

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

Modelização de estrelas Be Clássicas
na região do infravermelho próximo
observadas no levantamento APOGEE

TIAGO BATISTA SOUZA

Orientador:

DR. MARCELO BORGES FERNANDES

Rio de Janeiro
4 de Novembro de 2015

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

Tiago Batista Souza

**Modelização de estrelas Be Clássicas na região do infravermelho próximo
observadas no levantamento APOGEE**

Dissertação de Mestrado apresentado ao
Programa de Pós-Graduação em Astro-
nomia do Observatório Nacional como
parte dos requisitos para a obtenção do
grau de MESTRE em Astronomia.

Orientador: Marcelo Borges Fernandes

Rio de Janeiro
4 de Novembro de 2015

Agradecimentos

Inicialmente, gostaria de agradecer as duas pessoas que sempre estiveram ao meu lado durante todos os momentos importantes da minha vida e que são os responsáveis por trilhar o caminho que estou percorrendo agora. Seu José e Dona Lúcia, meus pais, sou muito grato por tudo que fizeram e continuam a fazer por mim. Vocês são a prova de que é possível lutar contra as diversidades que a vida nos impõe e sair vitoriosos! Tenho muito orgulho de vocês. Com o mesmo sentimento, agradeço também a minha tia Zulmira e ao meu tio Silvério por tudo que fizeram por mim, levo vocês sempre no meu coração.

A minha "pechochita" Kriss por todo apoio e compreensão que teve durante esses últimos meses. Estaremos juntos sempre!

Ao meu amigo, orientador e pai de primeira viagem Dr. Marcelo Borges Fernandes por toda dedicação, paciência e apoio dado ao longo desses anos. Obrigado por acreditar e confiar na minha capacidade.

Aos Doutores Aléx Carciofi, Daniel Faes e Rodrigo Vieira (IAG/USP) pela enorme contribuição prestada ao longo dos últimos meses.

Aos meus amigos do Observatório Nacional pela agradável convivência ao longo desses dois anos, em especial aos amigos de sala: Rafael Guerço, Michele (Mikele). Daniel e as senhoritas Má del Carmen e Carol pela amizade, auxílio e muitos momentos engraçados.

A Dona Maria Emília por ser essa pessoa tão especial e por cuidar tão bem de todos nós aqui no observatório.

Aos meus amigos Martin e Jéssica pela convivência e amizade durante este tempo que moramos na mesma casa.

E a todos que desejam o meu bem e a minha vitória.

Epígrafe

"Imagine que o mundo seja algo como uma gigantesca partida de xadrez sendo disputada pelos deuses, e que nós fazemos parte da audiência. Não sabemos quais são as regras do jogo; podemos apenas observar seu desenrolar. Em princípio, se observarmos por tempo suficiente, iremos descobrir algumas das regras. As regras do jogo é o que chamamos de Física fundamental"

Richard Feynman (Feynman lectures on physics)

Sumário

Agradecimentos	iii
Epígrafe	v
Resumo	xvii
Abstract	xviii
1 Introdução	1
2 Estrelas Be Clássicas	4
2.1 Histórico	4
2.2 Definição	6
2.3 Características espectrais	7
2.3.1 Estrelas Be do tipo Shell	7
2.4 Estrela central	8
2.4.1 Estágio evolutivo	9
2.4.2 Rotação	9
2.4.3 Escurecimento gravitacional	11
2.5 Disco circunstelar	13
2.5.1 Geometria do disco circunstelar	13
2.5.2 Cinemática	14
2.5.3 Tamanho do disco	14
2.6 Modelo do disco viscoso	15
2.7 Variabilidade	16
3 O Projeto Sloan Digital Sky Survey	19
3.1 Descrição do SDSS	19
3.2 Telescópio	19

3.3	Edições do projeto SDSS	21
3.4	Data Releases	23
3.5	Levantamento APOGEE-1	27
3.5.1	Objetivos e principais características	27
3.5.2	Espectrógrafo	28
3.5.3	Redução dos dados e o problema da persistência	32
3.6	Amostra de Objetos	34
3.6.1	Estrelas com pouca informação disponível na literatura	36
3.6.2	Estrelas com os parâmetros físicos disponíveis na literatura	38
4	O Código HDUST	45
4.1	Características gerais	45
4.2	Grade de modelos Be Atlas	46
4.2.1	Parâmetros da estrela central	46
4.2.2	Parâmetros do disco	51
4.2.3	Parâmetros não incluídos na grade de modelos	53
4.3	O Código EMCEE	54
5	Metodologia	55
5.1	Primeiros passos	55
5.2	Escolha da linha de Brackett 13	55
5.3	Busca por variabilidade	57
5.4	Tratamento dos espectros	58
5.4.1	Remoção de raios cósmicos dos espectros	58
5.4.2	Correção da velocidade baricêntrica	58
5.4.3	Correção da velocidade radial	58
5.5	Aplicação da grade Be Atlas e o código EMCEE	59
5.5.1	Walkers	59
5.5.2	Minimização	60
5.5.3	Processos de iteração	60
5.5.4	Arquivos de saída	61
5.6	Configurações utilizadas pelo EMCEE	62
6	Resultados e Discussões	63
6.1	Considerações gerais	63
6.2	Limitações	63

6.2.1	Ajuste do perfil de linha	64
6.2.2	Restrição na massa	64
6.2.3	Calibrações e persistência	64
6.3	Estrelas com poucas informações na literatura	65
6.3.1	Estrelas com perfis de linhas pico duplo	65
6.3.2	Estrelas com perfis de linhas do tipo shell	70
6.3.3	Estrelas que apresentam variações no perfil de linha	75
6.4	Estrelas com informações disponíveis na literatura	81
6.4.1	Estrelas com perfis de linhas pico duplo	81
6.4.2	Estrelas com perfis de linhas do tipo shell	86
6.4.3	Estrelas que apresentam variações no perfil de linha	91
6.5	Gráficos de correlação	94
6.6	Comparação dos resultados com a literatura	96
7	Conclusões e Perspectivas	97
	Apêndices	100
A	Gráficos de correlação	100
A.1	Estrelas com poucas informações na literatura	101
A.1.1	Estrelas com perfis de linhas pico duplo	101
A.1.2	Estrelas com perfis de linhas do tipo shell	103
A.1.3	Estrelas que apresentam variação no perfil de linha	107
A.2	Estrelas com informações disponíveis na literatura	110
A.2.1	Estrelas com perfis de linhas pico duplo	110
A.2.2	Estrelas com perfis de linhas do tipo shell	113
A.2.3	Estrelas que apresentam variação no perfil de linha	116
B	Atlas Espectral	118
B.1	HD 204860	121
B.2	BD-154863	121
B.3	2MASS J18194798-1724130	122
B.4	HD 223924	122
B.5	SS412	123
B.6	HD 232940	123
B.7	TYC 3727-1849-1	124
B.8	BD+44709s	124
B.9	TYC1846-17-1	125

B.10 HD 247042	125
B.11 HD 38708	127
B.12 TYC 2405-1358-1	127
B.13 HD 42529	128
B.14 HD 254168	128
B.15 HD 43681	129
B.16 HD 257473	129
B.17 SS453	130
B.18 HD 240249	130
B.19 MWC1085	131
B.20 Hen3-14	131
B.21 HD 45871	132
B.22 HD 40254	132
B.23 HD 345589	133
B.24 HD 159845	133
B.25 2MASS J18382765-1014211	134
B.26 BD-104799	134
B.27 HD 161004	135
B.28 HD 316179	135
B.29 2MASS J01542524+5651061	136
B.30 HD 13544	136
B.31 HD 37266	137
B.32 BD+424162	137
B.33 HD 201836	138
B.34 HD 345439	138
B.35 HD 345339	138
B.36 TYC 6854-2016-1	139
B.37 HD 317026	139
B.38 HD 32811	140
B.39 HD 51893	140
B.40 HIP2382	141
B.41 TYC 4056-415-1	141
B.42 HD 55200	142
B.43 HD 28942	142
B.44 TYC 4060-96-1	143
B.45 HD 260153	143
B.46 TYC 5126-2325-1	144

B.47 HD 173075	144
B.48 TYC 5121-940-1	145
B.49 HR 1047	145
B.50 2MASS J18274975-1104312	145
B.51 BD-094724	146
B.52 TYC 5696-503-1	146
B.53 HD 165174	146
B.54 BD+542887	147
B.55 HD 182550	147
B.56 2MASS J17494627-2249517	147
B.57 BD-024698	148
B.58 TYC 3690-1236-1	148
B.59 HD 29035	149
B.60 HD 173010	149
B.61 HD 345506	150
B.62 2MASS J18412551-0534033	150
B.63 TYC 3692-1671-1	150
Referências Bibliográficas	152

Lista de Figuras

2.1	Visão esquemática da ideia de Struve	8
2.2	Comparação entre as trilhas evolutivas na sequência principal de estrelas com massa $1,7 M_{\odot}$, $5 M_{\odot}$ e $12 M_{\odot}$ para modelos com rotação (linha preta sólida) e sem rotação, segundo os modelos de Schaller et al. (1992) (linha azul pontilhada). As linhas em vermelho correspondem as trilhas evolutivas a partir da saída da sequência principal (Ekström et al., 2012)	11
2.3	Estrela Achernar observada na banda H por interferometria (VLTI/PIONIER). As coordenadas espaciais foram normalizadas para expressar o raio equatorial da estrela ($R_{eq} = 9,16 R_{\odot}$). 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 (Domiciano de Souza et al., 2014).	13
2.4	Variação do perfil de linha $H\alpha$ da estrela <i>o And</i> apresentada em 1986 e 2000. A variação é causada pela transição entre a fase B normal (sem disco) e a fase Be	17
3.1	Localização do Observatório utilizado pelo projeto SDSS, visão geral do telescópio 2.5 m e seu sistema de defletores de luz.	24
3.2	Telescópio 2.5 m utilizado pelo projeto SDSS	25
3.3	Estrutura de cobertura do telescópio	26
3.4	Visão geral das mascaras pré-perfuradas, conectores e fibras ópticas utilizadas na coleta e transporte da luz até o espectrógrafo	30
3.5	Descrição de cada um dos componentes do espectrógrafo mostrando também como ocorre a propagação da luz	31
3.6	Espectro de absorção telúrica das moléculas H_2O , CO_2 e CH_4 na banda H	33
3.7	Espectro de estrelas com perfil pico duplo pertencentes a nossa amostra de objetos e que foram obtidos através do levantamento APOGEE.	38

3.8	Espectro de estrelas com perfildo tipo Shell pertencentes a nossa amostra de objetos e que foram obtidos através do levantamento APOGEE.	41
4.1	Evolução da fração de hidrogênio no núcleo durante a sequência principal	48
4.2	Determinação da fração de hidrogênio $X_c = 0.3$ através das faixas evolutivas de (Geogy et al., 2013), sobreposta à distribuição de algumas amostras de objetos da literatura bem conhecidas	48
4.3	Determinação do parâmetro β em função do achatamento da estrela a partir do modelo proposto por Espinosa Lara & Rieutord (2011)	50
4.4	Determinação da luminosidade e do raio polar através da interpolação linear dos modelos de evolução estelar obtidos pelo grupo de Genebra (Geogy et al., 2013; Granada et al., 2013).	51
4.5	Distribuição co-senoidal dos ângulos de inclinação	53
5.1	Exemplo de espectro na banda H obtido através do levantamento APOGEE.	56
5.2	Exemplo de espectro na banda H obtido através do levantamento APOGEE que apresentam variações no perfil de linha.	57
5.3	Exemplo de gráfico de distribuição de pontos para a estrela BD-104799.	62
6.1	Gráficos de ajustes obtidos para as estrelas que apresentam perfil em pico duplo e com poucas informações disponíveis na literatura.	67
6.2	Gráficos de ajustes obtidos para as estrelas que apresentam perfil do tipo Shell e com poucas informações disponíveis na literatura.	71
6.3	Gráficos de ajustes obtidos para as estrelas que apresentam variações do perfil de linha e com poucas informações disponíveis na literatura.	77
6.4	Gráficos de ajustes obtidos para as estrelas que apresentam perfil de linha pico duplo e informações disponíveis na literatura.	82
6.5	Gráficos de ajustes obtidos para as estrelas que apresentam perfil de linha do tipo shell e informações disponíveis na literatura.	88
6.6	Parâmetros físicos determinados para as estrelas que apresentam variações no perfil de linha e que possuem informações disponíveis na literatura.	92
6.7	Gráfico de correlação da estrela HD260153.	95
A.1	Gráficos de correlação das estrelas com poucas informações na literatura.	103
A.2	Gráficos de correlação das estrelas com poucas informações na literatura.	106
A.3	Estrela SS412.	107
A.4	Estrela TYC6854-2016-1.	108
A.5	Estrela J18274975-1104312.	108

A.6 Estrela HD26015.	109
A.7 Estrela HD345439.	110
A.8 Estrela TYC2405-1358-1.	110
A.9 Gráficos de correlação para estrelas com perfis de linhas em pico duplo.	113
A.10 Gráficos de correlação para estrelas que apresentam o perfil de linha tipo shell.	115
A.11 Estrela HD223924.	116
A.12 Estrela HD247042.	117

Lista de Tabelas

2.1	Artigos Publicados fazendo referência as estrelas Be e Ae até a década de 1950	5
2.2	Valores de densidade volumétrica do disco (ρ_0) determinadas para algumas estrelas.	16
3.1	<i>Datas Releases</i> , ano de liberação dos dados, fase do programa e respectivas referências	23
3.2	Principais características do levantamento APOGEE	28
3.3	Cobertura espectral dos detectores do APOGEE	29
3.4	Lista dos objetos de nossa amostra final, com suas coordenadas celestes e galácticas, além das magnitudes apresentadas na banda H e a identificação como novas estrelas Be catalogadas por Chojnowski et al. (2015)	35
3.5	Identificação por cor dos objetos da nossa amostra de acordo com o número de espectros que temos disponíveis (<i>Visits</i>).	36
3.6	Lista de objetos com poucas referências na literatura e que apresentam perfil de linha do tipo pico duplo.	37
3.7	Lista de objetos com poucas referências na literatura e que apresentam perfil de linha do tipo shell.	37
3.8	Lista de objetos que apresentam perfil de linha em pico duplo	43
3.9	Lista de objetos que apresentam perfil do tipo shell	44
5.1	Estrelas da nossa amostra que apresentaram variações temporais	57
5.2	Parâmetros de entrada do EMCEE adotados neste trabalho.	62
6.1	Parâmetros físicos determinados para as estrelas com perfis de linhas em pico duplo e poucas informações disponíveis na literatura.	65
6.2	Parâmetros físicos determinados para as estrelas com perfis do tipo shell e poucas informações disponíveis na literatura.	70

6.3	Parâmetros físicos determinados para as estrelas com poucas informações disponíveis na literatura que apresentam variações no perfil de linha.	76
6.4	Parâmetros físicos determinados para as estrelas com perfis de linhas em pico duplo.	81
6.5	Parâmetros físicos determinados para as estrelas com perfis do tipo shell e com informações disponíveis na literatura.	86
6.6	Parâmetros físicos determinados para as estrelas que apresentam variações no perfil de linha e que possuem informações disponíveis na literatura.	91
B.1	Linhas identificadas por Chojnowski et al. (2015) nos espectros de estrelas Be clássicas na faixa de comprimento de onda 15145-16955 Å (banda H) no espectro APOGEE.	119

Resumo

As estrelas de alta massa são objetos de alta complexidade que evoluem de forma ainda não são muito bem compreendida até os dias de hoje. Entre elas estão os objetos investigados nesta dissertação: as *Estrelas Be Clássicas*. Essas estrelas são do tipo espectral B, não supergigantes, cujo espectro tem ou teve em algum momento, uma ou mais linhas de Balmer em emissão. Essas linhas em emissão são provenientes de um disco circunstelar, constituído por gás ejetado pela própria estrela. Os discos de estrelas Be clássicas são transientes e os mecanismos responsáveis pela formação/dissipação dos mesmos ainda são pouco compreendidos. Com o intuito de obtermos uma melhor compreensão dos mecanismos e parâmetros físicos, tanto do objeto central quanto do disco circunstelar, utilizamos neste trabalho dados espectroscópicos para uma amostra de 63 estrelas, provenientes do levantamento APOGEE-1 (SDSS-III) na região do infravermelho próximo (banda H). A investigação foi baseada em ajustes dos espectros observados com modelos teóricos da grade Be Atlas obtida com o código HDUST de transferência radiativa. Os ajustes espectrais foram baseados no método de Monte Carlo Markov Chain a partir do código EMCEE. Os resultados obtidos para a nossa amostra de objetos são bastante promissores, entretanto ainda existem algumas limitações como: 1) o HDUST não considera o espalhamento eletrônico na sua modelização; 2) restrição para modelos com massa $M > 7,5M_{\odot}$ imposta pelo próprio código EMCEE ao atribuir uma maior probabilidade à estes e 3) a qualidade da redução dos espectros APOGEE, que para muitas estrelas é questionável devido a uma possível má calibração ou em decorrência dos efeitos de persistência em uma escala menor. O objetivo desta dissertação é apresentar os resultados da primeira aplicação da grade Be Atlas para os dados do APOGEE-1, confirmando a viabilidade do projeto. Também mostraremos as perspectivas futuras deste trabalho, como a correção dos problemas relacionados ao processo de minimização e a expansão da cobertura espectral da grade, que permitirão uma obtenção mais precisa dos parâmetros físicos dos objetos da nossa amostra e a própria comparação com resultados da literatura. Além disso, a análise dos dados provenientes do novo levantamento APOGEE-2, nos permitirá identificar novas estrelas Be, expandindo ainda mais a nossa amostra de objetos.

Abstract

Massive stars are very complex objects and up to now their evolution is not well understood yet. Among the massive stars, the Classical Be stars are the subject of this dissertation. They are B-type, non-supergiants stars, whose spectra have, or had at some time, one or more Balmer lines in emission. These emission lines are formed in a circumstellar disk composed mainly by gas ejected from the central star. The disks of Classical Be stars are transient and the mechanisms responsible by the formation/dissipation of them are still poorly understood. In order to get a better understanding about these processes, as well as to determine the physical parameters of both, the central star and the disk, we use spectroscopic data obtained by the APOGEE-1 survey (SDSS-III) in the near IR (H band) for a sample of 63 stars and we have applied a large grid of models for Be stars using the code HDUST, called Be Atlas. The modeling of our sample was made using the code EMCEE based on Monte Carlo Markov Chain method. Thus, we present the results of this first application of Be Atlas for our sample of objects, which are promising. However, there are some important limitations as: 1) HDUST does not consider the electron scattering in its models ; 2) there is a restriction for models with mass $M > 7,5M_{\odot}$ imposed by EMCEE giving to them a higher probability ; 3) the quality of APOGEE data reduction for many stars is questionable, due to calibration issues and possible persistence effects. Thus, the next steps of this work are the correction of all these problems and the expansion of the spectral coverage of Be Atlas to UV and optical bands, allowing us a better determination of the physical parameters and a proper comparison with the literature. We will also analyze new APOGEE-2 data in order to identify new Be stars, expanding therefore our sample of objects.

Capítulo 1

Introdução

A compreensão da evolução de estrelas de alta massa ainda constitui um grande problema em aberto em astrofísica estelar. Essas estrelas têm como características: massa $M_{\star} > 8 M_{\odot}$, luminosidade $L_{\star} \sim 10^4$ - $10^6 L_{\odot}$ e temperatura efetiva $T_{eff} > 15000$ K. Entretanto, as afirmações que podemos fazer é que começam suas vidas como estrelas do tipo espectral O ou B (dependendo da sua massa inicial) e as terminam em explosões de supernova do tipo II.

Apesar da fração de estrelas de alta massa atualmente ser muito pequena, devido ao seu breve período de vida (da ordem de 10^7 anos) e também com base na função inicial de massa¹, essas estrelas desempenham um papel muito importante para o meio interestelar e também na evolução química das galáxias, uma vez que:

- A radiação emitida por essas estrelas é altamente energética, notadamente na região do ultravioleta, sendo responsável por aquecer o meio interestelar ($\sim 10^4$ K) e favorecer a formação de regiões HII.
- Contribuem para o processo de enriquecimento do meio interestelar de duas formas: 1) com elementos mais pesados que o Hidrogênio e Hélio que foram produzidos por nucleossíntese no interior estelar e ejetados na forma de ventos estelares intensos. 2) por nucleossíntese explosiva em eventos de supernova com elementos mais pesados que o ferro². Segundo os modelos de [Abel, Bryan & Norman \(2002\)](#), as estrelas de alta massa eram muito mais abundantes durante o início do Universo, sendo assim a principal fonte de enriquecimento do meio interestelar.

¹A função inicial de massa descreve, considerando um cenário de formação estelar, a densidade numérica de estrelas criadas como função de sua massa. Uma equação que descreve de forma robusta a formação de estrelas para massas $M_{\star} \gtrsim 1 M_{\odot}$ foi obtida por [Salpeter \(1955\)](#) e é dada por $n(M) \propto M^{-2,35}$.

²As reações nucleares em estrela de alta massa cessam no elemento químico ferro. Para elementos químicos mais pesados as reações são endotérmicas (consomem energia).

- Os ventos estelares, que são importantes durante todas as fases da vida das estrelas de alta massa, afetam a dinâmica do meio interestelar através da grande quantidade de energia inserida no mesmo. Isso causa ondas de choque que podem perturbar a nuvem molecular materna, desencadeando um novo processo de formação estelar ou até destruindo a mesma.

Mesmo tendo os modelos atuais promovido um grande avanço com a inclusão de ingredientes como perda de massa, rotação e diferentes metalicidades, ainda existem fases da vida dessas estrelas que ainda não são muito bem conhecidas, como é o caso dos alvos dessa dissertação: as estrelas Be Clássicas.

As estrelas Be foram definidas por [Collins \(1987\)](#) como sendo estrelas do tipo espectral B, não supergigantes, cujo espectro tem ou teve por algum momento, uma ou mais linhas de Balmer em emissão. Essa definição entretanto, é bastante geral, englobando objetos que apresentam variabilidade, diferentes processos de formação de disco circunstelar e fases evolutivas distintas. Dentre esse conjunto podemos citar as Herbig AeBe, que são objetos pré-sequência principal que possuem um disco de gás e poeira em acreção, e estrelas binárias, cuja componente principal é do tipo espectral B e apresenta um disco formado por material ejetado da sua companheira. Assim sendo, para caracterizarmos melhor as estrelas Be Clássicas devemos considerar também outros fatores como:

- Alta rotação, próxima a velocidade crítica³ da estrela.
- Presença de pulsações não radiais⁴.
- Presença de um disco fino viscoso⁵ de gás, formado a partir do material ejetado na região equatorial da estrela. Esse disco é regido por um campo de velocidades Kepleriano⁶ e são fenômenos transientes⁷.

³Velocidade crítica ou limite crítico, corresponde a velocidade de rotação da estrela em que a força centrífuga se iguala a força gravitacional, tornando a gravidade efetiva da estrela igual a zero, no limite de sua estabilidade ([Langer & Heger, 1998](#)).

⁴Grosso modo, pulsações não radiais podem ser entendidas como ondas que se propagam através da superfície da estrela, onde eventualmente sofrem interferência construtiva ou destrutiva, podendo ser um dos mecanismos que auxiliam a ejeção de massa e a formação do disco em estrelas Be.

⁵Discos viscosos são assim chamados porque estão relacionados com a transferência de momento angular, por meio de fricção turbulenta, do material que se encontra na parte interna do disco para as regiões mais externas do mesmo.

⁶Disco com estrutura Kepleriano é aquele que encontra-se em equilíbrio dinâmico (sem expansão) e que apresenta perfil do tipo Kepleriano.

⁷O disco presente nas estrelas Be pode se dissipar ao longo de anos e ressurgir posteriormente. Um possível mecanismo que poderia contribuir neste sentido são as pulsações não-radiais, uma vez que estas seriam as responsáveis por "ativar" e "desativar" o processo de ejeção de massa da estrela.

A importância do estudo das estrelas Be de uma forma geral, está em fornecer pistas que contribuam para a resolução de questões ainda em aberto como: os mecanismos que propiciam a ejeção de massa da estrela, a formação e dissipação de discos circunstelares e a evolução do momento angular da estrela central.

Visando contribuir para essa discussão, esta dissertação tem como objetivo reproduzir o contínuo e o perfil da linha de Brackett 13 de 63 estrelas Be observadas através do levantamento APOGEE e que constituem a nossa amostra de objetos. Isso permitirá obter os parâmetros físicos destas estrelas e dos discos destes objetos. Para tal, estruturamos esta dissertação da forma apresentada a seguir.

No [Capítulo 2](#) discutiremos em maiores detalhes as estrelas Be, fazendo uma breve revisão histórica, seguida pela definição e por fim trataremos das condições físicas apresentadas pela estrela central e pelo seu disco circunstelar.

No [Capítulo 3](#) destacaremos a terceira fase do projeto Sloan Digital Sky Survey (SDSS-III), em especial o levantamento chamado Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE-1), que é um dos quatro grandes levantamentos que estiveram em atividade durante a realização deste projeto. Por fim, discutiremos as características físicas dos objetos da nossa amostra, a partir de dados do levantamento APOGEE-1.

No [Capítulo 4](#) trataremos do Código 3D de Monte Carlo HDUST, utilizado para a criação da grade de modelos Be Atlas, e desenvolvida especificamente para o estudo de estrelas Be. Ao término do capítulo falaremos sobre o código EMCEE utilizado para obtenção dos modelos da grade que melhor se ajustam aos objetos da nossa amostra.

No [Capítulo 5](#) apresentaremos a metodologia do nosso trabalho. No [Capítulo 6](#) apresentaremos os resultados obtidos e sua concordância ou não com as informações disponíveis na literatura. Além disso, discutiremos a respeito das limitações e problemas apresentados pelos códigos HDUST e EMCEE. No [Capítulo 7](#) apresentaremos as conclusões e perspectivas deste trabalho.

Este trabalho contém também dois apêndices, que tem como objetivo explorar alguns pontos importantes que estão diretamente relacionados com este trabalho: no [Apêndice A](#) mostramos os gráficos de correlação obtidos através da aplicação do código EMCEE, para os objetos da nossa amostra. No [Apêndice B](#) apresentamos um atlas espectral contendo a identificação de cada uma das linhas presentes nos objetos da nossa amostra, com suas respectivas medidas de largura equivalente e sua classificação com base no perfil de linha apresentada.

Capítulo 2

Estrelas Be Clássicas

2.1 Histórico

O primeiro relato histórico, no que diz respeito a detecção de uma linha espectral em emissão observada em um espectro estelar data de 23 de Agosto de 1866 e foi feito pelo então diretor do Observatório do Colégio Romano, Padre Angelo Secchi ([Secchi, 1867](#)).

Através de uma carta enviada ao editor da revista *Astronomische Nachrichten*, uma das primeiras revistas internacionais no campo da Astronomia, Secchi relatou que a estrela γ Cassiopeia¹ apresentava a linha $H\beta$ muito mais brilhante do que todo resto do espectro, bem diferente das demais estrelas observadas (α de Lira e α de Cão maior) cujas linhas de Balmer eram observadas em absorção.

Desde então, muitos estudos a respeito das estrelas Be² foram feitos e vários nomes se destacaram inicialmente. Entretanto, segundo as palavras de [Hearnshaw \(1986\)](#) em sua publicação "*The Analysis of Starlight*", aquele que mais se destacou na primeira metade do século XX no estudo dessas estrelas foi Paul Willard Merrill. Suas observações da linha $H\alpha$ utilizando placas de prisma objetiva levaram a um aumento significativo da quantidade de estrelas descobertas, que até 1886 eram de apenas cinco ([Underhill & Doazan, 1982](#)), além da criação do catálogo Mount Wilson de estrelas Be que, em colaboração com Cora G. Burweell, foi publicado em quatro partes ([Merrill & Burwell, 1933, 1943, 1949, 1950](#)). Cerca de duas décadas depois, o número de estrelas Be catalogadas já havia saltado para aproximadamente 3000 ([Wackerling, 1970](#)).

¹ γ Cas é uma estrela B0.5IVpe ([Shenavrin, Taranova & Nadzhip, 2011](#)) localizada na constelação de Cassiopeia (R.A: $00^h56^m42.532^s$ DEC: $+60^\circ43'00.26''$) a uma distancia de 168.27 ± 3.36 pc ([Anderson & Francis, 2012](#)).

²A letra B do termo Be refere-se ao tipo espectral da estrela, enquanto que a letra *e* indica a presença de linha(as) em emissão em seu espectro.

Acompanhando a crescente quantidade de objetos descobertos, o número de artigos publicados fazendo referência as estrelas Be e também a estrelas Ae³ foram aumentando gradativamente com o passar dos anos. [Merrill & Burwell \(1949\)](#) contabilizaram essas publicações até a década de 1950 (vide [Tabela 2.1](#)).

Período de publicação	Número de Publicações
Antes de 1870	2
1870 - 1879	2
1890 - 1899	37
1900 - 1909	26
1910 - 1919	72
1920 - 1929	159
1930 - 1939	330
1940 - 1949	311

Tabela 2.1: Contagem por década da quantidade de artigos publicados que fazem referência a estrelas Be e Ae ([Merrill & Burwell, 1949](#)).

Esse aumento da quantidade de objetos descobertos segue os avanços tecnológicos e da implementação de grandes levantamentos estelares cobrindo grande parte do céu. Assim, o interesse por esses objetos tem se mantido até os dias de hoje, fato que é ilustrado através dos diversos encontros temáticos sobre estrelas Be. Como por exemplo podemos citar: o colóquio 175 da IAU⁴ que foi dedicado ao fenômeno Be em estrelas do tipo inicial ([Smith, 2000](#)) e as conferências ocorridas ao longo da última década ([Ignace & Gayley, 2005](#); [Štefl et al., 2007](#); [Hoffman, Bjorkman & Whitney, 2012](#); [Carciofi & Rivinius, 2012](#); [Suárez et al., 2013](#)).

Uma iniciativa tomada com o objetivo de centralizar as informações disponíveis a respeito das estrelas Be conhecidas foi a criação do banco de dados BeSS⁵ contendo informações de cerca de 2000 estrelas Be incluindo mais de 54000 espectros disponíveis para mais de 600 delas, existem quase 54000 espectros disponíveis. A "alimentação" desse banco de dados pode ser feita tanto por astrônomos profissionais quanto por amadores e a sua utilização permite, por exemplo, acompanhar a variabilidade desses objetos ([Neiner et al., 2011](#)).

Artigos de revisão baseados em estudos mais recentes sobre esses objetos, principalmente no que diz respeito aos mecanismos responsáveis pela formação do disco de gás na região equatorial da estrela, também foram publicados ao longo dos últimos anos, sendo os mais recentes por [Porter & Rivinius \(2003\)](#) e [Rivinius, Carciofi & Martayan \(2013\)](#).

³Estrelas Ae são aquelas com o tipo espectral A e que apresentam linhas em emissão em seu espectro.

⁴IAU é a sigla de International Astronomical Union. <http://www.iau.org/>

⁵A sigla BeSS é uma abreviação para Be Star Spectra. <http://basebe.obspm.fr/basebe/>

2.2 Definição

A classe de estrelas de tipo Be foi primeiramente definida de um ponto de vista puramente taxonômico, como sendo estrelas do tipo espectral B que apresentam em seu espectro óptico linha(s) em emissão como $H\alpha$, $H\beta$ e, em alguns casos, outras linhas da série de Balmer do Hidrogênio em níveis mais altos de excitação, linhas de metais pouco ionizados e linhas de Hélio neutro (Kogure & Hirata, 1982).

Apesar da definição inicial dada acima, algumas estrelas que apresentavam perfil P-Cygni⁶ foram também tratadas juntas por Curtiss (1926), sendo somente removidas anos mais tarde por Struve (1931), que além disso associou as estrelas do tipo "Shell"⁷ à classe de estrelas Be. Bidelman (1976b) por sua vez definiu as estrelas Be, incluindo estrelas supergigantes e jovens nebulosas planetárias.

Uma definição mais precisa e que é utilizada até os dias atuais foi dada por Jaschek, Slettebak & Jaschek (1981), considerando uma pequena substituição do termo "linhas de Hidrogênio" por "linhas de Balmer", sendo popularizada por Collins (1987) como:

"Estrelas do tipo espectral B, não supergigantes, cujo espectro tem ou teve em algum momento, uma ou mais linhas de Balmer em emissão"

Esta definição, no entanto, é bastante ampla pois inclui todas as estrelas do tipo espectral B não supergigantes que contém material circunstelar com densidade suficiente para formação das linhas de Balmer em emissão e independe do estágio evolutivo em que a estrela se encontra.

Alguns exemplos de estrelas que se enquadram na definição dada acima são as Herbig Ae/Be e as do tipo Algol. No primeiro caso temos um objeto jovem, pré-sequência principal, que apresenta um disco circunstelar formado por gás e poeira oriundo do processo final de acreção durante a formação estelar. Já no segundo caso temos um sistema binário, onde a componente primária é uma estrela do tipo espectral B que está acretando matéria da componente secundária, dando origem as linhas em emissão.

⁶Perfil P-Cygni tem como característica uma absorção seguida por uma emissão. Este tipo de perfil é um forte indicador da presença de ventos estelares (perda de massa na direção do observador), onde a componente em absorção corresponde ao material entre a estrela e o observador, já a componente em emissão é originada nas outras partes do vento.

⁷Informações sobre essa classe de objetos encontram-se dentro da Sub-seção 2.3.1.

Para caracterizar as estrelas Be Clássicas precisamos complementar a definição dada por [Collins \(1987\)](#) considerando alguns fatores que as diferenciam das demais classes. Podemos defini-las como:

Estrelas em alta rotação que apresentam um disco circunstelar formado pela ejeção de gás da região equatorial da estrela.

2.3 Características espectrais

O primeiro modelo físico para as estrelas Be foi criado por [Struve \(1931\)](#) no artigo intitulado "*On the Origin of Bright Lines in Spectra of Stars of Class B*". Ele propôs que essas estrelas rotacionam a grandes velocidades, próximo à velocidade crítica⁸ causando um achatamento na direção polar e dando-lhes um formato oblato. Essa configuração propicia também a ejeção de matéria da região equatorial, formando um anel nebuloso que gira ao redor da estrela dando origem as linhas de emissão.

Com base em seu modelo, [Struve \(1931\)](#) estabeleceu que a forma apresentada pelo perfil da linha está diretamente relacionada com a inclinação do eixo de rotação da estrela com relação a linha de visada. Estrelas, que apresentam perfil de linha em pico duplo, são decorrentes de um cenário edge-on, ou seja, o eixo polar é quase perpendicular à linha de visada, possuindo espectros amplamente alargados, o que sugere uma rotação rápida, da ordem de várias centenas de quilômetros por segundo. Assim, o perfil de linha em pico duplo pode ser utilizado como indicativo da rotação estelar. A [Figura 2.1](#) mostra um esquema idealizado por [Struve \(1931\)](#), para explicar o "Fenômeno Be".

2.3.1 Estrelas Be do tipo Shell

O termo estrelas do tipo Shell é dado normalmente para qualquer estrela que apresenta uma atmosfera estendida. Entretanto quando tratamos de estrelas do tipo B esse termo adquire um significado especial.

O espectro dessas estrelas apresenta as linhas de Balmer com uma forte absorção central, podendo ou não apresentar emissão em suas asas ([Rivinius, Carciofi & Martayan, 2013](#)). O comportamento desse perfil de linha, quando interpretado com base na rotação estelar, faz dessas estrelas uma classe de objetos que rotacionam rapidamente.

Segundo o modelo de Struve, as estrelas Shell não seriam diferentes da classe das estrelas Be ordinárias. A diferença entre elas pode estar relacionada a inclinação

⁸Situação na qual a força centrífuga contrabalança com a força gravitacional da estrela.

do eixo de rotação da estrela com relação a nossa linha de visada. Considerando que o envoltório gasoso, esteja concentrado na região do plano equatorial da estrela, as estrelas do tipo Shell seriam as estrelas Be observadas com um ângulo de inclinação $i = 90^\circ$, ou seja, a partir da sua região equatorial edge-on correspondente a posição **D** mostrada na [Figura 2.1](#).

Uma lista de 36 estrelas do tipo Shell foi publicada como parte do segundo complemento do catálogo de Mount Wilson por [Merrill & Burwell \(1949\)](#). Posteriormente, durante o simpósio N° 70 da IAU, outra lista mais completa de estrelas de tal tipo foi publicada por [Bidelman \(1976a\)](#).

Uma consideração que deve ser enfatizada é que as estrelas do tipo Shell representam uma sub-classe das estrelas que apresentam o fenômeno Be. Assim podemos então afirmar que todas as estrelas do tipo Shell são estrelas Be, enquanto que nem todas as estrelas Be mostram evidências espectrais do tipo Shell pois, segundo o modelo de Struve, isso depende da inclinação do eixo de rotação da estrela com relação a linha de visada.

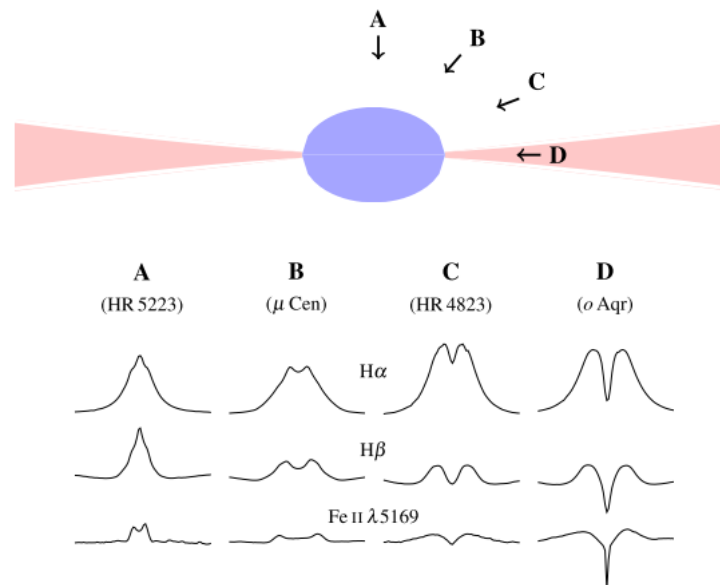


Figura 2.1: Visão esquemática da ideia de Struve. Em azul temos a estrela central apresentando uma forma achatada devido a alta rotação; em rosa temos representado o disco de gás formado pela estrela. A forma apresentada pela linha em emissão varia de acordo com a direção da linha de visada representada na figura pelas letras A, B, C e D ([Rivinius, Carciofi & Martayan, 2013](#)).

2.4 Estrela central

A estrela central é do tipo espectral B (embora o fenômeno Be também seja observado para estrelas O do tipo tardio e também para estrelas A do tipo inicial).

Estudos buscando quantificar a fração de estrelas do tipo espectral B que apresentam o fenômeno Be estimaram um valor entre 12% (Jaschek & Jaschek, 1983) e 17% (Zorec & Briot, 1997).

Em relação a distribuição das estrelas Be, Zorec & Briot (1997) também notaram uma concentração em torno de 34% para estrelas do tipo inicial (B1 e B2), enquanto que para estrelas do tipo tardio essa incidência diminui consideravelmente.

A seguir descreveremos com maior riqueza de detalhes as principais características apresentadas pela estrela central, em especial, a sua alta rotação e suas consequências.

2.4.1 Estágio evolutivo

Uma grande discussão está relacionada a evolução das estrelas Be. Um dos grandes questionamentos é se elas já começam suas vidas na sequência principal como estrelas Be ou se apresentam esse fenômeno ao longo da sua trajetória evolutiva. Estudos feitos por Zorec & Briot (1997) constataram a presença de estrelas Be em todas as classes de luminosidade (V-III) ao invés de estarem concentradas somente em estrelas mais evoluídas, evidenciando que, em princípio, a taxa de estrelas Be em relação as estrelas B não é função da evolução.

2.4.2 Rotação

Estrelas Be apresentam uma característica marcante: *rotação elevada*. Struve (1931) foi o primeiro a sugerir a alta rotação como sendo responsável pela formação do disco circunstelar apresentado por essas estrelas.

A alta rotação afeta a estrutura interna da estrela, principalmente após a fase de sequência principal, na qual o núcleo se contrai passando a rotacionar mais rapidamente do que as camadas mais externas que se expandem, que por sua vez causa uma transferência de momento angular das regiões mais internas da estrela para as mais externas e o transporte de elementos químicos (Meynet & Maeder, 2000). Além disso, faz com que ocorra uma mistura dos elementos, alterando a abundância na fotosfera, podendo ocasionar pequenos desvios nas suas trajetórias evolutivas ao longo da sequência principal em relação as estrelas de baixa rotação (Maeder & Meynet, 2010).

A [Figura 2.2](#) mostra as trilhas evolutivas na sequência principal de estrelas com massa $1,7 M_{\odot}$, $5 M_{\odot}$ e $12 M_{\odot}$ para modelos de estrelas com rotação (linha preta sólida) e sem rotação, segundo os modelos de [Schaller et al. \(1992\)](#) (linha azul tracejada). Podemos notar a diferença pequena, porém não desprezível entre os modelos ([Ekström et al., 2012](#)).

A rotação elevada também afeta a estrutura externa (fotosfera) estelar. Uma vez que a rotação é mais elevada na região equatorial do que na região polar, a estrela é deformada no sentido de ter um formato achatado (vide [Figura 2.1](#)). Esse efeito foi bem estudado através de interferometria por [Monnier et al. \(2007\)](#) e [van Belle et al. \(2001\)](#) para a estrela *Altair*, e por [Domiciano de Souza et al. \(2003\)](#) para a estrela Achernar.

Os efeitos causados pela alta rotação podem ser observados através da espectroscopia, uma vez que a largura das linhas espectrais projetadas na linha de visada torna-se grande, da ordem de centenas de kms^{-1} . Assim sendo, uma maneira de estimar a velocidade de rotação da estrela é através da medida da largura dessas linhas. Essa medida representa a velocidade de rotação multiplicada pelo seno do ângulo do eixo de rotação com a linha de visada, $v \sin(i)$ ([Porter & Rivinius, 2003](#)). Entretanto, devido ao efeito do escurecimento gravitacional (vide [Seção 2.4.3](#)) é subestimado o valor da velocidade da estrela, especialmente para aquelas que rotacionam acima de 80% da velocidade crítica. Isto ocorre pois o espectro observado vai ter uma grande contribuição do fluxo emitido pela região polar (que é mais brilhante do que a região equatorial), onde a velocidade é menor, resultando em linhas mais estreitas do que o esperado ([Collins II & Truax, 1995](#)).

[Porter \(1996\)](#) estudando estrelas Be do tipo shell e extrapolando seus resultados para todas as estrelas Be, concluiu que estas rotacionam, em média, com cerca de 70-80% da velocidade crítica. Segundo [Ekström et al. \(2008\)](#), essa taxa de rotação já seria suficiente para uma estrela B estar habilitada a se tornar uma estrela Be. Assim, estrelas B que começam suas vidas na sequência principal apresentando altas velocidades de rotação, tornam-se candidatas muito prováveis para atingir a velocidade crítica e desta forma ejetar material da região equatorial reduzindo o seu excesso de momento angular e formando discos.

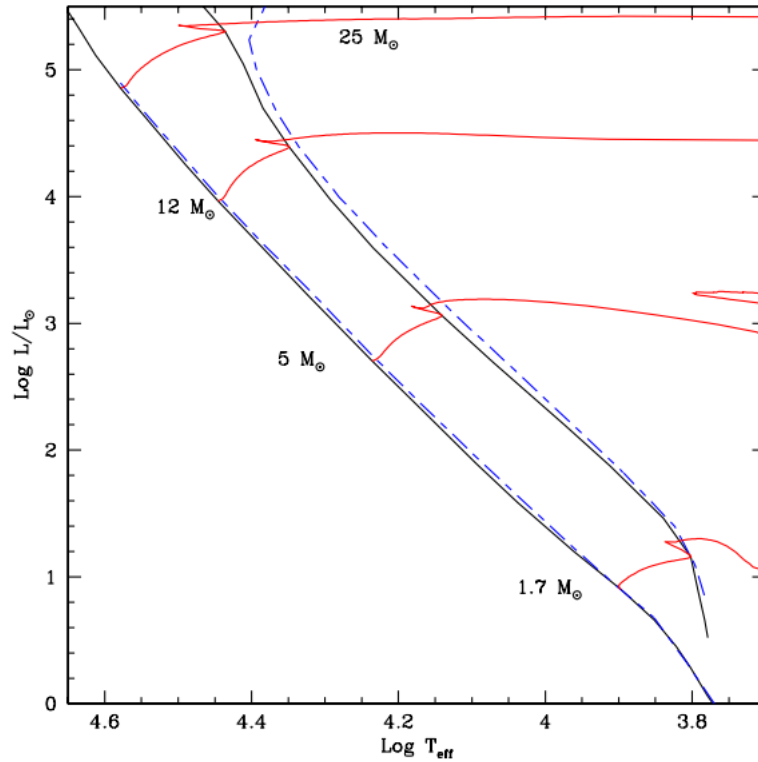


Figura 2.2: Comparação entre as trilhas evolutivas na sequência principal de estrelas com massa $1,7 M_{\odot}$, $5 M_{\odot}$ e $12 M_{\odot}$ para modelos com rotação (linha preta sólida) e sem rotação, segundo os modelos de Schaller et al. (1992) (linha azul pontilhada). As linhas em vermelho correspondem as trilhas evolutivas a partir da saída da sequência principal (Ekström et al., 2012).

2.4.3 Escurecimento gravitacional

As estrelas Be rotacionam próximo a velocidade crítica. Esse fato induz uma força centrífuga que é perpendicular ao eixo de rotação da estrela. Enquanto que na região polar essa força centrífuga é nula, na região equatorial da estrela, ela é máxima e se opõe a força gravitacional. Para que o equilíbrio entre essas duas forças ocorra, a superfície da estrela na região equatorial se expande, dando-lhe um formato achatado, além de diminuir a gravidade efetiva nesta região.

A variação da gravidade efetiva com a latitude da estrela gera um fenômeno conhecido como *escurecimento gravitacional* que é regido pelo teorema descrito por von Zeipel (1924). Segundo o teorema, o fluxo radiativo é proporcional a gravidade efetiva g_{ef} . A temperatura efetiva de uma estrela então varia com a latitude, de acordo com a equação $T_{eff} \propto g_{ef}^{\beta}$, onde $\beta = 0.25$.

Estudos mais recentes de estrelas em alta rotação feitos por van Belle et al. (2006) e Zhao et al. (2009), utilizando interferometria, mostraram uma incompatibilidade do teorema de Von Zeipel entre o esperado e o observado na descrição do efeito

do escurecimento gravitacional, uma vez que é observado uma superestimação dos resultados decorrentes do teorema na diferença de temperatura entre o pólo e o equador da estrela. Para estrelas que possuem uma superfície completamente convectiva ou completamente radiativa, os valores para β esperados são 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 o polo (quente) e o equador (frio) consequentemente $0,08 < \beta < 0,25$ (van Belle, 2012).

A Figura 2.3 mostra um exemplo dos efeitos causados pelo escurecimento gravitacional e pela alta rotação para a estrela Achernar⁹, que foi observada na banda H através de interferometria (VLTI/PIONIER) (Domiciano de Souza et al., 2014). A temperatura da região polar (região branca) é de 17124 K enquanto que a temperatura da região equatorial (região escura) é de 12673 K. O achatamento da estrela é notoriamente perceptível. O valor estimado para o raio equatorial e para o raio polar foi 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.

⁹Achernar (α Eri) é uma estrela do tipo espectral B6Vpe (Levenhagen & Leister, 2006) e encontra-se a uma distância de aproximadamente 43 pc (van Leeuwen, 2007).

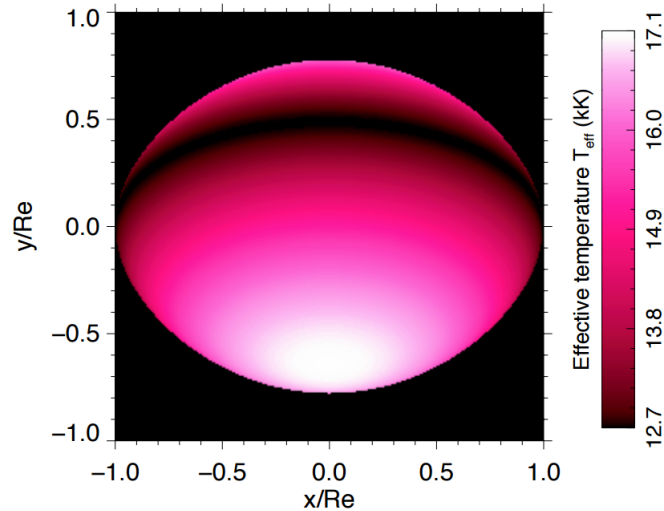


Figura 2.3: Estrela Achernar observada na banda H por interferometria (VLTI/PIONIER). As coordenadas espaciais foram normalizadas para expressar o raio equatorial da estrela ($R_{eq} = 9,16 R_{\odot}$). O mapa de temperatura efetiva evidencia o efeito do escurecimento gravitacional. Podemos ver regiões mais quentes (regiões em branco) próximas ao pólo da estrela e regiões mais frias (regiões escuras) na região equatorial da estrela. Adaptado de [Domiciano de Souza et al. \(2014\)](#).

2.5 Disco circunestelar

O processo de formação do disco circunestelar de estrelas Be ainda é algo não muito bem compreendido até os dias atuais. A seguir descrevemos as principais características desses discos, além de discutir sobre os prováveis mecanismos que podem contribuir para a formação e dissipação do mesmo.

2.5.1 Geometria do disco circunestelar

[Struve \(1931\)](#) atribuiu a origem das linhas em emissão observadas nas estrelas Be a um disco circunestelar gasoso. Essa hipótese foi reforçada através de estudos de polarização realizados por [McLean & Brown \(1978\)](#) e confirmada posteriormente através de interferometria ([Stee, 1995](#)).

Estimativas para determinar o ângulo de abertura do disco foram feitas. Estudos feitos por [Quirrenbach et al. \(1997\)](#) obtiveram um ângulo de abertura em torno de 20° . [Yudin \(2001\)](#) através de estudos estatísticos concluiu que o ângulo de abertura do disco encontra-se no intervalo entre 10° e 40° , indicando que o disco de gás presente nas estrelas Be é relativamente fino. Outro resultado importante foi obtido por [Hanuschik \(1996\)](#), estabelecendo que o ângulo de abertura aumenta em função do raio do disco.

2.5.2 Cinemática

Sabendo que a geometria do material circunstelar das estrelas Be é caracterizado por um disco fino que orbita a região equatorial da estrela, a busca por um modelo que descreva a cinemática desse disco é fundamental, uma vez que através disso podemos obter informações sobre quais são os mecanismos responsáveis pela formação do mesmo.

Com o intuito de descrever a cinemática do disco das estrelas Be três modelos foram propostos. No primeiro modelo, o disco é dominado pela pressão de radiação radialmente dirigida, onde a velocidade azimutal $\nu_\phi \propto r^{-1}$ (momento angular do material é conservado); o segundo modelo está relacionado com a presença de campo magnético que seria responsável por confinar o plasma, mantendo-o em co-rotação com a estrela, onde neste caso teríamos $\nu_\phi \propto r$; e por fim, o terceiro modelo é o de um disco governado por um campo de velocidade do tipo Kepleriano, em que $\nu_\phi \propto r^{-1/2}$. Uma descrição mais completa pode ser obtida no review de [Rivinius, Carciofi & Martayan \(2013\)](#).

Entre esses modelos listados acima, aquele que teoricamente apresenta uma maior concordância com as observações, é o modelo de disco em rotação Kepleriana. Essa tendência foi confirmada posteriormente através de dados de interferometria e espectropolarimetria de alta resolução das linhas em emissão ([Wheelwright et al., 2012](#)).

2.5.3 Tamanho do disco

A medida do tamanho do disco vai depender da linha ou banda observada e conseqüentemente da região emissora correspondente, ou seja, vai variar de acordo com o comprimento de onda observado.

Por outro lado, o tamanho da região emissora reflete as condições físicas no disco. Estimativas do tamanho foram feitas a partir do ajuste dos dados de interferometria para diferentes geometrias (disco uniforme, disco gaussiano ou anel) ou por meio de modelos físicos. Em geral, os resultados obtidos variam de acordo com o modelo utilizado. Há indícios de que há uma forte dependência do tamanho da região emissora do disco com a densidade. Uma vez que a densidade depende da taxa de perda de massa, que varia de estrela para estrela e também com o tempo, uma grande dispersão é esperada ([Rivinius, Carciofi & Martayan, 2013](#)).

Como exemplo, temos a estrela ψPer 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 $450 R_\star$.

2.6 Modelo do disco viscoso

Com base nas informações que temos a respeito da geometria e da cinemática do disco circunstelar (subseção 2.6.1 e subseção 2.6.2 respectivamente) diversos modelos de disco fino foram elaborados. Entretanto aquele que surgiu como uma boa solução para descrever as observações foi o modelo de disco de decresção viscoso, também conhecido pela sigla VDD¹⁰ (Lee, Osaki & Saio, 1991). Este modelo é bastante similar ao que é empregado para objetos pré-sequência principal, onde o disco circunstelar encontra-se em acreção para dar origem à futura estrela (Pringle, 1981).

O gás ejetado da região equatorial da estrela a velocidades Keplerianas, é difundido para regiões cada vez mais distantes transferindo momento angular através de ações turbulentas proveniente de viscosidade dinâmica.

Carciofi (2011) apresentou uma solução para um disco viscoso alimentado por uma massa de gás ejetada da estrela a uma taxa de perda de massa constante \dot{M} e por um longo período de tempo. A escala de altura em função de um dado ponto r do disco, foi determinada como:

$$H(r) = \frac{c_s}{v_{crit}} \frac{r^{3/2}}{R_{eq}^{1/2}} = c_s \left(\frac{GM}{r^3} \right)^{-1/2} ; \quad (2.1)$$

onde $v_{crit} = \sqrt{GM_*/R_{eq}}$ é a velocidade crítica e $c_s = (kT)^{1/2}(\mu m_H)^{-1/2}$ é a velocidade do som. Em relação a equação da velocidade do som, k é a constante de Boltzmann, T é a temperatura da estrela, μ é o peso molecular do gás e m_H é a massa do hidrogênio - componente majoritária do disco.

A densidade volumétrica apresenta uma lei de potência dada pela equação:

$$\rho(r,z) = \rho_0 \left(\frac{r}{R_{eq}} \right)^{-n} e^{-\frac{1}{2} \left(\frac{z}{H} \right)^2} ; \quad (2.2)$$

onde z é a altura do disco em um dado ponto r ($z=0$ corresponde ao plano médio do disco). A solução para um caso estacionário indica um valor de $n = 3,5$. Casos em que $n > 3,5$ indicam um disco em processo de crescimento, enquanto que para $n < 3,5$ indicam que disco pode estar em processo de dissipação. A Tabela 2.2 contém valores de densidade volumétrica ρ_0 determinadas para algumas estrelas e suas respectivas referências.

¹⁰VDD é uma abreviação em inglês para *Viscous Decretion Disks*.

Estrela	densidade (g cm ⁻³)	Referência
χ <i>Oph</i>	2×10^{-11}	Tycner et al. (2008)
κ <i>Dor</i>	2×10^{-11}	Jones et al. (2008)
β <i>Psc</i>	$1,5 \times 10^{-10}$	Jones et al. (2008)
ν <i>Cyg</i>	3×10^{-12}	Jones et al. (2008)

Tabela 2.2: Valores de densidade volumétrica do disco (ρ_0) determinadas para algumas estrelas.

A densidade superficial também pode ser obtida através da densidade volumétrica, por:

$$\Sigma(r) = \int_{-\infty}^{+\infty} \rho(r, z) dz \quad . \quad (2.3)$$

2.7 Variabilidade

Estrelas Be Clássicas, como a própria definição sugere, são estrelas variáveis. Essas variações podem ser de longo ou curto período. A seguir descreveremos com mais detalhes cada uma delas.

Variações de longo período

Uma típica estrela Be que apresenta linhas em emissão pode, em uma escala de tempo de meses ou anos, tornar-se uma estrela do tipo B normal (sem a presença de disco circunstelar), apresentando um espectro em absorção tipicamente fotosférico e tempos depois retornar a ser uma estrela Be. Essa variação a longo prazo seria fruto da ativação ou desativação do(s) mecanismo(s), ainda não muito bem compreendidos, que proporcionam a perda de massa da estrela central e por consequência a formação e dissipação do disco (Rivinius, Carciofi & Martayan, 2013).

A Figura 2.4 mostra um exemplo desse tipo de variação apresentada pela estrela *o* And¹¹. Observações de monitoramento da linha H α realizadas durante o ano de 1986 por Clark, Tarasov & Panko (2003) (Figura 2.4a) mostram variações do perfil de linha ao longo de semanas. O perfil de linha pontilhada contida na figura 2.4a foi criado por meio de espectro sintético e corresponde ao perfil da linha H α fotosférica. Podemos observar que em 26/08/86 a estrela apresentou o perfil da linha puramente fotosférica (espectro observado sobreposto ao espectro sintético) caracterizando a fase B normal (sem disco), enquanto em 19/12/86 podemos notar claramente a presença de emissão

¹¹*o* And (HD217676) é uma estrela B6III (Slettebak, 1982) e constitui um sistema quádruplo de estrelas (Olečić & Cvetković, 2006).

nas asas da linha e um aumento na intensidade da absorção central, em decorrência da presença de um disco, característico da fase Be shell. Observações desta mesma estrela tomadas entre agosto (perfil de linha superior) e novembro (perfil de linha inferior) do ano 2000 (Figura 2.4b) (Rivinius et al., 2001) também mostram um aumento da emissão nas asas da linha $H\alpha$ e o aumento da intensidade da absorção central.

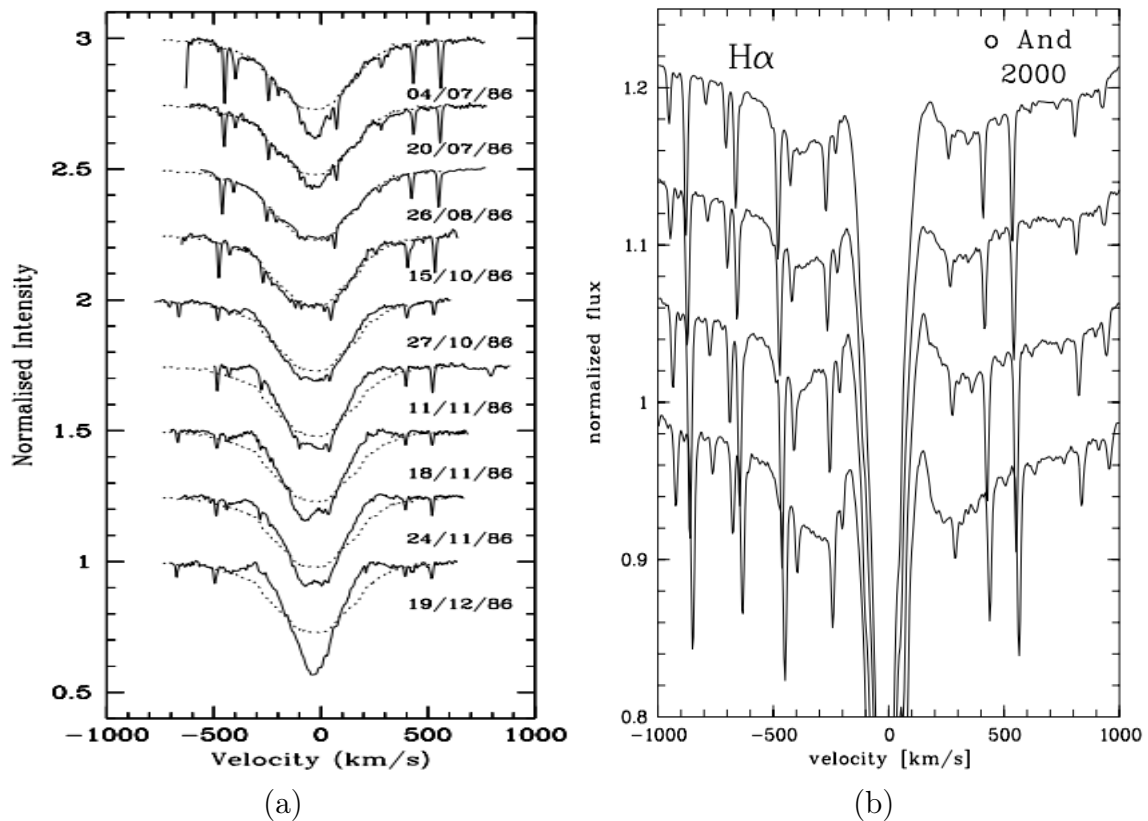


Figura 2.4: Variação do perfil de linha $H\alpha$ da estrela σ And apresentada em: (a) 1986 (Clark, Tarasov & Panko, 2003) e (b) 2000 (Rivinius et al., 2001). A variação é causada pela transição entre a fase B normal (sem disco) e a fase Be.

Variações de curto período

Variações de curto período, da ordem de minutos até dias, estão presentes em estrelas Be, em sua grande maioria para estrelas do tipo inicial até $B5$ (Cuypers, Balona & Marang, 1989). Uma possibilidade para a explicação dessas variações seria a presença de manchas escuras mantidas por campos magnéticos, entretanto tais manchas deveriam possuir uma grande dimensão, além de serem bastante frias, para explicar as variações significativas na magnitude estelar observadas através de fotometria (Balona, 1995).

Variações em escalas de tempo que variam entre 0,5 e 2 dias foram atribuídas a pulsações não radiais por Balona (1990). Rivinius, Carciofi & Martayan (2013),

baseado em estudos recentes, chegaram a mesma conclusão, sendo que eles também notaram que estrelas Be do tipo inicial apresentam uma pulsação mais intensa. Já as estrelas do tipo tardio também apresentam pulsações porém com amplitudes menores. Este resultado é importante uma vez que a pulsação não radial é proposta como um mecanismo adicional para a ejeção de material da estrela e que uma grande porcentagem de estrelas Be são do tipo inicial ([Seção 2.4](#))

Variações V/R

Outro tipo de variação relacionado ao perfil de linha em emissão é a chamada "violet-to-red" ou simplesmente V/R . Para uma estrela que apresenta um perfil de linha em pico duplo, a intensidade do pico deslocado para o azul e para o vermelho são chamadas respectivamente como V e R .

Estrelas com esse perfil podem apresentar diferença na intensidade desses picos de forma cíclica, apresentando em um determinado momento o pico V mais intenso do que o R e tempos depois (no período de anos ou décadas) o pico R mais intenso que o V . Essa variação foi relacionada por [Hanuschik \(1995\)](#) como sendo devido à ondas de densidade no disco com uma precessão progressiva, isto é, no mesmo sentido da rotação da estrela. Quando esta onda de densidade está se deslocando no disco vindo em nossa direção (com relação a linha de visada), o pico V torna-se mais intenso, ao passo que quando esta onda está se deslocando no sentido oposto, a intensidade do pico R aumenta.

Capítulo 3

O Projeto Sloan Digital Sky Survey

3.1 Descrição do SDSS

O *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) é um dos projetos mais ambiciosos e mais bem sucedidos na história da Astronomia. Tem como objetivo fazer um grande levantamento do céu, criando os mais detalhados mapas tridimensionais do Universo já feitos até então. Para tal, estão sendo obtidas imagens profundas multi-coloridas cobrindo um terço do céu e espectros de mais de três milhões de objetos astronômicos ([York et al., 2000](#)).

3.2 Telescópio

O projeto SDSS utiliza um telescópio Ritchey-Chrétien¹ modificado, localizado no Observatório Apache Point ([Figura 3.1a](#)), no sudeste do Novo México (latitude 32°46'49.30" N, longitude 105° 49' 13,50" O, altitude 2788 m). Sua "primeira luz" foi em 1998 porém o início do levantamento se deu em 2000.

Os componentes ópticos constituintes deste telescópio são:

- Espelho primário de 2.5 metros de diâmetro.
- Espelho secundário de 1.08 metros de diâmetro.
- Uma lente Gascoigne corretora de astigmatismo, utilizada tanto para imageamento quanto para espectroscopia, com 80,2 cm de diâmetro.

¹Telescópio Ritchey-Chrétie é do tipo Cassegrain, inventado no início dos anos 1910 pelo astrônomo americano George Willis Ritchey e pelo astrônomo francês Henri Chrétien. Apresenta ambos os espelhos primário e secundário hiperbólicos, sendo desenhado para eliminar problemas como aberração esférica e coma. Mais informações a respeito do telescópio podem ser encontradas em [Gascoigne \(1965\)](#) e [Hall \(1987\)](#)

- Duas lentes intercambiáveis, localizadas próximo ao plano focal do telescópio e que são responsáveis por fazer pequenas correções na trajetória da luz, sendo uma delas utilizada para imageamento e outra para espectroscopia, com espessura central de 45 mm e 10 mm respectivamente.

A estrutura do telescópio, que possui uma razão focal final $f/5$, foi construída utilizando tubos de fibra de grafite-epoxy reforçada. Esse material possui uma rigidez aproximadamente 2,3 vezes maior do que o aço, além de uma baixa densidade e baixo coeficiente de expansão térmica. Entre os benefícios da utilização desse material estão a redução da massa do conjunto e espelhos primário e secundário com a estrutura e óptica menos suscetíveis a variações por mudanças de temperatura.

Seu formato retangular foi desenhado com um sistema de proteção para óptica do telescópio no formato de "pétala" (Figura 3.1(b)), que se abre durante uma noite de observação permitindo a entrada de luz no telescópio. Foi desenvolvido também um sistema de defletores de vento com objetivo de controlar a circulação de ar dentro do telescópio. Esse controle é importante uma vez que evita a ocorrência de desequilíbrio térmico entre as partes internas e externas, contribuindo desta forma para um alto grau da qualidade da imagem.

Durante uma noite de observação, o telescópio fica exposto a contaminação por qualquer tipo de fonte de luz externa. Pensando nisso, um conjunto de defletores de luz também foi criado. Sua estrutura foi completamente pintada de preto utilizando tinta adequada com a propriedade de refletir menos de 5% da luz incidente normal e cerca de 15% da luz incidente rasante. O sistema de defletores internos é constituído por um defletor secundário, localizado em frente ao espelho secundário, um defletor primário, que se estende através do buraco central do espelho primário e um defletor canonical, que encontra-se suspenso entre o espelho primário e secundário Figura 3.1(c) e (d). Um esquema completo do telescópio é mostrado na Figura 3.2 (Smee et al., 2013).

A estrutura que abriga o telescópio (mostrada em detalhes na Figura 3.3) é montada sobre rodas e desliza sobre trilhos através de um controle automático. Antes de iniciar as observações durante a noite, essa estrutura é deslocada, deixando o telescópio ao ar livre, isso elimina efeitos de turbulência causada pela estrutura. Outras vantagens dessa estrutura são:

- Tamanho consideravelmente menor, e com baixo custo de fabricação em comparação com uma estrutura convencional.
- Obstrução mínima do campo de visão do telescópio.
- Redução de fontes de calor, resfriamento por radiação e inércia térmica.

3.3 Edições do projeto SDSS

A primeira edição do programa (SDSS-I) ocorreu entre os anos 2000-2005 e obteve imagens CCD em 5 bandas (u',g',r',i',z') em mais de 8000 graus quadrados do céu do hemisfério norte, detectando 217 milhões de objetos celestes. Além disso, obteve espectros de cerca de 675.000 galáxias, 90.000 quasares e 215.000 estrelas.

A segunda edição do programa (SDSS-II) esteve em atividade entre julho de 2005 e junho de 2008, utilizando o telescópio do SDSS, câmera e espectrógrafos com finalidade de realizar três grandes levantamentos com objetivos distintos:

- *Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration (SEGUE)*: tomou imagens de 3.500 graus quadrados do céu e obteve espectros de 240.000 estrelas para medir as suas velocidades na linha de visada e suas composições química.
- *The Sloan Supernova Survey*: analisou repetidas vezes uma área de 300 graus quadrados do céu para detectar e medir objetos variáveis, com foco especial em supernovas do tipo Ia. Seu objetivo é obter informações que permitam conhecer a história da expansão do Universo.
- *The Sloan Legacy Survey*: completou os objetivos originais do SDSS-I com relação a obtenção de imagens e espectros.

O conjunto final de dados inclui cerca de 230 milhões de objetos celestes detectados em 8.400 graus quadrados de imagens e espectros de 930.000 galáxias, 120.000 quasares e 225.000 estrelas. ([Weinberg et al., 2007](#))

A terceira edição do programa (SDSS-III) teve início na metade de 2008 e fim na metade de 2014 e realizou quatro grandes levantamentos:

- *The Baryon Oscillation Spectroscopic Survey (BOSS)*: teve por objetivo medir o redshift de 1.5 milhões de galáxias vermelhas luminosas e a absorção em Lyman- α para cerca de 160.000 quasares em altos redshifts, a fim de determinar a escala de distância cósmica absoluta.
- *SEGUE-2*: usou o espectrógrafo SDSS para medir velocidades radiais, tipos espectrais e abundâncias de elementos químicos de 350.000 estrelas com magnitude limite na banda g de aproximadamente 19, buscando fornecer uma visão sobre evolução química e cinemática da Via Láctea.
- *Multi-Object APO Radial Velocity Exoplanet Large-area Survey (MARVELS)*: usou espectrógrafos interferométricos alimentados por fibras para monitorar a

velocidade radial de cerca de 11.000 estrelas brilhantes, com precisão e cadência necessária para detectar gigantes gasosos com períodos orbitais que vão de algumas horas a dois anos, podendo fornecer informações importantes a respeito de testes sobre teorias de formação e evolução dinâmica de sistemas planetários.

- *The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE)*: que realizou observações do céu na região do infravermelho próximo, medindo velocidades radiais, determinando tipos espectrais e abundâncias químicas detalhadas para 100.000 estrelas gigantes vermelhas localizadas em diversas partes da Galáxia, com o objetivo de fornecer uma imagem sem precedentes da Via Láctea.

A quarta edição do programa (SDSS-IV) teve início em julho de 2014 e tem fim previsto para julho de 2020. Esta edição conta com três grandes levantamentos:

- *The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment 2 (APOGEE-2)* irá atuar simultaneamente em duas vertentes distintas de pesquisa. A primeira delas têm por objetivo estudar o histórico de formação da Galáxia, através da observação de 500.000 estrelas distribuídas por toda Via Láctea, onde cada uma delas preserva até hoje, alguns resquícios dessa formação através da sua dinâmica e abundância química. A segunda vertente, em colaboração com a missão Kepler da NASA, tem por objetivo a determinação da abundância de elementos químicos, como o Carbono, Ferro, Nitrogênio e Oxigênio em exoplanetas e sua provável influência para formação de planetas terrestres (SDSS-IV, 2014).
- *Mapping Nearby Galaxies at APO (MaNGA)*: utilizando um conjunto de fibras ópticas especiais serão obtidos espectros para um conjunto de 10.000 galáxias próximas. Seu diferencial está na obtenção de espectros não somente das regiões centrais das galáxias, mas também de todas as suas estruturas, permitindo estudar o processo de formação e evolução das galáxias e o papel da matéria escura durante o processo de formação (SDSS-IV, 2014).
- *The Extended Baryon Oscillation Spectroscopic Survey (eBOSS)*: irá estudar a energia escura e a matéria escura e relacioná-las com a expansão do Universo. Isso será feito por meio de um grande mapa do Universo, que está sendo construído através de observações espectroscópicas de galáxias e quasares para um amplo intervalo de distâncias (redshifts entre $0,6 < z < 3,5$). Esse intervalo de distância corresponde ao período de transição entre a desaceleração proveniente de efeitos gravitacionais, e a atual época de expansão acelerada, decorrente da energia escura (SDSS-IV, 2014).

Neste trabalho utilizamos dados do levantamento APOGEE-1 (SDSS-III). Na [Seção 3.5](#) descreveremos esse levantamento em detalhes.

3.4 Data Releases

Os dados obtidos através dos diversos levantamentos do projeto Sloan Digital Sky Survey são disponibilizados regularmente a comunidade científica e ao público em geral através de um banco cumulativo de dados, os chamados *Data Releases* (DR). A [Tabela 3.1](#) mostra todos os DR lançados até o momento (incluindo dados prévios de comissionamentos especificados na tabela como EDR), suas datas de lançamentos e a respectiva referência contendo detalhes sobre os dados disponibilizados.

O acesso aos dados pode ser feito através de três ferramentas:

- *Science Archive Server (SAS)*, disponível a partir do SDSS-III e que fornece arquivos binários de imagens e espectros completos.
- *Catalog Archive Server (CAS)*, que oferece ferramentas de pesquisa eficientes para consultar os catálogos de imagem e de espectros.
- *Data Archive Server (DAS)*, disponível até o SDSS-II, que fornece imagens do céu noturno, listas de dados calibrados com parâmetros fotosféricos, espectros reduzidos e parâmetros espectrais

<i>Data Release</i>	Liberação	Fase do programa	Referência
EDR	2001	SDSS-I	Stoughton et al. (2002)
DR1	2003	SDSS-I	Abazajian et al. (2003)
DR2	2004	SDSS-I	Abazajian et al. (2004)
DR3	2004	SDSS-I	Abazajian et al. (2005)
DR4	2005	SDSS-I	McCarthy et al. (2006)
DR5	2006	SDSS-II	McCarthy, Agueros & Allam (2007)
DR6	2007	SDSS-II	McCarthy et al. (2008)
DR7	2008	SDSS-II	Abazajian et al. (2009)
DR8	2011	SDSS-III	Aihara et al. (2011)
DR9	2012	SDSS-III	Ahn et al. (2012)
DR10	2013	SDSS-III	Ahn et al. (2014)
DR11	2015	SDSS-III	Alam et al. (2015)
DR12	2015	SDSS-III	McCarthy et al. (2008)

Tabela 3.1: *Datas Releases*, ano de liberação dos dados, fase do programa e respectivas referências.

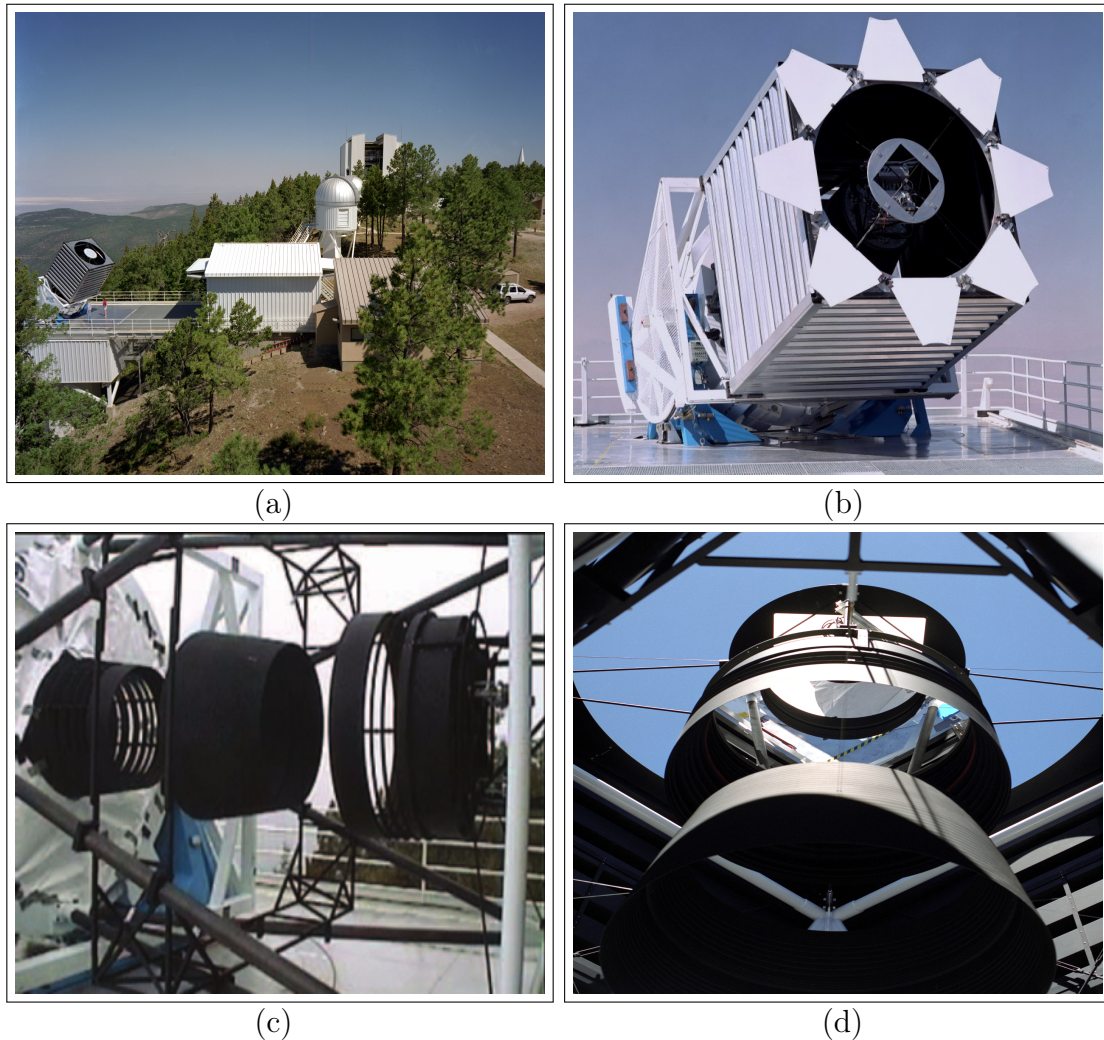


Figura 3.1: **(a)** Observatório Apache Point nas montanhas de Sacramento, Novo México. O telescópio de 2,5-m do Sloan Digital Sky Survey está à esquerda da imagem. Fibras ópticas para espectroscopia são pré-posicionados a cada dia no prédio à direita (atrás das árvores). O edifício branco no centro desliza sobre trilhos para cobrir o telescópio de 2,5 metros quando o mesmo não está em uso. **(b)** Visão geral do telescópio de 2,5 m utilizado pelo projeto SDSS. **(c, d)** Conjunto de defletores de luz utilizado para eliminar eventual fonte de poluição luminosa no entorno do telescópio. Fonte: http://www.sdss2.org/gallery/gal_photos.html

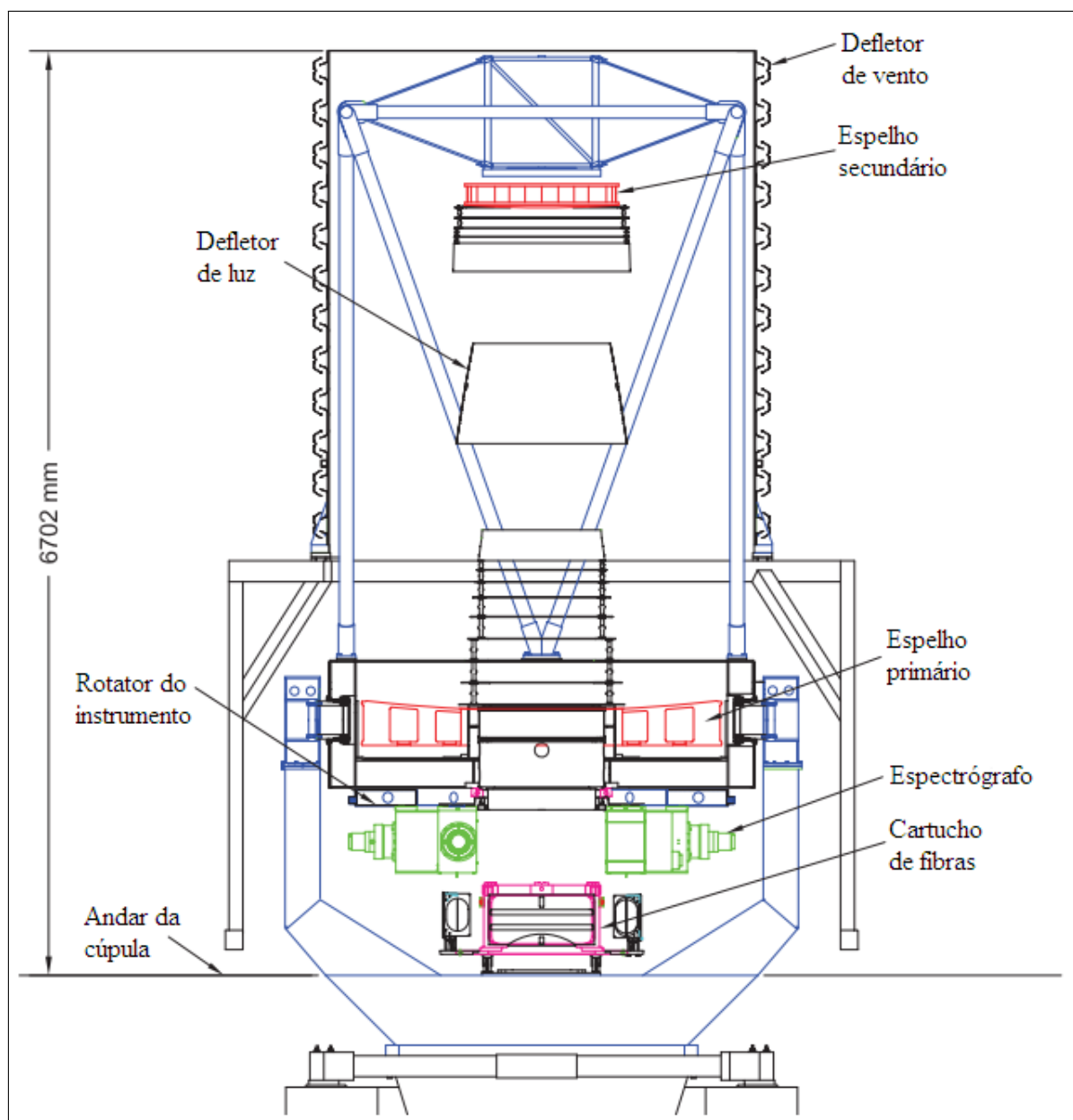


Figura 3.2: Esquema do telescópio 2,5-m utilizado pelo projeto SDSS (Smee et al., 2013).



Figura 3.3: Estrutura de cobertura do telescópio. A figura da esquerda mostra a estrutura que protege o telescópio quando não está em uso. Já a figura da direita mostra essa mesma estrutura vista de frente. Fonte: http://www.sdss2.org/gallery/gal_photos.html

3.5 Levantamento APOGEE-1

3.5.1 Objetivos e principais características

O *Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment* (APOGEE-1) foi um dos quatro grandes levantamentos que compõe a terceira edição do Sloan Digital Sky Survey (SDSS-III). Ele tem como objetivos gerais:

- Realizar um grande mapeamento de todas as componentes da Galáxia, especialmente aquelas obscurecidas pela poeira, como o bojo e o disco. Para tal, foi utilizado um espectrógrafo no infravermelho próximo (Banda H), onde a extinção é muito menor se comparada às observações feitas na região do óptico ($A_H = A_V/6$).
- Obter medidas precisas de velocidade radial, com erros menores do que 0.3 km s^{-1} fornecendo estudos sobre evolução dinâmica da Galáxia.
- Determinar as abundâncias para 15 espécies de elementos químicos com precisão de 0.1 dex, permitindo um estudo detalhado da evolução química da Galáxia.

A [Tabela 3.2](#) sintetiza as principais características do levantamento APOGEE-1.

Atividade:	2011-2014
Área:	~ 1575 graus quadrados. ~ 230 campos.
Espectro:	300 fibras por máscara. $1,51 \mu\text{m} < \lambda < 1,70 \mu\text{m}$. $R \equiv \lambda/\Delta\lambda = 27.000\text{--}31.000$. $S/N \geq 100$.
Objetos alvo:	10^5 estrelas evoluídas pré-selecionadas do catálogo 2MASS (estrelas RGB, estrelas AGB e gigantes vermelhas) com magnitude limite H=12,2
Precisão:	0.1 dex para abundâncias de 15 elementos. $< 0.3 \text{ km/s}$ para velocidade radial.

Tabela 3.2: Principais características do levantamento APOGEE. Fonte: http://www.sdss3.org/instruments/apogee_spectrograph.php

3.5.2 Espectrógrafo

O levantamento APOGEE-1 utiliza um espectroscópio multi-fibras (300 fibras) de grande campo de visual (3 graus), operando na região do infravermelho próximo (banda H), entre 1,51 e 1,70 μm .

Diversos cartuchos são preparados para serem acoplados ao telescópio de 2,5-m do projeto SDSS para funcionamento em uma noite típica. Cada um deles contém uma máscara pré-perfurada com a posição exata de cada um dos objetos pré-selecionados a partir do Two Micron All-Sky Survey (2MASS), com magnitude na banda H de 12,2 (Figura 3.4a).

Cada fibra é acoplada a um dos orifícios da máscara, coletando e transportando a luz de um objeto de ciência, a partir do plano focal do telescópio, para um plug especial que permite a conexão simultânea de 30 dessas fibras (Figura 3.4b). Um segundo plug com cerca de 40 metros de extensão é conectado então a este plug, sendo responsável por fazer a ligação até o espectrógrafo de bancada do APOGEE que fica localizado em um laboratório adjacente ao telescópio (Figura 3.4c).

As fibras são então conectadas em uma pseudo-fenda curva (Figura 3.4d) localizada no interior do espectrógrafo criogenicamente refrigerado. A luz de cada um dos objetos é refletida e colimada por um conjunto de espelhos e por um colimador esférico respectivamente, até atingir uma grade de difração do tipo *volume phase holographic* (VPH) com tamanho de 265x450 mm, responsável pela decomposição da luz branca em seus diversos comprimentos de onda.

Após a decomposição da luz, um conjunto de lentes (6 elementos) focaliza essa

luz sobre o conjunto de três detectores Teledyne H2RG que são mantidos a baixas temperaturas e montados lado-a-lado para computar a parte "azul", "verde" e "vermelha" do espectro (Figura 3.5).

A Tabela 3.3 mostra a cobertura espectral de cada um dos detectores. Observe que há uma pequena diferença entre o comprimento de onda final de um detector em relação ao comprimento de onda inicial do detector que vem em sequência. Essa diferença leva a uma pequena falha na cobertura. Retornaremos a este assunto no capítulo que trataremos da metodologia empregada no nosso trabalho, mais especificamente na Seção 5.2 que falaremos da escolha da linha de Br13 para a modelização da nossa amostra de objetos.

Chip	Nome	λ inicial	λ final	dispersão central
A	"Vermelho"	1,647 μm	1,696 μm	-0.236 $\text{\AA}/\text{pixel}$
B	"Verde"	1,585 μm	1,644 μm	-0.283 $\text{\AA}/\text{pixel}$
C	"Azul"	1,514 μm	1,581 μm	-0.326 $\text{\AA}/\text{pixel}$

Tabela 3.3: Cobertura espectral dos detectores do APOGEE (Ahn et al., 2014).

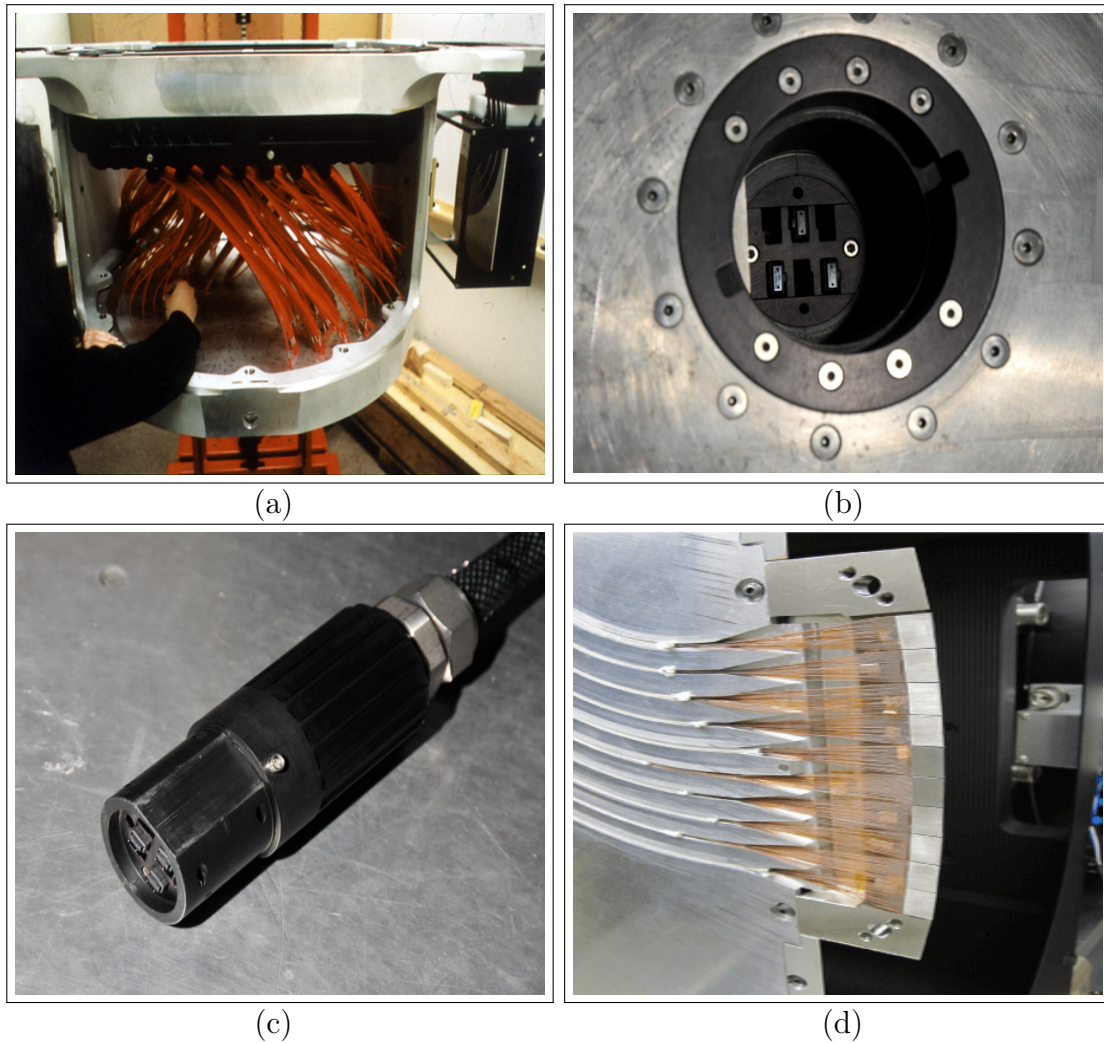


Figura 3.4: Em (a) vemos um dos cartuchos utilizados em uma noite de observação. Esses cartuchos contém máscaras pré-perfuradas na exata posição dos objetos de ciência. Em cada um dos furos é conectado uma fibra óptica responsável por coletar e transportar a luz. (b) Plug fêmea especial que permite a conexão simultânea de 30 fibras. (c) Plug macho responsável por transportar a luz de um conjunto de 30 fibras até o espectrógrafo. (d) Pseudo-fenda curva localizada dentro do instrumento, responsável por conectar todas as 300 fibras e aonde ocorre a saída de luz para dentro do espectrógrafo. Imagens disponíveis em: (a) http://www.sdss2.org/gallery/gal_photos.html (b)-(c) (Wilson et al., 2010) (d) http://www.sdss3.org/instruments/apogee_spectrograph.php

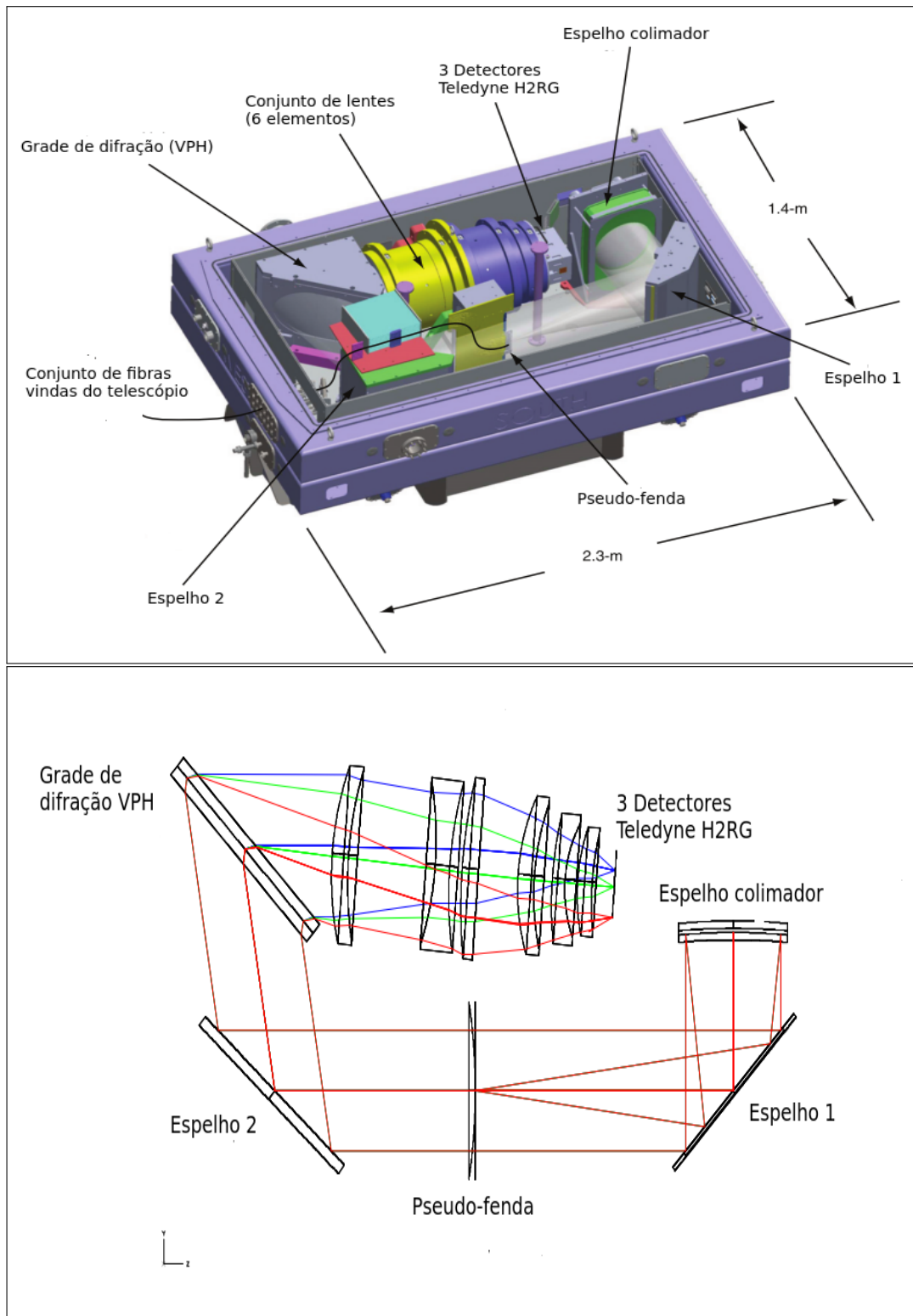


Figura 3.5: Descrição de cada um dos componentes do espectrógrafo (figura de cima) (Eisenstein et al., 2011) e esquema mostrando a propagação dos raios de luz através de cada um dos componentes até atingir o conjunto de três detectores (figura de baixo) (Wilson et al., 2010).

3.5.3 Redução dos dados e o problema da persistência

O desenvolvimento de um pipeline de redução automatizada de dados foi de suma importância para o sucesso do projeto, uma vez que uma grande quantidade de dados foi obtida durante toda a vigência do levantamento APOGEE-1. É seguido um processo de redução padrão com correção de dark, flat-field, raios cósmicos, calibração em comprimento de onda e fluxo absoluto, além de correção telúrica. Entretanto, apresenta algumas dificuldades, como podemos destacar: 1) linhas em emissão do céu (airglows); 2) absorção telúrica e 3) persistência.

Linhas em emissão do céu

Linhas em emissão do céu estão presentes nos espectros de ciência, contaminando-os com informações que não pertencem ao objeto observado. Essas linhas brilhantes são devidas principalmente a presença de OH na atmosfera terrestre e apresentam variações espaciais (dentro do campo de visão de 3°) e temporais (~ 1 hora).

Cada uma das máscaras pré-perfuradas destina 35 fibras ($\sim 10\%$ do total das fibras) para obtenção de espectros do céu. Cada uma delas é posicionada em uma "região escura do céu", sem objetos brilhantes nas proximidades. Uma vez obtido o espectro do céu, este pode ser subtraído do espectro de ciência, "limpando" este último de contaminação (Nidever et al., 2015).

Absorção telúrica

A região do infravermelho próximo (banda H) contém um grande número de linhas atmosféricas, principalmente bandas moleculares de H_2O , CO_2 e CH_4 , que da mesma forma descrita para as linhas de emissão do céu, também podem apresentar variação espacial e temporal (Nidever et al., 2015).

A Figura 3.6 mostra o espectro de absorção telúrica para as três moléculas citadas anteriormente. Cada uma das máscaras pré-perfuradas destina 35 fibras para observação de estrelas quentes (incluindo estrelas do tipo espectral B), que são utilizadas para determinar a absorção telúrica para cada um dos espectros dos objetos de ciência e realizar as correções necessárias.

Persistência

O conjunto de detectores Teledyne H2RG contidos no instrumento APOGEE possuem algumas complicações de desempenho, em particular, algumas regiões mostram significativa *persistência*. Este problema está relacionado a resquícios de uma

exposição anterior (pequena fração do fluxo da fonte), que aparecem em imagens subsequentes. Essa contaminação pode ocorrer principalmente por estrelas que compartilham a mesma fibra utilizada em observações anteriores (principalmente quando a estrela anterior for muito brilhante) ou por exposições de calibração, como os domeflats² que são tomados antes de cada uma das observações.

A persistência pode se apresentar de duas formas:

1) *persistência normal*, que atua no detector "vermelho" e em grande parte do detector "verde", sendo de forma geral insignificante para a maioria das exposições tomadas pelo APOGEE. O total de persistência acumulada após 1800s, neste caso, é de aproximadamente 60 contagens, mesmo para um número total de contagens chegando a 25 mil (Nidever et al., 2015).

2) *super-persistência*, que atua principalmente no detector "azul" e em torno do detector "verde". Nessas regiões a persistência acumulada após 1800s chega em torno de 10-20% do total de contagens (Nidever et al., 2015).

Para minimizar o problema da persistência o APOGEE utiliza um sistema de especificações para as fibras, de acordo com a magnitude dos objetos, sendo então divididas entre *brilhantes*, *médias* e *fracas*. Desta forma a contaminação de uma estrela mais "fraca" por resquícios de uma estrela mais "brilhante" é amenizada, uma vez que a diferença de magnitude entre ambas as estrelas é consideravelmente menor, ajudando a reduzir o efeito relativo da persistência.

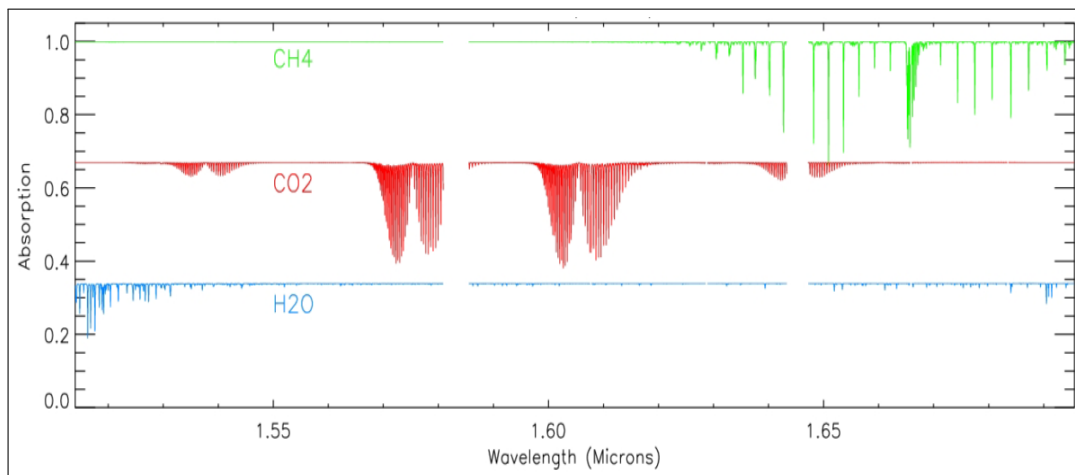


Figura 3.6: Espectro de absorção telúrica das moléculas H₂O, CO₂ e CH₄ na banda H (Nidever et al., 2015).

²Domeflats são imagens tiradas de uma tela branca iluminada de forma uniforme e posicionada a frente da abertura do telescópio. Tem como objetivo identificar efeitos de variação da sensibilidade dos detectores e identificar resíduos de poeiras sobre o sensor. Essas imagens são posteriormente utilizadas na calibração dos espectros de ciência.

3.6 Amostra de Objetos

Os objetos alvos do levantamento APOGEE-1 são as estrelas gigantes vermelhas distribuídas em diversas regiões da Galáxia. Entretanto, como citado na seção anterior, muitas estrelas quentes, selecionadas em função das suas cores 2MASS, foram observadas (incluindo estrelas do tipo espectral B) para realizar calibrações telúricas para os objetos de ciência.

Ao realizar uma inspeção visual desse conjunto de estrelas B, Msc. Drew Chojnowski (Universidade da Virgínia) notou que o espectro de algumas delas apresentavam linhas em emissão ou espectros do tipo Shell. Ele catalogou um total de 238 estrelas Be, das quais 128 foram identificadas pela primeira vez, correspondendo a um acréscimo de aproximadamente 6% no número total das estrelas Be já conhecidas (Chojnowski et al., 2015).

Através da colaboração científica com Msc. Drew Chojnowski nos foram disponibilizados espectros de 85 dessas estrelas Be clássicas. Entretanto, neste projeto trabalhamos somente com 63 delas que foram observadas em datas $\text{MJD} > 55758$. Essas estrelas possuem espectros com um número de elementos de resolução duas vezes maior do que os observados antes desta data, que foi exatamente a fase de comissionamento do instrumento.

A [Tabela 3.4](#) contém as coordenadas de todos os 63 objetos de nossa amostra, bem como as suas magnitudes na banda H, observados pelo levantamento APOGEE-1. Aqueles objetos que foram identificados pela primeira vez, encontram-se assinalados com um 'X' na coluna "*Nova Be*".

Para cada estrela temos também um ou mais espectros que foram observados em diferentes épocas (Visits). A [Tabela 3.5](#) identifica cada objeto com uma determinada cor, que está relacionada com a quantidade de espectros que temos a nossa disposição.

Uma descrição das estrelas pertencentes a nossa amostra é dada a seguir, onde nós as separamos em dois grupos. Um primeiro grupo formado por estrelas que possuem pouca informação disponível na literatura e um segundo grupo com estrelas que possuem muita informação na literatura, sendo ambas subdivididas com base no perfil das linhas de hidrogênio.

Objetos	$\alpha(J2000.0)^1$	$\delta(J2000.0)^1$	l^1	b^1	m_H^1	Nova Be ²
HIP 2382	00 30 24.45	+60 10 09.25	120.32	-02.59	9.71	X
TYC 3692-1234-1	01 54 25.23	+56 51 06.00	131.50	-04.97	10.32	X
TYC 3692-1671-1	01 59 01.97	+57 25 52.22	131.96	-04.25	10.61	...
HD 13544	02 13 51.83	+53 54 52.53	134.99	-7.02	9.05	X
TYC 3690-1236-1	02 25 05.92	+55 15 03.28	136.08	-05.21	10.58	X
TYC 4056-415-1	02 53 44.56	+64 43 07.02	135.52	+04.88	9.29	X
TYC 4060-96-1	03 03 09.36	+66 54 22.53	135.34	+07.26	8.40	X
BD +44709s	03 28 22.24	+45 07 56.09	149.82	-09.39	10.55	X
HR 1047	03 29 26.28	+46 56 16.32	148.93	-07.80	5.90	...
HD 232940	04 22 00.86	+54 30 43.38	150.46	+03.31	8.62	X
TYC 3727-1849-1	04 25 41.77	+56 15 29.32	149.58	+04.91	9.44	X
HD 28942	04 36 17.25	+52 30 21.81	153.38	+03.47	8.16	...
HD 29035	04 36 59.08	+52 17 13.46	153.62	+03.40	7.93	...
HD 32811	05 06 40.93	+22 30 38.72	180.50	-10.85	6.52	X
TYC 1846-17-1	05 11 32.82	+24 08 02.88	179.82	-09.00	9.60	X
HD 37266	05 39 04.27	+37 58 35.92	171.59	+03.60	7.31	X
HD 247042	05 45 20.89	+29 09 28.09	179.78	+00.06	9.16	X
TYC 2405-1358-1	05 45 37.13	+30 07 25.26	178.99	+00.62	9.82	X
HD 38708	05 48 53.65	+29 08 10.02	180.20	+00.71	8.01	...
HD 40254	05 59 02.91	+31 01 48.87	179.67	+03.57	9.21	X
HD 42529	06 12 39.85	+32 58 21.54	179.36	+07.03	8.09	...
HD 254168	06 16 55.95	+34 14 29.90	178.64	+08.41	9.17	X
HD 43681	06 18 59.23	+34 13 50.14	178.85	+08.78	8.80	X
HD 257473	06 27 36.15	+18 15 47.69	194.00	+03.16	8.38	...
HR 2364	06 28 39.24	-32 22 16.60	240.47	-18.59	6.13	...
Hen 3-14	06 33 43.51	-32 02 48.65	240.56	-17.47	9.65	...
HD 260153	06 35 10.42	+06 34 18.08	205.23	-0.60	9.42	X
HD 51893	06 59 13.43	+04 27 17.95	209.85	+03.76	9.08	X
HD 55200	07 13 40.58	+38 06 30.26	179.63	+20.44	8.30	X
HD 159845	17 37 54.82	-24 57 56.98	2.47	+03.55	6.77	...
HD 316179	17 43 23.47	-27 15 41.10	1.17	+01.29	7.67	...
HD 161004	17 44 14.16	-27 27 28.29	1.10	+01.03	7.88	...
J17494627-2249517	17 49 46.27	-22 49 51.70	5.71	+2.36	10.47	X
HD 317026	18 02 34.05	-30 27 41.79	0.54	-03.95	9.47	X
HD 165174	18 04 37.37	+01 55 08.37	29.27	+11.28	6.22	...
TYC 6854-2016-1	18 05 27.11	-29 21 57.28	1.81	-03.96	10.01	X
BD -154863	18 12 27.59	-15 46 12.41	14.50	+01.20	9.70	...
J18194798-1724130	18 19 47.98	-17 24 13.00	13.90	-1.11843	10.98	X
BD -094724	18 25 19.91	-09 18 16.29	21.68	+01.50	9.55	...
J18274975-1104312	18 27 49.75	-11 04 31.20	20.40	+0.13	10.16	X
J18382765-1014211	18 38 27.65	-10 14 21.10	22.35	-1.80	10.64	X
TYC 5121-940-1	18 40 21.19	-04 55 12.88	27.29	+00.21	10.30	X
BD -024698	18 41 13.66	-02 47 38.09	29.28	+00.99	8.85	X
J18412551-0534033	18 41 25.51	-05 34 03.30	26.84	-00.32	10.90	X
TYC 5696-503-1	18 42 43.68	-10 00 27.25	23.03	-02.63	10.45	...
SS 412	18 43 25.00	-03 39 10.00	28.77	+00.12	10.53	...
HD 173010	18 43 29.71	-09 19 12.58	23.73	-02.49	7.18	...
HD 173075	18 43 48.59	-06 08 18.85	26.60	-01.11	9.36	X
TYC 5126-2325-1	18 45 10.51	-05 45 12.16	27.10	-01.23	10.73	X
BD -104799	18 46 46.40	-10 21 50.00	23.17	-03.68	10.09	...
HD 182550	19 23 37.02	+38 59 36.45	71.32	+10.96	8.82	X
HD 345339	19 57 12.20	+21 58 54.11	59.91	-03.61	9.87	X
HD 345439	19 58 48.49	+23 05 21.54	61.05	-03.35	10.63	...
HD 345506	20 00 21.34	+21 35 51.50	59.97	-04.43	9.68	X
HD 345589	20 03 26.14	+22 42 40.71	61.29	-04.45	10.59	X
HR 8107	21 10 30.96	+47 41 32.02	89.36	-0.25	6.36	...
HD 204860	21 30 00.89	+45 29 39.07	90.17	-04.18	6.93	...
BD +424162	21 37 50.03	+42 58 30.85	89.48	-06.98	8.92	X
SS 453	22 25 22.47	+56 42 38.51	103.87	-00.65	10.20	...
BD +542887	22 58 36.32	+55 28 11.73	107.35	-03.95	9.54	X
HD 240249	23 18 11.31	+55 50 35.71	110.05	-04.68	9.25	X
MWC 1085	23 52 12.14	+67 10 07.46	117.22	+04.96	8.79	...
HD 223924	23 53 36.54	+56 49 11.63	115.05	-05.16	8.18	X

Referências: ¹Simbad e ²(Chojnowski et al., 2015).

Tabela 3.4: Lista dos objetos de nossa amostra final, com suas coordenadas celestes e galácticas, além das magnitudes apresentadas na banda H e a identificação como novas estrelas Be catalogadas por Chojnowski et al. (2015).

SS 412	HD 223924	BD -154863	BD +424162	J17494627-2249517
SS 453	HD 232940	HD 38708	HD 42529	HD 247042
Hen 3-14	HD 43681	HD 257473	HD 240249	MWC 1085
HR 2364	HD 40254	HD 345589	HD 345439	HD 37266
HD 260153	HD 345339	HD 28942	HD 51893	HD 32811
HIP 2382	HD 165174	BD +542887	BD -094724	HD 173075
HR 1047	HD 182550	BD -024698	HD 55200	HD 29035
TYC 1846-17-1	TYC 3692-1671-1	BD +44709s	HD 345506	HD 173010
TYC 5126-2325-1	HD 204860	HD 254168	HD 159845	HD 13544
HD 317026	HR 8107	HD 316179	HD 161004	BD -104799
TYC 3690-1236-1	J18194798-1724130	TYC 5121-940-1	TYC 3727-1849-1	TYC 3692-1234-1
TYC 2405-1358-1	TYC 4060-96-1	J18382765-1014211	J18274975-1104312	TYC 5696-503-1
TYC 6854-2016-1	J18412551-0534033	TYC 4056-415-1		

Tabela 3.5: Identificação por cor dos objetos da nossa amostra de acordo com o número de espectros que temos disponíveis (Visits).

■ 1 ■ 2 ■ 3 ■ 4 ■ 5 ■ 6 □ 7 ■ 8 ■ 9 □ 10 □ 11 ■ 12

3.6.1 Estrelas com pouca informação disponível na literatura

Uma quantidade significativa de objetos da nossa amostra foi pouco estudada até o momento e por consequência, informações a respeito dos parâmetros físicos da estrela central e do disco circunstelar não estão disponíveis na literatura. A modelização desses objetos, através do nosso trabalho, representa uma primeira estimativa desses parâmetros. A [Tabela 3.6](#) contém os objetos que apresentam perfil de linha do tipo pico duplo enquanto que a [Tabela 3.7](#) contém os objetos que apresentam perfil de linha do tipo shell. Alguns objetos possuem o tipo espectral determinado, informação disponível no [Vizier](#)³

³ *Vizier* fornece acesso à biblioteca mais completa de catálogos astronômicos publicadas e tabelas de dados disponíveis on-line organizados em um banco de dados auto-documentada. <http://vizier.u-strasbg.fr/>.

Nome da estrela	Tipo espectral
BD -104799	B*
HD 345339	A0 ¹
TYC 1846-17-1	A3*
BD -154863	Be ²
BD +44709s	OB ³
SS 453	Be: ¹
HD 345589	A3 ¹
J18194798-1724130	—
J18382765-1014211	—
TYC 3727-1849-1	—
TYC 5126-2325-1	—
TYC 5121-940-1	—

Referências: 1-Nesterov et al. (1995), 2-Wackerling (1970), 3-Hardorp, Theile & Voigt (1965), 4-Stephenson & Sanduleak (1977) e *- Não disponível

Tabela 3.6: Lista de objetos com poucas referências na literatura e que apresentam perfil de linha do tipo pico duplo. Na coluna 1 temos a identificação de cada objeto e na coluna 2, o tipo espectral e a referência de onde este foi obtido. As determinações do tipo espectral publicadas antes de 1940 não possuem a referência disponível para consulta e estão indicadas com um asterisco.

Nome da estrela	Tipo espectral
SS 412	OB:e ¹
Hen 3-14	B ²
BD +424162	A0 ³
HD 345506	B5 ⁴
TYC 6854-2016-1	B8 ⁵
HD 260153	B8III ⁶
HD 173075	B9IV ⁵
BD +542887	A0 ⁵
TYC 5696-503-1	Be ¹
TYC 4056-415-1	B5 ⁵
BD -024698	B*
HD 345439	B2Vpe ⁷
HIP 2382	B6III ⁸
HD 31702	B9 ⁴
J18382765-1014211	—
TYC 3692-1234-1	—
J17494627-2249517	—
TYC 3690-1236-1	—
TYC 2405-1358-1	—
TYC 4060-96-1	—
J18274975-1104312	—
TYC 3692-1671-1	—

Referências: 1-Stephenson & Sanduleak (1977), 2-Wackerling (1970), 3-Heckmann (1975), 4-Nesterov et al. (1995), 5-Kharchenko (2001), 6-Voroshilov et al. (1985), 7-Eikenberry et al. (2014), 8-Turner, Forbes & Pedreros (1992) e *- Não disponível

Tabela 3.7: Lista de objetos com poucas referências na literatura e que apresentam perfil de linha do tipo shell. Na coluna 1 temos a identificação de cada objeto e na coluna 2, o tipo espectral e a referência de onde este foi obtido. As determinações do tipo espectral publicadas antes de 1940 não possuem a referência disponível para consulta e estão indicadas com um asterisco.

3.6.2 Estrelas com os parâmetros físicos disponíveis na literatura

1) Estrelas com perfil em pico duplo

Nesta subseção agrupamos aquelas estrelas que apresentam perfis de linhas em pico duplo e que possuem informações disponíveis na literatura. A [Tabela 3.8](#) contém todos esses objetos e seus respectivos parâmetros. A [Figura 3.7](#) mostra o perfil da linha Brackett 13 deste grupo.

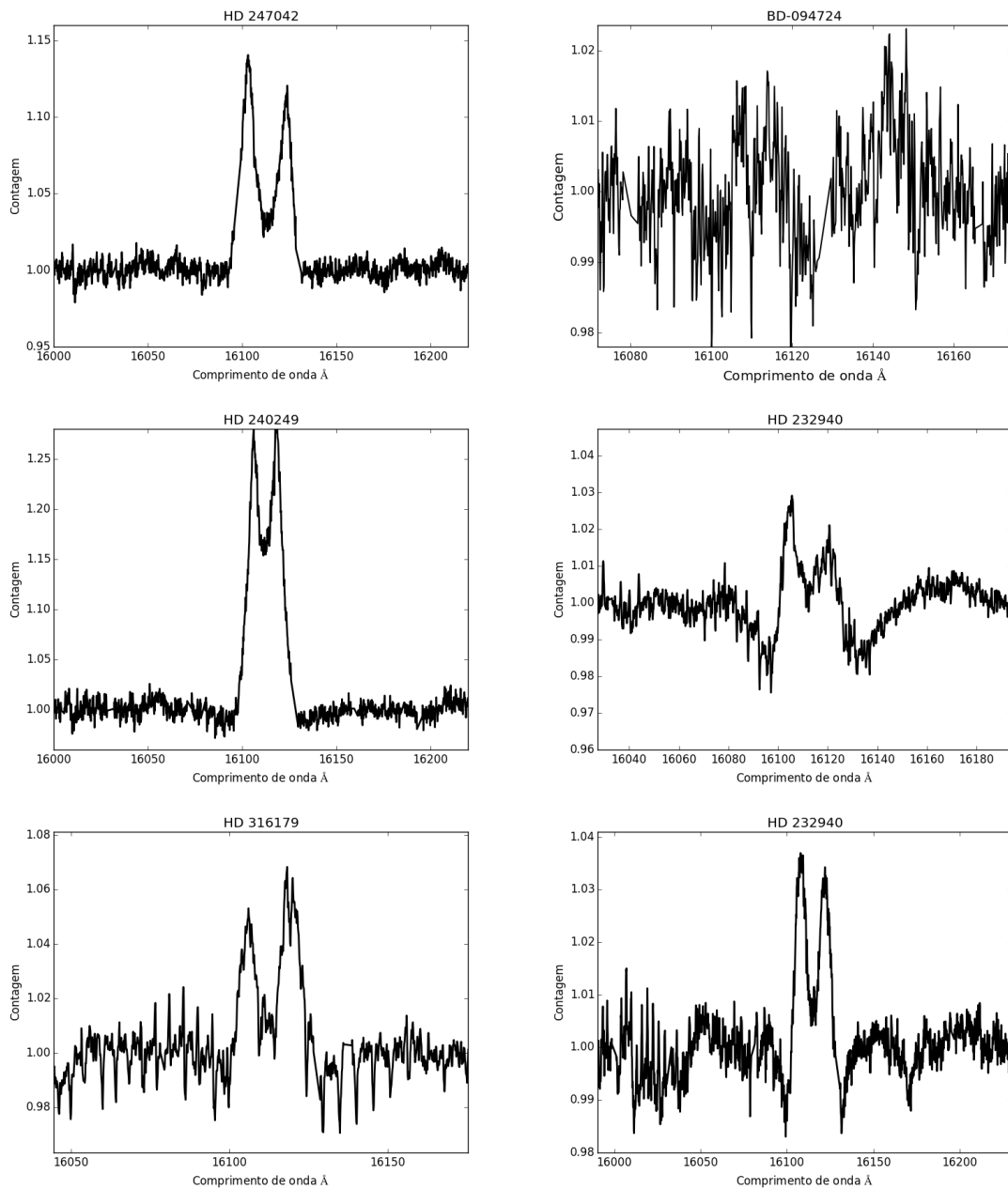


Figura 3.7: Espectro de estrelas com perfil pico duplo pertencentes a nossa amostra de objetos e que foram obtidos através do levantamento APOGEE.

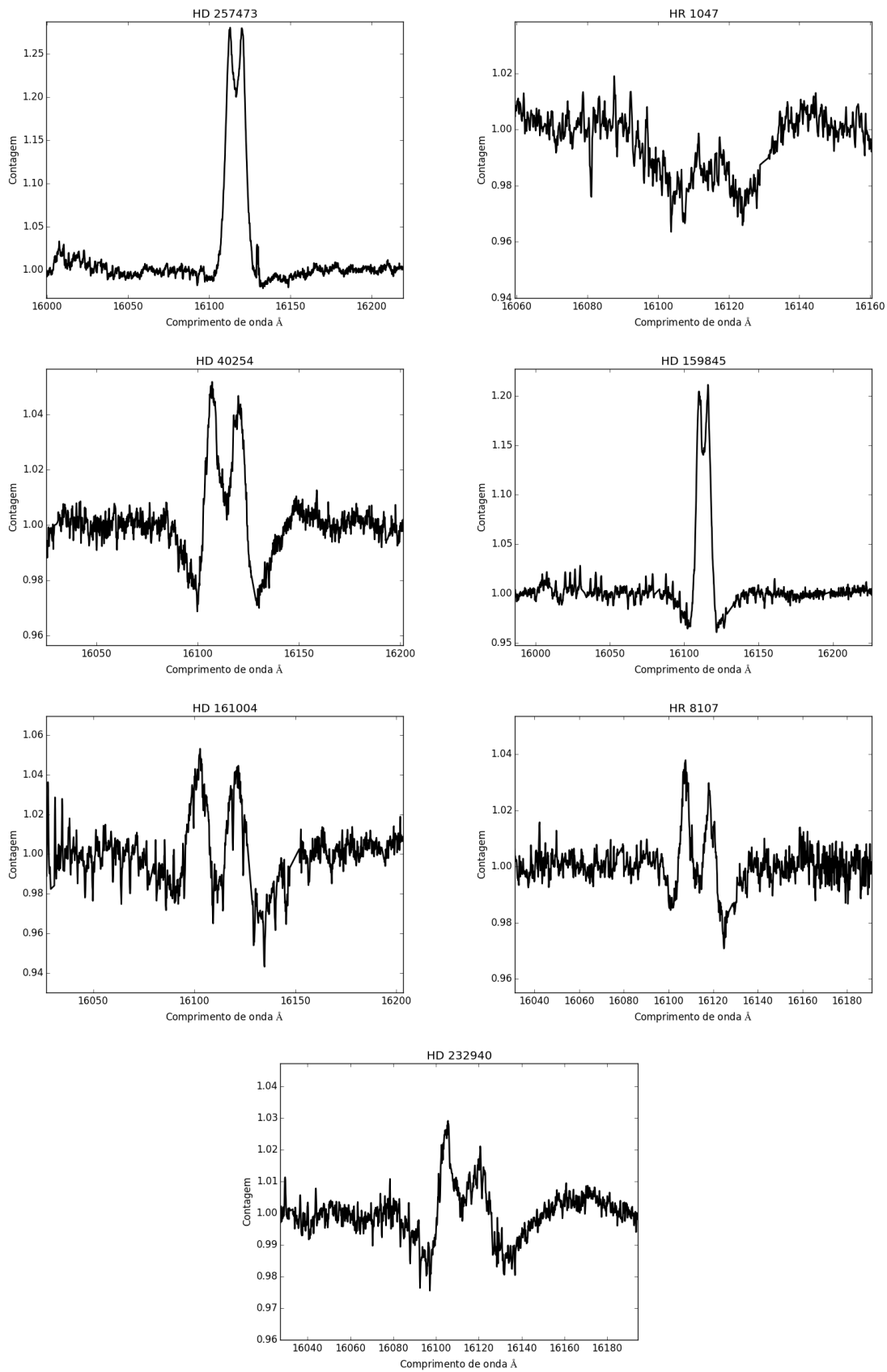


Figura 3.7 – continuação.

2) Estrelas com perfil do tipo Shell

Nesta subseção agrupamos aquelas estrelas que apresentam perfis de linhas do tipo shell e que possuem informações disponíveis na literatura. A Tabela 3.9 contém todos esses objetos e seus respectivos parâmetros. A Figura 3.8 mostra o perfil da linha de Brackett 13 deste grupo.

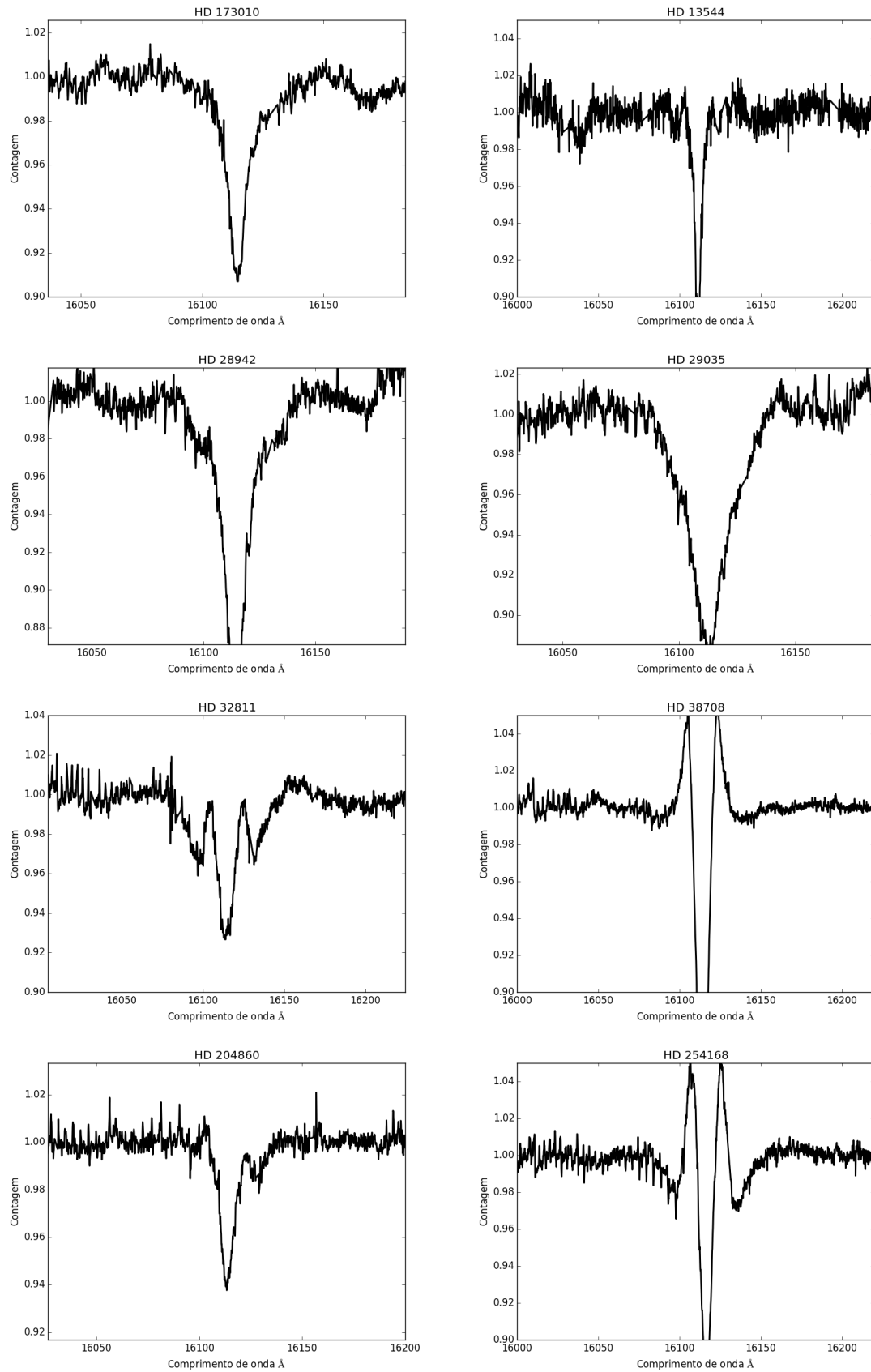


Figura 3.8: Espectro de estrelas com perfil do tipo Shell pertencentes a nossa amostra de objetos e que foram obtidos através do levantamento APOGEE.

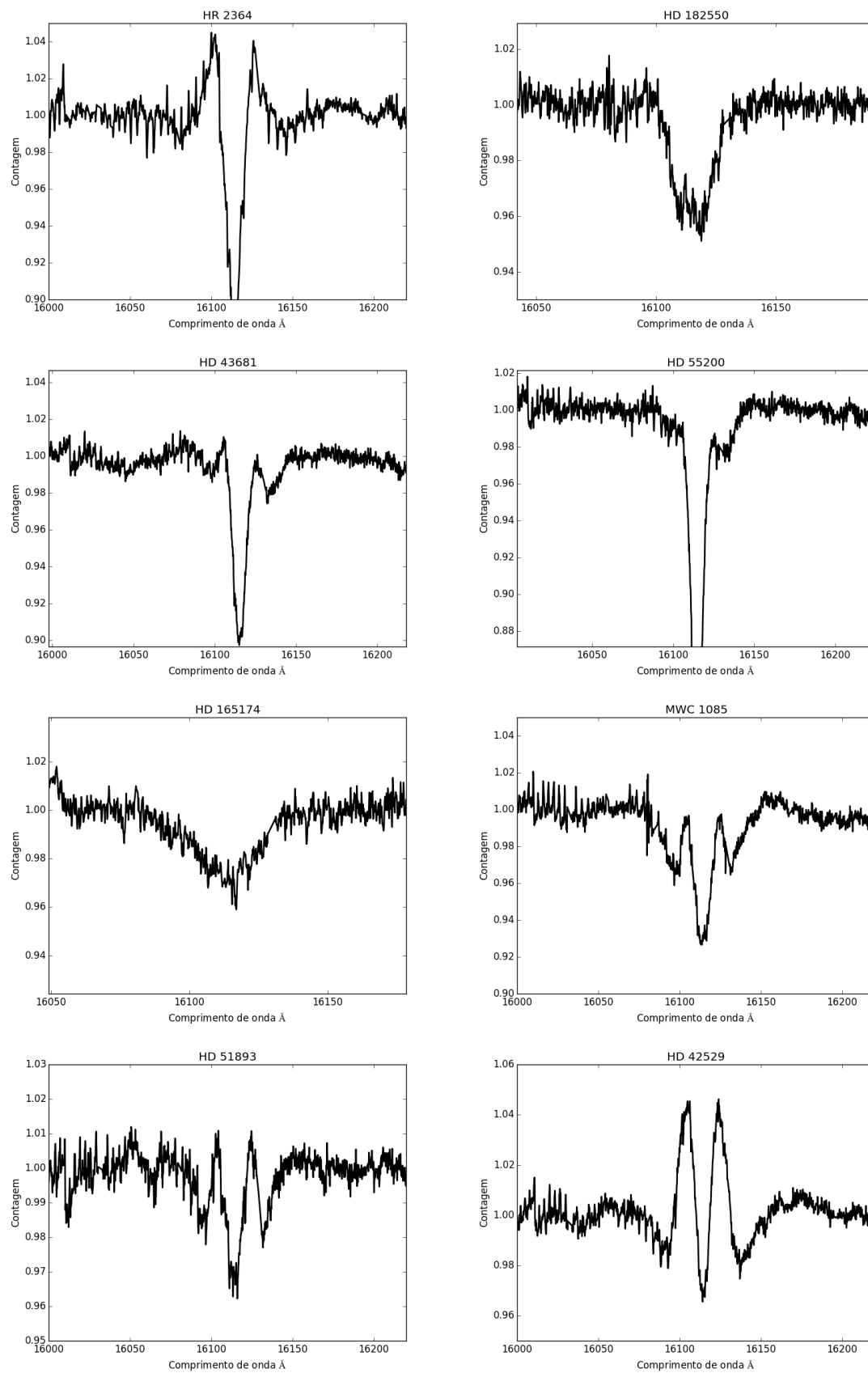


Figura 3.8 – continuação.

Tabela 3.8: Lista de objetos que apresentam perfil em pico duplo. Na *coluna 1* temos a identificação de cada objeto; na *coluna 2* o tipo espectral; na *coluna 3* a temperatura efetiva (K); na *coluna 4* a massa (M_{\odot}); na *coluna 5* a luminosidade (L_{\odot}); na *coluna 6* a distância (pc); na *coluna 7* a idade (anos); na *coluna 8* a velocidade de rotação (kms^{-1}) e na *coluna 9* velocidade radial (kms^{-1}). Os índices numéricos sobre cada um dos dados da tabela indicam as respectivas referências de onde as informações foram extraídas. As determinações do tipo espectral de estrelas publicadas antes de 1940 não possuem a referência disponível para consulta e estão indicadas com um asterisco.

Nome da estrela	Tipo espectral	T_{eff} (K)	Massa (M_{\odot})	Luminosidade (L_{\odot})	Distância (pc)	Idade (anos)	v_{rot} (kms^{-1})	v_{rad} (kms^{-1})
HD 22324	B1.5III ²	23700 ¹⁶	7,94 ± 0,62 ¹⁶	138,47 ¹⁷	561,8 ¹⁷	2,6 × 10 ⁶ (2,0 × 10 ⁶) ¹⁸		-21,0 ± 4,9 ²⁰
HD 232940	B8III ³	10500 ¹⁵						
HD 247042	O9.5: ⁵	15400 ¹⁵						
HD 257473	B5e ⁷	10500 ¹⁵			490 ²¹			
HD 240249	B8*	11900 ¹⁵						
HD 40254	B8 ¹⁰	11900 ¹⁵		387,90 ¹⁷	873,3 ²⁴	9,95 × 10 ⁷ (24)		-1,35 ²³
HD 159845	B8e ¹²	17100 ¹⁵	6,9 ± 0,1 ¹⁸	80,45 ¹⁷	456,6 ¹⁷	39,8 × 10 ⁶ (2,3 × 10 ⁶) ¹⁸		
HD 161004	B9IVe: ¹³	11000 ¹⁵		4677 ¹¹	620 ¹			
HD 316179	Be: ⁸	18700 ¹⁵						
HD 37266	B8V ⁶	10500 ¹⁵		31,78 ⁴	187,79 ⁴	1,23 × 10 ⁸ (4)		-11,5 ± 2,0 ²⁴
HR 8107	B6IV ²⁵	14100 ¹⁵	5,01 ± 0,31 ¹⁶	380,72 ¹⁷	423,73 ¹⁷		60,0 ¹⁹	-8,80 ± 2,90 ⁴
BD -094724	B ³⁰	15400 ¹⁵						
HR 1047	B7Vne ²⁷	13091 ²⁸	4,11 ± 0,15 ²⁸	450 ^{28b}	195,31 ¹⁷		138 ± 3 ²⁹	1,6 ± 1,1 ⁴

Referências: 1-Kozok (1985), 2-Walborn (1971), 3-Rydstrom (1978), 4-Anderson & Francis (2012), 5-Bouigue, Boulon & Pedoussaut (1961), 6-Grenier et al. (1999), 7-Miller & Merrill (1951), 8-Stephenson & Sanduleak (1977), 9-MacConnell (1968), 10-Voroshilov et al. (1985), 11-Lindroos (1985), 12-Merrill & Burwell (1949), 13-Houk (1982), 14-Kharchenko (2001), 15-Wright et al. (2003), 16-Hohle, Neuhauser & Schutz (2010), 17-McDonald, Zijlstra & Boyer (2012), 18-Tetzlaff, Neuhauser & Hohle (2011), 19-Glebocki & Gnacinski (2005), 20-Gontcharov (2006), 21-Grillo et al. (1992), 22-Melnik & Dambis (2009), 23-Kharchenko et al. (2007), 24-Westin (1985), 25-Rountree Lesh (1968), 26-Platais, Kozhurina-Platais & van Leeuwen (1998) (A idade da estrela HD 32811 corresponde a idade do aglomerado aberto em que a estrela se encontra), 27-Garrison & Royer (1994), 28-Zorec & Royer (2012), 29-Yudin (2001), 30-MacConnell (1981) e *- Não disponível

Tabela 3.9: Lista de objetos que apresentam perfil do tipo shell. Na *coluna 1* temos a identificação de cada objeto; na *coluna 2* o tipo espectral; na *coluna 3* a temperatura efetiva (K); na *coluna 4* a massa (M_{\odot}); na *coluna 5* a luminosidade (L_{\odot}); na *coluna 6* a distância (pc); na *coluna 7* a idade (anos); na *coluna 8* a velocidade de rotação (kms^{-1}) e na *coluna 9* a velocidade radial (kms^{-1}). Os índices numéricos sobre cada um dos dados da tabela indicam as respectivas referências de onde as informações foram extraídas.

Nome da estrela	Tipo espectral	T_{eff} (K)	Massa (M_{\odot})	Luminosidade (L_{\odot})	Distância (pc)	Idade (anos)	v_{rot} (kms^{-1})	v_{rad} (kms^{-1})
HD 204860	B5.5Ve ¹	15400 ¹³		298.07 ¹⁴	401.01 ¹⁴		215.0 ¹⁵	-1.00 \pm 4.40 ¹⁴
HD 38708	B3:e:ps ²	18700 ¹³	7.35 \pm 0.48 ¹⁶	979.40 ¹⁷	1408.45 ¹⁷		230.0 ¹⁵	-27.8 \pm 7.4 ¹⁴
HD 254168	B5 ³	15400 ¹³		113.58 ¹⁷	1010.1 ¹⁷			
HD 43681	A2 ³	8970 ¹³						
HR 2364	B3Ve ⁴	15000 ¹³	6.0 \pm 0.1 ¹⁸	592.58 ¹⁷	264.5 ¹⁷	4.16 $\times 10^7 \pm 8.5 \times 10^7$	323.0 ¹⁵	23.0 \pm 4.3 ¹⁴
HD 13544	B0.5IIIn ⁵	29000 ¹³			3002 ¹⁹		235.0 ¹⁵	
HD 55200	A0 ⁹	9042 ¹⁷		34.59 ¹⁷	295.8 ¹⁷			4.0 \pm 4.8 ¹⁷
HD 28942	Ash ¹⁰	9520 ¹³		64.68 ¹⁷	497.5 ¹⁷			
HD 29035	B9.5Ve ¹¹	9520 ¹³			250 ⁷		150 ⁷	
HD 173010	O9.7Ia ¹¹	26000 ¹³			2540 ⁸			49.0 \pm 7.4 ²⁰
HD 182550	B8V ²¹	8638 ⁶	2.12 ⁶					
HD 165174	B0IIIn ²²	26000 ¹³			1137 ²³			
HD 42529	B9V ⁶	10500 ¹⁵		38.56 ¹⁷	303.03 ¹⁷		303.0 ^{15c}	17.0 \pm 4.3 ²⁴
MWC 1085	B3Ve ⁹	18700 ¹⁸	5.7 \pm 0.3 ¹⁸	26.05 ¹⁷	546.45 ¹⁷	3.8 $\times 10^6$ (3.4 $\times 10^6$) ¹⁸	250 ¹⁹	-17.8 \pm 2.1 ²⁰
HD 32811	B8.5V ⁶	10500 ¹⁵		90.26 ⁴	276.79 ⁴	10 ⁸⁽²⁶⁾		-24.0 ²²
HD 51893	B9V ¹⁴	10500 ¹⁵						21.0 \pm 4.9 ²³

Referências: 1-Chauville et al. (2001), 2-Morgan, Code & Whitford (1955), 3-Heckmann (1975), 4-Levenhagen & Leister (2006), 5-Lesh & Aizenman (1973), 6-Team (2009), 7-Miroshnichenko et al. (2003), 8-Kozok (1985), 9-Bobylev, Goncharov & Bajkova (2006), 10-Bidelman (1988), 11-Miroshnichenko et al. (2003), 12-Sota et al. (2011), 13-Wright et al. (2003), 14-Anderson & Francis (2012), 15-Glebocki & Gnancinski (2005), 16-Hohle, Neuhäuser & Schutz (2010), 17-McDonald, Zijlstra & Boyer (2012), 18-Tetzlaff, Neuhäuser & Hohle (2011), 19-Heiles (2000), 20-Kharchenko et al. (2004), 21-Sato & Kuji (1990), 22-Rountree Lesh (1968), 23-Bergheofer, Schmitt & Cassinelli (1996) e 24-Gontcharov (2006)

Capítulo 4

O Código HDUST

A nossa amostra de objetos contém 39 estrelas identificadas como "Novas Be" que nunca foram observadas e por consequência tem seus parâmetros físicos pouco ou ainda não conhecidos. Pensando nisso, resolvemos fazer uma modelização do espectro na banda H utilizando, em colaboração com o Dr. Alex Carciofi (IAG-USP) e o Dr. Daniel Faes (IAG/USP), o código 3D de transferência radiativa HDUST.

4.1 Características gerais

Embora os códigos de transferência radiativa tenham obtido certo sucesso considerando algumas simplificações (ETL¹, geometria plano-paralela ou esférica), descrever uma estrela de forma realista é um problema de alta complexidade para a astrofísica estelar, além de ter um custo computacional bastante elevado.

A implementação do método de Monte Carlo tem se mostrado bastante eficaz no tratamento de problemas com tal complexidade. Dentre os motivos podemos destacar sua flexibilidade, facilidade de manipulação e maior eficiência, principalmente quando trabalhamos com um grande número de dimensões espaciais.

O HDUST (Carciofi & Bjorkman, 2006, 2008) é um código computacional baseado no método Monte Carlo que trata da transferência radiativa em meios materiais através de uma abordagem tridimensional sob condições fora do equilíbrio termodinâmico. As equações de transferência radiativa são resolvidas de modo auto-consistente levando em conta tanto o equilíbrio estatístico quanto o equilíbrio radiativo para os níveis de população do hidrogênio em discos Keplerianos ao redor de estrelas quentes, tais como as estrelas Be estudadas neste projeto.

Este código leva em consideração alguns processos resultantes de interação, como

¹Equilíbrio termodinâmico local (ETL)

o *Bremsstrahlung* (elétron-núcleo) e o *espalhamento Thomson* (fóton-matéria), sendo estas as fontes de opacidades implementadas. Este código também inclui uma importante característica na modelização da estrela central que é a alta rotação e as implicações decorrentes deste fato, como o efeito do achatamento na região equatorial e consequentemente o escurecimento gravitacional, tornando o modelo mais realista.

4.2 Grade de modelos Be Atlas

Foi criada a partir do HDUST uma grade de modelos para as estrelas Be conhecida como *Be Atlas* (Carciofi et al. em preparação). O intervalo de cobertura espectral da grade (1,4 - 1,85 μm), bem como sua resolução, correspondem as mesmas do levantamento APOGEE. Além da reprodução do contínuo estelar, foi escolhida também a linha Brackett 13, cujo comprimento de onda central é $\lambda_c=1,61 \mu\text{m}$.² Os parâmetros que compõem a grade de modelos podem ser subdivididos em duas partes:

- *Parâmetros da estrela central*: massa, achatamento, metalicidade e fração de Hidrogênio no núcleo.
- *Parâmetros do disco*: raio do disco, densidade superficial de base, índice da distribuição de densidade, escala de altura do disco e o cosseno do ângulo de inclinação do disco com relação a linha de visada.

Cerca de 12.000 modelos compõem a grade, fruto da combinação de cada um dos parâmetros adotados. A seguir descreveremos cada um deles em detalhes.

4.2.1 Parâmetros da estrela central

A construção de um modelo estelar depende basicamente de sete parâmetros: massa, luminosidade, metalicidade, raio do pólo, velocidade de rotação, idade e o índice β ao escurecimento gravitacional. No entanto, é possível construir um modelo consistente baseado somente na massa, metalicidade, idade e velocidade de rotação. Uma vez conhecido os outros parâmetros, a luminosidade e o raio do polo podem ser obtidos através de modelos de trajetórias evolutivas. O parâmetro β pode ser estimado através da taxa de rotação da estrela.

²A razão da escolha desta linha será explicada em detalhes no capítulo que trata da metodologia do nosso trabalho.

Massa

A grade de modelos é composta assumindo um conjunto de 12 massas estelares, com base no trabalho de [Townsend, Owocki & Howarth \(2004\)](#). 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, 3,8 e 3,4 M_{\odot} associados aos tipos espectrais B0,5 , B1 , B1,5 , B2 , B2,5 , B3 , B4 , B5 , B6 , B7 , B8 e B9 respectivamente.

Metalicidade

A grade de modelos possui apenas um valor único de metalicidade, tornando este um parâmetro fixo. Foi adotada a metalicidade solar, cujo valor é $Z = 0,014$.

Idade

A idade foi assumida com base em trilhas evolutivas. A [Figura 4.1](#) mostra como a fração de hidrogênio no núcleo 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 (X_c) cai aproximadamente da mesma forma em todas as situações, tornando-se assim uma boa escolha para parametrizar a idade na sequência principal.

A [Figura 4.2](#) 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 optamos por escolher o valor da fração de hidrogênio de $X_c = 0.3$, por ser a região que, em média, concentra o maior número de objetos. Esse parâmetro é fixo em nossa grade de modelos.

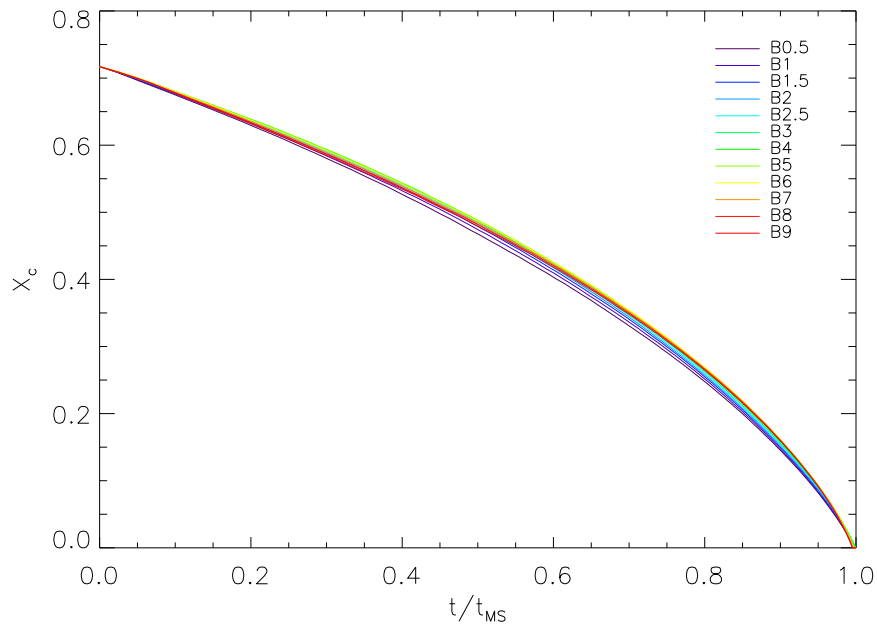


Figura 4.1: Evolução da fração de hidrogênio no núcleo durante a sequência principal, para vários tipos espectrais (várias massas) e $\Omega/\Omega_{crit} = 0,8$ (Figura obtida por comunicação interna com membros da colaboração).

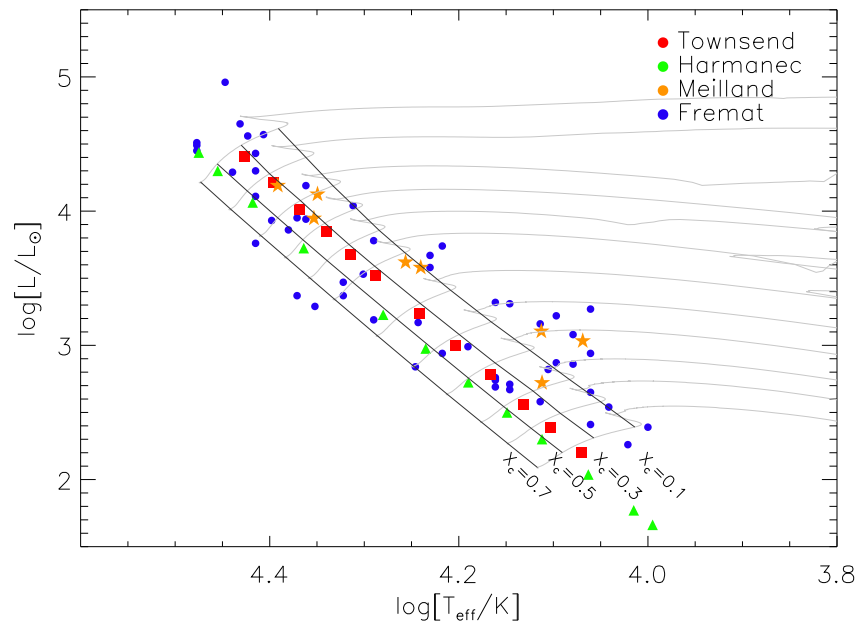


Figura 4.2: Determinação da fração de hidrogênio $X_c = 0.3$ através das faixas evolutivas de [Georgy et al. \(2013\)](#), sobreposta à distribuição de algumas amostras de objetos da literatura bem conhecidas (Figura obtida por comunicação interna com membros da colaboração).

Velocidade de rotação

Por conveniência, optamos por descrever a nossa grade de modelos utilizando como parâmetro o achatamento da estrela. Este achatamento está definido como a razão entre o raio equatorial e polar da estrela. Foram adotados cinco valores de achatamento $R_{eq}/R_{pol} = 1,1, 1,2, 1,3, 1,4$ e $1,45$, sendo que quanto maior o achatamento, maior será a taxa de rotação da estrela. Assumindo que as estrelas rotacionam como um corpo rígido, podemos relacionar o achatamento com a quantidade W definida em termos da velocidade orbital equatorial, através da aproximação de Roche:

$$W = \sqrt{2 \left(\frac{R_{eq}}{R_{pol}} - 1 \right)} \quad (4.1)$$

Obtenção do parâmetro β

[Espinosa Lara & Rieutord \(2011\)](#) propuseram um modelo capaz de descrever o escurecimento gravitacional para estrelas que apresentam qualquer taxa de rotação, obtendo o teorema de Von Zeipel como um caso particular para baixas velocidades de rotação. De acordo com esse modelo, o parâmetro β poderia ser determinado como sendo uma função da rotação estelar e consequência do achatamento da estrela ([Figura 4.3](#)). Essa relação foi aplicada em estudos via interferometria no infravermelho e se mostrou em bom acordo com as observações. Os valores para o parâmetro β foram estimados a partir do achatamento, que é um dos parâmetros da nossa grade de modelos.

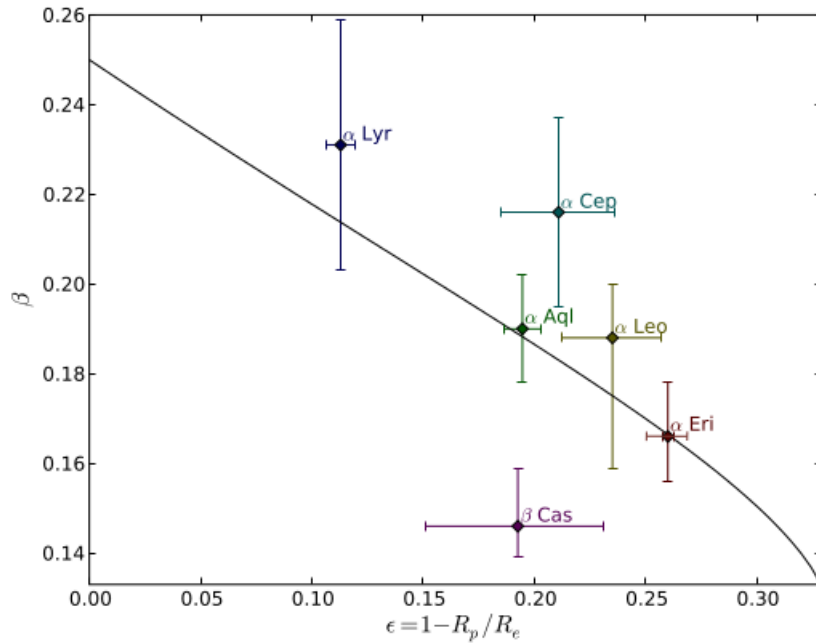


Figura 4.3: Determinação do parâmetro β em função do achatamento da estrela a partir do modelo proposto por [Espinosa Lara & Rieutord \(2011\)](#). Nesta figura foram utilizados dados de seis estrelas em alta rotação observadas por meio de interferometria. (Figura obtida por comunicação interna com membros da colaboração).

Obtenção da luminosidade e do raio do polo

Uma vez conhecidos os valores de massa, velocidade de rotação (achatamento) e idade (correspondente a uma fração de hidrogênio no núcleo de 0.3), foram determinados a luminosidade e o raio do polo por meio de uma interpolação linear dos modelos de evolução estelar de Genebra para o caso de metalicidade solar ([Georgy et al., 2013](#)) ([Figura 4.4](#)).

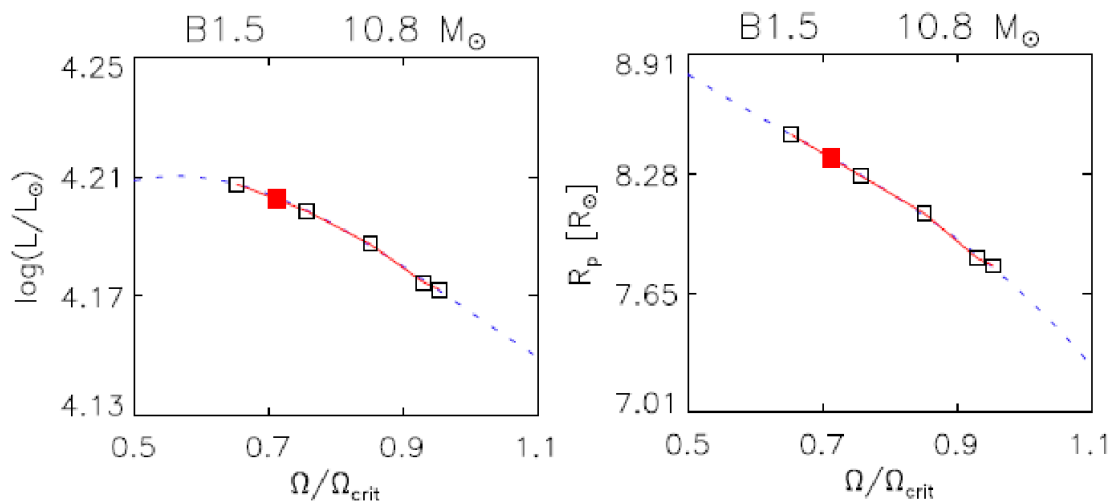


Figura 4.4: Determinação da luminosidade e do raio polar através da interpolação linear dos modelos de evolução estelar obtidos pelo grupo de Genebra (Georgy et al., 2013; Granada et al., 2013). Parâmetros obtidos (quadrado vermelho em ambos os gráficos) para o caso típico de uma estrela de tipo espectral B1.5 ($M_{\star} = 10.8 M_{\odot}$) e uma taxa de rotação angular $\Omega/\Omega_{crit} = 0,7$. (Figura obtida por comunicação interna com membros da colaboração).

4.2.2 Parâmetros do disco

Densidade superficial de base

A grade de modelos foi construída considerando sete valores para a densidade superficial de 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.

Índice da distribuição da densidade volumétrica

O parâmetro n , oriundo da densidade do disco, é descrito através da equação 2.2 e nos informa como a densidade do disco varia radialmente. A grade de modelos possui quatro valores para n : $3,0$, $3,5$, $4,0$ e $4,5$ (sendo $n=3,5$ o caso estacionário, ou seja, onde $\partial\dot{M}/\partial t=0$). Para valores de n próximos de $3,0$ temos um disco que está se dissipando, enquanto que valores de n próximo de $4,5$ o disco está em processo de formação. Assim, desta forma podemos parametrizar o estágio evolutivo dinâmico do disco.

Raio do disco

Para a grade foi assumido um tamanho único de disco, $R_d = 50R_{\star}$. A escolha desse valor foi feita considerando um limite superior para o tamanho do disco. Regiões

distintas do disco podem contribuir com emissões em distintos comprimentos de onda. Assim, o tamanho inferido é uma função da região espectral que está sendo observada e também da densidade do disco. Quanto maior for o comprimento de onda dos fótons observados, maior o disco parecerá. Isso ocorre porque a opacidade no interior do disco é dominada por processos de tipo livre-livre e este por sua vez cresce com o comprimento de onda: o disco será opticamente espesso para uma região cada vez maior, além de ser mais brilhante.

A região de emissão do disco está dentro do limite de 50 raios estelares no intervalo de comprimento de onda investigado neste trabalho (1.5 - 1.7 μm).

Escala de altura do disco

A escala do disco como mostrada na [Equação 2.1](#) pode ser reescrita como:

$$H(r) = \sqrt{\frac{kT}{\mu m_H} \frac{R_{eq}^3}{GM_\star}} \left(\frac{r}{R_{eq}} \right)^{3/2} . \quad (4.2)$$

Para a nossa grade de modelos a escala de altura do disco foi parametrizada em função de uma fração da temperatura dada no polo, $T = 0,72T_{pol}$. Esse parâmetro é fixo em nossa grade de modelos.

Inclinação

Como descrito no [Capítulo 2](#), as estrelas Be podem apresentar diferentes perfis de linha (pico simples, pico duplo e perfil Shell). Essa diferença é caracterizada basicamente pelo ângulo de inclinação do disco de gás com a nossa linha de visada.

Para a construção da grade de modelos foram assumidos sistemas com 10 condições de inclinações distintas para o disco, dado por $\cos(i)$: 1,0 , 0,89 , 0,78 , 0,67 , 0,55 , 0,44 , 0,33 , 0,22 , 0,11 , 0 ([Figura 4.5](#)).

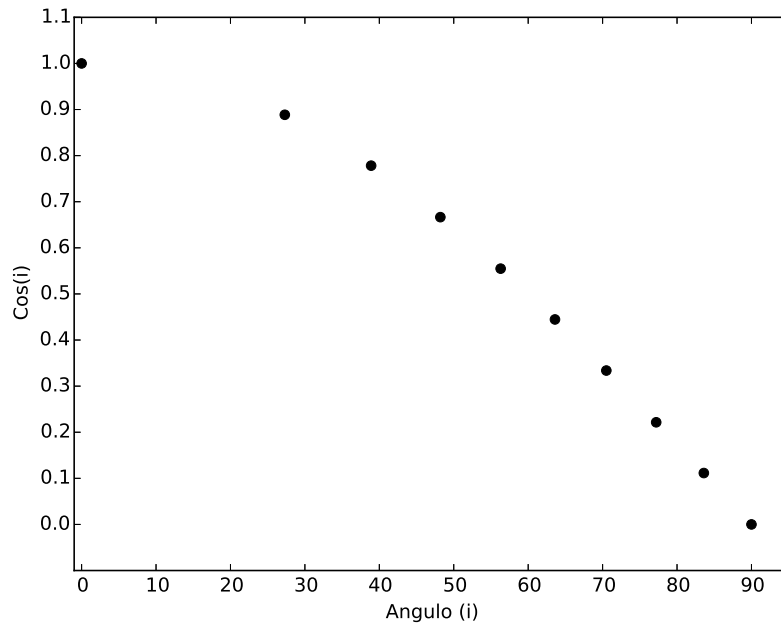


Figura 4.5: Distribuição co-senoidal dos ângulos de inclinação.

4.2.3 Parâmetros não incluídos na grade de modelos

Além dos parâmetros citados anteriormente pertencentes a grade de modelos (parâmetros da estrela central e do disco circunstelar), outros dois parâmetros (distância e extinção interestelar) foram incluídos a parte e modelados em conjunto através do código EMCEE (vide próxima seção). A seguir descreveremos esses parâmetros mais detalhadamente.

Distância

Atribuímos um intervalo grande de distâncias (entre 10 e 10^3 pc) para a modelização deste parâmetro, com o objetivo de englobar todas os valores típicos apresentados pelas estrelas Be conhecidas na Galáxia.

Extinção interestelar

O excesso de cor $E(B-V)$ representa o avermelhamento sofrido pela estrela no meio interestelar. Designamos um intervalo de valores para extinção entre 0 e 2.

4.3 O Código EMCEE

A verificação da concordância entre modelos e observações na definição de qual modelo é o mais adequado para descrever a(s) observação(ões) de uma dada estrela foi feito com o código EMCEE. Este código utiliza uma variação do algoritmo Monte Carlo Markov Chain (MCMC) proposto por [Goodman & Weare \(2010\)](#) e é descrito em detalhes no trabalho de [Foreman-Mackey et al. \(2013\)](#). A sua aplicação neste trabalho se deu através de linguagem Python com código disponível de forma livre³

Para um dado espaço de parâmetros de um modelo e uma função de verossimilhança que tem por objetivo descrever a probabilidade de obter um dado conjunto de parâmetros, o EMCEE calcula, com base na estatística Bayesiana⁴, a função de densidade de probabilidade para cada um dos modelos. A função de verossimilhança que adotamos neste trabalho é inversamente proporcional ao valor de χ_{red}^2 , que é dado por:

$$\chi_{red}^2 = \frac{\chi^2}{\nu} = \frac{1}{\nu} \sum \frac{(modelo - dados)^2}{\sigma^2} . \quad (4.3)$$

onde, σ corresponde a incerteza associada aos dados e ν ao número de graus de liberdade. Essa função de verossimilhança está incluída nas rotinas criadas pelo Dr. Daniel Faes (IAG/USP) para comparação dos modelos da grade com as nossas observações.

Os valores mais adequados para cada um dos parâmetros são obtidos através da mediana da função de densidade de probabilidade após n interações, enquanto que as estimativas das incertezas são obtidas considerando um intervalo de confiança (não-simétrico) correspondente a um sigma em relação a mediana.

³O código online encontra-se disponível através do endereço: <http://dan.iel.fm/emcee/current/testimonials/>

⁴A estatística Bayesiana estende o conceito de probabilidade, permitindo a adoção de proposições (hipóteses) cuja probabilidade de ser verdadeira ou falsa é incerta. Para avaliar a probabilidade desta hipótese, é especificado uma probabilidade a priori, que é então atualizada com base em novos dados.

Capítulo 5

Metodologia

5.1 Primeiros passos

O primeiro passo tomado com respeito a modelização dos espectros das estrelas da nossa amostra foi realizar o ajuste do contínuo estelar nos intervalos de comprimento de onda correspondentes as coberturas dos detectores "verde" e "vermelho". O trabalho foi fundamentado na descrição do contínuo da linha Brackett 13. Em um primeiro momento foi feito o ajuste do contínuo, que resulta como esperado em uma má descrição da linha Brackett 13, e em um segundo momento tanto o contínuo quanto a linha foram ajustados. A Metodologia do nosso trabalho é descrita a seguir.

5.2 Escolha da linha de Brackett 13

Para realizar a modelização das estrelas Be pertencentes a nossa amostra, foi necessário adotar uma das linhas em emissão presentes nos espectros APOGEE. A escolha desta linha em emissão levou em consideração dois critérios:

- Presença em todos os espectros da nossa amostra.
- "Boa localização" na região de cobertura espectral do APOGEE.

Uma vez que a composição do disco de gás das estrelas Be é constituída predominantemente de hidrogênio, a presença de linhas em emissão desse elemento é uma característica marcante nos espectros das estrelas da nossa amostra. Além disso, outro fator crucial para esta escolha está diretamente relacionado ao código HDUST, pois este trata dos processos de transferência radiativa considerando apenas o hidrogênio.

A [Figura 5.1](#) mostra um exemplo de espectro obtido para a estrela HD 240249 (pertencente a nossa amostra de objetos). Podemos observar as linhas em emissão do hidrogênio com pico duplo distribuídas ao longo do espectro APOGEE ($1,51 \mu\text{m} < \lambda < 1,70 \mu\text{m}$) e que correspondem as linhas da série de Brackett (Br13 - Br20).

As discontinuidades físicas entre os detectores resultam em falhas na cobertura espectral ('gaps'; ver [Fig. 5.1](#)), com perda da informação espectral. A escolha da linha do Hidrogênio a ser investigada levou em conta essa limitação técnica, com vista a linhas que foram observadas integralmente.

As discontinuidades físicas entre os detectores resultam em falhas na cobertura espectral ('gaps' ver [Figura 5.1](#)), com perda de informação espectral. A escolha da linha do hidrogênio a ser investigada levou em conta essa limitação técnica, com vista a linhas que foram observadas integralmente. Além disso, a linha deve ser pouco afetada pelos efeitos da *persistência* (descrito na [subseção 3.5.3](#)).

A modelização realizada consistiu na comparação da largura equivalente e do perfil de linha dos modelos com as observações.

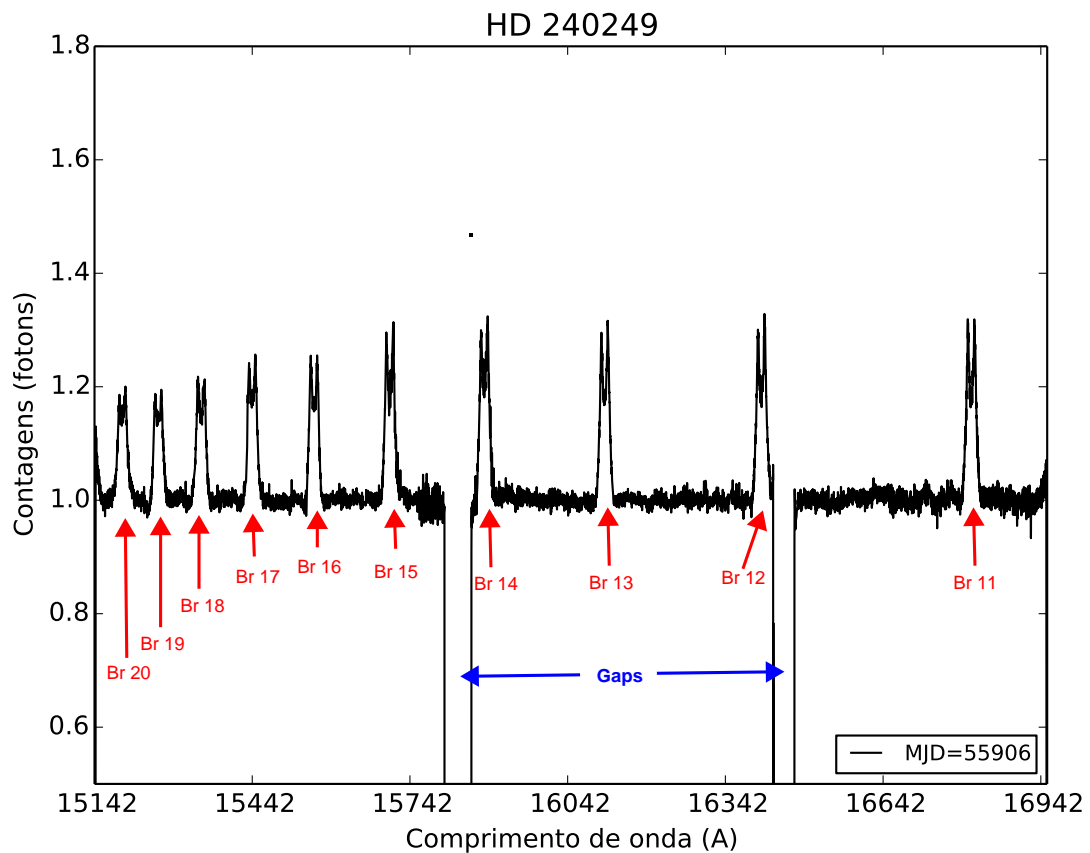


Figura 5.1: Exemplo de espectro na banda H obtido através do levantamento APOGEE.

5.3 Busca por variabilidade

Para as estrelas que possuem dois ou mais espectros, buscou-se identificar variabilidade temporal entre os espectros. Para tal, foi feita uma simples inspeção visual ao fazer um gráfico de todos os espectros de uma mesma estrela. A [Figura 5.2](#) contém um exemplo de estrela que apresentou variação do perfil da linha Brackett 13 e outra estrela cujo perfil de linha se manteve idêntico durante diferentes noites de observação.

A [Tabela 5.1](#) lista todas as estrelas da nossa amostra que apresentaram variações temporais em seus espectros e a quantidade de espectros disponíveis para cada uma dela.

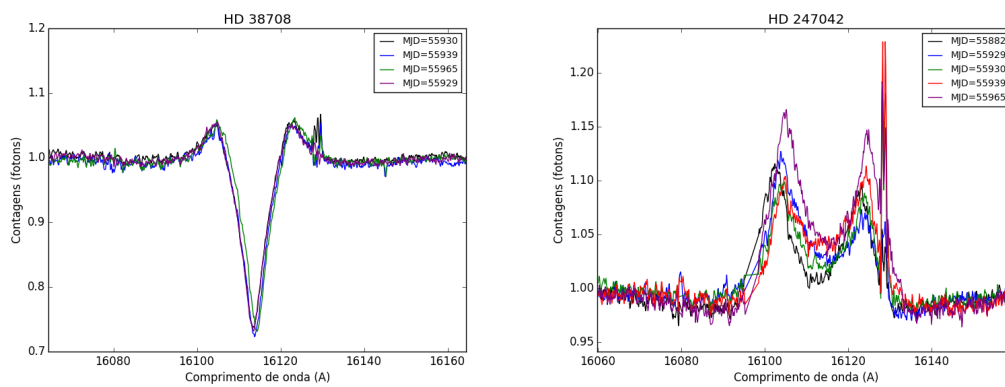


Figura 5.2: (Esquerda) Estrela HD 38708 com perfil de linha do tipo shell sem variações ao longo de quatro noites de observação. (Direita) Estrela HD 247042 com perfil de linha em pico duplo, apresentando variações durante as cinco noites em que foi observada.

Estrela	Número de espectros
HD 223924	2
HD 247042	5
HD 260153	4
HD 345439	2
J18274975-1104312	2
SS412	3
TYC2405-1358-1	2
TYC6854-2016-1	2

Tabela 5.1: Estrelas da nossa amostra que apresentaram variações temporais. Na coluna 1 estão listados os nomes das estrelas e na coluna 2 a quantidade de espectros investigados.

5.4 Tratamento dos espectros

Os espectros APOGEE obtidos através de colaboração com Drew Chojnowski necessitam ainda passar por correções e ajustes, com o objetivo de torná-los aplicáveis ao código EMCEE. A seguir trataremos dessas correções em detalhes.

5.4.1 Remoção de raios cósmicos dos espectros

Os espectros obtidos através do levantamento APOGEE são corrigidos e calibrados através de um pipeline automático. No entanto, esse procedimento não é totalmente eficiente e a presença de raios cósmicos ainda se fazem presentes nos espectros. Para remover esses raios cósmicos remanescentes, nós utilizamos o programa IRAF¹. O procedimento de remoção consiste em ampliar a região onde o raio cósmico se encontra, em seguida selecionamos os extremos do raio cósmico utilizando o comando "x" e por fim clicamos "r" para removê-lo do espectro.

5.4.2 Correção da velocidade baricêntrica

Os espectros APOGEE da nossa amostra não foram corrigidos para o baricentro do sistema. Para realizar essa correção foi utilizada a rotina *pyasl* pertencente a biblioteca *PyAstronomy*² escrita em linguagem python. Para realizar esta correção foram necessárias as seguintes informações:

- As coordenadas do observatório Apache Point³ (latitude: 32°46' 49,30" longitude: 105°49' 13,50" altura: 2788 metros), onde está localizado o telescópio de 2,5 metros utilizado pelo levantamento APOGEE.
- As coordenadas equatoriais da estrela: ascensão reta α e a declinação δ .
- A data média de observação em dias julianos (jd).

5.4.3 Correção da velocidade radial

Os modelos que constituem a grade Be Atlas possuem velocidade radial zero, isto é, as linhas espectrais presentes no espectro não apresentam desvios decorrentes

¹IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) é um conjunto de softwares de redução e análise de dados astronômicos. Mais informações em: <http://iraf.noao.edu/>.

²PyAstronomy é uma coleção de pacotes em linguagem Python relacionados a astronomia. Mais informações em: <http://www.hs.uni-hamburg.de/DE/Ins/Per/Czesla/PyA/PyA/index.html>.

³As coordenadas do observatório foram obtidas do endereço: <http://www.sdss.org/instruments/>

do efeito Doppler. Desta forma, precisamos levar em consideração a velocidade radial dos nossos objetos e fazer as devidas correções antes de comparar nossos espectros com os modelos contidos na grade Be Atlas. Para tal, foi medida a variação $\Delta\lambda$ que corresponde a diferença entre os comprimentos de onda centrais da linha Br13 medido para cada espectro e o valor obtido em laboratório. Para tal utilizamos a [Equação 5.1](#):

$$\Delta\lambda = \lambda_{\star}^{br13} - \lambda_{lab}^{br13} \quad (5.1)$$

onde λ_{\star}^{br13} é o comprimento de onda central da linha de Br13 medido para as estrelas da nossa amostra e λ_{lab}^{br13} é o comprimento de onda central da linha de Br13 medido em laboratório (16113,74 Å).

Em seguida determinamos o valor da velocidade radial através da linha de Br13 utilizando a [Equação 5.2](#):

$$v_{rad} = \frac{\Delta\lambda c}{\lambda_{lab}^{br13}} \quad , \quad (5.2)$$

onde c é a velocidade da luz no vácuo, cujo valor é $2,99 \times 10^8 \text{ ms}^{-1}$.

O comprimento de onda corrigido para todo espectro pode então ser obtido por meio da [Equação 5.3](#)

$$\lambda_{\star}^{cor} = \lambda_{\star}^{obs} - \frac{v_{rad}}{c} \lambda_{lab} \quad . \quad (5.3)$$

5.5 Aplicação da grade Be Atlas e o código EMCEE

Uma vez que realizado o tratamento dos espectros descrito na seção anterior, o passo seguinte foi utilizar a grade de modelos *Be Atlas*, criada a partir do código de transferência radiativa HDUST, para identificar os modelos mais adequados para descrever cada um dos objetos da nossa amostra. Essa determinação foi feita através da aplicação do código EMCEE.

5.5.1 Walkers

O EMCEE utiliza um conceito conhecido como *Walkers*. Cada *walker* corresponde a um conjunto P_i de parâmetros a serem minimizados a cada iteração Markov-Chain. No nosso caso, foram sete os parâmetros de ajustes (massa, achatamento, densidade superficial de base, expoente n da densidade volumétrica, $\cos(i)$, $E(B-V)$ e distância), ou seja, temos um conjunto P_7 de parâmetros. Vale lembrar que outros parâmetros como o raio do disco, a fração de hidrogênio no núcleo, a metalicidade e a

fração da temperatura do polo utilizada para determinar a escala de altura H do disco são fixos, logo não são ajustados pelo EMCEE.

Por exemplo, para o caso em que o número de *walkers* seja 10, devemos informar para o EMCEE 10 sub-conjuntos de P_7 , que farão parte da distribuição a priori dos valores dos parâmetros. Após um número de iterações n , o EMCEE retornará 10 novos conjuntos de parâmetros representativos da minimização. Esse processo se repete para qualquer quantidade de *walkers* escolhido.

5.5.2 Minimização

Para o EMCEE realizar a minimização é necessário fornecer um espaço de parâmetros e uma função que descreva a probabilidade de encontrarmos um dado (sub)-conjunto de parâmetros (função de verossimilhança (Equação 4.3)). O processo de minimização ocorre quando o EMCEE utiliza esses valores e realiza uma sequência de interações. Com base nos resultados das probabilidades dos conjuntos serem verdadeiras, o código estima os novos valores dos parâmetros para aumentar a probabilidade a posteriori.

A obtenção dos valores para cada um dos parâmetros que melhor contribuem para um ajuste satisfatório do ponto de vista estatístico e suas incertezas ao final do processo de iteração dependerão do método de análise empregado. No nosso caso, estas grandezas são obtidas por meio de uma função de densidade de probabilidade (ver Seção 4.3).

5.5.3 Processos de iteração

O EMCEE possui 2 processos de iteração: o *Burn-in* e o *Run-MCMC*. A forma de funcionamento de ambos em parte é parecida, entretanto há algumas considerações que faremos a seguir.

Burn-in e Run-MCMC

O *Burn-in* corresponde a uma dada sequência de iterações, geralmente pequena, que é efetuada antes do processo de iteração principal (*Run-MCMC*). Como descrito na subseção que trata da minimização, a distribuição a priori pode estar muito distante dos mínimos.

A função do Burn-in é garantir que posteriormente quando iniciado o processo de iteração Run-MCMC, os "novos priors" já estejam em uma região de alta probabilidade. Outra função é eliminar a possibilidade de resquícios de iterações passadas (efeito

memória) e garantir que estaremos distantes de regiões de mínimo local, uma vez que os *walkers* são distribuídos em todos o espaço de parâmetros.

O número de iterações que devemos utilizar vai depender da quantidade de parâmetros a serem minimizados. Entretanto quanto maior for o número de interações melhor. Um efeito colateral para o caso de muitas iterações é o aumento do tempo computacional. Para o *Burn-in* costuma-se utilizar um número de iterações em torno de 10% do número de iterações do Run-MCMC.

5.5.4 Arquivos de saída

Uma vez executada, a rotina nos retorna três arquivos:

- Arquivo 1 (gráfico da distribuição dos pontos): Mostra, para simples conferência, a distribuição do conjunto de pontos escolhidos em torno da linha de Br13 a ser normalizada (ver [Figura 5.3](#)).
- Arquivo 2 (gráfico de ajuste): Mostra o ajuste do melhor modelo obtido pelo EMCEE tanto para a região do contínuo (parte superior do gráfico), quanto para o ajuste para o perfil de linha (parte inferior do gráfico). Além disso, são mostrados os valores da largura equivalente do espectro observado e modelado. Exemplos são mostrados nas Seções [6.3](#) e [6.4](#).
- Arquivo 3 (gráfico de correlação): Mostra um gráfico de correlação entre os parâmetros minimizados com os melhores valores ajustados do ponto de vista estatístico e suas incertezas. Exemplos são mostrados no [Apêndice A](#).

Os resultados da aplicação do código EMCEE (Arquivo 2 e 3 de saída), as análises e discussões feitas para cada um dos objetos da nossa amostra são apresentados no próximo capítulo.

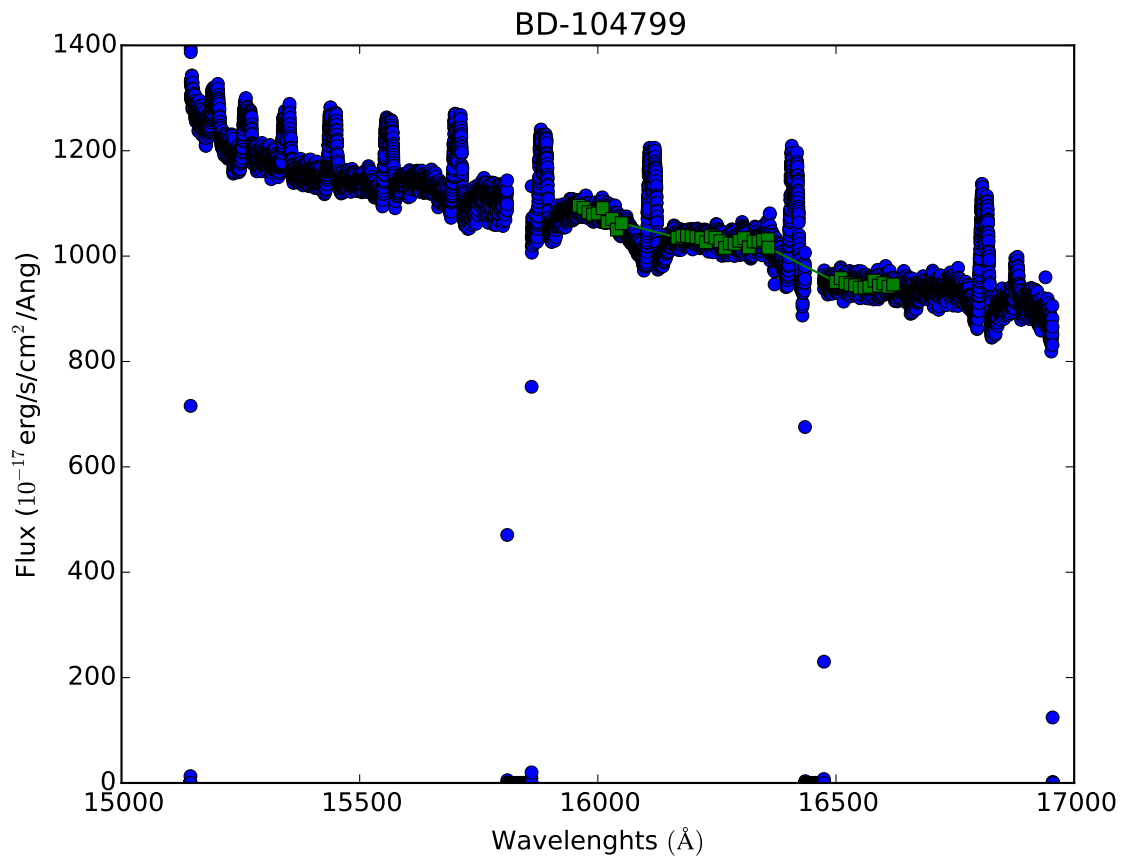


Figura 5.3: Exemplo de gráfico de distribuição de pontos para a estrela BD-104799.

5.6 Configurações utilizadas pelo EMCEE

A [Tabela 5.2](#) contém os parâmetros de entrada que utilizamos para o processo de minimização com EMCEE para a escolha dos modelos que melhor se ajustam para as estrelas da nossa amostra.

Parâmetros EMCEE	Quantidades
Modo de minimização	Contínuo + Perfil de linha + Largura equivalente
Nº dimensões	7
Nº walkers	300
Nº interações Burn-in	50
Nº interações MCMC	400

Tabela 5.2: Parâmetros de entrada do EMCEE adotados neste trabalho.

Capítulo 6

Resultados e Discussões

Neste Capítulo apresentaremos os resultados da modelização feita para todas as estrelas da nossa amostra. A disposição desses resultados será feita em grupos, da mesma forma que a empregada na descrição da amostra de objetos: apresentaremos e discutiremos os resultados para as estrelas com poucas informações na literatura e para as estrelas mais estudadas, ambas subdivididas em estrelas com perfil em pico duplo e estrelas com perfil do tipo shell.

6.1 Considerações gerais

A modelização de estrelas Be Clássicas através da aplicação de uma grade de modelos confeccionada por meio de um código 3D de transferência radiativa é algo até o momento inédito. Utilizando o Be Atlas, a grade de modelos obtida com o HDUST, como descrito no [capítulo 4](#), foi possível reproduzir o contínuo na banda H, a largura equivalente e o perfil da linha de Brackett 13 para as estrelas Be da nossa amostra. Os resultados dos processos de minimização por χ^2 via EMCEE ([Seção 5.5](#)) são disponibilizados por meio de um gráfico de ajuste do perfil e um gráfico de correlação entre os parâmetros.

6.2 Limitações

Antes de apresentarmos a análise dos dados propriamente dita, precisamos fazer algumas ponderações importantes a respeito do código HDUST, do processo de minimização feito pelo EMCEE e dos espectros APOGEE utilizados neste trabalho.

6.2.1 Ajuste do perfil de linha

O código HDUST busca fornecer uma descrição realista dos processos físicos envolvendo estrelas Be e seu disco equatorial. Entretanto, alguns processos físicos de alta complexidade não foram incluídos e acabam por afetar o perfil de linha gerado pelos modelos. Um desses processos é o *espalhamento eletrônico*.

Em um regime de difusão, os fótons que atravessam uma região interagem com a matéria sendo absorvidos e reemitidos isotropicamente por uma grande quantidade de vezes antes de conseguirem escapar. Essa interação ocorre com átomos de hidrogênio, mas é provável que esses fótons interajam com elétrons que encontram-se a velocidades elevadas. Durante essa interação com um elétron, o fóton é espalhado a grandes velocidades atingindo valores da ordem de centenas de quilômetros, causando o alargamento da linha. Portanto, o fato do espalhamento eletrônico não ser considerado faz com que o perfil de linha modelado seja mais estreito, porém mais intenso, a fim de compensar o valor da largura equivalente da linha.

6.2.2 Restrição na massa

Os gráficos de correlação resultantes dos processos de minimização efetuados pelo EMCEE mostraram uma preferência por valores altos de massa para todas as estrelas pertencentes a nossa amostra. O conjunto final de *walkers* obtido após o término da minimização concentram-se de forma acentuada em regiões com valores de massa $M_{\star} > 7,5 M_{\odot}$. Essa limitação pode ser observada como uma linha vertical presente na primeira coluna nos gráficos de correlação (vide gráficos de correlação no [Apêndice A](#)).

A causa mais provável para esta restrição na massa está na interpretação interna dada pelo próprio EMCEE. Para modelos com altas massas, todo intervalo de valores da densidade de base do disco pode ser acessado. Isso faz com que o EMCEE interprete essa faixa de massas como a de maior probabilidade porque para modelos de baixa massa o espaço de parâmetros para a densidade é menor, uma vez que estrelas de baixa massa não podem criar discos muito densos. A solução para este caso deve ser obtida inserindo uma nova condição inicial (prior) que permita ao EMCEE "enxergar" com a mesma probabilidade os modelos com valores de massa inferior a $7,5 M_{\odot}$.

6.2.3 Calibrações e persistência

Problemas presentes nos espectros obtidos através do levantamento APOGEE podem também dificultar a modelização dessas estrelas. A persistência, como citado no [Capítulo 3](#), pode afetar ligeiramente o fluxo da estrela na região em torno da linha

Br13. Além disso, possíveis problemas durante a redução e calibração dos espectros podem ser os responsáveis pela queda do fluxo na região das asas da linha Brackett 13.

6.3 Estrelas com poucas informações na literatura

Como exposto anteriormente, vários dos nossos objetos possuem pouca ou nenhuma informação disponível na literatura. Apresentamos a seguir as primeiras estimativas obtidas através do uso do Be Atlas e do EMCEE para os parâmetros da estrela central e seu disco gasoso, considerando as limitações citadas na seção anterior.

6.3.1 Estrelas com perfis de linhas pico duplo

Na [Tabelas 6.1](#) e na [Figura 6.1](#) apresentamos respectivamente os parâmetros obtidos e os gráficos de ajuste para aquelas estrelas que apresentam o perfil de linha em pico duplo e tem pouca informação disponível na literatura.

Estrela	Parâmetros físicos obtidos							$E(B-V)$	$\log(\chi^2)$
	M_*	b	Σ_0	n	$\cos(i)$	d			
BD-104799	$10,67_{2,12}^{2,53}$	$1,28_{0,12}^{0,11}$	$2,26_{1,25}^{1,17}$	$3,40_{0,29}^{0,50}$	$0,57_{0,24}^{0,26}$	$5816,98_{1373,79}^{1727,55}$	$0,98_{0,66}^{0,68}$	-0.51	
HD345339	$11,75_{2,70}^{2,08}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$1,82_{1,45}^{1,41}$	$3,98_{0,47}^{0,37}$	$0,49_{0,31}^{0,24}$	$3185,92_{976,93}^{1312,82}$	$0,98_{0,68}^{0,70}$	-0.36	
TYC1846-17-1	$11,25_{2,37}^{2,28}$	$1,29_{0,12}^{0,11}$	$2,31_{1,14}^{1,09}$	$3,55_{0,37}^{0,54}$	$0,66_{0,24}^{0,17}$	$2036,70_{502,50}^{623,83}$	$1,00_{0,68}^{0,68}$	-0.47	
BD-154863	$9,84_{1,72}^{2,90}$	$1,28_{0,11}^{0,11}$	$1,72_{1,10}^{1,50}$	$3,31_{0,23}^{0,48}$	$0,46_{0,19}^{0,35}$	$2454,84_{598,55}^{845,28}$	$0,99_{0,67}^{0,66}$	-11.03	
BD+44709s	$12,04_{2,68}^{1,83}$	$1,28_{0,12}^{0,12}$	$1,56_{1,15}^{1,43}$	$3,93_{0,45}^{0,40}$	$0,49_{0,31}^{0,23}$	$2294,61_{600,75}^{933,70}$	$1,04_{0,71}^{0,65}$	-0.22	
SS453	$11,75_{2,49}^{2,02}$	$1,27_{0,11}^{0,12}$	$1,75_{1,26}^{1,46}$	$3,97_{0,48}^{0,37}$	$0,53_{0,30}^{0,24}$	$3086,49_{858,55}^{1271,01}$	$1,03_{0,70}^{0,66}$	-0.20	
HD345589	$11,60_{2,55}^{2,13}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$2,03_{1,27}^{1,28}$	$3,93_{0,47}^{0,38}$	$0,54_{0,25}^{0,22}$	$3885,37_{1052,69}^{1382,63}$	$0,97_{0,65}^{0,70}$	-0.56	
J18194798-1724130	$7,95_{0,20}^{0,65}$	$1,27_{0,07}^{0,10}$	$1,94_{0,38}^{0,67}$	$3,06_{0,05}^{0,20}$	$0,92_{0,07}^{0,02}$	$8900,19_{85121,75}^{707,02}$	$0,96_{0,58}^{0,59}$	-12.07	
J18382765-1014211	$11,88_{2,63}^{1,97}$	$1,29_{0,12}^{0,12}$	$2,16_{1,57}^{1,22}$	$3,99_{0,46}^{0,34}$	$0,56_{0,32}^{0,21}$	$3999,00_{1148,28}^{1458,71}$	$0,97_{0,69}^{0,68}$	-1.26	
TYC3727-1849-1	$11,83_{2,69}^{1,93}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$1,81_{1,26}^{1,29}$	$3,91_{0,4}^{0,40}$	$0,56_{0,32}^{0,21}$	$3999,00_{1148,28}^{1458,71}$	$0,97_{0,69}^{0,68}$	-0.61	
TYC5126-2325-1	$11,01_{2,23}^{2,32}$	$1,27_{0,12}^{0,11}$	$1,67_{1,05}^{1,45}$	$3,92_{0,45}^{0,39}$	$0,44_{0,23}^{0,28}$	$6400,62_{1539,37}^{1811,75}$	$1,00_{0,66}^{0,66}$	-0.67	
TYC5121-940-1	$8,46_{0,63}^{1,27}$	$1,27_{0,09}^{0,11}$	$2,56_{0,90}^{1,12}$	$3,09_{0,07}^{0,21}$	$0,36_{0,10}^{0,25}$	$5550,90_{941,55}^{1487,63}$	$0,93_{0,59}^{0,65}$	-4.17	

Tabela 6.1: Parâmetros físicos determinados para as estrelas com perfis de linhas em pico duplo e poucas informações disponíveis na literatura. Na coluna 1 temos a identificação de cada objeto; na coluna 2 a massa da estrela (M_\odot); na coluna 3 o achatamento; na coluna 4 densidade superficial de base ($g\ cm^{-2}$); na coluna 5 índice da distribuição da densidade volumétrica; na coluna 6 a inclinação; na coluna 7 a distância (pc); na coluna 8 o $E(B-V)$ e na coluna 9 o valor do $\log(\chi^2)$ do melhor modelo.

Gráficos de ajuste

A seguir apresentamos um conjunto de gráficos de ajuste que correspondem aos melhores modelos obtidos para cada uma das estrelas a partir da modelização realizada (ajuste do contínuo + largura equivalente + perfil de linha). Mais detalhes sobre estes gráficos podem ser consultados na [Seção 5.4](#). Com base neles vemos que:

- O contínuo foi bem ajustado para cerca de 80% dos objetos.
- O problema da queda do fluxo nas asas da linha de Br13 (decorrente provavelmente de problemas na calibração do espectro) está presente em várias estrelas. Para todas elas, o perfil de linha via modelo não se ajusta às asas da linha observada. Isso obviamente também compromete o ajuste da largura equivalente.
- O perfil de linha também não consegue ser ajustado para as estrelas que apresentam um alargamento intenso, da ordem de ≈ 500 km/s devido a ausência do espalhamento eletrônico nos modelos. Essa situação ocorre para a estrela BD-154863.

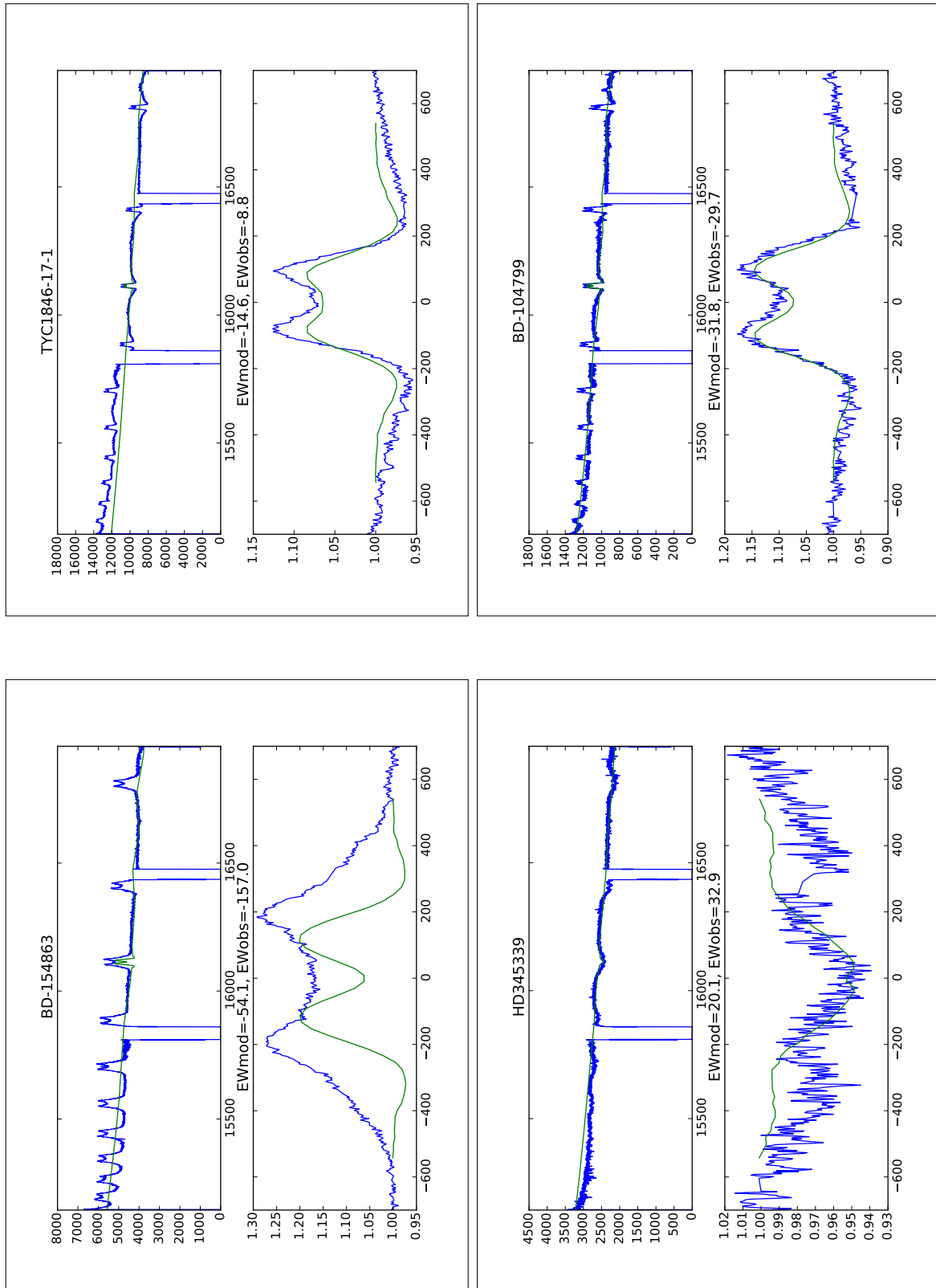


Figura 6.1: Gráficos de ajustes obtidos para as estrelas que apresentam perfil em pico duplo e com poucas informações disponíveis na literatura. Na parte superior de cada gráfico está o ajuste do contínuo estelar, onde o eixo x e y são respectivamente o comprimento de onda (Å) e o fluxo (10^{-17} erg/s/cm²/Å). Na parte inferior está o ajuste do perfil de linha, onde o eixo x e y são respectivamente a velocidade (km/s) e o fluxo normalizado. Além disso, cada gráfico contém os valores da largura equivalente observada (EWobs) e modelada (EWmod) da estrela.

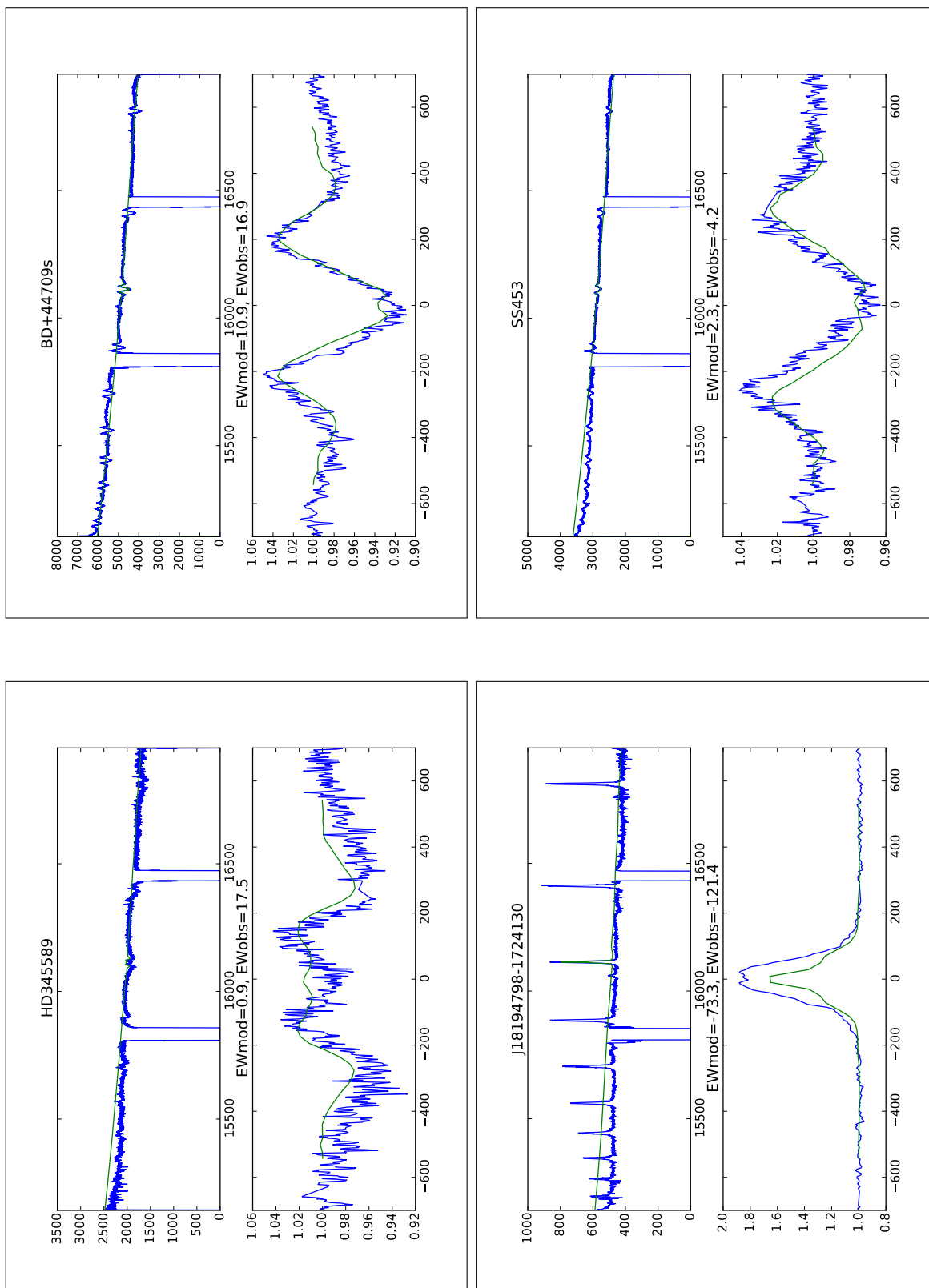


Figura 6.1 – continuação.

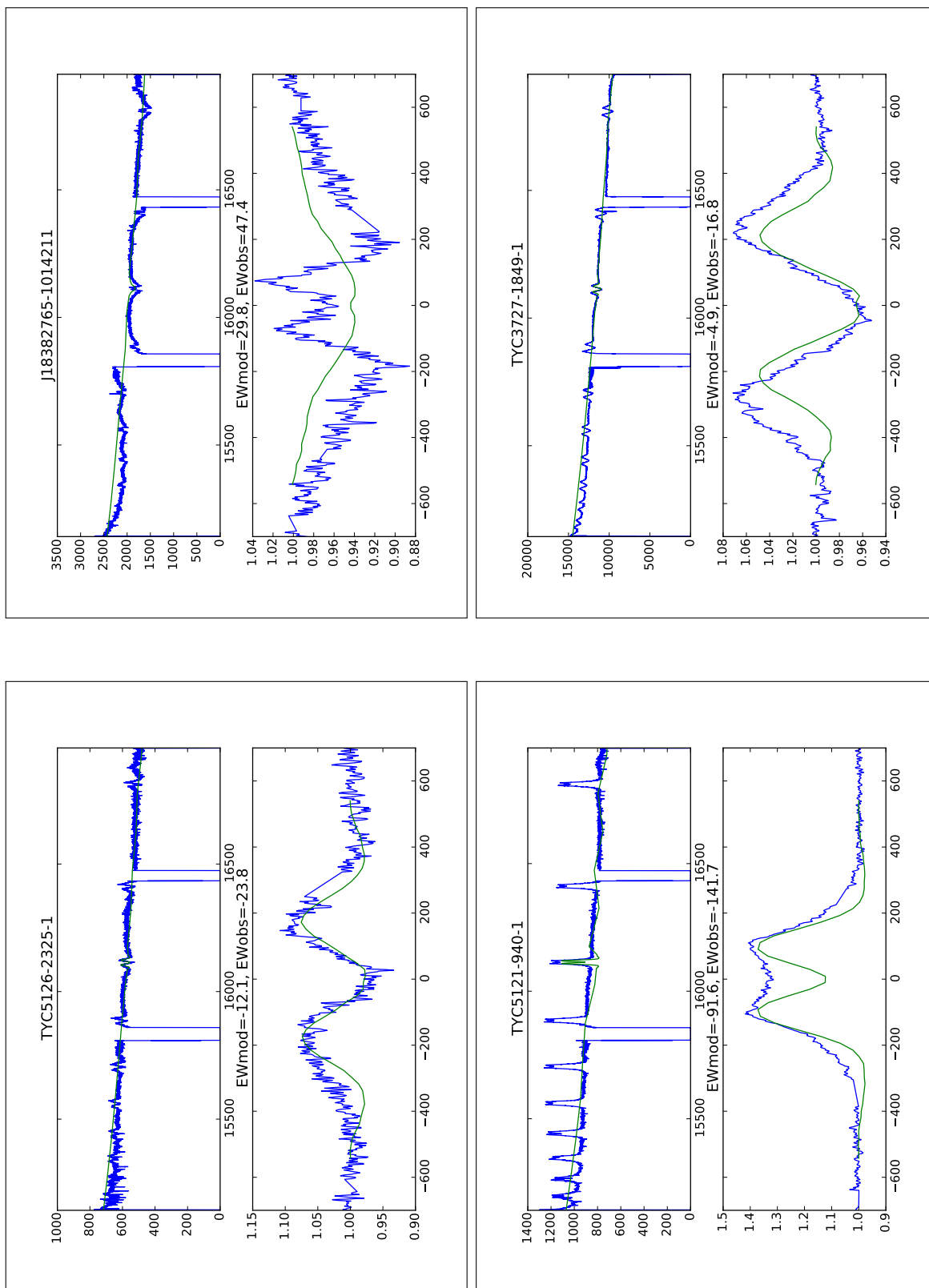


Figura 6.1 – continuação.

6.3.2 Estrelas com perfis de linhas do tipo shell

Na Tabela 6.2 e na Figura 6.2 apresentamos respectivamente os parâmetros obtidos e os gráficos de ajuste para aquelas estrelas que apresentam o perfil do tipo shell e tem pouca informação disponível na literatura.

Estrela	Parâmetros físicos obtidos							$\log(\chi^2)$
	M_*	b	Σ_0	n	$\cos(i)$	d	$E(B - V)$	
Hen3-14	$11,48_{2,47}^{2,04}$	$1,28_{0,12}^{0,11}$	$2,03_{1,18}^{1,20}$	$3,71_{0,40}^{0,43}$	$0,07_{0,05}^{0,46}$	$2271,72_{537,92}^{850,54}$	$0,98_{0,66}^{0,65}$	-2.30
BD+424162	$11,93_{2,80}^{1,92}$	$1,28_{0,12}^{0,11}$	$1,53_{1,25}^{1,50}$	$4,02_{0,44}^{0,34}$	$0,37_{0,31}^{0,30}$	$1785,75_{457,60}^{911,55}$	$0,95_{0,66}^{0,69}$	-0.52
HD173075	$11,99_{2,55}^{1,84}$	$1,28_{0,12}^{0,12}$	$1,92_{1,64}^{1,35}$	$4,03_{0,36}^{0,33}$	$0,52_{0,37}^{0,21}$	$3537,66_{1032,57}^{1558,84}$	$1,00_{0,68}^{0,69}$	-1.18
BD+542887	$12,04_{2,69}^{1,86}$	$1,30_{0,13}^{0,11}$	$1,89_{1,58}^{1,42}$	$4,06_{0,48}^{0,31}$	$0,55_{0,37}^{0,21}$	$2810,00_{847,40}^{1223,36}$	$0,95_{0,66}^{0,66}$	-0.68
HD345506	$12,12_{2,66}^{1,81}$	$1,28_{0,13}^{0,11}$	$1,50_{1,28}^{1,59}$	$4,09_{0,42}^{0,30}$	$0,37_{0,32}^{0,29}$	$2558,32_{654,11}^{1355,23}$	$1,03_{0,70}^{0,66}$	-1.46
TYC5696-503-1	$11,41_{2,49}^{2,16}$	$1,28_{0,12}^{0,12}$	$1,87_{1,61}^{1,42}$	$4,05_{0,42}^{0,32}$	$0,49_{0,33}^{0,23}$	$5615,21_{1611,59}^{2220,35}$	$0,99_{0,67}^{0,67}$	-0.77
TYC4056-415-1	$12,01_{2,68}^{1,84}$	$1,28_{0,12}^{0,11}$	$1,80_{1,35}^{1,38}$	$4,05_{0,44}^{0,32}$	$0,43_{0,32}^{0,27}$	$3218,68_{862,19}^{1478,03}$	$1,04_{0,68}^{0,65}$	-0.43
BD-024698	$12,24_{2,66}^{1,70}$	$1,27_{0,11}^{0,12}$	$1,83_{1,54}^{1,45}$	$4,00_{0,44}^{0,37}$	$0,48_{0,38}^{0,24}$	$1369,12_{413,14}^{655,71}$	$0,96_{0,64}^{0,69}$	-0.64
HIP2382	$11,68_{2,67}^{2,05}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$1,74_{1,40}^{1,46}$	$4,00_{0,45}^{0,35}$	$0,42_{0,24}^{0,27}$	$2190,22_{653,04}^{1084,45}$	$0,97_{0,64}^{0,69}$	-0.51
HD31702	$12,11_{2,44}^{1,79}$	$1,26_{0,11}^{0,13}$	$2,13_{1,67}^{1,30}$	$4,03_{0,44}^{0,34}$	$0,52_{0,38}^{0,20}$	$2760,30_{815,86}^{1071,20}$	$1,00_{0,69}^{0,71}$	-1.31
TYC3692-1234-1	$11,67_{2,65}^{2,65}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$1,42_{1,12}^{1,58}$	$4,01_{0,45}^{0,36}$	$0,31_{0,26}^{0,36}$	$4703,39_{1288,64}^{2165,49}$	$0,93_{0,65}^{0,71}$	-0.31
J17494627-2249517	$11,75_{2,61}^{1,94}$	$1,28_{0,12}^{0,11}$	$1,70_{1,48}^{1,55}$	$4,07_{0,43}^{0,31}$	$0,47_{0,36}^{0,24}$	$5584,37_{1551,22}^{2242,84}$	$1,04_{0,69}^{0,65}$	-0.66
TYC3690-1236-1	$11,60_{2,42}^{2,00}$	$1,26_{0,111,12}^{0,12}$	$1,76_{1,40}^{1,43}$	$4,04_{0,45}^{0,33}$	$0,49_{0,32}^{0,25}$	$6098,22_{1617,65}^{2066,61}$	$0,92_{0,62}^{0,72}$	-0.20
TYC4060-96-1	$12,39_{2,39}^{1,58}$	$1,29_{0,12}^{0,10}$	$1,94_{1,59}^{1,40}$	$4,04_{0,46}^{0,32}$	$0,49_{0,36}^{0,23}$	$2318,25_{643,85}^{1010,42}$	$1,05_{0,69}^{0,64}$	-0.46
J18412551-0534033	$11,53_{2,52}^{2,18}$	$1,27_{0,11}^{0,12}$	$1,40_{1,19}^{1,52}$	$4,05_{0,46}^{0,33}$	$0,33_{0,25}^{0,31}$	$6270,47_{1672,08}^{2176,48}$	$1,06_{0,68}^{0,62}$	-0.55
TYC3692-1671-1	$11,46_{2,35}^{2,05}$	$1,27_{0,11}^{0,12}$	$1,89_{1,40}^{1,37}$	$4,01_{0,45}^{0,35}$	$0,45_{0,29}^{0,26}$	$6133,83_{1649,71}^{2130,07}$	$1,00_{0,68}^{0,68}$	-0.28

Tabela 6.2: Parâmetros físicos determinados para as estrelas com perfis do tipo shell e poucas informações disponíveis na literatura. Na coluna 1 temos a identificação de cada objeto; na coluna 2 a massa da estrela (M_\odot); na coluna 3 o achatamento; na coluna 4 densidade do plano médio do disco ($g \text{ cm}^{-2}$); na coluna 5 índice da distribuição da densidade volumétrica; na coluna 6 a inclinação; na coluna 7 a distância (pc); na coluna 8 o E(B-V) e na coluna 9 o valor do $\log(\chi^2)$ do melhor modelo.

Gráficos de ajuste

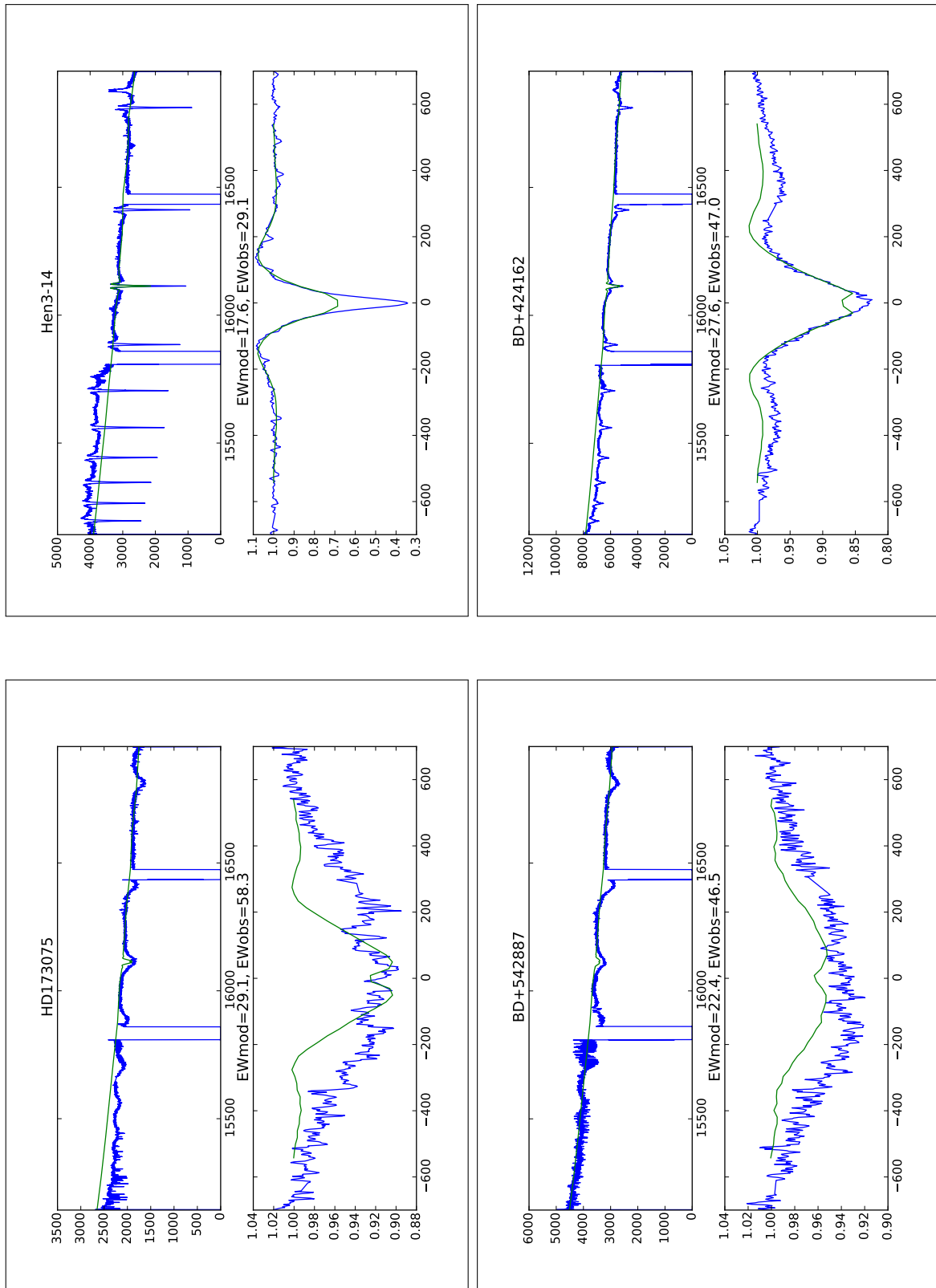


Figura 6.2: Gráficos de ajustes obtidos para as estrelas que apresentam perfil do tipo Shell e com poucas informações disponíveis na literatura. Na parte superior de cada gráfico está o ajuste do contínuo estelar, onde o eixo x e y são respectivamente o comprimento de onda (\AA) e o fluxo (10^{-17} erg/s/cm²/Å). Na parte inferior está o ajuste do perfil de linha, onde o eixo x e y são respectivamente a velocidade (km/s) e o fluxo normalizado. Além disso, cada gráfico contém os valores da largura equivalente observada (EWobs) e modelada (EWmod) da estrela.

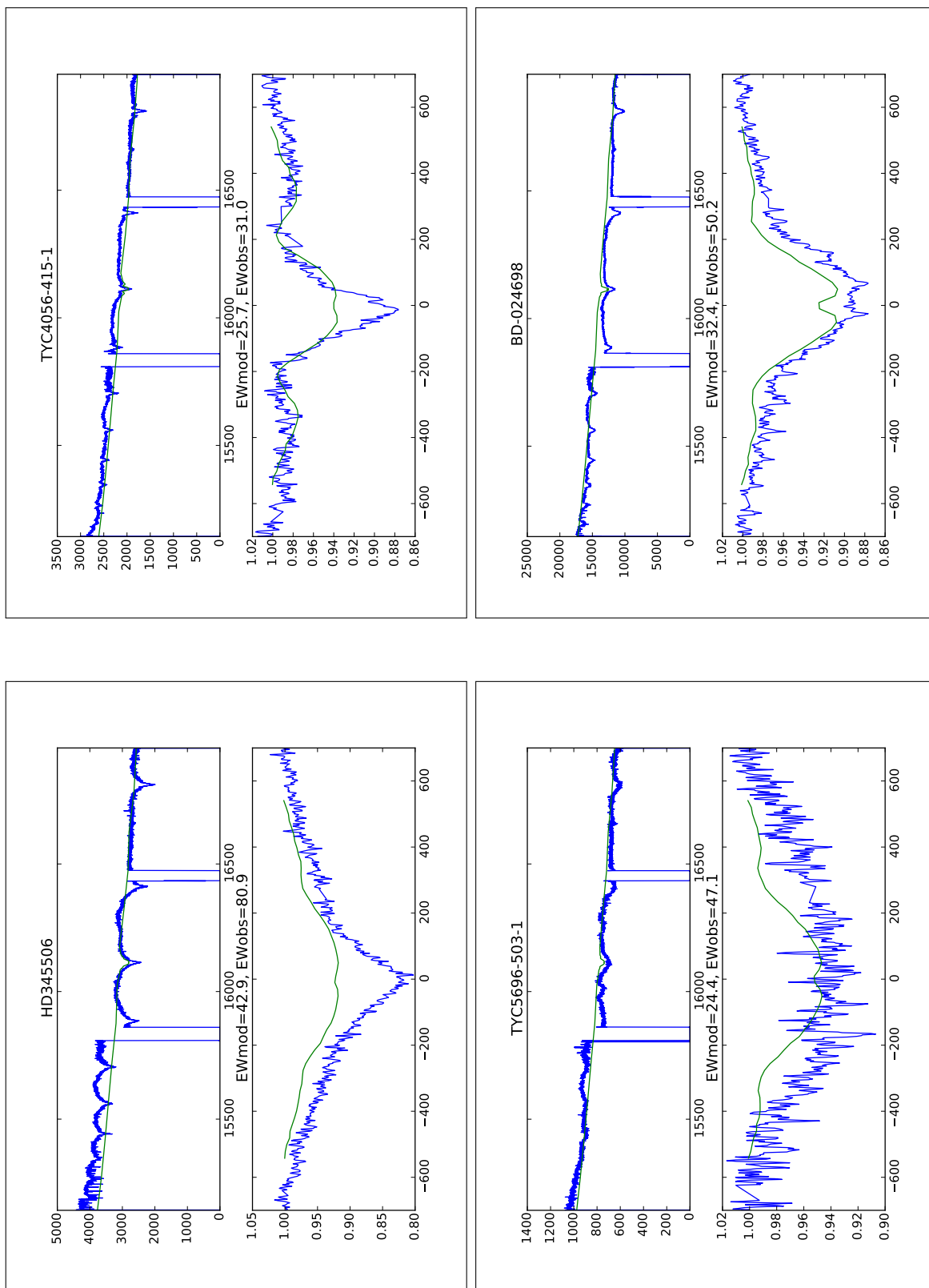


Figura 6.2 – continuação.

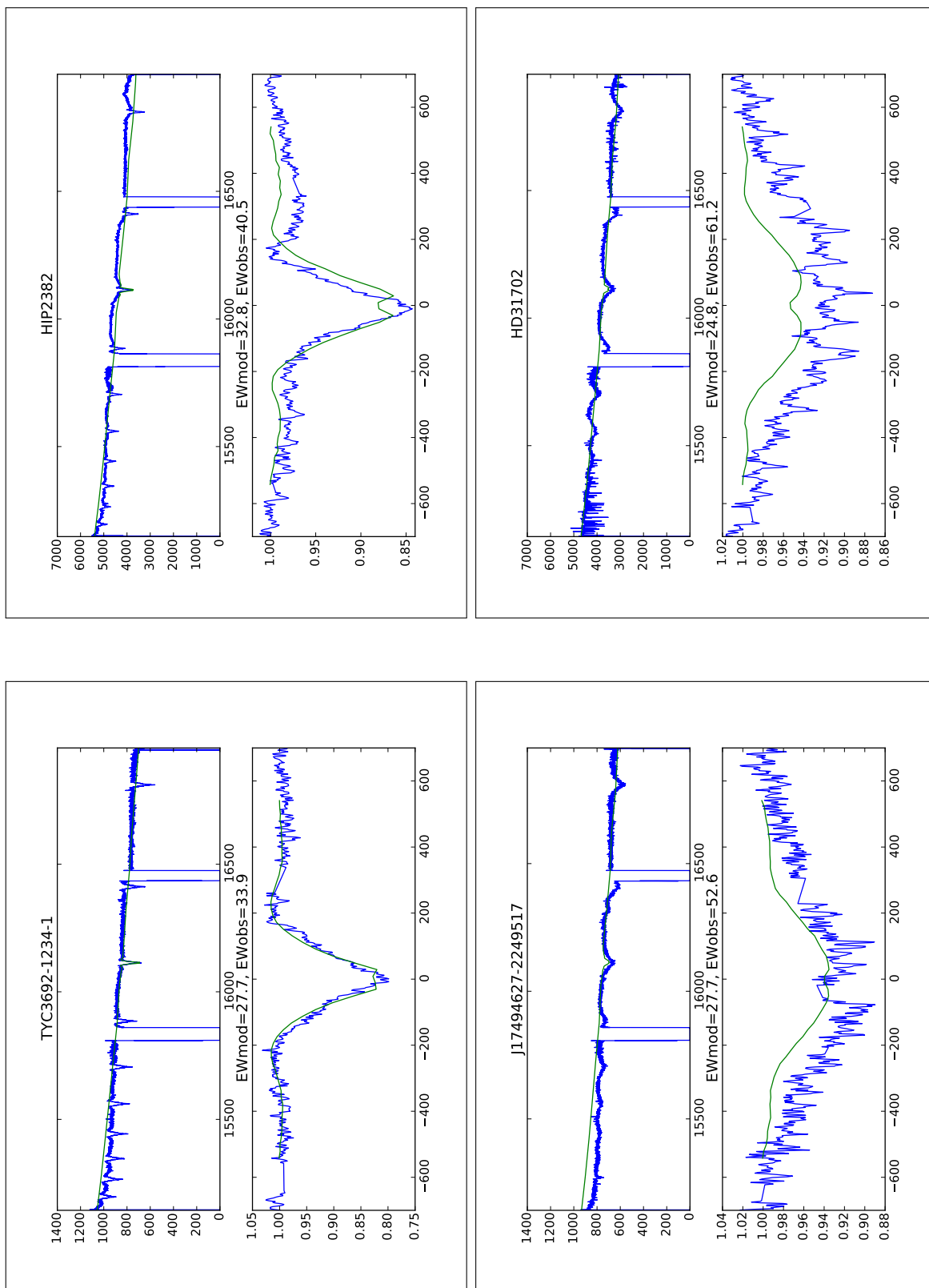


Figura 6.2 – continuação.

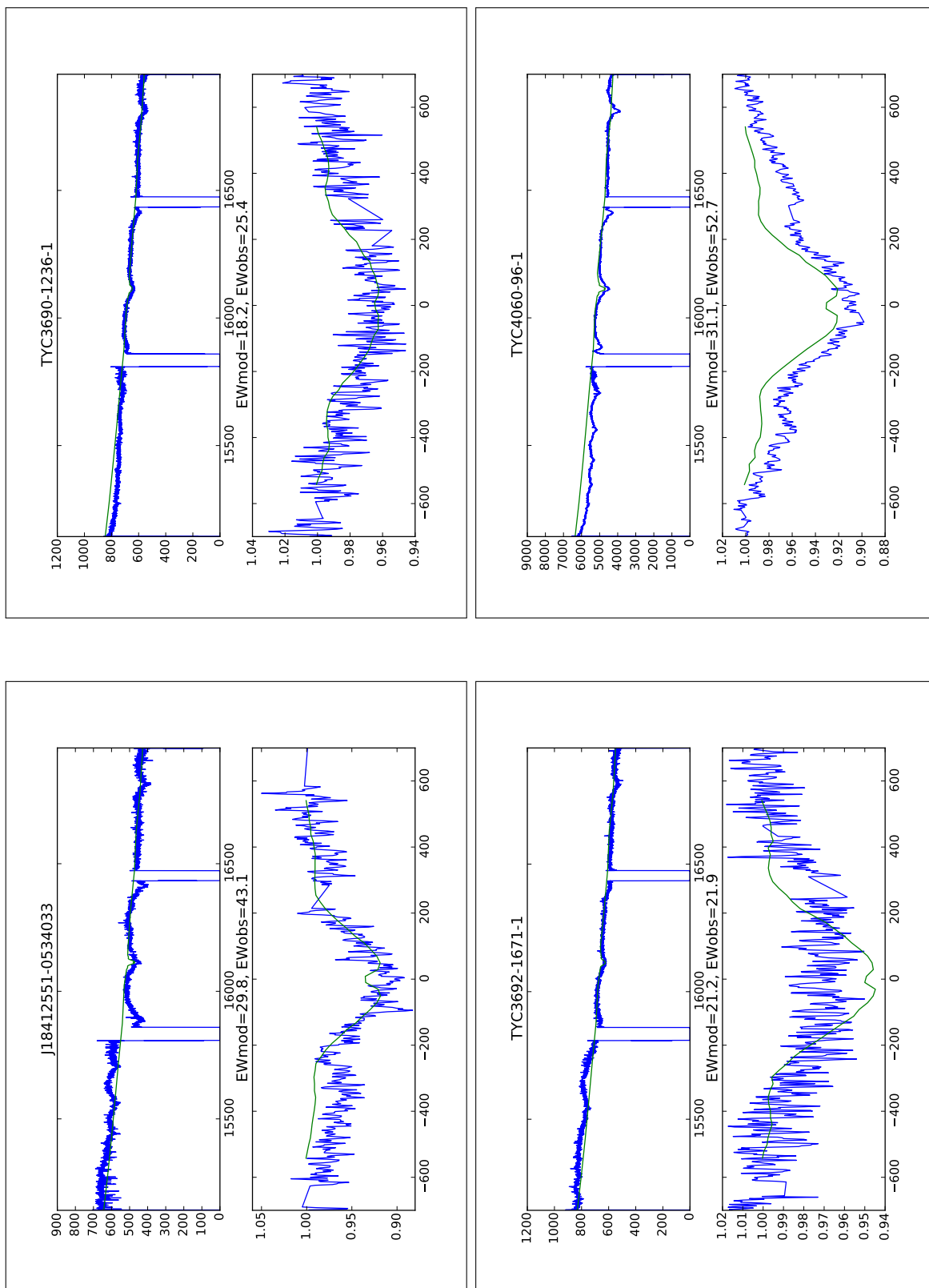


Figura 6.2 – continuação.

6.3.3 Estrelas que apresentam variações no perfil de linha

Para algumas estrelas da nossa amostra, temos dois ou mais espectros disponíveis (os sufixos $_v1$, $_v2$, ..., $_v_n$ representam as diferentes observações de uma mesma estrela). Através desses espectros tornou-se possível identificar as variações na intensidade das linhas ao longo do tempo. Essa variabilidade vista na banda H está relacionada com variações na densidade do disco e seu processo de formação e dissipação. A seguir apresentamos um conjunto de gráficos de ajuste que correspondem aos melhores modelos obtidos para cada uma das estrelas a partir da modelização realizada:

- O contínuo modelado para os espectros HD260153_v2, TYC24051358-1_v1 e para todos os espectros da estrela SS412 não foram bem ajustados. Um bom ajuste do contínuo foi obtido para os demais espectros das mesmas estrelas. Além disso, os espectros modelados da estrela SS412 apresentam claramente o efeito causado pela ausência do *espalhamento eletrônico* no código HDUST (veja [Subseção 6.2.1](#)).
- Os espectros das estrelas HD260153 e J18274975-1104312 apresentam o problema de queda do fluxo nas asas da linha Br13.
- A estrela HD345439 apresenta um perfil de linha muito largo (maior que 600 km/s). [Eikenberry et al. \(2014\)](#) associou essa estrela a um protótipo de estrela Be magnética, cujas linhas em emissão seriam provenientes do material em rotação aprisionado na magnetosfera da estrela.

Na [Tabela 6.3](#) e na [Figura 6.3](#) apresentamos respectivamente os parâmetros obtidos e os gráficos de ajuste para aquelas estrelas que apresentam variações do perfil de linha e tem pouca informação disponível na literatura.

Estrela	Parâmetros físicos obtidos							$E(B-V)$	$\log(\chi^2)$
	M_*	b	Σ_0	n	$\cos(i)$	d			
SS412_v1	$9,28_{1,25}^{2,42}$	$1,26_{0,11}^{0,12}$	$2,06_{1,24}^{1,34}$	$3,36_{0,24}^{0,39}$	$0,43_{0,16}^{0,29}$	$5945,45_{1256,58}^{1648,81}$	$1,03_{0,66}^{0,64}$	-1.72	
SS412_v2	$8,75_{0,81}^{2,20}$	$1,27_{0,11}^{0,11}$	$2,42_{1,08}^{1,13}$	$3,19_{0,14}^{0,29}$	$0,42_{0,14}^{0,29}$	$4403,19_{848,37}^{1355,61}$	$1,06_{0,66}^{0,60}$	-3.17	
SS412_v3	$8,25_{0,44}^{1,21}$	$1,26_{0,09}^{0,12}$	$2,07_{0,51}^{1,35}$	$3,11_{0,08}^{0,23}$	$0,33_{0,09}^{0,16}$	$5568,92_{761,33}^{1521,64}$	$0,97_{0,62}^{0,65}$	-5.91	
TYC6854-2016-1_v1	$11,67_{2,41}^{2,09}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$1,74_{1,13}^{1,45}$	$3,91_{0,47}^{0,40}$	$0,52_{0,25}^{0,26}$	$5043,89_{1301,13}^{1743,77}$	$1,00_{0,66}^{0,66}$	-0.42	
TYC6854-2016-1_v2	$11,74_{2,60}^{2,01}$	$1,28_{0,12}^{0,11}$	$1,87_{1,37}^{1,37}$	$3,96_{0,47}^{0,37}$	$0,53_{0,32}^{0,23}$	$4974,28_{1456,79}^{1900,61}$	$0,95_{0,65}^{0,71}$	-0.40	
HD260153_v1	$12,21_{2,92}^{1,67}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$1,80_{1,60}^{1,44}$	$4,05_{0,45}^{0,36}$	$0,46_{0,37}^{0,24}$	$3377,75_{953,77}^{1668,41}$	$1,02_{0,69}^{0,68}$	-1.31	
HD260153_v2	$11,95_{2,60}^{1,92}$	$1,28_{0,13}^{0,12}$	$1,73_{1,50}^{1,50}$	$4,06_{0,43}^{0,31}$	$0,46_{0,35}^{0,24}$	$3417,79_{981,42}^{1701,03}$	$0,94_{0,61}^{0,70}$	-0.83	
HD260153_v3	$12,16_{2,64}^{1,71}$	$1,28_{0,12}^{0,11}$	$1,70_{1,47}^{1,53}$	$4,07_{0,45}^{0,31}$	$0,42_{0,33}^{0,27}$	$3358,12_{885,05}^{1592,86}$	$1,07_{0,72}^{0,62}$	-1.00	
HD260153_v4	$11,90_{2,66}^{1,89}$	$1,28_{0,12}^{0,12}$	$1,88_{1,60}^{1,42}$	$4,04_{0,42}^{0,33}$	$0,49_{0,38}^{0,23}$	$3511,71_{1036,86}^{1619,60}$	$0,97_{0,66}^{0,70}$	-0.90	
HD345439_v1	$11,44_{2,38}^{2,13}$	$1,27_{0,11}^{0,12}$	$1,78_{1,36}^{1,48}$	$3,96_{0,42}^{0,36}$	$0,51_{0,27}^{0,25}$	$6574,95_{1825,02}^{1991,64}$	$0,98_{0,70}^{0,66}$	-1.04	
HD345439_v2	$11,56_{2,50}^{2,04}$	$1,26_{0,11}^{0,13}$	$1,76_{1,36}^{1,47}$	$3,99_{0,45}^{0,35}$	$0,49_{0,32}^{0,25}$	$6295,79_{1705,56}^{2034,60}$	$1,01_{0,71}^{0,66}$	-0.45	
TYC2405-1358-1_v1	$11,70_{2,63}^{2,05}$	$1,26_{0,11}^{0,13}$	$1,68_{1,16}^{1,49}$	$3,87_{0,45}^{0,41}$	$0,54_{0,26}^{0,25}$	$4538,35_{1198,97}^{1843,09}$	$1,00_{0,67}^{0,69}$	-0.32	
TYC2405-1358-1_v2	$11,89_{2,76}^{1,95}$	$1,28_{0,13}^{0,11}$	$1,708_{1,25}^{1,42}$	$3,90_{0,44}^{0,40}$	$0,54_{0,27}^{0,23}$	$2310,86_{671,66}^{913,51}$	$0,94_{0,63}^{0,70}$	-0.17	
J18274975-1104312_v1	$11,74_{2,65}^{2,01}$	$1,28_{0,12}^{0,12}$	$1,80_{1,56}^{1,51}$	$4,05_{0,46}^{0,33}$	$0,50_{0,35}^{0,23}$	$5022,97_{1517,34}^{2141,42}$	$1,08_{0,76}^{0,64}$	-0.54	
J18274975-1104312_v2	$12,02_{2,62}^{1,83}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$2,00_{1,60}^{1,37}$	$4,04_{0,45}^{0,32}$	$0,52_{0,34}^{0,22}$	$5326,22_{1560,31}^{2037,71}$	$1,00_{0,66}^{0,69}$	-0.40	

Tabela 6.3: Parâmetros físicos determinados para as estrelas com poucas informações disponíveis na literatura que apresentam variações no perfil de linha. Na coluna 1 temos a identificação de cada objeto; na coluna 2 a massa da estrela (M_\odot); na coluna 3 o achatamento (b); na coluna 4 densidade do plano médio do disco (Σ_0); na coluna 5 índice da distribuição da densidade volumétrica (n); na coluna 6 a inclinação ($\cos(i)$); na coluna 7 a distância (pc); na coluna 8 o $E(B-V)$ e na coluna 9 o valor do $\log(\chi^2)$ do melhor modelo.

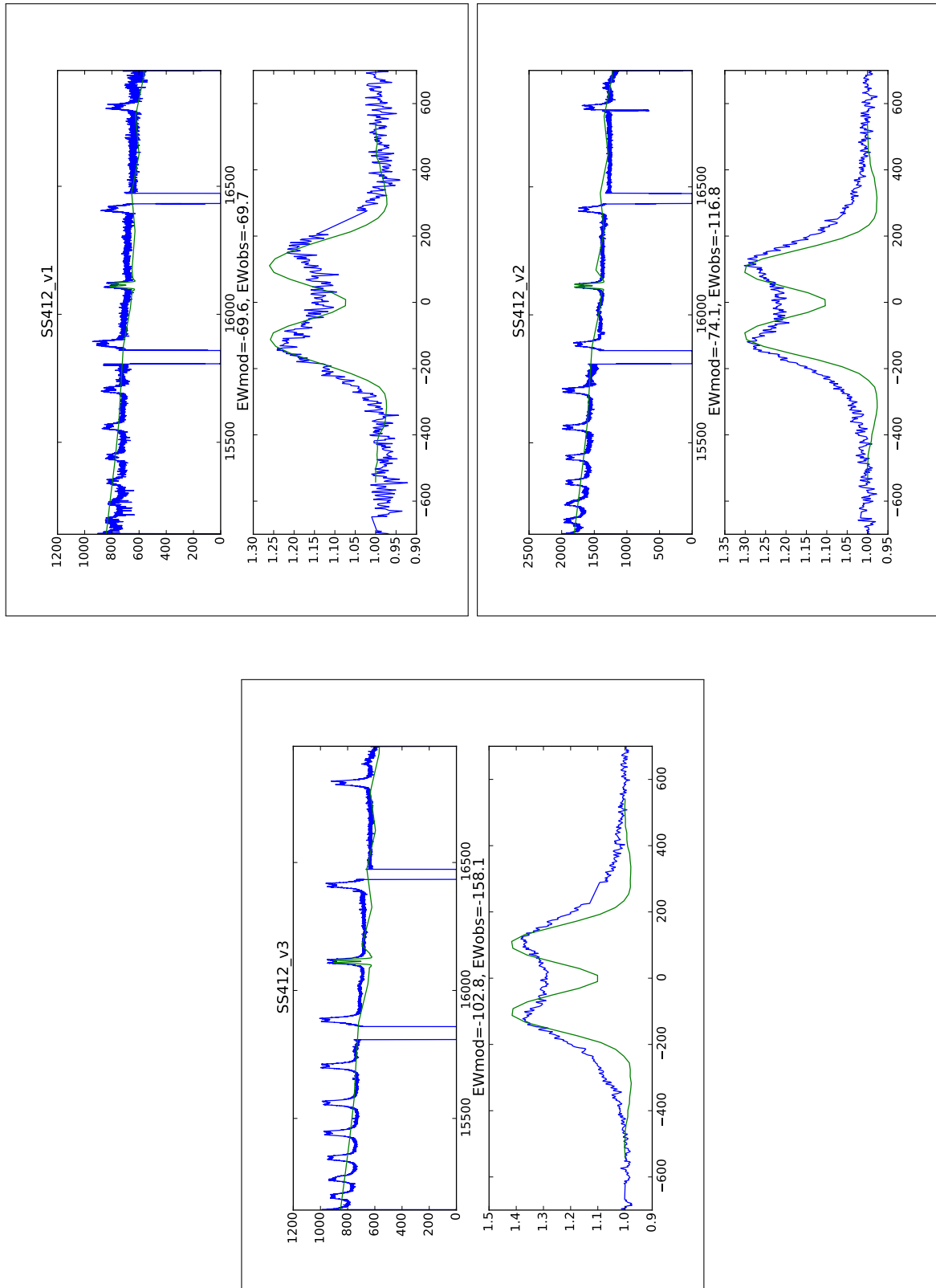


Figura 6.3: Gráficos de ajustes obtidos para as estrelas que apresentam variações do perfil de linha e com poucas informações disponíveis na literatura. Na parte superior de cada gráfico está o ajuste do contínuo estelar, onde o eixo x e y são respectivamente o comprimento de onda (\AA) e o fluxo ($10^{-17} \text{ erg/s/cm}^2/\text{\AA}$). Na parte inferior está o ajuste do perfil de linha, onde o eixo x e y são respectivamente a velocidade (km/s) e o fluxo normalizado. Além disso, cada gráfico contém os valores da largura equivalente observada (EW_{obs}) e modelada (EW_{mod}) da estrela.

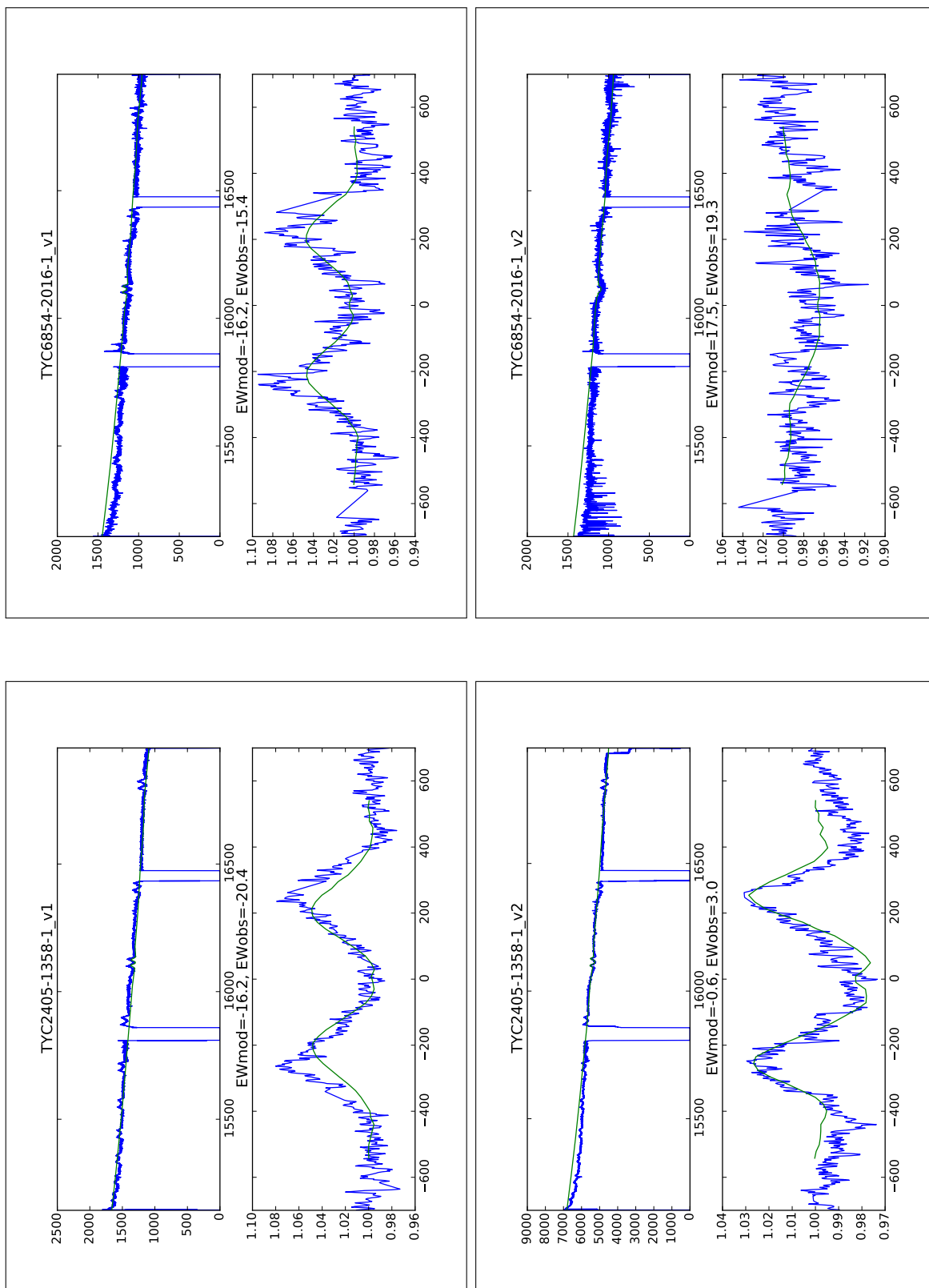


Figura 6.3 – continuação.

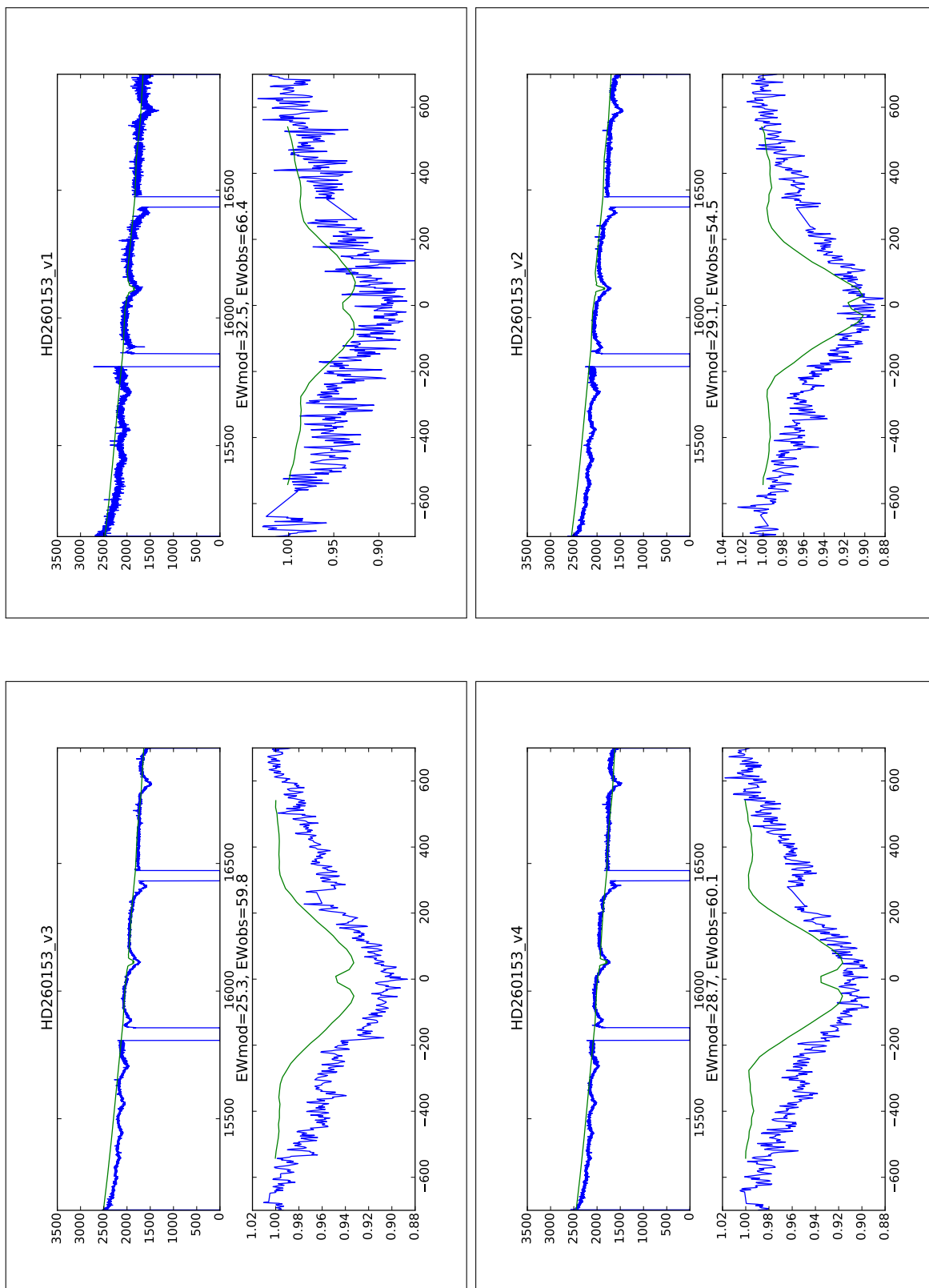


Figura 6.3 – continuação.

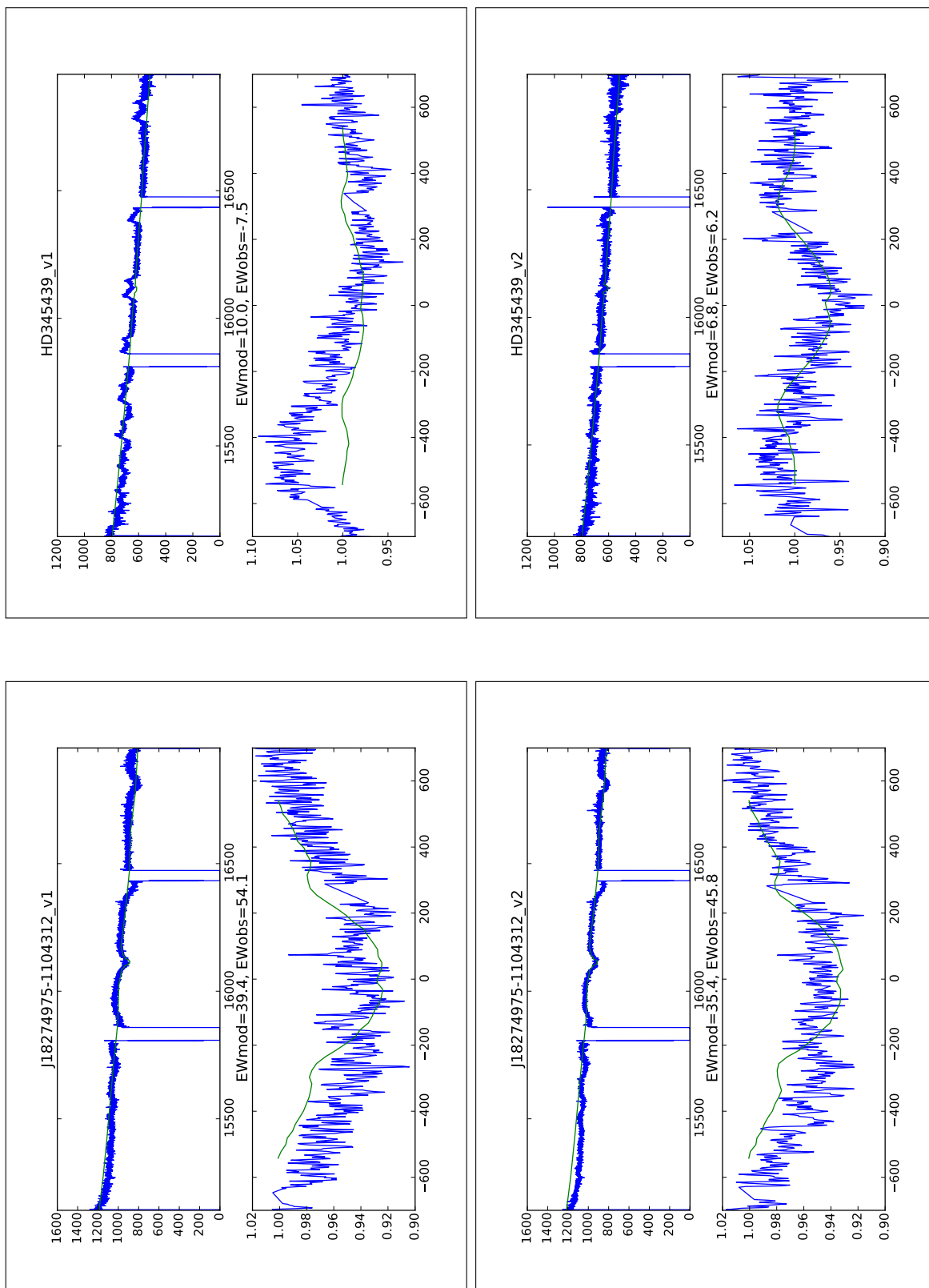


Figura 6.3 – continuação.

6.4 Estrelas com informações disponíveis na literatura

Dentre os objetos pertencentes a nossa amostra 29 já foram mais estudadas na literatura e possuem alguns parâmetros físicos determinados. A seguir apresentamos os parâmetros físicos que obtemos, por meio deste trabalho, para essas estrelas.

6.4.1 Estrelas com perfis de linhas pico duplo

Na Tabela 6.4 e na Figura 6.4 apresentamos respectivamente os parâmetros obtidos e os gráficos de ajuste para aquelas estrelas com perfis de linhas pico duplo e possuem informações disponíveis na literatura.

Estrela	Parâmetros físicos obtidos							$\log(\chi^2)$
	M_*	b	Σ_0	n	$\cos(i)$	d	$E(B-V)$	
HD32811	$11,68_{2,49}^{2,08}$	$1,29_{0,12}^{0,11}$	$1,92_{1,37}^{1,34}$	$4,04_{0,48}^{0,33}$	$0,51_{0,32}^{0,22}$	$3160,93_{952,02}^{1239,89}$	$1,05_{0,71}^{0,68}$	-0.64
HD37266	$11,79_{2,87}^{2,04}$	$1,29_{0,12}^{0,11}$	$1,47_{1,28}^{1,53}$	$4,06_{0,42}^{0,32}$	$0,38_{0,33}^{0,29}$	$1750,79_{503,48}^{978,89}$	$0,95_{0,66}^{0,65}$	-0.47
HD40254	$12,00_{2,74}^{1,89}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$1,93_{1,63}^{1,37}$	$4,10_{0,43}^{0,30}$	$0,46_{0,39}^{0,23}$	$1712,36_{489,47}^{862,93}$	$1,05_{0,66}^{0,645}$	-0.65
HD42529	$12,069_{2,53}^{1,82}$	$1,26_{0,11}^{0,12}$	$1,88_{1,31}^{1,34}$	$3,96_{0,42}^{0,37}$	$0,32_{0,26}^{0,33}$	$759,59_{191,28}^{388,74}$	$0,99_{0,66}^{0,65}$	-0.24
HD51893	$12,03_{2,68}^{1,78}$	$1,28_{0,13}^{0,11}$	$1,80_{1,46}^{1,39}$	$3,99_{0,47}^{0,36}$	$0,46_{0,36}^{0,23}$	$1095,91_{327,85}^{492,26}$	$1,00_{0,68}^{0,68}$	-0.41
HD159845	$11,93_{2,53}^{1,85}$	$1,26_{0,11}^{0,12}$	$1,91_{1,52}^{1,28}$	$4,02_{0,43}^{0,34}$	$0,32_{0,29}^{0,31}$	$1076,45_{291,70}^{610,60}$	$0,94_{0,65}^{0,67}$	-1.06
HD161004	$11,77_{2,68}^{2,02}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$1,79_{1,45}^{1,54}$	$3,99_{0,43}^{0,35}$	$0,46_{0,32}^{0,26}$	$1247,65_{381,79}^{605,42}$	$1,10_{0,70}^{0,60}$	-0.36
HD232940	$12,16_{2,78}^{1,75}$	$1,30_{0,13}^{0,11}$	$1,95_{1,53}^{1,34}$	$3,97_{0,45}^{0,37}$	$0,52_{0,34}^{0,22}$	$864,16_{270,43}^{362,43}$	$0,94_{0,66}^{0,70}$	-0.36
HD240249	$12,12_{2,52}^{1,75}$	$1,28_{0,13}^{0,11}$	$1,93_{1,67}^{1,40}$	$4,08_{0,45}^{0,31}$	$0,47_{0,39}^{0,22}$	$1522,12_{422,91}^{773,21}$	$1,02_{0,67}^{0,65}$	-1.09
HD257473	$10,16_{1,85}^{2,54}$	$1,29_{0,12}^{0,11}$	$2,62_{1,11}^{0,95}$	$3,22_{0,16}^{0,42}$	$0,68_{0,25}^{0,18}$	$1921,54_{404,10}^{539,05}$	$1,02_{0,68}^{0,62}$	-0.48
HD316179	$11,74_{2,63}^{2,05}$	$1,28_{0,12}^{0,11}$	$2,03_{1,23}^{1,28}$	$3,88_{0,46}^{0,40}$	$0,57_{0,27}^{0,20}$	$1810,41_{535,12}^{685,28}$	$0,97_{0,64}^{0,68}$	-0.16
MWC1085	$12,19_{2,67}^{1,78}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$1,77_{1,38}^{1,49}$	$3,98_{0,47}^{0,36}$	$0,52_{0,34}^{0,22}$	$2770,49_{763,66}^{1181,16}$	$1,05_{0,72}^{0,66}$	-0.20
HR8107	$11,78_{2,48}^{1,97}$	$1,31_{0,13}^{0,10}$	$1,97_{1,46}^{1,30}$	$3,90_{0,42}^{0,40}$	$0,58_{0,31}^{0,19}$	$524,49_{174,44}^{218,73}$	$1,00_{0,67}^{0,62}$	-0.63
BD-094724	$11,97_{2,58}^{1,93}$	$1,27_{0,11}^{0,12}$	$1,95_{1,52}^{1,39}$	$3,97_{0,45}^{0,36}$	$0,58_{0,29}^{0,21}$	$2998,68_{882,71}^{1092,66}$	$1,02_{0,67}^{0,67}$	-0.32
HR1047	$12,06_{2,67}^{1,84}$	$1,28_{0,12}^{0,11}$	$2,03_{1,46}^{1,31}$	$3,94_{0,44}^{0,38}$	$0,60_{0,29}^{0,18}$	$832,98_{249,77}^{290,85}$	$0,99_{0,66}^{0,69}$	-0.46

Tabela 6.4: Parâmetros físicos determinados para as estrelas com perfis de linhas em pico duplo e que apresentam informação disponíveis na literatura. Na coluna 1 temos a identificação de cada objeto; na coluna 2 a massa da estrela (M_\odot); na coluna 3 o achatamento (b); na coluna 4 densidade do plano médio do disco (Σ_0); na coluna 5 índice da distribuição da densidade volumétrica (n); na coluna 6 a inclinação ($\cos(i)$); na coluna 7 a distância (pc); na coluna 8 o $E(B-V)$ e na coluna 9 o valor do $\log(\chi^2)$ do melhor modelo.

Gráficos de ajuste

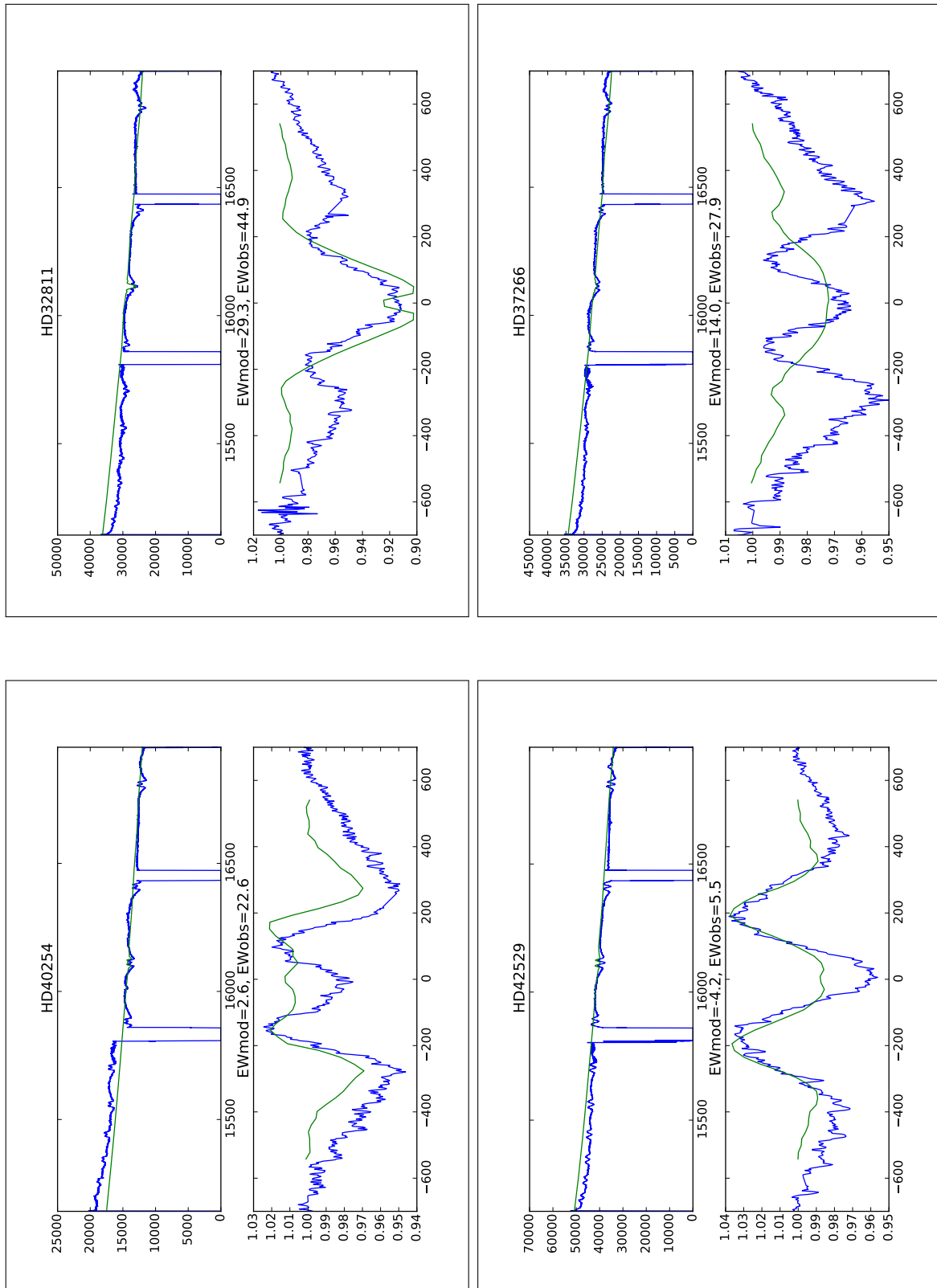


Figura 6.4: Gráficos de ajustes obtidos para as estrelas que apresentam perfil de linha pico duplo e informações disponíveis na literatura. Na parte superior de cada gráfico está o ajuste do contínuo estelar, onde o eixo x e y são respectivamente o comprimento de onda (\AA) e o fluxo (10^{-17} erg/s/cm²/Å). Na parte inferior está o ajuste do perfil de linha, onde o eixo x e y são respectivamente a velocidade (km/s) e o fluxo normalizado. Além disso, cada gráfico contém os valores da largura equivalente observada (EWobs) e modelada (EWmod) da estrela.

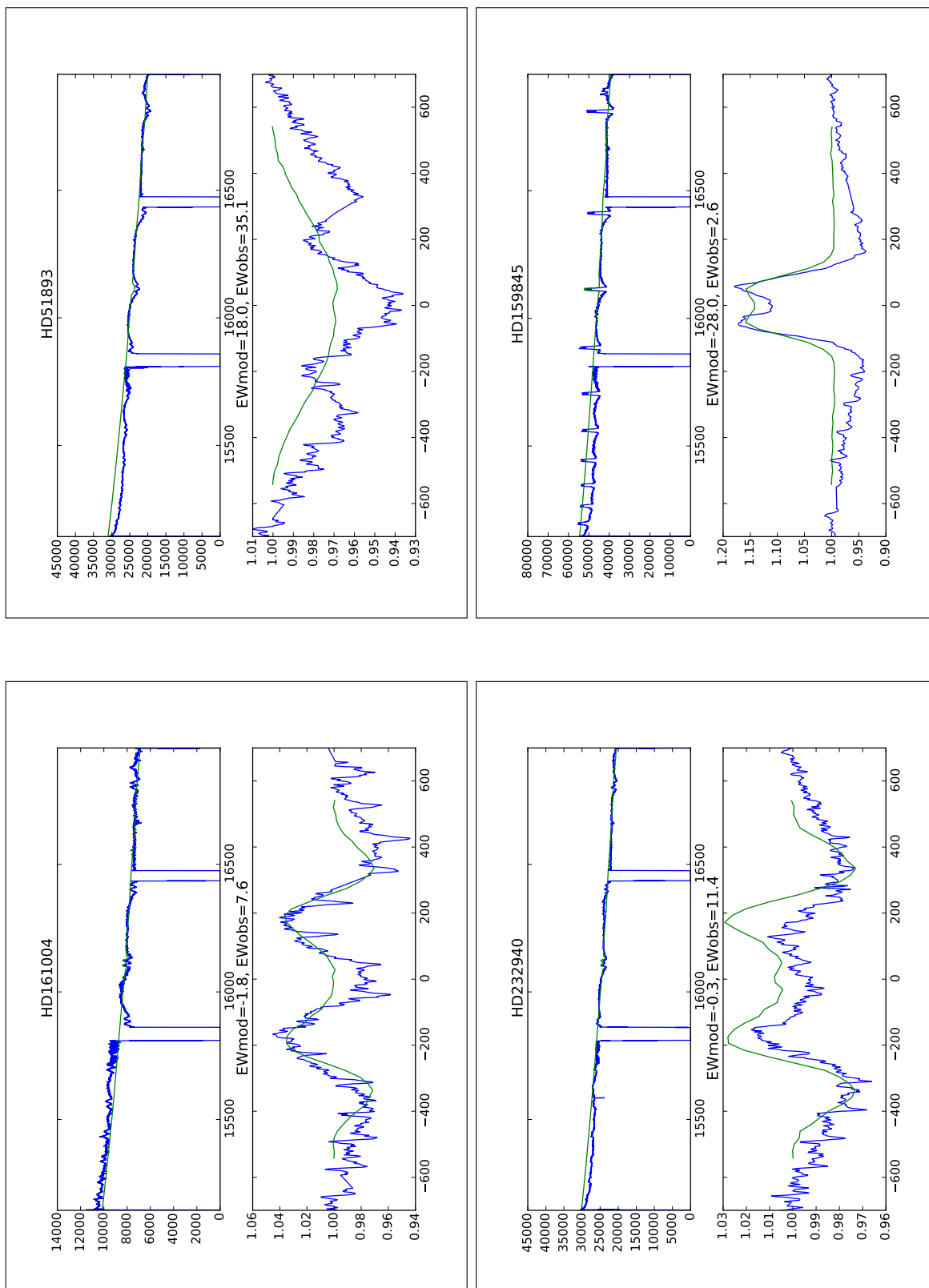


Figura 6.4 – continuação.

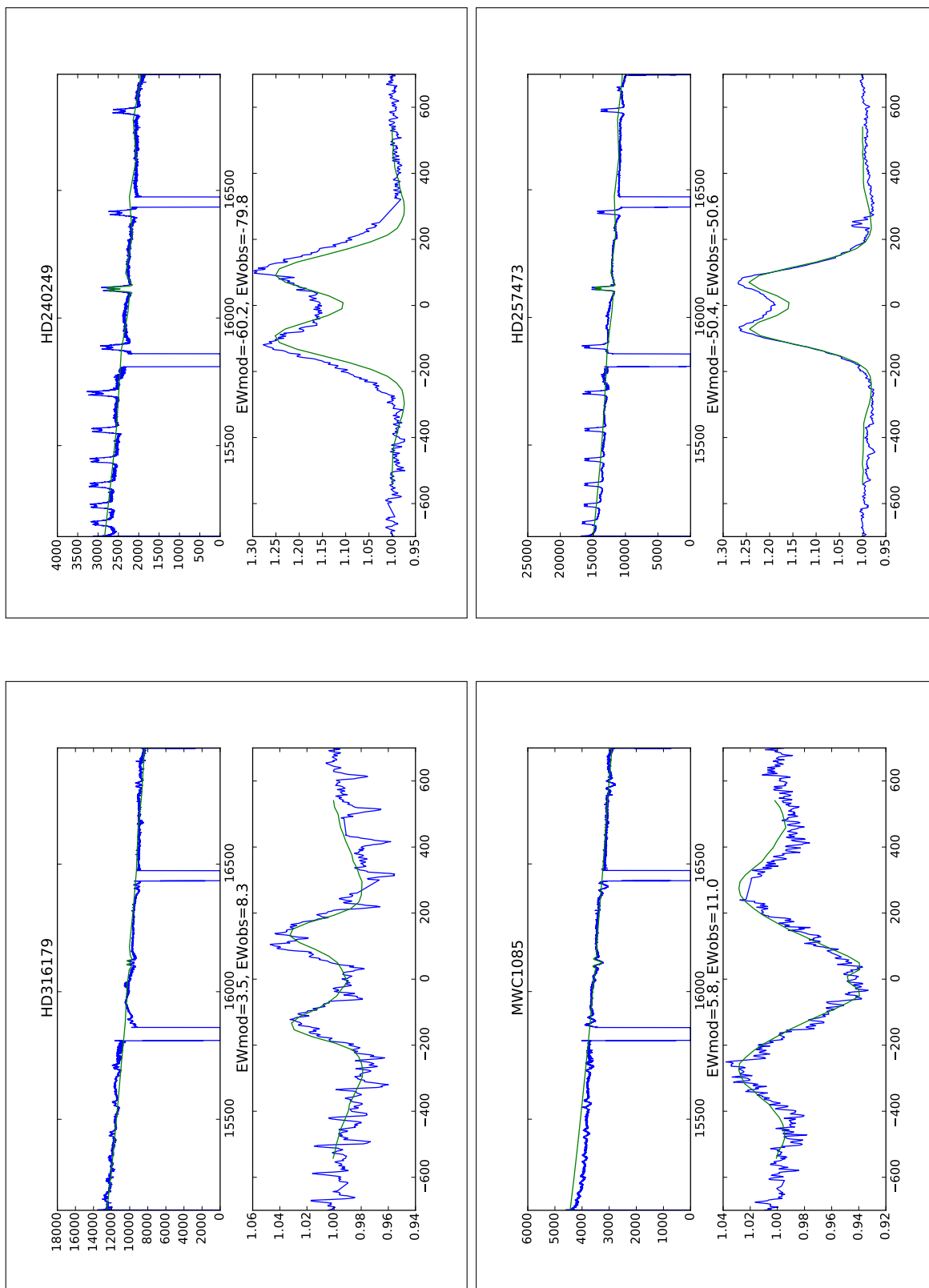


Figura 6.4 – continuação.

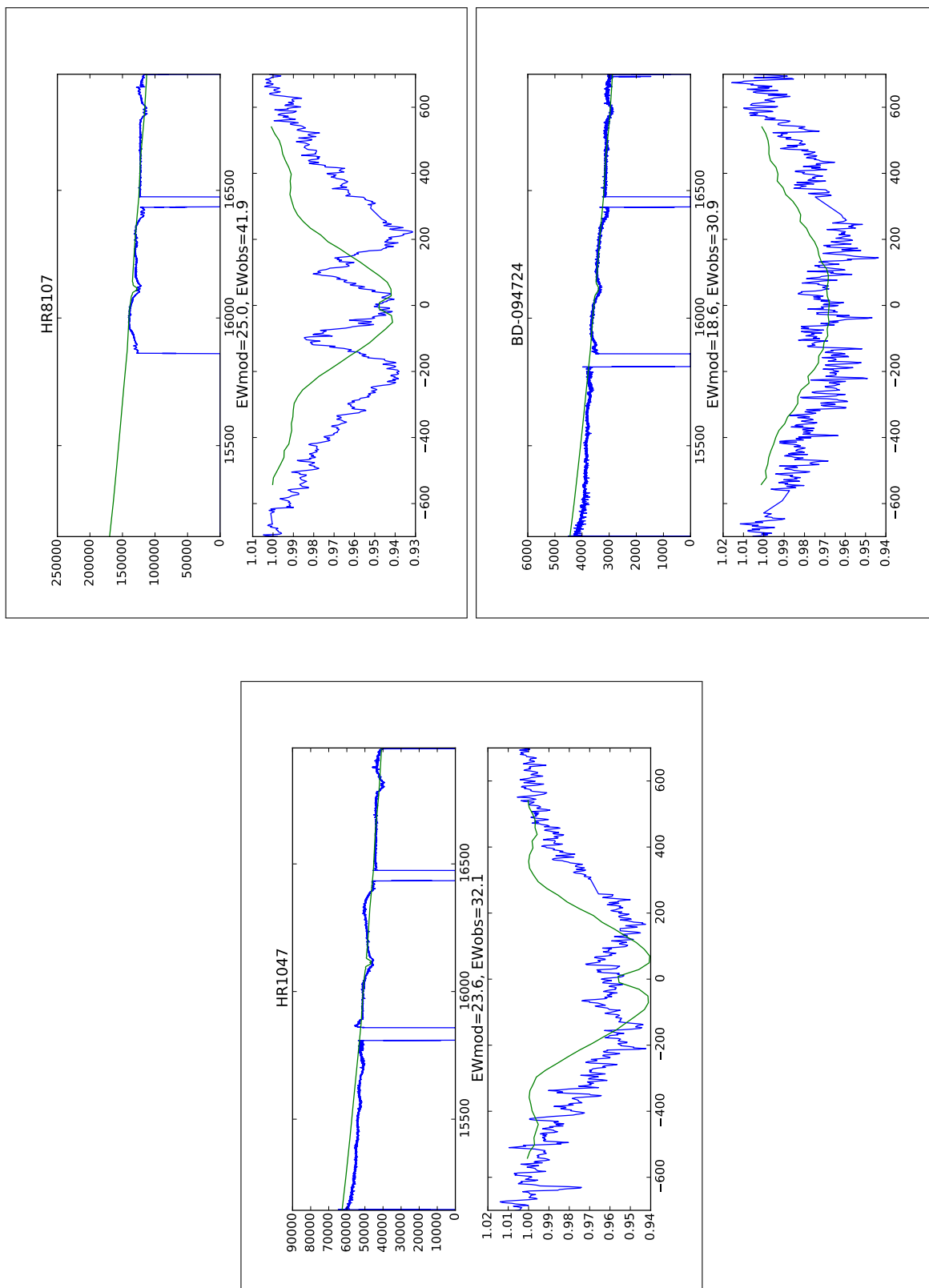


Figura 6.4 – continuação.

6.4.2 Estrelas com perfis de linhas do tipo shell

Na Tabela 6.5 e na Figura 6.5 apresentamos respectivamente os parâmetros obtidos e os gráficos de ajuste para aquelas estrelas com perfis de linhas do tipo shell e possuem informações disponíveis na literatura.

Estrela	Parâmetros físicos obtidos							$\log(\chi^2)$
	M_*	b	Σ_0	n	$\cos(i)$	d	$E(B - V)$	
HD13544	$11,68_{2,49}^{2,08}$	$1,29_{0,12}^{0,11}$	$1,92_{1,37}^{1,34}$	$4,04_{0,48}^{0,33}$	$0,51_{0,32}^{0,22}$	$3160,93_{952,02}^{1239,89}$	$1,05_{0,71}^{0,68}$	-0.42
HD28942	$11,79_{2,87}^{2,04}$	$1,29_{0,12}^{0,11}$	$1,47_{1,28}^{1,53}$	$4,06_{0,42}^{0,32}$	$0,38_{0,33}^{0,29}$	$1750,79_{503,48}^{978,89}$	$0,95_{0,66}^{0,65}$	-1.33
HD29035	$12,00_{2,74}^{1,89}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$1,93_{1,63}^{1,37}$	$4,10_{0,43}^{0,30}$	$0,46_{0,39}^{0,23}$	$1712,36_{489,47}^{862,93}$	$1,05_{0,66}^{0,645}$	-1.46
HD38708	$12,069_{2,53}^{1,82}$	$1,26_{0,11}^{0,12}$	$1,88_{1,31}^{1,34}$	$3,96_{0,42}^{0,37}$	$0,32_{0,26}^{0,33}$	$759,59_{191,28}^{388,74}$	$0,99_{0,66}^{0,65}$	-0.24
HD43681	$12,03_{2,68}^{1,78}$	$1,28_{0,13}^{0,11}$	$1,80_{1,46}^{1,39}$	$3,99_{0,47}^{0,36}$	$0,46_{0,36}^{0,23}$	$1095,91_{327,85}^{492,26}$	$1,00_{0,68}^{0,68}$	-0.72
HD55200	$12,03_{2,63}^{1,80}$	$1,26_{0,11}^{0,12}$	$1,91_{1,52}^{1,28}$	$4,02_{0,43}^{0,34}$	$0,32_{0,29}^{0,31}$	$1076,45_{291,70}^{610,60}$	$0,94_{0,65}^{0,67}$	-1.83
HD173010	$11,77_{2,68}^{-2,02}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$1,79_{1,45}^{1,54}$	$3,99_{0,43}^{0,35}$	$0,46_{0,32}^{0,26}$	$1247,65_{381,79}^{605,42}$	$1,10_{0,70}^{0,60}$	-0.32
HD204860	$12,16_{2,78}^{1,75}$	$1,30_{0,13}^{0,11}$	$1,95_{1,53}^{1,34}$	$3,97_{0,45}^{0,37}$	$0,52_{0,34}^{0,22}$	$864,16_{270,43}^{362,43}$	$0,94_{0,66}^{0,70}$	-0.52
HD254168	$11,85_{2,72}^{1,94}$	$1,28_{0,12}^{0,12}$	$1,75_{1,19}^{1,41}$	$3,95_{0,43}^{0,37}$	$0,42_{0,30}^{0,26}$	$1263,26_{345,46}^{545,17}$	$1,00_{0,64}^{0,65}$	-0.24
HR2364	$11,65_{2,57}^{2,09}$	$1,27_{0,11}^{0,11}$	$1,60_{1,21}^{1,47}$	$3,97_{0,44}^{0,36}$	$0,43_{0,30}^{0,27}$	$533,14_{156,53}^{282,53}$	$0,99_{0,61}^{0,66}$	-0.47
HD182550	$12,12_{2,52}^{1,75}$	$1,28_{0,13}^{0,11}$	$1,93_{1,67}^{1,40}$	$4,08_{0,45}^{0,31}$	$0,47_{0,39}^{0,22}$	$1522,12_{422,91}^{773,21}$	$1,02_{0,67}^{0,65}$	-0.71
HD165174	$11,93_{2,53}^{1,88}$	$1,28_{0,12}^{0,11}$	$1,92_{1,31}^{1,23}$	$3,93_{0,44}^{0,40}$	$0,60_{0,28}^{0,18}$	$678,92_{199,64}^{237,85}$	$1,00_{0,64}^{0,64}$	-0.16

Tabela 6.5: Parâmetros físicos determinados para as estrelas com perfis do tipo shell e com informações disponíveis na literatura. Na coluna 1 temos a identificação de cada objeto; na coluna 2 a massa da estrela (M_\odot); na coluna 3 o achatamento (b); na coluna 4 densidade do plano médio do disco (Σ_0); na coluna 5 índice da distribuição da densidade volumétrica (n); na coluna 6 a inclinação ($\cos(i)$); na coluna 7 a distância (pc); na coluna 8 o $E(B-V)$ e na coluna 9 o valor do $\log(\chi^2)$ do melhor modelo.

Gráficos de ajuste

A seguir apresentamos um conjunto de gráficos de ajuste que correspondem aos melhores modelos obtidos para cada uma das estrelas a partir da modelização realizada. Com base neles vemos que:

- O contínuo foi bem ajustado para 70% desses objetos. Entretanto, o ajuste da largura equivalente é comprometida para as linhas Br13 que apresentam diminuição do fluxo nas suas asas. Isso ocorre porque essas regiões passam a estar abaixo da linha do contínuo normalizado, contribuindo por sua vez para o valor final da largura equivalente. Consequentemente o perfil de linha modelado não se ajusta às asas da linha observada.
- Para a estrela HD38708 obtemos um excelente concordância visual do perfil de linha modelado com o observado. Essa estrela possui o contínuo normalizado muito bem definido, sendo um diferencial das demais deste grupo.

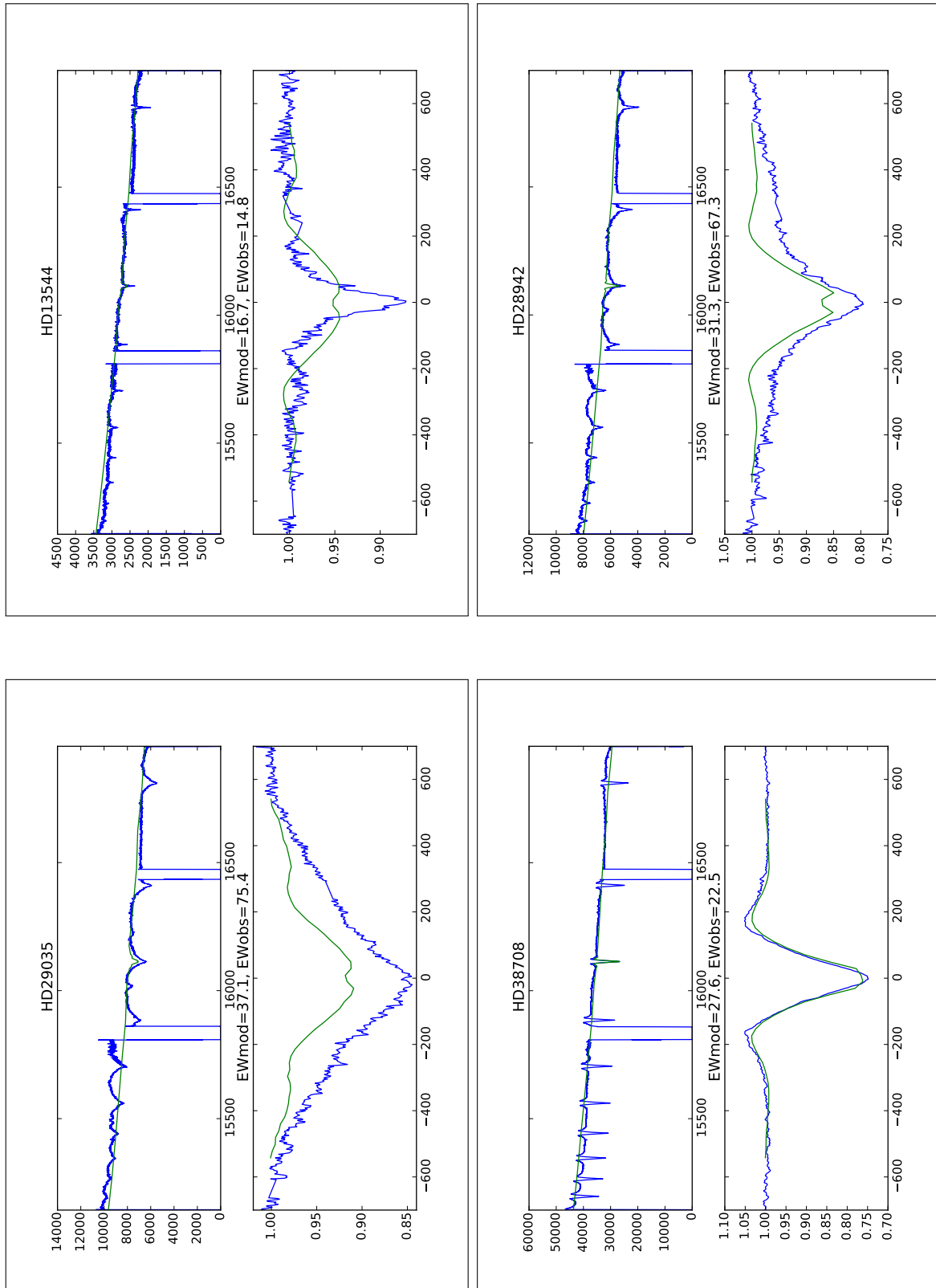


Figura 6.5: Gráficos de ajustes obtidos para as estrelas que apresentam perfil de linha do tipo shell e informações disponíveis na literatura. Na parte superior de cada gráfico está o ajuste do contínuo estelar, onde o eixo x e y são respectivamente o comprimento de onda (Å) e o fluxo (10^{-17} erg/s/cm²/Å). Na parte inferior está o ajuste do perfil de linha, onde o eixo x e y são respectivamente a velocidade (km/s) e o fluxo normalizado. Além disso, cada gráfico contém os valores da largura equivalente observada (EWobs) e modelada (EWmod) da estrela.

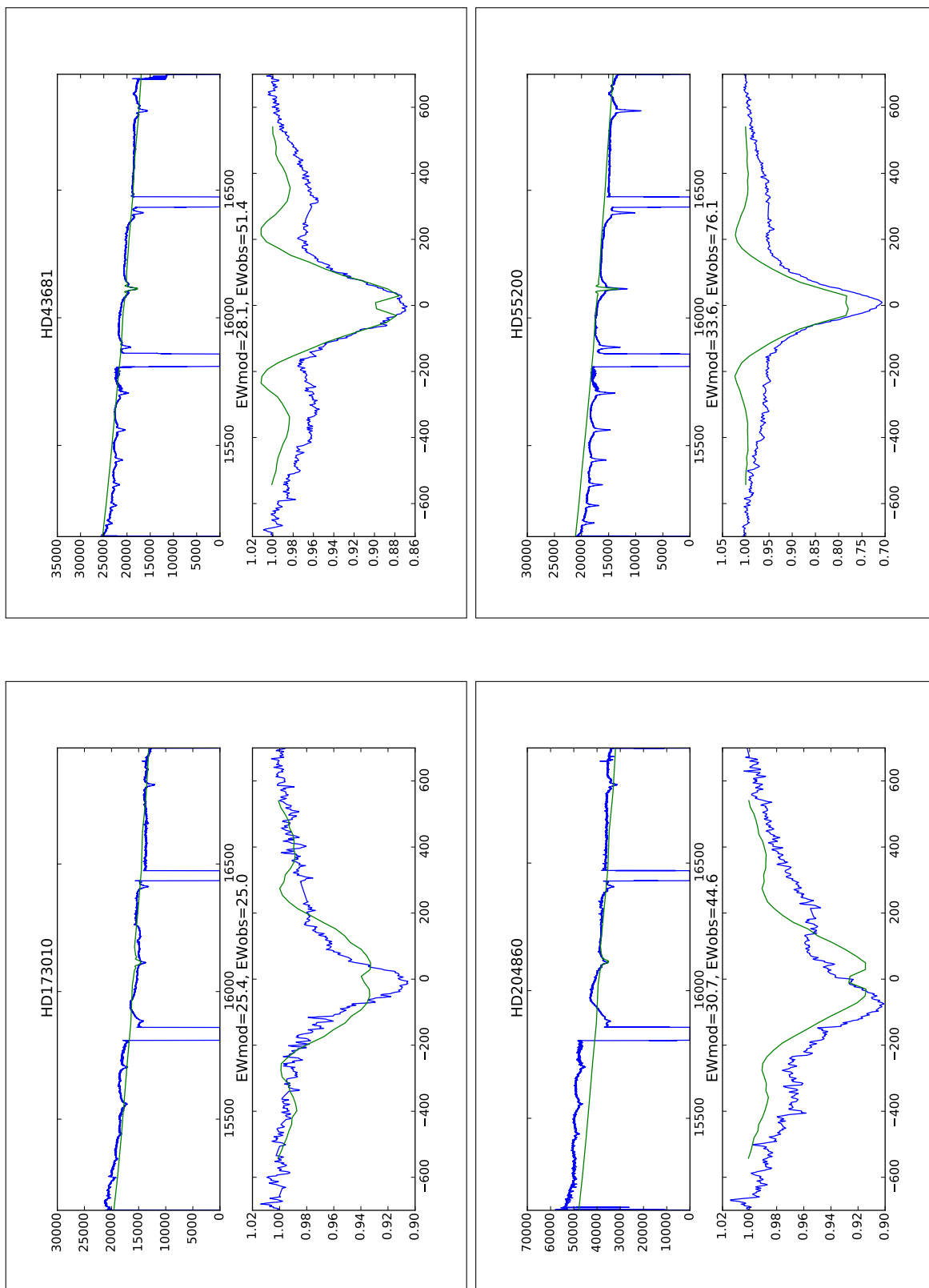


Figura 6.5 – continuação.

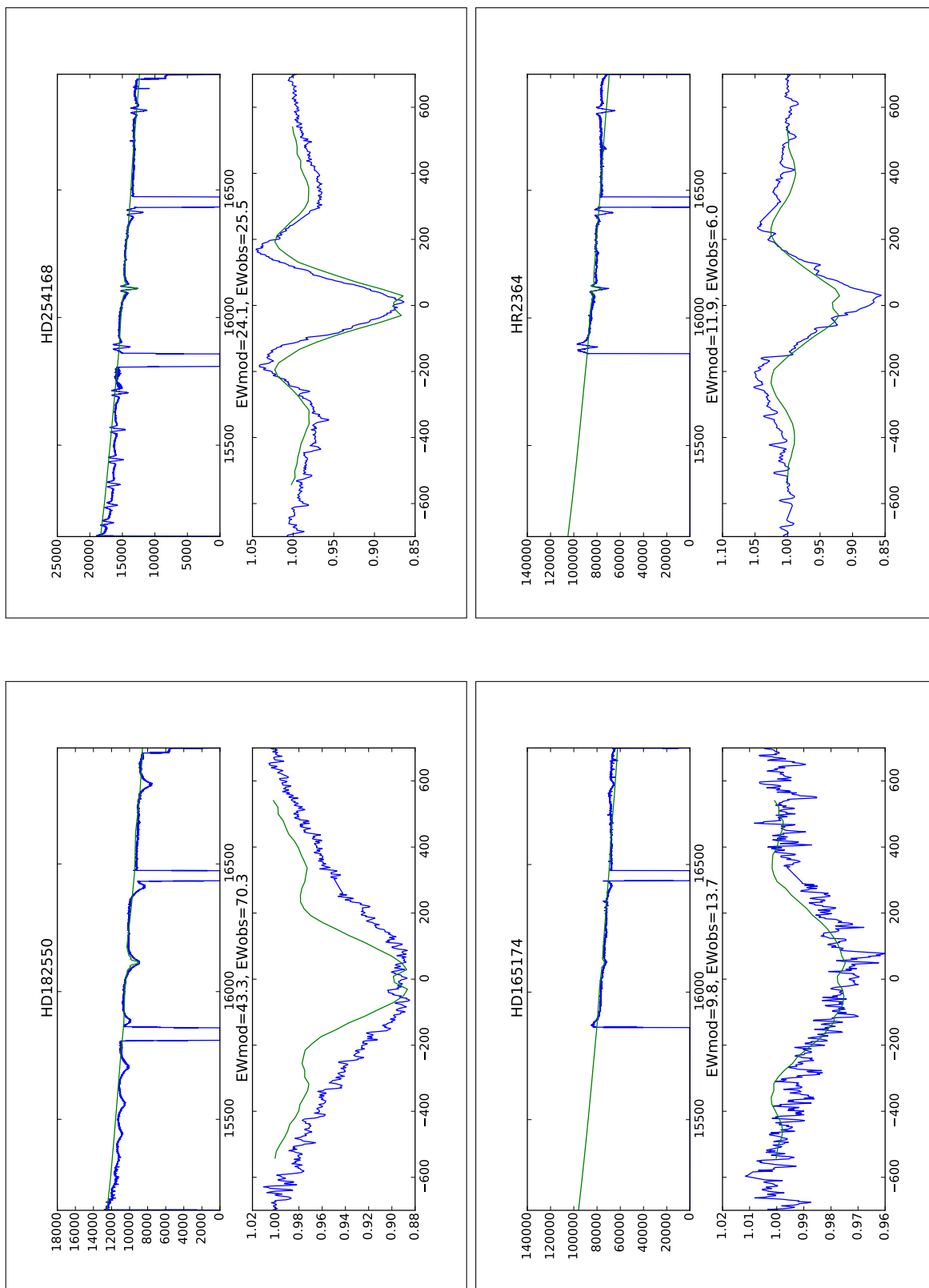


Figura 6.5 – continuação.

6.4.3 Estrelas que apresentam variações no perfil de linha

Na [Tabela 6.6](#) e na [Figura 6.6](#) apresentamos respectivamente os parâmetros obtidos e os gráficos de ajuste para aquelas estrelas apresentam variações no perfil de linha e que possuem informações disponíveis na literatura.

Estrela	Parâmetros físicos obtidos							
	M_*	b	Σ_0	n	$\cos(i)$	d	$E(B - V)$	$\log(\chi^2)$
HD223924_v1	$11,85_{2,72}^{1,94}$	$1,28_{0,12}^{0,12}$	$1,75_{1,19}^{1,41}$	$3,95_{0,43}^{0,37}$	$0,42_{0,30}^{0,26}$	$1263,26_{345,46}^{545,17}$	$1,00_{0,64}^{0,65}$	-1.21
HD223924_v2	$11,65_{2,57}^{2,09}$	$1,27_{0,11}^{0,11}$	$1,60_{1,21}^{1,47}$	$3,97_{0,44}^{0,36}$	$0,43_{0,30}^{0,27}$	$533,14_{156,53}^{282,53}$	$0,99_{0,61}^{0,66}$	-1.35
HD247042_v1	$11,40_{2,47}^{2,23}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$1,68_{1,06}^{1,39}$	$3,76_{0,45}^{0,45}$	$0,50_{0,22}^{0,26}$	$3365,71_{893,27}^{1200,72}$	$1,05_{0,70}^{0,64}$	-0.45
HD247042_v2	$11,30_{2,32}^{2,18}$	$1,28_{0,12}^{0,12}$	$1,91_{1,10}^{1,32}$	$3,68_{0,43}^{0,52}$	$0,58_{0,24}^{0,22}$	$3698,88_{976,68}^{1225,66}$	$1,00_{0,68}^{0,67}$	-0.70
HD247042_v3	$11,58_{2,61}^{2,08}$	$1,27_{0,11}^{0,11}$	$1,82_{1,15}^{1,34}$	$3,78_{0,45}^{0,46}$	$0,57_{0,25}^{0,23}$	$3526,15_{949,36}^{1261,96}$	$0,95_{0,61}^{0,71}$	-0.29
HD247042_v4	$11,40_{2,55}^{2,27}$	$1,27_{0,12}^{0,12}$	$1,88_{1,31}^{1,35}$	$3,69_{0,42}^{0,48}$	$0,54_{0,23}^{0,25}$	$3572,82_{928,71}^{1233,42}$	$0,96_{0,64}^{0,69}$	-0.43
HD247042_v5	$10,96_{2,32}^{2,43}$	$1,28_{0,12}^{0,12}$	$2,03_{1,19}^{1,24}$	$3,65_{0,41}^{0,48}$	$0,49_{0,21}^{0,26}$	$3460,57_{902,90}^{1297,73}$	$0,98_{0,67}^{0,70}$	-1.80

Tabela 6.6: Parâmetros físicos determinados para as estrelas que apresentam variações no perfil de linha e que possuem informações disponíveis na literatura. Na coluna 1 temos a identificação de cada objeto; na coluna 2 a massa da estrela (M_\odot); na coluna 3 o achatamento (b); na coluna 4 densidade do plano médio do disco (Σ_0); na coluna 5 índice da distribuição da densidade volumétrica (n); na coluna 6 a inclinação ($\cos(i)$); na coluna 7 a distância (pc); na coluna 8 o E(B-V) e na coluna 9 o valor do $\log(\chi^2)$ do melhor modelo.

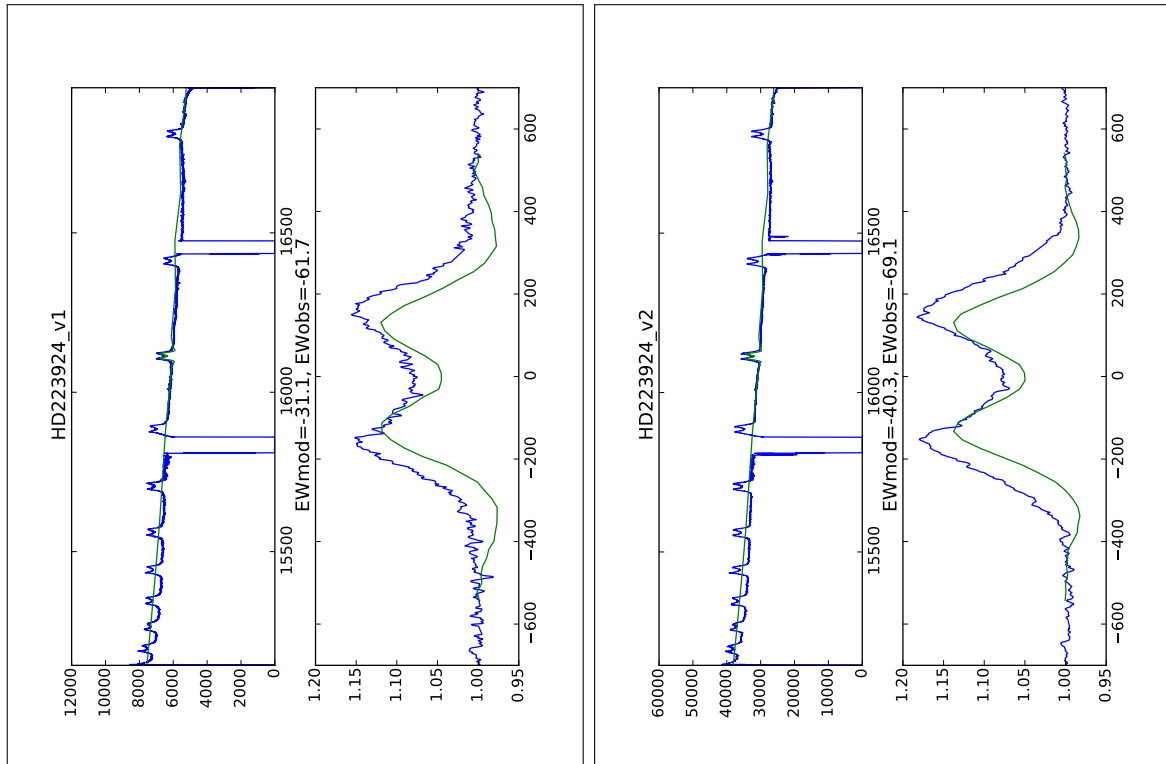


Figura 6.6: Parâmetros físicos determinados para as estrelas que apresentam variações no perfil de linha e que possuem informações disponíveis na literatura. Na parte superior de cada gráfico está o ajuste do contínuo estelar, onde o eixo x e y são respectivamente o comprimento de onda (\AA) e o fluxo (10^{-17} erg/s/cm²/Å). Na parte inferior está o ajuste do perfil de linha, onde o eixo x e y são respectivamente a velocidade (km/s) e o fluxo normalizado. Além disso, cada gráfico contém os valores da largura equivalente observada (EWobs) e modelada (EWmod) da estrela.

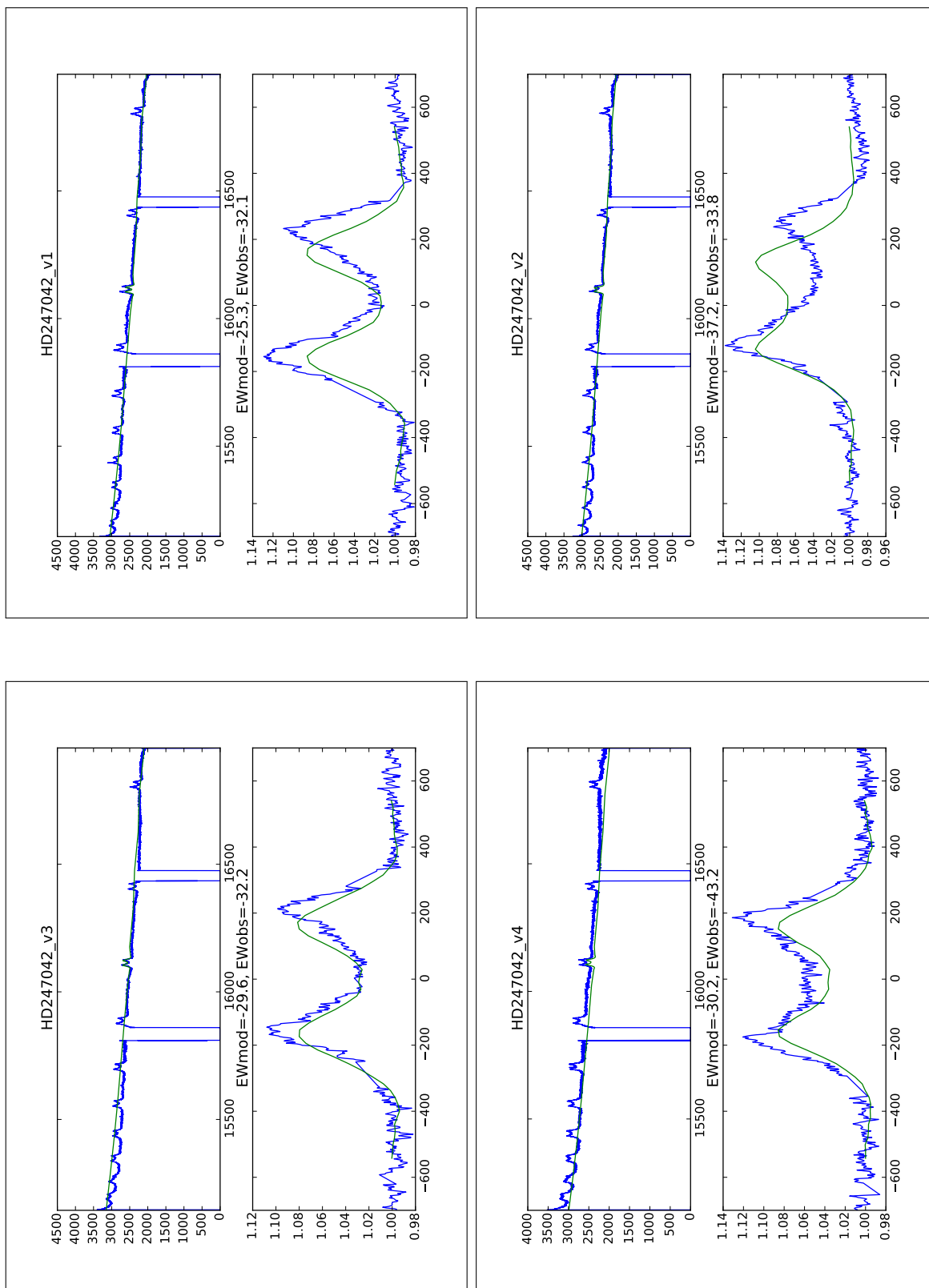


Figura 6.6 – continuação.

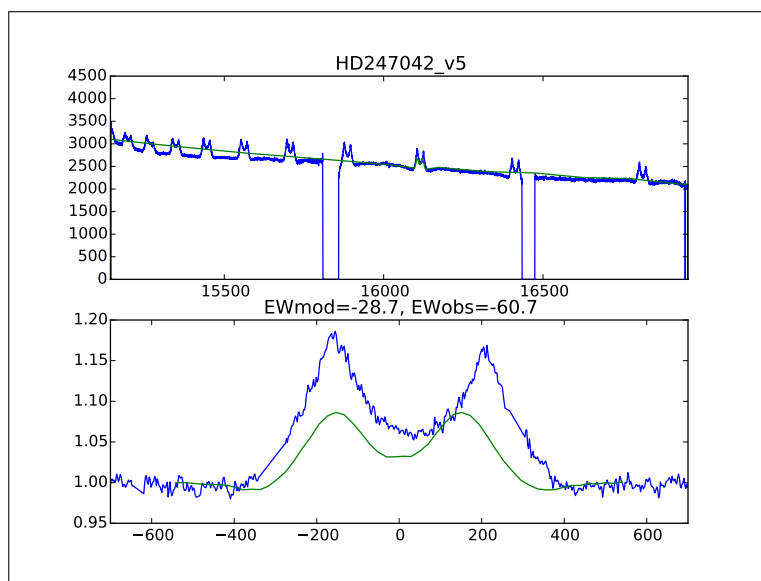


Figura 6.6 – continuação.

6.5 Gráficos de correlação

O gráfico de correlação obtido para cada uma das estrelas da nossa amostra por meio do código EMCEE apresenta o mesmo formato. Por esse motivo optamos por fazer uma descrição para um único objeto e disponibilizar os demais para consulta no Apêndice A.

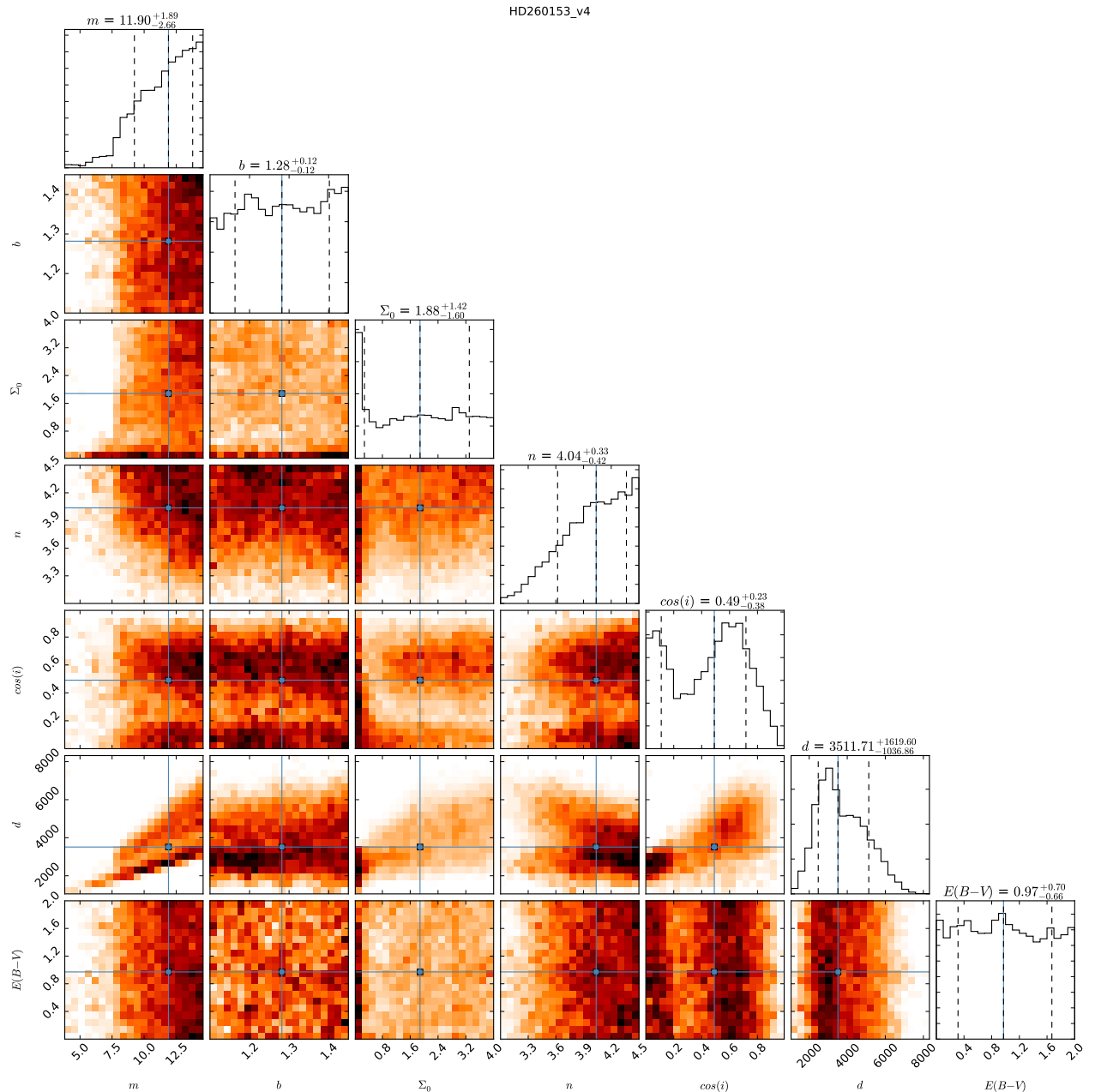


Figura 6.7: Gráfico de correlação da estrela HD260153.

Podemos notar no gráfico de correlação as seguintes características:

- A função distribuição de probabilidade gerada para os parâmetros $E(B - V)$ e o achatamento b são constantes (com exceção das estrelas 2MASS 18194798-1724130 e TYC 5121-940-1, que apresentam um pico na distribuição). Isso significa que qualquer valor contido nesse espaço de parâmetros tem igual probabilidade de corresponder ao melhor valor a ser ajustado, logo são irrelevantes para a minimização.
- A correlação entre $\cos(i)$ e d foi observada para um dado subconjunto da amostra.

A resposta para isso talvez esteja ligada ao fato que para reproduzirmos a linha, considerando um aumento da distância e o efeito de diluição geométrica, teríamos de ver a estrela disposta em uma condição pole-on de modo que a região que domina a emissão seja efetivamente mais quente.

- A correlação entre a massa e a distância pode ser explicada da mesma forma que no caso anterior, pois para valores maiores de distância, devemos também aumentar a massa da estrela (relação massa \times luminosidade).

6.6 Comparação dos resultados com a literatura

Os valores que se ajustaram melhor aos parâmetros e que foram obtidos através do processo de modelização, não estão de acordo com aqueles disponíveis na literatura. Este fato pode estar relacionado com as limitações apresentadas na [seção 6.2](#), implicando que ainda precisamos solucionar os problemas encontrados e refinar o processo de modelização feito pelo código EMCEE. Por outro lado, os bons ajustes do contínuo estelar, do perfil de linha e da largura equivalente obtidos para vários objetos, além da presença de correlação entre alguns dos parâmetros minimizados, confirmam a viabilidade deste projeto e seu futuro promissor para o estudo de estrelas Be.

Capítulo 7

Conclusões e Perspectivas

Nesta dissertação apresentamos os resultados da modelização realizada com o código HDUST para 63 estrelas Be observadas através do levantamento APOGEE. Esses resultados se mostraram bastante promissores e confirmam a viabilidade deste projeto, uma vez que conseguimos bons ajustes do contínuo na banda H, largura equivalente e do perfil Br13 para várias estrelas da nossa amostra. Alguns problemas foram identificados tanto no processo de minimização, utilizando o EMCEE, quanto com a redução dos espectros, fornecida pelo pipeline do APOGEE-1. Entre eles podemos citar:

- Restrição da massa para valores acima de $7,5M_{\odot}$.
- Problemas decorrentes ao efeito da persistência, mesmo em menor escala no detector "verde" ($1,58-1,64\mu\text{m}$).
- Prováveis problemas decorrentes da calibração do espectro, como o nível do contínuo normalizado com valores menores que um, interferindo desta forma no ajuste da largura equivalente para os nossos objetos.
- O código HDUST não leva em consideração o processo de espalhamento eletrônico que por sua vez contribui para o alargamento das linhas espectrais. Desta forma o perfil de linha modelado dificilmente se ajustará com perfeição ao perfil de linha observado, o que por consequência prejudica também na determinação da largura equivalente.

Sendo assim, com o intuito de solucionar essas limitações, pretendemos aprimorar o processo de seleção realizada pelo código EMCEE com uma melhor definição da função de densidade de probabilidade e uma melhor amostragem do espaço de parâmetros. Além disso, uma nova redução de uma parte dos nossos dados espectrais se

faz necessária, uma vez que problemas encontrados durante o processo de modelização estão provavelmente relacionados a uma má calibração dos espectros.

Pretendemos também ampliar a grade do Be Atlas com obtenção de novos modelos com o HDUST, que permitam a reprodução de outras linhas da série de Brackett, além de expandir a cobertura espectral, desde o UV até o óptico.

Além disso, a nossa amostra de dados será ampliada com a análise de todas as estrelas Be observadas durante o APOGEE-1 e as que já estão sendo observadas durante o APOGEE-2. Isso ocorrerá graças ao acordo firmado entre o Observatório Nacional e o projeto Sloan Digital Sky Survey IV (SDSS-IV) que nos permitirá acesso aos dados oriundos deste levantamento antes mesmo que esses sejam disponibilizados publicamente.

Pretendemos também realizar pedidos de tempo para diferentes observatórios, com o objetivo de obter novos dados de fotometria e espectroscopia, especialmente para as novas Be clássicas, buscando obter informações mais detalhadas que contribuam para a classificação do objeto.

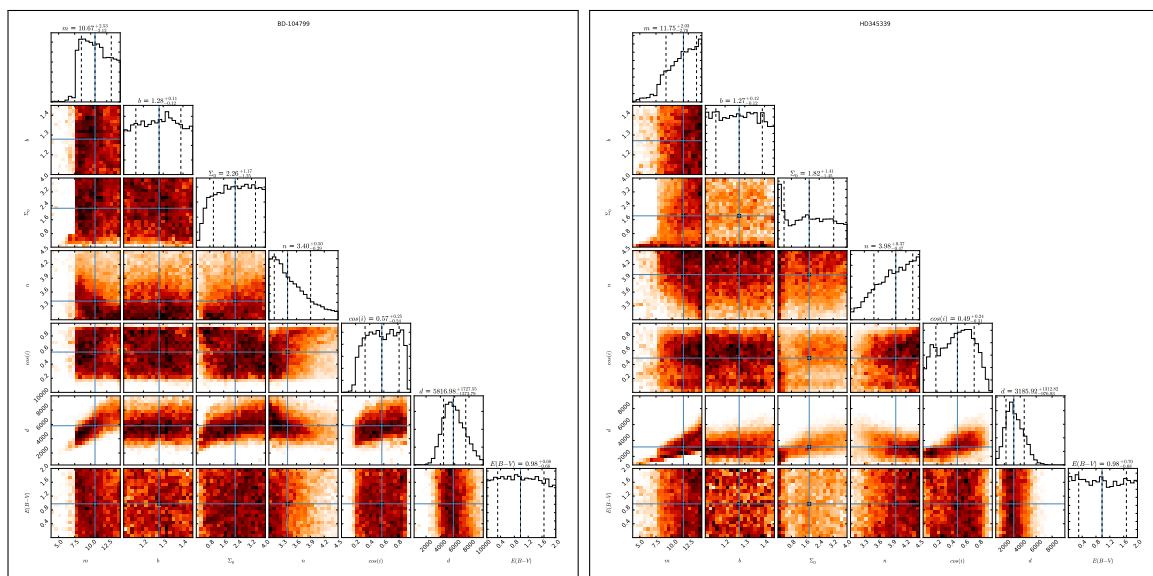
Apêndices

Apêndice A

Gráficos de correlação

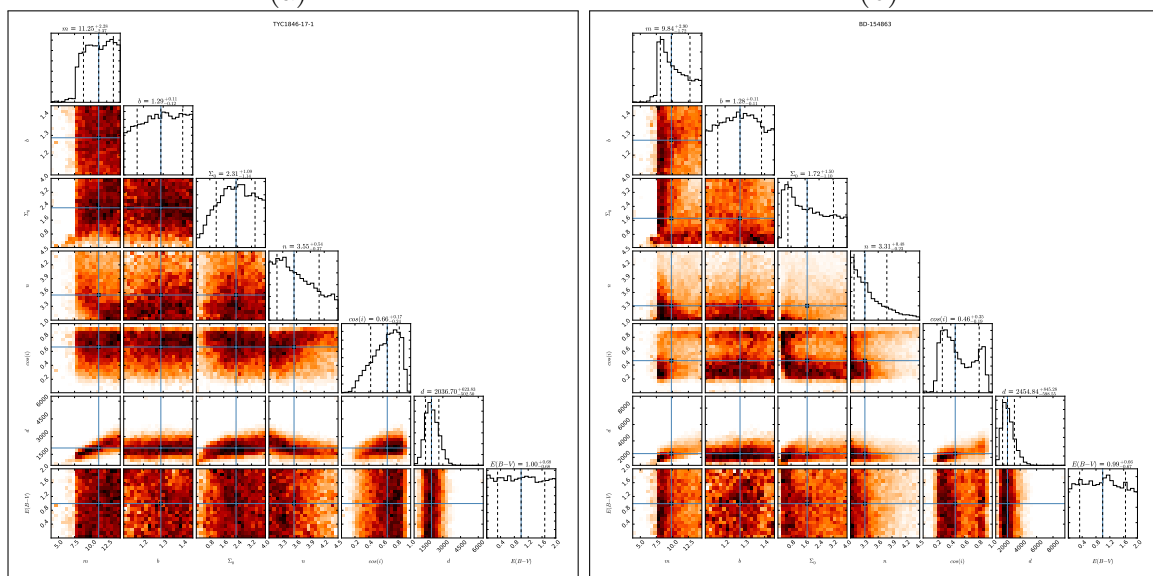
A.1 Estrelas com poucas informações na literatura

A.1.1 Estrelas com perfis de linhas pico duplo



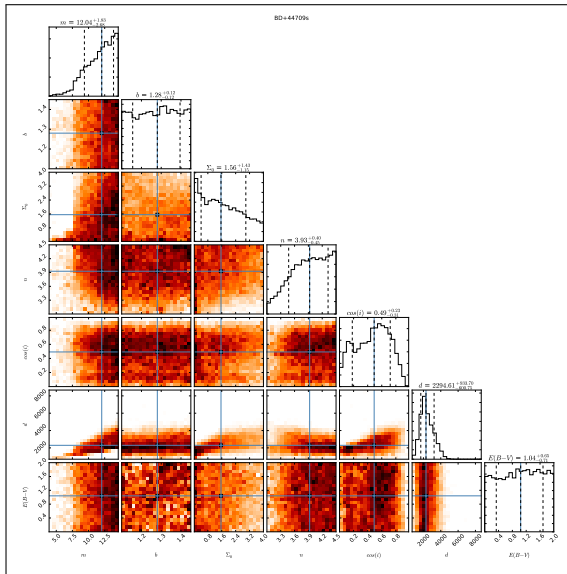
(a)

(b)

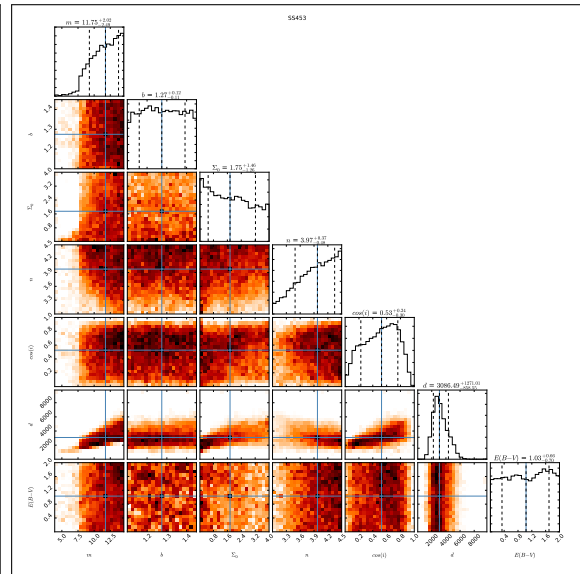


(c)

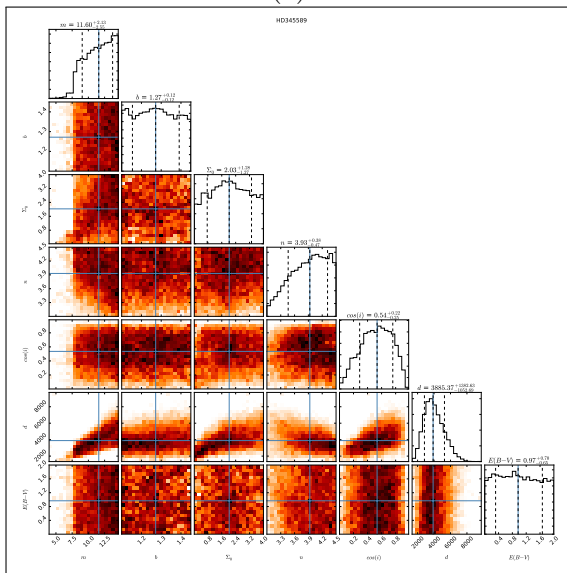
(d)



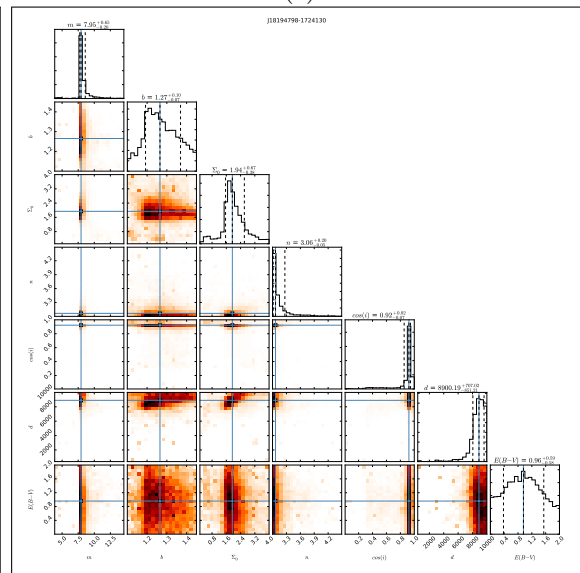
(e)



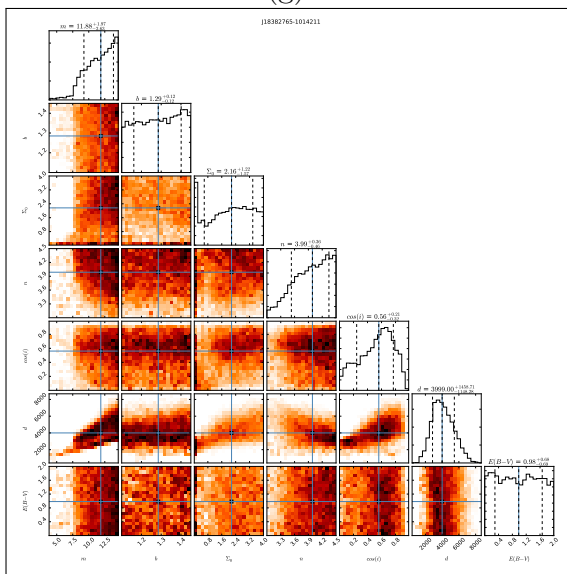
(f)



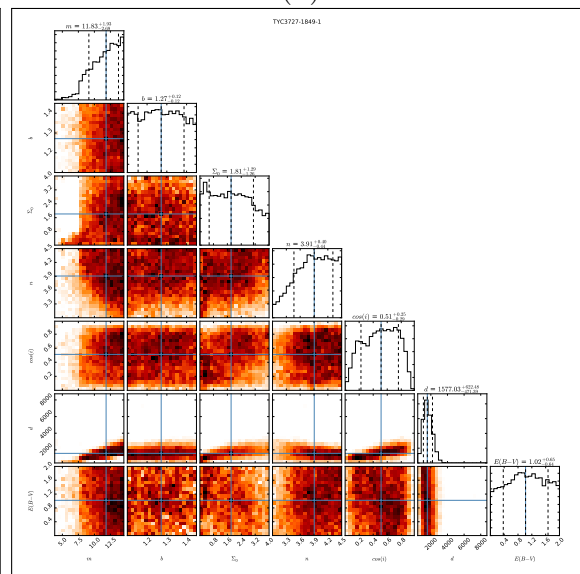
(g)



(h)



(i)



(j)

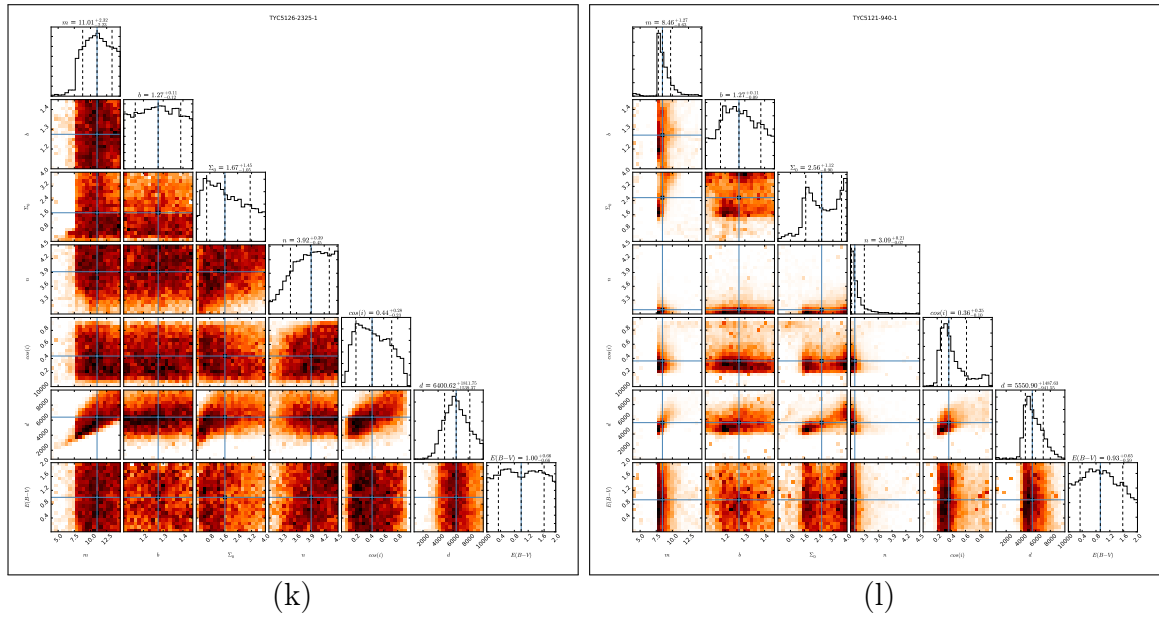
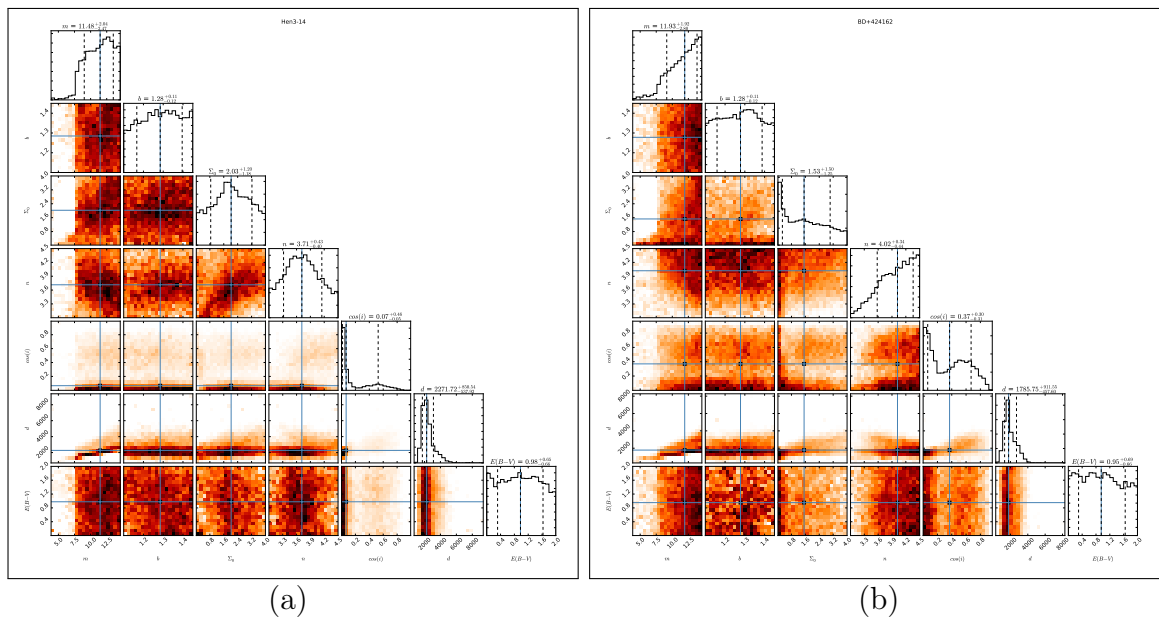
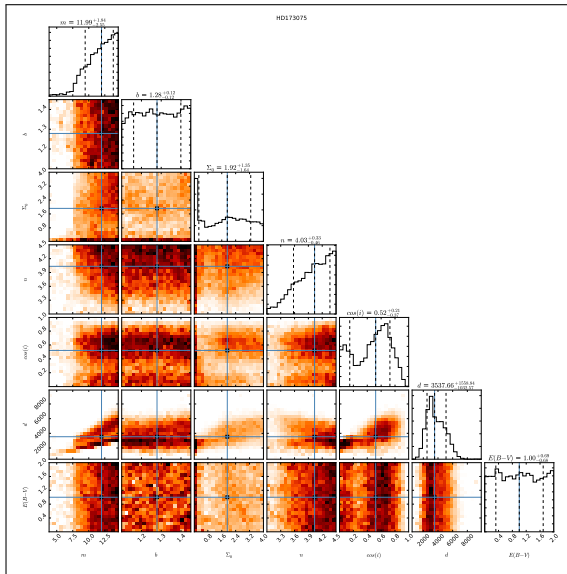


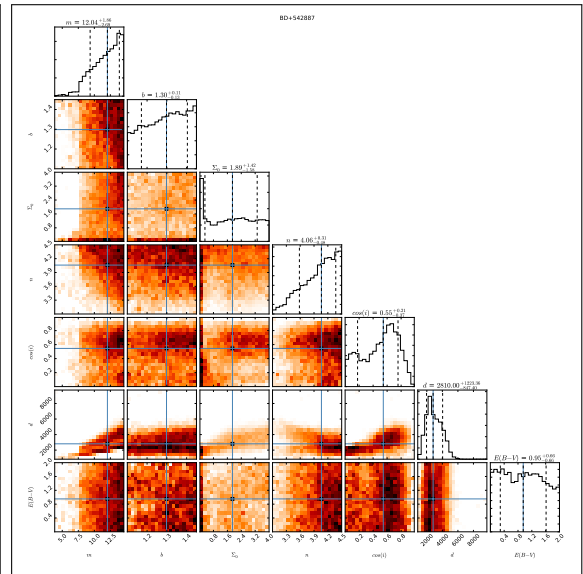
Figura A.1: Gráficos de correlação das estrelas com poucas informações na literatura. (a) BD-104799 ; (b) HD345339 ; (c) TYC1846-17-1 ; (d) BD-154863 ; (e) BD+44709s ; (f) SS453 ; (g) HD345589 ; (h) J18194798-1724130 ; (i) J18382765-1014211 ; (j) TYC3727-1849-1 ; (k) TYC5126-2325-1 ; (l) TYC5121-940-1.

A.1.2 Estrelas com perfis de linhas do tipo shell

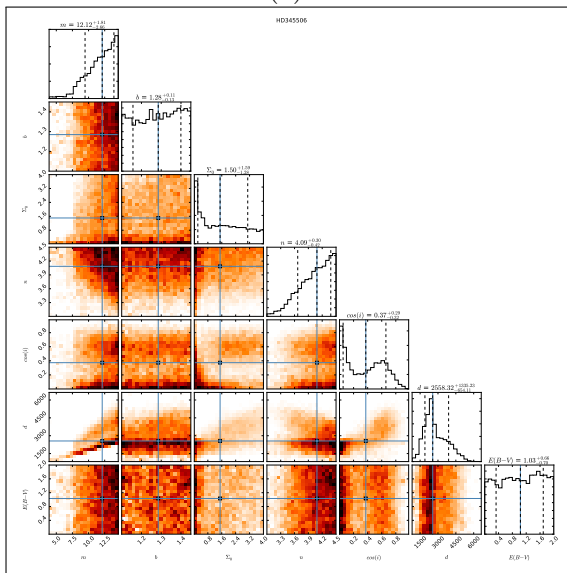




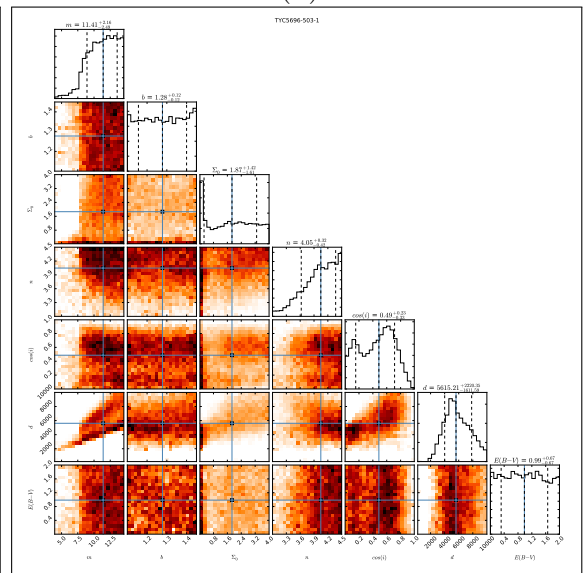
(c)



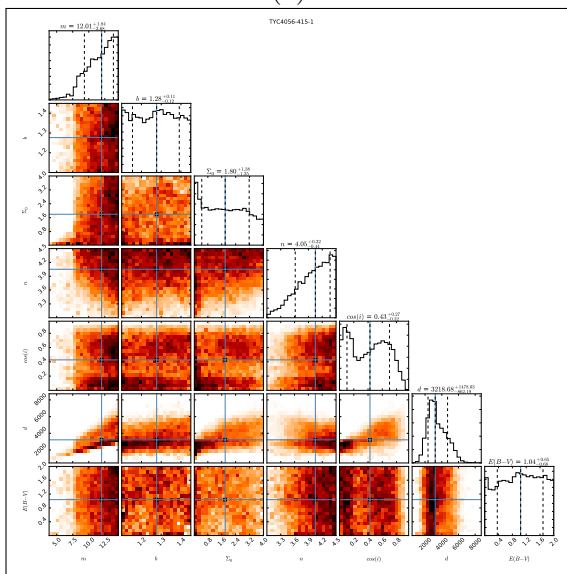
(d)



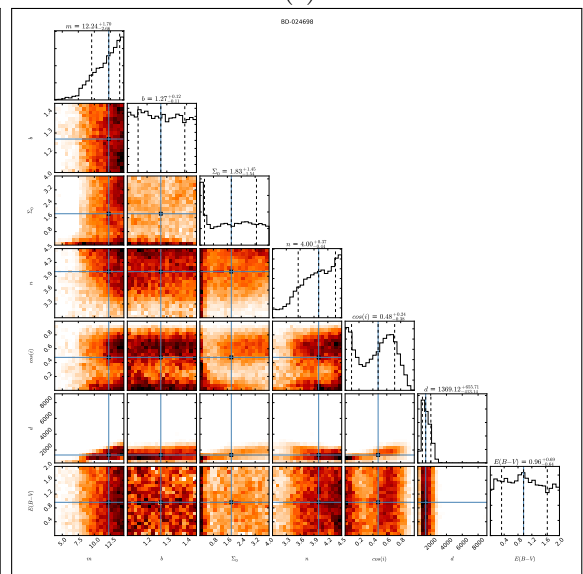
(e)



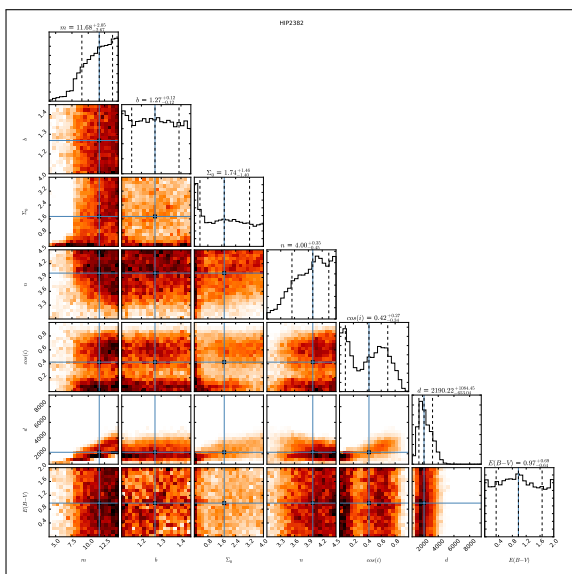
(f)



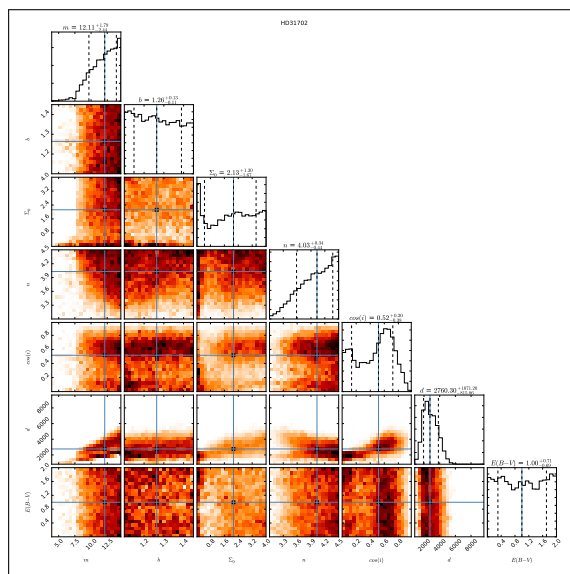
(g)



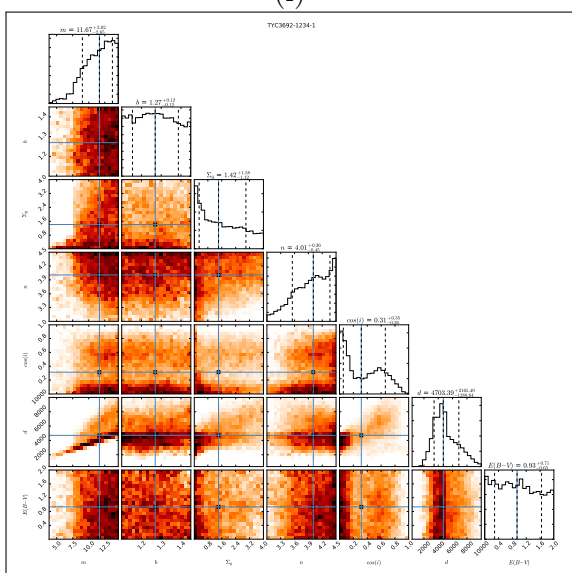
(h)



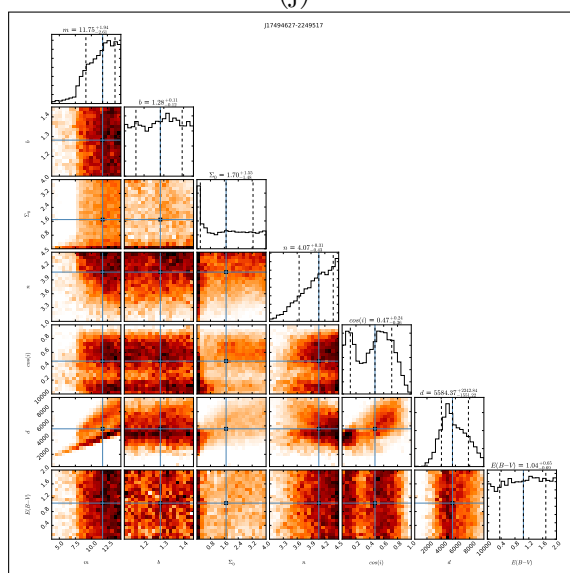
(i)



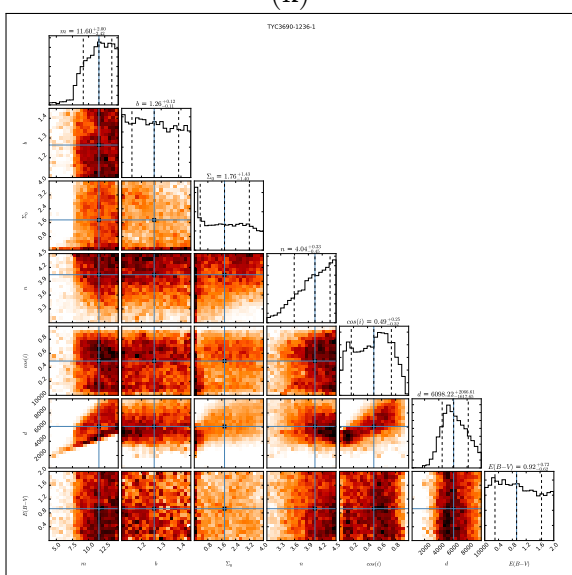
(j)



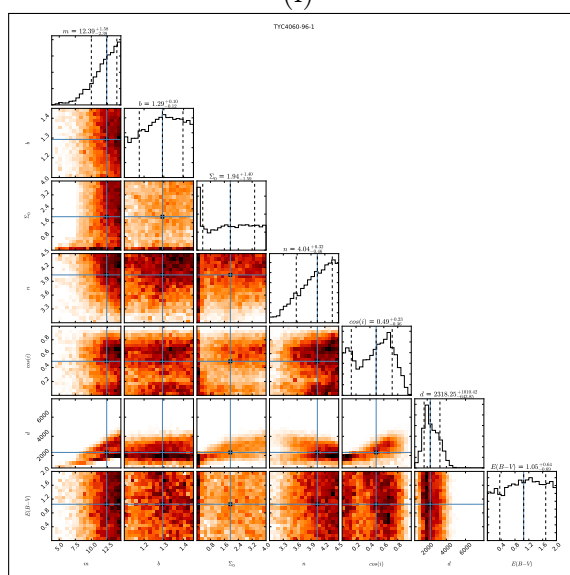
(k)



(l)



(m)



(n)

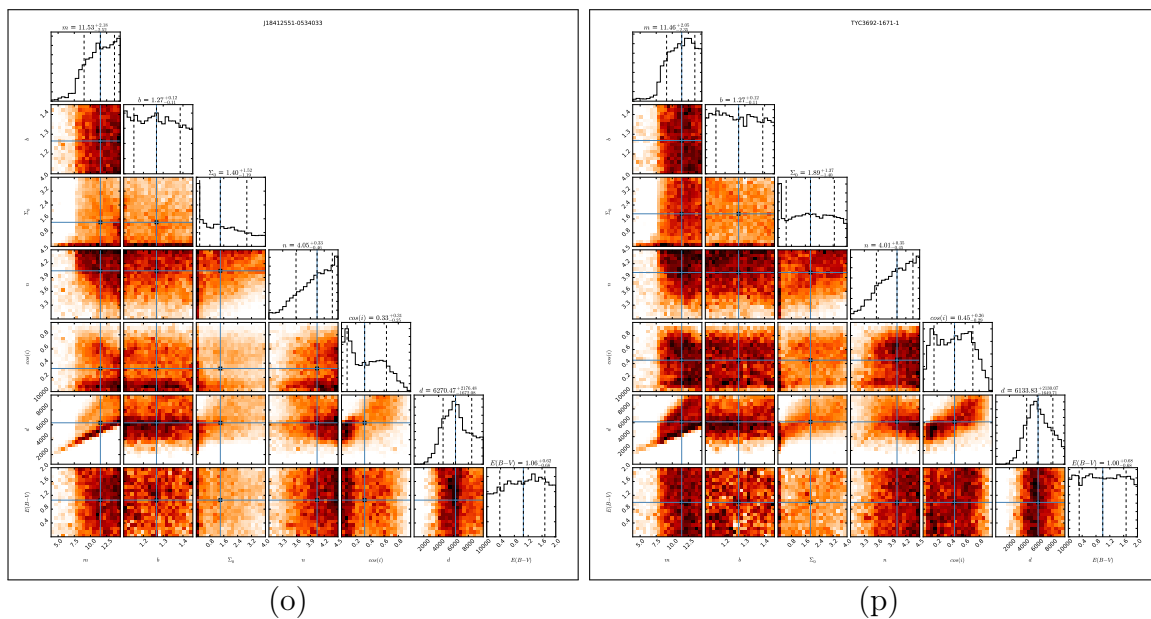


Figura A.2: Gráficos de correlação das estrelas com poucas informações na literatura. (a) Hen3-14 ; (b) BD+424162 ; (c) HD17307 ; (d) BD+542887 ; (e) HD345506 ; (f) TYC5696-503-1 ; (g) TYC4056-415-1 ; (h) BD-024698 ; (i) HIP2382 ; (j) HD31702 ; (k) TYC3692-1234-1 ; (l) TYC4060-96-1 ; (m) TYC3690-1236-1 ; (n) TYC4060-96-1 ; (o) J18412551-0534033 ; (p) TYC3692-1671-1.

A.1.3 Estrelas que apresentam variação no perfil de linha

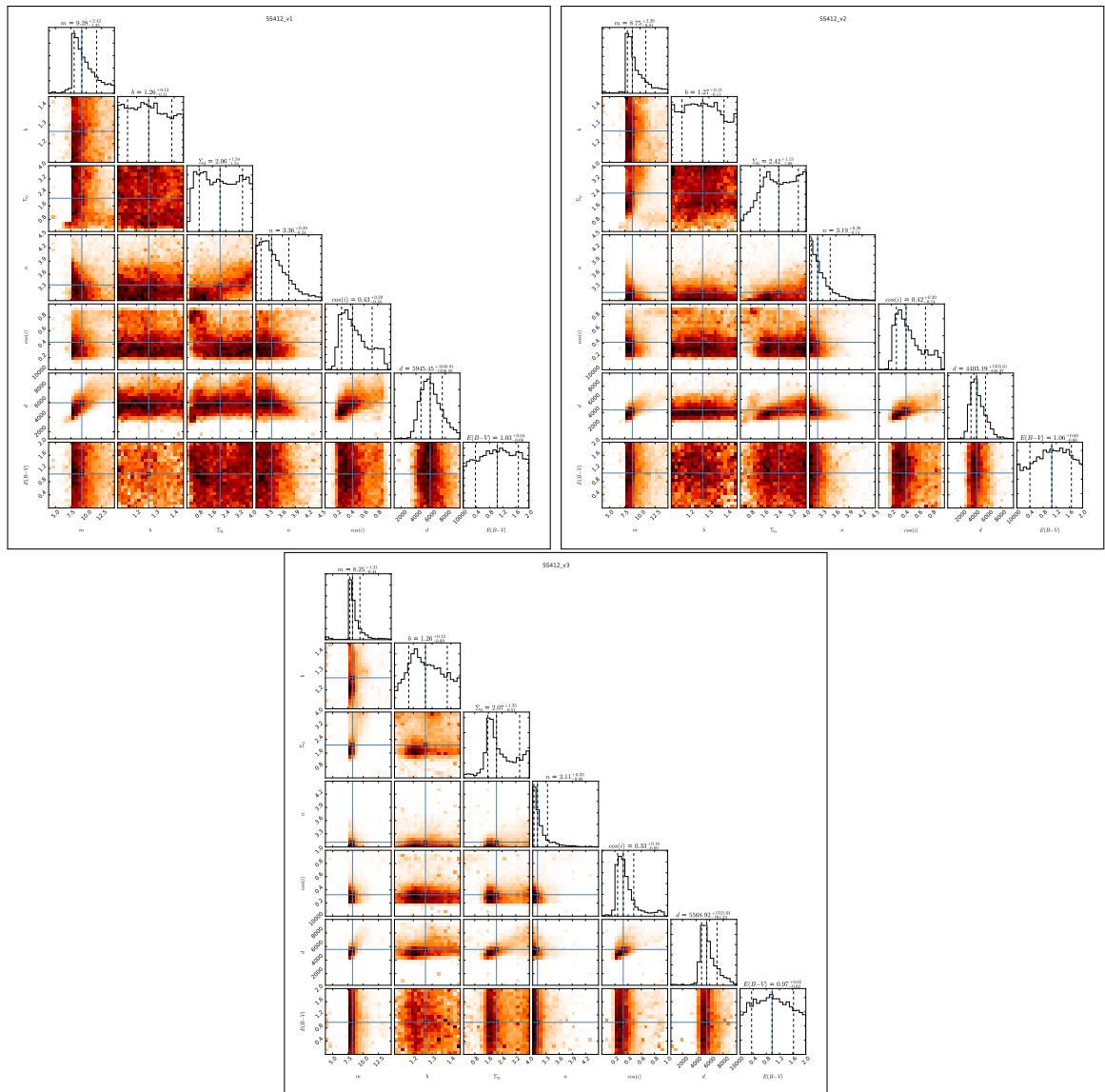


Figura A.3: Estrela SS412

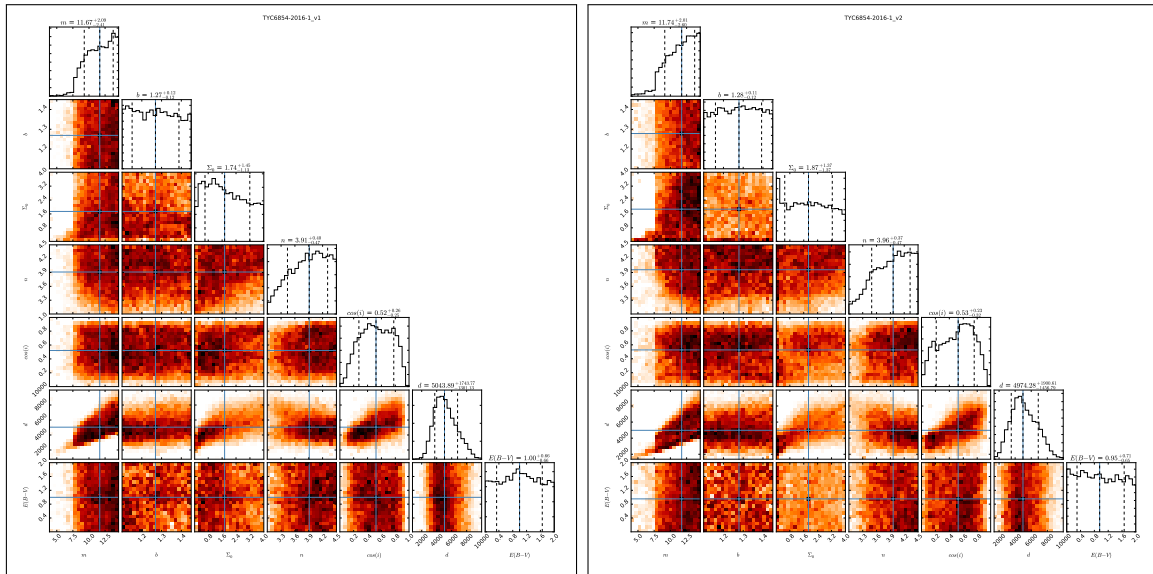


Figura A.4: Estrela TYC6854-2016-1.

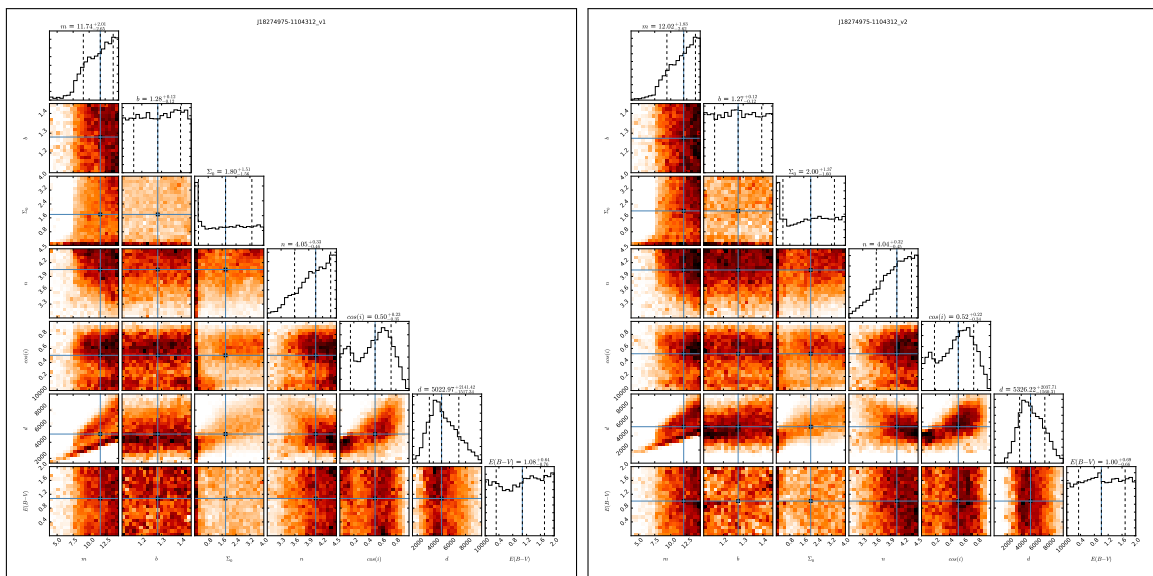


Figura A.5: Estrela J18274975-1104312.

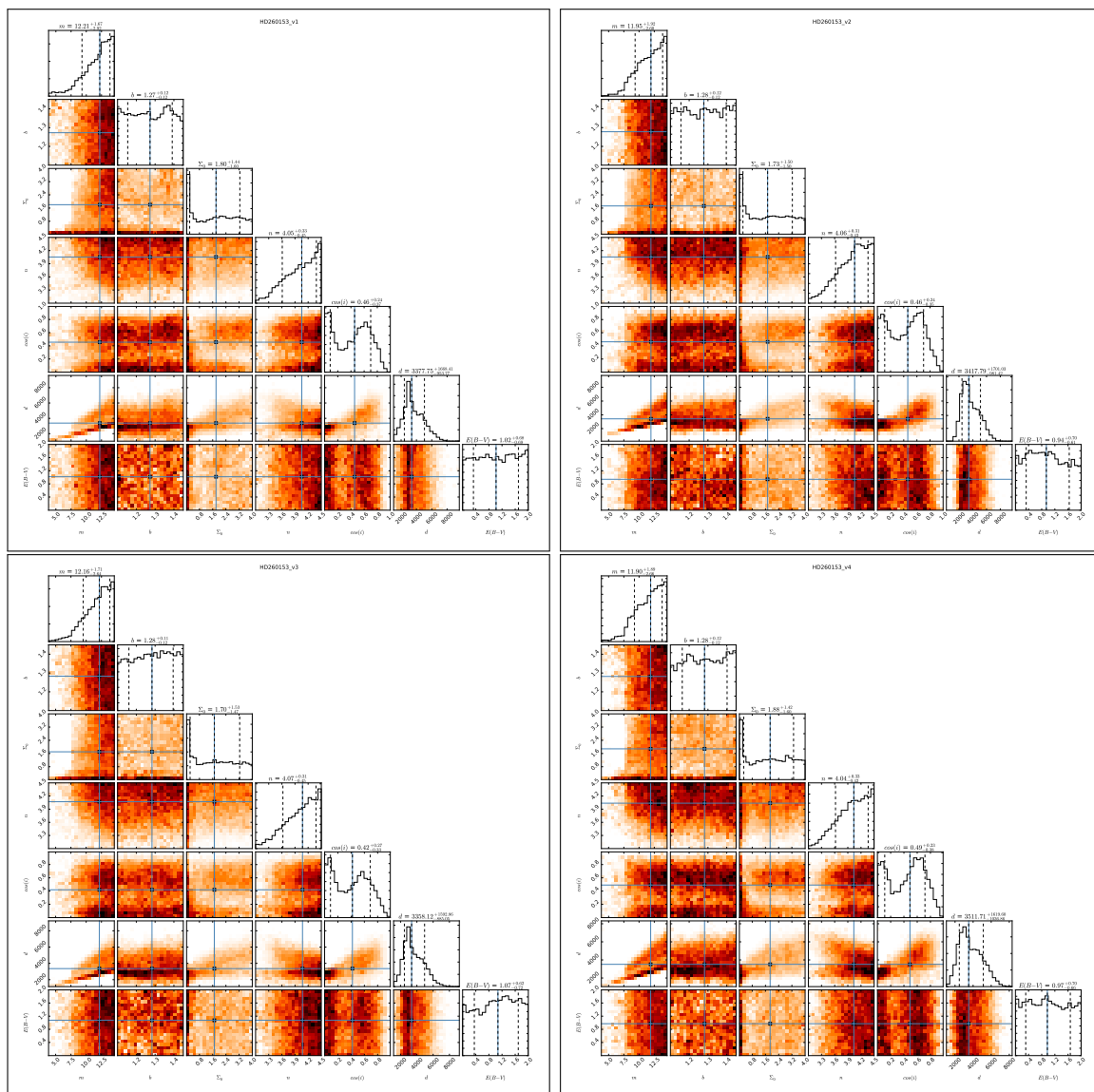


Figura A.6: Estrela HD26015.

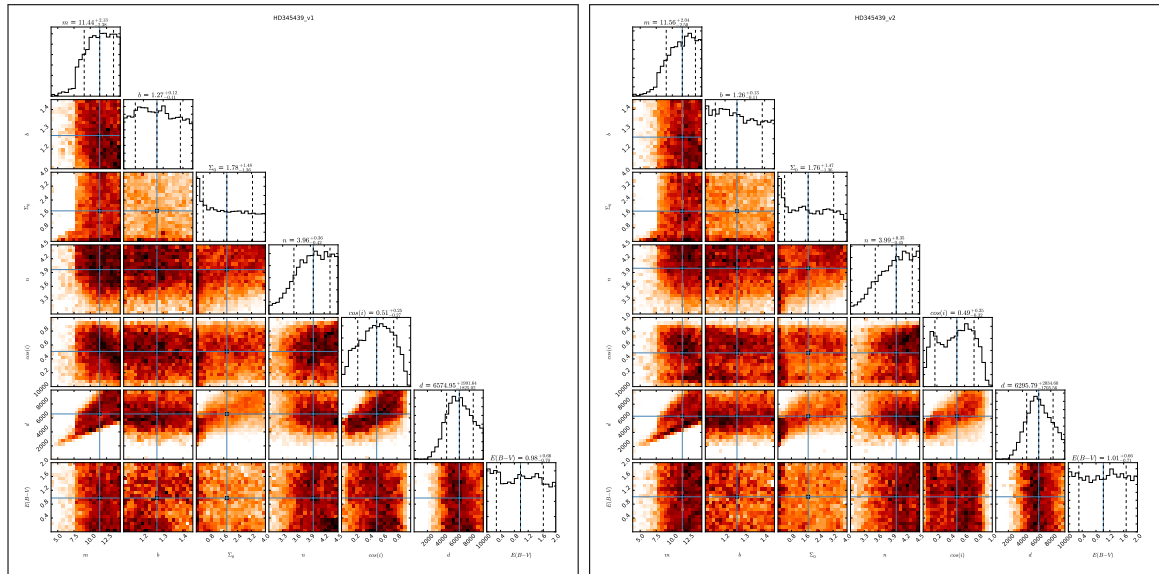


Figura A.7: Estrela HD345439.

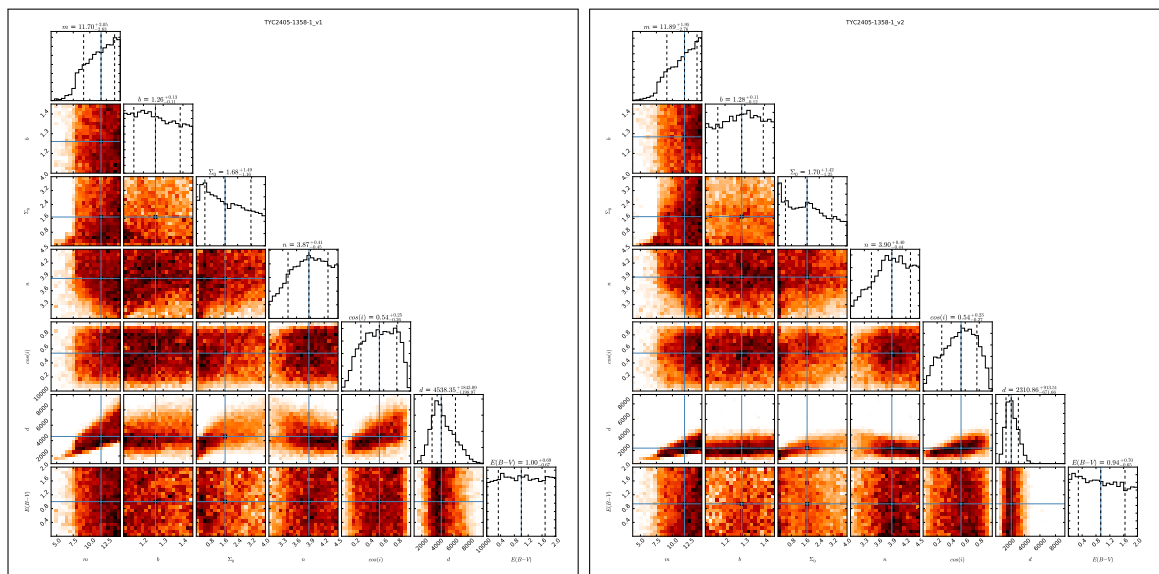
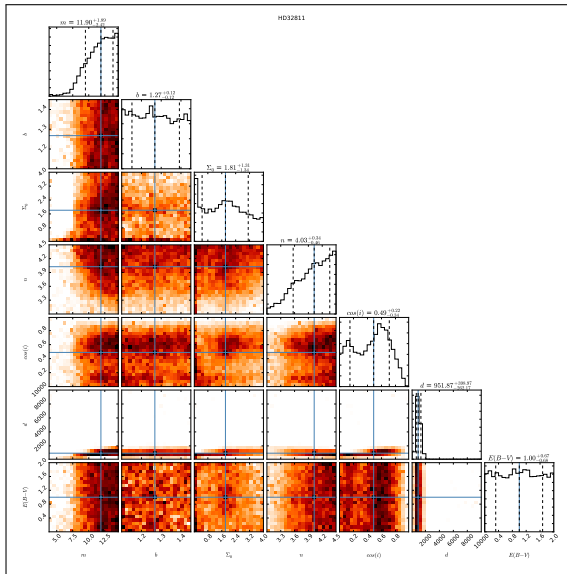


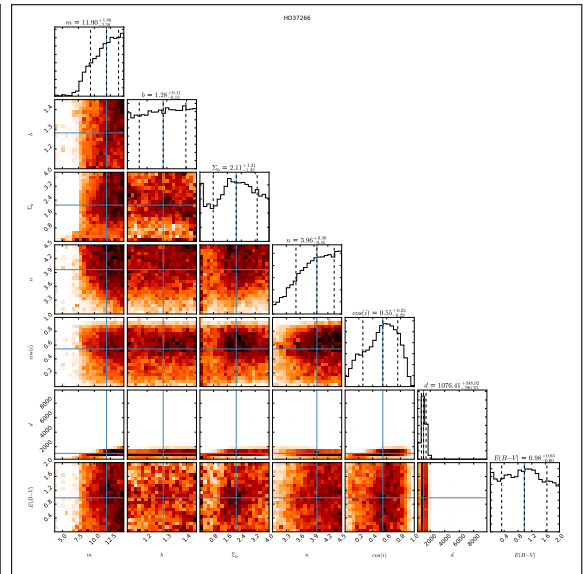
Figura A.8: Estrela TYC2405-1358-1.

A.2 Estrelas com informações disponíveis na literatura

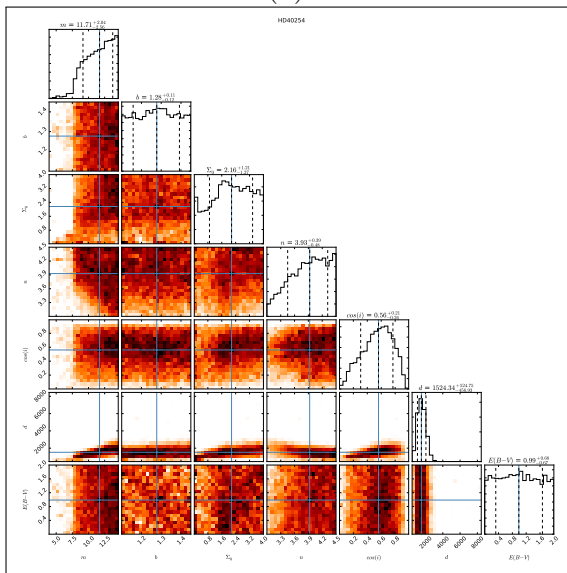
A.2.1 Estrelas com perfis de linhas pico duplo



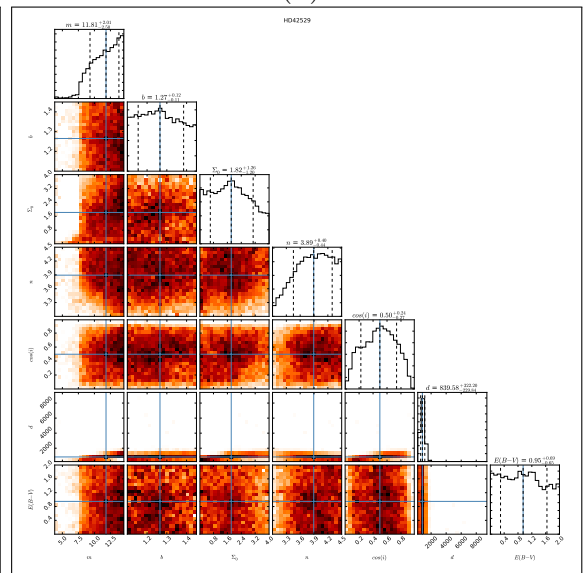
(a)



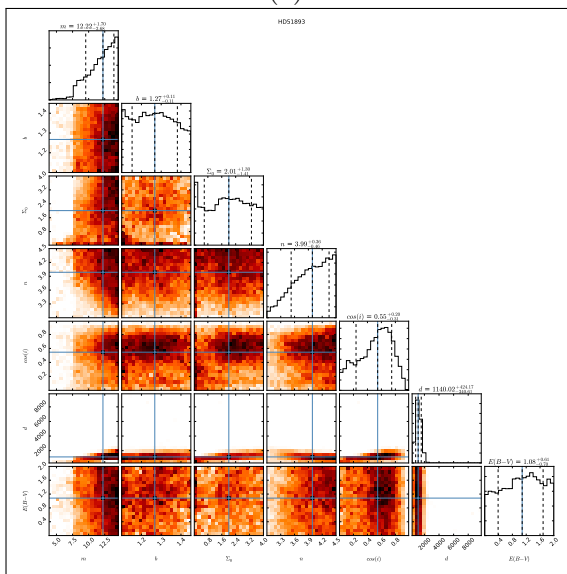
(b)



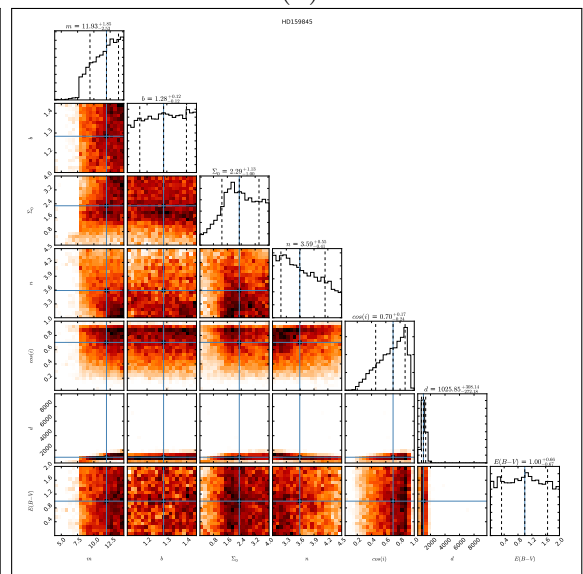
(c)



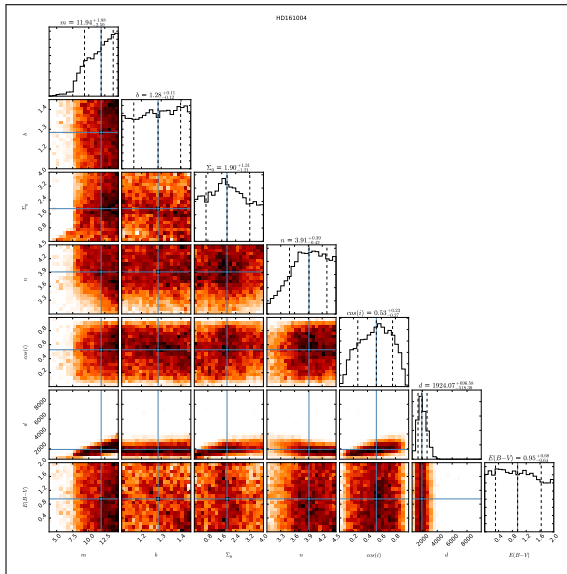
(d)



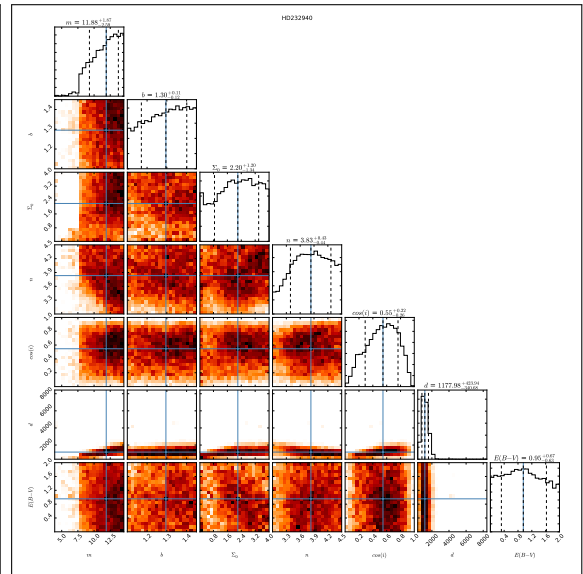
(e)



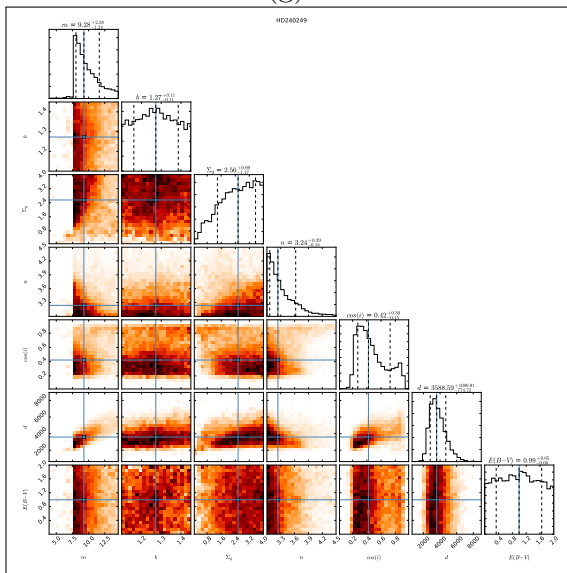
(f)



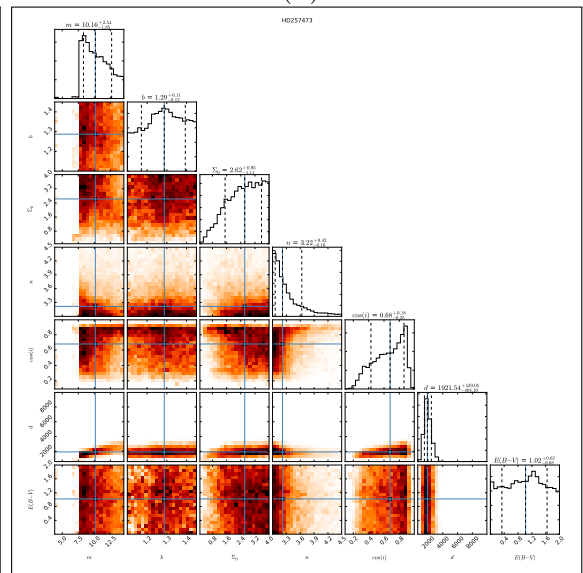
(g)



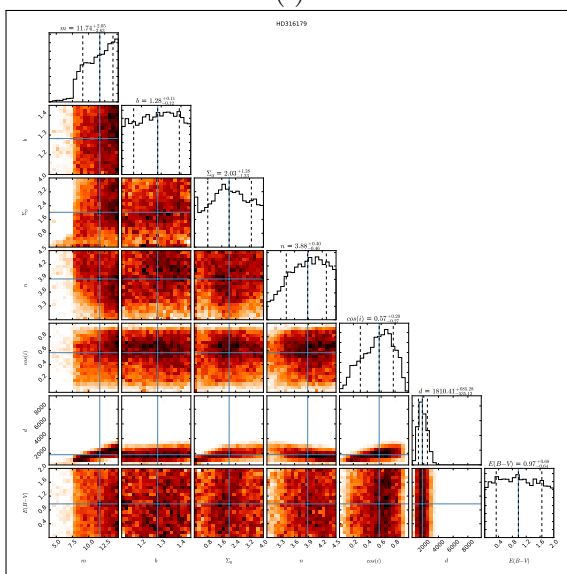
(h)



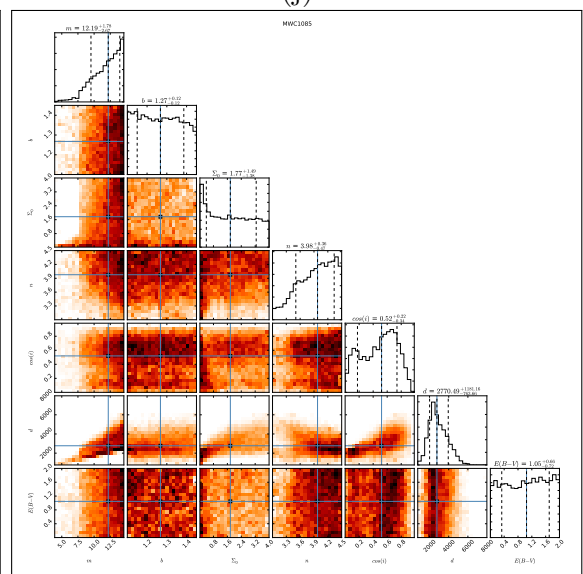
(i)



(j)



(k)



(l)

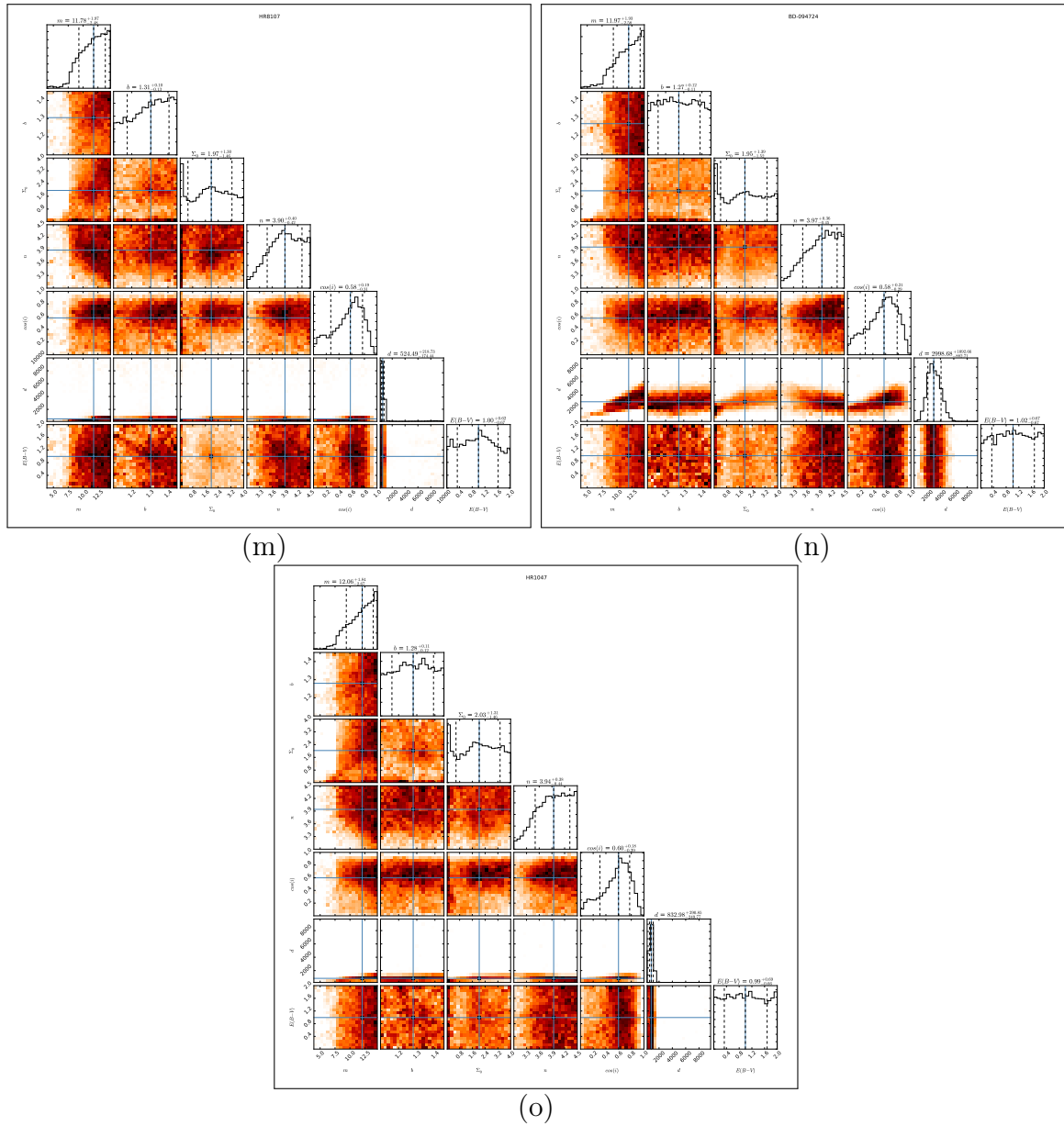
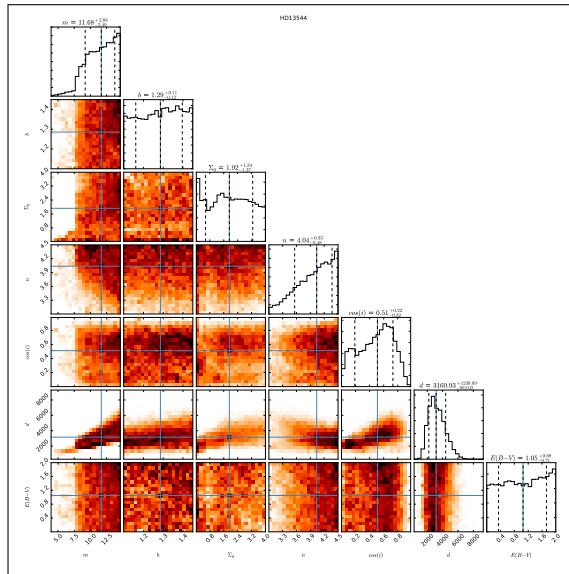
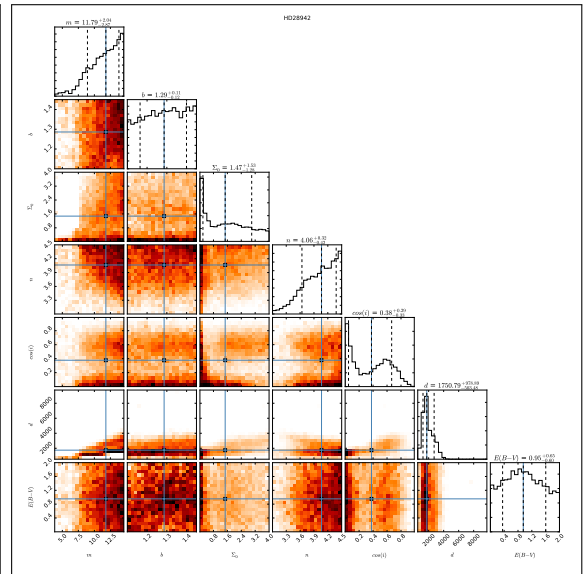


Figura A.9: Gráficos de correlação para estrelas com perfis de linhas m pico duplo. (a) HD32811 ; (b) HD37266 ; (c) HD40254 ; (d) HD42529 ; (e) HD51893 ; (f) HD159845 ; (g) HD161004 ; (h) HD232940 ; (i) HD240249 ; (j) HD257473 ; (k) HD316179 ; (l) MWC1085 ; (m) HR8107.

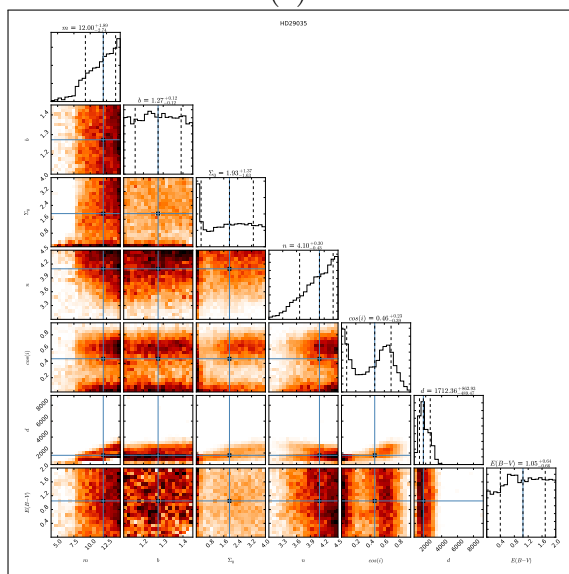
A.2.2 Estrelas com perfis de linhas do tipo shell



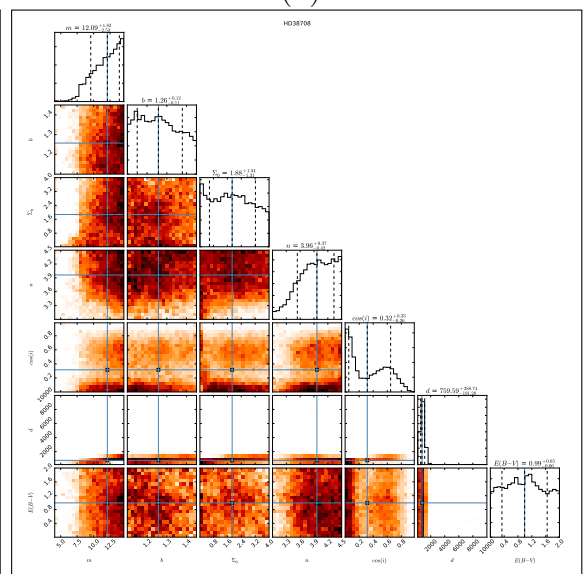
(a)



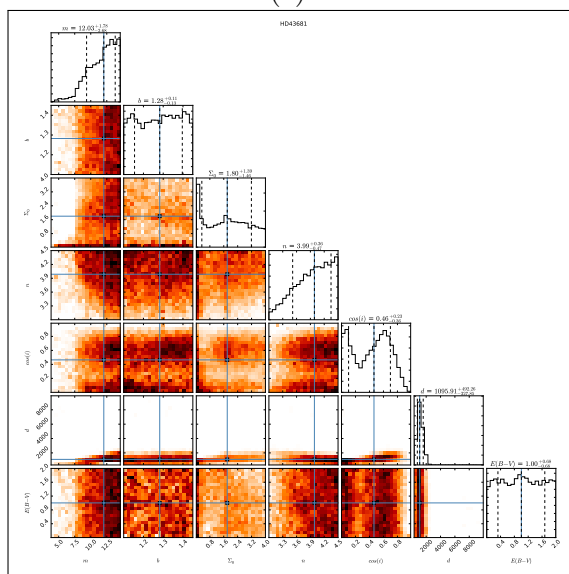
(b)



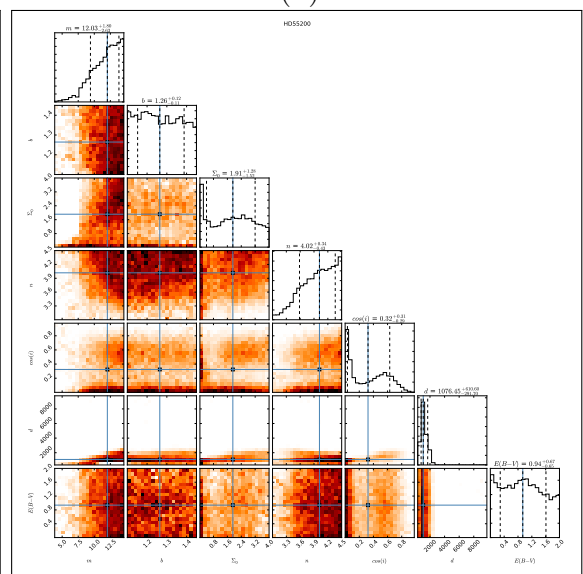
(c)



(d)



(e)



(f)

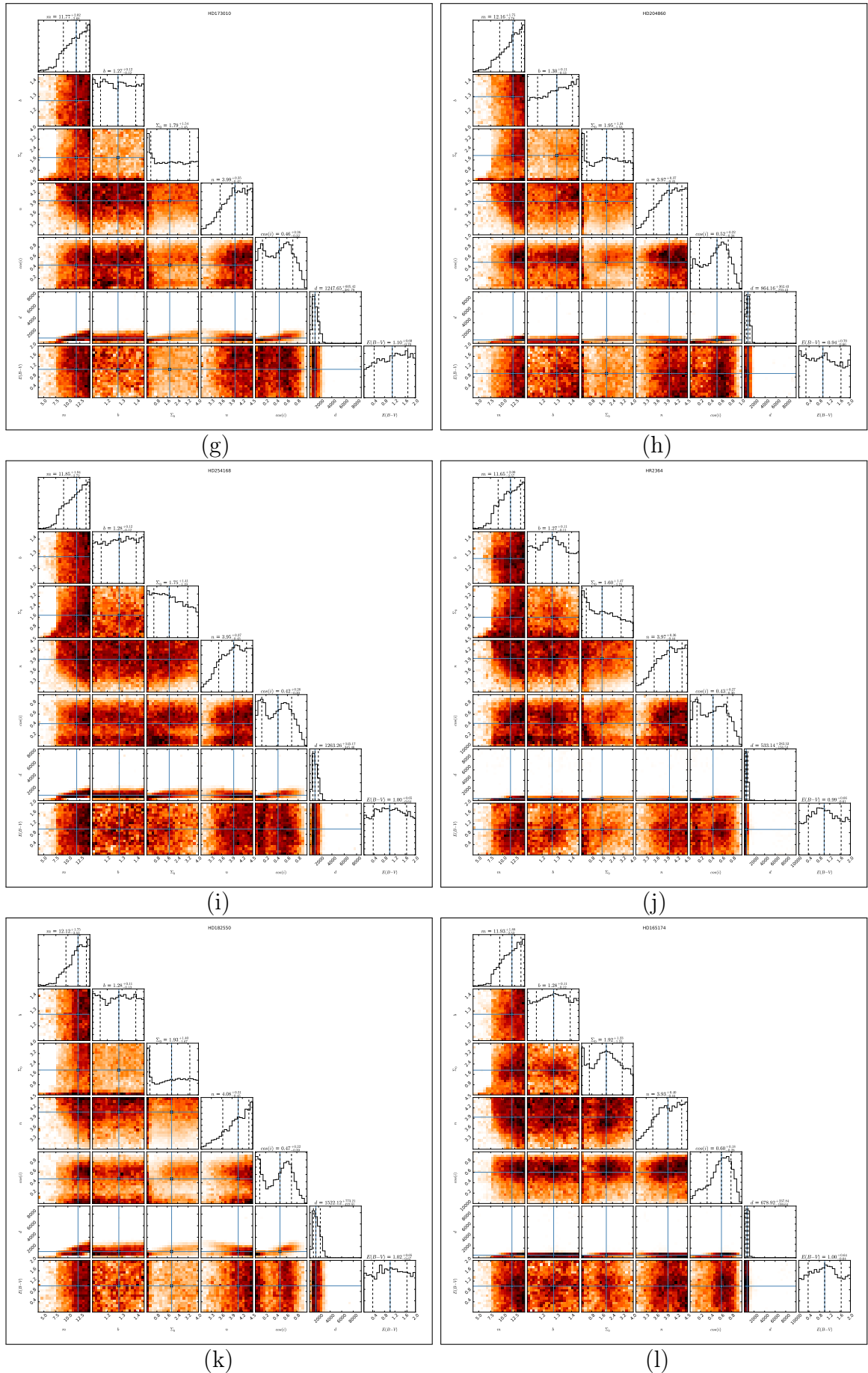


Figura A.10: Gráficos de correlação para estrelas que apresentam o perfil de linha tipo shell. (a) HD13544 ; (b) HD28942 ; (c) HD29035 ; (d) HD38708 ; (e) HD43681 ; (f) HD55200; (g) HD173010; (h) HD204860 ; (i) HD254168 ; (j) HR2364 ; (k) HD182550 ; (l) HD165174.

A.2.3 Estrelas que apresentam variação no perfil de linha

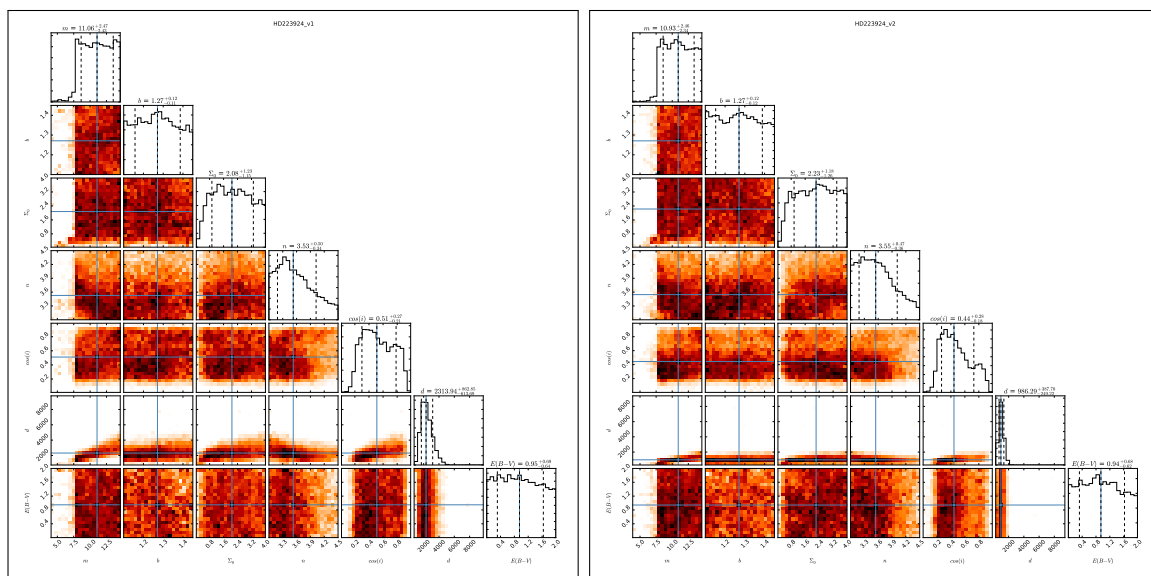


Figura A.11: Estrela HD223924.

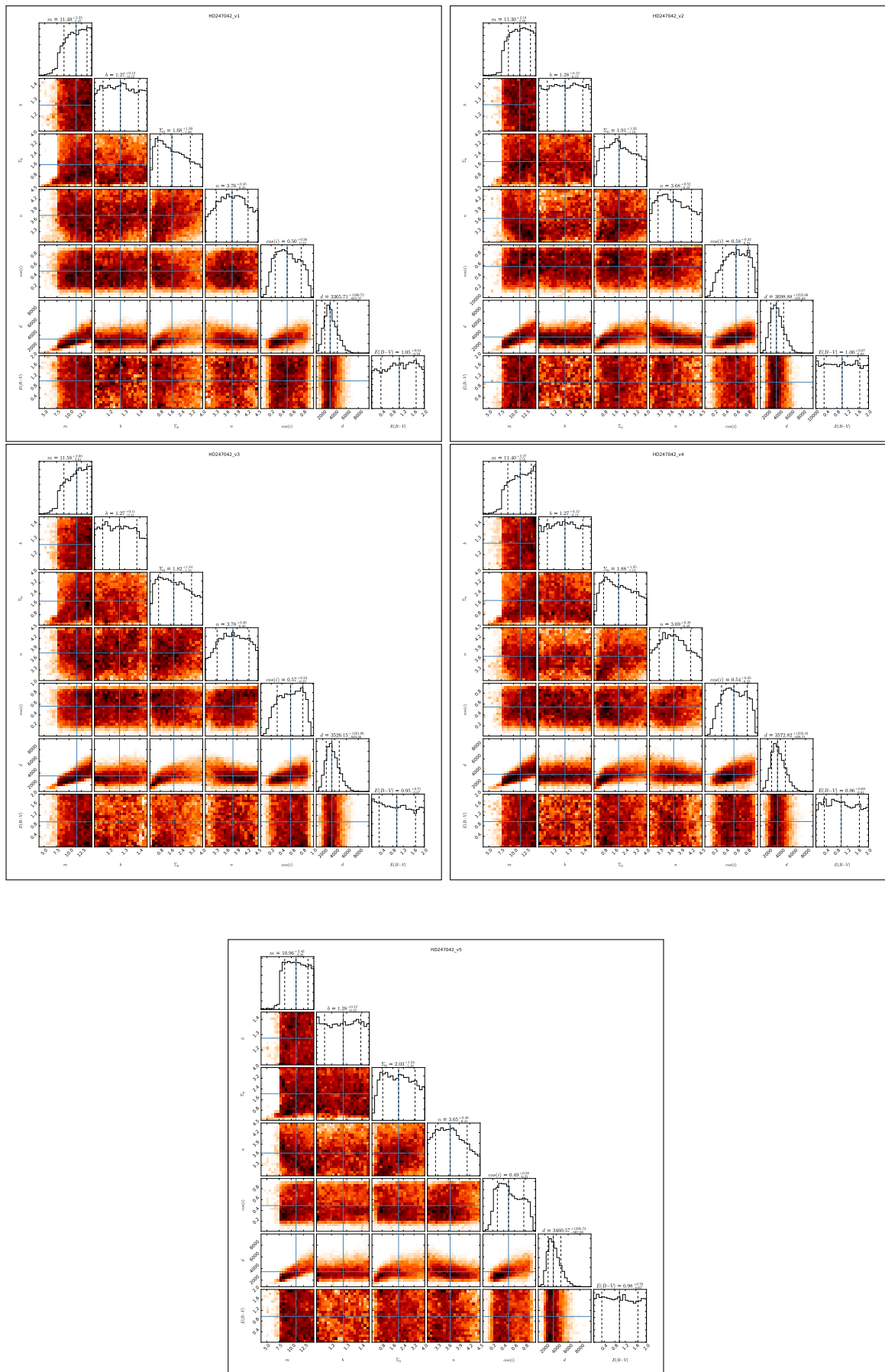


Figura A.12: Estrela HD247042.

Apêndice B

Atlas Espectral

Com objetivo de obter medidas de calibração para as estrelas gigantes vermelhas, foco principal do levantamento, foram observadas pelo APOGEE-1, estrelas quentes do tipo B.

A presença de linhas em emissão nos espectros de estrelas B foram observadas e posteriormente identificadas por [Chojnowski et al. \(2015\)](#). A identificação destas linhas (Tabela 1) foi feita utilizando primeiramente o Atomic line list v2.05b16¹, o NIST Atomic Database² (Kramida et al. 2013) e o Kurucz line list³.

Sendo assim, na [Tabela B.1](#) apresentamos na coluna 1, o nome do átomo ou íon; na coluna 2 temos o comprimento de onda (λ_0) de laboratório em Angstroms (\AA); na coluna 3, 4 e 5 temos as energias em elétron-volts do nível fundamental e excitado e a probabilidade de transição ($\log(gf)$). Já na coluna 6 temos possíveis contribuições por outras linhas espectrais. As linhas metálicas em emissão nos comprimentos de onda 15760 \AA e 16781 \AA não possuem uma identificação confiável devido a algumas transições próximas e são descritas na [Tabela B.1](#) como $\lambda 15760$ e $\lambda 16781$.

¹Disponível para consulta em: <http://www.pa.uky.edu/~peter/newpage/>

²Disponível para consulta em: http://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html

³Disponível para consulta em: <http://www.pmp.uni-hannover.de/cgi-bin/ssi/test/kurucz/sekur.html>

Tabela B.1: Linhas identificadas por Chojnowski et al. (2015) nos espectros de estrelas Be clássicas na faixa de comprimento de onda 15145-16955 Å (banda H) no espectro APOGEE.

Átomo ou íon	λ_0 (Å)	E_i (eV)	E_f (eV)	$\log(gf)$	Outras possíveis contribuições
H I (Br20)	15195.996	12.749	13.564	-1.487	
H I (Br19)	15264.708	12.749	13.561	-1.414	DIB 15271
Fe I	15298.740	5.309	6.119	0.650	
H I (Br18)	15345.982	12.749	13.556	-1.337	
H I (Br17)	15443.139	13.749	13.551	-1.255	
H I (Br16)	15560.699	14.749	13.545	-1.166	
N I	15586.545	12.126	12.922	-0.023	
H I (Br15)	15704.952	12.749	13.538	-1.071	
Mg I	15753.291	5.932	6.719	0.140	Mg I 15745
$\lambda 15760$	---	---	---	---	Mg I $\lambda 15760$
Mg I	15770.149	5.933	6.719	0.411	
H I (Br14)	15884.880	12.749	13.529	-0.967	
Si I	15892.771	5.082	5.862	-0.007	
Si I	15964.422	5.984	6.761	0.198	
Cl	16009.270	9.631	10.406	0.234	
Cl	16026.080	9.631	10.405	0.222	
H I (Br13)	16113.714	12.749	13.518	-0.852	
H I (Br12)	16411.674	12.749	13.504	-0.725	
Ca II	16565.590	9.235	9.983	0.368	C I 16564
Ca II	16654.430	9.240	9.984	0.626	
Si I	16685.341	5.984	6.727	-0.117	
Mg II	16764.800	12.083	12.822	0.481	
$\lambda 16781$	---	---	---	---	
Fe II	16791.762	5.484	6.222	-2.325	
Mg II	16804.520	12.085	12.822	0.737	Mg II 16804
H I (Br11)	16811.111	12.749	13.486	-0.582	
Fe II	16877.808	5.484	6.219	-1.256	
Cl	16895.031	9.003	9.736	0.534	
Si II	16911.430	12.147	12.88	0.350	

Com base na Tabela 1, elaboramos um atlas espectral para cada estrela da nossa amostra. As grandezas apresentadas nas tabelas a seguir são: λ é o comprimento de onda central observado (Å), λ_0 o comprimento de onda de laboratório (Å), W_{eq} é a largura equivalente (Å), v_r é a velocidade radial da linha em $[kms^{-1}]$, *Ident* é a identificação da linha espectral e *Perfil* é o tipo do perfil de linha correspondente.

As medidas foram feitas utilizando o IRAF e a classificação adotada para os perfis de linha são descritas pelas siglas abaixo:

- PD: perfil em emissão com pico duplo.
- PS: perfil em emissão com pico simples.
- Sh: perfil do tipo shell.
- ??: possível existência da linha no espectro.

Observação: A classificação ?? combinada com alguma das anteriores indica uma incerteza na classificação do perfil de linha, por exemplo: Sh ?? significa que o perfil de linha observado é provavelmente do tipo shell.

Para este trabalho, estimamos os valores dos erros dos parâmetros como algo em torno de 10% para as linhas espectrais mais intensas (com medidas das larguras equivalentes iguais ou maiores do que 2 Å) e de 20% para linhas espectrais menos intensas (com medidas das larguras equivalente menores do que 2 Å)

Os valores da velocidade radial obtidas através da medição das linhas de Brackett para cada uma das estrelas da nossa amostra, apresentam divergências. Desta forma, uma estimativa do valor da velocidade radial foi feita considerando o valor médio das velocidades radiais obtidas para cada uma das linhas de Brackett presentes no espectro (Br11-Br20). Além disso, determinamos o desvio padrão da velocidade radial para cada um dos objetos. Para entender as causas deste problema será necessário uma melhor análise, verificando se os valores dos comprimentos de onda de laboratório estão corretos, se existe um erro na calibração em comprimento de onda para cada objeto ou se simplesmente está tudo dentro de um erro aceitável de medição. Essas verificações estão incluídas nos passos futuros deste projeto.

B.1 HD 204860

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15439.30	15443.13	0.38	-74.44	H I (Br17)	Sh
15557.20	15560.69	0.72	-67.29	H I (Br16)	Sh
15704.41	15704.95	0.56	-10.28	H I (Br15)	Sh
15883.73	15884.88	-0.02	-21.59	H I (Br14)	Sh
16115.09	16113.71	0.64	25.06	H I (Br13)	Sh
16410.68	16411.67	0.66	-18.12	H I (Br12)	Sh
16811.67	16811.11	2.73	10.01	H I (Br11)	Sh

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = -22.38 \quad \sigma = 34.21$$

B.2 BD-154863

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15196.419	15195.99	-1.57157	28.02	H I (Br20)	PD
15265.116	15264.70	-1.61229	21.93	H I (Br19)	PD
15346.66	15345.98	-2.793	32.45	H I (Br18)	PD
15444.668	15443.13	-3.6448	32.40	H I (Br17)	PD
15561.682	15560.69	-4.5514	32.43	H I (Br16)	PD
15705.78	15704.95	-5.43567	34.00	H I (Br15)	PD
15885.822	15884.88	-6.45	34.41	H I (Br14)	PD
16114.666	16113.71	-7.0536	31.02	H I (Br13)	PD
16412.667	16411.67	-7.324	30.47	H I (Br12)	PD
16811.996	16811.11	-10.0172	17.77	H I (Br11)	PD

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 29.49 \quad \sigma = 5.20$$

B.3 2MASS J18194798-1724130

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15196.66	15195.99	-1.77	13.13	H I (Br20)	PD
15265.20	15264.70	-1.87	09.66	H I (Br19)	PD
15346.50	15345.98	-3.27	10.23	H I (Br18)	PD
15444.54	15443.13	-3.95	27.28	H I (Br17)	PD
15561.63	15560.69	-4.60	17.88	H I (Br16)	PD
15705.73	15704.95	-5.58	14.85	H I (Br15)	PD
15885.77	15884.88	-7.44	16.88	H I (Br14)	PD
16114.76	16113.71	-6.81	19.58	H I (Br13)	PD
16412.88	16411.67	-7.96	22.12	H I (Br12)	PD
16812.43	16811.11	-10.11	23.62	H I (Br11)	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 17.52 \quad \sigma = 5.47$$

B.4 HD 223924

$\lambda_{(v1)}$	$\lambda_{(v2)}$	λ_0	W_{eq1}	W_{eq2}	v_{r1}	v_{r2}	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15194.88	15194.82	15195.99	-2.35	-2.63	-22.02	-23.17	H I (Br20)	PD
15263.67	15263.29	15264.71	-2.68	-2.18	-20.35	-27.91	H I (Br19)	PD
15344.90	15344.13	15345.98	-3.05	-2.92	-21.10	-36.14	H I (Br18)	PD
15441.31	15441.87	15443.14	-3.12	-3.33	-35.35	-24.64	H I (Br17)	PD
15560.05	15559.38	15560.70	-3.57	-3.72	-12.50	-25.39	H I (Br16)	PD
15704.29	15704.21	15704.95	-3.80	-3.80	-12.71	-14.05	H I (Br15)	PD
15883.43	15883.48	15884.88	-4.43	-4.10	-27.30	-26.32	H I (Br14)	PD
16113.74	16112.82	16113.71	-4.43	-3.97	-27.29	-16.48	H I (Br13)	PD
16410.90	16411.57	16411.67	-4.13	-4.80	-14.10	-01.85	H I (Br12)	PD
16809.90	16809.96	16811.11	-3.18	-4.51	-21.47	-20.40	H I (Br11)	PD

$$v_{r1(\text{med})} \text{ (km/s)} = -21.42 \quad \sigma_1 = 6.88 ; v_{r2(\text{med})} \text{ (km/s)} = -21.63 \quad \sigma_2 = 8.80$$

B.5 SS412

$\lambda_{(v1)}$	$\lambda_{(v2)}$	$\lambda_{(v3)}$	λ_0	W_{eq1}	W_{eq2}	W_{eq3}	v_{r1}	v_{r2}	v_{r3}	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15197.19	15197.27	15197.17	15195.99	-1.49	-2.87	-5.01	43.24	44.88	42.98	H I (Br20)	PD
15266.70	15264.87	15266.09	15264.70	-2.05	-4.23	-5.28	53.11	17.26	41.23	H I (Br19)	PD
15346.81	15346.94	15347.23	15345.98	-3.63	-3.87	-6.33	35.44	38.03	43.75	H I (Br18)	PD
15443.91	15443.70	15444.58	15443.13	-2.91	-5.21	-8.37	17.81	13.60	30.69	H I (Br17)	PD
15560.73	15561.98	15562.22	15560.69	-3.74	-6.20	-8.65	14.07	38.17	42.92	H I (Br16)	PD
15705.85	15706.09	15706.34	15704.95	-4.73	-6.20	-8.66	35.34	39.95	44.70	H I (Br15)	PD
15886.68	15886.48	15886.54	15884.88	-6.44	-5.44	-9.57	50.75	46.95	48.01	H I (Br14)	PD
16114.10	16114.74	16115.49	16113.71	-5.53	-6.77	-9.27	20.63	32.45	46.53	H I (Br13)	PD
16412.29	16413.1	16413.11	16411.67	-4.37	-6.42	-10.30	23.71	40.03	38.70	H I (Br12)	PD
16811.76	16812.42	16813.28	16811.11	-6.34	-4.35	-9.35	13.63	25.36	40.81	H I (Br11)	PD
—	16896.49	16894.33	16895.03	—	-1.36	-0.97	—	26.60	-11.83	CI	??

$$v_{r1(\text{med})} \text{ (km/s)} = 30.75 \quad \sigma_1 = 13.45 ; v_{r2(\text{med})} \text{ (km/s)} = 33.02 \quad \sigma_2 = 10.48$$

$$v_{r3(\text{med})} \text{ (km/s)} = 42.03 \quad \sigma_3 = 4.58$$

B.6 HD 232940

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15194.44	15195.99	-0.39	-30.70	H I (Br20)	PD
15260.46	15264.70	-0.29	-83.34	H I (Br19)	PD
15344.30	15345.98	-0.40	-32.83	H I (Br18)	PD
15442.76	15443.13	-0.40	-7.29	H I (Br17)	PD
15560.14	15560.69	-0.37	-10.71	H I (Br16)	PD
15704.60	15704.95	-0.46	-6.67	H I (Br15)	PD
15882.12	15884.88	-1.01	-52.09	H I (Br14)	PD
16111.64	16113.71	-0.52	-38.56	H I (Br13)	PD
16411.46	16411.67	-0.84	-3.77	H I (Br12)	PD
16808.85	16811.11	0.86	-40.23	H I (Br11)	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = -30.62 \quad \sigma = 23.74$$

B.7 TYC 3727-1849-1

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15196.88	15195.99	-2.81	17.48	H I (Br20)	PD
15263.79	15264.70	-0.14	-17.94	H I (Br19)	PD
15344.47	15345.98	-1.14	-29.47	H I (Br18)	PD
15443.05	15443.13	-1.02	-1.56	H I (Br17)	PD
15560.34	15560.69	-1.20	-6.84	H I (Br16)	PD
15703.83	15704.95	-1.31	-21.39	H I (Br15)	PD
15882.97	15884.88	-1.61	-35.91	H I (Br14)	PD
16111.36	16113.71	-0.53	-43.72	H I (Br13)	PD
16414.73	16411.67	-1.65	55.81	H I (Br12)	PD
16809.54	16811.11	-1.07	-27.97	H I (Br11)	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = -11.15 \quad \sigma = 28.03$$

B.8 BD+44709s

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15194.92	15195.99	-0.68	-2.84	H I (Br20)	Sh
15264.31	15264.70	-0.49	6.56	H I (Br19)	Sh
15345.37	15345.98	-0.50	7.18	H I (Br18)	Sh
15442.58	15443.13	0.02	-8.84	H I (Br17)	Sh
15560.23	15560.69	-0.26	4.56	H I (Br16)	Sh
15704.94	15704.95	-0.51	18.32	H I (Br15)	Sh
15884.85	15884.88	-0.71	16.56	H I (Br14)	Sh
16114.94	16113.71	0.42	36.32	H I (Br13)	Sh
16412.82	16411.67	-0.52	33.24	H I (Br12)	Sh
16812.47	16811.11	0.59	26.53	H I (Br11)	Sh

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 13.76 \quad \sigma = 14.30$$

B.9 TYC1846-17-1

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15196.41	15195.99	-0.86	27.88	H I (Br20)	PD
15264.87	15264.70	-0.76	17.10	H I (Br19)	PD
15346.36	15345.98	-0.92	26.59	H I (Br18)	PD
15443.83	15443.13	-0.82	16.12	H I (Br17)	PD
15560.49	15560.69	-1.01	9.51	H I (Br16)	PD
15705.26	15704.95	-1.64	24.20	H I (Br15)	PD
15885.42	15884.88	-1.85	26.91	H I (Br14)	PD
16113.64	16113.71	-1.67	11.90	H I (Br13)	PD
16411.62	16411.67	-2.21	11.28	H I (Br12)	PD
16810.89	16811.11	-1.2	-1.89	H I (Br11)	PD
16877.84	16877.0	-0.17	14.91	Fe II	PD
16895.43	16895.0	-0.34	7.64	C I	PD

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 16.01 \quad \sigma = 8.72$$

B.10 HD 247042

$\lambda_{(v1)}$	$\lambda_{(v2)}$	$\lambda_{(v3)}$	$\lambda_{(v4)}$	$\lambda_{(v5)}$	λ_0	W_{eq1}	W_{eq2}	W_{eq3}	W_{eq4}	W_{eq5}
15194.28	15193.08	15193.26	15195.79	15195.59	15195.99	-2.22	-1.96	-2.05	-3.09	-2.18
15264.03	15260.44	15263.46	15264.50	15263.12	15264.70	-1.67	-2.09	-1.77	-1.90	-2.79
15344.44	15343.14	15344.28	15346.55	15345.32	15345.98	-1.51	-1.94	-1.61	-2.56	-2.65
15442.18	15440.42	15442.10	15443.63	15442.51	15443.13	-1.70	1.96	-1.73	-2.64	-3.27
15559.97	15557.63	15559.07	15561.21	15559.21	15560.69	-2.18	-2.24	-1.99	-2.61	-3.83
15703.01	15702.38	15703.29	15705.26	15703.94	15704.95	-2.37	-2.70	-2.13	-2.80	-3.95
15883.20	15881.71	15883.51	15885.13	16112.25	15884.88	-2.54	-2.88	2.51	-2.57	-3.93
16111.54	16110.03	16112.14	16114.22	16112.70	16113.71	-2.37	-2.37	-2.13	-2.36	-3.96
16409.98	16409.49	16410.62	16413.11	16421.29	16411.67	-2.14	-2.57	-1.91	-2.71	-2.03
16807.55	16808.02	16808.15	16812.18	16809.57	16811.11	2.68	-2.31	-2.32	-2.20	-3.66

v_{r1}	v_{r2}	v_{r3}	v_{r4}	v_{r5}	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
-14.53	-38.21	-34.67	16.96	12.43	H I (Br20)	PD
1.29	-70.83	-11.92	10.10	-17.15	H I (Br19)	PD
-11.32	-36.39	-14.45	30.38	6.67	H I (Br18)	PD
-16.35	-50.65	-17.11	12.62	-9.79	H I (Br17)	PD
-1.94	-46.82	-18.89	23.37	-15.45	H I (Br16)	PD
-19.39	-31.40	-13.72	24.46	-1.60	H I (Br15)	PD
-15.82	-43.02	-9.49	21.63	-4.86	H I (Br14)	PD
-27.67	-55.14	-16.51	23.07	-6.22	H I (Br13)	PD
-19.09	-28.45	-7.28	39.25	181.01	H I (Br12)	PD
-61.58	-53.18	-51.34	21.65	-25.59	H I (Br11)	PD

$v_{r1(med)}$ (km/s) = -18.64 σ_1 = 16.38 ; $v_{r2(med)}$ (km/s) = -45.41 σ_2 = 12.06 ; $v_{r3(med)}$ (km/s) = -19.53 σ_3 = 12.75 ;
 $v_{r4(med)}$ (km/s) = 22.35 σ_4 = 7.94 ; $v_{r5(med)}$ (km/s) = 11.94 σ_5 = 57.34

B.11 HD 38708

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15195.93	15195.99	-0.94	18.65	H I (Br20)	Sh
15264.91	15264.70	0.22	18.13	H I (Br19)	Sh
15346.46	15345.98	0.10	29.42	H I (Br18)	Sh
15443.50	15443.13	0.31	10.74	H I (Br17)	Sh
15561.47	15560.69	0.03	28.21	H I (Br16)	Sh
15705.19	15704.95	0.26	23.43	H I (Br15)	Sh
15884.88	15884.88	0.40	17.45	H I (Br14)	Sh
16114.18	16113.71	0.89	22.18	H I (Br13)	Sh
16412.44	16411.67	0.70	26.27	H I (Br12)	Sh
16811.11	16811.11	1.19	2.40	H I (Br11)	Sh

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 19.69 \quad \sigma = 7.86$$

B.12 TYC 2405-1358-1

$\lambda_{(v1)}$	$\lambda_{(v2)}$	λ_0	W_{eq1}	W_{eq2}	v_{r1}	v_{r2}	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15194.92	15193.80	15195.99	-0.68	-0.73	-2.34	-24.47	H I (Br20)	PD
15265.14	15265.50	15264.70	-0.51	-0.33	23.52	29.52	H I (Br19)	PD
15345.75	15346.46	15345.98	-0.49	-0.43	15.13	29.24	H I (Br18)	PD
15442.58	15444.50	15443.13	0.02	-0.61	-8.63	29.15	H I (Br17)	PD
15560.88	15561.06	15560.69	-0.05	-0.55	17.12	21.18	H I (Br16)	PD
15704.94	15704.76	15704.95	-0.51	-0.79	18.63	15.36	H I (Br15)	PD
15884.85	15885.92	15884.88	0.71	-1.07	16.23	36.24	H I (Br14)	PD
16114.48	16114.22	16113.71	-1.61	-0.84	28.13	23.45	H I (Br13)	PD
16410.37	16412.51	16411.67	-1.75	-1.30	-12.64	28.21	H I (Br12)	PD
16811.72	16812.43	16811.11	2.32	-1.23	13.23	26.32	H I (Br11)	PD

$$v_{r1(\text{med})} \text{ (km/s)} = 10.84 \quad \sigma_1 = 13.10 ; v_{r2(\text{med})} \text{ (km/s)} = 21.42 \quad \sigma_2 = 16.20$$

B.13 HD 42529

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15196.90	15195.99	-2.18	-50.35	H I (Br20)	PD
15265.35	15264.70	-0.67	27.39	H I (Br19)	PD
15346.49	15345.98	-0.83	29.19	H I (Br18)	PD
15443.86	15443.13	-0.81	17.26	H I (Br17)	PD
15561.38	15560.69	-0.97	27.48	H I (Br16)	PD
15705.79	15704.95	-1.00	34.68	H I (Br15)	PD
15881.91	15884.88	-1.94	-39.41	H I (Br14)	PD
16114.43	16113.71	-0.72	27.37	H I (Br13)	PD
16413.76	16411.67	-1.82	50.39	H I (Br12)	PD
16812.17	16811.11	-1.85	21.31	H I (Br11)	PD
16880.42	16877.80	-0.91	61.34	Fe II	PS

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 18.78 \quad \sigma = 32.43$$

B.14 HD 254168

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15197.86	15195.99	-0.84	56.34	H I (Br20)	Sh
15266.17	15264.70	-0.34	43.63	H I (Br19)	Sh
15348.73	15345.98	-0.30	73.24	H I (Br18)	Sh
15445.72	15443.13	-0.38	53.13	H I (Br17)	Sh
15563.2	15560.69	-0.33	62.76	H I (Br16)	Sh
15707.91	15704.95	-0.50	75.23	H I (Br15)	Sh
15887.31	15884.88	-0.31	63.42	H I (Br14)	Sh
16116.46	16113.71	-0.33	64.36	H I (Br13)	Sh
16415.47	16411.67	-0.48	82.32	H I (Br12)	Sh
16814.33	16811.11	-0.12	59.63	H I (Br11)	Sh

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 63.40 \quad \sigma = 10.75$$

B.15 HD 43681

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15196.97	15195.99	0.10	39.76	H I (Br20)	Sh
15265.87	15264.70	0.18	37.15	H I (Br19)	Sh
15347.19	15345.98	0.28	43.61	H I (Br18)	Sh
15444.41	15443.13	0.43	27.52	H I (Br17)	Sh
15561.99	15560.69	0.47	38.12	H I (Br16)	Sh
15707.28	15704.95	0.61	63.43	H I (Br15)	Sh
15884.66	15884.88	0.40	12.51	H I (Br14)	Sh
16115.14	16113.71	0.64	40.37	H I (Br13)	Sh
16414.32	16411.67	0.36	61.78	H I (Br12)	Sh
16812.97	16811.11	0.89	35.04	H I (Br11)	Sh
16879.38	16877.80	-0.35	42.53	Fe II	PS

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 40.16 \quad \sigma = 13.45$$

B.16 HD 257473

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15198.55	15195.99	-2.74	70.74	H I (Br20)	PD
15267.07	15264.70	-2.47	60.41	H I (Br19)	PD
15348.56	15345.98	-2.97	70.14	H I (Br18)	PD
15445.75	15443.13	-3.08	53.23	H I (Br17)	PD
15563.38	15560.69	-3.28	65.52	H I (Br16)	PD
15707.51	15704.95	-3.51	67.34	H I (Br15)	PD
15887.90	15884.88	-4.30	74.63	H I (Br14)	PD
16116.45	16113.71	-3.71	64.14	H I (Br13)	PD
16414.53	16411.67	-3.93	65.74	H I (Br12)	PD
16814.00	16811.11	-4.31	54.31	H I (Br11)	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 64.62 \quad \sigma = 6.57$$

B.17 SS453

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15193.32	15195.99	-0.40	-33.74	H I (Br20)	PD
15265.81	15264.70	-0.37	36.23	H I (Br19)	PD
15344.06	15345.98	-0.45	-18.53	H I (Br18)	PD
15439.74	15443.13	0.65	-63.41	H I (Br17)	PD
15559.67	15560.69	-0.94	-6.25	H I (Br16)	PD
15703.19	15704.95	-0.69	-15.73	H I (Br15)	PD
15880.67	15884.88	-1.00	-63.93	H I (Br14)	PD
16112.04	16113.71	-0.27	-18.24	H I (Br13)	PD
16413.97	16411.67	-1.06	54.63	H I (Br12)	PD
16810.08	16811.11	0.09	-16.26	H I (Br11)	PD

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = -14.52 \quad \sigma = 35.58$$

B.18 HD 240249

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15195.76	15195.99	-3.63	15.45	H I (Br20)	PD
15263.51	15264.70	-3.15	-10.76	H I (Br19)	PD
15344.68	15345.98	-4.10	-6.83	H I (Br18)	PD
15442.45	15443.13	-4.52	-11.13	H I (Br17)	PD
15559.36	15560.69	-4.42	-12.24	H I (Br16)	PD
15704.05	15704.95	-5.04	1.42	H I (Br15)	PD
15883.85	15884.88	-5.61	-3.46	H I (Br14)	PD
16112.70	16113.71	-4.77	-6.32	H I (Br13)	PD
16410.68	16411.67	-5.16	-6.35	H I (Br12)	PD
16809.64	16811.11	-5.15	-24.52	H I (Br11)	PD

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = -6.47 \quad \sigma = 9.75$$

B.19 MWC1085

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15196.44	15195.99	-0.40	28.46	H I (Br20)	PD
15265.06	15264.70	-0.18	21.62	H I (Br19)	PD
15344.08	15345.98	-0.18	-18.42	H I (Br18)	PD
15442.18	15443.13	-0.34	-16.25	H I (Br17)	PD
15559.78	15560.69	-0.47	-4.52	H I (Br16)	PD
15704.88	15704.95	-0.31	17.41	H I (Br15)	PD
15880.54	15884.88	-1.25	-65.14	H I (Br14)	PD
16112.37	16113.71	0.28	-12.32	H I (Br13)	PD
16411.64	16411.67	-0.43	12.65	H I (Br12)	PD
16810.32	16811.11	-0.03	-12.76	H I (Br11)	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = -4.92 \quad \sigma = 25.84$$

B.20 Hen3-14

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15198.13	15195.99	0.63	62.52	H I (Br20)	Sh
15266.66	15264.70	0.87	52.14	H I (Br19)	Sh
15347.75	15345.98	0.94	54.31	H I (Br18)	Sh
15444.85	15443.13	0.57	36.45	H I (Br17)	Sh
15562.61	15560.69	1.15	50.63	H I (Br16)	Sh
15706.90	15704.95	0.38	55.32	H I (Br15)	Sh
15887.11	15884.88	1.07	59.14	H I (Br14)	Sh
16115.59	16113.71	0.90	48.32	H I (Br13)	Sh
16413.42	16411.67	0.66	44.64	H I (Br12)	Sh
16812.73	16811.11	0.34	31.26	H I (Br11)	Sh
16880.13	16877.80	-2.55	56.68	Fe II	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 50.12 \quad \sigma = 9.06$$

B.21 HD 45871

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15887.34	15884.04	-1.33	63.25	H I (Br14)	Sh
16114.24	16113.71	0.65	23.63	H I (Br13)	Sh
16412.52	16411.67	0.38	28.35	H I (Br12)	Sh
16812.31	16811.11	0.80	23.13	H I (Br11)	Sh

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 34.58 \quad \sigma = 16.67$$

B.22 HD 40254

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15196.65	15195.99	-0.38	33.24	H I (Br20)	PD
15262.37	15264.70	-0.38	-32.65	H I (Br19)	PD
15346.77	15345.98	-0.54	35.32	H I (Br18)	PD
15443.99	15443.13	-0.71	19.67	H I (Br17)	PD
15559.89	15560.69	-0.72	-2.45	H I (Br16)	PD
15704.81	15704.95	-0.78	16.65	H I (Br15)	PD
15884.34	15884.88	-1.49	7.61	H I (Br14)	PD
16113.19	16113.71	-1.07	4.21	H I (Br13)	PD
16417.01	16411.67	-1.64	110.57	H I (Br12)	PD
16811.09	16811.11	-1.55	2.76	H I (Br11)	PD

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 19.49 \quad \sigma = 35.49$$

B.23 HD 345589

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15194.92	15195.99	-0.68	-2.43	H I (Br20)	PD
15265.14	15264.70	-0.51	23.51	H I (Br19)	PD
15346.27	15345.98	-0.44	25.13	H I (Br18)	PD
15442.58	15443.13	0.02	-8.94	H I (Br17)	PD
15560.88	15560.69	-0.01	17.52	H I (Br16)	PD
15705.65	15704.95	-0.43	32.51	H I (Br15)	PD
15884.85	15884.88	-0.71	16.48	H I (Br14)	PD
16114.94	16113.71	0.42	36.86	H I (Br13)	PD
16412.82	16411.67	-0.51	33.56	H I (Br12)	PD
16812.47	16811.11	0.59	26.78	H I (Br11)	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 20.09 \quad \sigma = 14.38$$

B.24 HD 159845

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15195.75	15195.99	-1.18	15.34	H I (Br20)	PD
15263.77	15264.70	-1.15	-4.26	H I (Br19)	PD
15345.45	15345.98	-1.42	9.73	H I (Br18)	PD
15442.58	15443.13	-1.52	-8.53	H I (Br17)	PD
15559.88	15560.69	-1.74	-2.45	H I (Br16)	PD
15704.36	15704.95	-1.74	7.14	H I (Br15)	PD
15884.15	15884.88	-2.14	3.63	H I (Br14)	PD
16112.99	16113.71	-2.26	0.32	H I (Br13)	PD
16411.11	16411.67	-2.59	2.52	H I (Br12)	PD
16810.33	16811.11	-3.14	-12.26	H I (Br11)	PD
16877.36	16877.80	-0.40	6.45	Fe II	PD
16894.19	16895.03	0.03	-14.62	CI	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 0.25 \quad \sigma = 8.67$$

B.25 2MASS J18382765-1014211

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15198.34	15195.99	-0.16	66.75	H I (Br20)	PD
15265.92	15264.70	-0.29	38.65	H I (Br19)	PD
15348.33	15345.98	-0.64	65.37	H I (Br18)	PD
15446.46	15443.13	-0.58	67.29	H I (Br17)	PD
15563.40	15560.69	-0.87	66.05	H I (Br16)	PD
15707.01	15704.95	-0.81	58.12	H I (Br15)	PD
15888.26	15884.88	-0.99	80.48	H I (Br14)	PD
16116.49	16113.71	-1.32	65.53	H I (Br13)	PD
16414.88	16411.67	-1.13	71.68	H I (Br12)	PD
16813.91	16811.11	-1.48	52.93	H I (Br11)	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 63.28 \quad \sigma = 10.73$$

B.26 BD-104799

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15195.98	15195.99	-1.13	19.46	H I (Br20)	PD
15263.92	15264.70	-1.22	-2.53	H I (Br19)	PD
15346.30	15345.98	-1.60	26.24	H I (Br18)	PD
15442.85	15443.13	-2.01	-3.14	H I (Br17)	PD
15560.84	15560.69	-2.02	16.63	H I (Br16)	PD
15705.48	15704.95	-2.46	28.41	H I (Br15)	PD
15884.58	15884.88	-3.05	11.37	H I (Br14)	PD
16113.75	16113.71	-3.22	14.87	H I (Br13)	PD
16412.07	16411.67	-4.09	20.51	H I (Br12)	PD
16810.87	16811.11	-4.76	-2.13	H I (Br11)	PD
16879.21	16877.80	-0.67	39.32	Fe II	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 15.36 \quad \sigma = 13.11$$

B.27 HD 161004

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15192.81	15195.99	-0.47	-43.43	H I (Br20)	PD
15261.61	15264.70	-0.38	-47.74	H I (Br19)	PD
15342.53	15345.98	-0.55	-48.51	H I (Br18)	PD
15439.78	15443.13	-0.98	-63.36	H I (Br17)	PD
15558.95	15560.69	-1.11	-20.74	H I (Br16)	PD
15704.24	15704.95	-1.14	5.64	H I (Br15)	PD
15880.56	15884.88	-1.98	-65.23	H I (Br14)	PD
16111.34	16113.71	1.25	-31.32	H I (Br13)	PD
16410.23	16411.67	-1.60	-14.57	H I (Br12)	PD
16808.32	16811.11	-1.65	-48.73	H I (Br11)	PD
16875.71	16877.80	-0.82	-23.32	Fe II	PS

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = -36.48 \quad \sigma = 20.71$$

B.28 HD 316179

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15195.67	15195.99	0.92	13.24	H I (Br20)	PD
15266.03	15264.70	-0.53	40.74	H I (Br19)	PD
15346.91	15345.98	-0.83	37.24	H I (Br18)	PD
15442.20	15443.13	-0.90	-16.42	H I (Br17)	PD
15561.14	15560.69	-0.82	22.63	H I (Br16)	PD
15705.72	15704.95	-0.98	33.34	H I (Br15)	PD
15885.03	15884.88	-1.26	20.78	H I (Br14)	PD
16114.93	16113.71	-0.88	36.46	H I (Br13)	PD
16412.59	16411.67	-0.85	29.24	H I (Br12)	PD
16811.96	16811.11	-0.99	17.85	H I (Br11)	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 23.51 \quad \sigma = 15.88$$

B.29 2MASS J01542524+5651061

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15194.32	15195.99	0.36	-13.21	H I (Br20)	Sh
5263.68	15264.70	0.18	-6.63	H I (Br19)	Sh
15343.21	15345.98	0.31	-35.63	H I (Br18)	Sh
15441.66	15443.13	0.67	-26.13	H I (Br17)	Sh
15558.94	15560.69	0.72	-20.73	H I (Br16)	Sh
15703.20	15704.95	0.61	-15.35	H I (Br15)	Sh
15882.89	15884.88	0.79	-21.64	H I (Br14)	Sh
16111.98	16113.71	1.47	-19.13	H I (Br13)	Sh
16409.63	16411.67	1.73	-25.57	H I (Br12)	Sh
16809.16	16811.11	1.95	-33.97	H I (Br11)	Sh

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = -21.80 \quad \sigma = 8.52$$

B.30 HD 13544

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15193.60	15195.99	-0.01	-28.64	H I (Br20)	Sh
15262.45	15264.70	0.09	-30.24	H I (Br19)	Sh
15343.74	15345.98	0.21	-25.15	H I (Br18)	Sh
15441.32	15443.13	0.32	-33.83	H I (Br17)	Sh
15558.94	15560.69	0.37	-20.42	H I (Br16)	Sh
15702.78	15704.95	0.45	-23.61	H I (Br15)	Sh
15882.78	15884.88	0.52	-23.42	H I (Br14)	Sh
16111.61	16113.71	0.50	-26.78	H I (Br13)	Sh
16409.27	16411.67	0.77	-31.85	H I (Br12)	Sh
16809.74	16811.11	0.56	-22.63	H I (Br11)	Sh

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = -26.65 \quad \sigma = 4.15$$

B.31 HD 37266

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15196.94	15195.99	-0.43	38.25	H I (Br20)	PD
15263.35	15264.70	-0.33	-13.63	H I (Br19)	PD
15347.52	15345.98	-0.40	49.34	H I (Br18)	PD
15443.82	15443.13	-0.49	16.87	H I (Br17)	PD
15561.35	15560.69	-0.46	26.23	H I (Br16)	PD
15705.78	15704.95	-0.36	34.53	H I (Br15)	PD
15883.64	15884.88	-0.76	-7.42	H I (Br14)	PD
16114.45	16113.71	-0.69	27.67	H I (Br13)	PD
16412.91	16411.67	-1.28	35.13	H I (Br12)	PD
16812.48	16811.11	-1.32	26.31	H I (Br11)	PD
16879.81	16877.80	-0.37	50.45	Fe II	PS ??

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 25.79 \quad \sigma = 19.59$$

B.32 BD+424162

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15194.00	15195.99	-0.58	-20.2	H I (Br20)	Sh
15264.60	15264.70	0.43	12.12	H I (Br19)	Sh
15345.29	15345.98	0.47	6.74	H I (Br18)	Sh
15443.40	15443.13	0.20	8.13	H I (Br17)	Sh
15560.19	15560.69	0.67	4.42	H I (Br16)	Sh
15704.92	15704.95	0.79	18.75	H I (Br15)	Sh
15881.82	15884.88	0.13	-41.41	H I (Br14)	Sh
16113.38	16113.71	0.59	7.42	H I (Br13)	Sh
16411.58	16411.67	0.45	11.56	H I (Br12)	Sh
16810.32	16811.11	0.85	-12.91	H I (Br11)	Sh
16878.29	16877.80	-0.88	23.02	Fe II	PS

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 1.60 \quad \sigma = 18.11$$

B.33 HD 201836

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15883.35	15884.88	-0.39	-12.42	H I (Br14)	PD
16112.64	16113.71	-0.46	-7.52	H I (Br13)	PD
16410.66	16411.67	-0.46	-6.61	H I (Br12)	PD
16810.50	16811.11	-0.63	-9.39	H I (Br11)	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = -8.98 \quad \sigma = 2.22$$

B.34 HD 345439

$\lambda_{(v1)}$	$\lambda_{(v2)}$	λ_0	W_{eq1}	W_{eq2}	v_{r1}	v_{r2}	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15347.37	—	15345.98	-2.85	—	46.32	—	H I (Br18)	PD
15443.98	—	15443.13	-4.78	—	19.34	—	H I (Br17)	PD
15559.65	—	15560.69	-5.68	—	-7	—	H I (Br16)	PD
15706.51	—	15704.95	-7.00	—	48.37	—	H I (Br15)	PD
15890.28	—	15884.88	-5.14	—	119.45	—	H I (Br14)	PD
16119.33	16124.70	16113.71	-8.13	-2.91	118.24	217.93	H I (Br13)	PD
16410.55	—	16411.67	-3.22	—	-8.42	—	H I (Br12)	PD
16811.35	16811.39	16811.11	-11.8	-1.95	6.60	6.96	H I (Br11)	PD

$$v_{r1(\text{med})} \text{ (km/s)} = 26.64 \quad \sigma_1 = 41.19 ; \quad v_{r2(\text{med})} \text{ (km/s)} = 62.41 \quad \sigma_2 = 55.82$$

B.35 HD 345339

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15445.48	15443.13	-0.54	48.18	H I (Br17)	PD
5561.53	15560.69	-0.51	29.50	H I (Br16)	PD
15877.14	15884.88	-0.79	-129.51	H I (Br14)	PD
16115.51	16113.71	-0.48	46.73	H I (Br13)	PD
16415.24	16411.67	-0.84	77.51	H I (Br12)	PD
16814.59	16811.11	-0.54	64.07	H I (Br11)	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 22.74 \quad \sigma = 69.71$$

B.36 TYC 6854-2016-1

λ_{v1}	λ_{v2}	λ_0	W_{eq1}	W_{eq2}	v_{r1}	v_{r2}	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15197.72	—	15195.99	0.73	—	53.70	—	H I (Br20)	PD
15266.18	—	15264.70	-1.04	—	42.85	—	H I (Br19)	PD
15346.91	—	15345.98	-1.21	—	37.34	—	H I (Br18)	PD
15441.72	15443.77	15443.13	-1.11	0.06	-24.77	15.06	H I (Br17)	PD
15561.11	—	15560.69	-1.71	—	21.46	—	H I (Br16)	PD
15704.77	15706.04	15704.95	-2.02	1.83	14.71	38.97	H I (Br15)	PD
15883.12	15890.94	15884.88	-2.07	0.99	-16.62	131.08	H I (Br14)	PD
16115.19	16116.975	16113.71	-2.26	1.30	40.77	74.01	H I (Br13)	PD
16409.86	16408.62	16411.67	-3.11	1.89	-20.84	-43.51	H I (Br12)	PD
16809.19	16809.01	16811.11	-2.24	-2.44	-32.30	-35.51	H I (Br11)	PD

$$v_{r1(\text{med})} \text{ (km/s)} = 11.63 \quad \sigma_1 = 30.77 ; v_{r2(\text{med})} \text{ (km/s)} = 30.01 \quad \sigma_2 = 60.76$$

B.37 HD 317026

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15443.77	15443.13	0.06	15.06	H I (Br17)	Sh ??
15706.62	15704.95	1.99	50.05	H I (Br15)	Sh ??
15890.94	15884.88	0.99	131.08	H I (Br14)	Sh ??
16116.97	16113.714	1.30	74.01	H I (Br13)	Sh ??
16414.96	16411.674	2.03	72.39	H I (Br12)	Sh ??
16812.75	16811.111	3.03	31.32	H I (Br11)	Sh ??

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 62.31 \quad \sigma = 37.21$$

B.38 HD 32811

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15196.44	15195.99	-0.36	28.43	H I (Br20)	Sh
15263.91	15264.70	-0.01	-1.77	H I (Br19)	Sh
15347.37	15345.98	-0.11	46.33	H I (Br18)	Sh
15443.55	15443.13	0.03	10.68	H I (Br17)	Sh
15558.7	15560.69	-0.28	-25.06	H I (Br16)	Sh
15705.78	15704.95	-0.03	34.00	H I (Br15)	Sh
15880.44	15884.88	-0.27	-67.24	H I (Br14)	Sh
16113.53	16113.71	0.233	9.87	H I (Br13)	Sh
16414.14	16411.67	-0.06	57.40	H I (Br12)	Sh
16812.22	16811.11	0.30	21.77	H I (Br11)	Sh
16897.55	16895.03	-0.57	45.28	CI	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 14.51 \quad \sigma = 34.34$$

B.39 HD 51893

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15195.89	15195.99	-0.28	17.57	H I (Br20)	Sh
15268.02	15264.70	-0.52	79.01	H I (Br19)	Sh
15346.54	15345.98	-0.08	30.11	H I (Br18)	Sh
15443.24	15443.13	-0.08	4.66	H I (Br17)	Sh
15560.67	15560.69	-0.24	12.92	H I (Br16)	Sh
15708.56	15704.95	-0.17	87.11	H I (Br15)	Sh
15876.28	15884.88	0.97	-145.77	H I (Br14)	Sh
16114.78	16113.71	-0.14	33.14	H I (Br13)	Sh
16417.91	16411.67	-0.37	126.32	H I (Br12)	Sh
16811.81	16811.11	-0.28	14.45	H I (Br11)	Sh
16888.78	16895.03	-0.32	-110.45	CI	PD ??

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 13.55 \quad \sigma = 76.23$$

B.40 HIP2382

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15193.28	15195.99	0.02	-33.96	H I (Br20)	Sh
15259.29	15264.70	0.28	-92.57	H I (Br19)	Sh
15342.21	15345.98	0.62	-54.49	H I (Br18)	Sh
15439.77	15443.13	0.37	-62.65	H I (Br17)	Sh
15556.87	15560.69	0.47	-60.35	H I (Br16)	Sh
15701.32	15704.95	0.78	-51.10	H I (Br15)	Sh
15880.40	15884.88	-0.01	-67.90	H I (Br14)	Sh
16110.46	16113.71	0.90	-47.20	H I (Br13)	Sh
16408.4	16411.67	0.72	-47.53	H I (Br12)	Sh
16808.11	16811.11	0.92	-51.54	H I (Br11)	Sh
16877.11	16877.80	-0.36	1.96	Fe II	PS ??

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = -51.57 \quad \sigma = 22.09$$

B.41 TYC 4056-415-1

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15192.27	15195.99	-0.22	-53.90	H I (Br20)	Sh
15265.34	15264.70	-0.37	26.34	H I (Br19)	Sh
15345.97	15345.98	-0.02	18.96	H I (Br18)	Sh
15442.33	15443.13	0.17	-13.02	H I (Br17)	Sh
15559.27	15560.69	0.42	-14.07	H I (Br16)	Sh
15704.15	15704.95	0.37	2.96	H I (Br15)	Sh
15880.97	15884.88	-0.04	-57.23	H I (Br14)	Sh
16112.18	16113.71	0.38	-15.27	H I (Br13)	Sh
16411.06	16411.67	0.70	1.15	H I (Br12)	Sh
16809.83	16811.11	0.66	-20.93	H I (Br11)	Sh

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = -12.50 \quad \sigma = 25.92$$

B.42 HD 55200

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15196.33	15195.99	0.44	26.36	H I (Br20)	Sh
15265.85	15264.70	0.78	36.36	H I (Br19)	Sh
15347.16	15345.98	0.93	42.29	H I (Br18)	Sh
15444.32	15443.13	1.05	25.74	H I (Br17)	Sh
15561.74	15560.69	1.33	33.55	H I (Br16)	Sh
15706.39	15704.95	1.53	45.70	H I (Br15)	Sh
15885.23	15884.88	1.09	23.19	H I (Br14)	Sh
16115.24	16113.71	2.21	41.63	H I (Br13)	Sh
16412.59	16411.67	1.97	28.99	H I (Br12)	Sh
16811.91	16811.11	2.19	16.28	H I (Br11)	Sh
16878.99	16877.80	-0.51	35.50	Fe II	PD

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 32.32 \quad \sigma = 8.65$$

B.43 HD 28942

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15196.30	15195.99	0.51	25.78	H I (Br20)	Sh
15266.32	15264.70	0.59	45.64	H I (Br19)	Sh
15346.49	15345.98	0.63	29.23	H I (Br18)	Sh
15443.23	15443.13	1.06	4.51	H I (Br17)	Sh
15561.72	15560.69	0.87	33.28	H I (Br16)	Sh
15705.72	15704.95	0.936	33.01	H I (Br15)	Sh
15885.68	15884.88	0.95	31.73	H I (Br14)	Sh
16114.85	16113.71	1.84	34.44	H I (Br13)	Sh
16412.38	16411.67	1.75	25.37	H I (Br12)	Sh
16811.76	16811.11	1.73	13.62	H I (Br11)	Sh
16888.11	16877.80	-1.18	197.49	Fe II	PS ??
16891.65	16895.03	-1.26	-59.49	CI	PS ??

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 34.55 \quad \sigma = 55.57$$

B.44 TYC 4060-96-1

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15190.26	15195.99	-0.39	-93.58	H I (Br20)	fraco
15267.46	15264.70	0.28	68.00	H I (Br19)	fraco
15345.15	15345.98	0.53	2.87	H I (Br18)	fraco
15443.18	15443.13	0.17	3.50	H I (Br17)	fraco
15560.63	15560.69	0.21	12.15	H I (Br16)	fraco
15705.67	15704.95	0.63	31.90	H I (Br15)	fraco
15879.81	15884.88	0.06	-79.14	H I (Br14)	fraco
16112.32	16113.71	1.17	-12.66	H I (Br13)	fraco
16409.21	16411.67	1.44	-32.63	H I (Br12)	PS ??
16810.28	16811.11	1.01	-12.88	H I (Br11)	PS ??

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = -11.24 \quad \sigma = 45.77$$

B.45 HD 260153

$\lambda_{(v1)}$	$\lambda_{(v2)}$	$\lambda_{(v3)}$	$\lambda_{(v4)}$	λ_0	W_{eq1}	W_{eq2}	W_{eq3}	W_{eq4}	<i>Ident</i>
—	—	—	15444.14	15443.13	—	—	—	0.67	H I (Br17)
—	15561.49	15561.53	15560.05	15560.69	—	1.21	0.51	0.50	H I (Br16)
15709.31	15705.66	15709.15	15707.61	15704.95	2.49	1.54	0.92	0.86	H I (Br15)
16115.95	16114.99	16114.28	16115.14	16113.71	1.40	2.00	2.74	2.72	H I (Br13)
—	16414.24	16412.68	16413.75	16411.67	—	0.22	0.57	0.30	H I (Br12)
16812.68	16812.42	16814.70	16813.13	16811.11	3.35	2.73	2.25	2.71	H I (Br11)

v_{r1}	v_{r2}	v_{r3}	v_{r4}	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
—	—	—	22.24	H I (Br17)	fraco
—	28.82	29.50	0.96	H I (Br16)	fraco
101.44	31.77	98.38	68.96	H I (Br15)	fraco
54.96	37.05	23.83	39.84	H I (Br13)	fraco
—	59.23	30.75	50.27	H I (Br12)	PD ??
29.98	25.34	66.03	38.01	H I (Br11)	PD ??

$$v_{r1(\text{med})} \text{ (km/s)} = 62.12 \quad \sigma_1 = 29.61 ; v_{r2(\text{med})} \text{ (km/s)} = 36.44 \quad \sigma_2 = 12.02$$

$$v_{r3(\text{med})} \text{ (km/s)} = 49.69 \quad \sigma_3 = 28.54 ; v_{r4(\text{med})} \text{ (km/s)} = 36.71 \quad \sigma_4 = 21.30$$

B.46 TYC 5126-2325-1

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15198.70	15195.99	-0.36	73.01	H I (Br20)	PD
15269.18	15264.70	-0.72	101.77	H I (Br19)	PD
15347.67	15345.98	-1.08	52.20	H I (Br18)	PD
15444.82	15443.13	1.37	35.36	H I (Br17)	PD
15563.17	15560.69	-1.45	61.12	H I (Br16)	PD
15706.64	15704.95	-2.08	50.43	H I (Br15)	PD
15887.56	15884.88	-2.08	67.24	H I (Br14)	PD
16115.38	16113.71	-2.24	44.31	H I (Br13)	PD
16413.62	16411.67	3.40	48.04	H I (Br12)	PD
16813.56	16811.11	-2.21	45.79	H I (Br11)	PD

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 57.92 \quad \sigma = 18.09$$

B.47 HD 173075

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
16113.83	16113.71	1.39	15.45	H I (Br13)	PD
16812.27	16811.111	1.36	22.66	H I (Br11)	PD

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 19.05 \quad \sigma = 3.60$$

B.48 TYC 5121-940-1

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15197.96	15195.99	-5.07	58.44	H I (Br20)	PD
15268.02	15264.70	-4.31	78.95	H I (Br19)	PD
15347.82	15345.98	-5.05	55.07	H I (Br18)	PD
15445.84	15443.13	-6.06	55.17	H I (Br17)	PD
15563.46	15560.69	-6.43	66.71	H I (Br16)	PD
15707.53	15704.95	7.47	67.44	H I (Br15)	PD
15887.43	15884.88	7.89	64.78	H I (Br14)	PD
16116.39	16113.71	-7.72	63.08	H I (Br13)	PD
16414.43	16411.67	-7.74	62.74	H I (Br12)	PD
16813.75	16811.11	-8.01	49.08	H I (Br11)	PD

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 62.14 \quad \sigma = 7.89$$

B.49 HR 1047

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
16114.14	16113.71	0.64	21.34	H I (Br13)	fraco
16412.30	16411.67	-0.21	23.86	H I (Br12)	fraco
16813.74	16811.11	0.67	48.99	H I (Br11)	PD

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 31.39 \quad \sigma = 12.48$$

B.50 2MASS J18274975-1104312

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15561.61	15560.69	2.79	31.14	H I (Br16)	Sh
15705.35	15704.95	2.68	25.79	H I (Br15)	Sh
16114.70	16113.71	3.83	31.74	H I (Br13)	Sh
16811.06	16811.11	3.82	1.07	H I (Br11)	Sh

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 22.43 \quad \sigma = 12.55$$

B.51 BD-094724

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
16113.91	16113.71	-0.06	16.94	H I (Br13)	PD ??
16811.81	16811.11	0.46	14.45	H I (Br11)	PD ??

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 15.69 \quad \sigma = 1.24$$

B.52 TYC 5696-503-1

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
16114.62	16113.71	0.83	30.16	H I (Br13)	Sh ??
16813.23	16811.11	1.19	39.80	H I (Br11)	Sh ??

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 34.98 \quad \sigma = 4.82$$

B.53 HD 165174

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
16408.35	16026.08	1.8958	-48.37	H I (Br13)	Sh ??
16809.30	16791.76	3.267	-30.34	H I (Br11)	Sh ??

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = -39.354 \quad \sigma = 9.01$$

B.54 BD+542887

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
16112.09	16113.71	2.33	-16.94	H I (Br13)	Sh ??
16407.66	16411.67	1.49	-61.06	H I (Br12)	Sh ??
16807.28	16811.11	2.56	-66.39	H I (Br11)	Sh ??

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = -48.12 \quad \sigma = 22.16$$

B.55 HD 182550

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15347.05	15345.98	0.84	40.08	H I (Br18)	Sh ??
15445.50	15443.13	0.54	48.37	H I (Br17)	Sh ??
15562.60	15560.69	0.85	50.22	H I (Br16)	Sh ??
15706.61	15704.95	0.66	49.86	H I (Br15)	Sh ??
15886.61	15884.88	0.90	49.33	H I (Br14)	Sh ??
16115.68	16113.71	0.78	49.90	H I (Br13)	Sh ??
16414.17	16411.67	1.43	57.95	H I (Br12)	Sh ??
16813.5	16811.11	1.75	44.61	H I (Br11)	Sh ??

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 48.78 \quad \sigma = 4.77$$

B.56 2MASS J17494627-2249517

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
16113.31	16113.71	1.11	5.85	H I (Br13)	Sh ??
16810.43	16811.11	2.99	-10.21	H I (Br11)	Sh ??

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = -2.18 \quad \sigma = 8.03$$

B.57 BD-024698

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15195.54	15195.99	0.85	10.70	H I (Br20)	Sh ??
15265.33	15264.70	0.72	26.14	H I (Br19)	Sh ??
15345.91	15345.98	0.78	17.69	H I (Br18)	Sh ??
15444.2	15443.13	0.52	23.31	H I (Br17)	Sh ??
15559.86	15560.69	1.13	-2.70	H I (Br16)	Sh ??
15705.52	15704.95	1.31	29.04	H I (Br15)	Sh ??
15885.38	15884.88	0.77	26.14	H I (Br14)	Sh ??
16114.20	16113.71	1.45	22.29	H I (Br13)	Sh ??
16410.2	16411.67	1.83	-14.62	H I (Br12)	Sh ??
16812.22	16811.11	2.21	21.77	H I (Br11)	Sh ??

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 15.97 \quad \sigma = 13.49$$

B.58 TYC 3690-1236-1

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
16111.94	16113.71	2.08	-19.68	H I (Br13)	Sh ??
16412.80	16411.67	1.03	32.90	H I (Br12)	Sh ??
16815.91	16811.11	1.23	87.67	H I (Br11)	Sh ??

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 33.63 \quad \sigma = 43.82$$

B.59 HD 29035

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15193.59	15195.99	0.77	-27.84	H I (Br20)	Sh ??
15262.48	15264.70	1.09	-29.87	H I (Br19)	Sh ??
15343.86	15345.98	1.27	-22.29	H I (Br18)	Sh ??
15441.73	15443.13	1.16	-24.67	H I (Br17)	Sh ??
15560.12	15560.69	0.42	2.37	H I (Br16)	Sh ??
15706.71	15704.95	0.86	51.87	H I (Br15)	Sh ??
15886.20	15884.88	0.91	41.59	H I (Br14)	Sh ??
16113.05	16113.71	2.48	1.06	H I (Br13)	Sh ??
16409.07	16411.67	1.79	-35.21	H I (Br12)	Sh ??
16810.75	16811.11	1.54	-4.50	H I (Br11)	Sh ??

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = -4.74 \quad \sigma = 28.69$$

B.60 HD 173010

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15267.9	15264.70	0.52	76.65	H I (Br19)	Sh ??
15346.53	15345.98	0.22	29.91	H I (Br18)	Sh ??
15444.05	15443.13	0.22	20.40	H I (Br17)	Sh ??
15559.30	15560.69	0.61	-13.55	H I (Br16)	Sh ??
15706.05	15704.95	0.82	39.16	H I (Br15)	Sh ??
15885.8	15884.88	0.52	34.00	H I (Br14)	Sh ??
16115.33	16113.71	1.07	43.33	H I (Br13)	Sh ??
16411.86	16411.67	1.50	15.81	H I (Br12)	Sh ??
16811.20	16811.11	1.38	3.71	H I (Br11)	Sh ??

$$v_{r(\text{med})} \text{ (km/s)} = 27.71 \quad \sigma = 24.23$$

B.61 HD 345506

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
15195.33	15195.99	0.97	6.52	H I (Br20)	Sh ??
15267.17	15264.70	0.81	62.30	H I (Br19)	Sh ??
15346.73	15345.98	0.39	33.82	H I (Br18)	Sh ??
15444.32	15443.13	0.60	25.74	H I (Br17)	Sh ??
15561.59	15560.69	0.92	30.66	H I (Br16)	Sh ??
15705.80	15704.95	1.48	34.44	H I (Br15)	Sh ??
15886.04	15884.88	1.11	38.53	H I (Br14)	Sh ??
16114.64	16113.71	1.35	30.63	H I (Br13)	Sh ??
16413.1	16411.67	1.05	38.83	H I (Br12)	Sh ??
16812.22	16811.11	1.31	21.81	H I (Br11)	Sh ??

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 32.32 \quad \sigma = 13.46$$

B.62 2MASS J18412551-0534033

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
16116.25	16113.71	2.88	60.51	H I (Br13)	Sh ??
16414.65	16411.67	1.10	66.76	H I (Br12)	Sh ??
16814.77	16811.11	0.88	67.28	H I (Br11)	Sh ??

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 64.85 \quad \sigma = 3.07$$

B.63 TYC 3692-1671-1

λ	λ_0	W_{eq}	v_r	<i>Ident</i>	<i>Perfil</i>
16117.54	16113.71	1.34	84.58	H I (Br13)	Sh ??
16818.13	16811.11	1.48	127.24	H I (Br11)	Sh ??

$$v_{r(med)} \text{ (km/s)} = 105.91 \quad \sigma = 21.32$$

Referências Bibliográficas

Abazajian K. et al., 2003, The First Data Release of the Sloan Digital Sky Survey

Abazajian K. et al., 2004, *Astron. J.*, 128, 502

Abazajian K. et al., 2005, The Third Data Release of the Sloan Digital Sky Survey

Abazajian K. N. et al., 2009, THE SEVENTH DATA RELEASE OF THE SLOAN DIGITAL SKY SURVEY

Abel T., Bryan G. L., Norman M. L., 2002, *Science* (80-.), 295, 93

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

Ahn C. P. et al., 2012, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 203, 21

Aihara H. et al., 2011, THE EIGHTH DATA RELEASE OF THE SLOAN DIGITAL SKY SURVEY: FIRST DATA FROM SDSS-III

Alam S., Albareti F. D., Allende Prieto C., Anders F., 2015, eprint arXiv:1501.00963

Anderson E., Francis C., 2012, *Astron. Lett.*, 38, 331

Balona L. A., 1990, *Mon. Not. R. Astron. Soc. (ISSN 0035-8711)*, 245, 92

Balona L. A., 1995, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 277

Berghoefer T. W., Schmitt J. H. M. M., Cassinelli J. P., 1996, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 118, 481

Bidelman W. P., 1976a, Be shell Stars

- Bidelman W. P., 1976b, *Be Shell Stars IAU Symp. no. 70 (Merrill-McLaughlin Meml. Symp. held Bass River*
- Bidelman W. P., 1988, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 100, 1084
- Bobylev V. V., Goncharov G. A., Bajkova A. T., 2006, *Astron. Reports*, 50, 733
- Bouigue R., Boulon J., Pedoussaut A., 1961, *Ann. l'Observatoire Astron. Meteo. Toulouse*, 28, 33
- Carciofi A. C., 2011, in , eprint: {arXiv}:1009.3969, 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., Rivinius T., 2012, *Circumstellar Dyn. High Resolut. Proc. a Jt. ESP/Brazilian Work. held Foz do Iguacu*, 464
- Chauville J., Zorec J., Ballereau D., Morrell N., Cidale L., Garcia A., 2001, *Astron. Astrophys.*, 378, 861
- Chojnowski D. S. et al., 2015, *Astron. J.*, 149, 7
- Clark J. S., Tarasov A. E., Panko E. A., 2003, *Astron. Astrophys.*, 403, 239
- Collins G. W., 1987, in *IAU Colloq. 92 Phys. Be Stars*, Slettebak, A. & Snow T. P., ed., pp. 3–19
- Collins II G. W., Truax R. J., 1995, *Astrophys. J.*, 439, 860
- Curtiss R. H., 1926, *Pop. Astron.*, 34
- Cuypers J., Balona L. A., Marang F., 1989, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser. (ISSN 0365-0138)*, 81, 151
- Domiciano de Souza A., Kervella P., Jankov S., Abe L., Vakili F., di Folco E., Paresce F., 2003, *Astron. Astrophys.*, 407, L47
- Domiciano de Souza A. et al., 2014, *Astron. Astrophys.*, 569, A10
- Dougherty S. M., Taylor A. R., 1992, *Nature*, 359, 808
- Eikenberry S. S. et al., 2014, *Astrophys. J.*, 784, L30

- Eisenstein D. J. et al., 2011, *Astron. J.*, 142, 72
- Ekström S. et al., 2012, *Astron. Astrophys.*, 537, A146
- Ekström S., Meynet G., Maeder A., Barblan F., 2008, *Astron. Astrophys.*, 478, 467
- Espinosa Lara F., Rieutord M., 2011, *Astron. Astrophys.*, 533, A43
- 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
- Garrison R. F., Gray R. O., 1994, *Astron. J.*, 107, 1556
- Gascoigne S. C. B., 1965, *Obs.*, 85, 79
- Georgy C., Ekström S., Granada A., Meynet G., Mowlavi N., Eggenberger P., Maeder A., 2013, *Astron. Astrophys.*, 553, 1
- Glebocki R., Gnacinski P., 2005, *VizieR On-line Data Cat. III/244*. Orig. Publ. 2005csss...13..571G; 2005yCat.3244....0G
- Gontcharov G. A., 2006, *Astron. Lett.*, 32, 759
- 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
- Grenier S. et al., 1999, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 137, 451
- Grillo F., Sciortino S., Micela G., Vaiana G. S., Harnden, F. R. J., 1992, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 81, 795
- Hall J. S., 1987, *Astron. Q.*, 5, 227
- Hanuschik R. W., 1995, *Astron. Astrophys. (ISSN 0004-6361)*, 295, 423
- Hanuschik R. W., 1996, *Astron. Astrophys.*

- Hardorp J., Theile I., Voigt H. H., 1965, Hamburg. Sternw. Warn. Swasey Obs., -1
- Harmanec P., 1988, Astron. Institutes Czechoslov., 39, 329
- Hearnshaw J. B., 1986, The analysis of starlight: One hundred and fifty years of astronomical spectroscopy
- Heckmann O., 1975, Hamburg-berged. - Hamburg. Sternwarte
- Heiles C., 2000, Astron. J., 119, 923
- Hoffman J. L., Bjorkman J., Whitney B., 2012, STELLAR Polarim. FROM BIRTH TO DEATH. AIP Conf. Proc., 1429
- Hohle M., Neuhäuser R., Schutz B., 2010, Astron. Nachrichten, 331, 349
- Houk N., 1982, Michigan Cat. Two-dimensional Spectr. Types HD Stars. Vol. Declinations -40_f0 to -26_f0., by Houk, N.. Ann Arbor, MI(USA) Dep. Astron. Univ. Michigan, 12 + 390 p., -1
- Ignace R., Gayley K. G., 2005, Nat. Evol. Disk. Around Hot Stars, 337
- Jaschek C., Jaschek M., 1983, Astron. Astrophys., 117
- Jaschek M., Slettebak A., Jaschek C., 1981, Be Star Newsl.
- Jones C. E., Tycner C., Sigut T. A. A., Benson J. A., Hutter D. J., 2008, Astrophys. J., 687, 598
- Kharchenko N., Scholz R.-D., Piskunov A., Röser S., Schilbach E., 2007, Astron. Nachrichten, 328, 889
- Kharchenko N. V., 2001, Kinemat. i Fiz. Nebesnykh Tel, 17, 409
- Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Roser S., Schilbach E., Scholz R.-D., 2004, Astron. Nachrichten, 325, 740
- Kogure T., Hirata R., 1982, Bull. Astron. Soc. India V.104
- Kozok J. R., 1985, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. (ISSN 0365-0138), 62, 7
- Langer N., Heger A., 1998, Boulder-Munich II Prop. Hot, 131

- Lee U., Osaki Y., Saio H., 1991, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* (ISSN 0035-8711), 250, 432
- Lesh J. R., Aizenman M. L., 1973, *Astron. Astrophys.*, 22, 229
- Levenhagen R. S., Leister N. V., 2006, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 371, 252
- Lindroos K. P., 1985, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* (ISSN 0365-0138), 60, 183
- MacConnell D. J., 1968, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 16, 275
- MacConnell D. J., 1981, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 44, 387
- Maeder A., Meynet G., 2010, *New Astron. Rev.*, 54, 32
- McCarthy J. K., Agueros M. A., Allam S. S., 2007, *arXiv.org*, astro-ph, 634
- McCarthy J. K. et al., 2008, *The Sixth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey*
- McCarthy J. K. et al., 2006, *The Fourth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey*
- McDonald I., Zijlstra A. A., Boyer M. L., 2012, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 427, 343
- McLean I. S., Brown J. C., 1978, *Astron. Astrophys.*, 69
- Meiland A., Millour F., Kanaan S., Stee P., Petrov R., Hofmann K.-H., Natta A., Perraut K., 2012, *Astron. Astrophys.*, 538, A110
- Melnik A. M., Dambis A. K., 2009, *VizieR On-line Data Cat. J/MNRAS/400/518*. Orig. Publ. 2009MNRAS.400..518M
- 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.*
- Miller W. C., Merrill P. W., 1951, *Astrophys. J.*, 113, 624

- Miroshnichenko A. S. et al., 2003, *Astron. Astrophys.*, 412, 219
- Monnier J. D. et al., 2007, *Science*, 317, 342
- Morgan W. W., Code A. D., Whitford A. E., 1955, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 2, 41
- Neiner C., de Batz B., Cochard F., Floquet M., Mekkas A., Desnoux V., 2011, *Astron. J.*, 142, 149
- Nesterov V. V., Kuzmin A. V., Ashimbaeva N. T., Volchkov A. A., Röser S., Bastian U., 1995, *Astron. Astrophys.*
- Nidever D. L. et al., 2015, 21
- Olević D., Cvetković Z., 2006, *Astron. J.*, 131, 1721
- Platais I., Kozhurina-Platais V., van Leeuwen F., 1998, *Astron. J.*, 116, 2423
- Porter J. M., 1996, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 280
- Porter J. M., Rivinius T., 2003, *Classical Be Stars*
- Pringle J. E., 1981, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 19, 137
- Quirrenbach A. et al., 1997, *Astrophys. J.*, 479, 477
- Rivinius T., Baade D., ?tefl S., Maintz M., 2001, *Astron. Astrophys.*, 379, 257
- Rivinius T., Carciofi A. C., Martayan C., 2013, *Classical Be stars: Rapidly rotating B stars with viscous Keplerian decretion disks*
- Rountree Lesh J., 1968, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 17, 371
- Rydstrom B. A., 1978, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 32, 25
- Salpeter E. E., 1955, *Astrophys. J.*, 121, 161
- Sato K., Kuji S., 1990, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 85, 1069
- Schaller G., Schaerer D., Meynet G., Maeder A., 1992, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* (ISSN 0365-0138), 96, 269

SDSS-IV, 2014, The Future of the Sloan Digital Sky Survey: Mapping the Milky Way, Nearby Galaxies, and the Distant Universe

Secchi A., 1867, *Astron. Nachrichten*, 68, 63

Shenavrin V. I., Taranova O. G., Nadzhip A. E., 2011, *Astron. Reports*, 55, 31

Slettebak A., 1982, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 50, 55

Smee S. A. et al., 2013, *Astron. J.*, 146, 32

Smith M. A., 2000, *Be Star Newsl.*

Sota A., Maíz Apellániz J., Walborn N. R., Alfaro E. J., Barbá R. H., Morrell N. I., Gamen R. C., Arias J. I., 2011, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 193, 24

Stee P., 1995, *Astrophys. Space Sci.*, 224, 561

Stephenson C. B., Sanduleak N., 1977, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 33, 459

Stoughton C. et al., 2002, Sloan Digital Sky Survey: Early Data Release

Struve O., 1931, *Astrophys. J.*, 73, 94

Suárez J. C., Garrido R., Balona L. A., Christensen-Dalsgaard J., 2013, *Astrophysics and Space Science Proceedings*, Vol. 31, Stellar Pulsations, Suárez J., Garrido R., Balona L. A., Christensen-Dalsgaard J., eds. Springer Berlin Heidelberg, Berlin, Heidelberg

Team K. M., 2009, *VizieR Online Data Cat.*, 5133

Tetzlaff N., Neuhäuser R., Hohle M. M., 2011, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 410, 190

Townsend R. H. D., Owocki S. P., Howarth I. D., 2004, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 350, 189

Turner D. G., Forbes D., Pedreros M., 1992, *Astron. J.*, 104, 1132

Tycner C., Jones C. E., Sigut T. A. A., Schmitt H. R., Benson J. A., Hutter D. J., Zavala R. T., 2008, *Astrophys. J.*, 689, 461

Underhill A., Doazan V., 1982, B STARS WITH and WITHOUT

- 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
- von Zeipel H., 1924, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 84
- Voroshilov V. I., Guseva N. G., Kalandadze N. B., Kolesnik L. N., Kuznetsov V. I., Metreveli M. D., Shapovalov A. N., 1985, Kiev
- Štefl S., Okazaki A. T., Rivinius T., Baade D., 2007, *Act. OB-Stars Lab. Stellar Circumstellar Phys.*, 361
- Wackerling L. R., 1970, *Mem. R. Astron. Soc.*, 73
- Walborn N. R., 1971, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 23, 257
- Weinberg D. H. et al., 2007, *Am. Astron. Soc.*, 39
- Westin T., 1985, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 60, 99
- Wheelwright H. E., Bjorkman J. E., Oudmaijer R. D., Carciofi A. C., Bjorkman K. S., Porter J. M., 2012, *Mon. Not. R. Astron. Soc. Lett.*, 423, L11
- Wilson J. C. et al., 2010, in *Proc. SPIE*, McLean I. S., Ramsay S. K., Takami H., eds., Vol. 7735, pp. 77351C–77351C–14
- Wright C. O., Egan M. P., Kraemer K. E., Price S. D., 2003, *Astron. J.*, 125, 359
- York D. G. et al., 2000, *Astron. J.*, 120, 1579
- Yudin R. V., 2001, *Astron. Astrophys.*, 368, 912
- Zhao M. et al., 2009, *Astrophys. J.*, 701, 209
- Zorec J., Briot D., 1997, *Astron. Astrophys.*
- Zorec J., Royer F., 2012, *Astron. Astrophys.*, 537, A120