 | | 894 |
| | | 18.8146 | 324.6 | 2.0 | 0.34 | 0.01 | 0.46 | -0.8 | -0.01 | | 894 |
| 00308+5513 | TDS1501 | 18.8146 | 232.1 | 0.6 | 0.43 | 0.01 | 2.08 | | | | 538 |
| | | 18.8146 | 232.1 | 0.1 | 0.43 | 0.01 | 1.59 | | | | 630 |
| | | 18.8146 | 232.1 | 1.0 | 0.43 | 0.01 | 2.29 | | | | 894 |
| 00320+2740 | COU 547 | 18.8201 | 36.2 | 0.8 | 0.14 | 0.01 | 2.07 | 27.1 | 0.03 | Zirm (2010) | 538 |
| | | 18.8201 | 35.8 | 1.3 | 0.13 | 0.01 | 2.16 | 27.5 | 0.02 | | 630 |
| | | 18.8200 | 36.6 | 0.7 | 0.14 | 0.01 | 2.73 | 26.8 | 0.03 | | 894 |
| 00321-0511 | A 111AB | 18.8119 | 305.7 | 0.5 | 0.14 | 0.01 | 1.77 | 1.7 | -0.02 | Tokovinin et al. (2015) | 538 |
| | | 18.8119 | 305.8 | 2.6 | 0.13 | 0.01 | 1.70 | 1.6 | -0.02 | | 630 |
| | | 18.8119 | 305.8 | 1.8 | 0.13 | 0.01 | 2.00 | 1.6 | -0.02 | | 894 |

Note. ^C Ambiguous quadrant from the reconstructed image, where the quadrant is adopted from the latest measurement in WDS. ^H Confirmed Hipparcos double star. * New pair detected in a previously known binary.

(This table is available in its entirety in machine-readable form.)

following marks: a star with a *C* mark indicates that the quadrant determination from the reconstructed image is ambiguous, therefore, we adopted the latest published quadrant from the WDS. An *H* mark indicates that the star is a confirmation of an Hipparcos double star. We typically present a different table to highlight the new detections, but given that we only identified four new pairs, we decided to include them in this table and they are marked with an asterisk (*).

Figure 6 shows a histogram of the systems reported Table 3, separated by filter and displayed in bins of angular separation. We can see that 1622 of the 2101 angular separations are smaller than $1''$, i.e., $\sim 77\%$ of the complete sample.

Following our previous publications, we also performed a study of the repeatability of the observations in each filter to assess the robustness of our methodology. In the top panel of Figure 7 we show the difference of $\theta_i - \bar{\theta}$ while the bottom panel shows $\rho_i - \bar{\rho}$, both as a function of the mean value $\bar{\rho}$, with i the

respective values for V , R , and I for each of the systems reported in Table 3. The behavior displayed in this plot is to be expected, because determining the geometric center of the secondary star becomes more difficult as the angular separation decreases. As plotted in Figure 3, the solid line represents the zero values and the dashed lines represent the mean errors in θ and ρ , calculated in Section 4.1. In Figure 7(a), we can see maximum offsets of $1.45''$, but the rms difference of the whole sample is $0.89''$ for V , $0.91''$ for R , and $0.92''$ for I . From Figure 7(b), we can see a maximum offset of $0.016''$ for the angular separation, with an rms of 3.0 mas for V , 1.9 mas for R , and 0.8 mas for I .

Finally, in Figure 8 we show the variance in the astrometric measurements as a function of (a) the mean separation and (b) as a function of Δm_V for every star that was observed at least twice, i.e., comparing at least six measurements for each pair, resulting from every single observation through the three filters, including different epochs, while the color code is related to the variance of

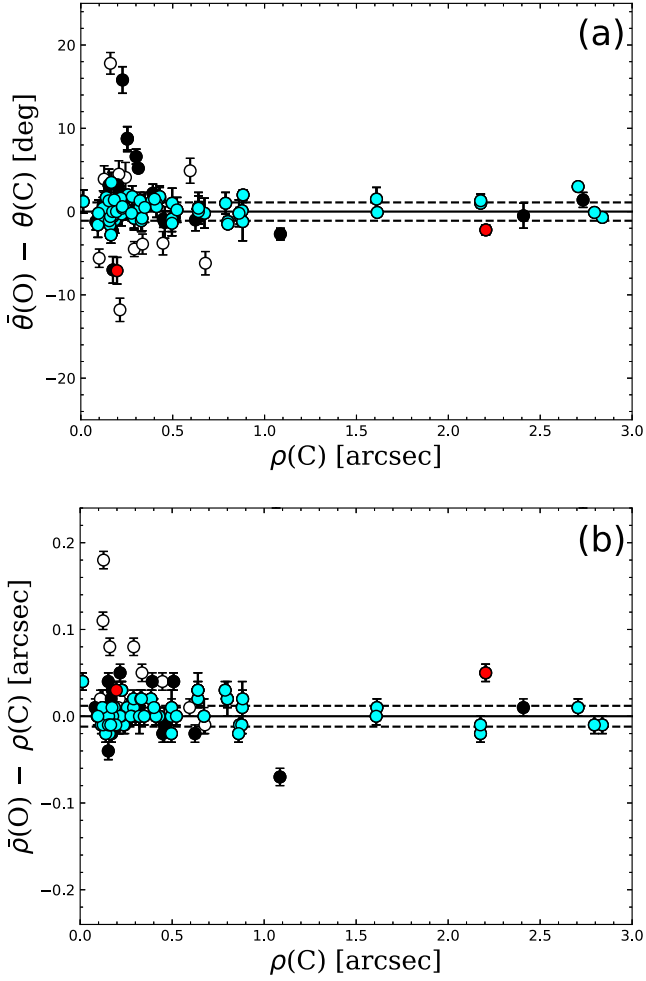


Figure 3. Residuals of (a) $\bar{\theta}$ and (b) $\bar{\rho}$ as a function of the calculated ephemeris for the measurements reported in Table 1. Symbols are as described in Figure 2. In this case, the solid line is the zero value and the dashed lines represent the mean 1σ errors in position angle and angular separation, respectively.

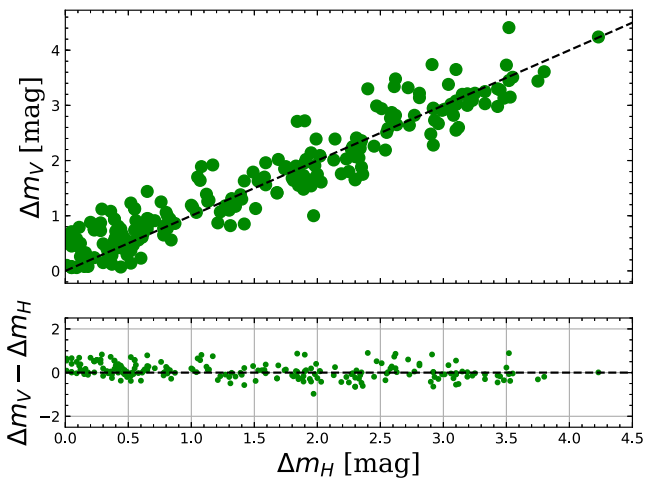


Figure 4. Comparison between our observed magnitude difference and the magnitude difference measured by the Hipparcos mission for the 191 systems that we share in common. The dashed line shows the magnitude difference for $\Delta m_V = \Delta m_H$. We also show the residuals plot of the magnitude difference in V compared to Δm_H .

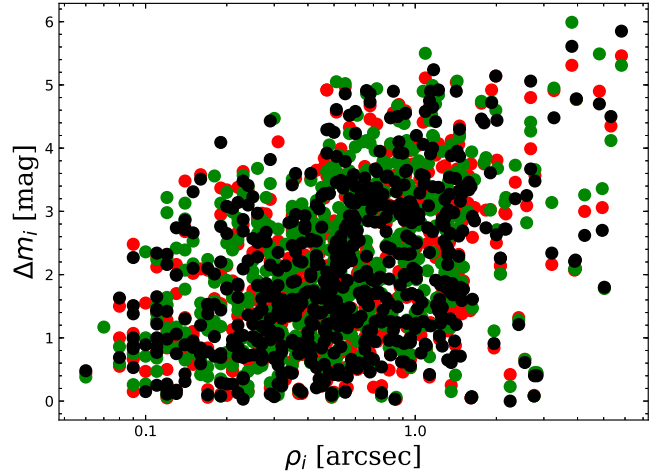


Figure 5. Magnitude difference for V (green symbols), R (red symbols), and I (black symbols), as a function of angular separation, for the complete sample reported in Table 3.

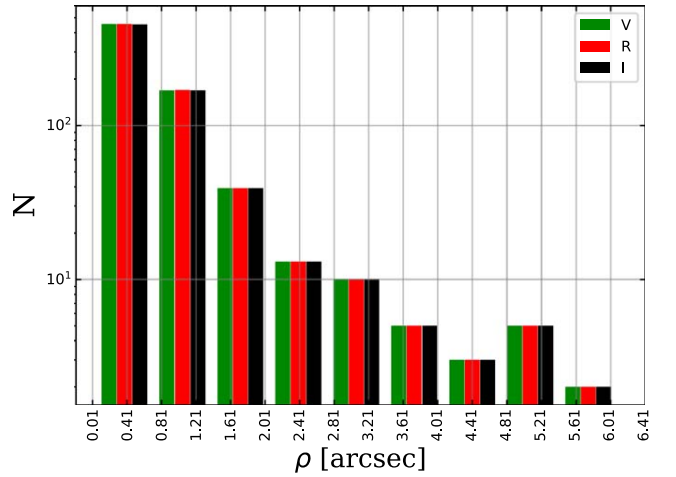


Figure 6. Histogram of the 2101 measurements listed in Table 3, separated by filter detections and distributed in bins of angular separation.

the complete set of observations. We use these plots to see the dispersion of our measurements and identify possible outliers or atypical values, as they can give us hints on possible fast-moving pairs. For the majority of these systems, the difference is less than 1.2° for the position angle and less than 2 mas for the angular separation, which is a testament of the quality of our results.

6. Updated Orbital Solutions

In this section we present a correction to the orbital solutions of the two systems that we excluded as calibrators in Section 3, WDS 10093+2020 (A 2145) and WDS 15245+3723 (STF1938Ba,Bb). In Table 3 we can see that there are other systems whose residuals, when comparing our measurements with the ephemeris calculated for the time of our observations, are quite large (see Figure 2), showing the preliminary status of the solutions. However, we will present a further analysis and correction of the orbital parameters in a following publication.

We used the ORBIT code⁵ (Tokovinin 2016) to perform these calculations. ORBIT adjusts a least-square fitting to

⁵ <http://www.ctio.noao.edu/~atokovin/orbit/index.html>

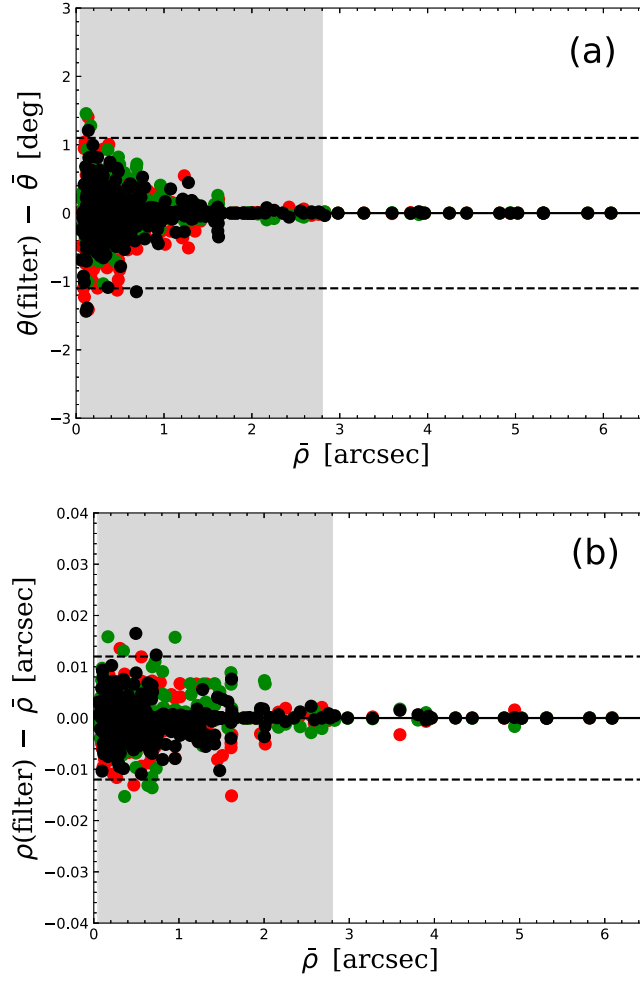


Figure 7. Repeatability between measurements performed on each filter for the stars reported in Table 3. (a) Difference in position angle θ as a function of the mean separation. (b) Difference in angular separation ρ as a function of the mean separation. The solid line represents the zero value and the dashed lines represent the mean 1σ errors in the position angle and angular separation, respectively. The shaded region serves to illustrate the range of separations of the calibrator stars of Table 2. The colors are those as in Figure 5.

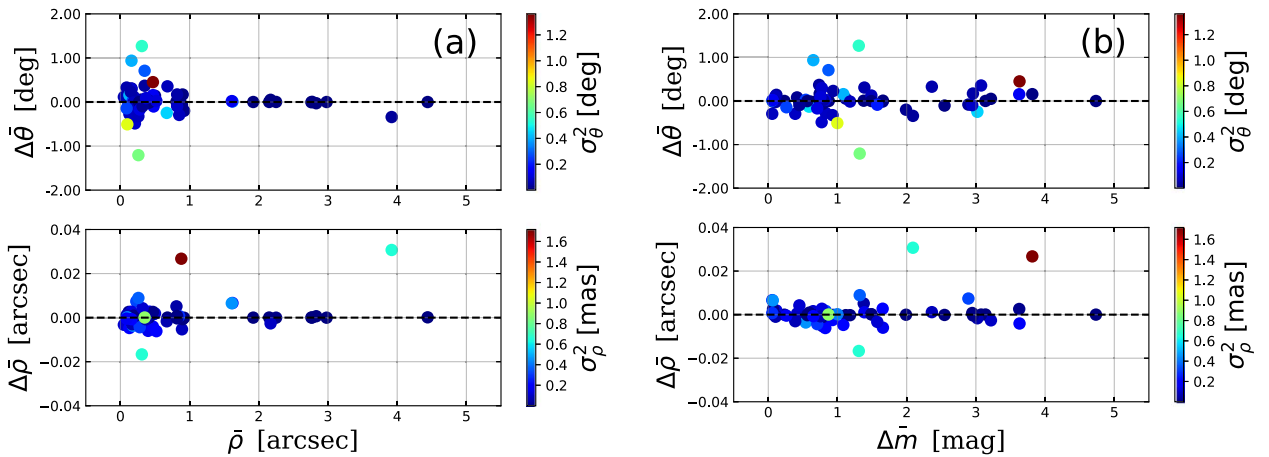


Figure 8. Residuals in $\bar{\theta}$ (top) and $\bar{\rho}$ (bottom) for 69 stars that were observed at least twice as a function of (a) the mean angular separation and (b) as a function of Δm_V . The color code is related to the variance of each measurement (see the text).

calculate the orbital elements and their errors using the Levenberg–Marquardt method. In Table 4 we present the updated orbital elements as follows: the first column lists the epoch-2000 coordinates in the format used in the WDS; the

second column gives the discoverer designation while the third column gives the orbital period, P , in years. The fourth column contains the epoch of periastron, T_0 , in years, the fifth column lists the eccentricity, e , and the sixth column contains the

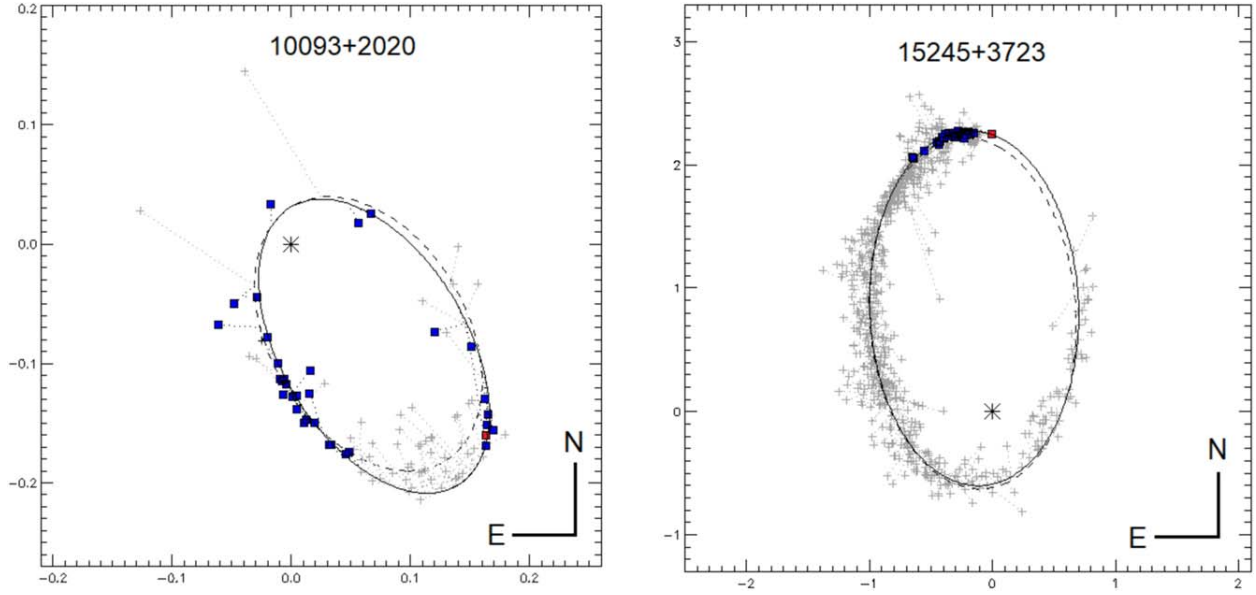


Figure 9. Revision of the orbital elements of two visual binaries excluded from calibration. The dashed line represents the previous published orbital solution. Plus symbols indicate visual measurements, blue squares represent interferometric measurements, and the red squares denote our average measurements.

Table 4
Orbital Elements

| WDS (2000) | Discoverer Designation | P (yr) | T_0 (yr) | e | a (arcsec) | Ω (deg) | ω (deg) | i (deg) | Ref. |
|------------|------------------------|------------|------------|-------------|--------------|----------------|----------------|-----------|-------------------------|
| 10093+2020 | A 2145 | 83.5 | 1992.11 | 0.827 | 0.158 | 172.0 | 125.1 | 139.0 | Mason & Hartkopf (2011) |
| | | ± 0.12 | ± 0.04 | ± 0.002 | ± 0.001 | ± 0.4 | ± 0.3 | ± 0.4 | |
| 15245+3723 | CHR 181Aa,Ab | 252.9 | 1863.70 | 0.600 | 1.470 | 173.8 | 337.7 | 135.0 | Izmailov (2019) |
| | | ± 6.2 | ± 3.22 | ± 0.019 | ± 0.021 | ± 1.3 | ± 1.9 | ± 2.7 | |

Table 5
Residuals from Observations

| WDS (2000) | Discoverer Designation | Epoch (+2000) | $\bar{\theta}$ (deg) | $\bar{\rho}$ (arcsec) | $\bar{\theta}_O - \theta_C$ (deg) | $\bar{\rho}_O - \rho_C$ (arcsec) |
|------------|------------------------|---------------|----------------------|-----------------------|-----------------------------------|----------------------------------|
| 10093+2020 | A 2145 | 18.1631 | 227.0 | 0.23 | 0.64 | 0.002 |
| 15245+3723 | CHR 181Aa,Ab | 19.2122 | 288.1 | 0.10 | -0.11 | 0.003 |

semimajor axis, a , in arcseconds. The seventh column gives the longitude of the node for the J2000.0 equinox, in degrees. The eighth column lists the longitude of periastron in degrees and the ninth column contains the inclination angle, in degrees. In the last column we provide a reference to the previous orbit.

In Figure 9 we present the two improved orbital solutions. Using the parameters from Table 4, we computed the residuals listed in Table 5.

7. Hipparcos Negative Detections

In this section we present a list of Hipparcos binaries (Perryman et al. 1997) that we could not resolve as double systems. We observed these stars using the same methodology as described before, but we were unable to detect an interferometric signal of any of them.

In Table 6 we provide the complete list of 85 suspected binaries, according to the parameters found in the WDS: column 1 and 2 list the WDS identifier and the discoverer

designation, while column 3 provides the Julian epoch in which we performed the respective observation. Columns 4 and 5 list the position angle and the angular separation, and the last column contains the magnitude difference. In this table we can see that the maximum reported separation is that of star WDS 04195+6401 (TDS 135AB), $\rho = 1''.5$, while the largest magnitude difference is reported for star WDS 01222+4208 (HDS 178), being $\Delta m = 3.29$ mag. These values demonstrate that every star listed in Table 6 is within our detection limits for separation and magnitude difference, given the capabilities of our instrumental configuration, but we can list some possibilities for why we were unable to detect them:

1. angular separation smaller than our detection limits, for the secondary star being near periastron;
2. larger than expected magnitude difference;
3. a combination of the previous two points and
4. the stars are not binary systems.

Table 6
Negative Detections of Hipparcos Binaries

| WDS (2000) | Discoverer Designation | Epoch +2000 | θ (deg) | ρ (arcsec) | Δm (mag) |
|---------------|---------------------------|----------------|-------------------|--------------------|---------------------|
| 00007+5417 | TDS1243 | 18.8172 | 109 | 0.5 | 0.01 |
| 00007+5600 | TDS1242 | 18.8172 | 359 | 0.5 | 0.12 |
| 00007+5614 | TDS1241 | 18.8172 | 236 | 0.6 | 0.31 |
| 00017+5905 | TDS1252Aa,Ab | 18.8172 | 63 | 0.9 | 1.07 |
| 00020+1720 | TDS1256 | 18.8118 | 242 | 0.4 | 0.20 |
| 00020+1720 | TDS1256 | 18.8144 | 242 | 0.4 | 0.20 |
| 00021+4325 | TDS1259 | 18.8144 | 74 | 0.6 | 0.09 |
| 00027+3433 | TDS1266 | 18.8145 | 143 | 0.5 | 0.15 |
| 00033+5137 | TDS1275 | 18.8145 | 288 | 0.4 | 0.00 |
| 00045+5529 | TDS1282 | 18.8145 | 21 | 0.9 | 0.49 |
| 00189+5948 | TDS1394 | 18.8146 | 206 | 0.4 | 0.08 |
| 00203+5923 | TDS1408 | 18.8146 | 112 | 0.7 | 0.26 |
| 00209+5759 | TDS1412 | 18.8173 | 235 | 0.6 | 0.04 |
| 00209+6033 | TDS1411 | 18.8173 | 311 | 0.5 | 0.02 |
| 00210+4737 | HDS 45 | 18.8146 | 161 | 0.2 | 2.28 |
| 00363+5537 | TDS1543 | 18.8173 | 35 | 1.4 | 0.66 |
| 00365+5341 | TDS1546 | 18.8173 | 159 | 0.7 | 0.09 |
| 00583+5122 | TDS1689 | 18.8146 | 186 | 0.6 | 0.50 |
| 01029+5750 | TDS1743 | 18.8173 | 351 | 0.4 | 0.01 |
| 01032+5921 | TDS1745 | 18.8173 | 173 | 0.6 | 0.00 |
| 01036+5345 | TDS1747 | 18.8174 | 318 | 0.8 | 0.31 |
| 01199+5757 | TDS1844 | 18.8174 | 262 | 0.5 | 0.15 |
| 01222+4208 | HDS 178 | 18.8174 | 81 | 0.3 | 3.29 |
| 01250+4415 | TDS1872 | 18.8174 | 242 | 0.9 | 0.18 |
| 01308+2311 | HDS 197 | 18.8147 | 36 | 0.2 | 2.64 |
| 02324+4243 | TDS 85 | 18.8148 | 125 | 1.2 | 1.54 |
| 03089+6223 | HDS 400 | 18.8174 | 108 | 0.2 | 3.12 |
| 03096+6128 | TDS2461 | 18.8175 | 167 | 0.6 | 0.00 |
| 03098+6329 | TDS2462 | 18.8175 | 256 | 0.4 | 0.21 |
| 03118+5639 | TDS2472 | 18.8175 | 276 | 0.5 | 0.29 |
| 03148+6434 | TDS2493Aa,Ab | 18.8175 | 37 | 0.5 | 0.19 |
| 03151+4430 | TDS2498Aa,Ab | 18.8149 | 215 | 0.7 | 0.28 |
| 03159+6144 | TDS2506 | 18.8175 | 256 | 0.9 | 0.07 |
| 03164+6431 | TDS2509 | 18.8175 | 265 | 0.6 | 0.08 |
| 03177+6117 | TDS2517 | 18.8175 | 3 | 0.7 | 0.37 |
| 03189+5937 | TDS2522Aa,Ab | 18.8175 | 231 | 0.8 | 0.31 |
| 03321+6031 | TDS2566 | 18.8231 | 141 | 0.4 | 0.02 |
| 03321+6333 | TDS2565 | 18.8232 | 338 | 0.8 | 0.06 |
| 03327+3540 | CHR 261 | 18.8175 | 359 | 0.2 | |
| 04003+2206 | TDS2715 | 18.8176 | 128 | 0.5 | 0.31 |
| 04010+3055 | TDS2719 | 18.8177 | 63 | 0.9 | 0.05 |
| 04029+3034 | TDS2727 | 18.8177 | 109 | 0.5 | 0.46 |
| 04045+6028 | TDS2738 | 18.8232 | 107 | 0.5 | 0.04 |
| 04051+6556 | TDS2742 | 18.8232 | 155 | 0.6 | 0.28 |
| 04150+4912 | TDS2800 | 18.8204 | 202 | 1.3 | 1.03 |
| 04195+6401 | TDS 135AB | 18.8205 | 198 | 1.5 | 1.79 |
| 04246+4243 | HDS 565 | 18.8205 | 158 | 0.2 | 2.71 |
| 04256+4412 | TDS 139 | 18.8205 | 129 | 0.9 | 1.06 |
| 05025+4034 | TDS 159 | 18.8233 | 220 | 1.2 | 0.72 |
| 05209+3550 | TDS3153 | 18.8233 | 86 | 0.5 | 0.06 |
| 12465+4054 | HDS1792 | 18.1633 | 106 | 0.3 | 0.67 |
| 18055+4301 | TDS 903 | 19.6876 | 173 | 1.1 | 1.32 |
| 18138+5646 | TDT 747 | 19.6876 | 140 | 1.0 | 1.01 |
| 18232+5425 | HDS2600 | 19.6876 | 21 | 0.1 | 2.23 |
| 18257+2828 | TDT 858 | 19.6958 | 57 | 0.4 | 0.14 |
| 18290+2301 | TDT 903 | 19.6958 | 182 | 0.4 | 0.03 |
| 18290+2511 | TDT 902 | 19.6958 | 30 | 0.9 | 0.20 |
| 18299+2141 | TDS 926 | 19.6958 | 253 | 0.9 | 1.03 |
| 18299+2307 | TDT 913 | 19.6958 | 30 | 0.5 | 0.07 |
| 18300+1734 | TDT 914 | 19.6959 | 277 | 0.5 | 0.22 |
| 18323+1625 | HDS2630 | 19.6959 | 287 | 0.2 | 1.64 |
| 18465+2432 | TDS 942 | 19.6849 | 37 | 0.9 | 1.09 |
| 18488+2603 | TDT1066 | 19.6849 | 106 | 0.6 | 0.00 |
| 18509+2522 | TDT1083 | 19.6849 | 189 | 0.6 | 0.15 |

Table 6
(Continued)

| WDS (2000) | Discoverer Designation | Epoch +2000 | θ (deg) | ρ (arcsec) | Δm (mag) |
|---------------|---------------------------|----------------|-------------------|--------------------|---------------------|
| 18560+5414 | TDT1133 | 19.6880 | 262 | 0.9 | 0.15 |
| 19237+4038 | TDS 987 | 19.6850 | 266 | 1.1 | 1.59 |
| 20097+4130 | HDS2871 | 19.6933 | 228 | 0.2 | 0.61 |
| 20104+4447 | TDT2046 | 19.6933 | 111 | 0.9 | 0.47 |
| 20118+5130 | TDT2074 | 19.6933 | 158 | 0.8 | 0.32 |
| 20426+4013 | TDT2488 | 19.6933 | 138 | 0.5 | 0.02 |
| 21069+3218 | TDT2761 | 19.6934 | 236 | 0.4 | 0.14 |
| 21129+2350 | TDT2828 | 19.6934 | 213 | 0.6 | 0.44 |
| 21223+2449 | TDT2931Aa,Ab | 19.6934 | 345 | 0.5 | 0.57 |
| 21315-0902 | TDT3008 | 19.6961 | 72 | 0.5 | 0.32 |
| 21396-0813 | HDS3081 | 19.6961 | 329 | 0.2 | 2.02 |
| 21411-1047 | OCC 826 | 19.6961 | -1 | 0.1 | |
| 21540-0744 | TDT3224 | 19.6851 | 94 | 0.6 | 0.15 |
| 22032+4106 | TDT3311 | 18.8170 | 232 | 1.3 | 0.48 |
| 22081-0757 | OCC 828 | 19.6853 | -1 | 0.1 | |
| 22111-0801 | OCC 822 | 19.6854 | -1 | 0.1 | |
| 22139+4017 | TDT3415 | 18.8197 | 353 | 0.6 | 0.04 |
| 22139+4439 | TDT3414 | 18.8197 | 156 | 0.5 | 0.11 |
| 22280-0556 | OCC 823 | 19.6962 | -1 | 0.1 | |
| 22295-0810 | TDT3543 | 19.6963 | 104 | 0.5 | 0.29 |
| 23536+3316 | TDT4258 | 18.8200 | 136 | 0.5 | 0.11 |

We provide this list as a reference for future observers, which are also monitoring these systems, because they are good candidates to calculate orbits—therefore masses—over a wide range of spectral types (see, for example, Horch et al. 2015, 2017, 2019, 2020; Mendez et al. 2017; and Tokovinin et al. 2020), but they should be taken with care.

8. Conclusions

With this publication we continue our speckle observing program using the 2.1 m telescope of the Observatorio Astronómico Nacional, San Pedro Mártir. We are contributing to the binary stars community a total of 2101 new astrometric measurements and, for the first time for these systems, 2027 multiband differential magnitudes. We mainly focused on pairs with separations smaller than 1 arcsec from the WDS Catalog, including a special focus on Hipparcos binaries, of which we confirmed 58 pairs and were unable to detect 85.

In this paper we discussed our astrometric and photometric precision and we presented a study of the repeatability of our observations in each filter, demonstrating the high quality of these data. The minimum separation that we are reporting is $0''.05$ and the maximum magnitude difference is $\Delta m = 5.99$ mag for the V filter. Given that the main goal of these observations is to calculate new orbits and improve the quality of the published solutions, we presented corrections to two published orbits of visual binaries.

We want to acknowledge the thorough revision of the referee, whose comments helped us to improve the quality of our work. We acknowledge support from CONACYT project 283800. We also acknowledge support from CONACYT project 1327720. We acknowledge support from UNAM-DGAPA-PAPIIT project IN105420. Based upon observations acquired at the Observatorio Astronómico Nacional in the Sierra San Pedro Mártir (OAN-SPM), Baja California, México.

We specially thank Dr. Brian D. Mason for providing the historical astrometric measurements for some of our objects from the WDS catalog, which is maintained by the U.S. Naval Observatory. T.B.S. acknowledges financial support from Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (Brazil-CAPES) through a PhD grant. This work used the SIMBAD Astronomical Database, operated by Centre des Données Stellaires (Strasbourg, France).

ORCID iDs

C. A. Guerrero  <https://orcid.org/0000-0002-1113-7489>

C. E. Zepeda  <https://orcid.org/0000-0002-1322-0390>

T. B. Souza  <https://orcid.org/0000-0002-7831-5809>

M. Borges Fernandes  <https://orcid.org/0000-0001-5740-2914>

J. H. Castro-Chacón  <https://orcid.org/0000-0002-2583-076X>

References

- Brendley, M., & Mason, B. 2006, *IAUDS*, 160, 1, <http://www.astro.gsu.edu/wds/bsl/cir160.pdf>
- Couteau, P. 1999, *Cat. de 2700 Etoiles Doubles COU, Obs. de la Cote d'Azur (Nice: Obs. de la Cote d'Azur)*
- Cvetković, Z., & Ninković, S. 2008, *NewA*, 13, 587
- De Rosa, R. J., Patience, J., Vigan, A., et al. 2012, *MNRAS*, 422, 2765
- Docobo, J. A., Balega, C. P. P., & Abushattal, A. A. 2018, *IAUDS*, 196, 1, <http://www.astro.gsu.edu/wds/bsl/cir196.pdf>
- Docobo, J. A., Balega, Y. Y., Ling, J. F., Tamazian, V., & Vasyuk, V. A. 2000, *AJ*, 119, 2422
- Docobo, J. A., & Ling, J. F. 2003, *A&A*, 409, 989
- Docobo, J. A., & Ling, J. F. 2009, *AJ*, 138, 1159
- Docobo, J. A., & ling, J. F. 2013, *IAUDS*, 180, 1, <http://www.astro.gsu.edu/wds/bsl/cir180.pdf>
- Drummond, J. D. 2014, *AJ*, 147, 65
- ESA 1997, *The Hipparcos Catalogue, Vol. 1–17 (Noordwijk: ESA)*
- Guerrero, C. A., Orlov, V. G., Borges Fernandes, M., & Angeles, F. 2018a, *MNRAS*, 475, 1725
- Guerrero, C. A., Rosales-Ortega, F. F., Escobedo, G., et al. 2020, *MNRAS*, 495, 806
- Guerrero, C. A., Souza, T. B., Campos, R. P., Borges Fernandes, M., & Campagnolo, J. C. N. 2018b, *MNRAS*, 481, 5307
- Hartkopf, W. I., & Mason, B. D. 2015, *AJ*, 150, 136
- Hartkopf, W. I., Mason, B. D., & McAlister, H. A. 1996, *AJ*, 111, 370
- Hartkopf, W. I., Mason, B. D., & Worley, C. E. 2001, *AJ*, 122, 3472
- Heintz, W. D. 1991, *A&AS*, 90, 311
- Heintz, W. D. 1998, *ApJS*, 117, 587
- Horch, E. P., Casetti-Dinescu, D. I., Camarata, M. A., et al. 2017, *AJ*, 153, 212
- Horch, E. P., Tokovinin, A., Weiss, S. A., et al. 2019, *AJ*, 157, 56
- Horch, E. P., van Belle, G. T., Davidson, J. W. J., et al. 2015, *AJ*, 150, 151
- Horch, E. P., van Belle, G. T., Davidson, J. W. J., et al. 2020, *AJ*, 159, 233
- Izmailov, I. S. 2019, *AsTL*, 45, 30
- Mante, R. 1999, *IAUDS*, 139, 1
- Mason, B. D., Douglass, G. G., & Hartkopf, W. I. 1999, *AJ*, 117, 1023
- Mason, B. D., & Hartkopf, W. I. 2011, *IAUDS*, 175, 1, <http://www.astro.gsu.edu/wds/bsl/cir175.pdf>
- Mendez, R. A., Claveria, R. M., Orchard, M. E., & Silva, J. F. 2017, *AJ*, 154, 187
- Muterspaugh, M. W., Hartkopf, W. I., Lane, B. F., et al. 2010, *AJ*, 140, 1623
- Muterspaugh, M. W., Lane, B. F., Fekel, F. C., et al. 2008, *AJ*, 135, 766
- Perryman, M. A. C., Lindgren, L., Kovalevsky, J., et al. 1997, *A&A*, 500, 501
- Popovic, G. M., & Pavlovic, R. 1996, *BABel*, 153, 57
- Rica Romero, F. M. 2008, *RMxAA*, 44, 137
- Scardia, M., Argyle, R. W., Prieur, J. L., et al. 2007a, *AN*, 328, 146
- Scardia, M., Prieur, J. L., Pansecchi, L., et al. 2015, *AN*, 336, 388
- Scardia, M., Prieur, J. L., Pansecchi, L., & Argyle, R. W. 2007b, *IAUDS*, 163, 1, <http://www.astro.gsu.edu/wds/bsl/cir163.pdf>
- Scardia, M., Prieur, J. L., Pansecchi, L., & Argyle, R. W. 2012, *IAUDS*, 177, 1, <http://www.astro.gsu.edu/wds/bsl/cir177.pdf>
- Scardia, M., Prieur, J. L., Pansecchi, L., & Argyle, R. W. 2013, *IAUDS*, 179, 1, <http://www.astro.gsu.edu/wds/bsl/cir179.pdf>
- Scardia, M., Prieur, J. L., Pansecchi, L., Argyle, R. W., & Sala, M. 2011, *AN*, 332, 508
- Schaefer, G. H., Prato, L., Simon, M., & Zavala, R. T. 2012, *ApJ*, 756, 120
- Söderhjelm, S. 1999, *A&A*, 341, 121
- Souza, T. B., Guerrero, C. A., & Borges Fernandes, M. 2020, *AJ*, 159, 132
- Tokovinin, A. 2016, *AJ*, 152, 138
- Tokovinin, A., Mason, B. D., Hartkopf, W. I., Mendez, R. A., & Horch, E. P. 2015, *AJ*, 150, 50
- Tokovinin, A., Mason, B. D., Mendez, R. A., Costa, E., & Horch, E. P. 2020, *AJ*, 160, 7
- Tokovinin, A., Mason, B. D., Mendez, R. A., Horch, E. P., & Briceño, C. 2019, *AJ*, 158, 48
- Worley, C. E., & Douglass, G. G. 1997, *A&AS*, 125, 523
- Zirm, H. 2010, *IAUDS*, 172, 1, <http://www.astro.gsu.edu/wds/bsl/cir172.pdf>

Capítulo 5

Resultados e discussões

Como citado no capítulo 3, a nossa amostra original consistia de estrelas Be observadas no levantamento APOGEE. Entretanto, como descrito no capítulo 4, retiramos dela os objetos que pertencem a sistemas binários ou múltiplos, sejam eles identificados através do nosso trabalho utilizando a interferometria speckle, sejam através da literatura. Neste Capítulo apresentaremos os resultados da aplicação da grade BeAtlas em nossa amostra de objetos. Na Seção 5.1, apresentaremos os resultados de uma amostra representativa de objetos. Na Seção 5.2 apresentamos os parâmetros obtidos como resultado da modelagem e finalmente na Seção 5.3 apresentamos os parâmetros derivados que foram obtidos a partir dos parâmetros obtidos por meio da modelagem.

5.1 Resultados da aplicação da BeAtlas

Nesta seção descreveremos algumas estrelas que servirão de exemplos representativos dos resultados da aplicação da BeAtlas para as 102 estrelas que permaneceram na nossa amostra por não terem indícios conhecidos de multiplicidade. Como será descrito, há em geral uma boa concordância entre os modelos e as observações. Entretanto, há casos onde isso claramente não acontece, devido à limitações na grade de modelos que serão discutidas. Vale ressaltar que é a primeira vez que são obtidos parâmetros estelares e do disco para a maioria das estrelas modeladas. Os resultados para toda a nossa amostra são fornecidos no [Apêndice D](#).

5.1.1 TYC 3692-1234-1

Essa estrela foi identificada como sendo uma estrela Be por [Chojnowski et al. \(2015\)](#). [Labadie-Bartz et al. \(2018\)](#) ao analisarem dados fotométricos (levantamento

KELT) e espectroscópicos (APOGEE e BeSS) não encontraram indícios de ejeções de massa que possam indicar um processo de formação ou mesmo de variabilidade do disco desta estrela.

A [Figura 5.1](#) contém os resultados da modelagem da linha de Br11 desta estrela. O ajuste do perfil de linha mostra que houve uma boa concordância entre o perfil do modelo e o observado, tanto com relação a absorção central do perfil do tipo shell, quanto com relação as asas da linha. O gráfico de convergência mostra que os walkers convergiram ao final do processo de iteração, embora possamos observar uma maior dispersão para alguns parâmetros. No geral a convergência dos parâmetros ocorre até 300 iterações, sendo este o valor que adotamos como corte, eliminando dessa forma as iterações iniciais que correspondem a fase de “burn-in” ou aquecimento e que estão associados ao período em que os walkers encontram-se em regiões de baixa probabilidade. As demais iterações realizadas a partir de então serão utilizadas para formar a função de densidade de probabilidade apresentado no gráfico de correlação. Esse corte é feito para todas as estrelas da nossa amostra. O gráfico de correlação mostra que com exceção do cosseno do ângulo de inclinação, densidade de base do disco normalizado (Σ_0) e paralaxe, os demais parâmetros apresentaram uma maior dispersão, além de picos secundários, alguns deles bem proeminentes.

A [Figura 5.2](#) contém os resultados da modelagem da linha de Br13 desta estrela. O ajuste do perfil de linha também mostrou uma boa concordância entre o perfil observado e modelado. O gráfico de convergência mostra que os walkers convergiram de forma mais eficiente, se concentrando em uma região menor em comparação aos resultados obtidos para a linha de Br11. Isso fica claro quando observamos o gráfico de correlação onde os picos secundários desaparecem e a intensidade dos picos principais torna-se mais acentuada e com uma menor dispersão.

A [Figura 5.3](#) mostra os resultados da modelagem da SED apresentando um bom ajuste. O gráfico de convergência mostra que após uma pequena quantidade de iterações os walkers convergiram rapidamente para a massa e $E(B-V)$ enquanto que para os demais parâmetros a convergência foi mais lenta, com alguns deles apresentando uma grande dispersão. O gráfico de correlação mostra esse fato de forma clara através dos histogramas.

A [Tabela 5.1](#) contém os parâmetros físicos determinados por meio da modelagem dos observáveis e também obtidos através da literatura. A partir da análise dos resultados, definimos um valor final para cada um dos parâmetros, optando por utilizar somente um dos observáveis ou uma média ponderada¹ de dois ou mais observáveis

¹A partir deste ponto, toda vez que for citada a palavra média durante a descrição dos objetos, estarei me referindo a média ponderada. Qualquer exceção será explicitada no texto.

(uma descrição detalhada é dada na [Seção 2.7](#)). Comparando os resultados obtidos por meio da modelagem dos observáveis para a massa da estrela, nós adotamos o valor de $4,22_{-0,27}^{+0,28} M_{\odot}$ obtido por meio da SED como sendo mais representativo. Esse valor de massa classificaria essa estrela como sendo do tipo espectral B7 segundo [Townsend, Owocki & Howarth \(2004\)](#), o que está de acordo com o tipo espectral obtido por [Labadie-Bartz et al. \(2018\)](#). Devido a divergência entre os valores obtidos entre as linhas e a SED, nós decidimos adotar a média das linhas como sendo o valor mais provável para a densidade de base do disco normalizado (norm Σ_0) e seu valor não normalizado (Σ_0), para o parâmetro n , $\cos(i)$, inclinação, R_{pol} , $\log L$ e para a idade da estrela. Conforme assumimos nessa tese, o valor do parâmetro n de $3,21_{-0,06}^{+0,22}$ que obtivemos por meio da média das linhas corresponde a um disco em dissipação, tendendo a estabilidade se consideramos seus erros, em concordância com o visto por [Labadie-Bartz et al. \(2018\)](#). Com relação ao $E(B - V)$, nós adotamos o valor de $0,26 \pm 0,02$ obtido por meio da modelagem da SED como sendo o mais provável. Esse valor é próximo de $0,16 \pm 0,02$ obtido por [Stassun et al. \(2019\)](#). Os resultados obtidos para o achatamento, paralaxe, distância, fração da rotação angular (w), o expoente β do escurecimento gravitacional, taxa de rotação da estrela (W), $\log(g_{pol})$ e velocidade de rotação da estrela são semelhantes para todos os observáveis, logo decidimos obter a média deles como resultado final.

linha Br11

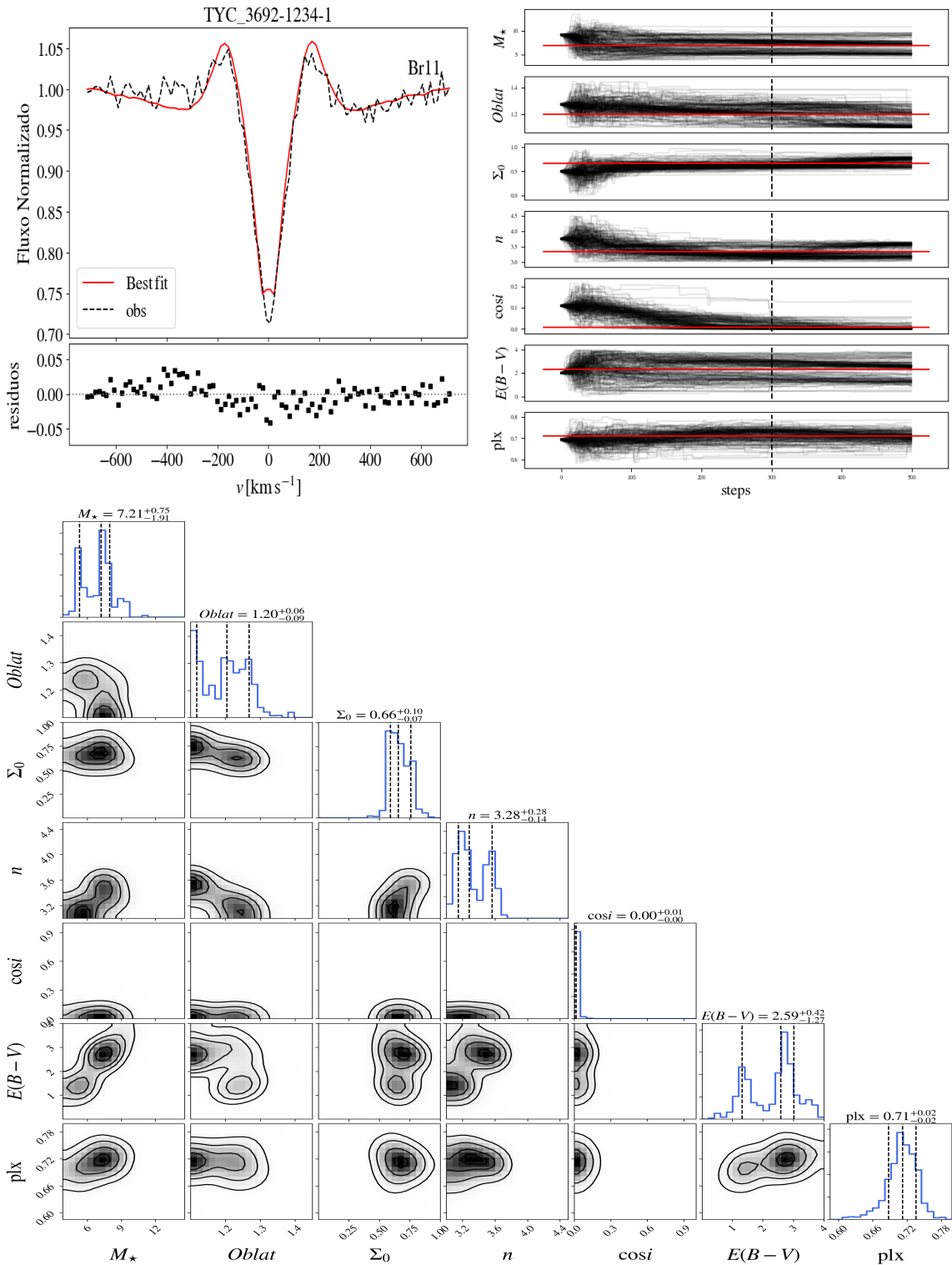


Figura 5.1: Modelagem da linha de Brackett 11 da estrela TYC 3692-1234-1. A figura mostra o ajuste da linha de Brackett 11 com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

linha Br13

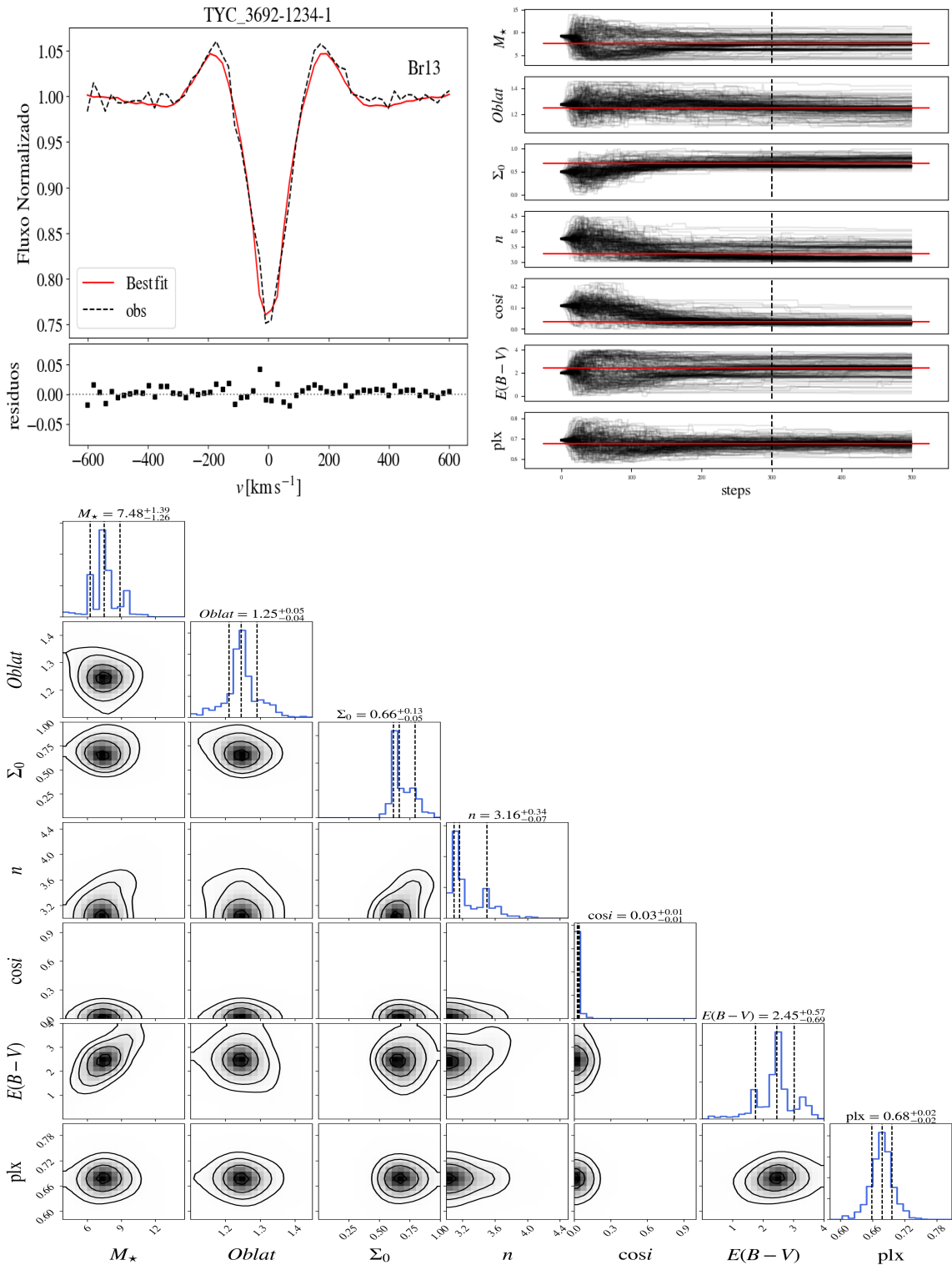


Figura 5.2: Modelagem da linha de Brackett 13 da estrela TYC 3692-1234-1. A figura mostra o ajuste da linha de Brackett 13 com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

SED

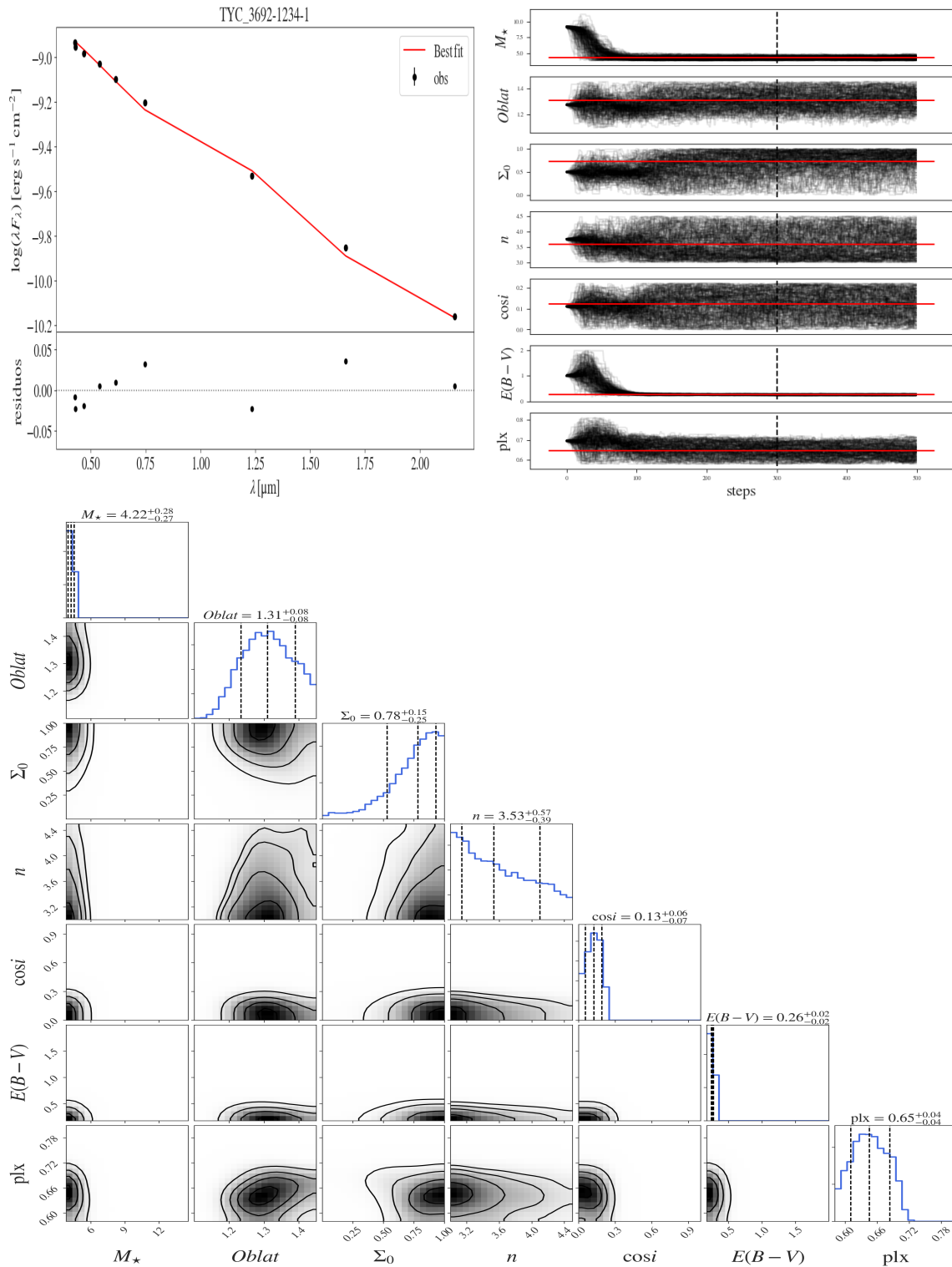


Figura 5.3: Modelagem da SED da estrela TYC 3692-1234-1. A figura mostra o ajuste da SED com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

| Parâmetros | Br11 | Br13 | SED | Param _{final} | Literatura |
|-------------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|-------------------------------------|
| Massa (M_{\odot}) | $7,21^{+0,75}_{-1,91}$ | $7,48^{+1,39}_{-1,26}$ | $4,22^{+0,28}_{-0,27}$ | $4,22^{+0,28}_{-0,27}$ | |
| Oblat | $1,20^{+0,06}_{-0,09}$ | $1,25^{+0,05}_{-0,04}$ | $1,31 \pm 0,08$ | $1,25 \pm 0,03$ | |
| norm Σ_0 | $0,66^{+0,10}_{-0,07}$ | $0,66^{+0,13}_{-0,05}$ | $0,78^{+0,15}_{-0,25}$ | $0,66^{+0,08}_{-0,04}$ | |
| n | $3,28^{+0,28}_{-0,14}$ | $3,16^{+0,34}_{-0,07}$ | $3,53^{+0,57}_{-0,39}$ | $3,21^{+0,22}_{-0,06}$ | |
| cos(i) | $0,00 \pm 0,00$ | $0,03 \pm 0,01$ | $0,13^{+0,06}_{-0,07}$ | $0,01 \pm 0,01$ | |
| E(B-V) (mag) | $2,59^{+0,42}_{-1,27}$ | $2,45^{+0,57}_{-0,69}$ | $0,26 \pm 0,02$ | $0,26 \pm 0,02$ | $0,16 \pm 0,01^{(1)}$ |
| plx (mas) | $0,71 \pm 0,02$ | $0,68 \pm 0,02$ | $0,65 \pm 0,04$ | $0,69 \pm 0,01$ | $0,69 \pm 0,06^{(2)}$ |
| Σ_0 (g/cm^2) | $0,33 \pm 0,17$ | $0,44 \pm 0,39$ | $0,08 \pm 0,04$ | $0,35 \pm 0,16$ | |
| ω | $0,82 \pm 0,08$ | $0,91 \pm 0,04$ | $0,96 \pm 0,03$ | $0,93 \pm 0,02$ | |
| W | $0,57 \pm 0,10$ | $0,69 \pm 0,07$ | $0,78 \pm 0,09$ | $0,69 \pm 0,05$ | |
| β_{GD} | $0,21 \pm 0,01$ | $0,19 \pm 0,01$ | $0,17 \pm 0,01$ | $0,19 \pm 0,01$ | |
| R_{pol} (R_{\odot}) | $4,71 \pm 0,51$ | $4,93 \pm 0,44$ | $3,68 \pm 0,10$ | $4,84 \pm 0,33$ | $3,93 \pm 0,34^{(1)*}$ |
| log L (L_{\odot}) | $3,37 \pm 0,30$ | $3,52 \pm 0,25$ | $2,66 \pm 0,10$ | $3,46 \pm 0,19$ | |
| idade (Myr) | $51,24 \pm 23,39$ | $40,77 \pm 19,96$ | $137,73 \pm 20,27$ | $45,19 \pm 15,18$ | |
| inclinação ($^{\circ}$) | $89,72 \pm 0,71$ | $88,14 \pm 0,68$ | $83,17 \pm 3,34$ | $88,89 \pm 0,49$ | |
| log(g_{pol}) (cm/s^2) | $3,92 \pm 0,01$ | $3,93 \pm 0,01$ | $3,93 \pm 0,00$ | $3,93 \pm 0,00$ | $3,62 \pm 0,10^{(1)*}$ |
| v_{rot} (km/s) | $273,63 \pm 40,36$ | $333,05 \pm 28,34$ | $319,74 \pm 26,20$ | $316,20 \pm 17,36$ | |
| T_{pol} (K) | $19037,40 \pm 2229,72$ | $20255,67 \pm 1872,32$ | $14569,91 \pm 676,56$ | $14569,91 \pm 676,56$ | |
| distância (pc) | $1418,32 \pm 45,56$ | $1481,79 \pm 45,93$ | $1556,62 \pm 80,86$ | $1464,53 \pm 30,03$ | $1385,94^{+121,73}_{-103,89}^{(3)}$ |

Tabela 5.1: Parâmetros físicos obtidos para a estrela TYC 3692-1234-1. As referências extraídas da literatura: (1) [Stassun et al. \(2019\)](#); (2) [Gaia Collaboration et al. \(2018\)](#) e (3) [Bailer-Jones et al. \(2018\)](#). (*) Indica que os valores obtidos por meio da literatura não fazem distinção entre equador e polo.

5.1.2 TYC 1846-17-1

Essa estrela foi identificada como sendo uma estrela Be por [Chojnowski et al. \(2015\)](#). A [Figura 5.4](#) contém os resultados da modelagem da linha de Br11 desta estrela. O ajuste do perfil dessa linha mostra que houve uma boa concordância entre o modelo e a observação, tanto com relação aos picos, quanto com relação as asas da linha. O gráfico de convergência mostra que houve uma convergência dos walkers, embora possamos observar que tanto para a densidade de base do disco (Σ_0), o índice da distribuição da densidade volumétrica (n) e o achatamento, parte dos walkers convergiram para outros valores. Isso fica mais evidente quando observamos o gráfico de correlação, onde notamos a presença de picos secundários de menor intensidade para esses parâmetros.

A [Figura 5.5](#) contém os resultados da modelagem da linha de Br13 desta estrela. O ajuste do perfil de linha também mostrou uma boa concordância entre o observado e o modelo. Além disso, o gráfico de convergência mostra que os walkers convergiram para todos os parâmetros, embora que para alguns parâmetros como o achatamento, E(B-V) e a paralaxe, uma maior dispersão possa ser observada. Isso fica claro quando observamos o gráfico de correlação apresentando picos bem pronunciados para alguns parâmetros enquanto que outros cobrem uma região maior dentro do espaço de parâmetros.

A [Figura 5.6](#) mostra que a SED apresentou um bom ajuste em relação aos dados observados, com exceção à medida na banda J. Com relação ao gráfico de convergência

podemos observar que os walkers convergiram rapidamente tanto para a massa quanto para o E(B-V) e mais lentamente para os demais parâmetros. O gráfico de correlação mostra que os parâmetros foram bem definidos, apresentando picos bem pronunciados.

A [Tabela 5.2](#) contém os parâmetros físicos determinados por meio da modelagem dos observáveis, além de alguns parâmetros extraídos da literatura para comparação. Com relação à massa, podemos observar que houve uma divergência entre os valores obtidos através da modelagem das linhas e do valor obtido para a SED, estando fora dos limites dos erros. Nós optamos por adotar o valor de $4,08 \pm 0,07 M_{\odot}$ da SED como sendo o mais representativo, considerando o mesmo critério adotado para a estrela TYC 3692-1234-1 descrita na seção anterior. Essa massa corresponderia a uma estrela do tipo espectral B7 segundo [Townsend, Owocki & Howarth \(2004\)](#). Uma discrepância de resultados também ocorreu para outros parâmetros como o achatamento (Oblat), densidade de base do disco normalizada (norm Σ_0), cosseno do ângulo de inclinação do disco e por sua vez a inclinação, a taxa de rotação da estrela (W), raio polar (R_{pol}), $\log L$, idade e velocidade de rotação da estrela, e para todos esses casos optamos por adotar a média das linhas como sendo o valor mais representativo. Com relação ao parâmetro (n) nós optamos por utilizar a média dos resultados obtidos para a linha de Br13 e SED, obtendo o valor de $3,15_{-0,07}^{+0,08}$, uma vez que o valor obtido pelo ajuste de Br11 possui uma grande dispersão. Esse valor corresponde, segundo [Mota \(2019\)](#), a um disco que está se dissipando.

Já com relação ao E(B-V) os valores obtidos por meio da modelagem dos observáveis foram bastante distintos entre si. [Stassun et al. \(2019\)](#) obtiveram um valor para E(B-V) de $0,27 \pm 0,01$ que é compatível com o obtido através da modelagem da SED de $0,33 \pm 0,01$. Esse resultado é esperado, pois o ajuste da SED abarca uma cobertura espectral muito maior do que a das linhas espectrais.

Os resultados obtidos para a paralaxe com os diferentes observáveis, e consequentemente para a distância, são semelhantes entre si, isso está relacionado com a utilização desse parâmetro como prior para a modelagem (vide subseção [2.2.3](#)), restringindo o espaço de parâmetros a uma região muito estreita. Os valores finais desses dois parâmetros foram definidos como sendo a média dos três observáveis. Outros parâmetros que optamos por calcular a média de todos os observáveis, devido a semelhança dos valores, foram a densidade de base Σ_0 , a fração da rotação angular (w), o expoente β do escurecimento gravitacional e o $\log(g_{pol})$. Tanto o valor final do $\log(g_{pol})$ de $3,93 \pm 0,03 \text{ cm/s}^2$, quanto o valor final do raio do polo (R_{pol}) de $4,15 \pm 0,17 R_{\odot}$ foram menores do que os valores citados na literatura de $4,08 \pm 1,30 \text{ cm/s}^2$ ([Stassun et al., 2018](#)) e $4,72 \pm 0,23 R_{\odot}$ ([Stassun et al., 2019](#)) respectivamente, embora esses valores sejam compatíveis dentro de um erro de dois sigmas. Essa diferença pode estar relaci-

onada com o fato de que os valores fornecidos pela literatura não fazem uma distinção entre o equador e polo, o que deve ser levado em conta para as estrelas Be devido às suas altas velocidades de rotação.

linha Br11

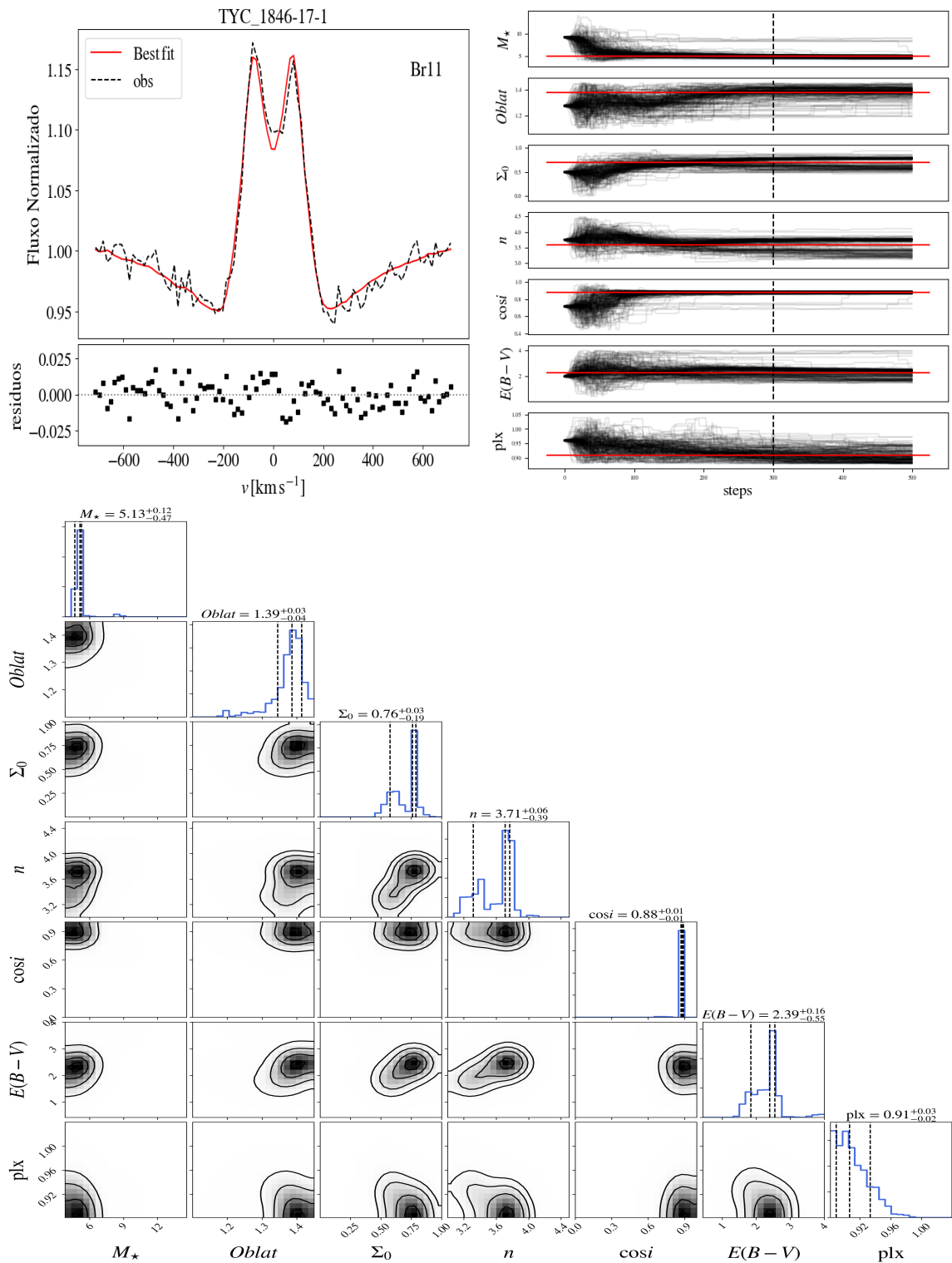


Figura 5.4: Modelagem da linha de Brackett 11 da estrela TYC 1846-17-1. A figura mostra o ajuste da linha de Brackett 11 com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

linha Br13

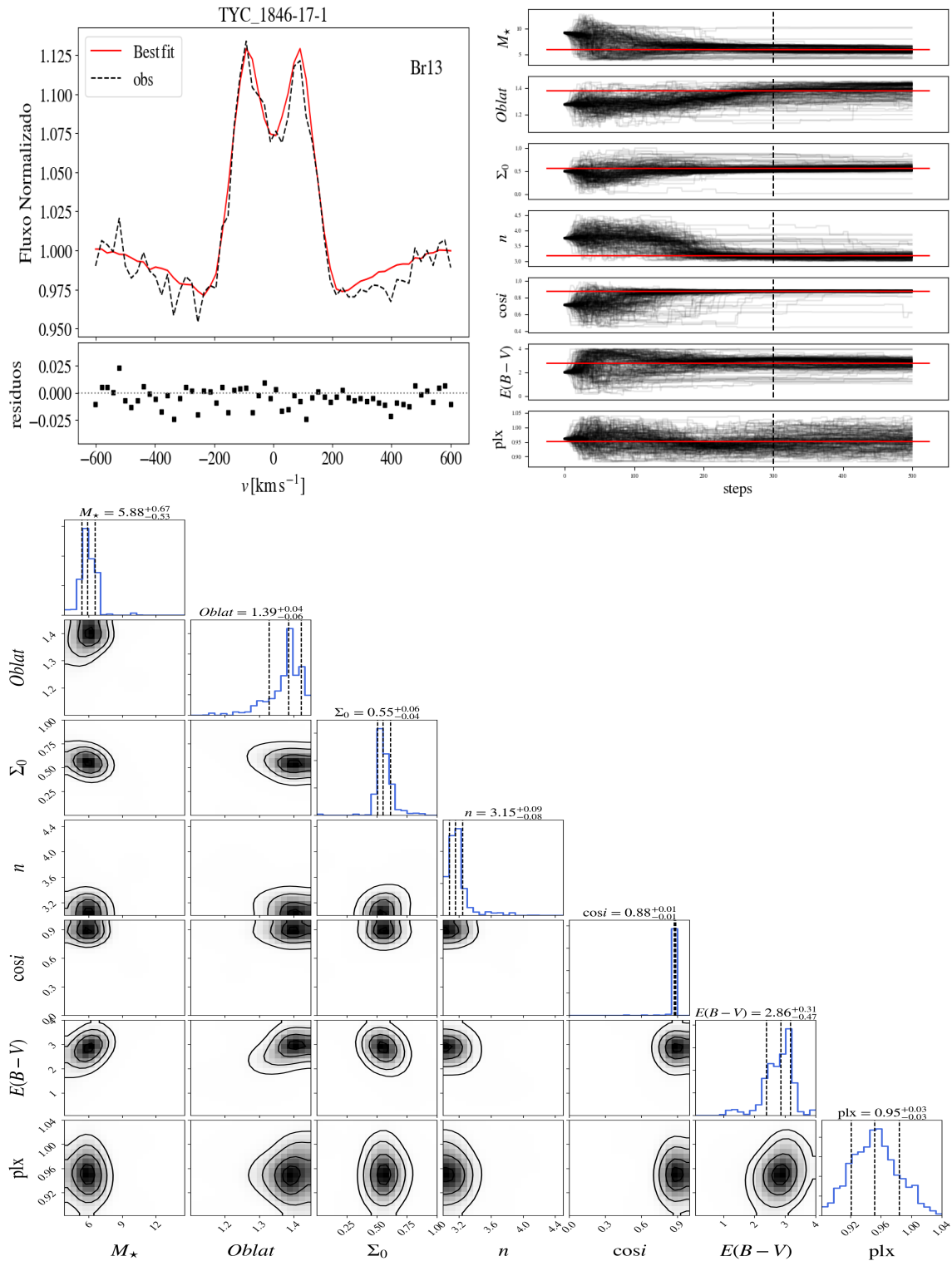


Figura 5.5: Modelagem da linha de Brackett 13 da estrela TYC 1846-17-1. A figura mostra o ajuste da linha de Brackett 13 com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

SED

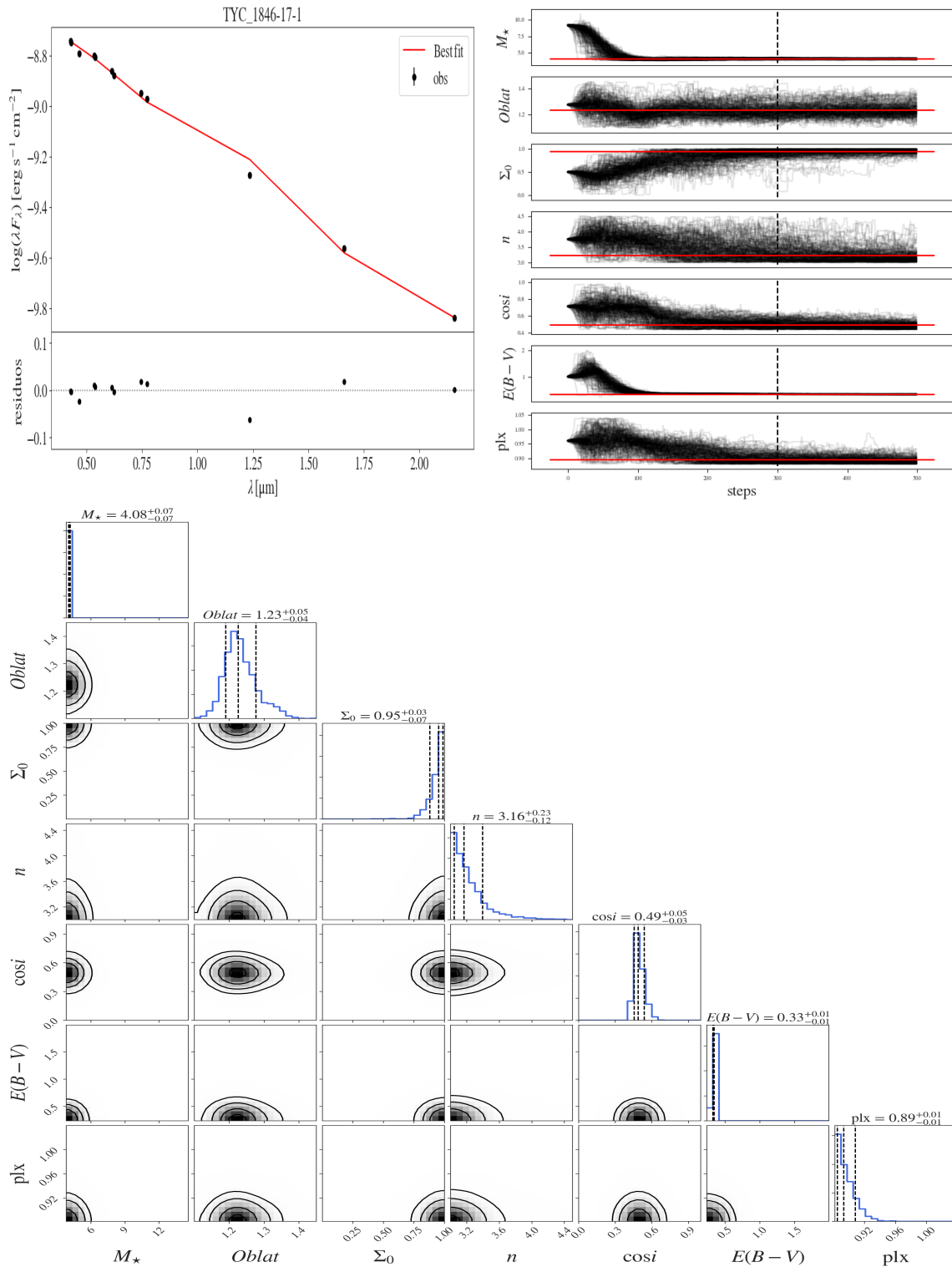


Figura 5.6: Modelagem da SED da estrela TYC 1846-17-1. A figura mostra o ajuste da SED com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

| Parâmetros | Br11 | Br13 | SED | Param _{final} | Literatura |
|-------------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|-----------------------------------|
| Massa (M_{\odot}) | $5,13^{+0,12}_{-0,47}$ | $5,88^{+0,67}_{-0,53}$ | $4,08 \pm 0,07$ | $4,08 \pm 0,07$ | |
| Oblat | $1,39^{+0,03}_{-0,04}$ | $1,39^{+0,04}_{-0,06}$ | $1,23^{+0,05}_{-0,04}$ | $1,39^{+0,02}_{-0,03}$ | |
| norm Σ_0 | $0,76^{+0,03}_{-0,19}$ | $0,55^{+0,06}_{-0,04}$ | $0,95^{+0,03}_{-0,07}$ | $0,64^{+0,03}_{-0,04}$ | |
| n | $3,71^{+0,06}_{-0,39}$ | $3,15^{+0,09}_{-0,08}$ | $3,16^{+0,23}_{-0,12}$ | $3,15^{+0,08}_{-0,07}$ | |
| cos(i) | $0,88 \pm 0,01$ | $0,88 \pm 0,01$ | $0,49^{+0,05}_{-0,03}$ | $0,88 \pm 0,01$ | |
| E(B-V) (mag) | $2,39^{+0,16}_{-0,55}$ | $2,86^{+0,31}_{-0,47}$ | $0,33 \pm 0,01$ | $0,33 \pm 0,01$ | $0,27 \pm 0,01^{(1)}$ |
| plx (mas) | $0,91^{+0,03}_{-0,02}$ | $0,95 \pm 0,03$ | $0,89 \pm 0,01$ | $0,90 \pm 0,01$ | $0,96 \pm 0,04^{(3)}$ |
| Σ_0 (g/cm^2) | $0,14 \pm 0,05$ | $0,10 \pm 0,02$ | $0,09 \pm 0,01$ | $0,09 \pm 0,01$ | |
| ω | $0,98 \pm 0,02$ | $0,99 \pm 0,02$ | $0,91 \pm 0,04$ | $0,98 \pm 0,01$ | |
| W | $0,87 \pm 0,06$ | $0,88 \pm 0,06$ | $0,68 \pm 0,07$ | $0,87 \pm 0,04$ | |
| β_{GD} | $0,16 \pm 0,01$ | $0,16 \pm 0,01$ | $0,19 \pm 0,01$ | $0,16 \pm 0,01$ | |
| R_{pol} (R_{\odot}) | $4,03 \pm 0,23$ | $4,29 \pm 0,25$ | $3,62 \pm 0,03$ | $4,15 \pm 0,17$ | $4,72 \pm 0,23^{(1)*}$ |
| log L (L_{\odot}) | $2,93 \pm 0,15$ | $3,13 \pm 0,16$ | $2,60 \pm 0,03$ | $3,02 \pm 0,11$ | |
| idade (Myr) | $90,31 \pm 17,08$ | $70,16 \pm 15,67$ | $145,07 \pm 6,21$ | $79,37 \pm 11,55$ | |
| inclinação ($^{\circ}$) | $28,62 \pm 2,12$ | $28,97 \pm 3,48$ | $60,70 \pm 2,24$ | $28,71 \pm 1,81$ | |
| log(g_{pot}) (cm/s^2) | $3,93 \pm 0,00$ | $3,94 \pm 0,00$ | $3,93 \pm 0,00$ | $3,93 \pm 0,00$ | $4,08 \pm 1,30^{(2)*}$ |
| v_{rot} (km/s) | $362,29 \pm 19,36$ | $378,30 \pm 25,13$ | $284,44 \pm 23,19$ | $368,25 \pm 15,34$ | |
| T_{pol} (K) | $16796,14 \pm 1099,54$ | $18088,55 \pm 1418,62$ | $13843,30 \pm 167,18$ | $13843,30 \pm 167,18$ | |
| distância (pc) | $1102,04 \pm 25,03$ | $1048,47 \pm 32,52$ | $1119,11 \pm 12,42$ | $1108,69 \pm 10,53$ | $1011,26^{+42,53}_{-39,29}^{(4)}$ |

Tabela 5.2: Parâmetros físicos obtidos para a estrela TYC 1846-17-1. As referências são: (1) [Stassun et al. \(2019\)](#); (2) [Stassun et al. \(2018\)](#); (3) [Gaia Collaboration et al. \(2018\)](#) e (4) [Bailer-Jones et al. \(2018\)](#). (*) Indica que os valores obtidos por meio da literatura não fazem distinção entre o equador e o polo.

5.1.3 MWC 488

A estrela MWC488 foi classificada como sendo do tipo Be por [Chojnowski et al. \(2015\)](#). Esses autores ao analisarem espectros APOGEE, identificaram uma variação da razão V/R entre os picos das linhas de Brackett (onde a intensidade do pico V é menor que o pico R) e linhas metálicas (onde a intensidade do pico V é maior que o pico R). [Labadie-Bartz et al. \(2018\)](#) analisaram curvas de luz do levantamento KELT dessa estrela entre outubro de 2006 e dezembro de 2014 e não identificaram nenhuma variação que poderia ser indício de ejeção de matéria da estrela.

A [Figura 5.7](#) contém os resultados da modelagem da linha de Br11 desta estrela. Podemos observar através do ajuste do perfil de linha que o modelo obteve uma boa concordância com o perfil de linha observado com exceção da asa e do pico do lado vermelho da linha. Com relação a intensidade dos picos, a nossa grade não possui modelos que levam em consideração diferenças de amplitudes entre os picos V e R. Conseqüentemente, o modelo obtido através da modelagem vai escolher algum dos picos para o ajuste enquanto que o outro pico vai estar com a intensidade menor ou maior que o perfil de linha observado. O gráfico de convergência mostra o progresso dos walkers ao longo do processo de iteração. Podemos observar que no geral, a convergência dos walkers para cada um dos parâmetros ocorreu aproximadamente após 300 iterações. O gráfico de correlação mostra que apesar do ajuste da linha ter suas limitações, os parâmetros físicos foram bem determinados. Isso pode ser visto através dos picos proeminentes dos histogramas localizados na diagonal da imagem.

A [Figura 5.8](#) mostra os resultados da modelagem para a linha de Br13. O ajuste da linha apresentou problemas nas asas e também em relação ao ajuste dos picos do lado azul e vermelho, ainda assim o gráfico de convergência mostra que os walkers convergiram rapidamente. Assim como foi feito para a linha de Brackett 11, nós também optamos por manter o corte fixo em 300 iterações, excluindo as etapas iniciais. Com relação ao gráfico de correlação, os parâmetros obtidos foram bem definidos.

A [Figura 5.9](#) mostra os resultados da modelagem da SED. O gráfico de convergência contém a indicação de que alguns parâmetros não convergiram, como é o caso do achatamento e do parâmetro n . Por outro lado, $E(B-V)$ se mostrou melhor definido quando comparado à modelagem obtida pelas linhas. O gráfico de correlação corrobora com o gráfico de convergência, mostrando que a distribuição, tanto do achatamento quanto do parâmetro n , são praticamente planas, indicando que os valores desde parâmetros possuem uma probabilidade semelhante de ocorrência.

A [Tabela 5.3](#) contém os parâmetros físicos determinados por meio da modelagem dos observáveis e alguns valores extraídos da literatura para comparação. Com relação à massa, nós adotamos o valor de $6,48_{-0,33}^{+0,44} M_{\odot}$ obtido pela modelagem da SED, o que segundo [Townsend, Owocki & Howarth \(2004\)](#) classifica essa estrela com o tipo espectral B4, enquanto que [Labadie-Bartz et al. \(2018\)](#) classificaram essa estrela como sendo do tipo espectral B6V. Com relação ao achatamento (oblat), apesar do ajuste da SED ser pouco confiável, o resultado é compatível com o valor obtido através da média das linhas, no entanto, optamos por adotar a média da modelagem das linhas como resultado final. Da mesma forma, isso também foi feito para o cosseno do ângulo de inclinação do disco e para o parâmetro n , que com base no valor de $3,50_{-0,04}^{+0,03}$, indicaria que o disco está em fase estacionária segundo [Mota \(2019\)](#). Já com relação ao $E(B-V)$, os valores obtidos por meio da modelagem dos observáveis foram bastante distintos entre si. [Stassun et al. \(2019\)](#) obtiveram um valor para $E(B-V)$ de $0,19 \pm 0,01$ compatível com o obtido através da modelagem da SED de $0,23 \pm 0,02$, dessa forma optamos por utilizar esse valor como mais provável. Os resultados obtidos para a paralaxe e conseqüentemente para a distância são semelhantes entre si, apesar dos ajustes não serem bem definidos nos gráficos de correlação. Com relação a densidade Σ_0 , os valores obtidos foram semelhantes entre os observáveis, o mesmo ocorrendo com a fração da rotação angular (w), a taxa de rotação da estrela (W) e ao expoente β do escurecimento gravitacional. Já com relação ao raio do polo, o valor médio das linhas está de acordo com o valor obtido por [McDonald, Zijlstra & Watson \(2017\)](#). É importante apontar que o valor dado por esses autores não distingue entre raio polar ou equatorial. Os valores de $\log(L)$ e da idade são diferentes entre os três observáveis e nós optamos por utilizar a média das linhas como valor final. Cabe destacar que

a luminosidade e idade estimados por [McDonald, Zijlstra & Watson \(2017\)](#) não concordam com os da nossa modelagem. Os valores obtidos para o $\log(g)$ por meio da modelagem são semelhantes e optamos por adotar uma média entre eles como valor final. É importante ressaltar que de forma semelhante ao citado anteriormente para o raio, o valor dado pela literatura para o $\log(g)$ não leva em consideração uma diferença entre a região polar e equatorial. Com relação a velocidade de rotação e a temperatura do polo estimadas com os diferentes observáveis, elas mostram uma certa concordância e optamos por adotar um valor médio para cada um desses parâmetros. Entretanto, no caso da temperatura do polo, o valor obtido por nós de $20633,70 \pm 482,51$ K é muito superior ao de 8022 ± 470 K estimado por [McDonald, Zijlstra & Watson \(2017\)](#). Vale ressaltar, que se considerarmos essa temperatura da literatura, MWC 488 seria do tipo espectral A e não B.

linha Br11

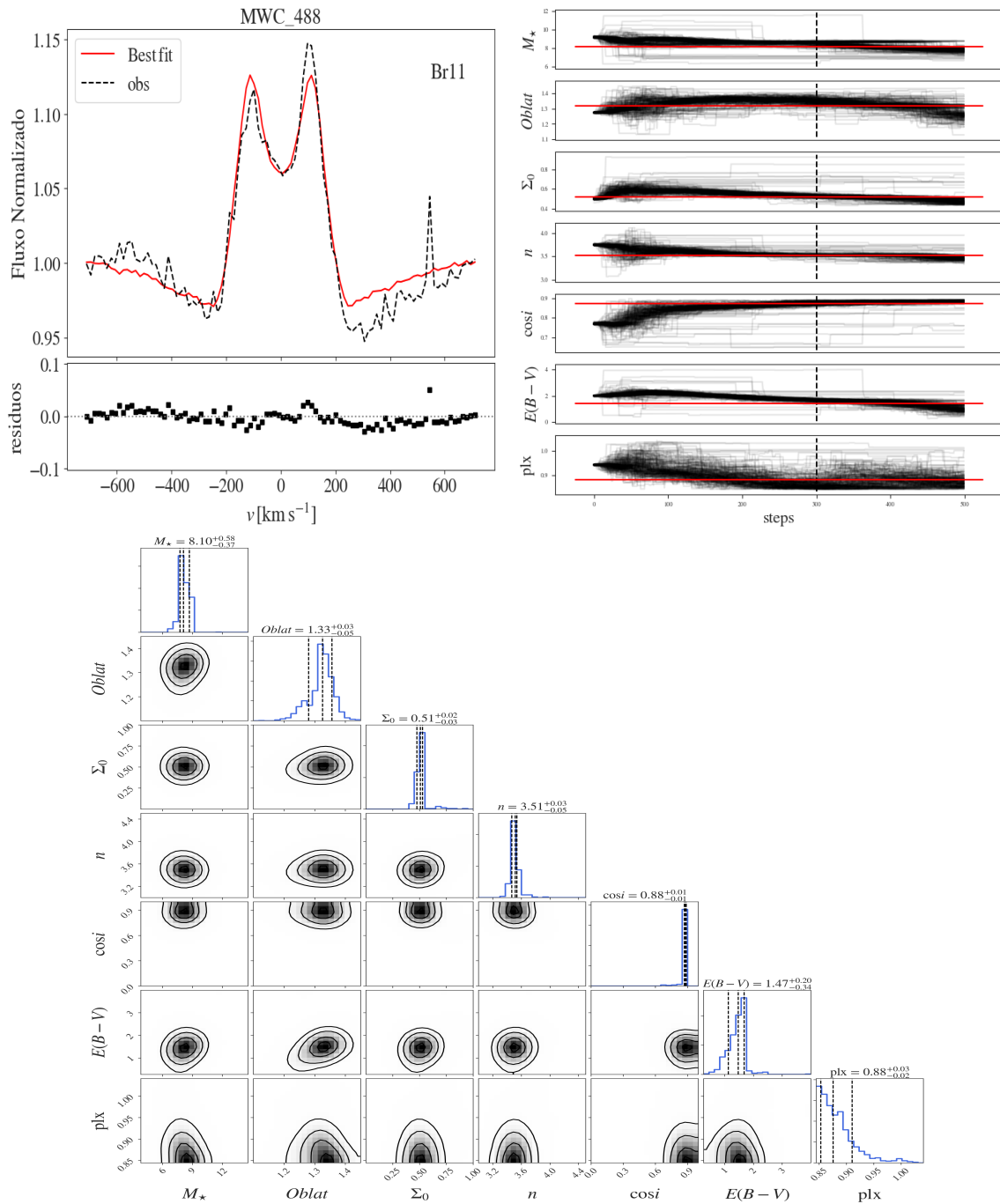


Figura 5.7: Modelagem da linha de Brackett 11 da estrela MWC 488. A figura mostra o ajuste da linha de Brackett 11 com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

linha Br13

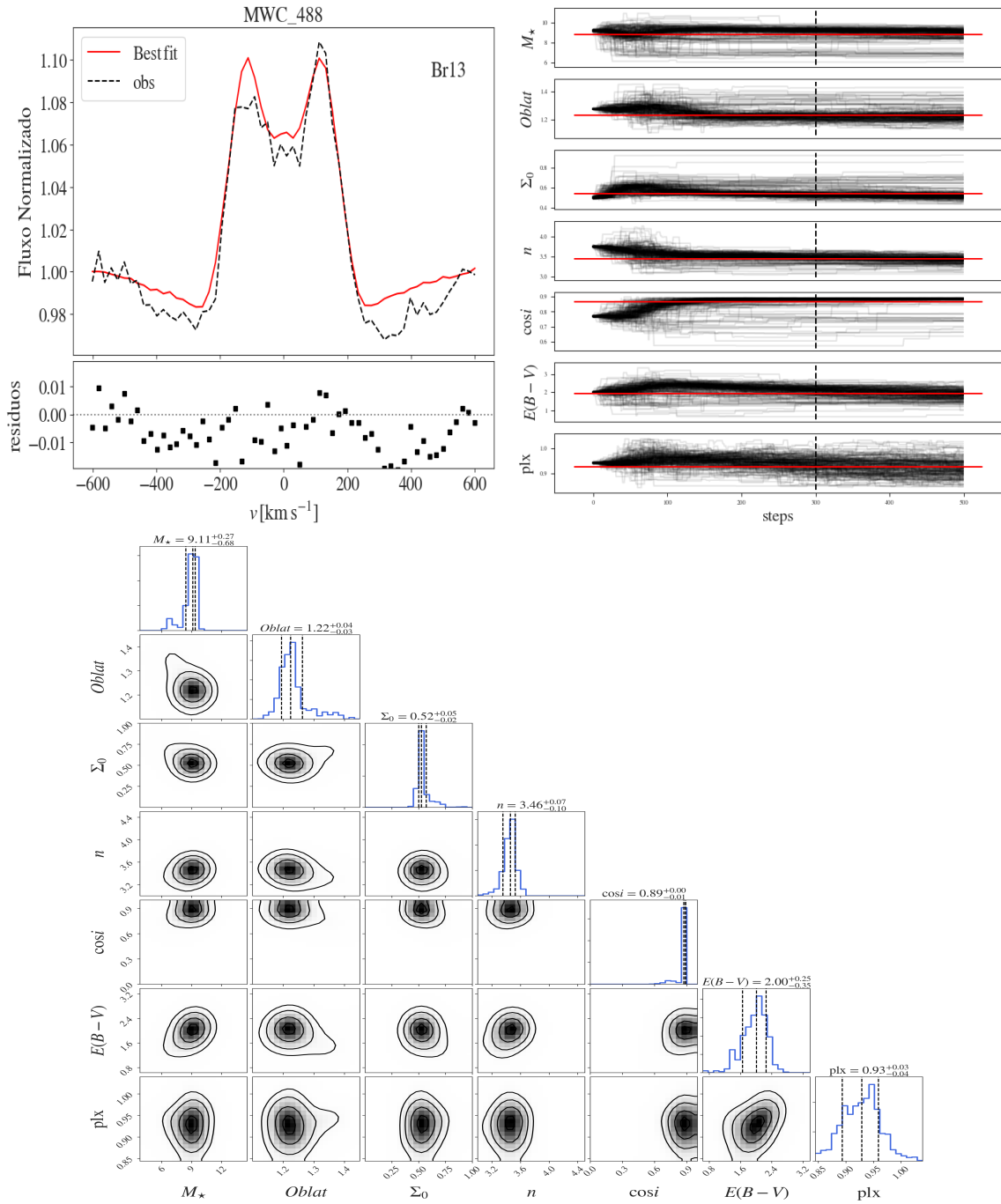


Figura 5.8: Modelagem da linha de Brackett 13 da estrela MWC 488. A figura mostra o ajuste da linha de Brackett 13 com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

SED

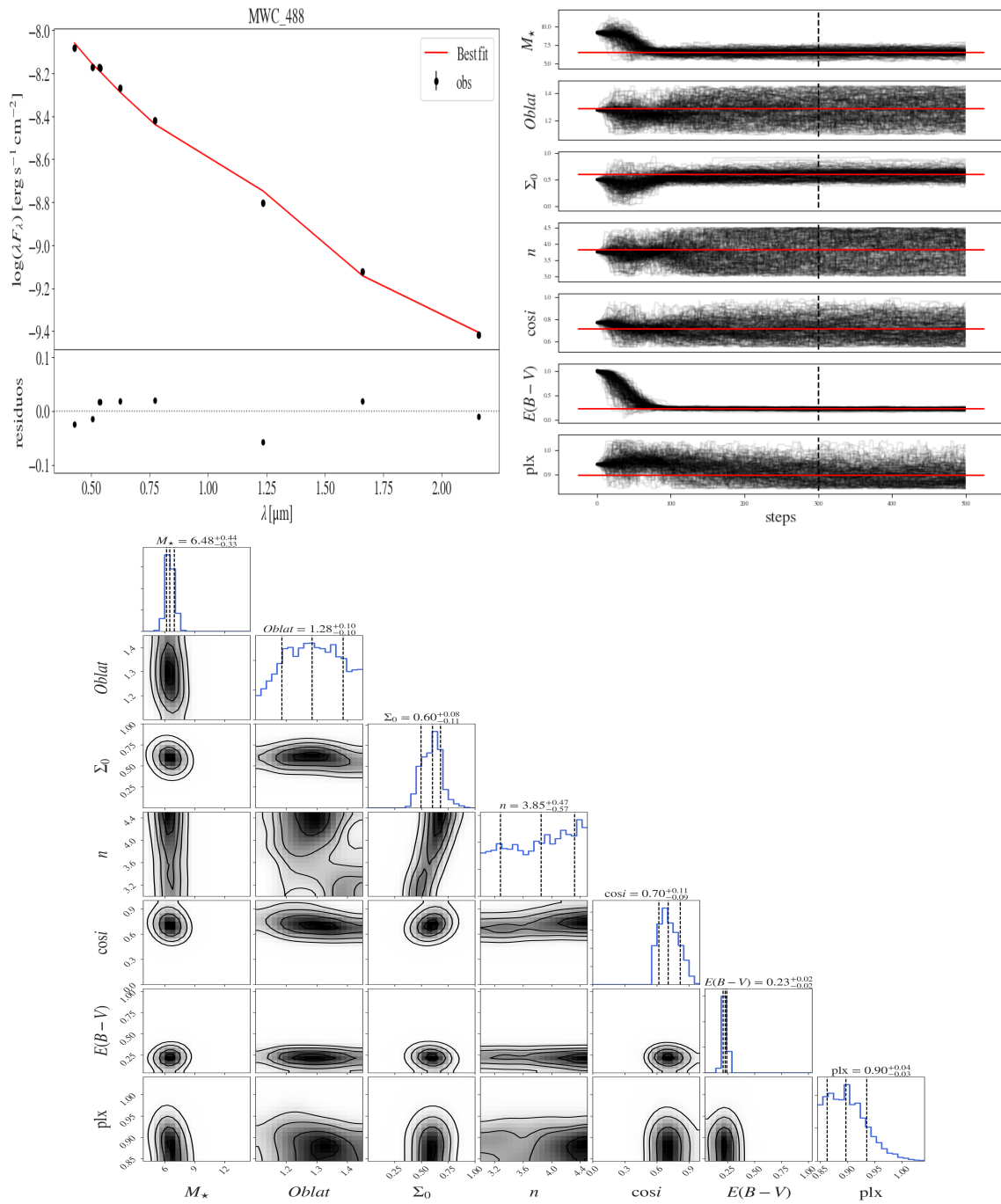


Figura 5.9: Modelagem da SED da estrela MWC 488. A figura mostra o ajuste da SED com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

| Parâmetros | Br11 | Br13 | SED | Param _{final} | Literatura |
|---------------------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|-----------------------------------|
| Massa (M_{\odot}) | $8,10^{+0,58}_{-0,37}$ | $9,11^{+0,27}_{-0,68}$ | $6,48^{+0,44}_{-0,33}$ | $6,48^{+0,44}_{-0,33}$ | |
| Oblat | $1,33^{+0,03}_{-0,05}$ | $1,22^{+0,04}_{-0,03}$ | $1,28^{+0,10}_{-0,10}$ | $1,27 \pm 0,02$ | |
| norm Σ_0 | $0,51^{+0,02}_{-0,03}$ | $0,52^{+0,05}_{-0,02}$ | $0,60^{+0,08}_{-0,11}$ | $0,52 \pm 0,02$ | |
| n | $3,51^{+0,03}_{-0,05}$ | $3,46^{+0,07}_{-0,10}$ | $3,85^{+0,47}_{-0,57}$ | $3,50^{+0,03}_{-0,04}$ | |
| cos(i) | $0,88 \pm 0,01$ | $0,89^{+0,00}_{-0,01}$ | $0,70^{+0,11}_{-0,09}$ | $0,88 \pm 0,01$ | |
| E(B-V) (mag) | $1,47^{+0,20}_{-0,34}$ | $2,00^{+0,25}_{-0,35}$ | $0,23 \pm 0,02$ | $0,23 \pm 0,02$ | $0,19 \pm 0,01^{(3)}$ |
| plx (mas) | $0,88^{+0,03}_{-0,02}$ | $0,93^{+0,03}_{-0,04}$ | $0,90^{+0,04}_{-0,03}$ | $0,90^{+0,02}_{-0,01}$ | $0,94 \pm 0,05^{(4)}$ |
| Σ_0 (g/cm ²) | $0,15 \pm 0,08$ | $0,22 \pm 0,05$ | $0,16 \pm 0,05$ | $0,18 \pm 0,03$ | |
| ω | $0,94 \pm 0,03$ | $0,91 \pm 0,04$ | $0,93 \pm 0,07$ | $0,93 \pm 0,02$ | |
| W | $0,73 \pm 0,06$ | $0,68 \pm 0,07$ | $0,75 \pm 0,13$ | $0,71 \pm 0,04$ | |
| β_{GD} | $0,18 \pm 0,01$ | $0,19 \pm 0,01$ | $0,18 \pm 0,02$ | $0,18 \pm 0,01$ | |
| R_{pol} (R_{\odot}) | $5,00 \pm 0,10$ | $5,38 \pm 0,26$ | $4,57 \pm 0,16$ | $5,05 \pm 0,01$ | $4,95^{(1)*}$ |
| log L (L_{\odot}) | $3,58 \pm 0,06$ | $3,76 \pm 0,13$ | $3,32 \pm 0,10$ | $3,61 \pm 0,05$ | |
| idade (Myr) | $34,59 \pm 2,44$ | $27,14 \pm 6,38$ | $52,03 \pm 8,98$ | $33,64 \pm 2,28$ | $181^{(2)}$ |
| inclinação (°) | $28,43 \pm 3,05$ | $29,24 \pm 4,84$ | $43,68 \pm 8,11$ | $28,66 \pm 2,58$ | |
| log(g_{pol}) (cm/s ²) | $3,93 \pm 0,00$ | $3,92 \pm 0,01$ | $3,93 \pm 0,00$ | $3,93 \pm 0,01$ | $3,24^{(1)*}$ |
| v_{rot} (km/s) | $353,26 \pm 23,55$ | $339,80 \pm 24,30$ | $341,63 \pm 45,85$ | $346,13 \pm 15,87$ | |
| T_{pol} (K) | $20901,63 \pm 760,30$ | $22266,16 \pm 929,96$ | $18965,02 \pm 842,46$ | $20633,70 \pm 482,51$ | $8022 \pm 470^{(1)*}$ |
| distância (pc) | $1139,21 \pm 34,16$ | $1084,80 \pm 40,92$ | $1118,04 \pm 43,52$ | $1117,18 \pm 22,46$ | $1031,55^{+56,62}_{-51,11}^{(5)}$ |

Tabela 5.3: Parâmetros físicos obtidos para a estrela MWC 488. As referências extraídas da literatura: (1) McDonald, Zijlstra & Watson (2017); (2) Gontcharov (2012); (3) Stassun et al. (2019); (4) Gaia Collaboration et al. (2018) e (5) Bailer-Jones et al. (2018). (*) Indica que o valor do raio obtido por McDonald, Zijlstra & Watson (2017) não tem distinção entre equador e polo.

5.1.4 Hen 3-14

A estrela Hen3-14 foi classificada como sendo uma estrela Be por Chojnowski et al. (2015). O espectro APOGEE deste objeto apresenta uma intensa linha em emissão do Fe II (16878 Å), em contraste com o perfil de linha do tipo shell exibido pela linha de Brackett 11 (Chojnowski et al., 2015). Um estudo feito por Chojnowski et al. (2017) comparando espectros APOGEE observados com uma diferença de 364 dias, mostrou uma estabilidade durante esse período, uma vez que os perfis das linhas de Brackett 11 não apresentaram variabilidade. Essa estrela foi estudada através da técnica de interferometria speckle pelo nosso grupo e não identificamos qualquer indício da presença de uma companheira dentro do campo de visão observado (Souza, Guerrero & Borges Fernandes, 2020).

A Figura 5.10 contém os resultados da modelagem da linha de Br11 desta estrela. O ajuste do perfil de linha mostra que não houve uma concordância entre o perfil do modelo e o observado, pois não foi possível ajustar a intensa absorção central. Isso ocorre, porque a grade que utilizamos não possui modelos com perfis do tipo shell com absorção central intensa. O gráfico de convergência mostra que grande parte dos walkers convergiram para um determinado valor, enquanto que um pequeno grupo deles convergiu para outros valores, como pode ser observado por exemplo no caso da paralaxe. O gráfico de correlação mostra que, com exceção da paralaxe onde os walkers se mostraram mais dispersos, todos os parâmetros convergiram para um determinado

valor.

A [Figura 5.11](#) contém os resultados da modelagem da linha de Br13 desta estrela. O ajuste do perfil de linha apresentou uma melhora no ajuste das asas da linha em comparação ao ajuste da linha de Br11, entretanto devido a limitação da grade citada acima, o modelo não ajustou a absorção central da linha observada. O gráfico de convergência e de correlação são semelhantes aos descritos para a linha de Brackett 11, com a diferença de que o achatamento mostrou uma dispersão maior enquanto que a paralaxe se mostrou melhor definida.

A [Figura 5.12](#) mostra os resultados da modelagem da SED. Ela apresentou um bom ajuste, com o gráfico de convergência mostrando que os walkers convergiram rapidamente para a massa e o E(B-V) e um pouco mais lentamente para os demais parâmetros. O gráfico de correlação mostra que os parâmetros foram bem definidos, apresentando picos bem pronunciados.

A [Tabela 5.4](#) contém os parâmetros físicos determinados através da modelagem dos observáveis da estrela Hen 3-14, além de alguns parâmetros disponíveis na literatura. Alguns desses parâmetros como o expoente β do escurecimento gravitacional, $\log(g_{pol})$ e o parâmetro n foram bem ajustados para todos os observáveis, apresentando resultados semelhantes, neste caso optamos por fazer uma média dos valores como resultado final. O valor de $3,18 \pm 0,02$ obtido para o parâmetro n indicaria com base em [Mota \(2019\)](#), que o disco estaria se dissipando. Com relação a massa, podemos observar novamente a discrepância entre os valores obtidos por meio das linhas e da SED. O valor de $4,20 \pm 0,08 M_{\odot}$ obtido através da SED faz com que Hen 3-14 seja classificada, segundo [Townsend, Owocki & Howarth \(2004\)](#), como sendo do tipo espectral B7, o que está em boa concordância com [Jackson & Stoy \(1954\)](#) que a classificaram como sendo B8. Com relação ao achatamento, o ajuste da linha de Br13 foi pouco preciso e devido a isso optamos por adotar uma média entre a linha de Br11 e a SED. A mesma decisão foi tomada para a fração da rotação angular (w) e para a taxa de rotação da estrela (W), pois esses parâmetros também são afetados pelo ajuste pouco preciso do achatamento. Já em relação a densidade do disco normalizado (norm Σ_0), resolvemos adotar a média das linhas como valor correto, uma vez que os valores obtidos são semelhantes. O cosseno do ângulo de inclinação, e por consequência o valor do ângulo de inclinação, foi melhor ajustado pelas linhas, indicando a estrela é vista edge-on, concordando com os perfis do tipo shell observados. Já em relação ao E(B-V), os valores obtidos por meio da modelagem das linhas são diferentes quando comparados ao valor dado pela SED e que foi adotado por nós, devido a sua concordância com o valor estimado por [Jönsson et al. \(2020\)](#). Com relação ao raio do polo, os valores obtidos por meio dos ajustes das linhas são um pouco maiores em relação ao valor obtido por meio da SED. O valor

obtido por [McDonald, Zijlstra & Watson \(2017\)](#) se aproxima mais do obtido por meio da SED, no entanto é importante considerar que o valor da literatura não distingue entre raio polar ou equatorial. O valor do logaritmo da luminosidade foi diferente para os três observáveis, devido a isso optamos por utilizar a média das linhas como valor final. O mesmo ocorreu para a idade e para a velocidade de rotação.

linha Br11

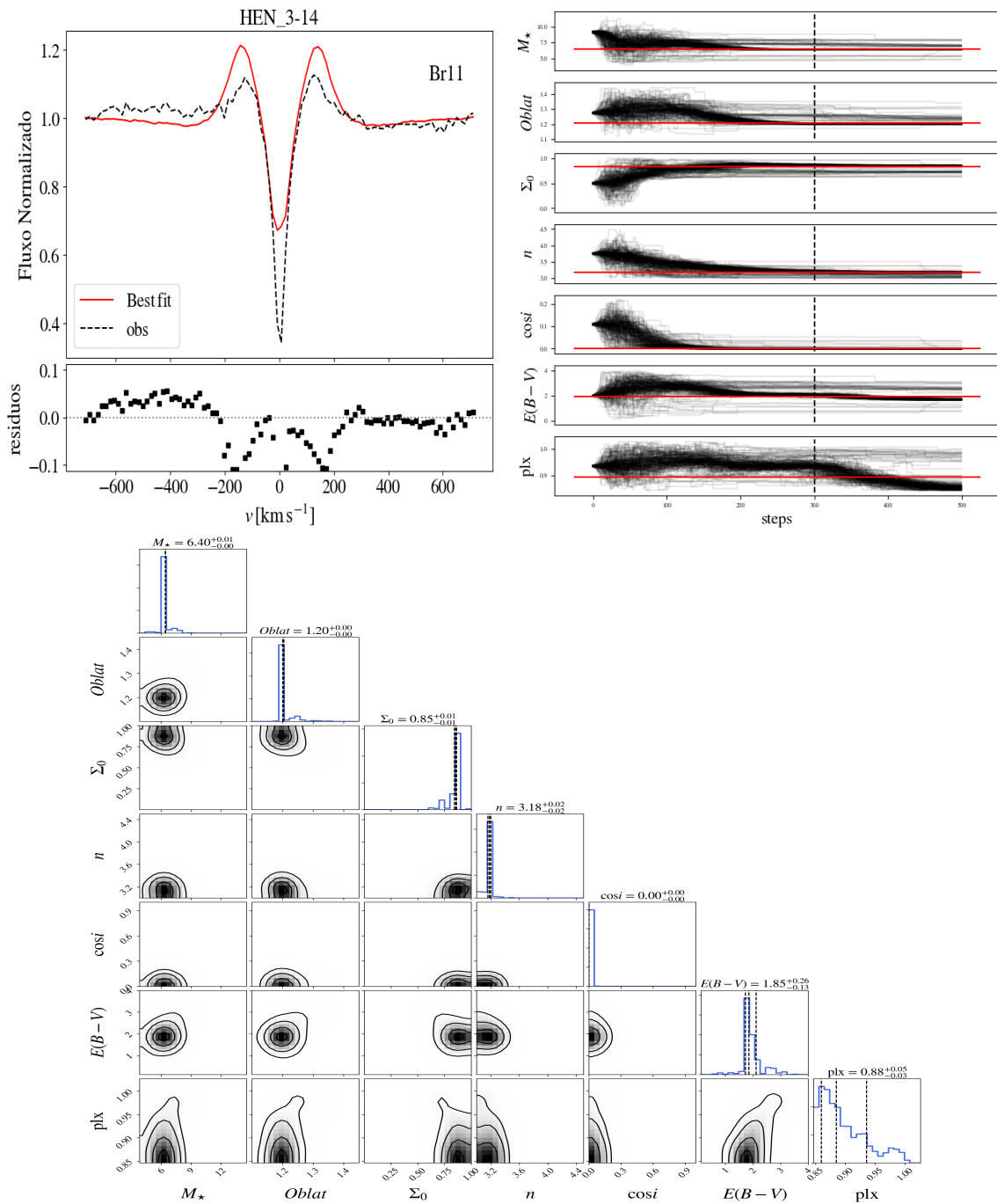


Figura 5.10: Modelagem da linha de Brackett 11 da estrela Hen 3-14. A figura mostra o ajuste da linha de Brackett 11 com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

linha Br13

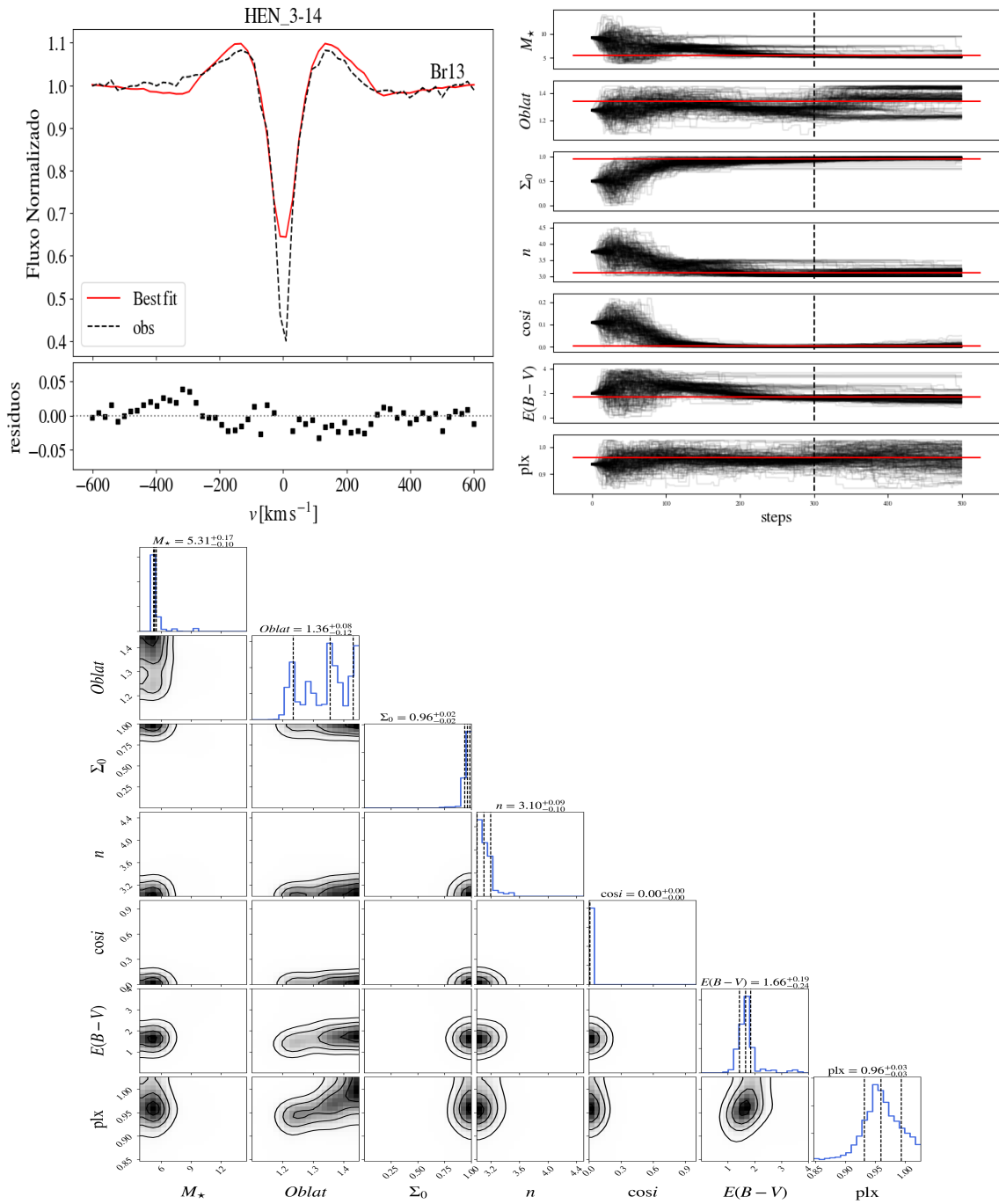


Figura 5.11: Modelagem da linha de Brackett 13 da estrela Hen 3-14. A figura mostra o ajuste da linha de Brackett 13 com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

SED

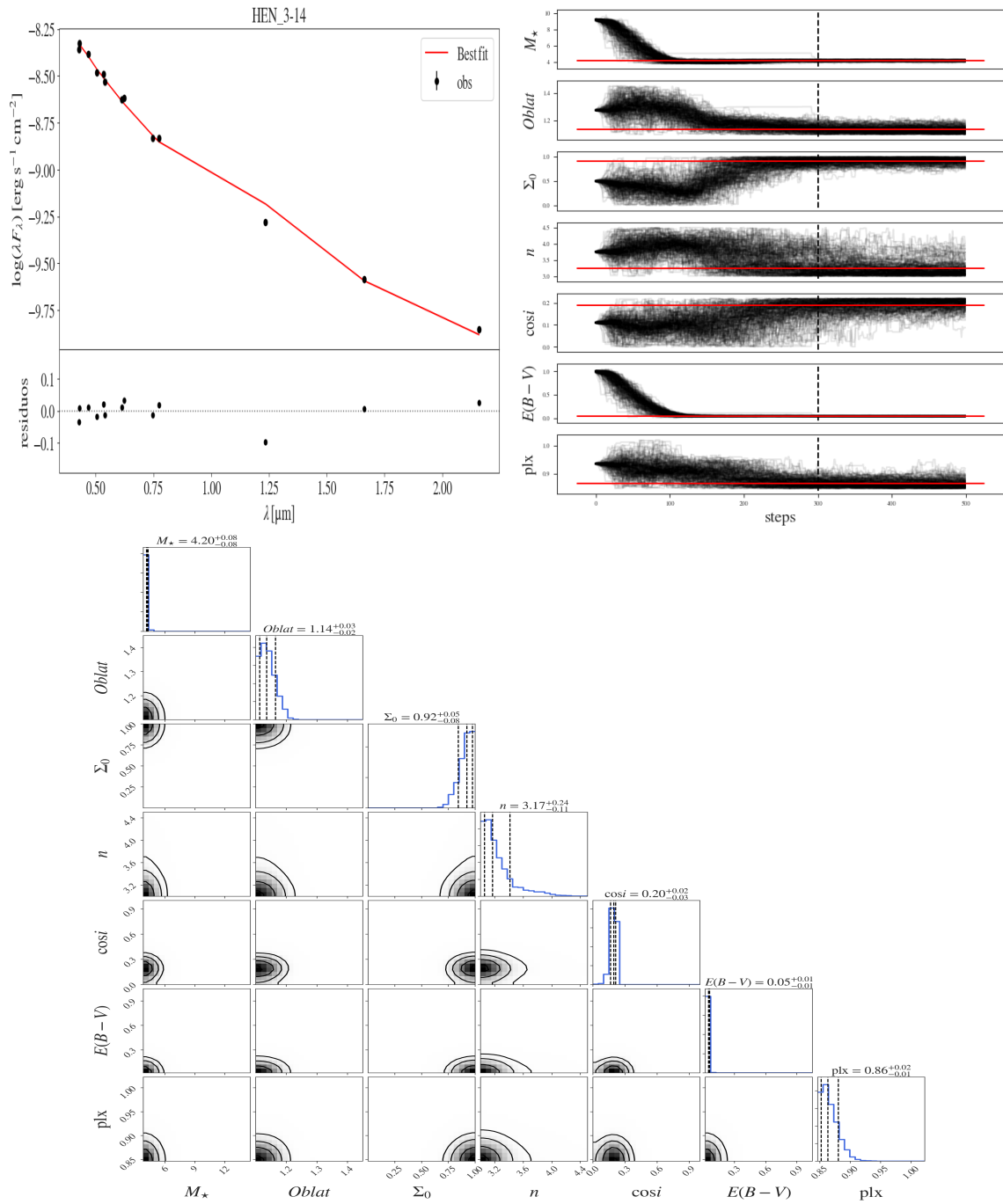


Figura 5.12: Modelagem da SED da estrela Hen 3-14. A figura mostra o ajuste da SED com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

| Parâmetros | Br11 | Br13 | SED | Param _{final} | Literatura |
|-------------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|---------------------------------|
| Massa (M_{\odot}) | $6,40^{+0,01}_{-0,00}$ | $5,31^{+0,17}_{-0,10}$ | $4,20 \pm 0,08$ | $4,20 \pm 0,08$ | |
| Oblat | $1,20^{+0,00}_{-0,00}$ | $1,36^{+0,08}_{-0,12}$ | $1,14^{+0,03}_{-0,02}$ | $1,19 \pm 0,01$ | |
| norm Σ_0 | $0,85 \pm 0,01$ | $0,96 \pm 0,02$ | $0,92^{+0,05}_{-0,08}$ | $0,87 \pm 0,01$ | |
| n | $3,18 \pm 0,02$ | $3,10^{+0,09}_{-0,10}$ | $3,17^{+0,24}_{-0,11}$ | $3,18 \pm 0,02$ | |
| cos(i) | $0,00 \pm 0,00$ | $0,00 \pm 0,00$ | $0,20^{+0,02}_{-0,03}$ | $0,00 \pm 0,00$ | |
| E(B-V) (mag) | $1,85^{+0,26}_{-0,13}$ | $1,66^{+0,19}_{-0,24}$ | $0,05 \pm 0,01$ | $0,05 \pm 0,01$ | 0,1123 ⁽²⁾ |
| plx (mas) | $0,88^{+0,05}_{-0,03}$ | $0,96 \pm 0,03$ | $0,86^{+0,02}_{-0,01}$ | $0,88^{+0,02}_{-0,01}$ | $0,9364 \pm 0,0449$ (3) |
| Σ_0 (g/cm^2) | $0,40 \pm 0,05$ | $0,36 \pm 0,15$ | $0,10 \pm 0,01$ | $0,40 \pm 0,05$ | |
| ω | $0,89 \pm 0,02$ | $0,97 \pm 0,03$ | $0,79 \pm 0,04$ | $0,87 \pm 0,02$ | |
| W | $0,64 \pm 0,03$ | $0,84 \pm 0,10$ | $0,52 \pm 0,05$ | $0,61 \pm 0,02$ | |
| β_{GD} | $0,20 \pm 0,00$ | $0,16 \pm 0,02$ | $0,21 \pm 0,01$ | $0,2 \pm 0,01$ | |
| R_{pol} (R_{\odot}) | $4,53 \pm 0,14$ | $4,15 \pm 0,25$ | $3,69 \pm 0,03$ | $4,44 \pm 0,12$ | $3,038$ (1)* |
| log L (L_{\odot}) | $3,30 \pm 0,09$ | $3,0 \pm 0,15$ | $2,65 \pm 0,03$ | $3,22 \pm 0,08$ | |
| idade (Myr) | $53,24 \pm 7,66$ | $78,01 \pm 10,70$ | $135,39 \pm 4,46$ | $61,63 \pm 6,23$ | |
| inclinação ($^{\circ}$) | $89,96 \pm 0,23$ | $89,67 \pm 0,39$ | $78,86 \pm 1,28$ | $89,89 \pm 0,20$ | |
| log(g_{pol}) (cm/s^2) | $3,94 \pm 0,00$ | $3,94 \pm 0,00$ | $3,93 \pm 0,00$ | $3,94 \pm 0,00$ | $3,76$ (1)* |
| v_{rot} (km/s) | $305,40 \pm 14,19$ | $359,95 \pm 32,78$ | $227,70 \pm 17,61$ | $314,01 \pm 13,02$ | |
| T_{pol} (K) | $18513,24 \pm 746,22$ | $17154,36 \pm 1232,31$ | $14021,26 \pm 154,95$ | $18148,64 \pm 638,31$ | 9436 ± 1501 (1)* |
| distância (pc) | $1149,99 \pm 44,75$ | $1048,87 \pm 40,96$ | $1156,53 \pm 18,54$ | $1139,69 \pm 15,80$ | $1036,99^{+50,88}_{-46,41}$ (4) |

Tabela 5.4: Parâmetros físicos obtidos para a estrela Hen 3-14. As referências extraídas da literatura: (1).[McDonald, Zijlstra & Watson \(2017\)](#); (2).[Jönsson et al. \(2020\)](#). (3).[Gaia Collaboration et al. \(2018\)](#) e (4). [Bailer-Jones et al. \(2018\)](#). (*) Indica que os valores do raio, log(g) e temperatura efetiva obtidos por [McDonald, Zijlstra & Watson \(2017\)](#) não fazem uma distinção entre equador e polo.

5.1.5 TYC 5689-54-1

Essa estrela foi identificada como sendo uma estrela Be por [Chojnowski et al. \(2015\)](#). As [Figuras 5.13](#) e [5.14](#) mostram os resultados da modelagem das linhas de Brackett 11 e 13 desta estrela. Podemos observar que não houve um bom ajuste entre os perfis modelados e observados. O EMCEE por alguma razão que desconhecemos não foi capaz de encontrar modelos com perfis de linha mais estreitos em nossa grade.

A [Figura 5.15](#) mostra o resultado da modelagem da SED para essa estrela. Apesar da dispersão dos dados na região do visível, houve um bom ajuste entre a SED do modelo e a observada. O gráfico de convergência mostra uma rápida convergência dos walkers para a massa, Σ_0 e E(B-V). Para os demais parâmetros a convergência foi mais lenta e apresentando uma maior dispersão. O gráfico de correlação apresenta picos bem pronunciados próximo do limite do espaço de parâmetros que nossa grade possui.

A [Tabela 5.5](#) contém os parâmetros físicos determinados através da modelagem dos observáveis. Devido aos ajustes pouco precisos obtidos através da modelagem das linhas, nós consideramos somente os resultados da SED. Comparando com a literatura, pudemos observar que o nosso valor de E(B-V) de $0,42 \pm 0,01$ é maior do que o valor de $0,34 \pm 0,02$ obtido por [Stassun et al. \(2019\)](#). O mesmo ocorre com a temperatura efetiva, onde obtivemos um valor de $15299,43 \pm 510,05$ K, enquanto que [Queiroz et al. \(2020\)](#) obtiveram um valor de $11848,59^{+70,90}_{-31,65}$. O valor de $3,18^{+0,18}_{-0,12}$ obtido para o parâmetro n indica que o disco pode estar em fase de dissipação. Com relação ao raio do polo

e $\log(g_{pol})$, os valores obtidos por meio da modelagem foram respectivamente menor e maior do que os estimados por [Stassun et al. \(2019\)](#), que não fizeram distinção entre polo e equador. Já para a massa de TYC 5689-54-1, o valor $4,71 \pm 0,20 M_{\odot}$ corresponde à uma estrela do tipo espectral B6. Essa classificação espectral também concorda com o valor de $2,84 \pm 0,07$ dex obtido para o logaritmo da luminosidade dado por [Townsend, Owocki & Howarth \(2004\)](#).

linha Br11

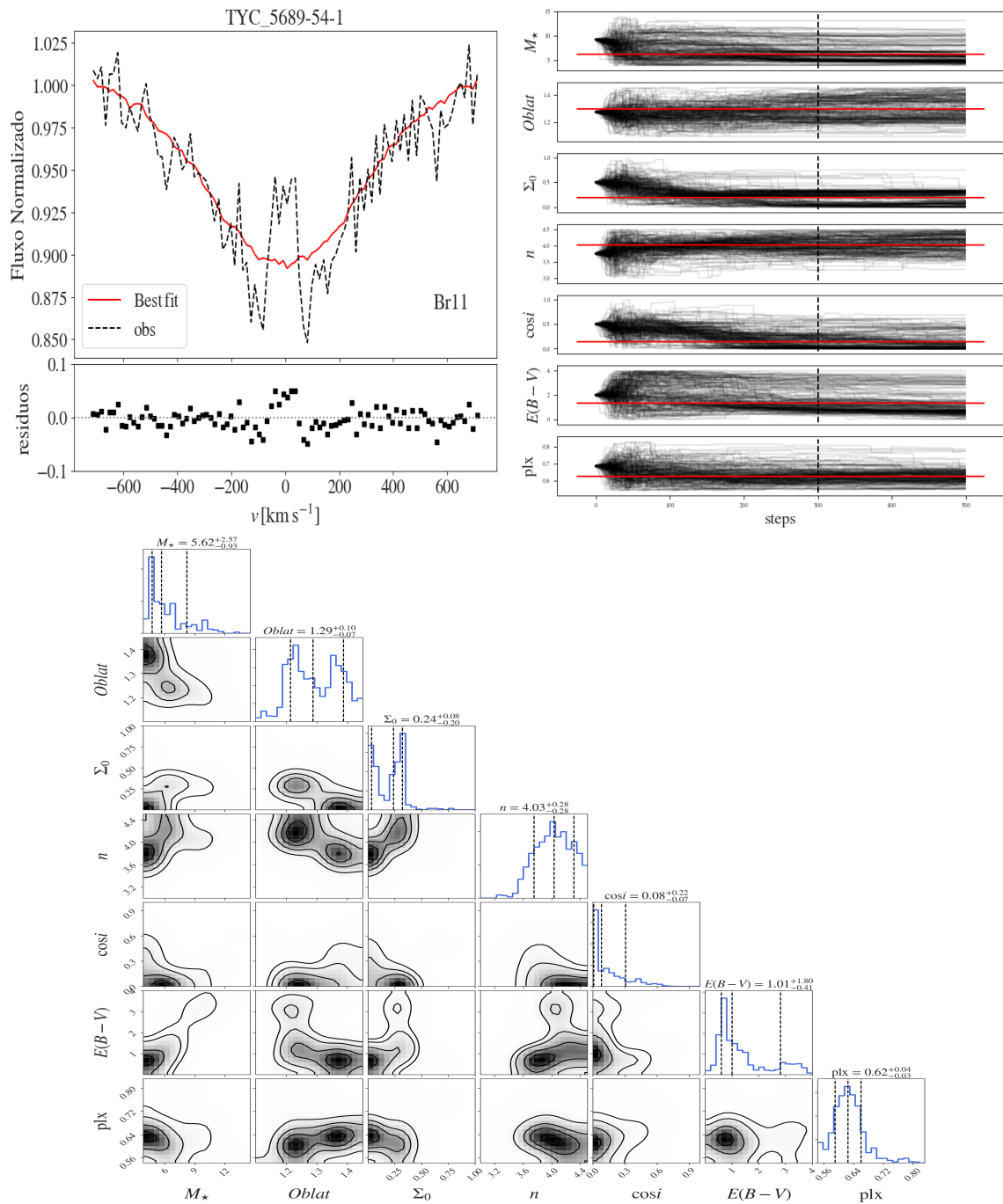


Figura 5.13: Modelagem da linha de Brackett 11 da estrela TYC 5689-54-1. A figura mostra o ajuste da linha de Brackett 11 com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

linha Br13

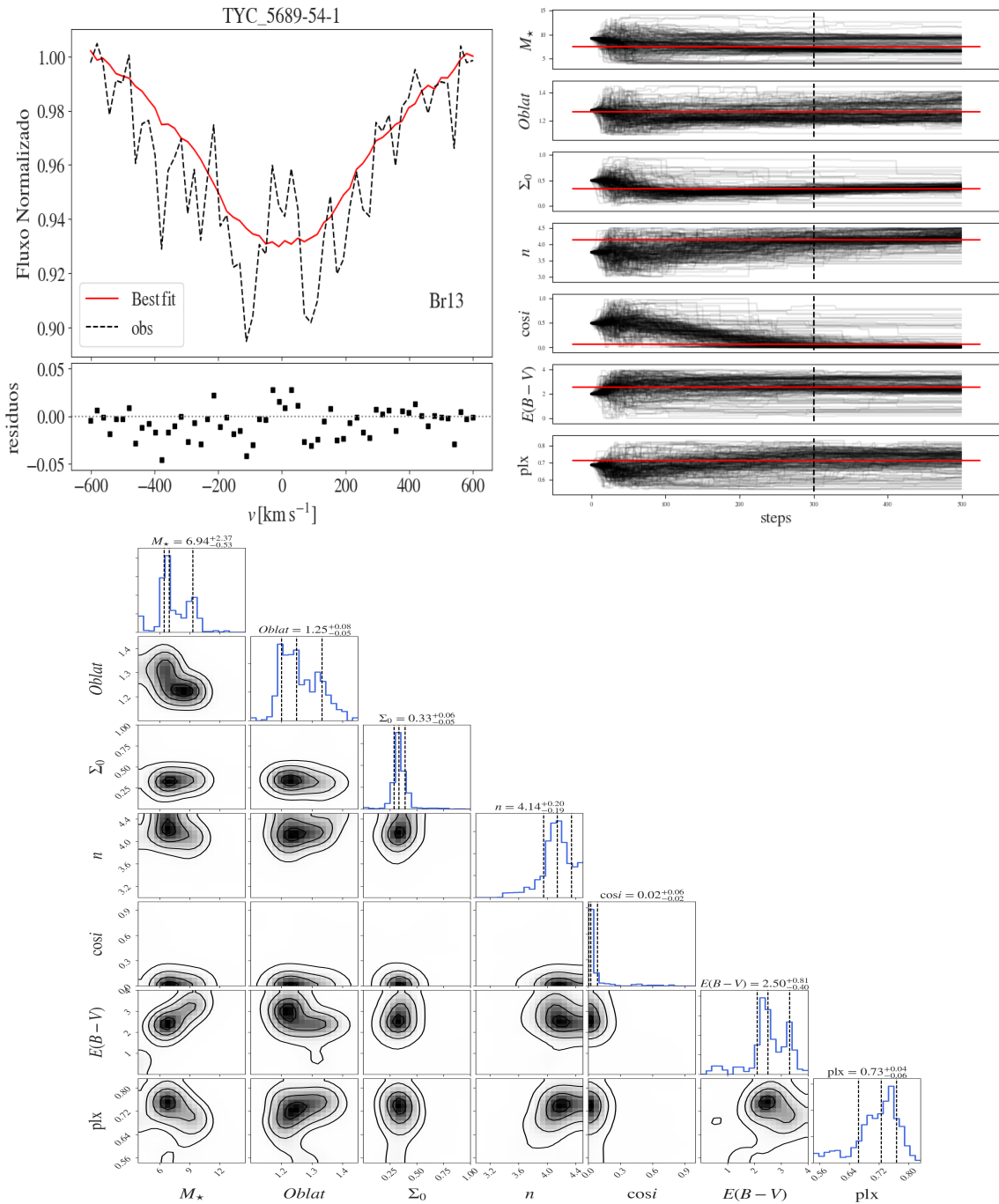


Figura 5.14: Modelagem da linha de Brackett 13 da estrela TYC 5689-54-1. A figura mostra o ajuste da linha de Brackett 13 com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

SED

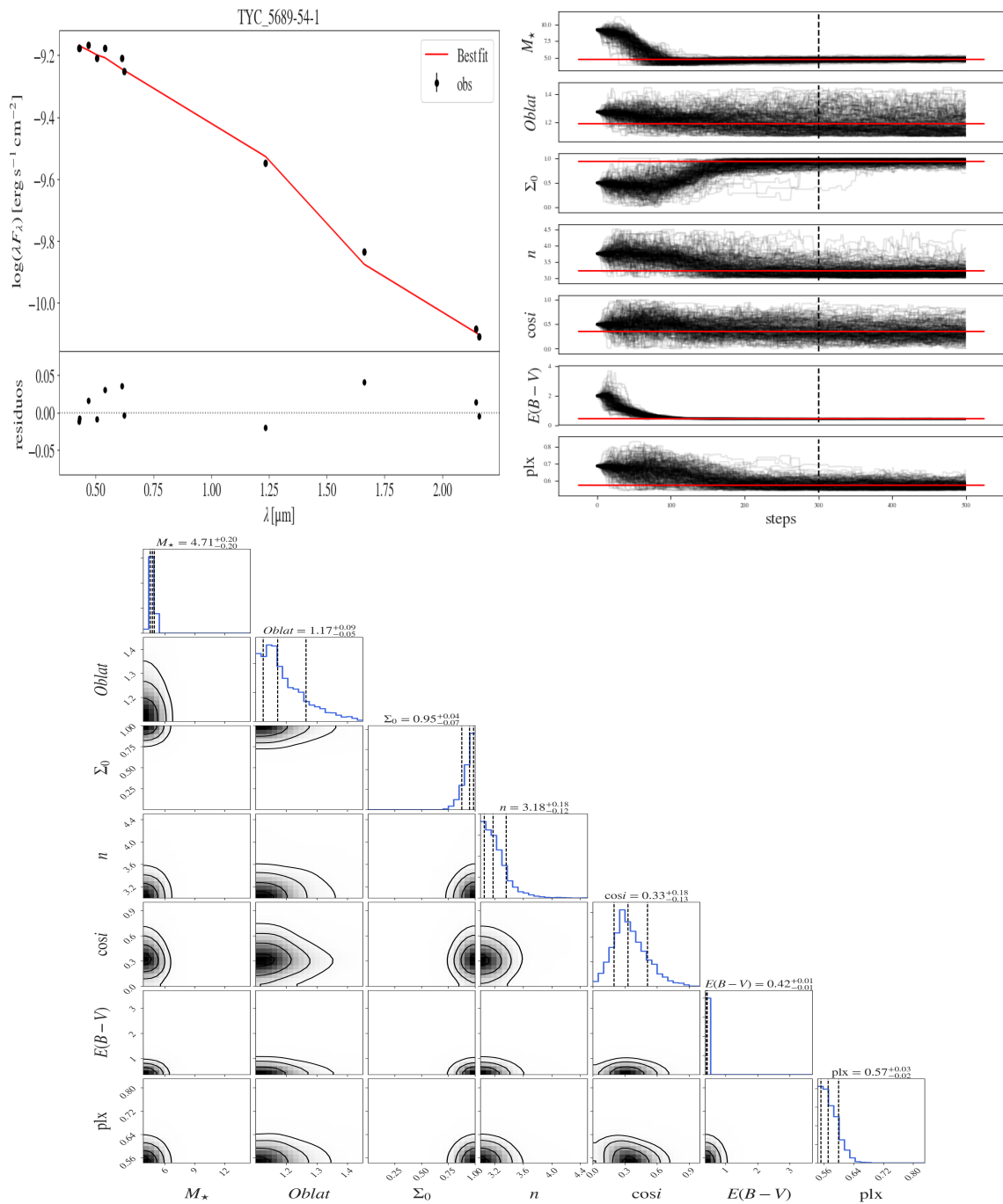


Figura 5.15: Modelagem da SED da estrela TYC 5689-54-1. A figura mostra o ajuste da SED com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

| Parâmetros | Br11 | Br13 | SED | Param _{final} | Literatura |
|-------------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|-----------------------------------|
| Massa (M_{\odot}) | $5,62^{+2,57}_{-0,93}$ | $6,94^{+2,37}_{-0,53}$ | $4,71 \pm 0,20$ | $4,71 \pm 0,20$ | |
| Oblat | $1,29^{+0,10}_{-0,07}$ | $1,25^{+0,08}_{-0,05}$ | $1,17^{+0,09}_{-0,05}$ | $1,17^{+0,09}_{-0,05}$ | |
| norm Σ_0 | $0,24^{+0,08}_{-0,20}$ | $0,33^{+0,06}_{-0,05}$ | $0,95^{+0,04}_{-0,07}$ | $0,95^{+0,04}_{-0,07}$ | |
| n | $4,03 \pm 0,28$ | $4,14^{+0,20}_{-0,19}$ | $3,18^{+0,18}_{-0,12}$ | $3,18^{+0,18}_{-0,12}$ | |
| cos(i) | $0,08^{+0,22}_{-0,07}$ | $0,02^{+0,06}_{-0,02}$ | $0,33^{+0,18}_{-0,13}$ | $0,33^{+0,18}_{-0,13}$ | |
| E(B-V) (mag) | $1,01^{+1,80}_{-0,41}$ | $2,50^{+0,81}_{-0,40}$ | $0,42 \pm 0,01$ | $0,42 \pm 0,01$ | $0,34 \pm 0,02^{(1)}$ |
| plx (mas) | $0,62^{+0,04}_{-0,03}$ | $0,73^{+0,04}_{-0,06}$ | $0,57^{+0,03}_{-0,02}$ | $0,57^{+0,03}_{-0,02}$ | $0,69 \pm 0,07^{(2)}$ |
| Σ_0 (g/cm^2) | $0,03 \pm 0,03$ | $0,07 \pm 0,03$ | $0,22 \pm 0,05$ | $0,22 \pm 0,05$ | |
| ω | $0,95 \pm 0,05$ | $0,94 \pm 0,04$ | $0,85 \pm 0,08$ | $0,85 \pm 0,08$ | |
| W | $0,77 \pm 0,11$ | $0,74 \pm 0,09$ | $0,61 \pm 0,11$ | $0,61 \pm 0,11$ | |
| β_{GD} | $0,18 \pm 0,02$ | $0,18 \pm 0,01$ | $0,20 \pm 0,02$ | $0,20 \pm 0,02$ | |
| R_{pol} (R_{\odot}) | $4,34 \pm 0,69$ | $4,86 \pm 0,58$ | $3,90 \pm 0,09$ | $3,90 \pm 0,09$ | $4,99 \pm 0,53^{(1)*}$ |
| log L (L_{\odot}) | $3,11 \pm 0,41$ | $3,46 \pm 0,34$ | $2,84 \pm 0,07$ | $2,84 \pm 0,07$ | |
| idade (Myr) | $80,21 \pm 37,28$ | $47,73 \pm 31,24$ | $103,10 \pm 12,59$ | $103,10 \pm 12,59$ | |
| inclinação ($^{\circ}$) | $82,73 \pm 9,53$ | $86,61 \pm 8,84$ | $69,70 \pm 10,40$ | $69,70 \pm 10,40$ | |
| log(g_{pol}) (cm/s^2) | $3,93 \pm 9,01$ | $3,93 \pm 9,01$ | $3,93 \pm 0,00$ | $3,93 \pm 0,00$ | $3,39 \pm 0,10^{(1)*}$ |
| v_{rot} (km/s) | $337,61 \pm 27,17$ | $347,83 \pm 30,43$ | $266,22 \pm 41,22$ | $266,22 \pm 41,22$ | |
| T_{pol} (K) | $17760,05 \pm 2773,20$ | $20133,77 \pm 2404,34$ | $15299,43 \pm 510,05$ | $15299,43 \pm 510,05$ | $11848,59^{+70,99}_{-31,65}$ (3) |
| distância (pc) | $1607,08 \pm 99,01$ | $1407,72 \pm 127,27$ | $1751,25 \pm 62,97$ | $1751,25 \pm 62,97$ | $1411,01^{+167,48}_{-135,87}$ (4) |

Tabela 5.5: Parâmetros físicos obtidos para a estrela TYC 5689-54-1. As referências extraídas da literatura: (1).[Stassun et al. \(2019\)](#); (2).[Gaia Collaboration et al. \(2018\)](#); (3).[Queiroz et al. \(2020\)](#); (4).[Bailer-Jones et al. \(2018\)](#). (*) Indica que os valores obtidos por meio da literatura não fazem distinção entre equador ou polo.

5.1.6 Hen 3-1876

Essa estrela foi descoberta como sendo do tipo Be por [Chojnowski et al. \(2015\)](#). A [Figura 5.16](#) contém os resultados da modelagem da linha de Br11 desta estrela. O ajuste do perfil de linha mostra que o perfil do modelo possui picos menos pronunciados e são mais estreitos em comparação com o perfil de linha observado. Os modelos contidos em nossa grade possuem uma limitação com relação a sua largura, atingindo uma velocidade máxima por volta de 300 km/s. Isso ocorre pois o HDUST não leva em consideração o alargamento por espalhamento eletrônico, o que leva a uma deficiência de fluxo para altas velocidades. Uma solução foi desenvolvida recentemente e vem obtendo bons resultados como pode ser visto na seção 4.1 do artigo publicado por [Marr et al. \(2021\)](#). Lamentavelmente não houve tempo hábil para aplicarmos essa solução em nossa amostra de objetos, sendo este um passo futuro. Embora o nosso ajuste seja pouco preciso, o gráfico de convergência mostra que para alguns dos parâmetros, os walkers convergiram para um determinado valor, fato esse que pode ser observado no gráfico de correlação. Apesar disso, não iremos adotar esses valores, uma vez que não correspondem a realidade.

A [Figura 5.17](#) contém os resultados da modelagem da linha de Br13 desta estrela. O ajuste da linha apresentou o mesmo problema ocorrido para a linha de Br11, sendo ainda mais evidente a deficiência dos modelos da nossa grade. As mesmas considerações citadas para o gráfico de convergência e correlação também são válidas para a modelagem desta linha.

A [Figura 5.18](#) mostra os resultados da SED. Podemos observar que na região do visível houve um bom ajuste mesmo os dados apresentando alguma dispersão provavelmente por serem obtidos por distintos catálogos e em datas distintas. O ajuste na região do infravermelho próximo apresentou um pequeno desvio dos dados, provavelmente devido a pouca quantidade de dados nessa região. Com relação ao gráfico de convergência podemos observar que houve uma rápida convergência dos walkers, com uma dispersão maior para o achatamento e paralaxe, o que podemos observar através dos histogramas do gráfico de correlação.

A [Tabela 5.6](#) contém os parâmetros físicos determinados através da modelagem dos observáveis. Devido aos ajustes pouco precisos obtidos através da modelagem das linhas, nós consideramos somente os resultados da SED. Comparando os nossos resultados com a literatura, podemos observar que o $E(B-V)$ obtido através da modelagem da SED se aproxima do valor obtido por [Stassun et al. \(2019\)](#). Com relação ao raio, nós obtivemos o valor de $4,82 \pm 0,11 R_{\odot}$ através da SED que é bastante inferior ao obtido por [Stassun et al. \(2019\)](#) de $9,32 R_{\odot}$. É importante salientar que os resultados obtidos por meio da SED tem suas limitações e que o valor obtido por [Stassun et al. \(2019\)](#) não deixa claro se corresponde ao raio equatorial ou polar. Já com relação ao $\log(g_{pol})$, as mesmas considerações feitas com relação ao raio devem ser observadas. O valor obtido por [Stassun et al. \(2019\)](#) de $4,16 \pm 1,70 \text{ cm/s}^2$ é compatível com o valor obtido por meio da SED dentro de 1σ . O valor do parâmetro n de $3,16_{-0,11}^{+0,16}$ indica que o disco pode estar na fase de dissipação.

linha Br11

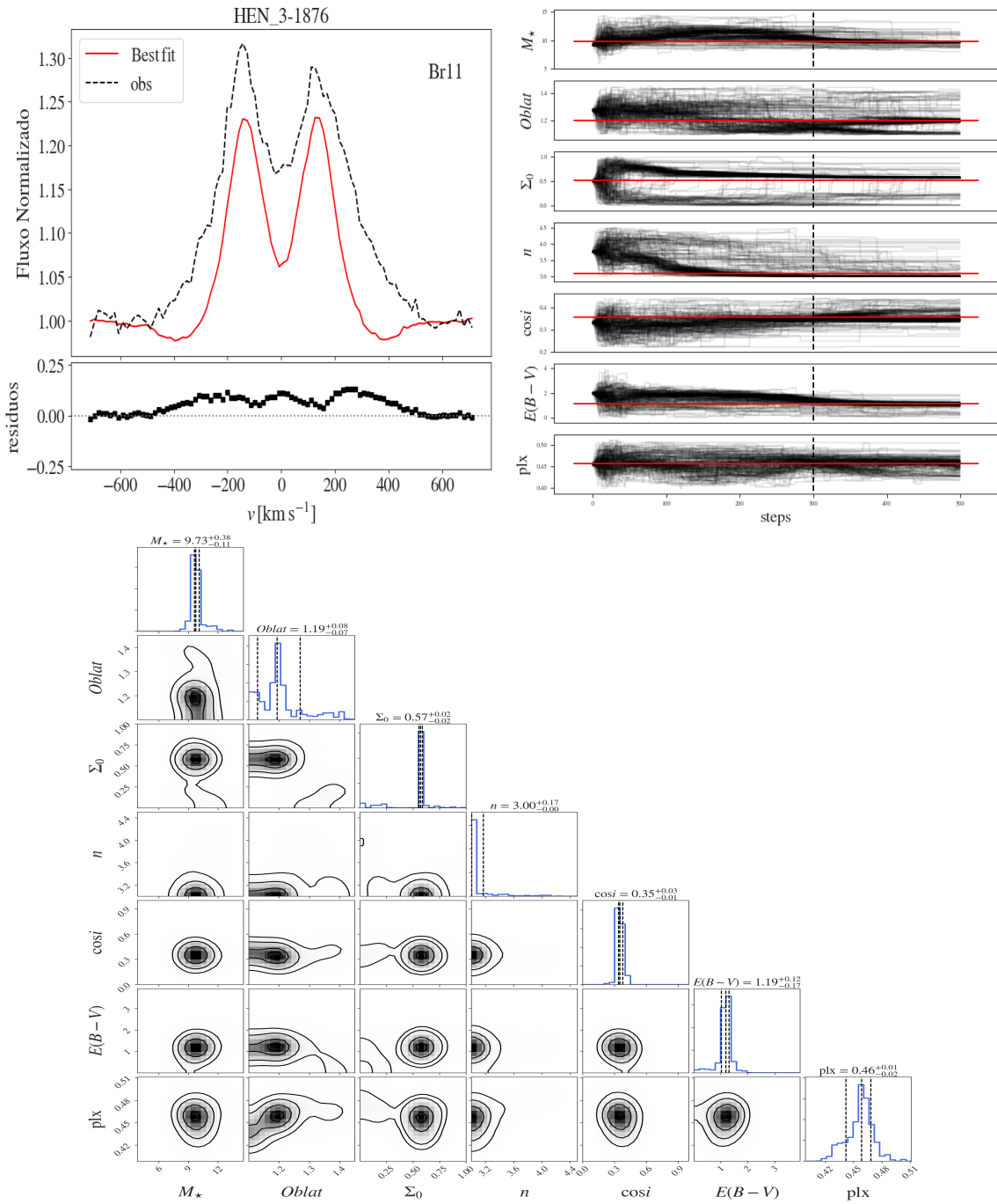


Figura 5.16: Modelagem da linha de Brackett 11 da estrela Hen 3-1876. A figura mostra o ajuste da linha de Brackett 11 com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

linha Br13

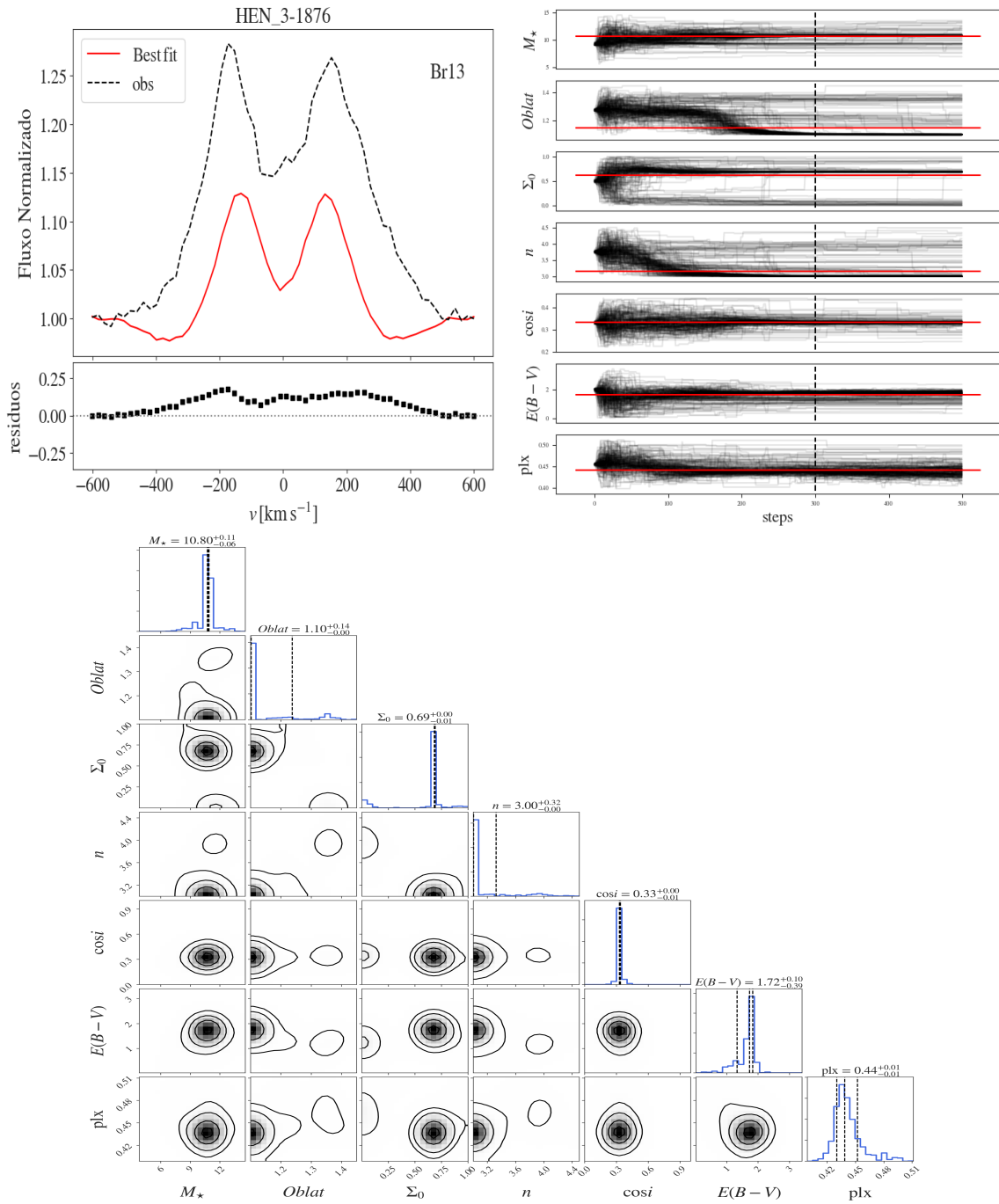


Figura 5.17: Modelagem da linha de Brackett 13 da estrela Hen 3-1876. A figura mostra o ajuste da linha de Brackett 13 com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

SED

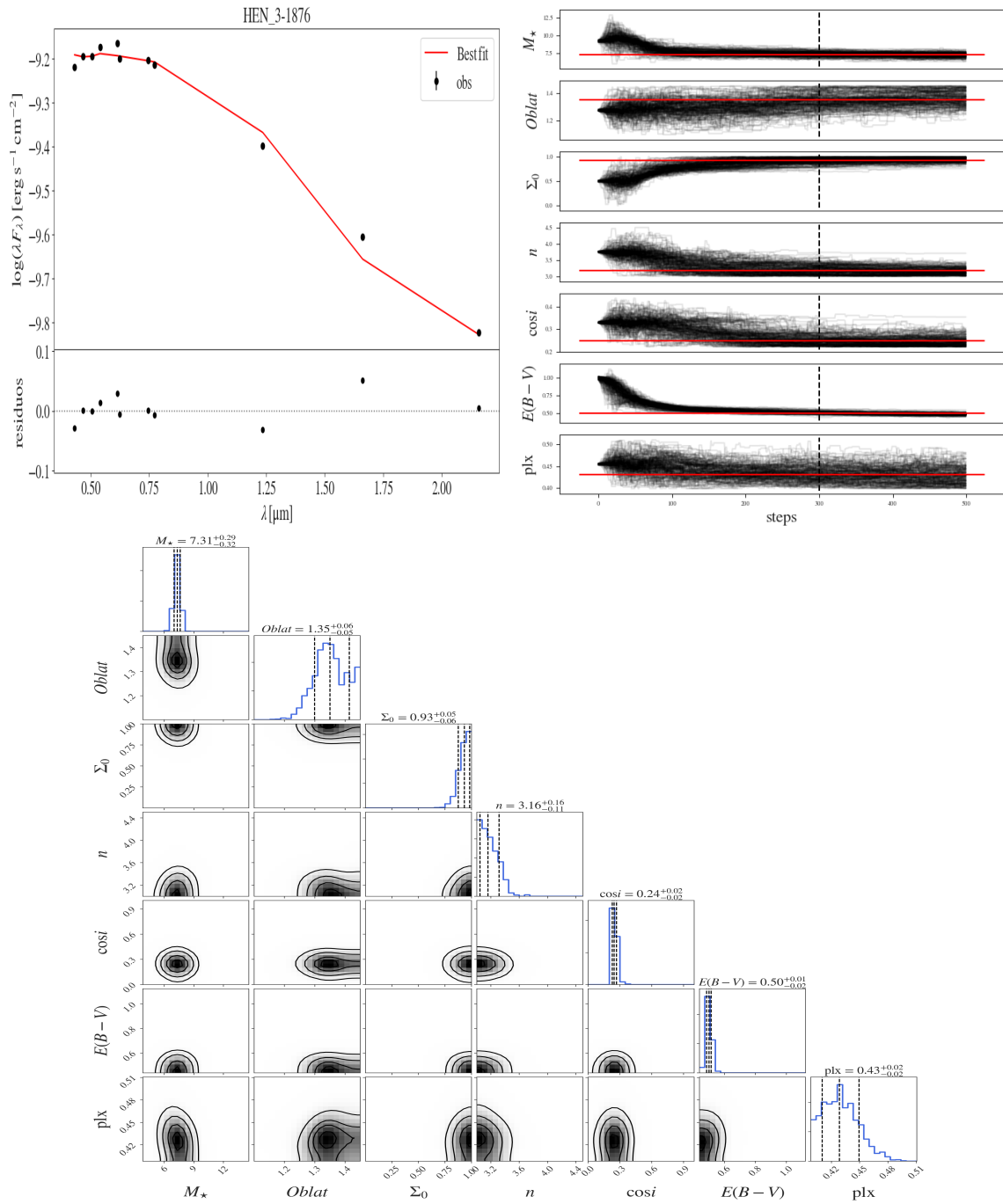


Figura 5.18: Modelagem da SED da estrela Hen 3-1876. A figura mostra o ajuste da SED com o resíduo (superior à esquerda), o gráfico de convergência dos walkers (superior à direita) e o gráfico de correlação entre os parâmetros (inferior).

| Parâmetros | Br11 | Br13 | SED | Param _{final} | Literatura |
|------------------------------|------------------------|-------------------------|------------------------|------------------------|--|
| Massa (M_{\odot}) | $9,73^{+0,38}_{-0,11}$ | $10,80^{+0,11}_{-0,06}$ | $7,31^{+0,29}_{-0,32}$ | $7,31^{+0,29}_{-0,32}$ | |
| Oblat | $1,19^{+0,08}_{-0,07}$ | $1,10^{+0,14}_{-0,00}$ | $1,35^{+0,06}_{-0,05}$ | $1,35^{+0,06}_{-0,05}$ | |
| norm Σ_0 | $0,57 \pm 0,02$ | $0,69^{+0,00}_{-0,01}$ | $0,93^{+0,05}_{-0,06}$ | $0,93^{+0,05}_{-0,06}$ | |
| n | $3,00^{+0,17}_{-0,00}$ | $3,00^{+0,32}_{-0,00}$ | $3,16^{+0,16}_{-0,11}$ | $3,16^{+0,16}_{-0,11}$ | |
| $\cos(i)$ | $0,35^{+0,03}_{-0,01}$ | $0,33^{+0,00}_{-0,01}$ | $0,24 \pm 0,02$ | $0,24 \pm 0,02$ | |
| $E(B-V)$ (mag) | $1,19^{+0,12}_{-0,17}$ | $1,72^{+0,10}_{-0,39}$ | $0,50^{+0,01}_{-0,02}$ | $0,50^{+0,01}_{-0,02}$ | 0,53 ⁽¹⁾ |
| plx (mas) | $0,46^{+0,01}_{-0,02}$ | $0,44 \pm 0,01$ | $0,43 \pm 0,02$ | $0,43 \pm 0,02$ | 0,45 \pm 0,03 ⁽²⁾ |
| Σ_0 (g/cm^2) | $0,38 \pm 0,27$ | $0,53 \pm 0,58$ | $0,98 \pm 0,26$ | $0,98 \pm 0,26$ | |
| ω | $0,86 \pm 0,09$ | $0,90 \pm 0,09$ | $0,98 \pm 0,02$ | $0,98 \pm 0,02$ | |
| W | $0,62 \pm 0,09$ | $0,70 \pm 0,13$ | $0,85 \pm 0,06$ | $0,85 \pm 0,06$ | |
| β_{GD} | $0,20 \pm 0,02$ | $0,19 \pm 0,02$ | $0,16 \pm 0,01$ | $0,16 \pm 0,01$ | |
| R_{pol} (R_{\odot}) | $5,98 \pm 0,43$ | $6,04 \pm 0,42$ | $4,82 \pm 0,11$ | $4,82 \pm 0,11$ | 9,32 ⁽¹⁾ * |
| $\log L$ (L_{\odot}) | $3,99 \pm 0,15$ | $4,02 \pm 0,15$ | $3,48 \pm 0,06$ | $3,48 \pm 0,06$ | |
| idade (Myr) | $20,48 \pm 3,37$ | $19,98 \pm 3,97$ | $39,25 \pm 3,87$ | $39,25 \pm 3,87$ | |
| inclinação ($^{\circ}$) | $69,64 \pm 2,35$ | $71,55 \pm 2,08$ | $75,59 \pm 1,31$ | $75,59 \pm 1,31$ | |
| $\log(g_{pol})$ (cm/s^2) | $3,90 \pm 0,02$ | $3,90 \pm 0,02$ | $3,93 \pm 0,00$ | $3,93 \pm 0,00$ | 4,16 \pm 1,70 ⁽¹⁾ * |
| v_{rot} (km/s) | $324,83 \pm 59,89$ | $356,80 \pm 58,31$ | $388,38 \pm 21,50$ | $388,38 \pm 21,50$ | |
| T_{pol} (K) | $24170,25 \pm 1549,56$ | $24375,29 \pm 1298,09$ | $20936,49 \pm 752,95$ | $20936,49 \pm 752,95$ | |
| distância (pc) | $2237,37 \pm 88,58$ | $2215,91 \pm 84,62$ | $2339,53 \pm 105,40$ | $2339,53 \pm 105,40$ | 2068,62 ^{+131,18} _{-116,7} (3) |

Tabela 5.6: Parâmetros físicos obtidos para a estrela Hen 3-1876. As referências extraídas da literatura: (1) [Stassun et al. \(2019\)](#); (2) [Gaia Collaboration et al. \(2018\)](#) e (3) [Bailer-Jones et al. \(2018\)](#). (*) Indica que os valores obtidos por meio da literatura não fazem distinção entre equador ou polo.

A partir da análise dos resultados obtidos para a nossa amostra e apresentados para essas seis estrelas podemos fazer as seguintes considerações gerais:

- Os valores obtidos para a massa por meio da modelagem das linhas espectrais são maiores do que os obtidos por meio da SED. Nós optamos por adotar somente o valor da SED como mais provável, uma vez que estes concordam com os valores disponíveis na literatura.
- O valor do achatamento é obtido por meio da média ponderada dos observáveis, exceto quando há uma grande dispersão dos walkers ou devido a presença de picos secundários, nesses casos adotamos a média dos observáveis com melhores ajustes. Esse mesmo critério é adotado para norm Σ_0 , o parâmetro n , $\log(g_{pol})$, β_{GD} e Σ_0
- O cosseno do ângulo de inclinação do disco (e o próprio valor da inclinação), o valor final da fração da rotação angular (w), a taxa de rotação da estrela (W), raio do polo, $\log(L)$, idade, v_{rot} e temperatura efetiva são obtidos através da média ponderada das linhas de Brackett, exceto nos casos onde os ajustes das linhas não é possível devido às limitações da grade.
- Nós adotamos o ajuste do $E(B - V)$ da SED por ser mais confiável do que os valores obtidos através da modelagem das linhas. Foram feitos testes fixando o valor do $E(B - V)$ obtido pela SED como prior para a modelagem das linhas e como resultado não observamos uma alteração significativa dos valores dos

parâmetros no intervalo de 1σ . Duas possíveis explicações para isso ocorrer são o pequeno intervalo de comprimento de onda das linhas a serem modeladas e principalmente por elas estarem na região do infravermelho próximo, sendo menos afetadas pela extinção interestelar.

- O valor da paralaxe, e por consequência da distância, é obtido através da média ponderada das três observáveis, uma vez que adotamos a paralaxe como prior.
- Os modelos não reproduzem perfis de linha em duplo pico que apresentam picos assimétricos. Neste caso, o melhor modelo obtido através do EMCEE tende a ajustar somente um dos picos da linha.
- Os modelos não ajustam perfis de linhas muito largos, com velocidades maiores do que 300 km/s. Isso ocorre pois os modelos não levam em consideração o espalhamento eletrônico.
- A nossa modelagem não conseguiu reproduzir modelos com perfis de linha estreitos e uma análise da nossa metodologia precisa ser feita.
- A cobertura espectral da nossa grade abrange o intervalo entre 0.14 - 2.4 μm , limitando a cobertura da SED à região do ultravioleta, óptico e infravermelho próximo.

5.2 Parâmetros obtidos

A partir das considerações feitas na [Seção 2.2](#) selecionamos os parâmetros obtidos diretamente do resultado da modelagem e que melhor se ajustam para cada um dos objetos da nossa amostra e incluímos nas Tabelas [5.7](#) (para os resultados da modelagem do APOGEE e SED) e [5.8](#) (para os resultados da modelagem do FEROS). As estrelas da amostra que não apresentaram um bom ajuste entre os perfis de linha observados e dos modelos estão sinalizadas com um asterisco (*) ao lado do nome, indicando que para esses casos os parâmetros finais contidos na tabela são provenientes exclusivamente da SED. Para o caso inverso, ou seja, onde houve um bom ajuste para as linhas espectrais e um resultado ruim para a SED, as estrelas estarão sinalizadas com dois asteriscos (**). As tabelas para cada uma das estrelas contendo os valores dos parâmetros estimados para cada observável e sua comparação com a literatura encontram-se no [Apêndice D](#).

Tabela 5.8: Parâmetros físicos obtidos através da modelagem das estrelas Be da nossa amostra com dados FEROS. Na coluna 1 temos o nome da estrela; na coluna 2 a massa do objeto em unidades de massa solar; na coluna 3 temos o achatamento da estrela dado por R_{eq}/R_{pol} ; na coluna 4 temos a densidade superficial de base do disco normalizada; na coluna 5 temos o índice da distribuição da densidade volumétrica n ; na coluna 6 temos o cosseno do ângulo de inclinação do disco, $\cos(i)$; na coluna 7 o excesso de cor, $E(B - V)$, e finalmente na coluna 8 temos a paralaxe em milissegundos de arco (mas).

| Estrela | M_* | $Oblat$ | $norm\Sigma_0$ | n | $\cos i$ | $E(B - V)$ | plx |
|-----------------|-------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|
| BD-21 4920 | $6,74^{+1,52}_{-0,96}$ | $1,19^{+0,11}_{-0,06}$ | $0,44^{+0,15}_{-0,14}$ | $3,83^{+0,31}_{-0,35}$ | $0,79^{+0,03}_{-0,01}$ | $2,02^{+1,34}_{-1,30}$ | $1,77^{+0,06}_{-0,05}$ |
| TYC 158-270-1 | $4,97^{+0,95}_{-0,56}$ | $1,25^{+0,11}_{-0,10}$ | $0,40^{+0,19}_{-0,18}$ | $4,03^{+0,29}_{-0,36}$ | $0,72^{+0,06}_{-0,04}$ | $2,01^{+1,29}_{-1,33}$ | $0,96^{+0,04}_{-0,04}$ |
| TYC 6849-617-1 | $3,81\pm 0,01$ | $1,10\pm 0,00$ | $0,98^{+0,01}_{-0,02}$ | $3,98^{+0,01}_{-0,02}$ | $0,00\pm 0,00$ | $1,87^{+1,19}_{-1,14}$ | $0,91\pm 0,06$ |
| Hen 3-14 | $4,34^{+1,14}_{-0,35}$ | $1,12^{+0,17}_{-0,02}$ | $0,36^{+0,10}_{-0,11}$ | $3,50^{+0,15}_{-0,18}$ | $0,02^{+0,03}_{-0,01}$ | $1,89^{+0,70}_{-0,82}$ | $0,96\pm 0,03$ |
| TYC 6854-2016-1 | $11,04^{+1,89}_{-2,05}$ | $1,25^{+0,11}_{-0,09}$ | $0,45^{+0,09}_{-0,06}$ | $3,21^{+0,18}_{-0,14}$ | $0,64^{+0,06}_{-0,05}$ | $2,07^{+1,26}_{-1,43}$ | $0,57\pm 0,30$ |
| TYC 7378-989-1 | $7,59^{+2,12}_{-1,33}$ | $1,31^{+0,09}_{-0,10}$ | $0,16^{+0,16}_{-0,10}$ | $3,93^{+0,39}_{-0,52}$ | $0,83^{+0,07}_{-0,03}$ | $1,96^{+1,37}_{-1,35}$ | $0,62\pm 0,06$ |
| TYC 1846-17-1 | $5,93^{+1,14}_{-0,93}$ | $1,28^{+0,10}_{-0,11}$ | $0,50^{+0,16}_{-0,10}$ | $3,27^{+0,24}_{-0,16}$ | $0,88^{+0,02}_{-0,05}$ | $2,17^{+1,22}_{-1,32}$ | $0,96\pm 0,04$ |

5.3 Parâmetros derivados pós-modelagem

Como descrito na Seção 2.2.4, a partir dos parâmetros obtidos da modelagem com o EMCEE podemos inferir outros parâmetros através de modelos de evolução estelar e equações utilizadas no estudo de estrelas Be descritos no Capítulo 1. Devido a grande quantidade de parâmetros obtidos, decidimos dividir os resultados nas Tabelas 5.9, Tabelas 5.10, Tabelas 5.11 e Tabelas 5.12 para uma melhor apreciação do leitor. As estrelas da amostra que não apresentaram um bom ajuste entre os perfis de linha observados e dos modelos estão sinalizadas com um asterisco (*) ao lado do nome, indicando que para esses casos os parâmetros finais contidos na tabela são provenientes exclusivamente da SED. Para o caso inverso, ou seja, onde houve um bom ajuste para as linhas espectrais e um resultado ruim para a SED, as estrelas estarão sinalizadas com dois asteriscos (**).

Tabela 5.9: Parâmetros físicos derivados da modelagem das estrelas Be da nossa amostra com dados APOGEE e SED. Na coluna 1 temos o nome da estrela; na coluna 2 a densidade superficial Σ_0 ; na coluna 3 temos o parâmetro ω ; na coluna 4 temos o parâmetro W ; na coluna 5 temos o índice beta do escurecimento gravitacional, β_{GD} ; na coluna 6 a inclinação do disco da estrela e na coluna 7 a distância da estrela em parsecs.

| Estrela | Σ_0 | ω | W | β_{GD} | Inclinação | Distância |
|--------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|----------------|-------------------------|----------------------------|
| TYC 4306-1125-1 | $0,05\pm 0,03$ | $0,98\pm 0,02$ | $0,84\pm 0,06$ | $0,17\pm 0,01$ | $70,17\pm 0,01$ | $829,88\pm 9,99$ |
| MWC 5(**) | $0,68\pm 0,15$ | $0,95\pm 0,03$ | $0,75\pm 0,49$ | $0,18\pm 0,01$ | $31,79\pm 0,98$ | $2983,16\pm 174,21$ |
| BD+66 64 | $0,12\pm 0,06$ | $0,95\pm 0,03$ | $0,77\pm 0,03$ | $0,18\pm 0,01$ | $88,75\pm 0,96$ | $626,44\pm 5,47$ |
| TYC 4029-428-1 | $0,03\pm 0,01$ | $0,97\pm 0,01$ | $0,80\pm 0,04$ | $0,17\pm 0,01$ | $41,95\pm 2,09$ | $783,22\pm 9,62$ |
| WISE J010622.53+621031.2 | $0,07\pm 0,01$ | $1,00\pm 0,10$ | $0,94\pm 0,10$ | $0,15\pm 0,10$ | $25,81\pm 0,11$ | $3390,25\pm 36,00$ |
| TYC 3683-1262-1 | $0,33\pm 0,06$ | $0,92\pm 0,05$ | $0,71\pm 0,07$ | $0,19\pm 0,01$ | $56,78\pm 2,17$ | $1422,72\pm 34,19$ |
| TYC 3692-1234-1 | $0,35\pm 0,16$ | $0,89\pm 0,04$ | $0,65\pm 0,06$ | $0,20\pm 0,01$ | $8,90\pm 0,49$ | $1449,80\pm 32,35$ |
| TYC 3692-1671-1 | $0,10\pm 0,12$ | $0,80\pm 0,05$ | $0,54\pm 0,06$ | $0,21\pm 0,01$ | $77,70\pm 2,23$ | $2801,18\pm 118,41$ |
| TYC 3690-1236-1 | $0,14\pm 0,03$ | $0,88\pm 0,03$ | $0,63\pm 0,56$ | $0,20\pm 0,01$ | $52,16\pm 1,77$ | $2195,24\pm 76,28$ |
| TYC 4056-415-1 | $0,07^{+0,02}_{-0,01}$ | $0,94^{+0,03}_{-0,02}$ | $0,73^{+0,10}_{-0,03}$ | $0,18\pm 0,01$ | $84,17^{+1,36}_{-1,65}$ | $655,47^{+11,20}_{-10,22}$ |
| TYC 4060-96-1 | $0,03\pm 0,01$ | $0,99\pm 0,01$ | $0,94\pm 0,01$ | $0,15\pm 0,01$ | $63,22^{+2,57}_{-0,46}$ | $551,11^{+5,88}_{-5,25}$ |
| TYC 3320-1906-1 | $0,04\pm 0,01$ | $0,94\pm 0,04$ | $0,75\pm 0,06$ | $0,18\pm 0,01$ | $50,30\pm 5,56$ | $1122,41\pm 29,84$ |

Tabela 5.9 – continuação da página anterior

| Estrela | Σ_0 | ω | W | β_{GD} | Inclinação | Distância |
|-----------------------------|--|--|--|--------------|---|---|
| WISE J183827.65-101421.1(*) | 0,13±0,03 | 0,96±0,04 | 0,80±0,10 | 0,17±0,01 | 34,78±3,54 | 2047,64±121,17 |
| GSC 05692-00540 | 0,31±0,04 | 0,78±0,05 | 0,52±0,07 | 0,22±0,01 | 65,65±1,04 | 1875,14±62,67 |
| BD-07 4647 | 0,27±0,03 | 0,75±0,03 | 0,50±0,05 | 0,22±0,01 | 28,35±1,78 | 1433,35±53,90 |
| TYC 5121-940-1 | 0,63±0,14 | 0,97±0,18 | 0,82±0,05 | 0,17±0,01 | 52,49±2,93 | 2581,97±137,83 |
| WISE J184125.48-053403.7 | 0,03±0,01 | 0,93±0,04 | 0,73±0,08 | 0,19±0,01 | 74,23±2,04 | 2246,79±109,98 |
| TYC 5126-2325-1 | 0,29±0,09 | 0,92±0,31 | 0,68±0,05 | 0,19±0,01 | 75,82±0,90 | 2568,39±204,63 |
| BD-10 4799 | 0,16±0,08 | 0,93±0,03 | 0,71±0,07 | 0,18±0,01 | 35,18±6,30 | 1354,78±52,62 |
| BD-05 4897 | 0,17±0,16 | 0,98±0,01 | 0,87±0,04 | 0,16±0,01 | 29,19 ^{+3,19} _{-3,19} | 1258,99±40,40 |
| MWC 981 | 0,20±0,03 | 0,93±0,04 | 0,74±0,07 | 0,18±0,01 | 60,55±1,30 | 494,11±9,45 |
| BD-05 4997 | 0,23±0,04 | 0,78±0,04 | 0,52±0,05 | 0,21±0,01 | 76,91±0,51 | 721,23±10,65 |
| AS 367 | 0,46±0,22 | 0,96±0,02 | 0,79±0,05 | 0,17±0,01 | 60,10±2,77 | 1027,30±15,50 |
| BD+26 3733(**) | 0,123±0,03 | 0,89±0,03 | 0,63±0,05 | 0,19±0,01 | 83,25±0,77 | 717,75±8,11 |
| BD+21 3985 | 0,04±0,01 | 0,93±0,04 | 0,72±0,07 | 0,18±0,01 | 44,04±2,63 | 665,13±14,58 |
| AS 394 | 0,51±0,24 | 0,96±0,02 | 0,76±0,04 | 0,18±0,01 | 34,27±3,14 | 2435,09±59,43 |
| Hen 3-1876 | 0,41±0,24 | 0,88±0,06 | 0,66±0,09 | 0,20±0,01 | 70,71±1,56 | 2226,15±61,19 |
| BD+20 4657 | 0,60±0,23 | 0,92±0,03 | 0,71±0,06 | 0,18±0,01 | 71,01±1,39 | 1914,25±95,18 |
| BD+50 3188 | 1,62±0,60 | 0,96±0,03 | 0,82±0,04 | 0,17±0,01 | 27,89±1,20 | 2641,70±95,22 |
| TYC 3586-282-1 | 0,11 ^{+1,54} _{-0,01} | 0,98 ^{+0,01} _{-0,03} | 0,84 ^{+0,04} _{-0,09} | 0,17±0,01 | 35,17 ^{+9,82} _{-1,61} | 798,95 ^{+14,14} _{-13,22} |
| TYC 3583-670-1 | 0,39±0,05 | 0,94±0,03 | 0,74±0,06 | 0,18±0,01 | 67,57±1,35 | 1554,80±34,94 |
| AS 478 | 0,45±0,16 | 0,97±0,02 | 0,83±0,06 | 0,17±0,01 | 26,49±1,27 | 1636,13±33,34 |
| TYC 3617-2074-1 | 0,13±0,03 | 0,99±0,01 | 0,92±0,03 | 0,15±0,01 | 28,88±0,58 | 2339,64±91,02 |
| TYC 4463-1138-1 | 0,05±0,01 | 0,98±0,01 | 0,85 ^{+0,01} _{-0,02} | 0,17±0,01 | 77,43 ^{+0,66} _{-0,30} | 1083,82 ^{+19,83} _{-21,64} |
| MWC 1059 | 0,23±0,03 | 0,76±0,03 | 0,50±0,03 | 0,21±0,01 | 63,51±0,39 | 843,44±16,29 |
| SS 453 | 0,04±0,01 | 0,74±0,01 | 0,48±0,02 | 0,22±0,01 | 64,56±0,61 | -562,30±0,76 |
| MWC 1062 | 0,07±0,02 | 0,94±0,03 | 0,71±0,05 | 0,18±0,01 | 40,12±1,96 | 688,99±7,22 |
| BD+55 2936 | 0,71±0,40 | 0,92±0,03 | 0,69±0,05 | 0,19±0,01 | 58,26±2,19 | 2067,19±62,73 |

Tabela 5.10: Parâmetros físicos derivados da modelagem das estrelas Be da nossa amostra com dados FEROS. Na coluna 1 temos o nome da estrela; na coluna 2 a densidade superficial Σ_0 ; na coluna 3 temos o parâmetro ω ; na coluna 4 temos o parâmetro W ; na coluna 5 temos o índice beta do escurecimento gravitacional, β_{GD} ; na coluna 6 a inclinação do disco da estrela e na coluna 7 a distância da estrela em parsecs.

| Estrela | Σ_0 | ω | W | β_{GD} | Inclinação | Distância |
|-----------------|------------|-----------|-----------|--------------|------------|-----------------|
| BD-21 4920 | 0,11±0,07 | 0,86±0,08 | 0,62±0,12 | 0,20±0,02 | 37,48±2,16 | 566,43±15,93 |
| TYC 158-270-1 | 0,05±0,03 | 0,91±0,07 | 0,70±0,13 | 0,19±0,02 | 43,25±3,90 | 1045,38±38,14 |
| TYC 6849-617-1 | 0,05±0,00 | 0,72±0,02 | 0,46±0,03 | 0,22±0,02 | 89,96±0,17 | 1083,96±75,77 |
| Hen 3-14 | 0,04±0,03 | 0,78±0,09 | 0,53±0,13 | 0,21±0,02 | 88,98±1,03 | 1040,90±32,52 |
| TYC 6854-2016-1 | 0,21±0,14 | 0,92±0,06 | 0,71±0,12 | 0,19±0,02 | 49,53±3,89 | 642,13±11142,33 |
| TYC 7378-989-1 | 0,03±0,02 | 0,95±0,05 | 0,77±0,11 | 0,18±0,02 | 32,84±4,77 | 1635,62±163,62 |
| TYC 1846-17-1 | 0,10±0,06 | 0,92±0,06 | 0,72±0,12 | 0,18±0,02 | 29,89±3,83 | 1041,05±35,71 |

Tabela 5.11: Parâmetros físicos obtidos da modelagem das estrelas Be da nossa amostra com dados APOGEE e SED. Na coluna 1 temos o nome da estrela; na coluna 2 o raio do polo, R_{pol} ; na coluna 3 o logaritmo da luminosidade da estrela ($\log L$); na coluna 4 a idade da estrela em Manos; na coluna 5 o logaritmo da gravidade superficial no polo da estrela, $\log(g_{pol})$; na coluna 6 a velocidade de rotação da estrela, v_{rot} , em kms^{-1} e finalmente na coluna 6 a temperatura no polo da estrela, T_{pol} , em K.

| Estrela | R_{pol} | $\log L$ | Idade | $\log(g_{pol})$ | v_{rot} | T_{pol} |
|--------------------------|--|--|--|-----------------|--|--|
| TYC 4306-1125-1 | 4,06±0,32 | 2,94±0,21 | 94,67±21,18 | 3,93±0,0 | 355,82±17,20 | 13925,04±391,89 |
| MWC 5(**) | 4,88±0,23 | 3,54±0,11 | 34,09±4,87 | 3,93±0,01 | 350,42±17,99 | 20350,92±1096,03 |
| BD+66 64 | 4,30±0,34 | 3,12±0,22 | 75,40±20,83 | 3,93±0,01 | 335,96±20,22 | 17669,79±1525,32 |
| TYC 4029-428-1 | 3,56±0,18 | 2,55±0,13 | 154,92±20,78 | 3,93±0,0 | 321,09±13,71 | 13070,92±17,84 |
| WISE J010622.53+621031.2 | 3,76±0,59 | 2,72±0,05 | 125,31±9,815 | 3,93±0,0 | 362,94±2,73 | 13086,37±15,07 |
| TYC 3683-1262-1 | 4,61±0,18 | 3,34±0,11 | 50,27±7,81 | 3,93±0,00 | 335,23±29,33 | 16452,92±347,78 |
| TYC 3692-1234-1 | 4,84±0,33 | 3,46±0,19 | 45,18±15,18 | 3,92±0,01 | 313,43±23,19 | 19751,88±1433,85 |
| TYC 3692-1671-1 | 5,27±0,27 | 3,71±0,13 | 29,23±5,56 | 3,92±0,01 | 384,52±43,99 | 22716,88±1246,85 |
| TYC 3690-1236-1 | 5,32±0,27 | 3,71±0,13 | 30,02±7,66 | 3,92±0,01 | 305,29±23,70 | 21677,85±1061,75 |
| TYC 4056-415-1 | 4,50 ^{+0,37} _{-0,23} | 3,30 ^{+0,20} _{-0,16} | 52,78 ^{+13,18} _{-9,38} | 3,94±0,01 | 344,87 ^{+36,21} _{-22,37} | 18445,18 ^{+2525,68} _{-1178,34} |

Tabela 5.11 – continuação da página anterior

| Estrela | R_{pol} | $\log L$ | Idade | $\log(g_{pol})$ | v_{rot} | T_{pol} |
|-----------------------------|--|--|---|--|--|---|
| WISE J182959.95-090837.6 | 3,89±0,10 | 2,83±0,09 | 105,16±14,49 | 3,93±0,1 | 313,20±24,28 | 13078,11±19,56 |
| BD-07 4630 | 3,60±0,14 | 2,57±0,12 | 162,97±22,23 | 3,93±0,01 | 343,09±10,11 | 14398,57±697,67 |
| WISE J183827.65-101421.1(*) | 3,74±0,07 | 2,71±0,06 | 127,00±10,22 | 3,93±0,00 | 326,80±32,24 | 15053,85±720,30 |
| GSC 05692-00540 | 4,89±0,21 | 3,50±0,11 | 39,22±7,05 | 3,92±0,01 | 258,60±30,90 | 20094,58±978,44 |
| BD-07 4647 | 4,78±0,13 | 3,42±0,07 | 44,03±6,28 | 3,93±0,01 | 240,92±21,05 | 16353,05±746,88 |
| TYC 5121-940-1 | 5,52±0,26 | 3,83±0,11 | 24,82±3,49 | 3,91±0,01 | 397,76±19,74 | 19189,27±1019,24 |
| WISE J184125.48-053403.7 | 4,81±0,44 | 3,4±0,24 | 49,92±16,11 | 3,92±0,02 | 335,76±26,64 | 16909,70±694,84 |
| TYC 5126-2325-1* | 5,23±0,22 | 3,69±0,10 | 30,37±3,91 | 3,92±0,01 | 344,42±22,59 | 21776,71±847,34 |
| BD-10 4799 | 4,52±0,17 | 3,28±0,11 | 55,65±0,18 | 3,93±0,01 | 329,80±26,88 | 18515,11±907,70 |
| BD-05 4897 | 4,54±0,33 | 3,28±0,19 | 57,58±13,74 | 3,93±0,01 | 383,75±15,30 | 19366,30±1572,68 |
| MWC 981 | 4,40±0,17 | 3,20±0,11 | 62,68±9,06 | 3,94±0,01 | 335,23±28,69 | 18043,79±838,69 |
| BD-05 4997 | 5,04±0,23 | 3,57±0,13 | 36,09±8,49 | 3,92±0,01 | 258,90±22,44 | 20436,47±1002,37 |
| AS 367 | 4,88±0,25 | 3,50±0,13 | 40,12±7,09 | 3,93±0,01 | 369,59±15,69 | 20566,76±1125,66 |
| BD+26 3733(**) | 4,32±0,32 | 3,14±0,19 | 71,46±15,71 | 3,94±0,01 | 364,43±16,63 | 17985,92±1331,09 |
| BD+21 3985 | 3,63±0,05 | 2,61±0,05 | 144,97±10,89 | 3,93±0,01 | 295,67±23,22 | 14106,68±373,54 |
| AS 394 | 5,46±0,22 | 3,80±0,10 | 25,84±3,77 | 3,92±0,01 | 373,10±19,83 | 22753,62±892,98 |
| Hen 3-1876 | 6,01±0,30 | 4,00±0,11 | 20,27±2,57 | 3,90±0,01 | 341,24±41,78 | 24290,74±995,07 |
| BD+20 4657 | 5,39±0,39 | 3,75±0,16 | 28,62±5,38 | 3,92±0,01 | 352,42±24,90 | 22207,54±1379,86 |
| BD+50 3188 | 5,99±0,23 | 4,01±0,08 | 19,99±1,81 | 3,90±0,01 | 409,02±18,52 | 24687,07±807,02 |
| TYC 3586-282-1 | 3,89 ^{+1,53} _{-0,04} | 2,84 ^{+0,81} _{-0,03} | 104,18 ^{+5,34} _{-48,77} | 3,93 ^{+0,01} _{-0,02} | 347,68 ^{+16,34} _{-24,35} | 15995,53 ^{+6015,51} _{-464,51} |
| TYC 3583-670-1 | 5,17±0,19 | 3,67±0,09 | 29,40±3,56 | 3,92±0,01 | 360,72±26,70 | 21361,02±728,67 |
| AS 478 | 4,86±0,19 | 3,50±0,11 | 39,07±6,88 | 3,93±0,01 | 379,42±18,58 | 20904,88±938,41 |
| TYC 3617-2074-1 | 5,04±0,12 | 3,60±0,06 | 33,84±2,73 | 3,93±0,01 | 420,95±9,41 | 22447,84±532,03 |
| TYC 4463-1138-1 | 3,62 ^{+0,05} _{-0,03} | 2,60 ^{+0,05} _{-0,03} | 140,26 ^{+8,96} _{-10,24} | 3,93±0,01 | 340,80 ^{+4,72} _{-7,40} | 14491,23 ^{+402,50} _{-142,99} |
| MWC 1059 | 5,73±0,10 | 3,89±0,05 | 23,17±1,48 | 3,90±0,01 | 262,30±13,16 | 22931,95±348,75 |
| SS 453 | 3,57±0,01 | 2,52±0,01 | 178,71±1,41 | 3,92±0,01 | 206,05±7,08 | 13109,08±19,71 |
| MWC 1062 | 4,36±0,27 | 3,15±0,18 | 72,04±16,74 | 3,93±0,01 | 325,94±21,58 | 17583,94±21369,77 |
| BD+55 2936 | 5,72±20,00 | 3,91±0,07 | 22,46±2,10 | 3,91±0,01 | 354,42±20,92 | 23455,24±571,30 |

Tabela 5.12: Parâmetros físicos obtidos da modelagem das estrelas Be da nossa amostra com dados FEROS. Na coluna 1 temos o nome da estrela; na coluna 2 o raio do polo, R_{pol} ; na coluna 3 o logaritmo da luminosidade da estrela ($\log L$); na coluna 4 a idade da estrela em Manos; na coluna 5 o logaritmo da gravidade superficial no polo da estrela, $\log(g_{pol})$; na coluna 6 a velocidade de rotação da estrela, v_{rot} , em kms^{-1} e finalmente na coluna 6 a temperatura no polo da estrela, T_{pol} , em K.

| Estrela | R_{pol} | $\log L$ | Idade | $\log(g_{pol})$ | v_{rot} | T_{pol} |
|-----------------|-----------|-----------|--------------|-----------------|--------------|-------------------|
| BD-21 4920 | 4,70±0,43 | 3,38±0,25 | 50,00±18,28 | 3,93±0,01 | 296,96±52,47 | 19200,28±2077,531 |
| TYC 158-270-1 | 4,03±0,38 | 2,93±0,24 | 95,30±28,44 | 3,93±0,01 | 304,41±51,44 | 16110,64±1914,90 |
| TYC 6849-617-1 | 3,55±0,04 | 2,49±0,04 | 179,27±8,45 | 3,92±0,00 | 196,65±12,03 | 13107,80±247,35 |
| Hen 3-14 | 3,79±0,26 | 2,72±0,21 | 128,70±36,64 | 3,93±0,00 | 233,22±45,26 | 14564,66±1311,64 |
| TYC 6854-2016-1 | 6,27±0,63 | 4,09±0,22 | 18,37±5,14 | 3,89±0,02 | 366,19±53,59 | 25253,28±2204,85 |
| TYC 7378-989-1 | 5,08±0,71 | 3,58±0,33 | 39,14±17,36 | 3,92±0,02 | 366,30±47,24 | 21284,06±2948,13 |
| TYC 1846-17-1 | 4,33±0,35 | 3,15±0,24 | 69,00±23,46 | 3,93±0,00 | 325,59±44,83 | 17725,90±1871,58 |

Capítulo 6

Conclusões e Perspectivas

As estrelas Be têm como principal característica a presença de um disco circunestelar transiente formado pela ejeção de gás da estrela. A determinação de parâmetros físicos tanto da estrela quanto do seu disco são de suma importância para a caracterização desses objetos, auxiliando na identificação de fases de formação/dissipação do disco, o que por sua vez pode contribuir no estudo dos processos físicos que dão origem à ejeção de material da estrela. Neste sentido, esta tese tem como principal objetivo contribuir para uma melhor compreensão desses objetos, e para tal realizamos a modelagem de uma amostra de estrelas Be, obtendo os seus parâmetros físicos e de seus discos.

De posse de espectros de alta resolução na banda H e no óptico, obtidos através do levantamento APOGEE (data release 16) e com o espectrógrafo FEROS, respectivamente, e de dados fotométricos disponíveis na literatura, realizamos a modelização das linhas de Brackett 11 e 13, da linha de H_α e da distribuição espectral de energia (SED) da nossa amostra de objetos, utilizando a grade de modelos BeAtlas, criada com o HDUST, um código 3D de transferência radiativa que utiliza o método de Monte Carlo. Para a determinação dos melhores modelos para a reprodução dos observáveis, utilizamos o código EMCEE, baseado no método de Monte Carlo Markov Chain (MCMC). Através desta modelização, foi possível determinar parâmetros físicos tanto da estrela central, como massa, temperatura efetiva, raio polar, luminosidade, idade e achatamento, quanto parâmetros do disco circunestelar, como densidade superficial de base do disco e o ângulo de inclinação, além também do excesso de cor e da paralaxe dos objetos.

Entretanto, antes de aplicarmos a BeAtlas à nossa amostra, tivemos de identificar e excluir estrelas múltiplas, uma vez que a grade de modelos foi desenvolvida para objetos simples. Para isso, realizamos uma busca na literatura e utilizamos a técnica de

interferometria speckle. Como resultado deste trabalho publicamos um artigo (Souza, Guerrero & Borges Fernandes, 2020) com a descoberta de três novas estrelas duplas, além de identificarmos quatro novas companheiras em sistemas múltiplos previamente conhecidos. Cabe destacar que o nosso grupo, em colaboração com a equipe técnica do Laboratório Nacional de Astrofísica (OPD/LNA), foi o responsável pela implementação da técnica de interferometria speckle no telescópio Perkin-Elmer de 1,6-m e que agora está disponível para toda a comunidade astronômica brasileira.

Após a filtragem dos objetos múltiplos, a nossa amostra passou a ser composta por 102 estrelas Be para as quais realizamos a modelagem com a BeAtlas. Vale ressaltar que, para a maioria destas estrelas, esses parâmetros foram obtidos pela primeira vez, especialmente no que diz respeito aos discos circunstelares. Descrevemos em detalhes uma amostra representativa dos nossos objetos, ressaltando não somente os melhores modelos que reproduziram os observáveis, mas também as limitações apresentadas pelo uso da grade de modelos. Entre as limitações encontradas, destacamos a pequena cobertura espectral dos modelos (0.14 - 2.4 μm); a ausência de modelos com perfis de linhas assimétricos, causados possivelmente pela presença de não homogeneidades no disco; a não existência de modelos com perfis de linhas mais largos do que 300 km/s devido a não inclusão do espalhamento eletrônico e a impossibilidade de ajuste pelo código EMCEE de modelos mais estreitos do que 150 km/s.

Com base nos resultados da modelagem das linhas e da SED, foi feita uma análise dos parâmetros físicos calculados através de cada observável e definido qual seria o valor final para cada um deles. Por vezes, decidimos usar uma média ponderada dos resultados obtidos para mais de um observável. Assim, destacamos a escolha feita para alguns dos parâmetros:

1. Adotamos o valor da massa calculado através da modelagem da SED como sendo o mais provável, uma vez que esse valor está de acordo com os valores disponíveis na literatura para alguns dos objetos.
2. O achatamento foi obtido por meio da média ponderada dos três observáveis, exceto quando há uma grande dispersão dos walkers ou devido à presença de picos secundários nos gráficos de correlação. Nesses casos, adotamos a média dos observáveis com os melhores ajustes. Esse mesmo critério foi adotado para $\text{norm } \Sigma_0$, o parâmetro n , $\log(g_{\text{pot}})$, β_{GD} e Σ_0 .
3. O cosseno do ângulo de inclinação do disco e o próprio valor da inclinação, a fração da rotação angular (w), a taxa de rotação da estrela (W), o raio do polo, $\log(L)$, idade e v_{rot} foram estimados através da média ponderada das linhas espectrais.

4. O $E(B - V)$ foi calculado através da SED por ser mais confiável do que os valores obtidos através da modelagem das linhas.
5. A paralaxe e a distância foram estimadas através da média ponderada dos três observáveis, uma vez que adotamos esses parâmetros como priors.

Como conclusão final desta tese, fica clara a viabilidade do BeAtlas para a determinação dos parâmetros físicos das estrelas Be Clássicas e de seus discos, através da combinação de dados espectrais e fotométricos no óptico e no IV próximo, de forma a contribuir para uma melhor compreensão destes objetos. Destacamos também a utilização da interferometria speckle, em especial no OPD, como mais uma ferramenta disponível para a identificação de sistemas binários e múltiplos.

Por fim, com relação as perspectivas futuras deste trabalho, pretendemos:

- Preparar mais dois novos artigos, sendo um deles contendo os resultados da modelagem descritos nessa tese e outro artigo contendo os resultados obtidos para 22 estrelas Be observadas, através da interferometria speckle, no telescópio de 2,1-m do Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, durante a minha estadia no Instituto de Astronomía da Universidad Nacional Autónoma de México (UNAM).
- Aumentar a amostra de estrelas Be observadas através da técnica de interferometria speckle para a identificação de novos sistemas binários ou múltiplos.
- Verificar em detalhes os dados de cada uma das estrelas da nossa amostra que apresentam binaridade e multiplicidade para avaliar a possibilidade de aplicação da BeAtlas.
- Pretendemos analisar os espectros das estrelas obtidos em épocas diferentes (visits) em busca de variabilidade, além de comparar os resultados das modelagens desses espectros, especialmente os parâmetros do disco que possam indicar uma variabilidade, ou seja formação/dissipação dele.
- Modelar as linhas de $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$ dos espectros FEROS.
- Obtenção de novos modelos que considerem o alargamento da linha por espalhamento eletrônico, com base no trabalho realizado recentemente pela doutoranda Amanda Caveagna Rubio, orientada pelo Dr. Alex Carciofi (IAG/USP), o que nos permitirá obter parâmetros físicos mais confiáveis para as nossas estrelas.

- Modelagem de todos os observáveis (perfis de linhas e SED) simultaneamente.
- Analisar pela primeira vez, através de uma grande amostra de objetos, os parâmetros obtidos em função do tipo espectral.
- Em colaboração com pesquisadores da Universidade de Valparaíso no Chile, pretendemos utilizar o BeAtlas e o EMCEE na modelagem de um conjunto de estrelas Be observadas pelo levantamento BeSoS. Através de observações multi-épocas que muitos desses objetos possuem, pretendemos verificar a presença de variações espectrais que possam estar associadas ao processo de formação/dissipação dos discos.

Apêndices

Apêndice A

Priors

Como descrito na seção 2.5, uma vez que o código EMCEE está baseado em estatística Bayesiana, é necessário fornecer informações prévias a cada um dos parâmetros que iremos modelar. A Tabela A.1 contém os priors que utilizamos para a modelagem. Na *coluna 1* encontram-se as estrelas da nossa amostra. Nas *colunas 2 e 3* temos os valores da paralaxe e sua incerteza, respectivamente. Nós adotamos basicamente os dados do DR2 do Gaia (Gaia Collaboration et al., 2018) ou na ausência dele, os dados do satélite Hipparcos (Van Leeuwen, 2007). Nas *colunas 4 e 5* temos os valores de $v_{sen}(i)$ e sua incerteza respectivamente. Nós adotamos os valores da literatura (*coluna 8*) quando disponíveis, caso contrário utilizamos o valor que foi derivado por nós no cálculo da velocidade radial (vide seção 2.5.1). Por fim, nas *colunas 6 e 7* temos uma estimativa dos limites inferior e superior aplicados ao cosseno do ângulo de inclinação do disco respectivamente. Esses limites foram obtidos através do ajuste de velocidade radial (vide seção 2.5.2). Para os demais parâmetros não citados aqui, nós adotamos como prior todo o intervalo de valores contido na grade de modelos.

Tabela A.1: Priors adotados para a modelagem com o código EMCEE.

| Estrela | plx | σ_{plx} | $v_{sen}(i)$ | $\sigma_{v_{sen}i}$ | $\cos i_{min}$ | $\cos i_{max}$ | Ref. $v_{sen}(i)$ |
|--------------------------|--------|----------------|--------------|---------------------|----------------|----------------|-------------------|
| TYC 4306-1125-1 | 1,2261 | 0,0325 | 400 | 120 | 0,0 | 0,44 | Esse trabalho |
| MWC 5 | 0,3332 | 0,0346 | 180 | 54 | 0,77 | 0,99 | Esse trabalho |
| BD+66 64 | 1,5993 | 0,0254 | 300 | 90 | 0,0 | 0,22 | Esse trabalho |
| TYC 4029-428-1 | 1,2743 | 0,027 | 350 | 105 | 0,66 | 0,99 | Esse trabalho |
| WISE J010622.53+621031.2 | 0,3371 | 0,024 | 180 | 54 | 0,66 | 0,99 | Esse trabalho |
| TYC 3683-1262-1 | 0,7339 | 0,0454 | 280 | 84 | 0,55 | 0,77 | Esse trabalho |
| TYC 3692-1234-1 | 0,6947 | 0,0572 | 360 | 108 | 0,0 | 0,22 | Esse trabalho |
| TYC 3692-1671-1 | 0,3628 | 0,0455 | 500 | 150 | 0,11 | 0,77 | Esse trabalho |
| TYC 3690-1236-1 | 0,4954 | 0,0433 | 400 | 120 | 0,33 | 0,99 | Esse trabalho |
| TYC 4056-415-1 | 1,5369 | 0,0514 | 300 | 90 | 0,0 | 0,33 | Esse trabalho |
| TYC 4060-96-1 | 1,806 | 0,0313 | 380 | 114 | 0,33 | 0,66 | Esse trabalho |
| TYC 3320-1906-1 | 0,8909 | 0,0431 | 380 | 114 | 0,33 | 0,77 | Esse trabalho |
| TYC 4076-1300-1 | 1,0251 | 0,0368 | 380 | 114 | 0,22 | 0,55 | Esse trabalho |
| TYC 3727-1849-1 | 0,9003 | 0,0344 | 500 | 150 | 0,22 | 0,44 | Esse trabalho |
| WISE J044231.14+383046.9 | 0,7526 | 0,0489 | 200 | 60 | 0,77 | 0,99 | Esse trabalho |

| Estrela | plx | σ_{plx} | $v_{sen}(i)$ | $\sigma_{v_{sen}i}$ | $\cos i_{min}$ | $\cos i_{max}$ | Ref. $v_{sen}(i)$ |
|--------------------------|--------|----------------|--------------|---------------------|----------------|----------------|-----------------------------|
| VES 828 | 0,6542 | 0,0592 | 360 | 108 | 0,0 | 0,33 | Esse trabalho |
| BD+43 1049 | 1,0143 | 0,0517 | 300 | 90 | 0,55 | 0,99 | Esse trabalho |
| TYC 2395-1302-1 | 0,8048 | 0,0461 | 250 | 75 | 0,66 | 0,88 | Esse trabalho |
| TYC 2400-1784-1 | 0,484 | 0,0532 | 300 | 90 | 0,0 | 0,22 | Esse trabalho |
| TYC 1846-17-1 | 0,9611 | 0,0397 | 220 | 66 | 0,33 | 0,99 | Esse trabalho |
| ALS 8227 | 0,0745 | 0,048 | 230 | 69 | 0,0 | 0,2 | Esse trabalho |
| BD+47 1108 | 1,1592 | 0,0587 | 330 | 99 | 0,66 | 0,99 | Esse trabalho |
| MWC 488 | 0,943 | 0,0493 | 230 | 69 | 0,33 | 0,88 | Esse trabalho |
| TYC 1283-1360-1 | 0,4631 | 0,0611 | 350 | 105 | 0,0 | 0,2 | Esse trabalho |
| BD+38 1116 | 0,6296 | 0,0598 | 500 | 150 | 0,1 | 0,3 | Esse trabalho |
| BD+15 793 | 1,7416 | 0,0557 | 200 | 60 | 0,77 | 1,0 | Esse trabalho |
| MWC 753 | 0,9534 | 0,0675 | 500 | 150 | 0,22 | 0,55 | Esse trabalho |
| BD+16 767 | 2,6612 | 0,056 | 380 | 114 | 0,33 | 0,88 | Esse trabalho |
| MWC 494 | 0,5556 | 0,0522 | 500 | 150 | 0,22 | 0,55 | Esse trabalho |
| MWC 109 | 0,8312 | 0,0597 | 110 | 11 | 0,88 | 1,0 | Yudin (2001) |
| BD+13 895 | 0,8211 | 0,057 | 400 | 120 | 0,0 | 0,33 | Esse trabalho |
| TYC 3359-985-1 | 1,2607 | 0,0673 | 300 | 90 | 0,0 | 0,22 | Esse trabalho |
| BD+32 1046 | 0,488 | 0,0722 | 350 | 105 | 0,44 | 0,66 | Esse trabalho |
| TYC 1310-2084-1 | 0,5769 | 0,0604 | 380 | 114 | 0,44 | 0,88 | Esse trabalho |
| MWC 125 | 0,5694 | 0,0552 | 400 | 120 | 0,33 | 0,55 | Esse trabalho |
| BD+29 981 | 0,6309 | 0,0655 | 400 | 120 | 0,22 | 0,55 | Esse trabalho |
| TYC 2405-1358-1 | 0,3979 | 0,1034 | 420 | 126 | 0,33 | 0,66 | Esse trabalho |
| BD+22 1147 | 1,5485 | 0,1066 | 220 | 66 | 0,77 | 0,99 | Esse trabalho |
| BD+27 991 | 0,8417 | 0,1372 | 420 | 126 | 0,10 | 0,35 | Esse trabalho |
| MWC 795 | 0,7732 | 0,0607 | 400 | 120 | 0,22 | 0,55 | Esse trabalho |
| MWC 135 | 0,4238 | 0,0486 | 400 | 120 | 0,33 | 0,66 | Esse trabalho |
| TYC 2934-118-1 | 0,7398 | 0,0686 | 400 | 120 | 0,11 | 0,44 | Esse trabalho |
| MWC 807 | 0,736 | 0,0452 | 280 | 84 | 0,66 | 0,99 | Esse trabalho |
| MWC 149 | 0,7991 | 0,082 | 400 | 120 | 0,66 | 0,88 | Esse trabalho |
| Hen 3-14 | 0,9364 | 0,0449 | 300 | 90 | 0,0 | 0,22 | Esse trabalho |
| TYC 158-270-1 | 0,9565 | 0,0582 | 300 | 90 | 0,22 | 0,44 | Esse trabalho |
| TYC 4812-2496-1 | 0,9246 | 0,0606 | 380 | 114 | 0,33 | 0,66 | Esse trabalho |
| MWC 825 | 0,8072 | 0,0726 | 320 | 96 | 0,44 | 0,66 | Esse trabalho |
| MWC 828 | 0,354 | 0,0561 | 220 | 22 | 0,44 | 0,66 | Labadie-Bartz et al. (2017) |
| BD+04 1529 | 1,2732 | 0,0711 | 380 | 114 | 0,55 | 0,77 | Esse trabalho |
| AS 118 | 0,3943 | 0,046 | 400 | 120 | 0,66 | 0,88 | Esse trabalho |
| CD-44 9840 | 1,5116 | 0,0726 | 300 | 90 | 0,44 | 0,88 | Esse trabalho |
| CP-45 8706 | 0,9326 | 0,0574 | 400 | 120 | 0,11 | 0,44 | Esse trabalho |
| ALS 14428 | 0,8119 | 0,0635 | 170 | 14 | 0,55 | 0,88 | Zorec et al. (2016) |
| AS 238 | 3,0464 | 0,3735 | 275 | 28 | 0,77 | 0,99 | Esse trabalho |
| 88 Her | 3,1437 | 0,043 | 310 | 25 | 0,0 | 0,2 | Zorec et al. (2016) |
| TYC 7378-989-1 | 0,6174 | 0,0678 | 180 | 54 | 0,77 | 0,99 | Esse trabalho |
| TYC 6849-617-1 | 0,929 | 0,073 | 220 | 66 | 0,0 | 0,22 | Esse trabalho |
| AS 251 | 0,4119 | 0,093 | 370 | 111 | 0,22 | 0,55 | Esse trabalho |
| WISE J180001.75-232306.2 | 0,7331 | 0,0397 | 300 | 90 | 0,66 | 0,88 | Esse trabalho |
| SS 338 | 0,7271 | 0,062 | 240 | 72 | 0,77 | 0,99 | Esse trabalho |
| SS 339 | 0,6909 | 0,0774 | 400 | 120 | 0,22 | 0,55 | Esse trabalho |
| BD-09 4644 | 1,9766 | 0,0719 | 380 | 114 | 0,33 | 0,66 | Esse trabalho |
| TYC 6854-2016-1 | 0,5479 | 0,3177 | 410 | 123 | 0,44 | 0,77 | Esse trabalho |
| Hen 3-1600 | 2,2134 | 0,0661 | 242 | 10 | 0,66 | 0,88 | Yudin (2001) |
| Hen 3-1606 | 1,0734 | 0,0851 | 320 | 96 | 0,33 | 0,77 | Esse trabalho |
| MWC 911 | 0,7628 | 0,0699 | 150 | 45 | 0,77 | 0,99 | Esse trabalho |
| BD-21 4920 | 1,7636 | 0,0557 | 350 | 105 | 0,33 | 0,66 | Esse trabalho |
| GSC 06269-02665 | 0,1272 | 0,5396 | 400 | 120 | 0,00 | 0,22 | Esse trabalho |
| MWC 919 | 0,8107 | 0,1145 | 250 | 75 | 0,22 | 0,55 | Esse trabalho |
| Hen 3-1671 | 1,3519 | 0,0954 | 400 | 120 | 0,00 | 0,33 | Esse trabalho |
| TYC 5681-151-1 | 0,6196 | 0,0399 | 200 | 60 | 0,77 | 0,99 | Esse trabalho |
| BD-14 5035 | 1,5442 | 0,0482 | 350 | 105 | 0,55 | 0,77 | Esse trabalho |
| TYC 6266-143-1 | 0,8692 | 0,0458 | 360 | 108 | 0,0 | 0,2 | Esse trabalho |
| WISE J182959.95-090837.6 | 0,7909 | 0,0696 | 250 | 75 | 0,77 | 0,99 | Esse trabalho |
| BD-07 4630 | 1,9966 | 0,0432 | 300 | 90 | 0,88 | 1,00 | Esse trabalho |
| WISE J183827.65-101421.1 | 0,5309 | 0,0572 | 200 | 60 | 0,77 | 0,99 | Esse trabalho |
| GSC 05692-00540 | 0,5509 | 0,0453 | 400 | 120 | 0,33 | 0,55 | Esse trabalho |
| BD-07 4647 | 0,815 | 0,0924 | 280 | 84 | 0,55 | 0,99 | Esse trabalho |
| TYC 5121-940-1 | 0,41 | 0,0429 | 250 | 75 | 0,55 | 0,77 | Esse trabalho |

| Estrela | plx | σ_{plx} | $v_{sen}(i)$ | $\sigma_{v_{sen}i}$ | $\cos i_{min}$ | $\cos i_{max}$ | Ref. $v_{sen}(i)$ |
|--------------------------|---------|----------------|--------------|---------------------|----------------|----------------|-------------------|
| WISE J184125.48-053403.7 | 0,4396 | 0,0404 | 400 | 120 | 0,22 | 0,55 | Esse trabalho |
| TYC 5126-2325-1 | 0,3988 | 0,0561 | 400 | 120 | 0,11 | 0,33 | Esse trabalho |
| BD-10 4799 | 0,7533 | 0,0597 | 250 | 75 | 0,33 | 0,88 | Esse trabalho |
| BD-05 4897 | 0,8124 | 0,0541 | 220 | 66 | 0,33 | 0,99 | Esse trabalho |
| MWC 981 | 2,0368 | 0,0594 | 400 | 120 | 0,44 | 0,77 | Esse trabalho |
| BD-05 4997 | 1,4256 | 0,0489 | 400 | 120 | 0,11 | 0,33 | Esse trabalho |
| AS 367 | 0,9688 | 0,0319 | 250 | 75 | 0,33 | 0,66 | Esse trabalho |
| BD+26 3733 | 1,4207 | 0,0341 | 400 | 120 | 0,0 | 0,22 | Esse trabalho |
| BD+21 3985 | 1,5334 | 0,0608 | 350 | 105 | 0,55 | 0,88 | Esse trabalho |
| AS 394 | 0,4288 | 0,0292 | 250 | 75 | 0,66 | 0,99 | Esse trabalho |
| Hen 3-1876 | 0,4547 | 0,0283 | 450 | 135 | 0,22 | 0,44 | Esse trabalho |
| BD+20 4657 | 0,5309 | 0,0497 | 400 | 120 | 0,22 | 0,55 | Esse trabalho |
| BD+50 3188 | 0,3753 | 0,0288 | 180 | 54 | 0,77 | 0,99 | Esse trabalho |
| TYC 3586-282-1 | 1,255 | 0,0346 | 220 | 66 | 0,33 | 0,99 | Esse trabalho |
| TYC 3583-670-1 | 0,6673 | 0,0362 | 400 | 120 | 0,33 | 0,55 | Esse trabalho |
| AS 478 | 0,6232 | 0,0249 | 200 | 60 | 0,66 | 0,99 | Esse trabalho |
| TYC 3617-2074-1 | 0,4639 | 0,0359 | 250 | 75 | 0,55 | 0,88 | Esse trabalho |
| TYC 4463-1138-1 | 0,9269 | 0,0284 | 380 | 114 | 0,11 | 0,33 | Esse trabalho |
| MWC 1059 | 1,1854 | 0,053 | 550 | 165 | 0,33 | 0,55 | Esse trabalho |
| SS 453 | -3,3136 | 0,7696 | 400 | 120 | 0,33 | 0,66 | Esse trabalho |
| MWC 1062 | 1,4631 | 0,0328 | 280 | 84 | 0,66 | 0,88 | Esse trabalho |
| BD+55 2936 | 0,5006 | 0,0318 | 300 | 90 | 0,44 | 0,77 | Esse trabalho |

Apêndice B

Resultados das observações fotométricas

Como descrito na seção 3.5 nós realizamos observações fotométricas utilizando o telescópio do projeto IMPACTON. Essas observações tiveram como objetivo a identificação de possíveis variações no fluxo da estrela em um determinado filtro ao longo do tempo (curva de luz) que pudessem indicar algum episódio de ejeção ou diluição de matéria circunstelar, evidenciando a uma possível formação ou dissipação do disco. A Tabela B.1 contém as medidas fotométricas obtidas para uma amostra de estrelas Be. Na *coluna 1* temos a identificação de cada objeto. Nas *colunas 2 e 3* temos as coordenadas das estrelas. Na *coluna 4* temos as datas em que as observações foram realizadas. Nas *colunas 5 e 6* temos os valores das magnitudes na banda R obtidos pelas nossas observações e seus erros, respectivamente, e nas *colunas 7, 8, 9, 10 e 11* temos os valores de magnitudes na banda R obtidos através de diversos catálogos disponíveis na literatura como comparação.

Das estrelas que foram observadas por mais de uma noite, algumas apresentam possíveis variações em escala de tempo de dias ou ao longo de meses. Como exemplo, temos as estrelas BD+31649 ($\Delta R_{mag} = 0,38$, $\Delta t = 30$ dias), MWC998 ($\Delta R_{mag} = 0,30$, $\Delta t = 74$ dias) e MWC379 ($\Delta R_{mag} = 0,98$, $\Delta t = 44$ dias). Esses resultados devem ser vistos com cautela, pois não temos uma verificação se as estrelas de calibração utilizadas são variáveis ou não. Devido aos problemas encontrados, esses dados não foram incluídos na modelagem da SED.

Tabela B.1: Resultado da fotometria de estrelas Be observadas utilizando o telescópio do projeto IMPACTON. Referências: 1- Zacharias et al. (2004); 2- Röser et al. (2008); 3- Cutri et al. (2003); 4- Bourgués et al. (2014); 5- Monet (1998).

| star | A.R | DEC | data | R mag | σR mag | NOMAD ¹ | PPMX ² | literatura 2MASS ³ | JMMC ⁴ | USNO ⁵ |
|----------------|-------------|--------------|----------|-------|----------------|--------------------|-------------------|----------------------------------|-------------------|-------------------|
| BD+31649 | 03:46:40.87 | +32 17 24.69 | 16/08/18 | 6,39 | 0,08 | 6,65 | 6,47 | 6,67 | 6,54 | 6,7 |
| | — | — | 15/09/18 | 6,77 | 0,08 | 6,65 | 6,47 | 6,67 | 6,54 | 6,7 |
| MWC494 | 05:25:17.82 | +29:36:53.60 | 15/08/18 | 8,49 | 0,04 | 8,87 | 8,91 | 8,93 | — | — |
| | — | — | 30/11/18 | 8,51 | 0,01 | 8,87 | 8,91 | 8,93 | — | — |
| MWC757 | 05:28:48.46 | +02:09:52.98 | 30/11/18 | 7,06 | 0,07 | 7,17 | 7,35 | 7,13 | — | 7,1 |
| MWC116 | 05:37:53.45 | +00:58:06.98 | 02/10/18 | 7,37 | 0,04 | — | 7,59 | 7,46 | — | 7,5 |
| V438Aur | 05:48:53.65 | +29:08:10.01 | 16/09/18 | 7,81 | 0,05 | 8,05 | 7,96 | 8,04 | 7,92 | — |
| HR 2364 | 06:28:39.24 | -32:22:16.60 | 11/02/19 | 5,17 | 0,37 | 7,65 | 5,76 | 5,88 | — | 5,7 |
| IRAS07455-3143 | 07:47:29.30 | -31:50:40.32 | 03/04/17 | 11,2 | 0,06 | 11,10 | 12,05 | 11,51 | — | 11,1 |
| HIP41296 | 08:25:31.32 | -51:43:38.69 | 28/01/19 | 4,79 | 0,23 | 5,25 | 5,25 | 5,16 | 5,25 | 5,1 |
| HIP41621 | 08:29:07.57 | -44:09:37.49 | 28/01/19 | 5,61 | 0,45 | 5,91 | 5,98 | 5,82 | — | 5,8 |
| HD 76838 | 08:57:07.55 | -43:15:22.31 | 11/02/19 | 7,31 | 0,24 | 7,43 | 7,24 | 7,41 | — | 7,4 |
| HD87643 | 10:04:30.28 | -58:39:52.13 | 03/04/17 | 8,65 | 0,28 | 8,57 | 10,58 | 8,97 | — | 9 |
| HD 121195 | 13:55:53.89 | -61:30:13.45 | 11/02/19 | 9,05 | 0,09 | 8,99 | 9,12 | 9,02 | 8,85 | 9 |
| MWC887 | 17:46:15.18 | -01:09:00.16 | 04/08/18 | 8,85 | 0,06 | 8,76 | 9 | 8,85 | 8,65 | 8,6 |
| BD-224583 | 18:09:14.44 | -22:46:37.78 | 02/10/18 | 8,25 | 0,30 | 8,71 | 9,61 | 8,71 | 8,4 | 12,48 |
| Qtser | 18:31:04.45 | +04:37:37.03 | 15/09/18 | 7,4 | 0,10 | 7,65 | 8 | 7,75 | 7,53 | 7,8 |
| HD174513 | 18:51:09.75 | -07:47:55.75 | 04/08/18 | 9,11 | 0,14 | 8,67 | 9,49 | 8,67 | 8,2 | 8,7 |
| AS332 | 18:58:15.16 | -05:28:56.81 | 16/09/18 | 10,7 | 0,07 | 10,29 | 10,78 | 10,49 | 10,15 | 10,6 |
| V1448Aql | 19:15:01.43 | +09:48:27.43 | 06/06/18 | 8,56 | 0,52 | 7,91 | 8,11 | 8,0 | 7,82 | 8,2 |
| MWC981 | 19:20:05.15 | -01:35:46.88 | 19/07/18 | 8,07 | 0,08 | 8,56 | 8,73 | 8,69 | 8,35 | 8,3 |
| AS367 | 19:52:51.42 | +22:14:22.64 | 18/07/18 | 9,46 | 0,04 | 9,58 | 9,65 | 9,79 | 9,44 | 10,8 |
| MWC998 | 20:02:46.43 | +21:51:15.92 | 18/07/18 | 7,91 | 0,02 | 8,3 | 8,46 | 8,28 | 8,09 | 8,3 |
| | — | — | 02/10/18 | 8,21 | 0,04 | — | — | — | — | — |
| BD+404736 | 22:09:10.15 | +40:44:17.56 | 02/09/18 | 8,75 | 0,03 | 8,92 | 9,06 | 8,93 | 8,83 | 9,0 |
| MWC656 | 22:42:57.30 | +44:43:18.25 | 15/09/18 | 8,26 | 0,03 | — | 8,64 | 8,79 | — | 8,8 |
| | — | — | 16/09/18 | 8,34 | 0,04 | — | — | — | — | — |
| MWC379 | 21:51:01.97 | +12:37:32.12 | 18/08/18 | 6,37 | 0,61 | 7,99 | 6,55 | 8,70 | 6,8 | 8,8 |
| | — | — | 02/10/18 | 7,35 | 0,18 | — | — | — | — | — |

Apêndice C

Velocidade Radial

Como descrito na subseção 3.4.2, a velocidade radial da estrela é obtida através de um procedimento que utiliza os próprios modelos contidos na grade BeAtlas. Essa correção é essencial antes da modelagem com o código EMCEE, uma vez que os perfis de linhas nos nossos modelos estão centrados nos comprimentos de onda de laboratório. A velocidade radial para os espectros APOGEE é obtida fazendo uma média dos ajustes das linhas de Br11 e Br13, enquanto que o valor da velocidade radial para as estrelas que possuem espectros FEROS é obtido através do ajuste da linha $H\alpha$.

A tabela C.1 contém os valores de velocidade radial obtidos para todas as estrelas da nossa amostra. Na *coluna 1* temos a identificação de cada objeto; nas *colunas 2, 3 e 4* temos as velocidades radiais das linhas de Br11, Br13 e a média dessas duas linhas obtidas através dos espectros APOGEE; na *coluna 5* temos a velocidade radial medida através da linha $H\alpha$ e a na *coluna 6* temos a velocidade radial obtida na literatura.

Tabela C.1: Velocidade radial das estrelas da nossa amostra. Referências: 1- Chojnowski et al. (2017); 2- Duflot, Figon & Meyssonier (1995).

| Estrela | v_{rad} Br11 (kms ⁻¹) | v_{rad} Br13 (kms ⁻¹) | \bar{v}_{rad} (kms ⁻¹) | v_{rad} H α (kms ⁻¹) | Literatura (kms ⁻¹) |
|--------------------------|--|--|---|--|------------------------------------|
| TYC 4306-1125-1 | -13,73 | -12,95 | -13,34 \pm 0,39 | -13,73 | -12,7 \pm 6,0 ¹ |
| MWC 5 | -69,89 | -67,58 | -68,73 \pm 1,15 | | -66,5 \pm 2,2 ¹ |
| BD+66 64 | -22,93 | -13,31 | -18,12 \pm 4,81 | | -19,4 \pm 2,7 ¹ |
| TYC 4029-428-1 | -27,20 | -27,63 | -27,41 \pm 0,21 | | — |
| WISE J010622.53+621031.2 | -43,31 | -40,51 | -41,91 \pm 1,40 | | — |
| TYC 3683-1262-1 | -30,32 | -28,53 | -29,42 \pm 0,89 | | -26,5 \pm 2,6 ¹ |
| TYC 3692-1234-1 | -23,58 | -19,24 | -21,41 \pm 2,17 | | -24,9 \pm 1,9 ¹ |
| TYC 3692-1671-1 | -55,33 | -35,96 | -45,64 \pm 9,68 | | — |
| TYC 3690-1236-1 | -25,81 | -25,81 | -25,81 \pm 0,0 | | — |
| TYC 4056-415-1 | -20,62 | -24,33 | -22,47 \pm 1,85 | | -21,8 \pm 4,8 ¹ |
| TYC 4060-96-1 | -20,81 | -22,03 | -21,42 \pm 0,61 | | -21,9 \pm 9,3 ¹ |
| TYC 3320-1906-1 | -42,00 | -39,22 | -40,61 \pm 1,39 | | -43,4 \pm 6,4 ¹ |

Continua na próxima página

Tabela C.1 – continuação da página anterior

| Estrela | v_{rad} Br11 (kms ⁻¹) | v_{rad} Br13 (kms ⁻¹) | \bar{v}_{rad} (kms ⁻¹) | v_{rad} H α (kms ⁻¹) | Literatura (kms ⁻¹) |
|--------------------------|--|--|---|--|------------------------------------|
| TYC 4076-1300-1 | -17,16 | -25,03 | -21,09±3,93 | | — |
| TYC 3727-1849-1 | -25,63 | -15,72 | -20,67±4,95 | | -32,5±6,9 ¹ |
| WISE J044231.14+383046.9 | -11,40 | -17,99 | -14,69±3,29 | | — |
| VES 828 | -1,76 | -0,44 | -1,1±0,66 | | -6,0±4,2 ¹ |
| BD+43 1049 | -1,09 | -1,67 | -1,38±0,29 | | -1.0 ² |
| TYC 2395-1302-1 | 4,16 | -0,57 | 2,36±1,79 | | — |
| TYC 2400-1784-1 | -9,57 | -8,10 | -8,83±0,73 | | -13,9±4,3 ¹ |
| TYC 1846-17-1 | -17,92 | -15,53 | -16,72±1,19 | -19,26 | -12,9±3,0 ¹ |
| ALS 8227 | -3,44 | -10,03 | -6,73±3,29 | | — |
| BD+47 1108 | -31,28 | -31,28 | -31,28±0,0 | | — |
| MWC 488 | 4,68 | 0,95 | 2,81±1,86 | | 18,0±3,8 ¹ |
| TYC 1283-1360-1 | 35,22 | 30,51 | 32,86±2,35 | | 35,4±5,4 ¹ |
| BD+38 1116 | -9,02 | -9,02 | -9,02±0,0 | | -16,9±4,2 ¹ |
| BD+15 793 | 41,96 | 42,65 | 42,30±0,34 | | 43,5±2,4 ¹ |
| MWC 753 | 11,06 | 5,94 | 8,5±2,56 | | 6,0±3,5 ¹ |
| BD+16 767 | 20,09 | 5,28 | 12,68±7,40 | | — |
| MWC 494 | -11,14 | -20,06 | -15,6±4,46 | | -1,8±7,4 ¹ |
| MWC 109 | -4,59 | -3,40 | -3,99±0,59 | | -3,0±0,2 ¹ |
| BD+13 895 | 2,60 | 2,55 | 2,57±0,02 | | — |
| TYC 3359-985-1 | -19,47 | -19,47 | -19,47±0,00 | | -18,2±1,9 ¹ |
| BD+32 1046 | -35,83 | -29,78 | -32,80±3,02 | | -6,6±2,1 ¹ |
| TYC 1310-2084-1 | 28,60 | 37,71 | 33,15±4,55 | | 16,5±3,8 ¹ |
| MWC 125 | 0,47 | -1,03 | -0,28±0,75 | | -1,3±2,0 ¹ |
| BD+29 981 | -3,47 | 1,25 | -1,11±2,36 | | -3,9±3,3 ¹ |
| TYC 2405-1358-1 | -0,65 | -0,65 | -0,65±0,0 | | — |
| BD+22 1147 | -4,20 | -4,26 | -4,23±0,03 | | 3,0±4,8 ¹ |
| BD+27 981 | 6,26 | 6,26 | 6,26±0,00 | | — |
| MWC 795 | 15,51 | 35,26 | 25,38±9,87 | | 26,4±2,1 ¹ |
| MWC 135 | 20,52 | 18,58 | 19,55±0,97 | | 25,3±3,3 ¹ |
| TYC 2934-118-1 | 6,26 | 3,27 | 4,76±1,49 | | 8,9±3,3 ¹ |
| MWC 807 | 28,93 | 26,63 | 27,78±1,15 | | 29,9±2, ¹ ₁ |
| MWC 149 | 42,31 | 41,60 | 41,95±0,35 | | 66,8±4,9 ¹ |
| Hen 3-14 | 32,72 | 33,45 | 33,08±0,36 | 34,16 | 33,8±0,5 ¹ |
| TYC 158-270-1 | 10,68 | 10,79 | 10,73±0,05 | 5,88 | — |
| TYC 4812-2496-1 | 8,44 | 10,28 | 9,36±0,92 | | 8,5±7,4 ¹ |
| MWC 825 | 6,86 | 6,12 | 6,49±0,37 | | 6,0±3,3 ¹ |
| MWC 828 | 58,87 | 53,26 | 56,06±2,80 | | 50,6±3,3 ¹ |
| BD+04 1529 | 31,96 | 21,45 | 26,70±5,25 | | 14,6±7,9 ¹ |
| AS 118 | 37,55 | 37,80 | 37,67±0,12 | | 35,0±1,5 ¹ |
| CD-44 9840 | -5,85 | 4,24 | -0,81±5,05 | | — |
| CP-45 8706 | 15,86 | 25,20 | 20,53±4,67 | | — |
| ALS 14428 | 0,96 | 10,70 | 5,83±4,87 | | 8,0±7,8 ² |
| AS 238 | 7,00 | -1,86 | 2,57±4,43 | | — |
| 88 Her | -11,36 | -10,89 | -11,12±0,23 | | -13,9±0,9 ¹ |
| TYC 7378-989-1 | -23,24 | -26,95 | -25,09±1,85 | -25,72 | -25,4±2,7 ¹ |
| TYC 6849-617-1 | -22,17 | -20,29 | -21,23±0,94 | -25,72 | -26,8±1,4 ¹ |
| AS 251 | -8,78 | -20,74 | -14,76±5,98 | | -12,7±2,7 ¹ |
| WISE J180001.75-232306.2 | -2,87 | -8,30 | -5,58±2,71 | | -9,9±4,4 ¹ |
| SS 338 | -30,42 | -32,60 | -31,51±1,09 | | — |
| SS 339 | -4,86 | -8,78 | -6,82±1,96 | | -5,4±5,0 ¹ |
| BD-09 4644 | -27,05 | -26,27 | -26,66±0,39 | | — |
| TYC 6854-2016-1 | -8,25 | -3,78 | -6,01±2,23 | -0,11 | — |
| Hen 3-1600 | -22,87 | -22,87 | -22,87±0,0 | | — |
| Hen 3-1606 | 23,31 | 17,52 | 20,41±2,89 | | — |
| MWC 911 | 12,08 | 13,85 | 12,96±0,88 | | 14,6±2,1 ¹ |
| BD-21 4920 | -43,03 | -42,65 | -42,84±0,19 | -30,33 | -221,8±84,72 ² |
| GSC 06269-02665 | -21,98 | -17,87 | -19,92±2,05 | | -17,8±2,1 ¹ |
| MWC 919 | -18,89 | -12,47 | -15,68±3,21 | | -4,5±19,76 ² |
| Hen 3-1671 | 8,85 | 1,12 | 4,98±3,86 | | — |
| TYC 5681-151-1 | 7,28 | -4,00 | 1,64±5,64 | | — |
| BD-14 5035 | 8,09 | -3,89 | 2,10±5,99 | | -4,9±5,9 ¹ |
| TYC 6266-143-1 | 12,41 | 13,78 | 13,09±0,68 | | — |

Continua na próxima página

Tabela C.1 – continuação da página anterior

| Estrela | v_{rad} Br11 (kms ⁻¹) | v_{rad} Br13 (kms ⁻¹) | \bar{v}_{rad} (kms ⁻¹) | v_{rad} H α (kms ⁻¹) | Literatura (kms ⁻¹) |
|--------------------------|--|--|---|--|------------------------------------|
| WISE J182959.95-090837.6 | -8,07 | -11,41 | -9,74 \pm 1,67 | | — |
| BD-07 4630 | 13,63 | -0,56 | 6,53 \pm 7,09 | | 1,2 \pm 5,3 ¹ |
| WISE J183827.65-101421.1 | 52,24 | 52,66 | 52,45 \pm 0,21 | | 56,4 \pm 2,6 ¹ |
| GSC 05692-00540 | 7,95 | 2,87 | 5,41 \pm 2,54 | | 9,4 \pm 3,7 ¹ |
| BD-07 4647 | -24,09 | -24,45 | -24,27 \pm 0,18 | | -24,9 \pm 2,8 ¹ |
| TYC 5121-940-1 | 23,02 | 18,78 | 20,9 \pm 2,12 | | 24,6 \pm 1,9 ¹ |
| WISE J184125.48-053403.7 | 17,94 | 17,94 | 17,94 \pm 0,0 | | — |
| TYC 5126-2325-1 | -5,82 | -9,12 | -7,47 \pm 1,65 | | -1,7 \pm 2,5 ¹ |
| BD-10 4799 | 29,72 | 33,11 | 31,41 \pm 1,69 | | 22,3 \pm 4,5 ¹ |
| BD-05 4897 | 2,39 | 6,68 | 4,53 \pm 2,14 | | 2,9 \pm 3,5 ¹ |
| MWC 981 | -15,27 | -8,19 | -11,73 \pm 3,54 | | — |
| BD-05 4997 | 2,70 | -1,65 | 0,52 \pm 2,17 | | — |
| AS 367 | -7,40 | -7,52 | -7,46 \pm 0,06 | | -3,1 \pm 1,8 ¹ |
| BD+26 3733 | -13,38 | -11,30 | -12,34 \pm 1,04 | | — |
| BD+21 3985 | -9,05 | 2,03 | -3,51 \pm 5,54 | | — |
| AS 394 | -10,46 | -8,62 | -9,54 \pm 0,92 | | 11,3 \pm 2,9 ¹ |
| Hen 3-1876 | 21,81 | 22,65 | 22,23 \pm 0,42 | | 12,6 \pm 5,1 ¹ |
| BD+20 4657 | -80,32 | -77,80 | -79,06 \pm 1,26 | | — |
| BD+50 3188 | 11,54 | 10,88 | 11,21 \pm 0,33 | | -3,6 \pm 2,0 ¹ |
| TYC 3586-282-1 | -11,03 | -9,07 | -10,05 \pm 0,98 | | -15,9 \pm 1,7 ¹ |
| TYC 3583-670-1 | -1,43 | -4,07 | -2,75 \pm 1,32 | | 11,6 \pm 1,9 ¹ |
| AS 478 | -25,06 | -30,83 | -27,94 \pm 2,88 | | -26,6 \pm 2,4 ¹ |
| TYC 3617-2074-1 | -20,85 | -39,38 | -30,11 \pm 9,27 | | -23,9 \pm 5,1 ¹ |
| TYC 4463-1138-1 | -24,89 | -24,89 | -24,89 \pm 0,0 | | — |
| MWC 1059 | -4,06 | -4,06 | -4,06 \pm 0,0 | | -4,5 \pm 4,0 ¹ |
| SS 453 | -29,87 | -21,21 | -25,54 \pm 4,33 | | -19,7 \pm 5,2 ¹ |
| MWC 1062 | -1,11 | -3,73 | -2,42 \pm 1,31 | | -9,3 \pm 3,0 ¹ |
| BD+55 2936 | -25,19 | -24,89 | -25,04 \pm 0,15 | | -26,4 \pm 3,2 ¹ |

Referências Bibliográficas

Abolfathi B. et al., 2018, *ApJS*, 235, 42

Aerts C., Puls J., Godart M., Dupret M. A., 2009, *Communications in Asteroseismology*, 158, 66

Aguado D. S. et al., 2019, *ApJS*, 240, 23

Ahn C. P., Alexandroff R., Allende Prieto C., Anders F., Anderson S. F., Anderton T., Andrews B. H., 2014, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 211, 17

Ahumada R. et al., 2020, *ApJS*, 249, 3

Alam S., Albareti F. D., Allende Prieto C., Anders F., 2015, eprint arXiv:1501.00963

Albareti F. D. et al., 2017, *ApJS*, 233, 25

Baade D., 1992, in *IAU Symposium, Vol. 151, Evolutionary Processes in Interacting Binary Stars*, Kondo Y., Sistero R., Polidan R. S., eds., p. 147

Baade D. et al., 2018, *A&A*, 610, A70

Baade D., Rivinius T., 2020, in *Stars and their Variability Observed from Space*, Neiner C., Weiss W. W., Baade D., Griffin R. E., Lovekin C. C., Moffat A. F. J., eds., pp. 35–38

Baade D. et al., 2017, in *Second BRITE-Constellation Science Conference: Small Satellites - Big Science*, Zwintz K., Poretti E., eds., Vol. 5, pp. 196–205

Baade D. et al., 2016, *A&A*, 588, A56

Baba N., Isobe S., Norimoto Y., Noguchi M., 1985, *Appl. Opt.*, 24, 1403

- Bailer-Jones C. A. L., Rybizki J., Fouesneau M., Mantelet G., Andrae R., 2018, *AJ*, 156, 58
- Balona L. A., 1990, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* (ISSN 0035-8711), 245, 92
- Balona L. A., 1995, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 277
- Balona L. A., Ozuyar D., 2020, *MNRAS*, 493, 2528
- Bayo A., Rodrigo C., Barrado Y Navascués D., Solano E., Gutiérrez R., Morales-Calderón M., Allard F., 2008, *A&A*, 492, 277
- Bidelman W. P., 1976, *Be Shell Stars IAU Symp. no. 70* (Merrill-McLaughlin Meml. Symp. held Bass River
- Bjorkman J. E., Carciofi A. C., 2005, *Nat. Evol. Disk. Around Hot Stars*, 337, 75
- Bodensteiner J., Baade D., Greiner J., Langer N., 2018, *A&A*, 618, A110
- Borgnino J., 2004, in *EAS Publications Series*, Vol. 12, *EAS Publications Series*, Aime C., Soummer R., eds., pp. 103–124
- Bourgés L., Lafrasse S., Mella G., Chesneau O., Bouquin J. L., Duvert G., Chelli A., Delfosse X., 2014, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 485, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XXIII*, Manset N., Forshay P., eds., p. 223
- Bragança G. A. et al., 2019, *A&A*, 625, A120
- Brown A. G. A. et al., 2018, *A&A*, 616, A1
- Cameron C. et al., 2008, *ApJ*, 685, 489
- Campagnolo J. C., 2019, *PASP*, 131, 024501
- Cantiello M., Langer N., Brott I., de Koter A., Shore S. N., Vink J. S., Voegler A., Yoon S. C., 2009, *Communications in Asteroseismology*, 158, 61
- Carciofi A. C., 2011, in *IAU Symposium*, Vol. 272, *Active OB Stars: Structure, Evolution, Mass Loss, and Critical Limits*, Neiner C., Wade G., Meynet G., Peters G., eds., pp. 325–336

- Carciofi A. C., Bjorkman J. E., 2006, *Astrophys. J.*, 639, 1081
- Carciofi A. C., Bjorkman J. E., 2008, *Astrophys. J.*, 684, 1374
- Carciofi A. C., Bjorkman J. E., Zsargó J., 2017, in *IAU Symposium*, Vol. 329, *The Lives and Death-Throes of Massive Stars*, Eldridge J. J., Bray J. C., McClelland L. A. S., Xiao L., eds., pp. 390–390
- Che X. et al., 2012, *ApJ*, 757, 29
- Chesneau O. et al., 2005, *A&A*, 435, 275
- Chojnowski D. S. et al., 2015, *Astron. J.*, 149, 7
- Chojnowski S. D. et al., 2018, *ApJ*, 865, 76
- Chojnowski S. D. et al., 2017, *AJ*, 153, 174
- Clark J. S., Tarasov A. E., Panko E. A., 2003, *Astron. Astrophys.*, 403, 239
- Cochetti Y., 2019, PhD thesis, UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA
- Cochetti Y. R., Arcos C., Kanaan S., Meilland A., Cidale L. S., Curé M., 2019, *A&A*, 621, A123
- Cohen D. H., 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, *IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars*, Smith M. A., Henrichs H. F., Fabregat J., eds., p. 156
- Collins G. W., 1987, in *IAU Colloq. 92 Phys. Be Stars*, Slettebak, A. & Snow T. P., ed., pp. 3–19
- Cranmer S. R., 1996, PhD thesis, Bartol Research Institute, University of Delaware
- Cranmer S. R., 2005, *ApJ*, 634, 585
- Cutri R. M. et al., 2003, *VizieR Online Data Catalog*, II/246
- Cyr R. P., Jones C. E., Tycner C., 2015, *ApJ*, 799, 33
- de Mink S. E., Sana H., Langer N., Izzard R. G., Schneider F. R. N., 2014, *ApJ*, 782, 7

- de Wit W. J., Lamers H. J. G. L. M., Marquette J. B., Beaulieu J. P., 2006, *A&A*, 456, 1027
- Delaa O. et al., 2011, *A&A*, 529, A87
- Domiciano de Souza A., 2016, in *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, Rozelot J.-P., Neiner C., eds., Vol. 914, p. 159
- Domiciano de Souza A. et al., 2014, *Astron. Astrophys.*, 569, A10
- Dougherty S. M., Taylor A. R., 1992, *Nature*, 359, 808
- Draper Z. H., Wisniewski J. P., Bjorkman K., Haubois X., Carciofi A. C., Bjorkman J. E., Meade M. R., 2012, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 219, *American Astronomical Society Meeting Abstracts #219*, p. 344.19
- Duflot M., Figon P., Meyssonier N., 1995, *A&AS*, 114, 269
- Ekström S., Meynet G., Maeder A., Barblan F., 2008, *Astron. Astrophys.*, 478, 467
- Espinosa Lara F., Rieutord M., 2011, *Astron. Astrophys.*, 533, A43
- Fabregat J., Torrejón J. M., 2000, *A&A*, 357, 451
- Fitzpatrick E. L., 1999, *PASP*, 111, 63
- Foreman-Mackey D., Hogg D. W., Lang D., Goodman J., 2013, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 125, 306
- Frémat Y., Neiner C., Hubert A.-M., Floquet M., Zorec J., Janot-Pacheco E., Renan de Medeiros J., 2006, *Astron. Astrophys.*, 451, 1053
- Frémat Y., Zorec J., Hubert A. M., Floquet M., 2005, *A&A*, 440, 305
- Gaia Collaboration et al., 2018, *A&A*, 616, A1
- Georgy C., Ekström S., Granada A., Meynet G., Mowlavi N., Eggenberger P., Maeder A., 2013, *Astron. Astrophys.*, 553, 1
- Gies D. R., 2007, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 211, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, p. 63.04

- Gontcharov G. A., 2012, *Astronomy Letters*, 38, 771
- Goodman J., Weare J., 2010, *Math. Sci. Publ.*, 5, 1
- Granada A., Ekström S., Georgy C., Krtićka J., Owocki S., Meynet G., Maeder A., 2013, *Astron. Astrophys.*, 553, A25
- Guerrero C. A., Orlov V. G., Borges Fernandes M., Ángeles F., 2018a, *MNRAS*, 475, 1725
- Guerrero C. A., Souza T. B., Campos R. P., Borges Fernandes M., Campagnolo J. C. N., 2018b, *MNRAS*, 481, 5307
- Guerrero C. A. et al., 2021, *AJ*, 161, 253
- Hanuschik R. W., 1995, *Astron. Astrophys. (ISSN 0004-6361)*, 295, 423
- Hanuschik R. W., 1996, *Astron. Astrophys.*
- Harmanec P., 1983, *Hvar Observatory Bulletin*, 7, 55
- Harmanec P., 1988, *Astron. Institutes Czechoslov.*, 39, 329
- Hartkopf W. I., Mason B. D., McAlister H. A., , 1996, *AJ*, 111, 370
- Hartkopf W. I., Mason B. D., Worley C. E., 2001, *AJ*, 122, 3472
- Haubois X., Carciofi A. C., Rivinius T., Okazaki A. T., Bjorkman J. E., 2012, *ApJ*, 756, 156
- Howarth I. D., Goss K. J. F., Stevens I. R., Chaplin W. J., Elsworth Y., 2014, *MNRAS*, 440, 1674
- Indebetouw R. et al., 2005, *ApJ*, 619, 931
- Jackson J., Stoy R. H., 1954, *Annals of the Cape Observatory*, 17
- Jaschek M., Slettebak A., Jaschek C., 1981, *Be Star Newsl.*
- Jönsson H. et al., 2020, *AJ*, 160, 120
- Kervella P., Arenou F., Mignard F., Thévenin F., 2019, *A&A*, 623, A72

- Kharchenko N. V., 2001, *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel*, 17, 409
- Klement R. et al., 2019, *ApJ*, 885, 147
- Klement R. et al., 2017, *A&A*, 601, A74
- Knox K. T., Thompson B. J., 1974, *ApJL*, 193, L45
- Kogure T., Hirata R., 1982, *Bull. Astron. Soc. India* V.104
- Kriz S., Harmanec P., 1975, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 26, 65
- Labadie-Bartz J., 2021, in *Posters from the TESS Science Conference II (TSC2)*, p. 167
- Labadie-Bartz J. et al., 2018, *AJ*, 155, 53
- Labadie-Bartz J. et al., 2017, *AJ*, 153, 252
- Labeyrie A., 1970, *A&A*, 6, 85
- Lamers H. J. G. L. M., Waters L. B. F. M., 1987, *A&A*, 182, 80
- Langer N., Cantiello M., Yoon S.-C., Hunter I., Brott I., Lennon D., de Mink S., Verheijdt M., 2008, in *IAU Symposium, Vol. 250, Massive Stars as Cosmic Engines*, Bresolin F., Crowther P. A., Puls J., eds., pp. 167–178
- Laplace P., 1814, *Théorie analytique des probabilités, Théorie analytique des probabilités No. v. 1*. Courcier
- Lazzaro D., Rodrigues T., Carvano J. M., Roig F., Mothé-Diniz T., Impacton Team, 2012, in *Asteroids, Comets, Meteors 2012*, Vol. 1667, p. 6148
- Levenhagen R. S., Leister N. V., 2006, *MNRAS*, 371, 252
- Lohmann A. W., Weigelt G., Wirnitzer B., 1983, *Appl. Opt.*, 22, 4028
- Maeder A., Meynet G., 2010, *New Astron. Rev.*, 54, 32
- Majewski S. R., APOGEE Team, APOGEE-2 Team, 2016, *Astronomische Nachrichten*, 337, 863

- Marlborough J. M., Peters G. J., 1986, *ApJS*, 62, 875
- Marr K. C., Jones C. E., Carciofi A. C., Rubio A. C., Mota B. C., Ghoreyshi M. R., Hatfield D. W., Rímulo L. R., 2021, *ApJ*, 912, 76
- Martayan C., Baade D., Fabregat J., 2010, *A&A*, 509, A11
- Martayan C., Floquet M., Hubert A. M., Gutiérrez-Soto J., Fabregat J., Neiner C., Mekkas M., 2007, *A&A*, 472, 577
- Martayan C., Rivinius T., Baade D., Hubert A.-M., Zorec J., 2011, in *IAU Symposium*, Vol. 272, *Active OB Stars: Structure, Evolution, Mass Loss, and Critical Limits*, Neiner C., Wade G., Meynet G., Peters G., eds., pp. 242–253
- Mason B. D., Hartkopf W. I., 2017, *AJ*, 154, 183
- McCarthy J. K. et al., 2008, *The Sixth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey*
- McDonald I., Zijlstra A. A., Watson R. A., 2017, *MNRAS*, 471, 770
- McSwain M. V., Gies D. R., 2007, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 361, *Active OB-Stars: Laboratories for Stellare and Circumstellar Physics*, Okazaki A. T., Owocki S. P., Stefl S., eds., p. 349
- Meilland A., Millour F., Kanaan S., Stee P., Petrov R., Hofmann K. H., Natta A., Perraut K., 2012, *A&A*, 538, A110
- Meilland A., Millour F., Kanaan S., Stee P., Petrov R., Hofmann K.-H., Natta A., Perraut K., 2012, *Astron. Astrophys.*, 538, A110
- Meilland A., Stee P., Chesneau O., Jones C., 2009, *A&A*, 505, 687
- Meilland A. et al., 2007, *A&A*, 464, 59
- Merrill P. W., Burwell C. G., 1933, *Astrophys. J.*, 78, 87
- Merrill P. W., Burwell C. G., 1943, *Astrophys. J.*, 98, 153
- Merrill P. W., Burwell C. G., 1949, *Astrophys. J.*, 110, 387
- Merrill P. W., Burwell C. G., 1950, *Astrophys. J.*, 112, 72

- Meynet G., Maeder A., 2000, *Astron. Astrophys.*
- Miroshnichenko A. S., 2016, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 506, *Bright Emissaries: Be Stars as Messengers of Star-Disk Physics*, Sigut T. A. A., Jones C. E., eds., p. 71
- Monet D. G., 1998, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 193, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, p. 120.03
- Mota B. C., 2019, PhD thesis, Universidade de São Paulo
- Negueruela I., Steele I. A., Bernabeu G., 2004, *Astronomische Nachrichten*, 325, 749
- Nidever D. L. et al., 2015, *AJ*, 150, 173
- Olević D., Cvetković Z., 2006, *Astron. J.*, 131, 1721
- Panoglou D., Faes D. M., Carciofi A. C., Okazaki A. T., Baade D., Rivinius T., Borges Fernandes M., 2018, *MNRAS*, 473, 3039
- Peters G. J., 1982, in *IAU Symposium*, Vol. 98, *Be Stars*, Jaschek M., Groth H.-G., eds., pp. 311–314
- Plavec M., 1976, in *IAU Symposium*, Vol. 70, *Be and Shell Stars*, Slettebak A., ed., p. 439
- Pollmann E., 2016, *Information Bulletin on Variable Stars*, 6169, 1
- Porter J. M., 1996, *MNRAS*, 280, L31
- Porter J. M., Rivinius T., 2003, *PASP*, 115, 1153
- Price R., 1763, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London*, 53, 370
- Pringle J. E., 1981, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 19, 137
- Puss A., Leedjårv L., 2003, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 303, *Symbiotic Stars Probing Stellar Evolution*, Corradi R. L. M., Mikolajewska J., Mahoney T. J., eds., p. 159
- Queiroz A. B. A. et al., 2020, *A&A*, 638, A76

- Quirrenbach A. et al., 1997, *Astrophys. J.*, 479, 477
- Reig P., 2011, *Ap&SS*, 332, 1
- Rímulo L. R. et al., 2018, *MNRAS*, 476, 3555
- Rivinius T., Baade D., Carciofi A. C., 2016, *A&A*, 593, A106
- Rivinius T., Baade D., Carciofi A. C., 2017, in *Second BRITE-Constellation Science Conference: Small Satellites - Big Science*, Zwintz K., Poretti E., eds., Vol. 5, pp. 188–195
- Rivinius T., Carciofi A. C., Martayan C., 2013, *A&A Rev.*, 21, 69
- Röser S., Schilbach E., Schwan H., Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Scholz R. D., 2008, *A&A*, 488, 401
- Sana H., 2017, in *IAU Symposium, Vol. 329, The Lives and Death-Throes of Massive Stars*, Eldridge J. J., Bray J. C., McClelland L. A. S., Xiao L., eds., pp. 110–117
- Schlafly E. F., Finkbeiner D. P., 2011, *ApJ*, 737, 103
- Schultz G. V., Wiemer W., 1975, *A&A*, 43, 133
- Secchi A., 1867, *Astron. Nachrichten*, 68, 63
- Semaan T., Hubert A. M., Zorec J., Martayan C., Frémat Y., Gutiérrez-Soto J., Fabregat J., 2013, *A&A*, 551, A130
- Shakura N. I., Sunyaev R. A., 1973, *Astron. Astrophys.*, 24
- Shenavrin V. I., Taranova O. G., Nadzhip A. E., 2011, *Astron. Reports*, 55, 31
- Sigut T. A. A., Patel P., 2013, *ApJ*, 765, 41
- Simón-Díaz S., Godart M., Castro N., Herrero A., Aerts C., Puls J., Telting J., Grassitelli L., 2017, *A&A*, 597, A22
- Slettebak A., 1982, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 50, 55
- Souza T. B., 2015, PhD thesis, Observatório Nacional

- Souza T. B., Guerrero C. A., Borges Fernandes M., 2020, *AJ*, 159, 132
- Stassun K. G. et al., 2019, *AJ*, 158, 138
- Stassun K. G. et al., 2018, *AJ*, 156, 102
- Stee P., 1995, *Astrophys. Space Sci.*, 224, 561
- Stee P., Bittar J., 2001, *A&A*, 367, 532
- Stee P., Meilland A., 2012, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 464, *Circumstellar Dynamics at High Resolution*, Carciofi A. C., Rivinius T., eds., p. 167
- Struve O., 1931, *Astrophys. J.*, 73, 94
- Tokovinin A., Mason B. D., Hartkopf W. I., Mendez R. A., Horch E. P., 2015, *AJ*, 150, 50
- Tokovinin A., Mason B. D., Mendez R. A., Horch E. P., Briceño C., 2019, *AJ*, 158, 48
- Touhami Y. et al., 2013, *ApJ*, 768, 128
- Townsend R. H. D., Owocki S. P., Howarth I. D., 2004, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 350, 189
- Tutukov A. V., Fedorova A. V., 2007, *Astronomy Reports*, 51, 847
- Tycner C. et al., 2005, *ApJ*, 624, 359
- van Belle G. T., 2012, *Astron. Astrophys. Rev.*, 20, 51
- van Belle G. T. et al., 2006, *Astrophys. J.*, 637, 494
- van Belle G. T., Ciardi D. R., Thompson R. R., Akeson R. L., Lada E. A., 2001, *Astrophys. J.*, 559, 1155
- van Leeuwen F., 2007, *Astron. Astrophys.*, 474, 653
- Van Leeuwen F., 2007, *Astron. Astrophys.*, 474, 653

- Vieira R. G., Carciofi A. C., 2017, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 508, *The B[e] Phenomenon: Forty Years of Studies*, Miroshnichenko A., Zharikov S., Korčáková D., Wolf M., eds., p. 33
- Vieira R. G., Carciofi A. C., Bjorkman J. E., 2015, *MNRAS*, 454, 2107
- Vieira R. G., Carciofi A. C., Bjorkman J. E., Rivinius T., Baade D., Rímulo L. R., 2017, *MNRAS*, 464, 3071
- von Zeipel H., 1924, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 84
- Štefl S., Le Bouquin J. B., Carciofi A. C., Rivinius T., Baade D., Rantakyrö F., 2012, *A&A*, 540, A76
- Wheelwright H. E., Bjorkman J. E., Oudmaijer R. D., Carciofi A. C., Bjorkman K. S., Porter J. M., 2012, *MNRAS*, 423, L11
- White S. et al., 2018, *Journal of Double Star Observations*, 14, 172
- Wilson J. C. et al., 2019, *PASP*, 131, 055001
- Wood K., Bjorkman K. S., Bjorkman J. E., 1997, *ApJ*, 477, 926
- York D. G. et al., 2000, *Astron. J.*, 120, 1579
- Yudin R. V., 2001, *A&A*, 368, 912
- Zacharias N., Monet D. G., Levine S. E., Urban S. E., Gaume R., Wycoff G. L., 2004, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 205, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, p. 48.15
- Zasowski G. et al., 2017, *AJ*, 154, 198
- Zhao M. et al., 2009, *Astrophys. J.*, 701, 209
- Zharikov S. V. et al., 2013, *A&A*, 560, A30
- Zirm H., 2010, *Journal of Double Star Observations*, 3
- Zorec J., Briot D., 1997, *Astron. Astrophys.*
- Zorec J. et al., 2016, *A&A*, 595, A132