



UNIVERSIDADE  
ESTADUAL DE LONDRINA

---

CAMILA MARIA SITKO

**ESTUDO DA DISTRIBUIÇÃO DE VELOCIDADES DE  
ESTRELAS BE'S**

---

Londrina  
2014

CAMILA MARIA SITKO

**ESTUDO DA DISTRIBUIÇÃO DE VELOCIDADES DE  
ESTRELAS BE'S**

Dissertação apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física, da Universidade Estadual de Londrina, como requisito de título de Mestre no curso de Mestrado em Física.

Orientador: Prof. Dr. Marcelo Emilio.

Londrina  
2014

**Catlogação elaborada pela Divisão de Processos Técnicos da Biblioteca Central da  
Universidade Estadual de Londrina.**

**Dados Internacionais de Catalogação-na-Publicação (CIP)**

S623e Sitko, Camila Maria.

Estudo da distribuição de velocidades de estrelas Be's / Camila Maria  
Sitko. – Londrina, 2014.  
128 f. : il.

Orientador: Marcelo Emilio.

Dissertação (Mestrado em Física) – Universidade Estadual de Londrina,  
Centro de Ciências Exatas, Programa de Pós-Graduação em Física, 2014.  
Inclui bibliografia.

1. Astrofísica – Teses. 2. Espectroscopia estelar – Teses. 3. Estrelas Be –  
Estudo – Teses. I. Emilio, Marcelo. II. Universidade Estadual de Londrina.  
Centro de Ciências Exatas. Programa de Pós-Graduação em Física. III. Título.

CDU 523.03

CAMILA MARIA SITKO

**ESTUDO DA DISTRIBUIÇÃO DE VELOCIDADES DE  
ESTRELAS BE'S**

Dissertação apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física, da Universidade Estadual de Londrina, como requisito de título de Mestre no curso de Mestrado em Física.

**BANCA EXAMINADORA**

---

Prof. Dr. Marcelo Emilio  
UEL – Londrina – PR

---

Prof. Dr. Eduardo Janot Pacheco  
USP – São Paulo – PR

---

Prof. PHD Simone Daflon dos Santos  
Observatório Nacional – Rio de Janeiro – RJ

Londrina, 30 de janeiro de 2014.

## **AGRADECIMENTOS**

A Deus, por tudo.

Ao meu orientador, por toda a paciência, atenção, e por tudo o que me ensinou.

À minha família, pelo companheirismo e incentivo.

Ao meu esposo Jeferson, por todo o apoio, paciência, companheirismo, e por sempre acreditar em mim.

À minha amiga Luana, por toda ajuda que me deu nessa longa caminhada em que estamos juntas

Ao meu amigo Ramon, pelos ótimos conselhos e motivação.

À CAPES, pelo apoio financeiro.

Às estrelas, que me observam durante lindas noites e me motivam cada vez mais a estudá-las.

*“O cintilar das estrelas me convida a morar com elas, a olhar cada vez mais longe, a buscar o infinito, a suspirar ao imaginar a vastidão do Universo, a acreditar nos sonhos de criança, e não desanimar quando aparecem nuvens no céu; seu brilho é levado para longe de meus olhos, todavia, elas sempre estarão aguardando e zelando por mim; não as posso afagar, as minhas caras amigas, mas nossa prosa, nossa intimidade, nossos segredos, os momentos de epifania que me causam, superam toda essa distância!”(Camila Sitko)*

SITKO, Camila. **Estudo da distribuição de velocidades de estrelas Be's**. 2014. 133f. Dissertação (Mestrado em Física) – Universidade Estadual de Londrina, Londrina, 2014.

## RESUMO

Estrelas Be clássicas são rotatores rápidos de tipo espectral “late-type” O, B, ou “early-type” A e classe de luminosidade V-III, as quais exibem linhas de emissão de Balmer e possuem um excesso no infravermelho (IR) originado num envelope circunstelar na região equatorial, ambos produzidos por episódios de ejeção de massa. As causas do fenômeno de perda de massa (fenômeno Be) ainda são desconhecidas. Embora possuam altos valores de  $V_{sen\ i}$ , a alta velocidade de rotação somente não consegue explicar episódios de ejeção de massa, já que estrelas Be não giram à velocidade crítica. Nesse trabalho, é apresentada a distribuição de  $V_{sen\ i}$  de 261 estrelas da base BeSS (“Be Star Spectra”). Foram utilizadas duas técnicas, o método de Fourier e o de FWHM (“FullWidth at Half Maximum”). Para a análise foram utilizadas três linhas de absorção de Hélio (4026Å, 4388Å e 4471Å); 82 das estrelas medidas neste trabalho não possuem velocidade publicada. Entre os dois métodos utilizados neste trabalho, o de Fourier apresentou uma correlação maior com valores publicados na literatura. Da mesma forma, as linhas que apresentaram melhor correlação foram a 4471Å e a 4388Å. A velocidade média da amostra é de  $269\pm 118$  km/s. A maior parte da amostra corresponde aos tipos espectrais B1/B2, as quais também possuem as maiores velocidades. A maior parte das estrelas da amostra é do hemisfério norte, e, além disso, a maior parte se encontra no plano da Via Láctea. Foi feito um estudo da distribuição das velocidades de rotação no plano da galáxia ( $|15^\circ|$ ) e fora dessa região, o qual mostrou que não há diferença de velocidades entre elas. Na região do centro da galáxia foram encontradas 24 estrelas, e no anti-centro, 10. Suas velocidades também não diferem. Ao término deste trabalho, há um catálogo de  $v_{sen\ i}$  calculada pelos dois métodos para as 261 estrelas estudadas.

**Palavras-chave:** Estrelas Be. Espectroscopia. Método de Fourier. Método de FWHM. Velocidade de rotação.

SITKO, Camila. **A study of  $v \sin i$  distribution of Be stars**. 2014. 133f. Dissertação (Mestrado em Física) – Universidade Estadual de Londrina, Londrina, 2014.

## ABSTRACT

Classical Be stars are fast rotators of spectral type O to early A and luminosity class V-III, which show Balmer emission lines and have an excess in infrared (IR) originated from a circumstellar envelope in equatorial region, both produced by episodes of mass ejection. The causes of the phenomenon of mass loss (the so called Be phenomenon) are still unknown. Although they have high values of  $V \sin i$ , the high rotation cannot explain episodes of ejection of mass alone, since Be stars do not rotate at critical velocity. In this study, we present the distribution of  $V \sin i$  of 261 stars from the BeSS (Be Star Spectra) database. We have used two techniques, the Fourier method and the FWHM ("Full Width at Half Maximum"). For the analysis were used three He I absorption lines (4026Å, 4388Å and 4471Å). Eighty-two stars measures in this work do not have their values published. Between the two methods used in this work, the Fourier showed a higher correlation with values published in the literature. Similarly, the lines that showed the best correlation were 4471Å and 4388Å. The average speed of the sample is  $269 \pm 118$  km/s. The majority of the sample corresponding to the spectral type B1/B2, which also has the highest velocities. Most of the stars from the sample are of northern hemisphere, and most of them lie in the plane of the Milky Way. It was performed a study of the velocities distribution of rotation in the plane of the galaxy ( $|15^\circ|$ ) and outside this region. We found no difference between the two distributions. In our sample, there was 24 stars in the galactic center and 10 in the anti-center. Their velocities distribution do not differ. At the end of this work, there is a catalog of  $v \sin i$  calculated by the two methods for the 261 stars studied.

**Keywords:** Be star. Spectroscopy. Fourier method. FWHM Method. Fast rotation.

## SUMÁRIO

<b>1</b>	<b>INTRODUÇÃO</b>	14
<b>2</b>	<b>ESTRELAS BE</b>	17
2.1	CARACTERÍSTICAS DAS ESTRELAS BE	17
2.1.1	Tipo B, Be, B[e] e Shell	17
2.1.2	Rotação	19
2.1.3	Variabilidade das Estrelas Be	20
2.1.4	Disco Circunstelar	22
2.2	MODELOS DE ESTRELAS BE	23
2.3	DESCOBERTAS DO COROT	26
2.3.1	Variações de Baixa Amplitude	27
2.3.2	Pulsações Não Radiais	29
2.3.3	Ejeção de matéria	34
2.3.4	Pulsação em “late-types”	37
2.3.5	Modo de pulsação gravito-inercial estocástico	38
<b>3</b>	<b>ROTAÇÃO ESTELAR</b>	41
3.1	FORMAÇÃO, ESTRUTURA E ALARGAMENTO DAS LINHAS ESPECTRAIS	41
3.1.1	Formação das linhas	41
3.1.2	Estrutura das linhas	43
3.1.3	Alargamento natural	45
3.1.4	Alargamento Doppler	45
3.1.5	Alargamento térmico	49
3.1.6	Alargamento por pressão	49
3.1.7	Alargamento por microturbulência	49
3.1.8	Alargamento por macroturbulência	49
3.1.9	Efeitos instrumentais	50
3.2	MÉTODOS DE DETERMINAÇÃO DA VELOCIDADE DE ROTAÇÃO	51
3.2.1	Método da transformada de Fourier	51
3.2.2	O método da FWHM	53

<b>4</b>	<b>METODOLOGIA</b> .....	55
4.1	BASE BESS .....	55
4.2	VIZIER .....	56
4.3	MÉTODO UTILIZADO .....	56
4.4	POSSÍVEIS CORREÇÕES .....	57
<b>5</b>	<b>RESULTADOS E DISCUSSÃO</b> .....	58
<b>6</b>	<b>CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS</b> .....	73
	<b>REFERÊNCIAS</b> .....	75
	<b>APÊNDICE A</b> .....	80
	<b>B APÊNDICE B</b> .....	88
	<b>C APÊNDICE C</b> .....	111

## 1 INTRODUÇÃO

As estrelas do tipo Be Clássicas são definidas como não supergigantes, do tipo espectral “late-type” O, B ou “early-type” A, e classe de luminosidade V-III, apresentam emissões de linhas de Balmer [15], alta velocidade de rotação, variabilidade no perfil de linha, um envelope circunstelar produzido por episódios de ejeção de massa, entre outras peculiaridades.

A primeira observação conhecida de estrelas tipo Be foi feita por Angelo Secchi, padre que deixou a carreira religiosa para trabalhar com Astrofísica, e passou a ser diretor do observatório do Collegio Romano. Em agosto de 1866, notou uma peculiaridade na estrela Gam Cas, a qual era uma linha de emissão, o que ainda não havia sido observado, pois até então, apenas linhas de absorção haviam sido detectadas [37, 57].

A partir daí, vários outros pesquisadores passaram a estudar as estrelas Be, como Pickering, Curtis, Merrill, McLaughlin, Struve, entre outros [64]. Quase 120 anos após a descoberta de Secchi, foi atribuída a definição para as Be, já citada anteriormente [15].

Até hoje, vários trabalhos na área são realizados, pois além dessa característica, essas estrelas também possuem outras peculiaridades já citadas e ainda não compreendidas completamente, o que leva a várias linhas de pesquisa; e também, à medida em que melhores equipamentos são criados, dados de maior qualidade são coletados e dessa forma, grandes avanços na área têm sido alcançados. Pode-se citar como exemplo o satélite CoRoT (“Convection, Rotation and planetary Transits”) [4], que tornou possível estudos recentes que trouxeram várias contribuições para o conhecimento sobre estrelas Be.

As estrelas do tipo Be também apresentam, algumas vezes, linhas de emissão de metais ionizados, mais comumente, Fe II [30], são massivas, possuem alta temperatura e luminosidade e um excesso no infravermelho (IR), originado no envelope equatorial, produzido por episódios de perda de massa, ou também conhecidos por “outbursts”. Deve-se ressaltar que o tipo espectral de uma estrela é apenas uma característica transitória durante uma fase evolutiva, isto é, as tipo B utilizadas estão em uma fase de suas vidas, a mais duradoura e mais estável, chamada de sequência principal.

Uma questão que ainda permanece não resolvida é se as estrelas “nascem” Be ou evoluem para tal. Estudos mostram [34, 52] que provavelmente seja um estágio evolutivo. Outro estudo [24] afirma que o fenômeno ocorre na segunda parte da sequência principal de uma estrela tipo B; além desse, outro estudo [21] fornece bons indicadores de que somente estrelas com rápida rotação inicial podem ter o fenômeno Be. Por outro lado, estrelas do tipo Be foram encontradas no campo galáctico em todas as classes de luminosidade, em vez de estarem somente na parte mais evoluída [73], o que faz com que essa questão permaneça não resolvida.

Durante muito tempo, astrônomos pesquisaram sobre esse tipo de estrela, mas os dados não eram centralizados para um fácil acesso. Baseando-se nesse problema, foi criada

a base de dados BeSS (Be Stellar Spectra) [54], onde várias informações sobre estrelas Be estão contidas, de vários períodos de variabilidade (levando em consideração que essas estrelas possuem variabilidade de dias a anos).

Visando uma melhor compreensão sobre o assunto, foi estudada neste trabalho, uma distribuição de velocidades de estrelas Be, através das linhas de absorção de seus espectros, os quais foram retirados da base BeSS, utilizando-se as linhas de He I (4026Å, 4388Å e 4471Å), as quais estão presentes na fotosfera estelar. A amostra consiste de 261 estrelas, totalizando 481 linhas analisadas, dentre as quais 67 foram referentes à linha 4026Å, 182 à linha 4388Å e 232 advindas da linha 4471Å.

Os objetivos foram (i) testar dois métodos para o cálculo da velocidade de rotação projetada da estrela, realizados através de programas computacionais feitos no IDL (“Interactive Data Language”), os quais são o método da transformada de Fourier, e a medida da largura à meia altura (FWHM) da linha; (ii) comparar os resultados com os da literatura; (iii) estudar a distribuição das velocidades conforme o tipo espectral; (iv) estudar a distribuição da amostra em diferentes regiões da galáxia.

O capítulo 2 trata de uma apresentação sobre estrelas do tipo Be e suas principais características, como a alta velocidade de rotação, linhas espectrais características, variabilidade de perfil de linha (de horas a anos), e o disco circunstelar, contidos na seção 2.1. Além disso, são mostrados na seção 2.2 modelos de estrelas Be, pois as características, citadas acima, ainda são motivo de discussões e pesquisas, apenas modelos são descritos para explicar sua existência.

Como se pode observar, no estudo das estrelas Be ainda há várias questões em aberto, o que motivou esse estudo. Entretanto, resultados recentes de fotometria de estrelas Be [35] foram obtidos com o uso do satélite CoRoT [4]; na seção 2.3 é feita uma breve discussão sobre os principais resultados.

Ainda sobre as características desse tipo de estrela, o capítulo 3 trata mais especificamente da rotação estelar. Na seção 3.1 é feita uma abordagem sobre a formação, estrutura das linhas de absorção e seus alargamentos, uma vez que há o alargamento natural da linha, e também o Doppler, responsável pela medida da velocidade de rotação, e outros alargamentos, devido à pressão, macro e microturbulência, e também o por temperatura. Por fim, na seção 3.2, são apresentados os métodos utilizados para a determinação das velocidades neste trabalho, que são o de FWHM (largura à meia altura) e o de Fourier.

O capítulo 4 descreve a metodologia utilizada, iniciando-se nas seções 4.1 e 4.2 com as apresentações das bases de dados utilizadas. Em seguida, na seção 4.3, é mostrado como os dados foram analisados, através de quais métodos e programas. Houve algumas tentativas de correções de macro e microturbulência, as quais são descritas na seção 4.4.

No capítulo 5 são apresentados os resultados e a discussão deste trabalho. É mostrada a comparação das velocidades dos dois métodos e com a literatura. Uma tabela final com as médias das velocidades para cada estrela, medidas por diferentes linhas e para

cada método também é apresentada no apêndice A. É mostrado um histograma da distribuição das velocidades e em seguida por tipo espectral, apresentando a região onde se concentram as maiores velocidades e a maior quantidade de estrelas.

Além disso, também foi feita a distribuição das estrelas com relação ao plano da Via Láctea e a distribuição da amostra no centro e anti-centro da galáxia. No apêndice B se encontra um catálogo com todas as velocidades determinadas pelos dois métodos e também por cada linha analisada. O apêndice C contém algumas informações úteis, como o tipo espectral de cada estrela. No capítulo 6 estão as conclusões deste trabalho.

## 2 ESTRELAS BE

### 2.1 CARACTERÍSTICAS DAS ESTRELAS BE

As principais características de uma estrela Be são a sua rápida rotação, seu disco equatorial, produzido nos episódios de perda de massa, e também sua variabilidade [59]. A figura 2.1 mostra uma representação de uma estrela Be [1]. Nas seções a seguir tais características serão discutidas.

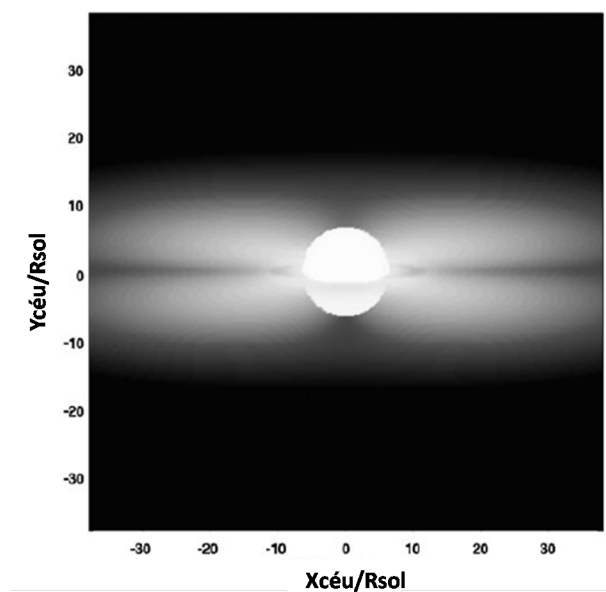


Figura 2.1: Representação de uma estrela B1Ve vista em  $i = 65^\circ$  (onde  $i$  é o ângulo de inclinação entre a linha de visada ao eixo de rotação da estrela) centrada em  $H\alpha$ , [1] modificada.

#### 2.1.1 Tipo B, Be, B[e] e shell

Dentre as estrelas da classe espectral B, cerca de 17% são da classe de Be [73]. A figura 2.2 mostra um histograma com a quantidade de estrelas Be na PNM (Pequena Nuvem de Magalhães), em comparação com a quantidade na Galáxia, em função do tipo espectral. A partir do histograma, pode-se notar que nas “early-type”(abaixo de B5) há ocorrência muito maior de Be, enquanto nas “late-type”(de B5 a A0) a presença delas é quase nula.

A figura mostra que a quantidade de estrelas na PNM é bem maior que na Via Láctea, o que é devido ao fato de que a metalicidade da PNM é menor que na Galáxia.

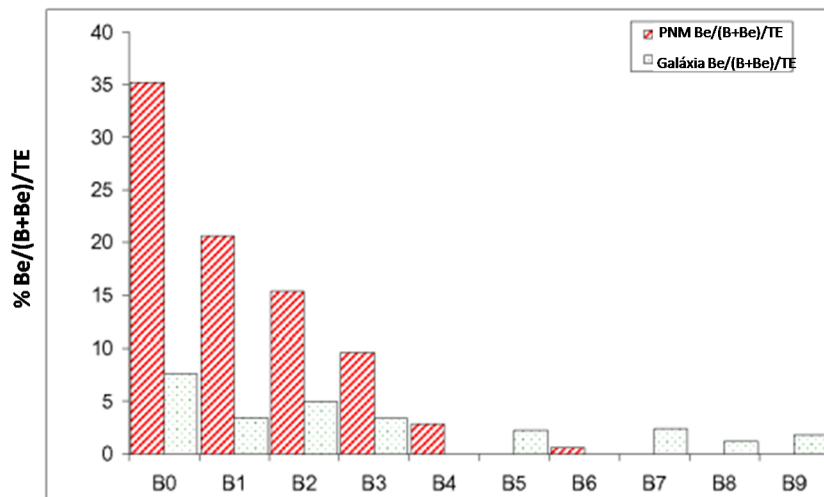


Figura 2.2: A figura mostra a quantidade relativa de estrelas tipo Be na PNM e na Galáxia como função do tipo espectral (TE), [49] modificada.

Existem estrelas do tipo Herbig, Clássicas e B-shell. As Herbig são estrelas cujos espectros possuem emissão de linhas, porém, estão na pré-sequência principal, são estrelas novas; já as Be Clássicas, começam a aparecer com a idade de 10 milhões de anos, e têm sua maior frequência entre 13-25 milhões de anos, a partir de onde começam a desaparecer à medida em que a temperatura diminui [24].

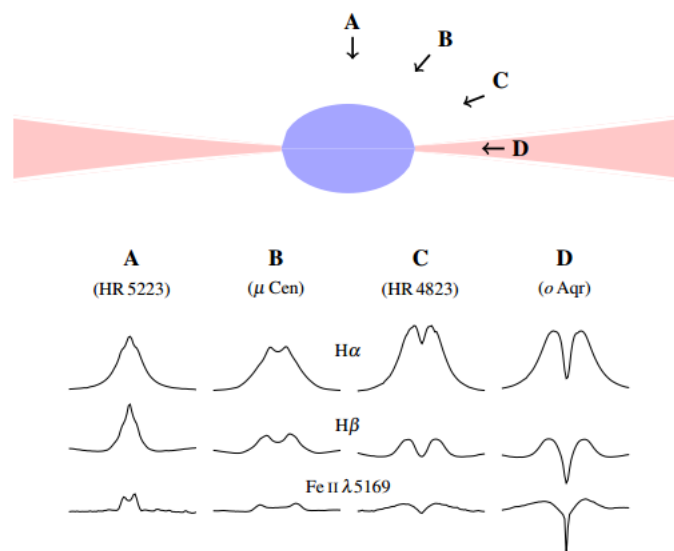


Figura 2.3: Representação de uma estrela Be conforme a variação do ângulo de inclinação ao observador, [59].

Outra classe é a das B-shell, caracterizadas pela emissão de linhas de hidrogênio muito estreitas e profundas, chegando ao contínuo estelar [36] (figuras 2.5, 3.3 ). Elas podem ou não ser estrelas tipo Be; a única diferença entre elas e as Clássicas é a aparente mudança na inclinação do eixo de rotação; as B-shell são Be vistas a um ângulo de cerca de  $i = 90^\circ$  [64].

Dessa forma, as Be incluem também as tipo B-shell, algumas tipo Oe, mas excluem as tipo B[e] [17]. A diferença entre estrelas do tipo Be e B[e] é que as B[e], apresentam linhas de emissão proibidas de Fe II e O I, forte emissão de linhas de Balmer, presença de excesso infravermelho, em razão da poeira circunstelar quente, e são, em geral, supergigantes [30].

Esse fenômeno é dividido em algumas classes, definições complicadas em vista das características desse tipo de estrela. Para um aprofundamento no assunto, em [47] há definições detalhadas.

### 2.1.2 Rotação

A rotação é responsável por alguns fenômenos na estrela Be; alguns autores defendem a idéia de que a rápida rotação da estrela contribui fortemente para a geração do meio circunstelar [57, 68].

A velocidade de rotação das estrelas Be é muito maior que a das tipo B normais [8, 18]. Elas são descritas em termos de suas velocidades críticas. Essa velocidade é definida pela expressão (2.1) [70] para uma estrela condensada centralmente:

$$V_c \simeq \sqrt{\frac{GM_*}{3R_e}} \simeq \sqrt{\frac{2GM_*}{3R_p}} \quad (2.1)$$

onde “e” e “p” denotam os valores equatorial e polar, respectivamente. Essa diferença ocorre entre  $R_p$  e  $R_e$  pois em função de sua rápida rotação, a estrela tem uma forma achatada, de forma que  $R_e$  sempre será maior que  $R_p$ .

A velocidade crítica é definida como a velocidade de ruptura da estrela, ou seja, quando a força centrífuga equilibra a gravidade newtoniana no equador, fazendo com que a gravidade efetiva seja igual a zero [68]. Para que isso ocorra e o material possa ser expelido para o disco, a velocidade crítica deve ser próxima à velocidade equatorial da estrela. Slettebak e outros [12, 64, 70] estabeleceram que a rotação de uma Be é subcrítica, ou seja,  $V_e/V_c \sim 0,7 - 0,8$ .

Para as estrelas B normais, as velocidades de rotação são relativamente mais baixas que as Be [18]. Essa diferença de velocidade pode ser percebida claramente quando se faz a análise espectroscópica de suas linhas, pois quanto maior for a velocidade de rotação, maior será o deslocamento Doppler na linha.

O fenômeno Be não pode ocorrer para qualquer tipo espectral. Estudos [41] indicam que é a rápida velocidade de rotação leva à formação de estrelas Be. Durante a fase

de contração, há um aumento na velocidade angular, entretanto, a evolução foi analisada [23] para rotatores lentos, mas a fase é muito rápida para explicar a proporção de estrelas Be. Dessa forma, rotatores lentos não poderão sofrer evolução para o fenômeno Be.

### 2.1.3 Variabilidade das estrelas Be

As variações de uma estrela podem ser de longa escala (anos), ou de pequena escala (dias até horas). As chamadas VPL (Variações de Perfil de Linha) são comuns em não-supergigantes com classe espectral entre B0 e B5, principalmente nas Be (“early-types”) [28]. Até pouco tempo atrás, a ocorrência de pulsações nas “late-type” era motivo de discussão, entretanto, com uma fotometria de alta precisão [20], foi possível encontrar modos- $g$  de pulsação nas “late-type”, o que pôde verificar a presença dessa característica em todas as estrelas Be.

O envelope apresenta variações de longos períodos em suas linhas de emissão. Há também variações em escalas de tempo menores, de dias até horas. Sabe-se também que o envelope não pode ser formado apenas em razão da rotação rápida da estrela [57], então essas variações de curto prazo podem ser as responsáveis pela ejeção do envelope. Estas, são interpretadas em termos de campos de velocidade, chamadas de PNR (Pulsações Não-Radiais), pulsações que ocorrem não ao longo do raio, onde a estrela muda de forma, com o volume constante.

Há vários modos de PNRs, pelos quais a estrela pode ser descrita, como o mecanismo  $\kappa$  ou o  $\epsilon$ . Assim como qualquer vibração, se não houver um mecanismo que a faça se repetir, ela acaba. A taxa de geração de energia na estrela é denotada por  $\epsilon$ . Pequenas variações nas elevadas temperaturas da estrela, podem levar a variações na taxa de energia, o que proporciona as PNR; mas esse mecanismo não é observado nas estrelas Be.

Outro mecanismo que pode levar a essas pulsações é o  $\kappa$ , que é um efeito ligado à opacidade da estrela. Considerando que há uma profundidade na estrela, onde há hidrogênio neutro, e logo acima, completamente ionizado. Nesse local, uma pequena variação de temperatura pode mudar a razão desses átomos, e essa é chamada de zona de ionização parcial. Quando a estrela é comprimida, a energia aumenta a ionização, aumentando também a opacidade da zona, e esse aprisionamento da radiação é chamado de mecanismo  $\kappa$ , pois a ionização parcial age como um impulsor da pulsação. Pesquisas recentes [53] afirmam que o mecanismo  $\kappa$  é o responsável pelas PNR nas Be [55].

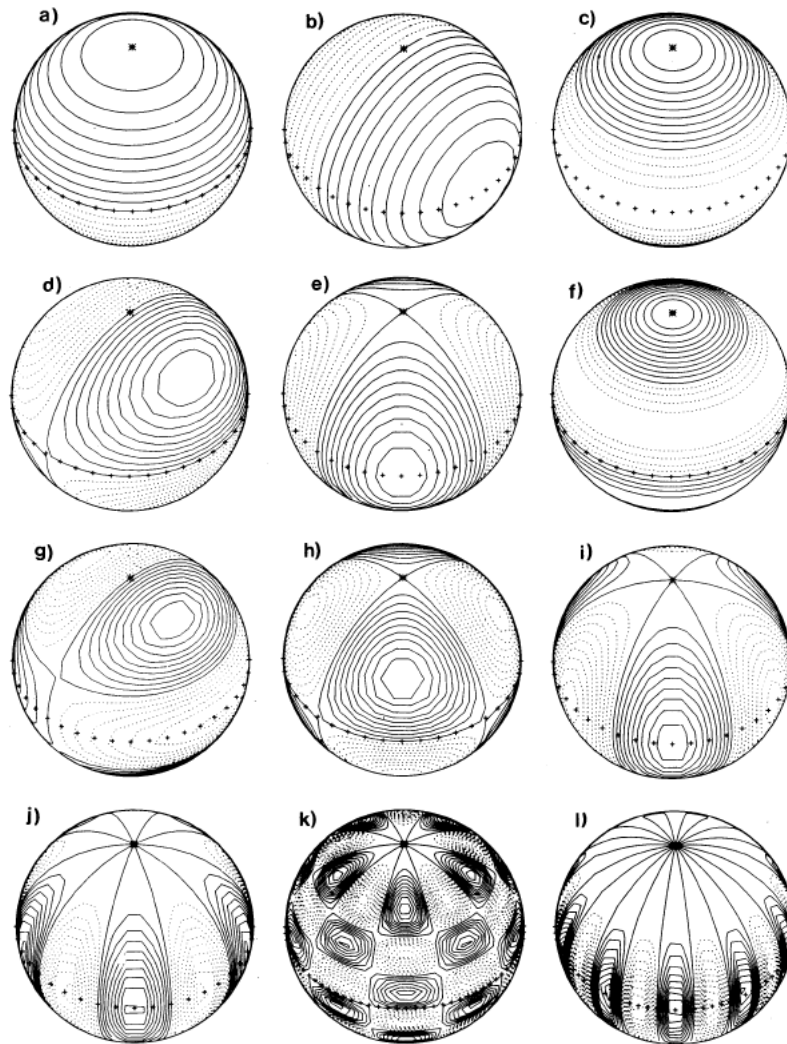


Figura 2.4: Exemplos de modos de pulsações não radiais de uma estrela, onde  $m$  indica as pulsações ao longo do equador e  $l$  indica o número de nodos na superfície. a)  $l = 1$ ,  $m = 0$ ; b)  $l = 1$ ,  $m = 1$ ; c)  $l = 2$ ,  $m = 0$ ; d)  $l = 2$ ,  $m = 1$ ; e)  $l = 2$ ,  $m = 2$ ; f)  $l = 3$ ,  $m = 0$ ; g)  $l = 3$ ,  $m = 1$ ; h)  $l = 3$ ,  $m = 2$ ; i)  $l = 3$ ,  $m = 3$ ; j)  $l = 5$ ,  $m = 5$ ; k)  $l = 10$ ,  $m = 5$ ; l)  $l = 10$ ,  $m = 10$ . [13].

A maneira como a estrela vibra é percebida por nodos na superfície. O grau  $l$  indica o número total de nodos na superfície e  $m$  indica o número dos que saem do pólo (exemplos na figura 2.4). Há também os modos pelos quais a pulsação ocorre, como  $g$ , onde a gravidade é a força restauradora do sistema e o modo  $p$ , onde a pressão é a responsável. O modo dominante depende da profundidade da opacidade do Fe II que está situada no envelope, ou seja, depende da temperatura da estrela; modos  $p$  são observados em estrelas Be com maior temperatura, a partir do tipo espectral B3, já o modo  $g$  é visto em estrelas com menor temperatura, do tipo B2 e abaixo.

Entretanto, a natureza desses mecanismos ainda não é totalmente esclarecida, apesar das VPL nas estrelas tipo B serem claramente devidas ao mecanismo PNR [28]. Dessa

forma, em função dessa discussão, é sugerido [5] que a variabilidade das Be pode ser advinda de manchas na superfície estelar, ou também do ambiente circunstelar; esse modelo é chamado de MR (Modulação Rotacional).

A modulação rotacional é advinda provavelmente do fenômeno magnético, mas essa área de estudo é desconhecida ainda, pois há dificuldade em se estudar os campos dessas estrelas.

Foi investigado um conjunto de 27 Be “early-type”, e como resultado esse trabalho mostrou que a maior parte das VPL dessas estrelas eram advindas de pulsações não-radiais [2, 67]. Foi apresentado um método para medir a variação do perfil de linha de estrelas com pulsação não-radial (método dos momentos) [2]. O método é aplicável a rotatores lentos, mas da mesma forma, o interessante é que isso mostra que a variabilidade foi advinda não da modulação, mas sim das PNR. Além disso, outro trabalho [67] também mostra que o perfil de variabilidade da linha nas “early-type” B seja devido às pulsações não-radiais, o que torna a modulação rotacional uma hipótese com poucos seguidores.

Como já foi dito, há também variações de longo prazo na estrela, da ordem de anos. Vários autores [3, 7, 64, 65, 68] propuseram modelos para explicar tais mudanças, como o modelo de rotação pulsante, mais tarde substituído pelo do anel elíptico, entre outros que serão discutidos na seção 2.2.

Pode ocorrer no perfil de linha de hidrogênio, a divisão da emissão do núcleo de absorção central em duas partes, a componente violeta (V) e a vermelha (R). Se as intensidades dessas componentes não mudam, não há variabilidade. Por outro lado, se estas variam, a emissão se desloca sobre uma escala de tempo de alguns anos, num período quasi-periódico de 6,8 anos a 7 anos [9, 64] (figura 2.6). Essa variabilidade é chamada de V/R.

Há um método de determinar se uma estrela Be é variável através da medida da largura equivalente da linha  $H\alpha$  [40], que é a mais proeminente geralmente no espectro da estrela. O resultado não mostra claramente qual é a ligação entre a variabilidade e a mudança na largura equivalente, e essa é a chave para a descrição dos modelos de estrelas Be, e dessa forma, observa-se o quanto ainda há para ser estudado sobre estrelas do tipo Be e suas origens [40].

#### **2.1.4 Disco circunstelar**

Uma das principais características do disco, que define também uma fase Be, é a emissão de linhas de Balmer. Geralmente, é uma linha com duplo pico, simétrica na região central [36] (figura 2.5). Outra característica da Be é a presença do excesso IR, interpretado como emissão livre-livre e ligado-livre do disco.

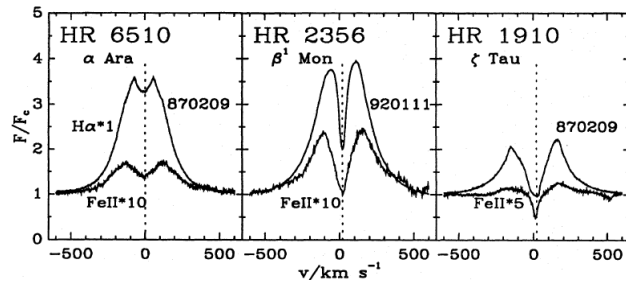


Figura 2.5: Exemplos de linhas  $H\alpha$  para casos de Be, intermediário e shell, da esquerda para a direita [17].

O disco é dominado pela rotação, sem ou com pouquíssimo fluxo radial, sua densidade ainda é motivo de discussão [57], e a temperatura é muito difícil de ser determinada pelo excesso do infravermelho, mas através de alguns estudos, acredita-se que ela seja constante com o raio, e decaia com ele apenas para composições mais complexas, com presença de metais [57].

A estrutura do disco tem menor espessura na parte interior [36, 57], mais próxima à estrela, a qual se torna muito maior na parte externa do disco, também chamada de forma asférica. É formado de material gasoso, pouca ou nenhuma poeira, diferentemente de proto-estrelas e B[e], e a fonte de material acredita-se que seja a estrela central [62]. Há várias hipóteses sobre o mecanismo de formação do disco, os quais serão discutidos a seguir.

## 2.2 MODELOS DE ESTRELAS BE

As estrelas Be possuem um envelope, um disco de decreção concentrado equatorialmente, mas suas origens ainda não são conhecidas [57,67]. Estudos recentes mostram modelos descritos detalhadamente [59].

Struve [68] propôs pela primeira vez que deveria haver esse envelope ao redor da estrela, e que devido à sua rápida rotação, ejetaria matéria para fora, formando uma espécie de anel. Hoje sabe-se que a explicação não é tão simples assim.

Mais tarde, Albert & Huang [3] propuseram um melhoramento desse modelo, assumindo um anel com geometria elíptica, no qual o comportamento da variação V/R seria regido pela excentricidade e extensão lateral da elipse. Porém, mais tarde, viu-se que o modelo não conseguia explicar as variações V/R [9]. A figura 2.6 ilustra a idéia desse modelo.

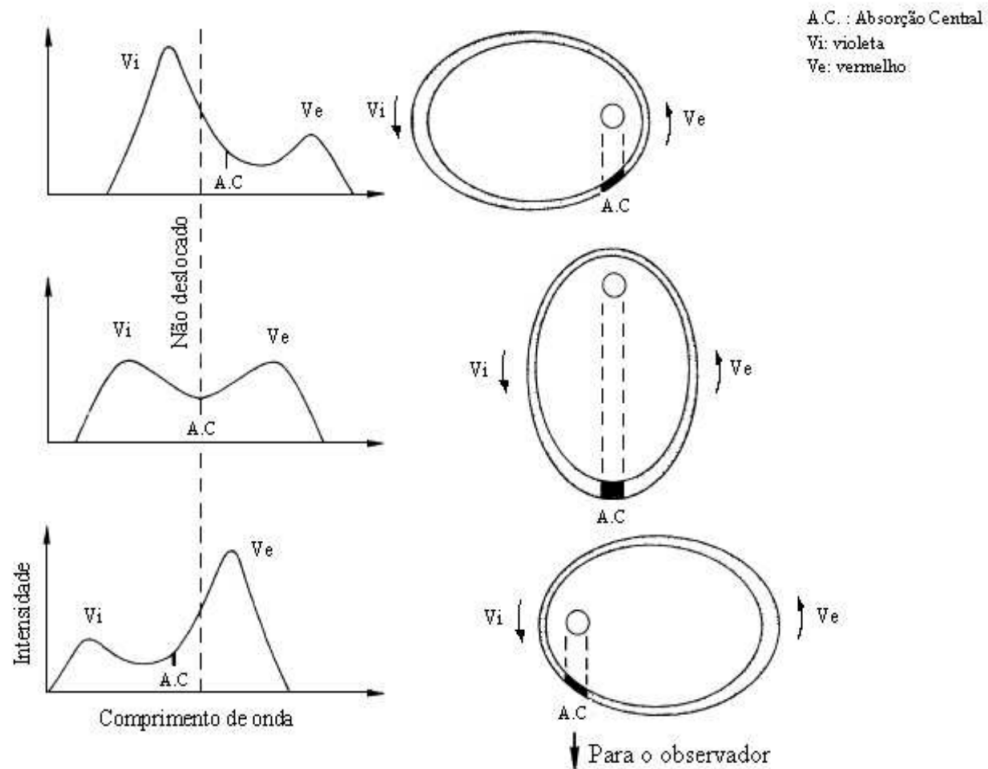


Figura 2.6: Modelo de anel elíptico. A variação da posição da estrela dentro do anel causa a variação V/R. O perfil de emissão pode mostrar diferentes intensidades relativas das componentes violeta ( $V_i$ ) e vermelho ( $V_e$ ) [38].

Outro modelo que explica a formação e comportamento do disco de acreção é o modelo de interação binária, onde as companheiras trocam matéria e momento angular [43].

Quando um sistema binário de estrelas massivas evolui, tem-se um novo modelo, o de emissão em raios-x. Essas estrelas possuem emissão em raio-x, e quando passam pelo periastro, se a órbita da estrela for elíptica, ocorre um “outburst”, como na figura 2.7. A estrela de nêutrons passa pelo material que circunda a outra estrela, no periastro, e há uma forte emissão, que demora de dias a semanas para cessar.

Há alguns modelos de ejeção do gás da estrela para a vizinhança. Um desses modelos é o de disco de vento comprimido (DVC), onde a rotação do vento estelar produz fluxo para o equador [7]. Se a rotação for elevada, fluxos de vento se encontram em sentidos opostos, e sua pressão provoca o aprisionamento de matéria na região equatorial da estrela (figura 2.8). O vento estelar é acelerado pela absorção de radiação nas linhas de C, N, Fe e outros elementos mais pesados, e devido ao espalhamento da luz nos elétrons livres [44]. Mas esse modelo não explica a estrutura cinemática nem o excesso IR observado [57] e a estabilidade do disco é precária.

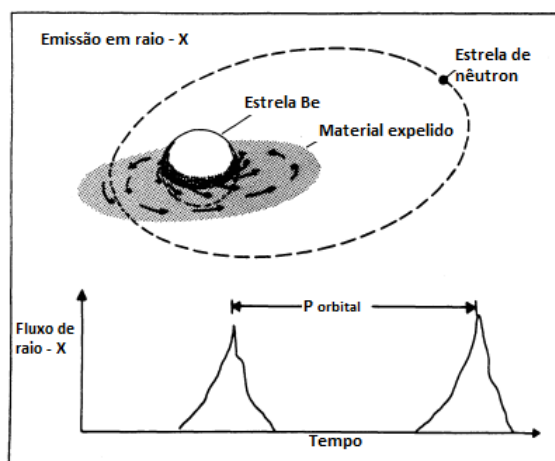


Figura 2.7: Modelo de uma binária de raio- X. A estrela de nêutron se move em torno da estrela Be. A estrela que rotaciona rapidamente é envolvida por material expelido no seu plano equatorial. Próximo do seu periastro, a estrela de nêutron entra na matéria circunstelar e ocorre o “outburst”, [65] modificada.

Outro modelo similar é o de disco comprimido magneticamente (DVCM), proposto por Cassinelli & Brown, com introdução de campo magnético [11]. Os envelopes não contêm células convectivas grandes o suficiente para gerar campos magnéticos, mas pode ser possível produzi-los nas proximidades dos núcleos convectivos da estrela, e esse fluxo magnético faz com que haja um campo remanescente que possa fazer com que o modelo seja aplicável [57].

Nesse modelo, as linhas de fluxo acompanham as linhas de campo magnético nas regiões mais fechadas, próximas ao equador, comprimindo assim a matéria, como é mostrado na figura 2.8. Entretanto, simulações foram testadas para rotatores rápidos, os quais não produzem o tipo de disco observado, no caso em que possua o torque magnético proposto [11, 57].

Além desses, há a classe de modelos viscosos, onde o mecanismo que sustenta o gás é a viscosidade magnetohidrodinâmica. Para fornecer momento angular ao disco, há suposições, como a pulsação ou eventos explosivos, algo não conhecido ainda. A rotação nesse modelo deve ser muito próxima à crítica, o que já se sabe não ser o caso das estrelas Be [46], e juntamente a isso, os mecanismos do momento angular desse sistema ainda são desconhecidos, o que faz com que o modelo não seja claro nem muito aceito.

Por fim, há o modelo de pulsações não-radiais, já comentado na subseção 2.1.4, em que pulsações de curto período de tempo, juntamente com a elevada rotação, ejetam matéria para o envelope. É mostrada na figura 2.9 a representação do modelo; atualmente, esse é o modelo mais aceito, e explica facilmente as VPL.

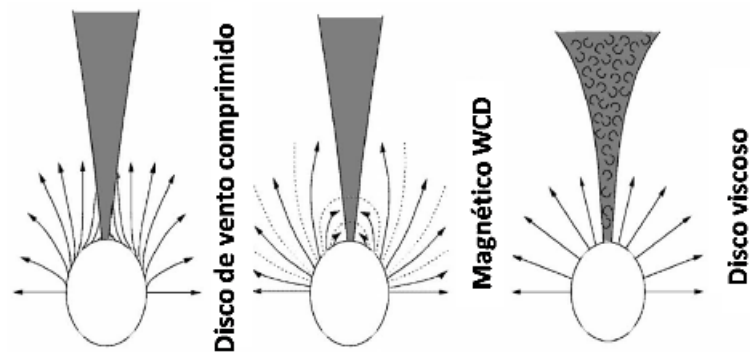


Figura 2.8: Representação esquemática dos modelos de disco de vento comprimido, disco de vento comprimido magneticamente e de disco viscoso, [57] modificada.

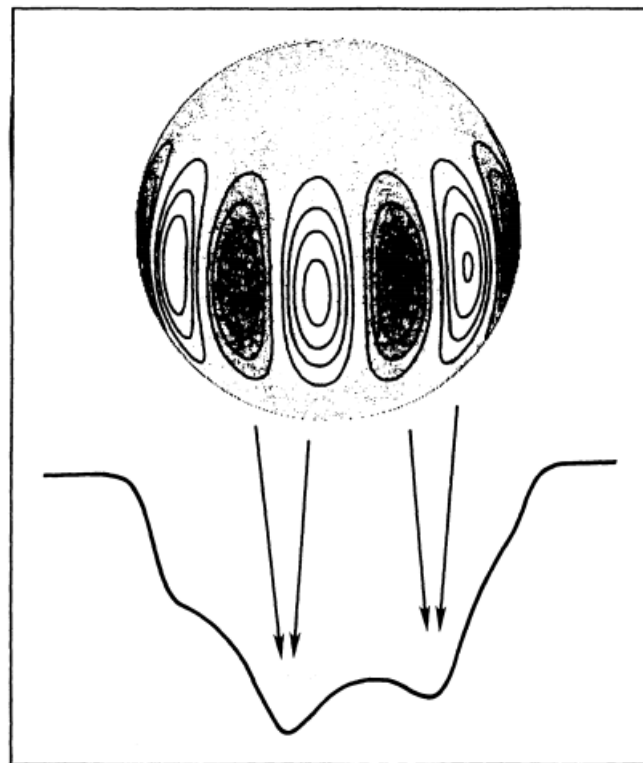


Figura 2.9: Formação de distorções nos perfis de linha de uma estrela rotacionando rapidamente com oscilação não-radial. As regiões escuras são materiais se movendo para longe do observador, e as claras, movendo-se para o observador, [72].

### 2.3 DESCOBERTAS DO CoRoT

O satélite CoRoT (“COnvection, ROTation and planetary Transits”), cuja missão foi liderada pelo CNES (Centre National d’études spectrales) da qual o Brasil é participante, é um telescópio espacial construído para o estudo de sismologia estelar e busca por exoplanetas [4].

Desde seu lançamento em dezembro de 2006, o satélite tem observado várias estrelas Be, por períodos de tempo de até seis meses. A análise das curvas de luz permite que uma pesquisa sobre a variabilidade estelar seja feita, com precisão nunca obtida antes. Os primeiros estudos confirmaram que o satélite melhorou muito a qualidade dos dados para estudo, ajudando na compreensão da evolução e estrutura estelar. Os dados fotométricos também auxiliam no desenvolvimento da sismologia estelar.

As observações com o satélite revelaram frequências nunca vistas antes em observações terrestres, o que levou a alguns resultados, como a confirmação de que as estrelas Be são fortemente variáveis, revelou a presença de certos batimentos, produzidos por múltiplas frequências, mudanças das curvas de luz para algumas estrelas, e relação entre as variações e "outbursts" [35].

### 2.3.1 Variações de baixa amplitude

Grande parte dos trabalhos desenvolvidos através dos dados do CoRoT são para o estudo da origem das VPL de pequena escala. Foi feita, por exemplo, a análise sismológica da estrela HD175869 (B8IIIe), a qual era considerada constante antes das observações de grande qualidade com o CoRoT [39].

O espectro de potência da figura 2.10 mostra que foram identificadas três principais frequências,  $F_1 = 0,639cd^{-1}$ ,  $2F_1 = 0,639cd^{-1}$  e  $3F_1 = 0,639cd^{-1}$ ; outras foram também detectadas, entretanto, eram de amplitudes muito baixas. Também foram determinados os parâmetros físicos da estrela, com espectros de alta resolução.

Foi realizada uma transformada de Fourier para confirmar as frequências encontradas, utilizando as linhas He I 4387Å e 4471Å, e Mg II 4481Å, e linhas  $H\alpha$ , as quais não foram detectadas. Foi utilizado o método de síntese espectral nesse trabalho, o qual é mostrado na figura 2.11.

Foi determinada a frequência rotacional como  $f_{rot} = 0,63 \pm cd^{-1}$ , sendo que a primeira frequência detectada era  $F_1 = 0,639cd^{-1}$ ; dessa forma, como  $F_1$  é compatível com  $f_{rot}$ , essa variação pode ser interpretada como uma assinatura de modulação rotacional, mas é uma hipótese que não pode ser confirmada, pois em caso de haver nuvens ou manchas na fotosfera, haveria uma variação nessa amplitude, o que não foi detectado.

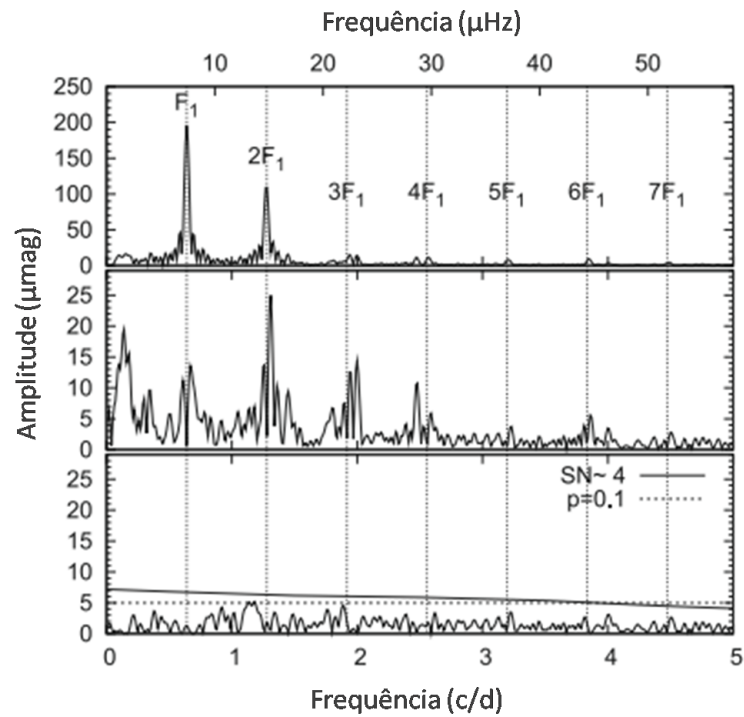


Figura 2.10: Periodograma da estrela HD175869: Acima, curva de luz, com as principais frequências indicadas; no segundo painel, resíduos após a retirada de  $F_1$ ; abaixo, resíduos após a retirada de todas as frequências significativas, [39] modificada.

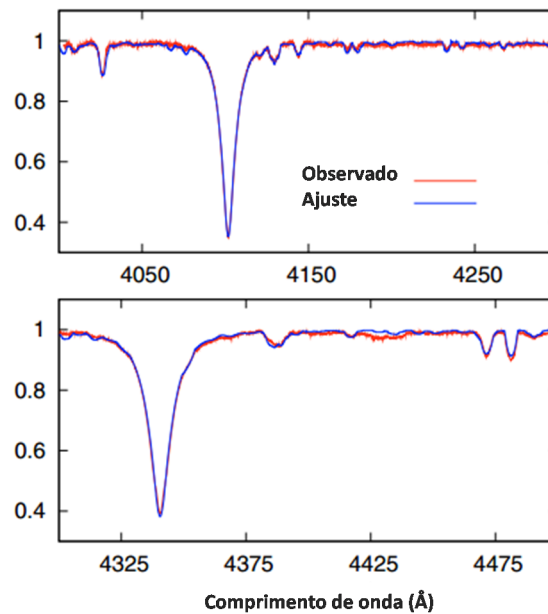


Figura 2.11: Comparação entre o espectro observado e o sintético, da estrela HD175869, [39] modificada.

A estrela apresentou essas pequenas variações na curva de luz, provavelmente associadas à presença de atividade estelar, mas sem descartar a hipótese de pulsação. Ainda nessa discussão, os autores [39] afirmam que as pulsações não são mais frequentemente encontradas em SPB ("Slowly Pulsating B"), e como a estrela em estudo gira rapidamente, a hipótese de que as variações são advindas de modulação rotacional não é descartada.

### 2.3.2 Pulsações não radiais

A estrela HD181231 (B5IVe) foi observada com o CoRoT, e foi feita uma análise através de três técnicas de Fourier, Clean-NG, Pasper e TiSAFT, quando foram detectadas grandes variações [53].

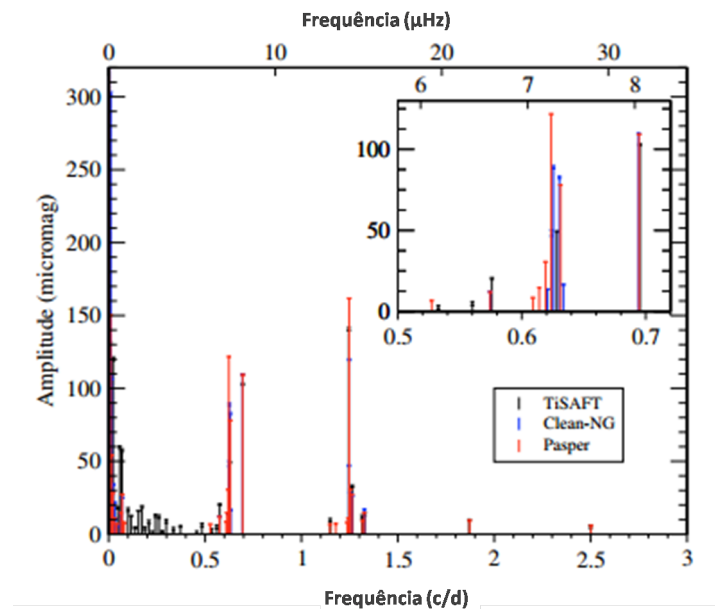


Figura 2.12: Espectro de potência da estrela HD181231 que mostra as frequências detectadas pelos três métodos, TiSAFT, Clean-NG, Pasper, [53] modificada.

Foram detectadas cerca de 54 frequências, 10 delas significativas e independentes. A figura 2.12 mostra as frequências significativas detectadas pelos três métodos; a figura 2.13 apresenta as duas principais frequências. O pico de frequência com a segunda maior amplitude ocorreu em  $f_1 = 0,695cd^{-1}$ ; esse valor é compatível com a frequência de rotação  $f_{rot} = 0,75 \pm 0,32cd^{-1}$ . Entretanto, essa frequência também foi detectada em variações de perfil de linha e em quantidades espectrais, e a amplitude correspondente a essa frequência foi determinada como uma pulsação não-radial com modo  $g$  de grau  $l \sim 3$ . A figura 2.14 apresenta um gráfico 3D das principais frequências, suas amplitudes e o tempo de observação em dias julianos.

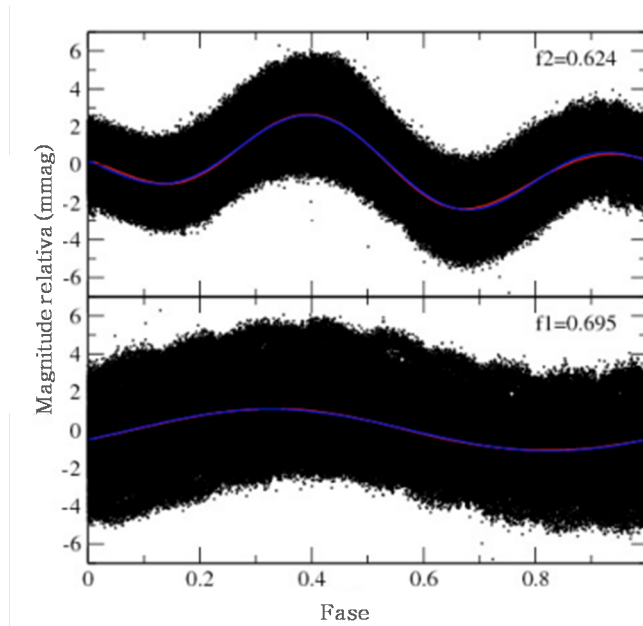


Figura 2.13: Diagrama de fase da estrela HD181231 das duas principais frequências detectadas na figura anterior, [53] modificada.

O pico de frequência de maior amplitude,  $f_2 = 0,624cd^{-1}$ , é constituído de um grupo de frequências, que são esperadas serem de pulsações não-radiais.

Ainda nesse trabalho, foi analisada, com o auxílio do espectrógrafo FEROS-ESO (“Fibre-fed, Extended Range, Echelle Spectrograph”), a velocidade de rotação projetada ( $v_{seni}$ ) da estrela, pela técnica da transformada de Fourier (figura 2.15). O  $v_{seni}$  da estrela foi determinado pela linha C II 4267Å, linha esta que foi escolhida por não ser afetada pela emissão. Além disso, foi possível determinar melhor os parâmetros da estrela através desses dados, e também os resultados dos estudos sísmicos realizados permitem que modelos interiores para as estrelas sejam propostos.

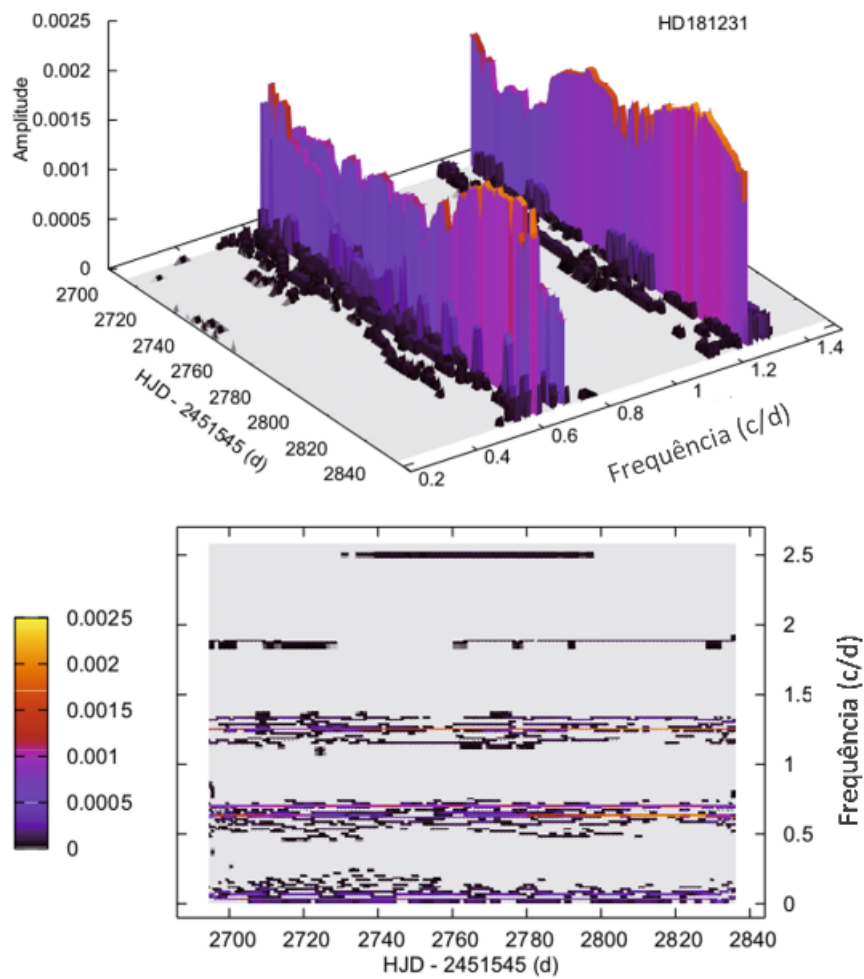


Figura 2.14: Visualização 3D das frequências encontradas pelos três métodos. As variações das cores indicam a amplitude. O painel inferior mostra a mesma figura vista de uma escala diferente, [53] modificada.

Outro trabalho mostra a comprovação da presença das PNRs nas estrelas Be [22], no qual foi estudada a variabilidade da estrela CoRoT-ID102761769 (B5-6 IV-Ve). Além dos dados do CoRoT, foram utilizados também dados coletados no Observatório del Roque de los Muchachos (Espanha), como o telescópio Isaac Newton (2,5m). Através destes, foi determinada a velocidade de rotação projetada da estrela, utilizando o primeiro zero da transformada de Fourier. As figuras 2.16 e 2.17 mostram um espectro coletado e as linhas de estudo He I 4471Å, H $\gamma$ , H $\beta$  e Mg 4481Å.

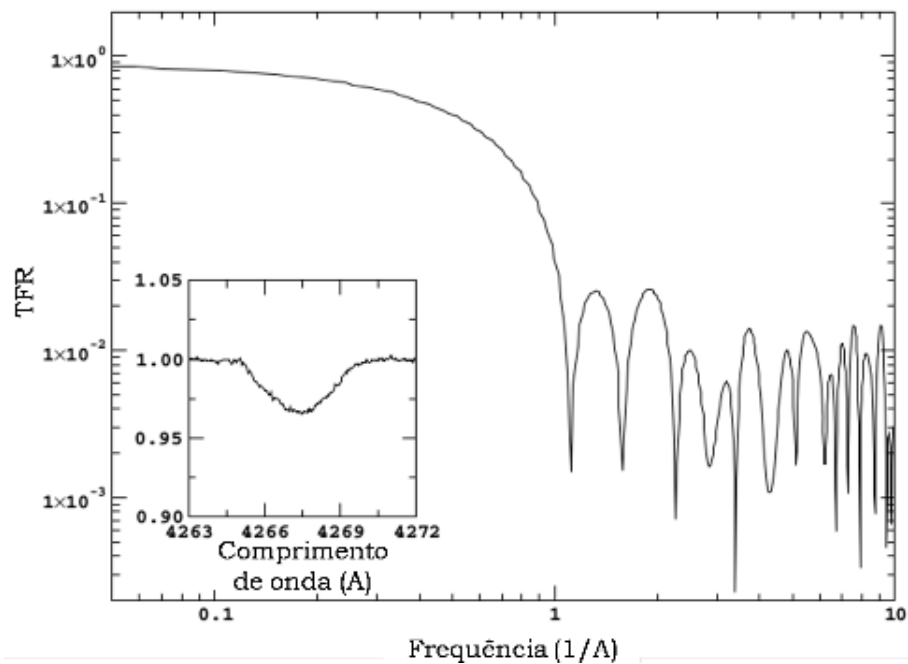


Figura 2.15: Visualização da medida de  $v_{\text{seni}}$  pela técnica da transformada de Fourier, [53] modificada.

O espectro de potência mostra que foram encontradas duas fortes frequências, como mostra a figura 2.18, as quais são menores que a de rotação, já que a estrela gira próximo à sua velocidade crítica; isso implica em que as frequências são realmente causadas por pulsações estelares. Mais tarde, através de simulações, os resultados obtidos indicaram que as frequências eram compatíveis com os modos  $g$  de pulsação [56].

Outra informação obtida através de dados do CoRoT é a de que há um aumento do período de variabilidade do perfil de linha da estrela à medida em que esta evolui. Esse aspecto é compatível com a rotação estelar; entretanto, as causas desse comportamento evolutivo ainda são desconhecidas [19].

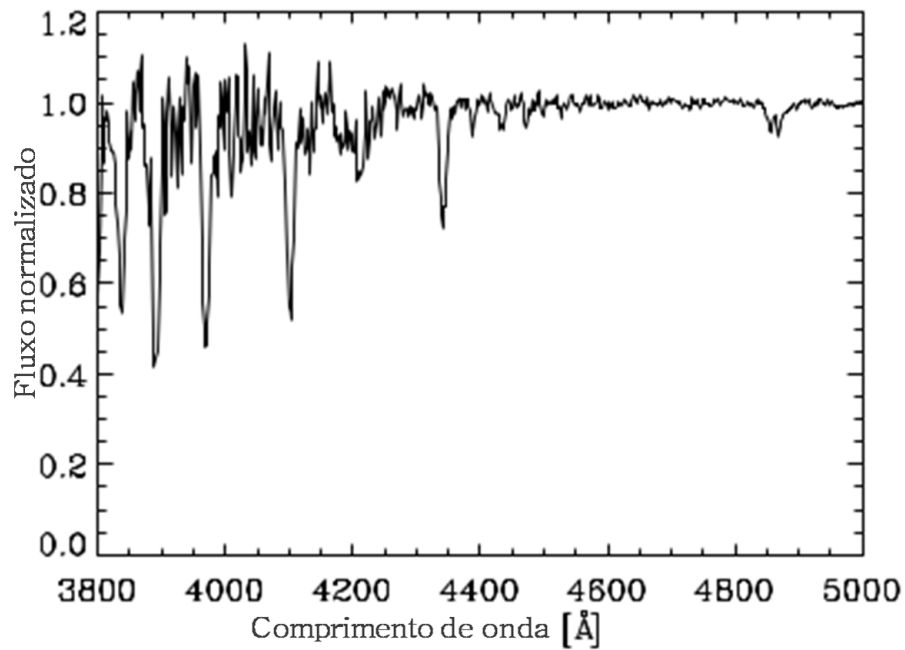


Figura 2.16: Espectro da estrela CoRoT-ID102761769, coletado no Observatório del Roque de los Muchachos, [22] modificada.

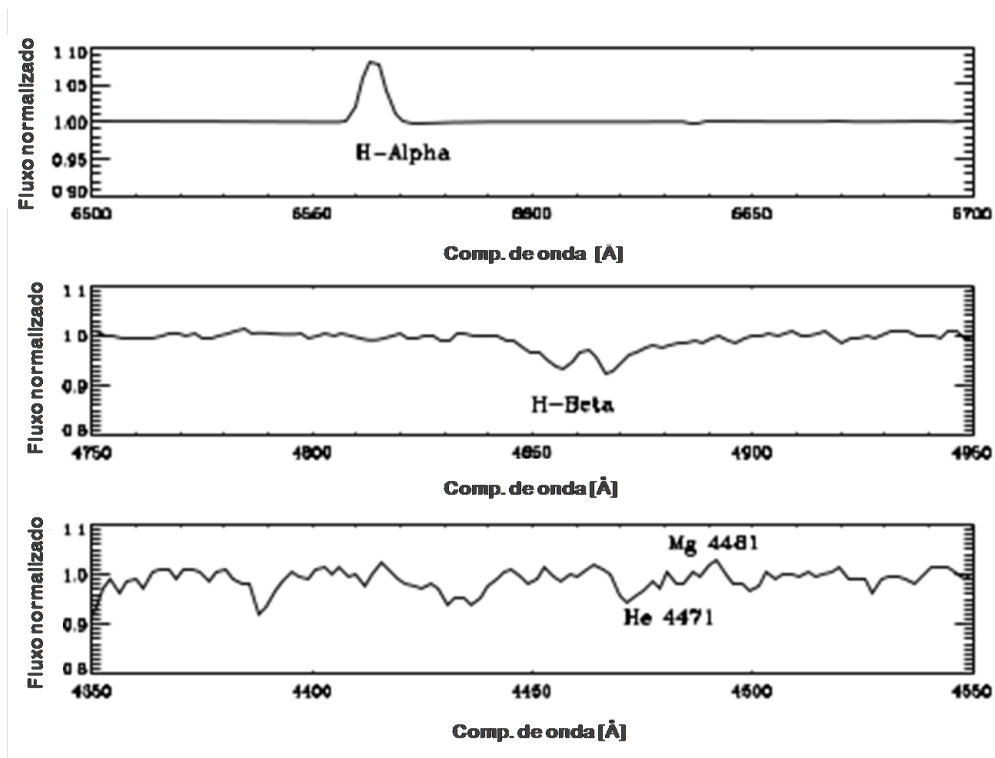


Figura 2.17: Linhas de estudo  $H\alpha$ ,  $H\beta$ , He I 4471 e Mg 4481, do espectro da estrela CoRoT-ID102761769 [22] modificada.

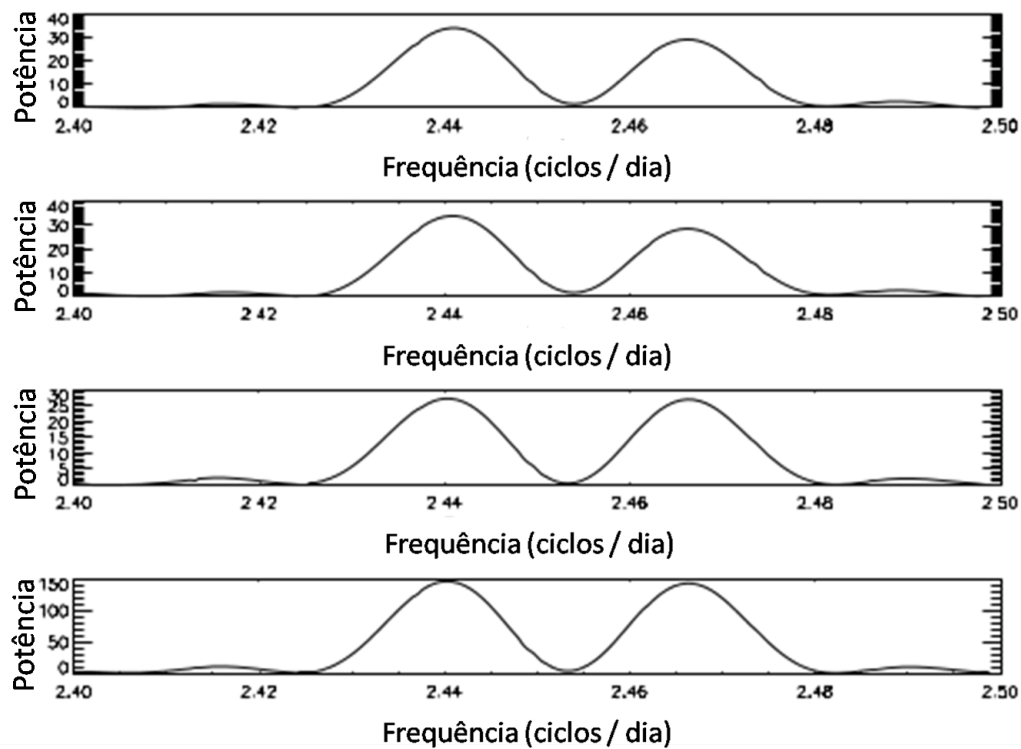


Figura 2.18: A figura apresenta as duas frequências detectadas; os quatro diagramas apresentam o processo de reconstrução da série, mostrando que não houve nenhuma interferência da interpolação numérica, [22] modificada.

### 2.3.3 Ejeção de matéria

Análises detalhadas da curva de luz de uma estrela durante um episódio de perda de massa, foi o caso da estrela HD49330 (B0.5IVe) [26,39]. As observações de HD49330 mostraram um “outburst”, desde seu início até a fase de relaxação, o que permitiu pela primeira vez, devido à grande precisão dos dados fotométricos do CoRoT, estudar os modos de pulsação de uma estrela do tipo Be ao longo de suas várias fases.

A figura 2.19 mostra a curva de luz dessa estrela, durante toda a fase do “outburst”, começando pela fase de quiescência, seguida de uma fase onde o fluxo aumenta, chamada de fase precursora, e então a fase de “outburst”, um repentino aumento no fluxo, e após isso, uma fase precursora novamente, decrescendo o fluxo, e finalmente, chegando à fase de relaxação, na qual a estrela volta à sua fase de quiescência relativa.

Na figura 2.20, pode-se analisar o comportamento variável das frequências conforme a fase; algumas frequências aumentam repentinamente próximo da fase de “outburst”, enquanto outras simplesmente desaparecem.

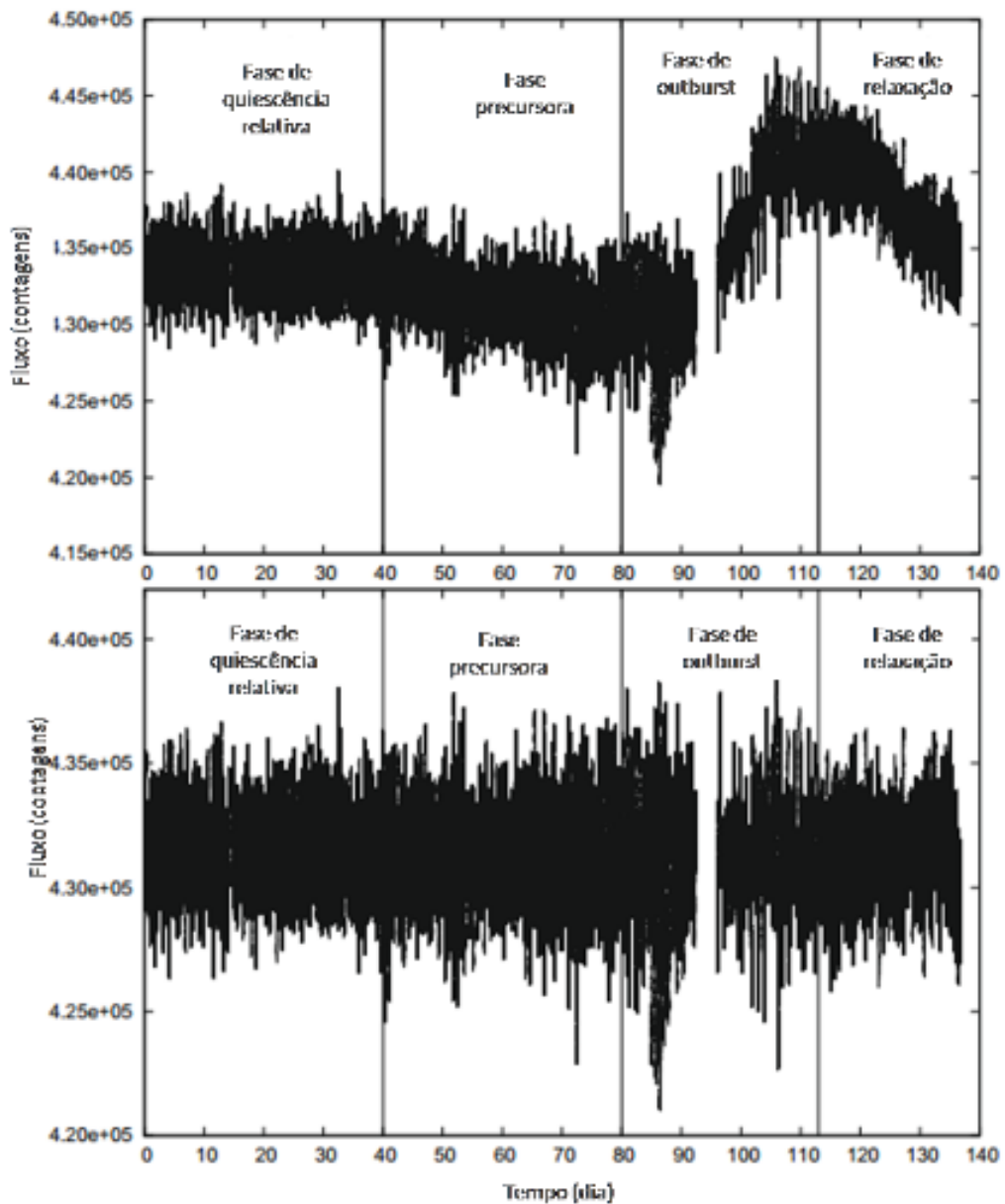


Figura 2.19: Acima, curva de luz da estrela HD49330. É mostrado o momento antes, durante e após o “outburst”, durante a fase de relaxação. O tempo de origem é DJ=2454391,95. Abaixo, curva retificada, [39] modificada.

A estrela CoRoT-ID 0102719279 também mostrou a relação entre mudanças na amplitude das PNR e o aparecimento de um “outburst”. As amplitudes de  $1c/d$  e  $1,16c/d$  mudaram drasticamente, como se pode observar na figura 2.21.

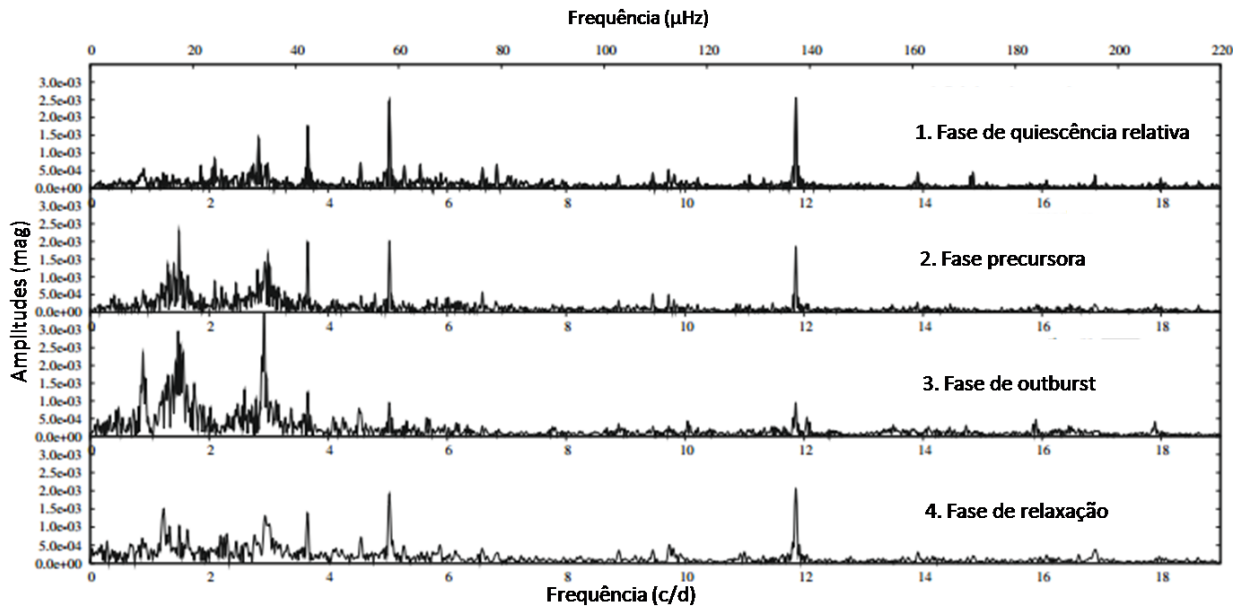


Figura 2.20: Variação das frequências de pulsação de HD49330 durante as fases do “outburst”, [39] modificada.

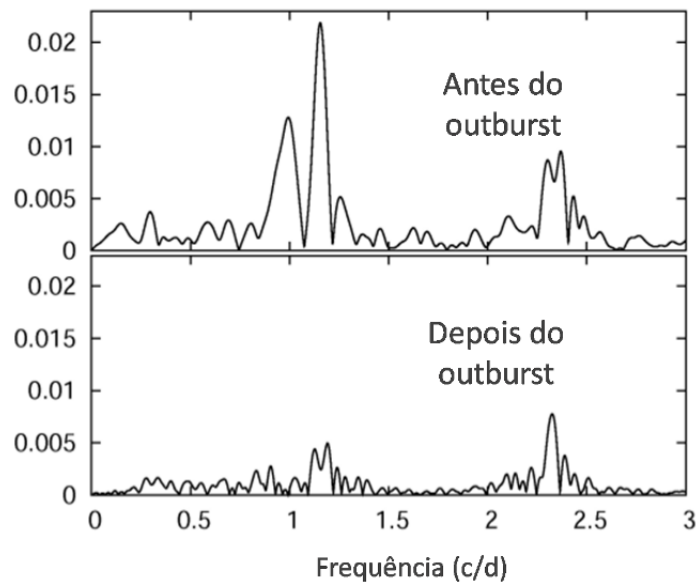


Figura 2.21: A figura mostra o periodograma da curva de luz da estrela CoRoT-ID0102719279 antes e depois do “outburst”, mostrando as diferenças de amplitude das frequências, [35] modificada.

Em CoRoT-ID0102719279 foi observado, pela primeira vez, uma correlação entre as mudanças de amplitude da estrela durante essas fases e certas frequências de pulsação; as amplitudes das principais frequências (modos  $p$ ), decresceram antes e durante o “outburst” e aumentaram após ele. Entretanto, vários grupos de frequências (modos  $g$ ) apareceram logo

antes de ocorrer o “outburst” e sua amplitude foi máxima durante a ejeção, tendo desaparecido logo após essa fase. Essas frequências possuem estruturas complexas, que poderiam representar pulsações de curto tempo de vida.

Dessa forma, a ejeção de matéria coincidiu com o batimento das principais frequências observadas ( $l = 4, l = 6$ ), o que levou a uma clara correlação entre os modos de pulsação  $p$  e o “outburst”, assim como com o aparecimento dos modos  $g$  durante a fase de pico da ejeção. Entretanto, mesmo com essa conclusão, não se sabe ainda se as variações produzem o “outburst”, ou se ele que provoca a excitação dos modos de pulsação.

### 2.3.4 Pulsação em “late-types”

Segundo a literatura anterior a 2006, a presença de pulsações era vista apenas em “early-types”, mas com o advento do satélite CoRoT [20], foi mostrado algo diferente disso, através da análise de dados fotométricos da estrela “late-type” HD50209 (B9Ve) a partir de um conjunto de cerca de 60 modos de pulsação, dos quais 6 grandes grupos de frequências estão mostrados na figura 2.22. Entre essas seis frequências, viu-se que  $f_6$  era o primeiro harmônico de  $f_1$ , assim como havia dependência delas com  $f_2$  e  $f_3$ .  $f_4$  era compatível com a frequência de rotação da estrela ( $f_4 = 0,67939c/d$ ), dessa forma, apenas duas frequências eram independentes:  $f_4$  e  $f_5$ .

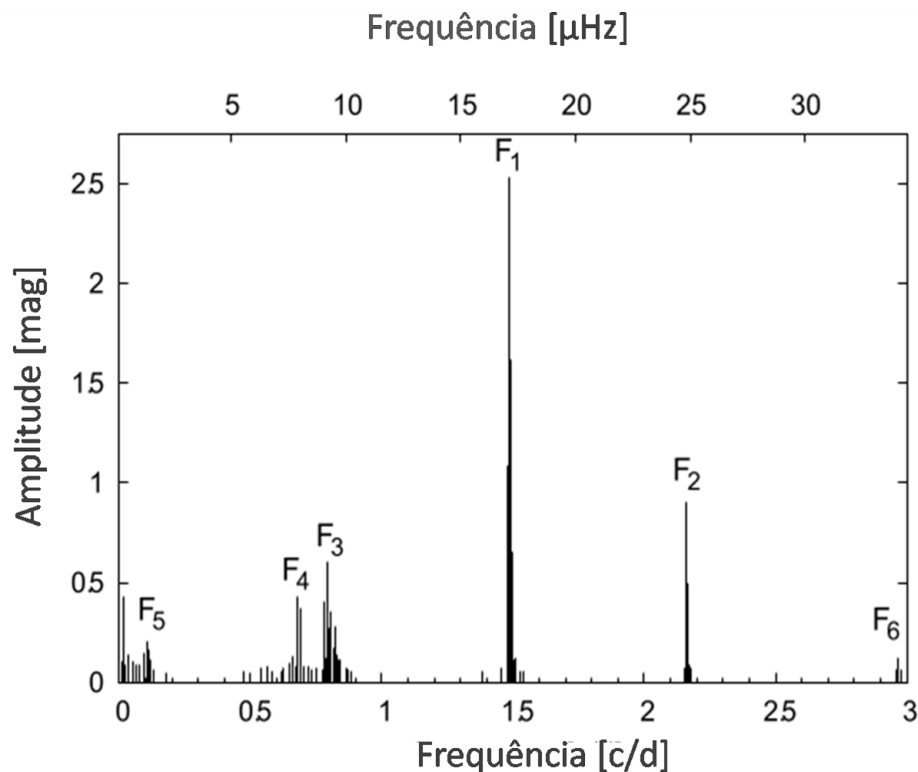


Figura 2.22: Espectro de potência da curva de luz da estrela HD50209. Das cerca de 60 frequências detectadas na estrela, houve 6 grandes grupos, indicados na figura, [20] modificada.

Pôde ser confirmado [20], dessa forma, que as quatro frequências detectadas, exceto  $f_4$ , eram advindas de pulsações de modo  $g$ . A frequência  $f_5 = 0,10811c/d$  possui um valor baixo, mas é o esperado para um grau  $m = 0$  para modelos de rotatores rápidos “late-B”, confirmando assim que provavelmente todas as estrelas Be possuem pulsações não-radiais (PNR).

Além disso, pela primeira vez, foi possível observar simultaneamente as frequências de rotação e de pulsação e separá-las, de forma a mostrar claramente que as pulsações não poderiam ser advindas de modulação rotacional, provando assim novamente, a existência das PNR nas “late-type”.

### 2.3.5 Modo de pulsação gravito-inercial estocástico

Foi estudada a estrela HD51452 (B0IIIIn) [55], e através da análise temporal de sua curva de luz, foram detectadas muitas frequências associadas a pulsações. Dentre essas, há a frequência rotacional,  $f_{rot} = 1,22 \pm 0,15cd^{-1}$ , e todas as outras possuem valor abaixo de  $2 \times f_{rot}$ , que são os chamados modos gravito-inercial (gi), onde a força responsável pelo modo é a aceleração de Coriolis (figura 2.23).

O estudo aponta para o fato que a amplitude de modos excitados estocasticamente está relacionada ao volume da zona convectiva, e apresenta na figura 2.24, um quarto da estrela, com suas zonas convectivas em preto. Pode-se notar que a zona convectiva externa possui maior espessura no equador, mostrando a forma geométrica estrela, obtida através de modelos. O trabalho [55] afirma que a espessura influencia a amplitude dos modos. Essas ondas estocásticas também podem fornecer uma explicação para o transporte de momento angular nos “outbursts” dessa estrela.

O mecanismo responsável pela excitação não pode ser o  $\kappa$ , devido a que a estrela possui uma alta temperatura. Nesse caso, os modos são excitados pelo núcleo convectivo, ou por camadas externas da zona convectiva. Para que essas frequências pudessem ser explicadas pelo mecanismo  $\kappa$ , deveria haver um aumento considerável na abundância de Ferro na zona da opacidade; já se for assumida a excitação estocástica esses problemas são eliminados.

Esse fenômeno nunca havia sido detectado antes em nenhuma estrela, e era esperado que o CoRoT também não conseguisse detectá-lo, em função de sua baixa amplitude; entretanto, o estudo [55] aponta que a alta velocidade de rotação da estrela contribuiu para que essa detecção fosse possível.

Outras informações sobre estrelas Be foram descobertas ou aprimoradas com o auxílio do CoRoT, cujos dados possuem uma precisão antes não alcançada, e portanto, foi um instrumento de grande avanço no estudo das estrelas Be.

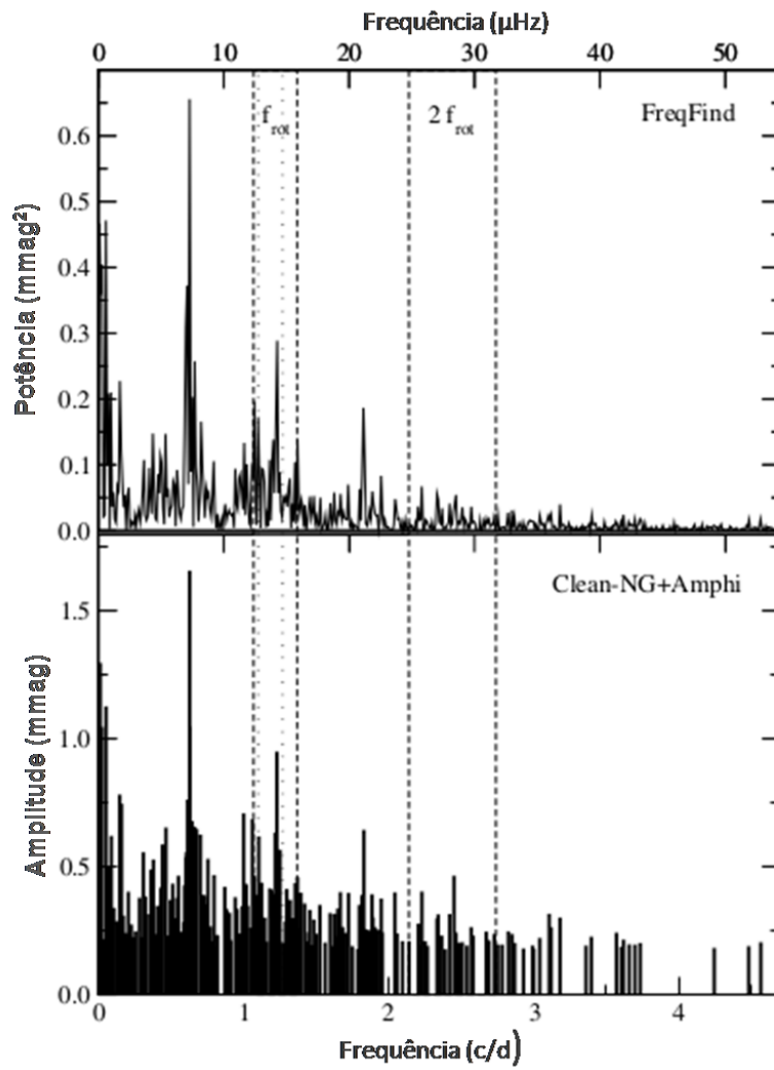


Figura 2.23: O diagrama mostra as frequências da estrela HD51452, extraídas dos dados do CoRoT, através de duas técnicas. No painel acima, transformada de Fourier pelo FreqFind; abaixo, transformada de Fourier pelo Clean-NG com amplitude recomputada com Amphi. As linhas pontilhadas representam o erro das medidas da frequência de rotação e de duas vezes esse valor, [55] modificada.

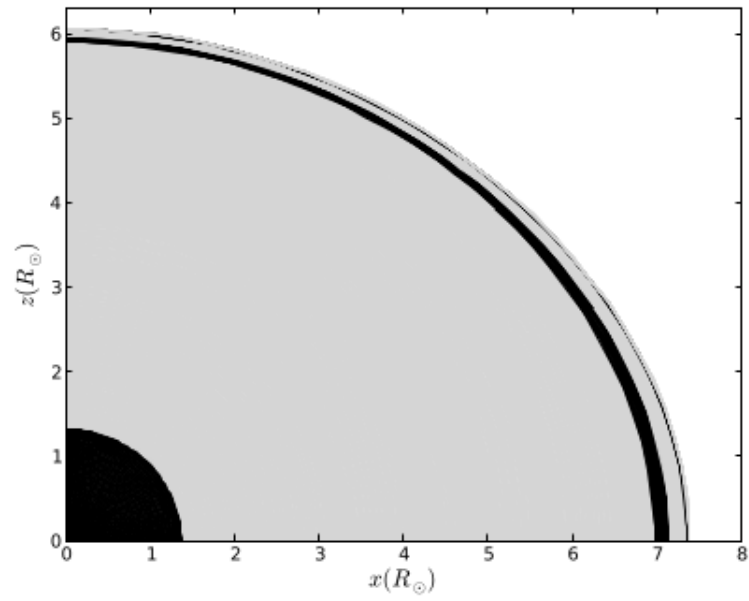


Figura 2.24: A figura mostra uma representação, obtida através de modelos, de um quarto da estrela HD51452, com as zonas convectivas em preto, [55] modificada.

### 3 ROTAÇÃO ESTELAR

#### 3.1 FORMAÇÃO, ESTRUTURA E ALARGAMENTO DAS LINHAS ESPECTRAIS

##### 3.1.1 Formação das linhas

Vários estudos em Astrofísica estelar são realizados através de análises espectroscópicas; as linhas utilizadas podem ser de emissão ou absorção.

As linhas espectrais são formadas na fotosfera estelar ou num envelope circunstelar. Através da figura 3.1, pode-se ver como sua estrutura é formada. Pode-se saber a profundidade de formação do fluxo em cada comprimento de onda  $\Delta\lambda$ . As funções de contribuição especificam a contribuição de cada profundidade para a intensidade.

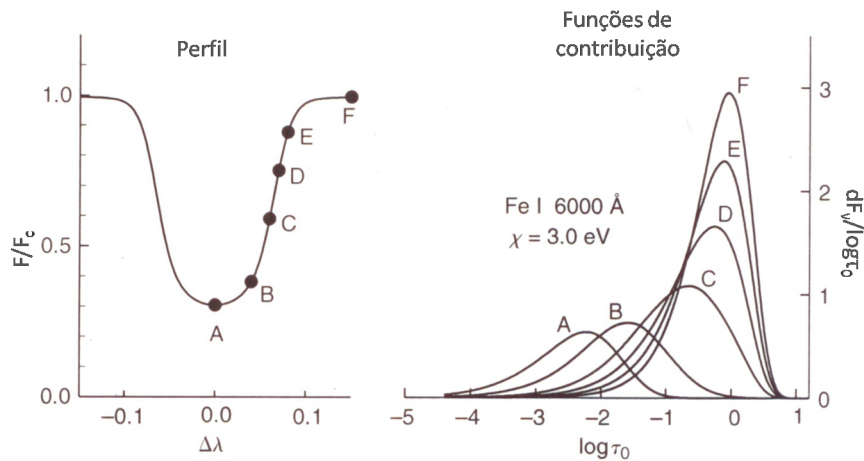


Figura 3.1: São mostradas as funções de contribuição para uma linha fictícia de Fe I 6000Å com uma microturbulência de  $1,5 km/s$ . O perfil é mostrado na esquerda, e na direita estão os integrandos da função; para cada ponto há uma correspondente função de contribuição na direita da figura, [31] modificada.

A função fonte é a razão entre a emissão e a absorção, utilizada para descrever a transferência de radiação do sistema. Assumindo que a função fonte  $S_\nu$  varie pouco com  $\nu$  [31], ou seja, possa ser considerada constante na largura da linha, a seguinte relação é válida,

$$S_\nu(\tau_1) = \mathfrak{F}_\nu(0) \quad (3.1)$$

ou seja, a função fonte e o fluxo são iguais, e dessa forma, o declínio da função fonte para fora da fotosfera provoca a formação da linha (figura 3.2).

Campos de velocidade na fotosfera podem acarretar movimentos turbulentos, que aumentam o efeito Doppler produzido na linha por causa da rotação, e mudam sua forma; tais movimentos são chamados de macro-turbulência.

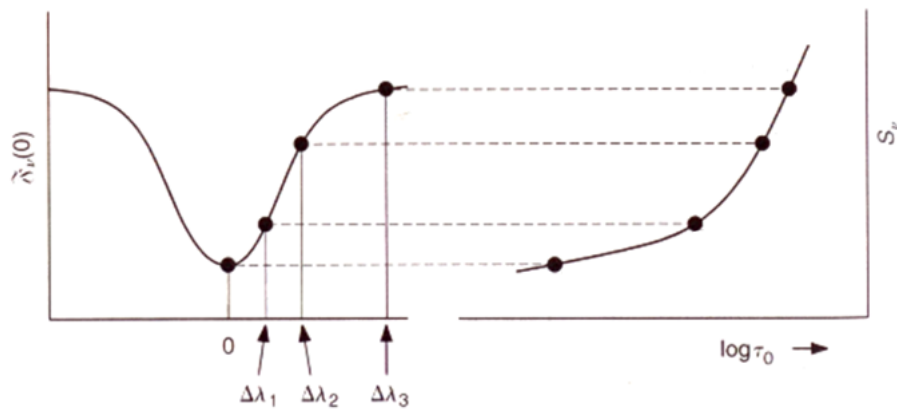


Figura 3.2: Há uma ligação entre a função fonte e o perfil da linha. É o declínio da função fonte para fora da fotosfera que produz as linhas de absorção; conforme a profundidade  $\tau_0$  diminui, a absorção é moldada, [31] modificada.

O comportamento da linha está relacionado a alguns fatores, como temperatura, pressão, abundância química, campos de velocidades, entre outros.

A intensidade da linha, ou também chamada de largura equivalente (vide seção 3.1.2, está fortemente relacionada à temperatura da estrela, através dos processos de excitação/ionização. Geralmente, o aumento na temperatura é devido a um aumento na excitação; quando as partículas absorvedoras, ou colisoras estão carregadas, ocorre o efeito Stark.

Também há a dependência da pressão, que pode ser devida à mudança na razão dos absorvedores de linha com a opacidade, ou devida ao efeito Stark, presente nas linhas de hidrogênio (o qual é análogo ao efeito Zeeman para campo magnético), provocando o deslocamento das linhas espectrais perante um campo elétrico.

Outra propriedade que influencia as linhas espectrais é a abundância. É esperado que a largura equivalente cresça com a abundância, mas não é simplesmente só isso: ela depende da absorção contínua, constantes atômicas, gravidade, temperatura.

As linhas de absorção do espectro das estrelas Be são provenientes da fotosfera estelar, e as mais comuns são H I, He I, Fe II, Si II e Mg II; dependendo do tipo espectral, as linhas apresentarão maior ou menos intensidade. A característica marcante nas estrelas Be é a presença de linhas de emissão de hidrogênio, presentes no envelope circunstelar, na parte do visível, as linhas de Balmer. Há inúmeros estudos sobre emissão e absorção da linha  $H_\alpha$  (6562,8 Å), já que é a linha mais proeminente nesse tipo de estrela [45]. Na figura 3.3, são apresentados perfis de linha de  $H_\alpha$  para diferentes ângulos entre o pólo e a linha de visada da estrela, mostrando que quanto maior for a inclinação, mais a linha será alargada.

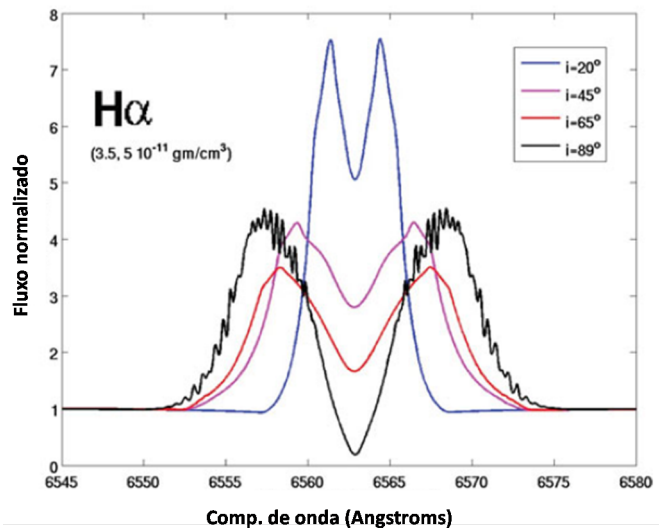


Figura 3.3: Exemplo de perfis da linha  $H\alpha$  do mesmo modelo da estrela da figura 2.1, [1] modificada.

Por outro lado, nesse trabalho será medida a velocidade de rotação projetada de estrelas Be, e as linhas de emissão  $H\alpha$  não são da fotosfera, mas sim do disco circunstelar. Então, uma boa estimativa é feita através da análise das linhas de absorção de Hélio, provenientes da fotosfera estelar.

As linhas de Hélio neutro começam a aparecer nas estrelas de tipo O, tendo seu máximo nas B2 e desaparecendo próximo das A0, sendo assim, uma boa fonte de dados para o cálculo das velocidades de rotação das estrelas Be [31].

As linhas utilizadas nesse trabalho são as de He I 4026Å, 4388Å, 4471Å, na região do azul e violeta, que são as de mais fácil visualização dessa classe espectral.

### 3.1.2 Estrutura das linhas

Uma linha de absorção (figura 3.4) pode ser definida como tendo um comprimento de onda central, uma profundidade e uma largura. Existem algumas medidas relacionadas a ela, como a largura equivalente e a largura à meia altura.

A intensidade da linha pode ser medida em termos do fluxo radiante  $F_\lambda$  sobre o fluxo contínuo  $F_c$ . A quantidade  $\frac{F_c - F_\lambda}{F_c}$  é a profundidade da linha, e a sua integração sobre toda a extensão da mesma é a chamada largura equivalente, que equivale a fazer um recorte retangular à meia largura da linha, como é mostrado na figura 3.5.

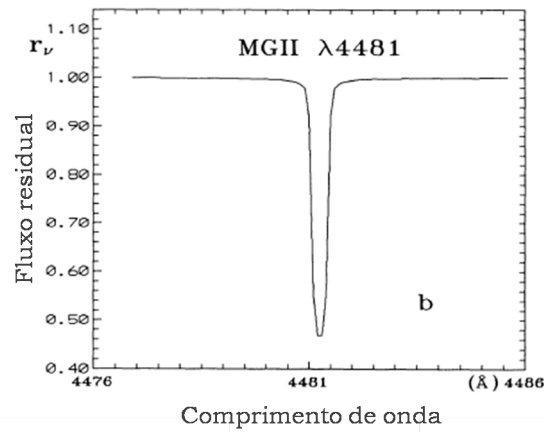


Figura 3.4: Representação do comprimento de onda contra a intensidade da linha de Mg 4481Å, [16] modificada.

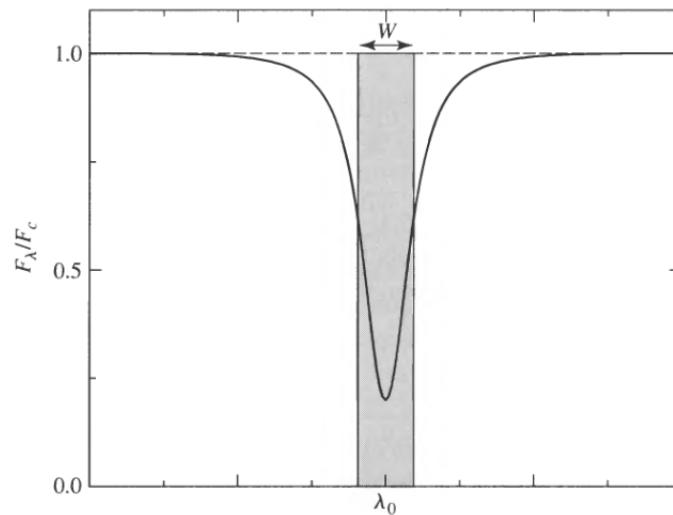


Figura 3.5: Representação da medida da largura equivalente de uma linha de absorção qualquer. As áreas da linha de absorção e do retângulo são iguais [10].

$$W = \int \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (3.2)$$

Outra medida é a largura à meia altura, medida de um lado a outro da linha [10], como é feito no esboço da figura 3.6:

$$\frac{F_c - F_\lambda}{F_c - F_{\lambda_0}} = 1/2 \quad (3.3)$$

onde a medida de FWHM será denotada por  $x = (\Delta\lambda)_{1/2}$ .

Mas essa medida da largura da linha pode ser influenciada por fatores externos que causam o seu alargamento. Em seguida, serão tratados cada um dos casos mais importantes separadamente.

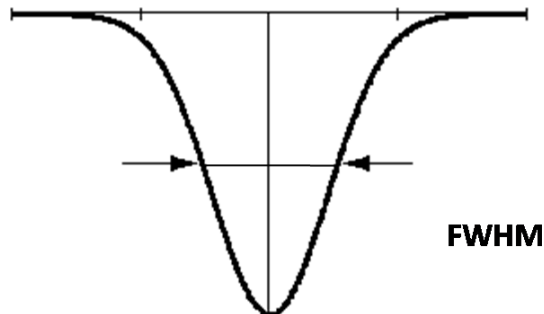


Figura 3.6: Representação da medida da largura à meia altura de uma linha de absorção qualquer.

### 3.1.3 Alargamento natural

A energia de um elétron em um determinado nível atômico é dada pelo princípio de incerteza de Heisenberg, pois há uma incerteza proporcional ao inverso do tempo de vida do elétron naquele nível. Assim, a produção de linhas de absorção ou emissão, possui uma incerteza na frequência dos fótons emitidos ou absorvidos, dada por:

$$\Delta E \approx \frac{\hbar}{\Delta t} \quad (3.4)$$

Utilizando a equação de energia do fóton,  $E_f = \frac{hc}{\lambda}$ , a incerteza no comprimento de onda do fóton é dada por:

$$\Delta \lambda \approx \frac{\lambda^2}{2\pi c} \left( \frac{1}{\Delta t_i} + \frac{i}{\Delta t_f} \right) \quad (3.5)$$

onde  $\Delta t_i$  é o tempo de vida do elétron em seu estado inicial e  $\Delta t_f$  é o tempo de vida no seu estado final [10].

Entretanto, exercícios numéricos mostram que o valor da largura à meia altura desse alargamento é muito pequeno, da ordem de  $10^{-5}nm$  [10], que corresponde a cerca de 0,1 % apenas do alargamento dominante, que é o Doppler, e que pode então ser desprezado nos cálculos.

### 3.1.4 Alargamento Doppler

Quando a estrela gira, provoca um alargamento devido ao efeito Doppler em suas linhas de absorção; a parte se aproximando do observador produzirá um desvio da luz emitida/absorvida para o azul e a parte se afastando sofrerá um desvio para o vermelho. Adota-se, dessa forma, esquema de um corpo rígido em rotação, como é representado na figura 3.7.

O sistema de coordenadas escolhido é o cartesiano, com  $\Omega$  sendo a velocidade angular, no plano  $y - z$  e  $\mathbf{R}$  sendo o raio vetor. O eixo de rotação está a um ângulo de inclinação  $i$  da linha de visada (que está ao longo do eixo  $z$ ), e a velocidade linear medida na superfície estelar em qualquer ponto será:

$$\mathbf{v} = \Omega \times \mathbf{R} \quad (3.6)$$

Calculando o produto vetorial acima, e sabendo que a componente de  $\Omega_x$  é nula, a velocidade linear, calculada ao longo do eixo  $z$  será:

$$v_z = R\Omega \text{sen}i \quad (3.7)$$

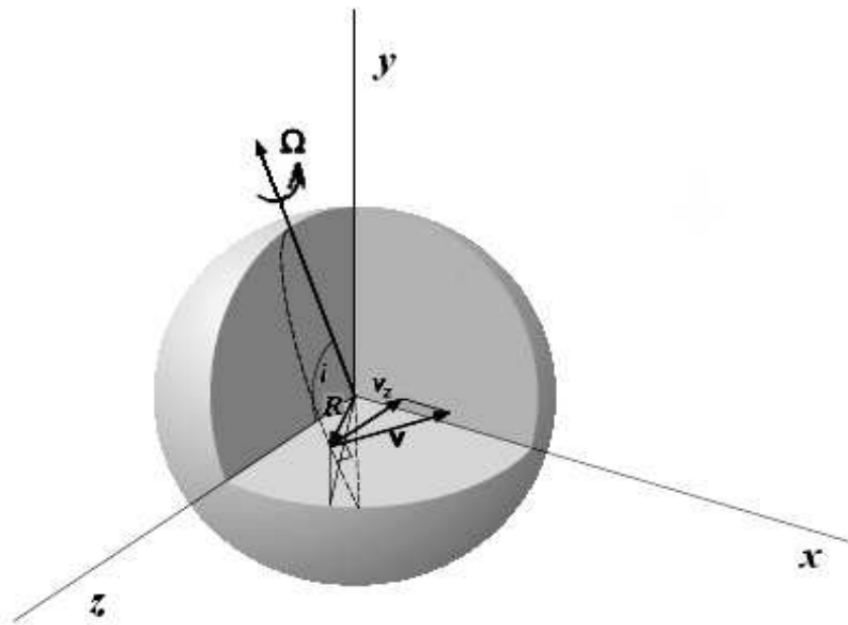


Figura 3.7: Representação de um corpo rígido em rotação, no sistema de coordenadas cartesianas. A velocidade angular de rotação  $\Omega$  possui uma inclinação  $i$  em relação à linha de visada do observador (eixo  $z$ ), e o raio da estrela é  $R$ , [33] modificada.

A componente  $v_z$  da velocidade equivale ao deslocamento  $\Delta\lambda$ , que é uma importante relação, pois mostra que o disco estelar pode ser dividido em faixas e o deslocamento Doppler é constante em cada uma, tendo um valor para cada localização de  $x$ . Quando o deslocamento ocorre no limbo ( $x = R$ ), pode-se obter uma expressão para a velocidade equatorial projetada da estrela:

$$\Delta\lambda_L = R\Omega \text{sen}i = v \text{sen}i \quad (3.8)$$

Pode-se calcular uma função de alargamento Doppler para a estrela, para posteriormente utilizar sua transformada de Fourier para o cálculo da velocidade de rotação projetada. Para isso, é necessária alguma álgebra. Esse processo se inicia calculando o fluxo da estrela, dado por:

$$\mathfrak{F}_\nu = \oint I_\nu \cos\theta d\omega \quad (3.9)$$

onde  $I_\nu$  é a intensidade específica e  $\theta$  é o ângulo entre a normal à área e a direção de propagação de  $I_\nu$ .  $d\omega$  pode ser escrito como  $d\omega = dA/R^2$ , onde  $dA$  é o incremento de área superficial da estrela, e  $R$  é o seu raio.  $dA = dx dy$ , e dessa forma, pode-se reescrever a equação do fluxo como sendo:

$$\mathfrak{F}_\nu = \int \int I_\nu \frac{dx dy}{R^2} \quad (3.10)$$

A intensidade  $I_\nu$  agora está deslocada pelo efeito Doppler.

O cálculo de  $I_\nu$  é importante para se determinar numericamente o valor de  $\mathfrak{F}_\nu$ . Entretanto, aqui serão tratados apenas procedimentos analíticos, onde variações de  $I_\nu$  são negligenciáveis. Dessa forma, o perfil de uma linha em qualquer ponto do disco estelar pode ser definido como:

$$H(\Delta\lambda) = H(v) = I_\nu/I_c \quad (3.11)$$

que é a razão entre a intensidade na linha e a intensidade no contínuo.

Para o caso de uma estrela em rotação, pode-se escrever a equação do fluxo com  $H(v)$  dependendo da posição do disco, levando em conta os deslocamentos Doppler:

$$\mathfrak{F}_\nu = \oint H(v - v_z) I_c \cos\theta d\omega \quad (3.12)$$

Pode-se fazer a mesma substituição da equação 3.10 e obter:

$$\mathfrak{F}_\nu = \int \int H(v - v_z) I_c \frac{dx dy}{R^2} \quad (3.13)$$

Sabendo-se que os limites de integração são dados por:

$$y_1 = (R^2 - x^2)^{\frac{1}{2}} = R \left[ 1 - \left( \frac{v_z}{v_L} \right)^2 \right]^{\frac{1}{2}} \quad (3.14)$$

então, com o auxílio de  $x/R$ , é feita a substituição de  $dx$ , e dos limites de  $y$ , e dessa forma, chega-se à seguinte expressão para o fluxo:

$$\mathfrak{F}_\nu = \int_{-R}^R H(v - v_z) \int_{-y_1}^{+y_1} I_c \frac{dy}{R} \frac{dv_z}{v_L} \quad (3.15)$$

Fazendo alguns ajustes na equação 3.15, pode-se definir uma função  $M(\Delta\lambda)$ , escrita na forma:

$$M(\Delta\lambda) = M(v_z) = \frac{1}{v_L} \frac{\int_{-y_1}^{+y_1} I_c dy / R}{\oint I_c \cos\theta d\omega} \quad (3.16)$$

para quando  $|v_z| \leq v_L$  ou  $|\Delta\lambda| \leq \Delta\lambda_L$ , e

$$M(\Delta\lambda) = 0 \quad (3.17)$$

para  $|v_z| > v_L$  ou  $|\Delta\lambda| > \Delta\lambda_L$

E o perfil de linha normalizado pode então ser escrito como:

$$\frac{\mathfrak{F}_\nu}{\mathfrak{F}_c} = \int_{-\infty}^{\infty} H(v - v_z) M(v_z) dv_z = H(v) * M(v_z) = H(\Delta\lambda) * M(\Delta\lambda) \quad (3.18)$$

Essa convolução dá o resultado de um perfil intrínseco de linha  $H(\Delta\lambda)$ , juntamente à função de alargamento Doppler  $M(\Delta\lambda)$ , resultando num perfil do fluxo alargado pela rotação da estrela.

Para que a função de alargamento seja encontrada, a partir de 3.16, nota-se que é necessário determinar  $I_c$ . Essa intensidade pode ser aproximada com o auxílio de uma lei quadrática de escurecimento do limbo [14, 48]:

$$\frac{I_c}{I_c^0} = 1 - a(1 - \mu) - b(1 - \mu)^2 \quad (3.19)$$

onde  $\mu = \cos\gamma$ ,  $I_c$  representa a intensidade superficial da estrela,  $I_c^0$  é a intensidade no centro do disco estelar, e o ângulo  $\gamma$  está entre a superfície normal emergente e a linha de visada.  $a$  e  $b$  são os chamados coeficientes de escurecimento do limbo (CEL), linear e quadrático, respectivamente; estes são funções da temperatura efetiva da estrela e da gravidade local [14].

Resolvendo então analiticamente a equação 3.16, primeiro o numerador e depois o denominador, obtém-se finalmente:

$$M(\Delta\lambda) = c_1 [1 - (\Delta\lambda/\Delta\lambda_L)^2]^{\frac{1}{2}} + c_2 [1 - (\Delta\lambda/\Delta\lambda_L)^2] + c_3 [1 - (\Delta\lambda/\Delta\lambda_L)^2]^2 \quad (3.20)$$

onde  $c_1$ ,  $c_2$  e  $c_3$  podem ser escritos como:

$$c_1 = \frac{2}{\pi} \left( \frac{1 - a}{1 - a/3 + b/6} \right), c_2 = \frac{1}{2} \left( \frac{a + b}{1 - a/3 + b/6} \right), c_3 = -\frac{4}{3\pi} \left( \frac{b}{1 - a/3 + b/6} \right) \quad (3.21)$$

[9]

Dessa forma, a função de alargamento devido à rotação está definida, e a partir daqui, são utilizados métodos para a determinação da velocidade de rotação projetada da

estrela.

Como já foi mencionado, além do alargamento causado pela rotação da estrela, ainda há outras fontes que podem alargar a linha espectral, incluídos no alargamento Doppler. Dentre esses fatores, pode-se considerar o alargamento térmico, o por pressão, o instrumental, e os que têm efeitos um pouco mais significativos sobre a linha, os alargamentos por macro e microturbulência.

### 3.1.5 Alargamento térmico

Devido ao movimento dos átomos absorvedores de radiação na fotosfera, a linha é um pouco alargada. A função que o descreve é uma distribuição gaussiana:

$$M_t(\Delta\lambda) = \frac{1}{\sqrt{\pi}\Delta\lambda_t} \exp\left[-\frac{\Delta\lambda^2}{\Delta\lambda_t^2}\right] \quad (3.22)$$

onde

$$\Delta\lambda_t = \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (3.23)$$

sendo  $k$  a constante de Boltzmann,  $T$  e  $m$  a temperatura e a massa do elétron [10].

### 3.1.6 Alargamento por pressão

O gás na fotosfera está em movimento, as moléculas colidem e daí surge o alargamento por pressão. Sua função pode ser descrita por um perfil Lorentziano [60], o qual é dado por:

$$M_p(\Delta\lambda) = \frac{\alpha_l}{\pi} (\Delta\lambda^2 + \alpha_l^2)^{-1} \quad (3.24)$$

onde agora a meia largura utilizada é a do perfil lorentziano  $\alpha_l$ .

### 3.1.7 Alargamento por microturbulência

É um parâmetro introduzido na síntese espectral para dar conta de um alargamento extra observado em todas as linhas. A função de microturbulência pode ser descrita como:

$$M_{mic}(\Delta\lambda) = \frac{1}{\sqrt{\pi}\Delta\lambda_{mic}} \exp\left(-\frac{\Delta\lambda^2}{\Delta\lambda_{mic}^2}\right) \quad (3.25)$$

### 3.1.8 Alargamento por macroturbulência

É uma forma de alargamento que ocorre quando há movimentos grandes o suficiente na fotosfera para que os fótons permaneçam nela desde que sejam criados até escaparem da estrela. A função gaussiana é similar à de microturbulência:

$$M_{mac}(\Delta\lambda) = \frac{1}{\sqrt{\pi\Delta\lambda_{mac}}} \exp\left(-\frac{\Delta\lambda^2}{\Delta\lambda_{mac}^2}\right) \quad (3.26)$$

### 3.1.9 Efeitos instrumentais

Todos os equipamentos utilizados na coleta dos espectros, possuem um efeito instrumental associado, que levará a um pequeno desvio da medida real. Geralmente, é assumido como uma distribuição gaussiana, mas como varia o fator de correção de um equipamento para outro, não é definida uma forma fixa para tal alargamento. Geralmente, com a calibração dos mesmos, seu efeito é minimizado [60].

Nesse trabalho, foi feita uma tentativa de correção, fazendo uso da resolução espectral, utilizando a lei empírica

$$v_{real}^2 = v_{medida}^2 + R^2 \quad (3.27)$$

onde  $R$  é a resolução espectral em (km/s) [31]. Mais tarde viu-se que essa correção apresentava valores menores que os erros das medidas, e não pôde ser utilizada.

De acordo com Massarotti [50], a contribuição da microturbulência para o alargamento da linha é de até  $2km/s$  para estrelas gigantes, e a contribuição de macroturbulência é de  $2km/s$  para subgigantes, até  $16km/s$  para supergigantes; pode-se utilizar um valor próximo de  $10km/s$  para a macroturbulência. Os demais alargamentos, como o por pressão e o por temperatura, não têm tanta influência sobre a linha das estrelas Be.

Tabela 3.1: Tabela referente à porcentagem de contribuição de alargamentos para a linha espectral, dos fatores significativos

<b>Alargamento</b>	<b>Porcentagem</b>
Rotação	95,84 %
Microturbulência	0,67 %
Macroturbulência	3,34 %
Pressão	0,05 %
Natural	0,10 %

A porcentagem referente ao alargamento natural equivale a cerca de 0,10% do alargamento Doppler.

Tomando como exemplo a estrela HD277707 (Bpe), medida através da linha  $4471\text{\AA}$ , com o instrumento C11\_LISA\_ATIK314L+ (França) (tabela 5.1), foi obtido um valor

médio de  $300\text{km/s}$  para a rotação, e dessa forma, pode-se fazer uma pequena tabela mostrando a porcentagem dos alargamentos contribuintes para o alargamento da linha, em relação ao alargamento Doppler, que é o predominante (tabela 3.1).

### 3.2 MÉTODOS DE DETERMINAÇÃO DA VELOCIDADE DE ROTAÇÃO

Um método muito utilizado é o da transformada de Fourier, no qual é aplicada a transformada sobre a linha, e o primeiro zero da frequência de Fourier está relacionado à velocidade de rotação da estrela multiplicada pelo seno do ângulo de inclinação em relação à linha de visada. Esse método permite distinguir algumas fontes de alargamento mais facilmente que por outros métodos [63]. A seguir, serão discutidos tais métodos.

Outro método utilizado para se medir a velocidade da estrela é através da medida da largura à meia altura das linhas de absorção fotosféricas. Essa medida é aproximadamente a velocidade da estrela multiplicada pelo seno da inclinação do eixo de rotação da estrela em relação à linha de visada [57].

#### 3.2.1 Método da transformada de Fourier

Um método frequentemente utilizado para se medir a velocidade de rotação de uma estrela é o método da transformada de Fourier. É realizada uma transformada sobre a linha, e a posição do primeiro zero do domínio de Fourier está relacionada à medida da velocidade de rotação da estrela. Pela técnica utilizada por Gray [31], o perfil observado de uma linha numa estrela em rotação é dado pela convolução:

$$F(\Delta\lambda) = I(\Delta\lambda) * H(\Delta\lambda) * M(\Delta\lambda) \quad (3.28)$$

onde  $I(\Delta\lambda)$  é o perfil instrumental, o qual é um efeito devido aos equipamentos utilizados,  $H(\Delta\lambda)$  é o perfil intrínseco, e  $M(\Delta\lambda)$  é o perfil rotacional.

Aplicando a transformada de Fourier na equação, obtém-se como resultado, no domínio de Fourier, o seguinte produto [32, 58]:

$$f(\sigma) = i(\sigma)h(\sigma)m(\sigma) \quad (3.29)$$

A aplicação da transformada sobre o perfil rotacional da linha tem a seguinte forma [66]:

$$m(\sigma) = \int_{-\infty}^{\infty} M(\lambda) \exp(-i\sigma\lambda) d\lambda \quad (3.30)$$

A transformada  $m(\sigma)$  tem uma expressão complicada, descrita com o auxílio da função de Bessel de primeira ordem,  $J_1$ . Para um coeficiente de escurecimento do limbo  $a = 0,6$  [31],  $m(\sigma)$  tem a forma:

$$m(\sigma) = \frac{J_1(u\beta)}{u\beta} - \frac{3 \cos u\beta}{2u^2\beta^2} + \frac{3 \sin u\beta}{2u^3\beta^3} \quad (3.31)$$

onde  $u\beta = 2\pi\Delta\lambda_L\sigma$ .

As posições dos primeiros zeros da equação 3.31 são mostradas na equação 3.32. Entretanto, para a medida da velocidade de rotação das estrelas Be, só é necessário o uso do primeiro zero.

$$\Delta\lambda_L\sigma_1 = 0,660\Delta\lambda_L\sigma_2 = 1,162\Delta\lambda_L\sigma_3 = 1,661 \quad (3.32)$$

A frequência do primeiro zero,  $\sigma_1$ , como já foi mencionado, está relacionada ao  $v_{\text{seni}}$  da estrela, e a expressão que os relaciona é a que segue [16, 63]:

$$v_{\text{seni}} = \frac{0,66c}{\lambda\sigma_1} \quad (3.33)$$

Na figura 3.8 é mostrada a transformada de Fourier da linha do Mg II 4481Å da estrela HIP95965 (A2V), e um perfil de linha teórico (linha pontilhada). A transformada aqui descrita possui uma função semelhante à descrita pela figura 3.8. A frequência do primeiro zero está indicada.

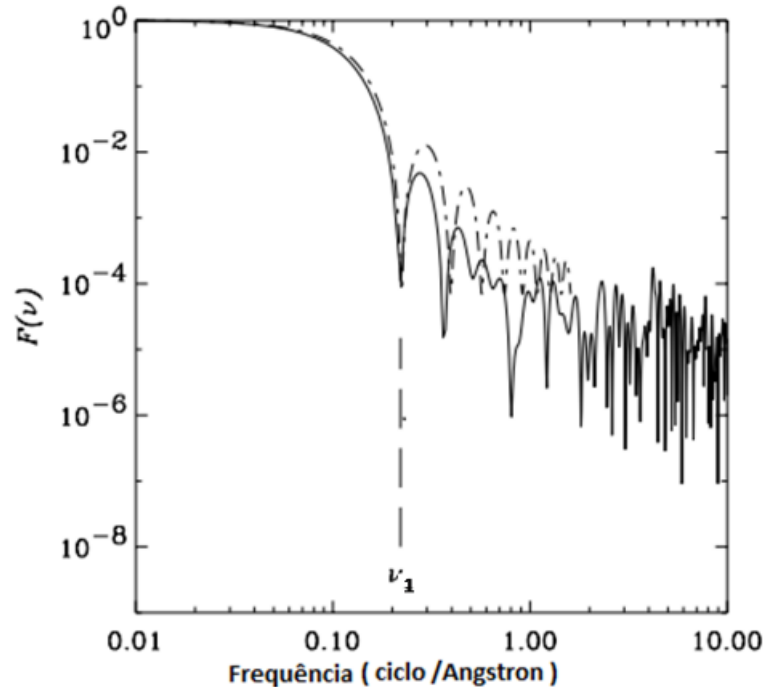


Figura 3.8: Perfil da linha Mg 4481 da estrela HIP95965, juntamente a um perfil teórico (linha pontilhada). A velocidade corresponde a  $v_{\text{seni}} = 200\text{km/s}$ , [61] modificada.

Outras fontes de alargamento, como micro e macrotubulência, podem afetar o resultado da transformada. Entretanto, geralmente os zeros desses fenômenos aparecem em

frequências maiores que a rotação, então, a influência deles é pequena, exceto quando se trata de estrelas de baixa velocidade de rotação, o que não é o caso das estrelas tipo Be. Os ruídos também são minimizados quando se trata do domínio de Fourier.

Na figura 3.8, compara-se a transformada de Fourier do espectro da estrela com a transformada de uma linha teórica. Esse é o método mais comumente utilizado: mede-se a linha da estrela, a qual é comparada posteriormente com uma linha teórica do elemento, um espectro sintético, feito através de modelos estelares para tal estrela. (Para um melhor entendimento sobre modelos estelares, consulte Kippenhahn (1990) [42]; tabelas com modelos estelares podem ser encontradas em Gray 2005 [31]). Nesse trabalho, entretanto, não serão utilizados modelos de linhas, apenas dados da literatura para comparação e estimativa de outros fatores de alargamento.

Uma desvantagem nesse caso, com rotação rápida, e que pode afetar os resultados é que a forma da estrela deixa de ser esférica, e nesse caso, a gravidade será diferente no pólo e no equador. Porém, neste trabalho, não será levado em conta o escurecimento devido à gravidade.

### 3.2.2 O método da FWHM

Outro método utilizado para a determinação da velocidade de rotação estelar é o da medida da largura à meia altura da linha espectral. Nesse método, é medida a largura da linha a uma meia altura de um ajuste gaussiano feito sobre a linha. A vantagem é que no momento da medida, o pico é o centro da linha, então não importa se esteja deslocado ou não, pois a medida da largura independe da posição do centro.

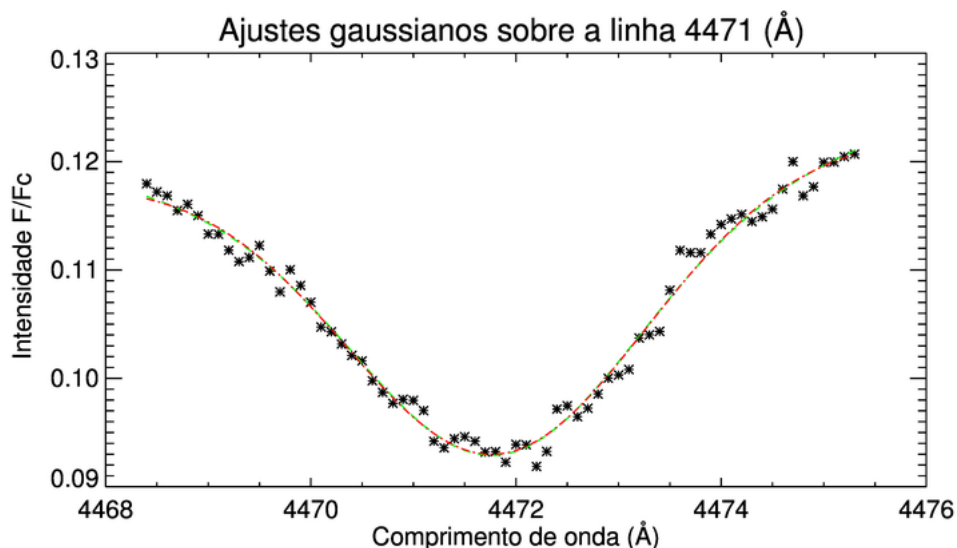


Figura 3.9: Linha 4471Å de omega CMa, mostrada no IDL. A linha está em preto, e as linhas sobrepostas verde e vermelha são dois diferentes ajustes gaussianos. FONTE: Elaborada pelo autor

A figura 3.9 mostra a linha 4471Å do He I de uma das estrelas utilizadas nesse trabalho, omega CMa (B2IVe), e mostra dois ajustes gaussianos feitos sobre a linha espectral, pontilhados.

O programa computacional mede pela gaussiana o centro da linha de absorção, e a partir dela, calcula a FWHM. Observe que aproximadamente no meio da altura da linha, sua largura é próxima de 4Å nesse exemplo, e o valor obtido computacionalmente para essa estrela é de 3,32Å. Também há uma medida da largura da gaussiana ( $\sigma$ ) relacionada; a expressão que as relaciona é a seguinte:

$$\frac{1}{2} = \exp\left[-\frac{x^2}{2\sigma^2}\right] \quad (3.34)$$

Resolvendo para  $x = FWHM$  [51],

$$x = [2\sqrt{2 \ln 2}]\sigma \quad (3.35)$$

A partir das medidas de FWHM, o cálculo da velocidade projetada é obtido pela seguinte equação:

$$v \sin i = c \frac{x}{2\lambda(\ln 2)^{\frac{1}{2}}} \quad (3.36)$$

onde  $\lambda$  é o comprimento da linha medido,  $c$  é a velocidade da luz, e  $x$  é o valor encontrado da equação 3.35.

A limitação desse método é a de não conseguir separar outros tipos de alargamentos do Doppler, diferentemente do método de Fourier, o que pode confirmar a presença de alargamentos extras em estrelas tipo B, pois a presença de linhas estreitas é rara [63].

## 4 METODOLOGIA

### 4.1 BASE BESS

Pelo fato do fenômeno Be ser variável, faz-se útil aos pesquisadores uma base de dados onde se possa encontrar os espectros de um longo período de tempo. Além da possibilidade de acompanhar a emissão de  $H\alpha$  através dos espectros, uma base agregaria as informações necessárias das estrelas, como temperatura efetiva, índices de cor, velocidade de rotação, acompanhando os arquivos dos espectros. Com o intuito de facilitar o trabalho científico com estrelas Be, foi criada a BeSS (Be Star Spectra- <http://basebe.obspm.fr>) [54], mantida pelo LESIA (Observatoire de Paris-Meudon, France). A figura 4.1 mostra como exemplo os dados da estrela omega CMa, acompanhados da referência dos autores, retirado da base de dados.

<b>Be star :</b> ome CMa	<a href="#">Jaschek &amp; Egret, 1982, IAUS 98, 261</a>
<b>Category :</b> classical Be	
<b>HD number :</b> 56139	
<b>Coordinates :</b> 07 14 48.65 -26 46 21.61 (2000)	<a href="#">van Leeuwen, 2007, A&amp;A 474, 653</a>
<b>B Magnitude :</b> 3.87	<a href="#">Simbad database, CDS</a>
<b>V magnitude :</b> 4.028	<a href="#">Simbad database, CDS</a>
<b>J Magnitude :</b> 4.543 ±0.242	<a href="#">Cutri, Skrutskie, van Dyk et al., 2003, 2MASS All Sky Catalog of point sources</a>
<b>H Magnitude :</b> 4.494 ±0.076	<a href="#">Cutri, Skrutskie, van Dyk et al., 2003, 2MASS All Sky Catalog of point sources</a>
<b>K Magnitude :</b> 4.374 ±0.018	<a href="#">Cutri, Skrutskie, van Dyk et al., 2003, 2MASS All Sky Catalog of point sources</a>
<b>Spectral type :</b> B2IVe	<a href="#">Hiltner, Garrison &amp; Schild, 1969, ApJ 157, 313</a>
<b>Teff :</b> 21900 K	<a href="#">Chauville, Zorec, Ballereau et al., 2001, A&amp;A 378, 861</a>
<b>logg :</b> 3.5	<a href="#">Chauville, Zorec, Ballereau et al., 2001, A&amp;A 378, 861</a>
<b>vsini :</b> 85 ±10 km/s	<a href="#">Chauville, Zorec, Ballereau et al., 2001, A&amp;A 378, 861</a>
<b>Inclination angle :</b> 18 degrés	<a href="#">Chauville, Zorec, Ballereau et al., 2001, A&amp;A 378, 861</a>
<b>Distance :</b> 279 [267-293] pc	<a href="#">van Leeuwen, 2007, A&amp;A 474, 653</a>
<b>Radial velocity :</b> 26 ±5 km/s	<a href="#">Evans, 1967, IAUS 30, 57</a>

Figura 4.1: Informações da estrela omega CMa. Note que os artigos de onde os dados foram retirados estão disponíveis ao lado da informação [6].

Os espectros utilizados nesse trabalho foram todos retirados da BeSS, sendo que alguns foram descartados por apresentarem muito ruído, e algumas estrelas também por não possuírem espectros na faixa de comprimento de onda desejada. Das cerca de 600 estrelas analisadas, retiradas da base, foram utilizadas 261 para o presente trabalho. A figura 4.2 apresenta um exemplo da forma como os espectros estão disponíveis na base.

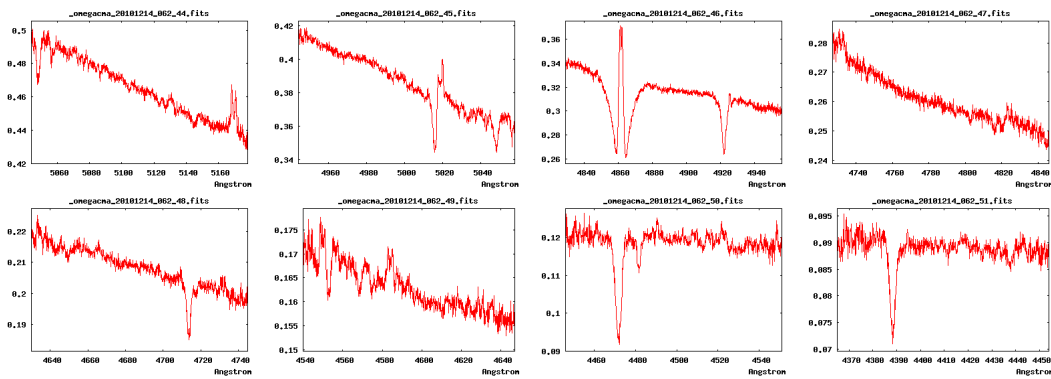


Figura 4.2: Espectros da estrela omega CMa em várias faixas de comprimentos de onda [6].

## 4.2 VIZIER

Além dos espectros utilizados da BeSS, também foram utilizadas as velocidades de rotação projetadas ( $v_{\text{seni}}$ ) da literatura presentes no ViZier, o qual é um serviço de catálogo astronômico, que permite a consulta a diversos outros catálogos; este possui informações fundamentais para estudos de diversos tipos de estrela [71]. Na base, algumas vezes há referências de vários autores para o mesmo parâmetro de uma mesma estrela. Alguns dos dados encontrados estão nos apêndices B e C.

## 4.3 MÉTODO UTILIZADO

Após a coleta dos espectros e das velocidades projetadas encontradas na literatura, nesse tópico é mostrado como os cálculos foram feitos.

Foi utilizado o IDL (Interface Data Language), uma linguagem de programação, que permite o tratamento de dados, assim como produção de gráficos e várias outras vantagens e é mantido pela *Exelis Visual Information Solutions*.

Primeiramente, o espectro de cada estrela foi selecionado de acordo com cada uma das três linhas escolhidas do He I (4026Å, 4388Å, 4471Å). Cada linha foi centralizada e em seguida, um ajuste gaussiano foi feito e utilizado para o cálculo de  $v_{\text{seni}}$ . Após isso, a rotina utilizada calculou as velocidades pelo método de FWHM e pelo método de Fourier, os quais já foram descritos na seção 3.2.

Foram aplicados os dois métodos para todas as estrelas. Inicialmente, havia mais estrelas, porém, no momento em que as linhas foram isoladas, algumas apresentaram muito ruído e não foi possível encontrar a linha de fato, e elas foram então descartadas.

Foram utilizadas 261 estrelas e 481 linhas. A quantidade de linhas para cada estrela variou de uma a três. Isso dependeu tanto da resolução do espectro, quanto dos comprimentos de onda disponíveis na base de dados e também do nível de ruído. As velocidades calculadas por cada um dos dois métodos eram então salvas num arquivo de texto.

Após essa etapa, procurou-se pelas velocidades determinadas na literatura para essas estrelas no ViZieR [71]. Elas foram salvas na mesma ordem que as calculadas nesse trabalho em outro arquivo de texto. Juntamente a essas velocidades, foram salvos dados de temperatura efetiva, tipo espectral, magnitude U, B e V, distância e luminosidade, os quais posteriormente poderiam servir para eventuais correções.

#### 4.4 POSSÍVEIS CORREÇÕES

Algumas tentativas de correções foram feitas. Deve-se lembrar que nesse trabalho não foi feito o uso de espectros sintéticos, então as correções de macro e microturbulência só poderiam ser feitas através de equações (tabela 3.1).

Uma correção para estrelas gigantes do catálogo Hipparcos [50], leva em conta a temperatura efetiva e a luminosidade da estrela para a determinação do fator de macro-turbulência, dada por:

$$\log \zeta = 3,50 \log(L/L_{\odot}) - 12,67 \quad (4.1)$$

Para extrair o valor real da velocidade de rotação, o autor [50] utiliza uma equação já proposta anteriormente [25],

$$V_{real\,seni} = (V_{med} - C_{\zeta}\zeta)^{1/2} \quad (4.2)$$

Entretanto, como será visto mais adiante, tal correção não obteve valores significativos. Também foi analisado outro trabalho [69], o qual utilizou a gravidade da estrela para determinar sua velocidade de macro-turbulência, mas neste trabalho, não conseguiu-se obter esse dado para tentar aplicar tal correção; o trabalho [69] utilizou estrelas do tipo G “late-type”.

## 5 RESULTADOS E DISCUSSÃO

As velocidades projetadas foram calculadas pelo método de Fourier e de FWHM vistos na seção 3.2. A figura 5.1 mostra uma comparação entre os resultados obtidos com os dois métodos para todas as linhas analisadas.

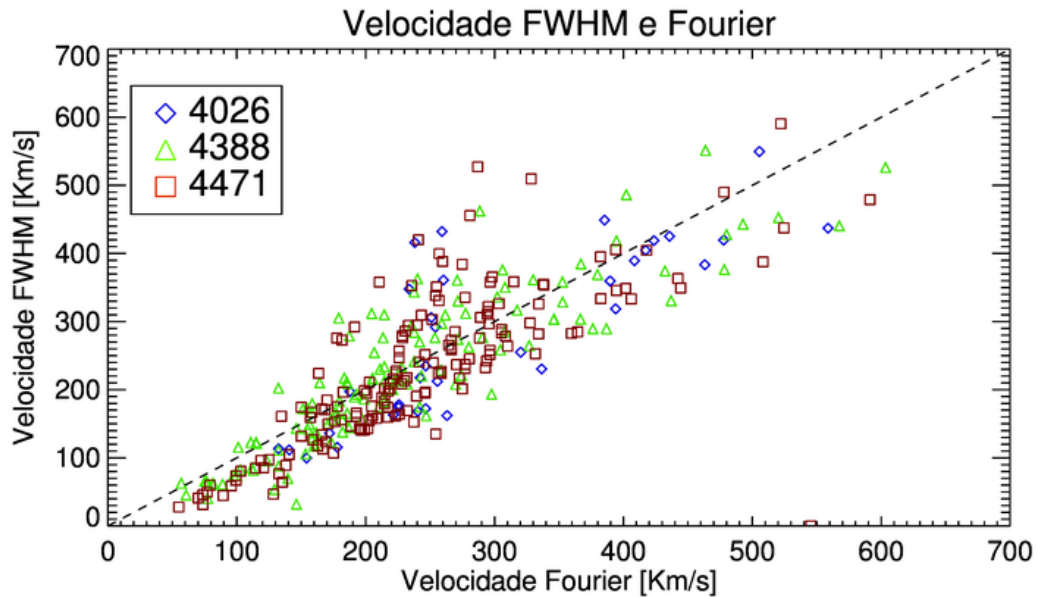


Figura 5.1: Comparação de  $v_{\text{seni}}$  calculada pelos métodos de Fourier e FWHM. Na figura são mostrados 481 pontos referentes a cada linha medida.

Observe que a linha pontilhada indica a situação em que as velocidades são idênticas. As medidas deste trabalho foram comparadas com velocidades publicadas na literatura. 177 estrelas possuem medida na literatura e 82 não possuem.

A figura 5.2 mostra a comparação do método de FWHM e das velocidades encontradas na literatura. Esse gráfico possui apenas 323 medidas.

Da mesma forma, a figura 5.3 mostra a comparação do método de Fourier e da literatura. O gráfico também apresenta 323 pontos, pelo mesmo motivo da figura 5.2.

De acordo com a figura 5.1, pode-se notar que os dois métodos calculados coincidem até cerca de 300km/s. Nota-se também, que quanto maior é a velocidade, mais os métodos diferem.

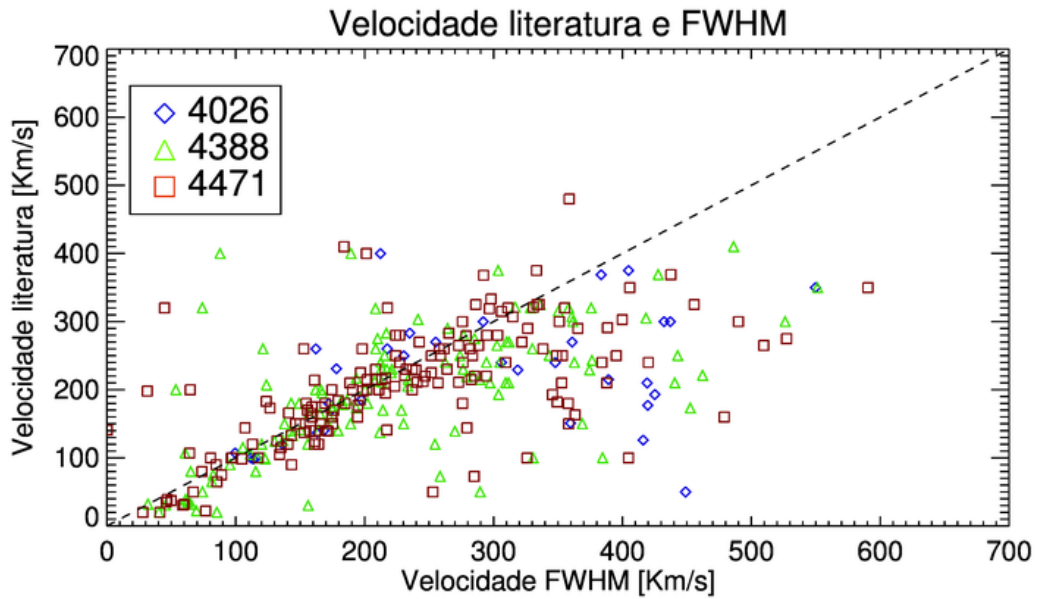


Figura 5.2: Comparação de  $v_{\text{seni}}$  calculada pelo métodos de FWHM e os valores encontrados na literatura. Na figura são mostrados 323 pontos referentes a cada linha medida.

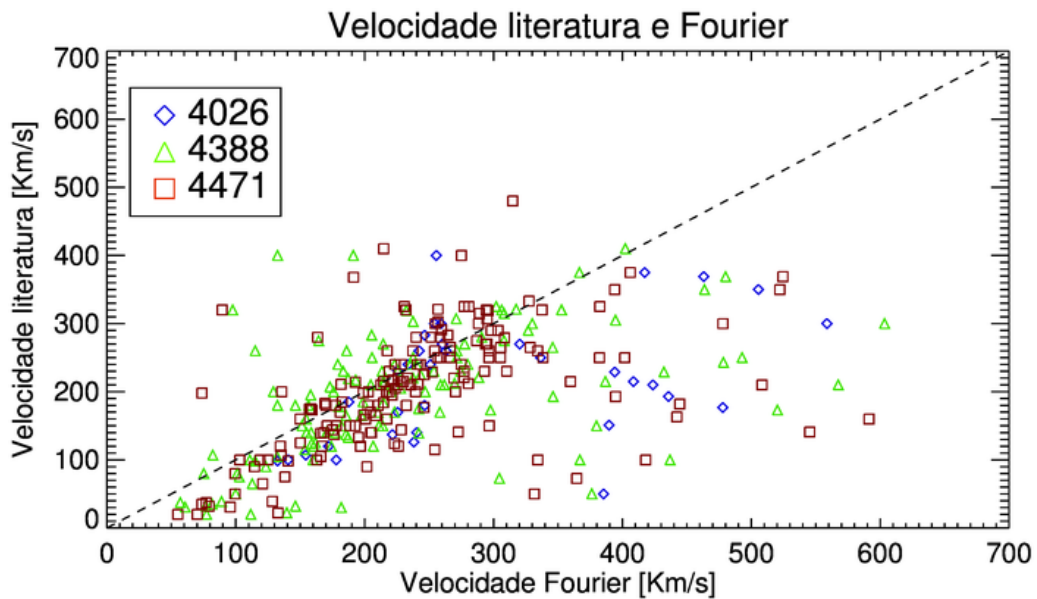


Figura 5.3: Comparação de  $v_{\text{seni}}$  calculada pelo método de Fourier e os valores encontrados na literatura. Na figura são mostrados 323 pontos referentes a cada linha medida.

Nas figuras 5.2 e 5.3, onde são mostradas as velocidades do método de FWHM e Fourier versus a literatura, o mesmo padrão é observado, porém, com alguns pontos mais dispersos. A parte inferior direita do gráfico, mostra que o método FWHM superestimou a velocidade para algumas linhas, e a parte esquerda, subestimou.

Por exemplo, as medidas da estrela Achernar (B6Vep) estão em cerca de  $240\text{km/s}$ , enquanto que, segundo a literatura [29], sua velocidade de rotação é de  $220\text{km/s}$ .

Para a estrela 10 Cas (B9IIIe), foram obtidas velocidades entre  $135\text{km/s}$  e  $172\text{km/s}$ , e o resultado encontrado na literatura [12] foi de  $125\text{km/s}$ . Mais um exemplo é a estrela omega CMa (B2IVe), onde foram encontradas velocidades entre  $112\text{km/s}$  e  $165\text{km/s}$ , enquanto a velocidade descrita pela literatura [12] é de  $105\text{km/s}$ .

Entretanto, mesmo os valores encontrados na literatura possuem erros, como por exemplo, para a estrela  $\rho$  Car (B4Vne), na base utilizada [71] havia duas velocidades de diferentes autores como referência,  $325\text{km/s}$  e  $356\text{km/s}$  (neste trabalho, foram obtidas velocidades entre  $277\text{km/s}$  e  $336\text{km/s}$  para a estrela). Outro exemplo é a estrela  $\eta$  Ori (B1V), para a qual há velocidades na base entre  $35\text{km/s}$  e  $140\text{km/s}$  de um mesmo autor (neste trabalho os valores encontrados estão entre  $45\text{km/s}$  e  $81\text{km/s}$ ). Tomando essas estrelas como exemplo, além de várias outras onde ocorreu a mesma situação, nota-se que as medidas de  $v_{\text{seni}}$  carregam muitas incertezas.

Para observar melhor essa grande faixa de medidas, pode-se consultar o apêndice B, e notar que grande parte das velocidades medidas pela linha  $4388\text{\AA}$  são menores que as pela linha  $4471\text{\AA}$  e  $4026\text{\AA}$ . Entretanto, os valores encontrados na literatura foram medidos pela linha  $4471\text{\AA}$ , juntamente com a Mg II  $4481\text{\AA}$  [12]. Possivelmente, essa discrepância possa ser explicada em função dos autores de algumas medidas [18] terem utilizado um modelo de linhas, o qual não foi utilizado neste trabalho. Outra possível razão seria que alguns espectros apresentaram poucos pontos durante o ajuste da linha, o que levou a um padrão de medidas muito altas.

Note que há algumas velocidades, correspondentes à linha  $4471\text{\AA}$  que foram subestimadas pelos métodos utilizados (figuras 5.2 e 5.3); estas podem ser explicadas de forma que essa linha se encontra mais próxima do envelope, e por isso ela fica mais estreita e a velocidade medida menor. Ou também, essa mesma linha está bem próxima da linha Mg  $4481\text{\AA}$  que também pode ser utilizada para medidas de velocidade, e quanto menor for a temperatura da estrela, mais essas duas linhas se confundem [27], o que alargaria o perfil.

Segundo a literatura [27], ocorre um efeito de saturação nas linhas de He I  $4471\text{\AA}$  para estrelas que giram em torno de 80% da velocidade crítica. Isso subestima a medida da velocidade, entretanto, essa saturação ocorre para estrelas cujas temperaturas estão abaixo de 18000K, o que não é o caso das estrelas utilizadas neste trabalho.

O efeito “veiling” também pode ser o responsável por subestimar as velocidades, sendo um efeito relacionado ao disco circumstelar, que afeta o contínuo, e consequentemente, a profundidade da linha. Para evitar esse efeito, uma das possibilidades é utilizar comprimentos de onda mais para o azul, como os utilizados neste trabalho, mas também determinar a influência do disco, através da distribuição de energia espectral [49].

Já nos casos em que as velocidades foram superestimadas, a linha proibida, que acompanha a linha  $4471\text{\AA}$  pode ter influenciado nas medidas, visto que quanto maior a velocidade de rotação da estrela, mais a linha sofre alargamento devido a essa contribuição da linha proibida [18].

As linhas utilizadas variaram de estrela para estrela. Para algumas, conseguiu-se medir pelo menos duas linhas, e para estas, pôde-se comparar então, para uma mesma estrela, as velocidades medidas por diferentes linhas. Deve-se ressaltar que as medidas são em menor quantidade dessa vez, devido ao fato de que 29 estrelas possuíam uma única linha medida.

Fazendo o cálculo do coeficiente de correlação linear para os gráficos, através do IDL, obteve-se os seguintes valores, 64% para a reta das velocidades da literatura contra as do método de Fourier, 58% para as velocidades da literatura contra as de FWHM, e comparando os dois métodos utilizados, o coeficiente foi de 84% próximo da reta um para um. Com esses resultados, define-se o método de Fourier como o melhor dos dois para o cálculo das velocidades de rotação entre os dois métodos utilizados neste trabalho.

Foram feitas comparações entre as linhas, para os dois métodos. Pode-se comparar os mesmos resultados com métodos diferentes. A quantidade de estrelas que tinha medidas das linhas 4026Å e 4388Å foi de 34, enquanto que para 4388Å e 4471Å havia 164 estrelas, e para a combinação de 4026Å e 4471Å havia outras 34 estrelas.

Deve-se ressaltar que não é a superposição desses gráficos, das figuras 5.4, 5.6 e 5.8 ou 5.5, 5.7 e 5.9 que forma as figuras 5.2 ou 5.3; além desses pontos, há ainda aqueles onde apenas uma das três linhas foi utilizada, somando 481 pontos.

Para todas as combinações de linhas, o método de Fourier foi o que apresentou menor dispersão, sendo que os gráficos 5.8 e 5.9 foram os que tiveram o maior coeficiente de correlação linear (92% e 76%, respectivamente). Em seguida, os gráficos 5.6 e 5.7 apresentaram coeficientes de 82% e 74%, seguidos dos gráficos 5.4 e 5.5 com 86% e 76%, respectivamente. 67 estrelas possuíam a linha 4026Å, 182 possuíam a linha 4388Å e 232 possuíam a linha 4471Å.

Já era esperado que o método de Fourier apresentasse um resultado melhor, o que confirma o que foi visto na seção 3.2. Não se pôde comparar os resultados linha por linha com as velocidades da literatura, pois não estavam especificadas para cada uma em quais linhas foram medidas nem por quais métodos.

Foram feitas tentativas de aplicar correções de macroturbulência às velocidades determinadas. Para a tentativa [50], foram buscados novamente nas bases de dados [6, 71] outros parâmetros, as luminosidades das estrelas e suas temperaturas efetivas. Após isso, foi calculado o fator de macroturbulência proposto  $\zeta$  (equação 4.2).

Para calcular a velocidade sem os alargamentos citados, segundo a equação 4.2, foi determinado antes o fator  $C_\zeta$ , utilizando uma estrela para a qual havia o valor medido e o valor, sem os alargamentos, da velocidade. Feito isso, a diferença entre as duas velocidades não foi significativa, e dessa forma, foi utilizado o fator  $C_\zeta = 0,5$  [25]. Com esse fator também não se obteve êxito, sendo que a correção resultou em cerca de 0,2 km/s, uma correção muito menor que o erro determinado pela medida de FWHM (de 3 a 10 km/s). Com esses dois fatores, gráficos foram obtidos e os pontos corrigidos, mas em vez de se aproximarem mais da reta, alguns dos pontos se dispersaram ainda mais.

Outra tentativa de correção citada [69] não pôde ser aplicada, pois um dado

importante,  $\log g$ , não foi encontrado para as estrelas estudadas. Sabendo que tais correções não foram desenvolvidas especificamente para rotatores rápidos, possivelmente também não surtiriam efeito caso o dado  $g$  fosse obtido.

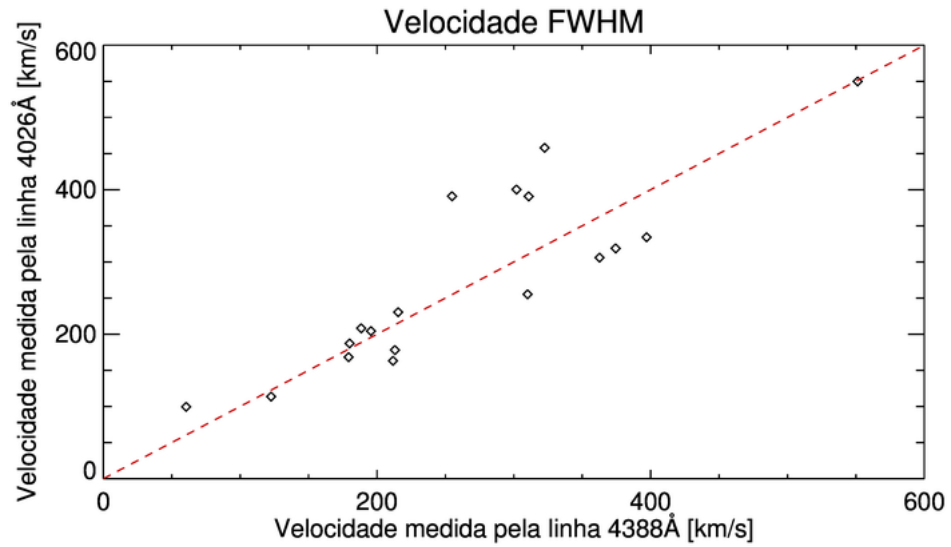


Figura 5.4: Velocidades medidas pelas linhas 4026Å e 4388Å por FWHM.

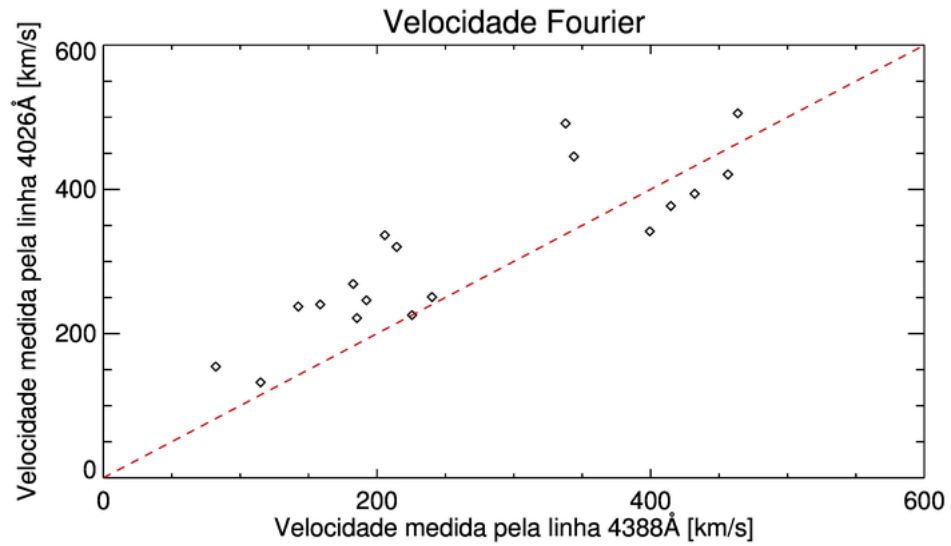


Figura 5.5: Velocidades medidas pelas linhas 4026Å e 4388Å por Fourier.

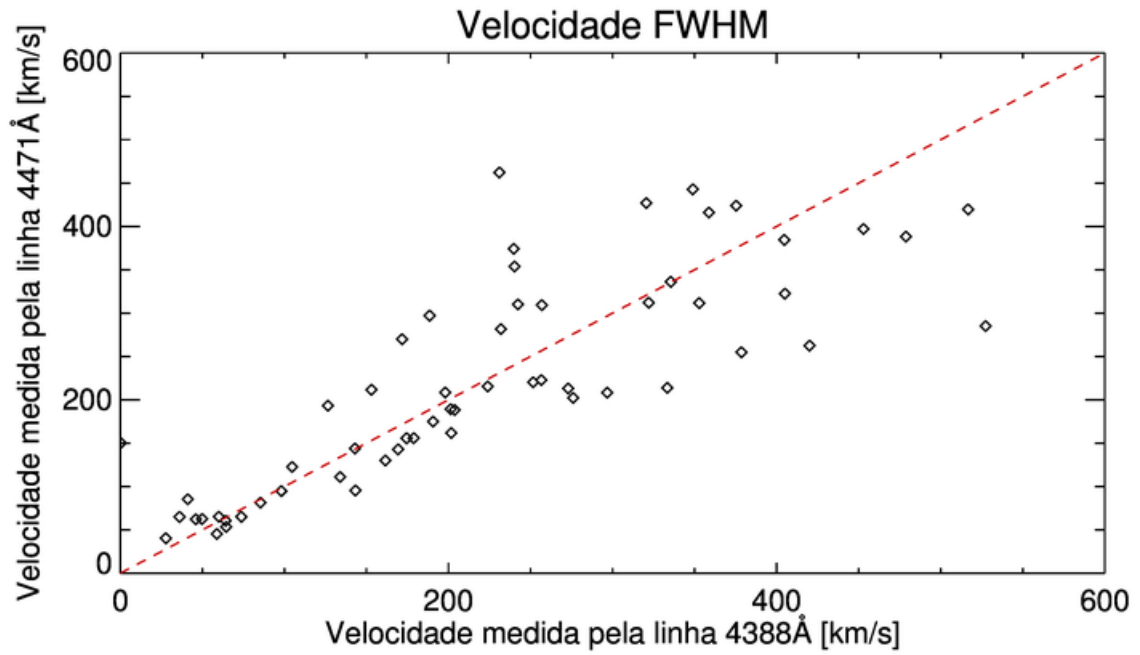


Figura 5.6: Velocidades medidas pelas linhas 4388Å e 4471Å por FWHM.

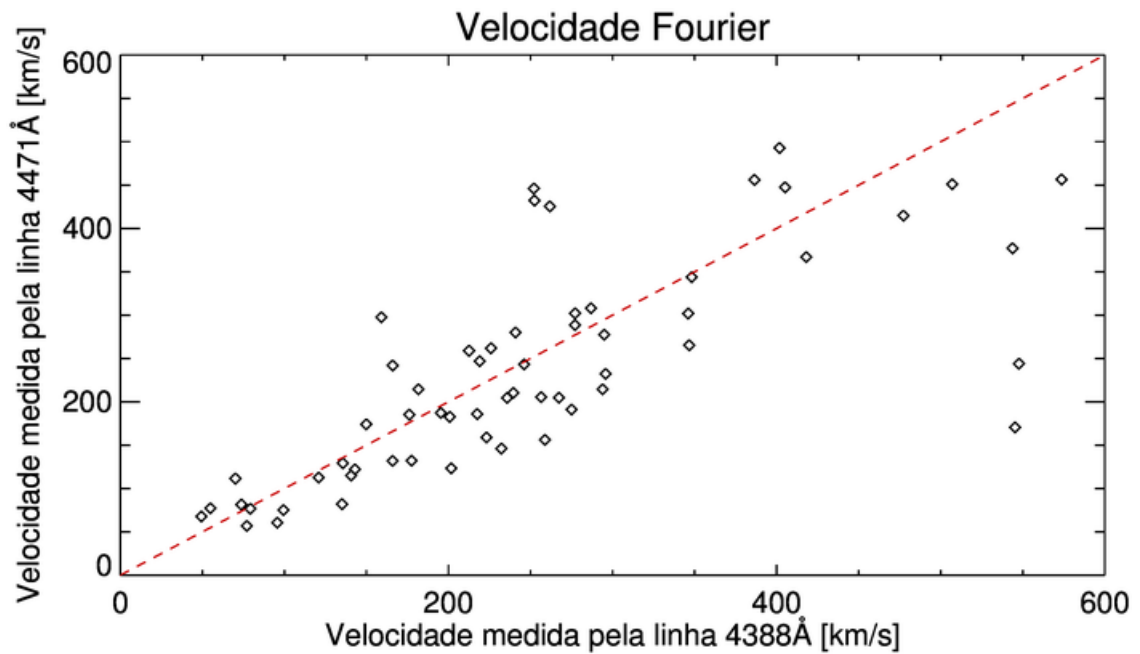


Figura 5.7: Velocidades medidas pelas linhas 4388Å e 4471Å por Fourier.

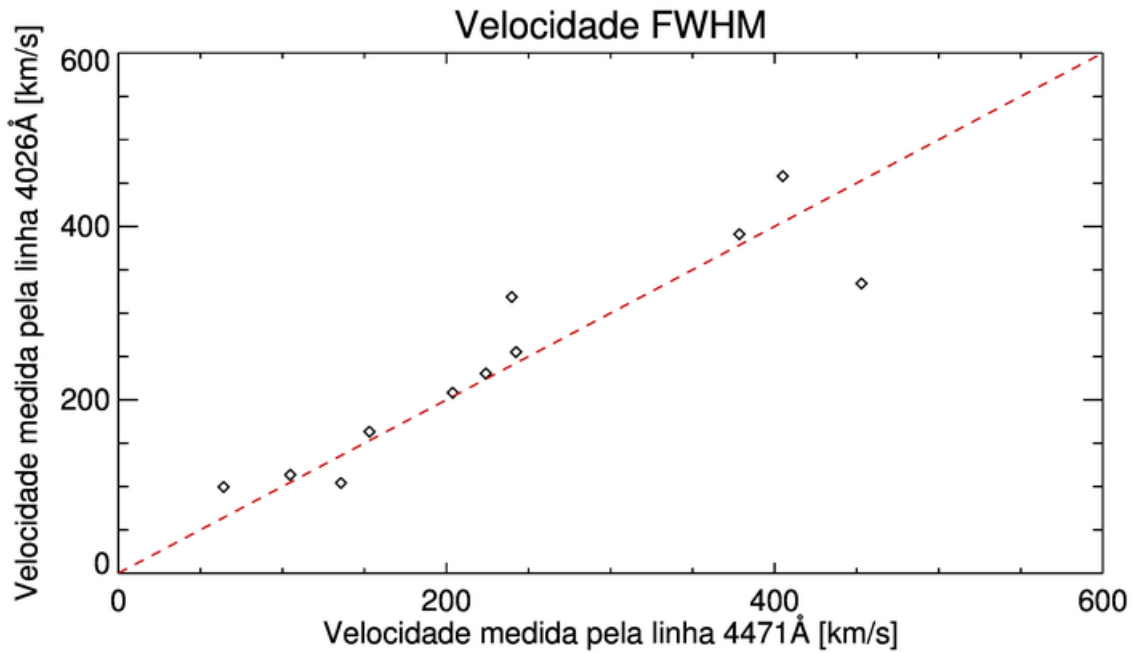


Figura 5.8: Velocidades medidas pelas linhas 4026Å e 4471Å por FWHM.

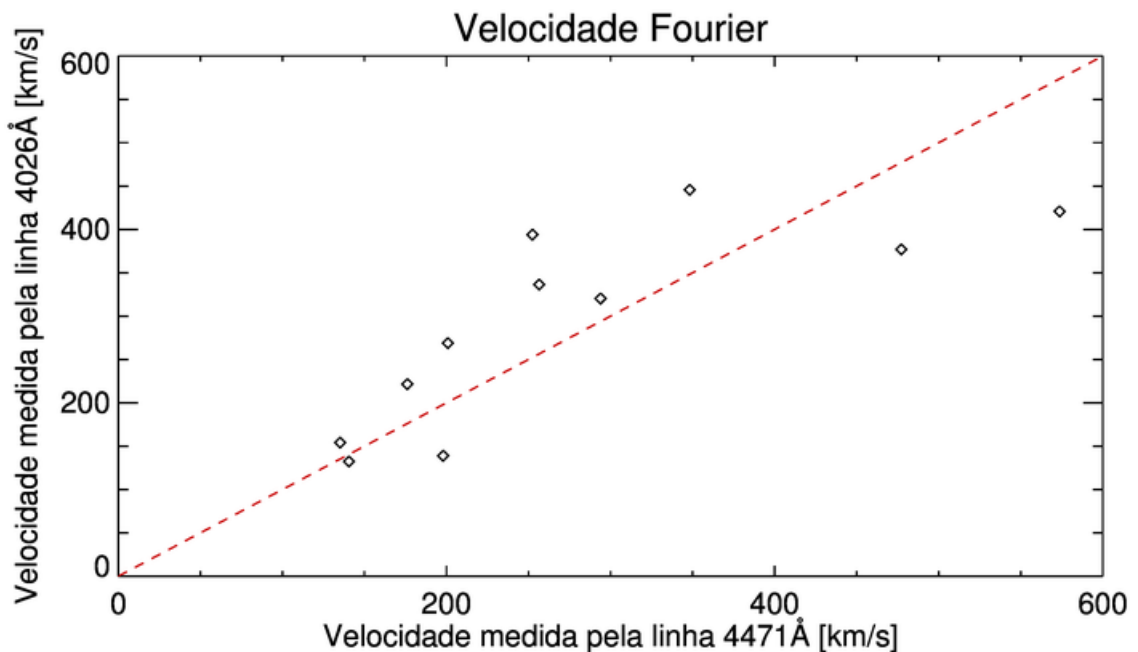


Figura 5.9: Velocidades medidas pelas linhas 4026Å e 4471Å por Fourier.

Utilizando então a equação 3.27, fazendo o uso da resolução espectral utilizada, foi obtido um erro instrumental, que entretanto, assim como as correções, não passou de 0,1 a 0,3  $km/s$ , e por isso, não foi incluído nos resultados finais. No apêndice B estão os erros da medida de FWHM (do ajuste gaussiano), que claramente, são muito maiores que essas possíveis correções, e sendo assim, não influenciariam nos resultados.

No apêndice A é mostrada uma tabela com as velocidades de rotação medidas pelos métodos de FWHM e de Fourier. Algumas estrelas tiveram medidas de mais de uma linha; a partir de tais medidas foram feitas médias, e dessa forma, pode-se comparar as velocidades determinadas pelos dois métodos.

A figura 5.10 ilustra as medidas das velocidades médias das estrelas Be medidas pela técnica de Fourier e FWHM até 400km/s.

Comparando com a figura 5.1, que mostra o resultado para as linhas medidas, a correlação das médias de velocidades da figura 5.10 apresenta um valor de 86%, enquanto que o valor para a figura 5.1 é de 84%.

Uma das causas da dispersão da figura 5.10 é a baixa resolução de alguns instrumentos, conforme a tabela 5.1. Foi realizada então uma seleção nos dados, eliminando os espectros com resolução inferior a 10000. A figura 5.11 mostra o resultado dessa seleção com as velocidades obtidas pelo método de Fourier comparadas com a literatura. Apenas os três primeiros equipamentos listados na tabela 5.1 são de uso profissional, o Elodie 1,93m, Feros 1,52m e o Feros 2,2m, somando uma quantidade de apenas 41 estrelas.

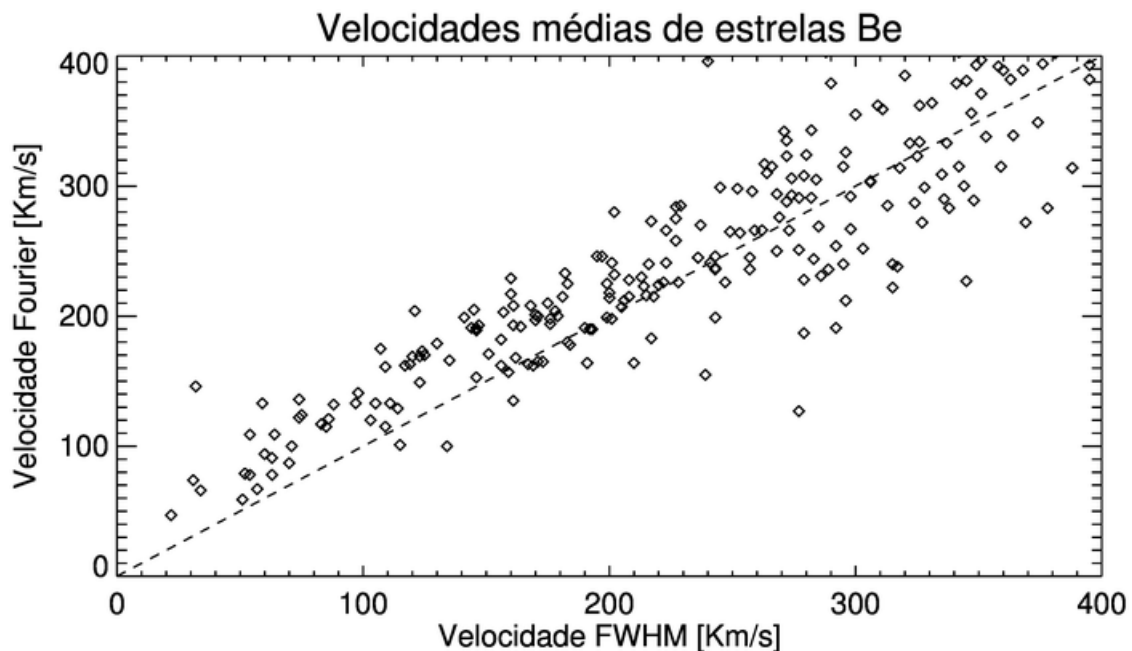


Figura 5.10: A figura apresenta o gráfico da tabela do apêndice A , mostrando as velocidades médias, determinadas por cada método.

A partir da seleção, foi calculado o coeficiente de correlação linear da amostra, resultando em 88%; a correlação com todos os dados para essa configuração (Fourier e literatura), incluindo as velocidades obtidas com instrumento de resolução inferior a 10000 resultou em 64%. Dessa forma, notou-se que os espectros de baixa resolução contribuíram de forma significativa para a dispersão da amostra.

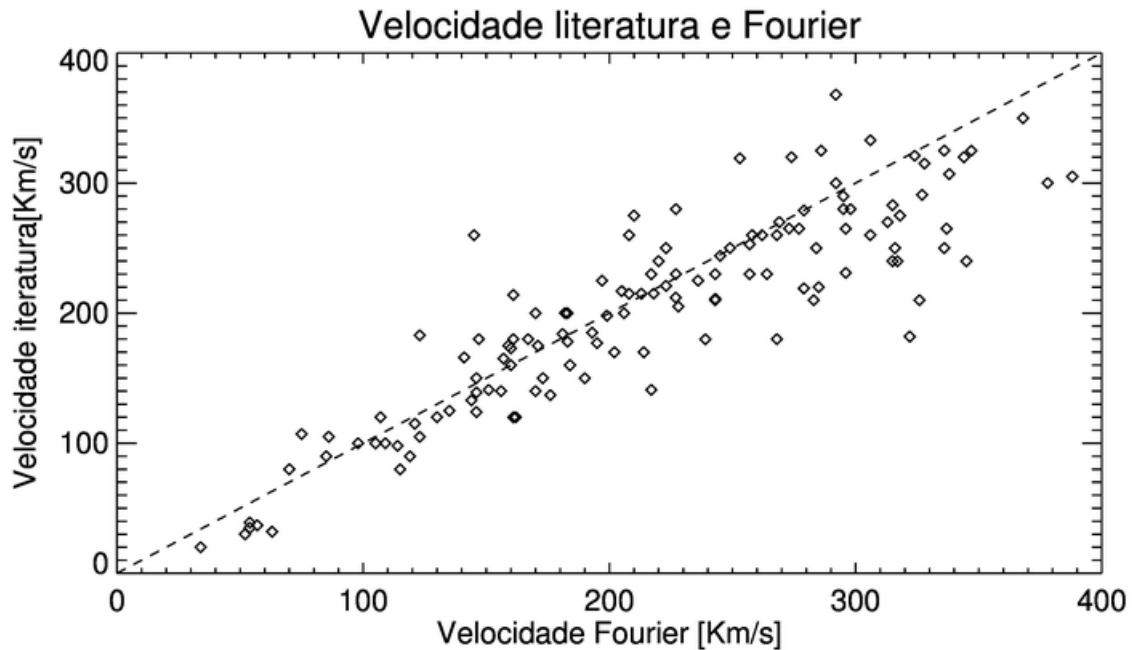


Figura 5.11: A figura mostra o gráfico das médias das velocidades obtidas através do método de Fourier e os valores obtidos da literatura, descartando os dados extraídos com equipamentos com resolução inferior a 10000.

Foram utilizadas as médias dos resultados obtidos pelo método de Fourier para construir um histograma que apresenta a distribuição das velocidades de rotação, no qual foi feito um ajuste gaussiano, e alguns parâmetros encontrados, os quais são número máximo de estrelas no pico, o valor desse pico e a largura à meia altura do ajuste.

A partir do histograma e ajuste da figura 5.12, foram obtidos alguns parâmetros indicados na figura. A velocidade média da amostra é de  $253 \pm 116 \text{ km/s}$ .

Foi feita uma análise por tipo espectral. A figura 5.13 mostra a distribuição dessas velocidades, similar à figura 5.12. Nem todas as estrelas possuíam a classificação espectral e por isso a distribuição da figura 5.13 não é idêntica à da figura 5.12.

A figura 5.14 mostra a média de  $v_{\text{seni}}$  por tipo espectral. A figura ainda mostra o desvio padrão, indicado pelas barras de erro. Nota-se que as estrelas B1/B2 possuem as maiores velocidades de rotação. Tal fato já havia sido observado na literatura [64, 70].

Tabela 5.1: Tabela referente aos instrumentos utilizados na coleta dos dados retirados da base BeSS, o diâmetro do espelho, a resolução espectral e o número de estrelas

<b>Instrumento</b>	<b>D. do espelho</b>	<b>Resolução</b>	<b>n° de estrelas</b>
Feros@ESO2,2	2,20	48000	7
Feros@ESO1,52	1,52	48000	10
Elodie@OHP193	1,93	45000	27
DeniSe	0,35	11000	36
T500F6-AP3600_ST10XME	0,51	10000	2
T0.6M_eShelV1_QSI512	0,60	10000	1
T500F6-AP3600_Eshel#112_ST10XME	0,51	10000	6
C14_eshel-121_ST8ME	0,36	10000	5
SC14	0,35	10000	1
C11_eShel_QSI532	0,28	10000	76
C8_LhiresIII-150_QSI532	0,20	10000	4
FSQ85_LISA_ATIK314L +	0,08	1200	3
FSQ106_LISA_ATIK314L +	0,11	1000	3
T60_LISA_ATIK314 +	0,60	800	5
eShel101_ST1603	0,28	800	5
C11_LISA_ATIK314L +	0,28	800	24
C9_LISA_ATIK314L+	0,23	800	1
T0.18_L3_150_Atik314L+	0,18	700	3
LISA_C11_ST8XME_23um_slit	-	700	3
C9_Lisa2_QSI583	0,23	630	9
LISA_VC200L_ST8XME_24um-slit	0,20	600	27
T0.6M_eShelV1_CCD1602E	0,60	450	2
T025_SA_MX5	0,25	100	1

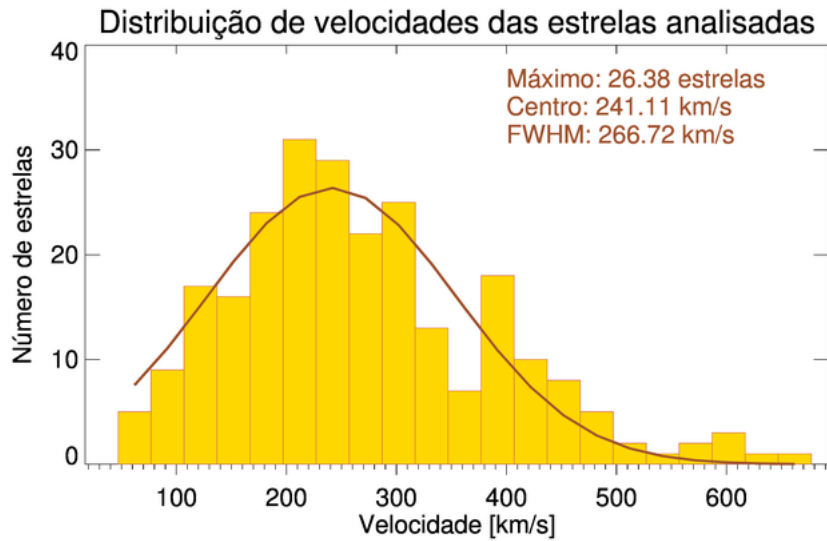


Figura 5.12: O histograma apresenta a distribuição das velocidades das estrelas analisadas, com um ajuste gaussiano.

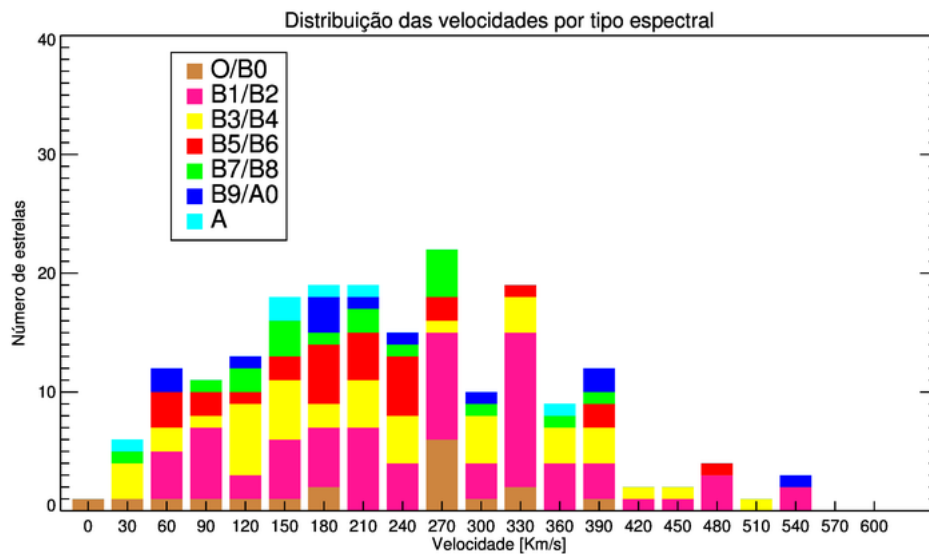


Figura 5.13: O histograma apresenta a distribuição das velocidades das estrelas analisadas, divididas pelo tipo espectral.

A seguir, na figura 5.15, são mostradas as velocidades para cada tipo espectral em separado, para uma melhor visualização dos resultados, mostrando a maior quantidade de estrelas presentes na região B1 e B2 [49, 52, 73].

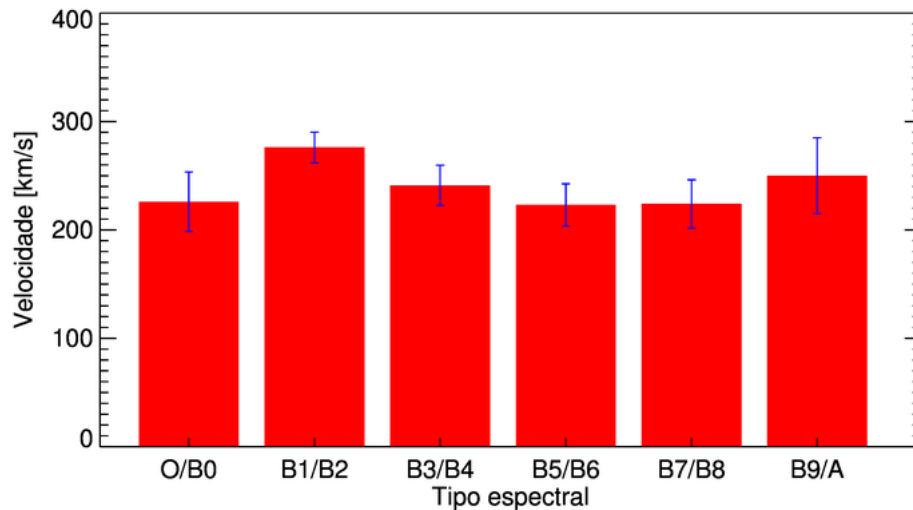


Figura 5.14: A figura mostra a média de velocidades conforme o tipo espectral na amostra. As barras indicam o desvio padrão.

Na figura 5.16 são mostradas as coordenadas equatoriais da amostra analisada. A maior parte das estrelas é observada no hemisfério norte. A figura 5.17 mostra as coordenadas galácticas da amostra. Pode-se observar que a maior parte destas estão no plano da galáxia. Foi elaborado um histograma (figura 5.18), o qual apresenta as velocidades conforme a latitude galáctica, já mostrada na figura 5.17; o histograma superior mostra as velocidades e a quantidade de estrelas que possuem latitude inferior a  $|15^\circ|$ , que somam 187 estrelas, e o inferior mostra as estrelas que estão superiores a essa distância, num total de 74 estrelas. As estrelas com latitude inferior a  $|15^\circ|$  possuem uma velocidade média de  $285 \pm 122 \text{ km/s}$  e as com latitude superior a essa latitude o valor é de  $227 \pm 89 \text{ km/s}$ .

A figura 5.19 mostra uma comparação entre estrelas da região do centro e do anti-centro da galáxia. Foi tomada uma região de  $|30^\circ|$  em torno desses locais. Comparando essas duas regiões, na amostra havia 24 estrelas no centro e 10 estrelas no anti-centro, sendo a velocidade média da primeira amostra  $299 \pm 121 \text{ km/s}$  e da segunda  $200 \pm 57 \text{ km/s}$ . Não há diferença entre as amostras ao nível de  $1\sigma$ .

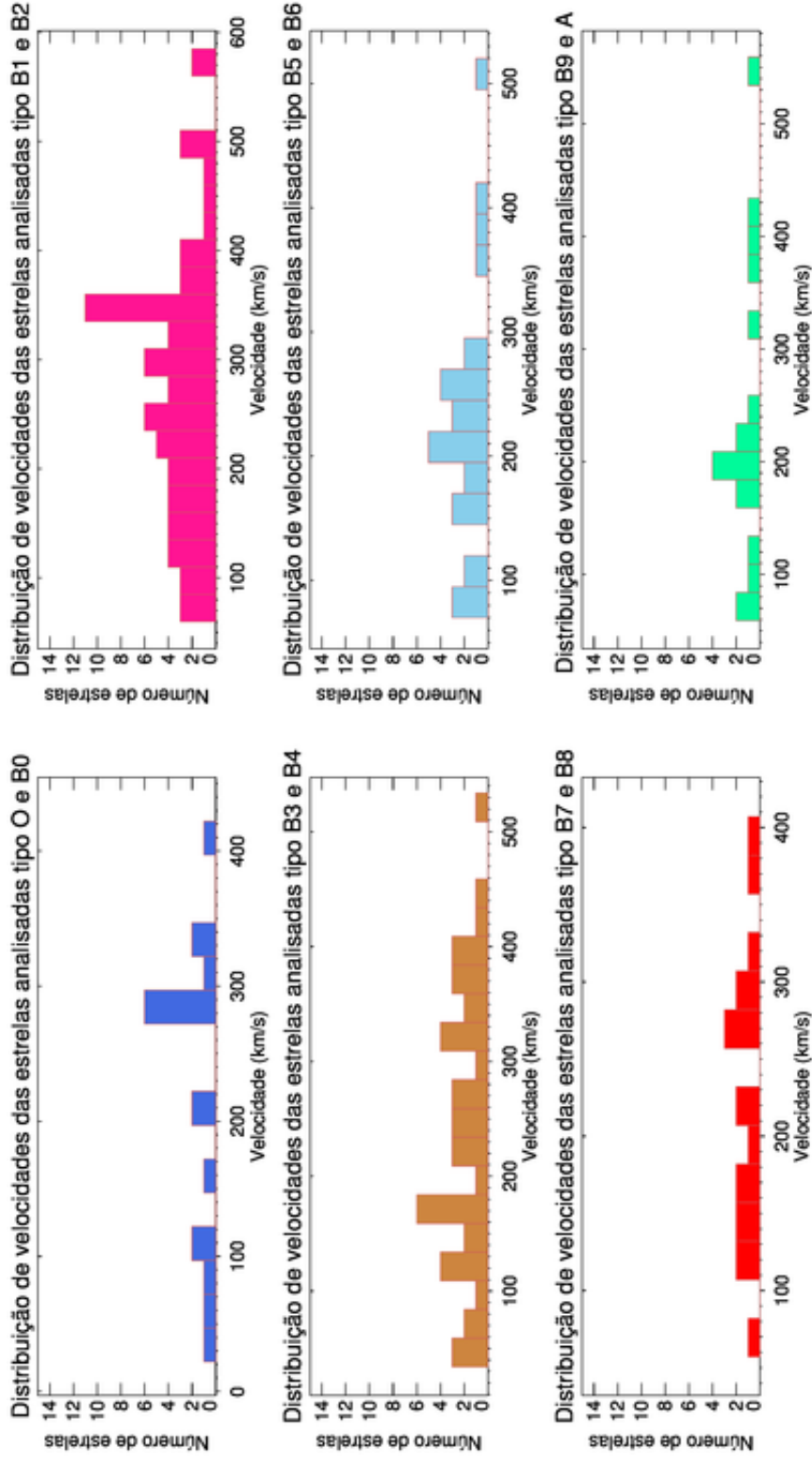


Figura 5.15: Distribuição das velocidades para cada tipo espectral.

### Estrelas no sistema equatorial de referência

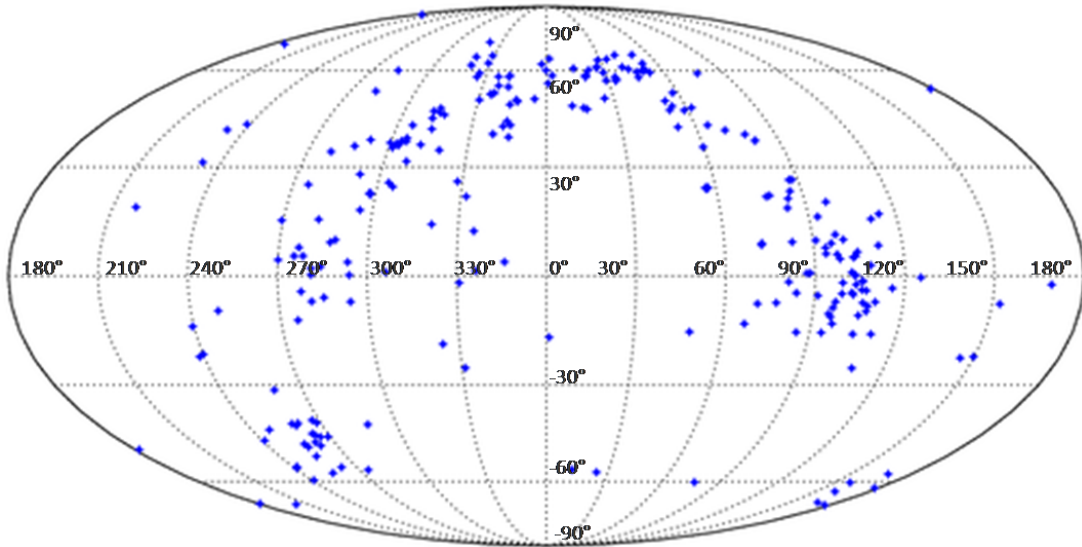


Figura 5.16: Coordenadas equatoriais das estrelas analisadas.

### Estrelas no sistema galáctico de referência

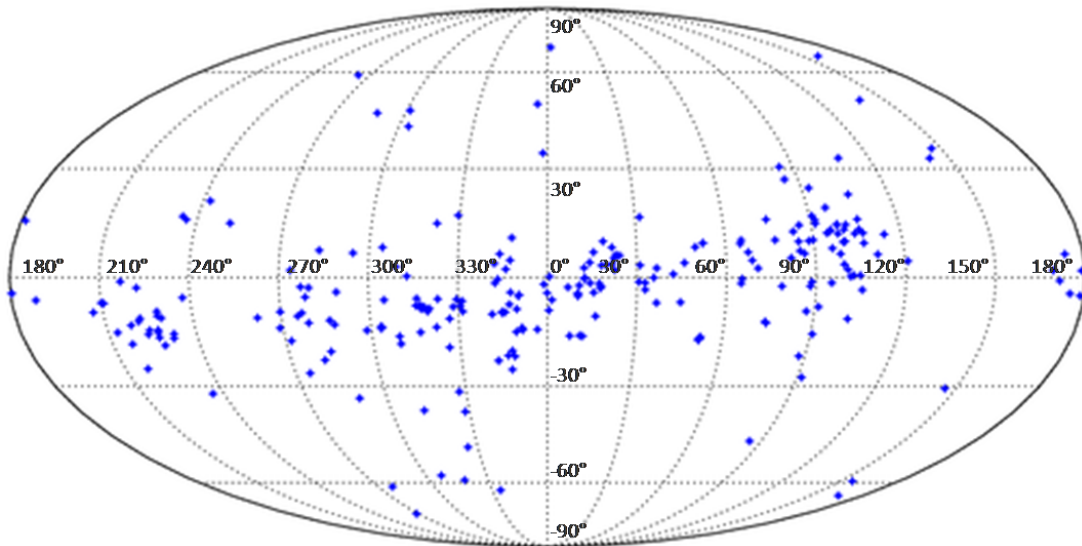


Figura 5.17: Projeção das velocidades das estrelas analisadas distribuídas, em coordenadas galácticas. Note a concentração da amostra no plano da galáxia.

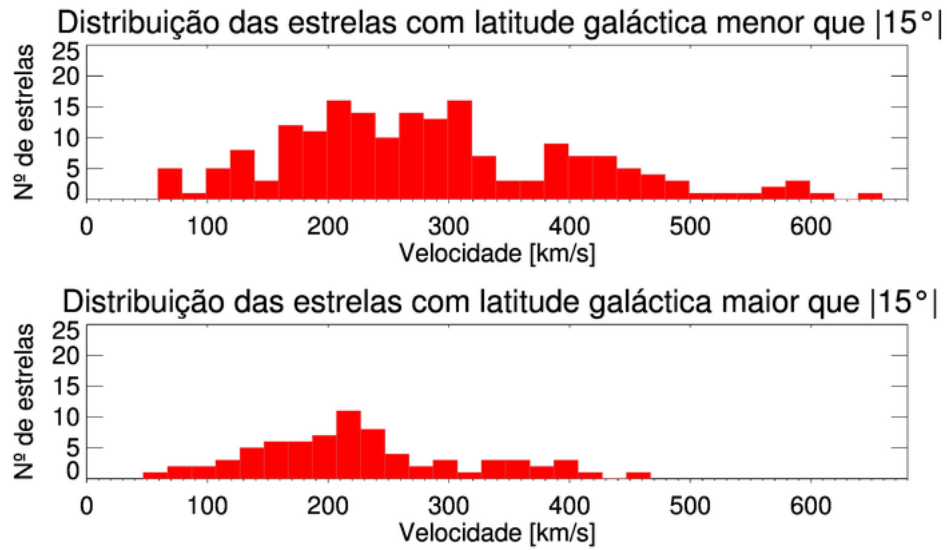


Figura 5.18: Representação da distribuição de velocidades conforme a latitude galáctica.

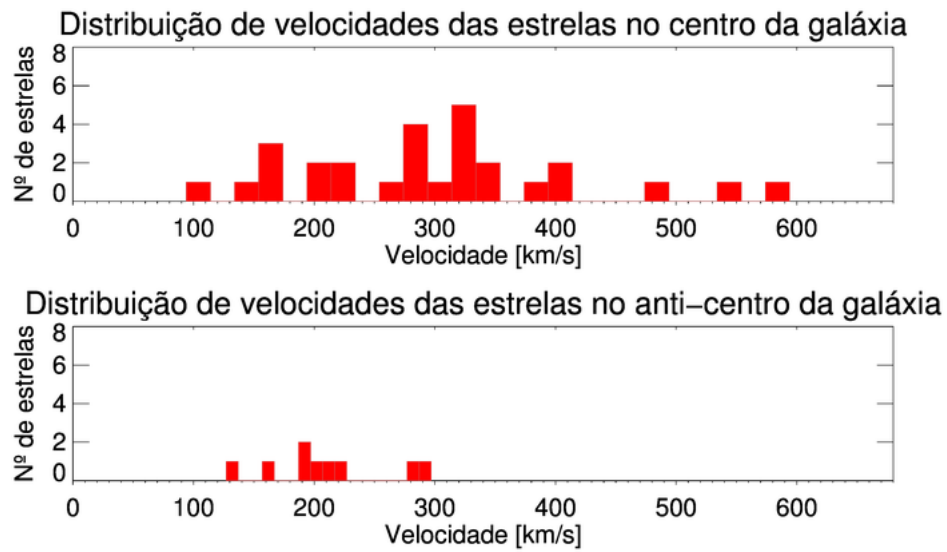


Figura 5.19: Concentração das velocidades no centro e anti-centro da galáxia.

## 6 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Neste trabalho, foram determinadas as velocidades de rotação, através dos métodos de FWHM e Fourier, de 261 estrelas da base BeSS. Após a análise dos gráficos do capítulo 5, pode-se observar que os dois métodos estimam velocidades similares, sendo que a correlação linear entre eles é de 86%.

Observando os gráficos no capítulo 5 de cada um dos métodos comparados com as velocidades obtidas da literatura, pode-se notar que os métodos utilizados neste trabalho superestimaram as velocidades, como já foi discutido no capítulo 5. Acredita-se que isso seja devido à falta da utilização de um modelo de atmosfera NLTE para comparação.

Para os casos em que a velocidade foi subestimada, há um fator relacionado, que é dado pelo preenchimento da linha de He I 4471Å, que sofre efeito de diluição, e também pela junção com a linha Mg II 4481Å, mas esse caso é mais presente quanto menor for a temperatura da estrela. Para os casos em que a velocidade foi superestimada, pode-se concluir que a presença da linha proibida do He I na linha 4471Å contribuiu para uma medida mais alargada da linha e conseqüente velocidade maior.

Observando os gráficos 5.4 a 5.9, nota-se também que a incidência das linhas 4471Å era a maior, e juntamente ao fato do coeficiente de correlação do gráfico 5.9 ser o maior, pode-se sugerir que essa é a melhor linha para ser utilizada nas medidas de rotação estelar referentes aos métodos utilizados neste trabalho.

O método de Fourier foi determinado como o melhor para as medidas, já que apresentou menor dispersão dos pontos que o método de FWHM, já que seu coeficiente de correlação linear deu um valor de 64%, enquanto que o método de FWHM resultou em 58%.

Foram retirados da amostra os dados coletados com resolução menor que 10000, o que resultou num maior coeficiente de correlação linear (88%) para o método de Fourier, mostrando que a baixa resolução contribuiu para a dispersão da amostra das velocidades determinadas neste trabalho.

Foram elaborados alguns histogramas para análise da distribuição das velocidades, onde é mostrado que a velocidade média das estrelas está em cerca de  $253 \pm 116 \text{ km/s}$ , e também é mostrado que as maiores velocidades são devidas às estrelas de classe espectral B1 e B2, o que confirma o já predito pela literatura. Outra informação encontrada é que a maior quantidade de estrelas analisadas se encontra nessa região espectral.

Por fim, foi realizada uma análise da distribuição das estrelas Be com relação à Via Láctea e obteve-se como resultado, que a maior parte da amostra está no plano da galáxia; outra análise realizada foi a da concentração das estrelas no centro e anti-centro da galáxia, obtendo-se quase três vezes mais estrelas no centro, e também obtendo-se a informação de que não há diferença de velocidades entre as estrelas do centro e anti-centro, a partir da informação das médias de velocidades da amostra.

Assim sendo, este trabalho visou a determinação das velocidades de 261 estrelas Be e sua distribuição na Via Láctea; no apêndice B se encontra, dessa forma, a principal contribuição deste trabalho, que é um catálogo de medidas de  $v_{\text{seni}}$  para 261 estrelas Be através dos métodos de Fourier e FWHM.

Como perspectivas para trabalhos futuros, poderia-se utilizar outras linhas para as medidas das mesmas estrelas para comparação, e também utilizar apenas espectros de alta resolução, pois como foi visto no gráfico 5.11, a baixa resolução influenciou na distribuição das medidas das velocidades das estrelas da amostra. Além disso, poderia-se utilizar a síntese espectral, que é um método mais aprimorado para as medidas de velocidade de rotação.

**REFERÊNCIAS**

- [1] AARON SIGUT, T. A. Spectral synthesis for be stars. Em *proceedings IAU Symposium* (2010), p. 272.
- [2] AERTS, C. ET AL. Mode identification of pulsating stars from line profile variations with the moment method. an example - the Beta Cephei star Delta Ceti. *A&A* 266 (1992), 294–306.
- [3] ALBERT, E.; HUANG, S. Profiles of emission lines in Be stars. III. Further study of the long-period V/R variation. *ApJ* 189 (1974), 479–483.
- [4] AUVERGNE, M. ET AL. The CoRoT satellite in flight: description and performance. *A&A* 506 (2009), 411–424.
- [5] BAADE, D.; BALONA, L. A. Periodic variability of be stars: Nonradial pulsation or rotational modulation? Em *proceedings of the 162nd symposium of the International Astronomical Union held in Antibes* (Juan-les-Pins, France, 1994), p. 311.
- [6] BESS. Be Star Spectra. Disponível em <http://basebe.obspm.fr/>, acesso em agosto de 2012.
- [7] BJORKMAN, J. E.; CASSINELLI, J. P. Equatorial disk formation around rotating stars due to Ram pressure confinement by the stellar wind. *ApJ* 409 (1993), 429–449.
- [8] BRAGANÇA, G. A. ET AL. Projected Rotational Velocities and Stellar Characterization of 350 B stars in the Nearby Galactic Disk. *AJ* 144 (2012), 130B.
- [9] CARMO, S. *Espectroscopia de Estrelas Be nos aglomerados NGC 4755 e NGC 6530*. Dissertação de mestrado, Universidade Estadual de Ponta Grossa, Ponta Grossa, Paraná, Brasil, 2008.
- [10] CARROLL B. W., OSTLIE, D. A. *An introduction to modern astrophysics*. Pearson/Addison-Wesley, USA, 2007.
- [11] CASSINELLI, J. P. ET AL. A Magnetically Torqued Disk model for Be Stars. *ApJ* 578 (2002), 951.
- [12] CHAUVILLE, J. ET AL. High and intermediate-resolution spectroscopy of Be stars 4481 lines. *A&A* 378 (2001).
- [13] CHRISTENSEN-DALSGAARD, J. *Stellar Oscillations*. Danmarks Grundforskningsfond, 2003.

- [14] CLARET, A. A new non-linear limb-darkening law for LTE stellar atmosphere models. Calculations for  $-5.0 \leq \log[M/H] \leq +1$ ,  $2000 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 50000 \text{ K}$  at several surface gravities. *A&A* 363 (2000), 1081–1190.
- [15] COLLINS, G. W. The use of terms and definitions in the study of Be stars. *Em proceedings IAU Symposium* (1987), pp. 3–19.
- [16] COLLINS, G. W.; TRUAX, R. J. Classical rotational broadening of spectral lines. *ApJ* 439 (1995), 860–874.
- [17] DACHS, J. ET AL. Geometry of rotating envelopes around Be stars derived from comparative analysis of H-alpha emission line profiles. *A&A* 159 (1986), 276.
- [18] DAFLON, S. ET AL. The Projected Rotational Velocity Distribution of a Sample of OB stars from a Calibration Based on Synthetic He I Lines. *AJ* 134 (2007), 1570–1578.
- [19] DE MEDEIROS, J. R. ET AL. Overview of semi-sinusoidal stellar variability with the CoRoT satellite. *A&A* 555 (2013).
- [20] DIAGO, P. D. ET AL. Pulsations in the late-type Be star HD 50209 detected by CoRoT.
- [21] EKSTROM, S. ET AL. Evolution towards the critical limit and the origin of Be stars. *A&A* 478 (2008), 467–485.
- [22] EMILIO, M. . ET AL. Photometric variability of the Be star CoRoT-ID 102761769. *A&A* 522 (2010), A43.
- [23] ENDAL, A.S.; SOFIA, S. The evolution of rotating stars. III - Predicted surface rotation velocities for stars which conserve total angular momentum. *ApJ* 232 (1979), 531–540.
- [24] FABREGAT, J.; TORREJÓN, J. M. On the evolutionary status of Be stars. *A&A* 357 (2000), 451–459.
- [25] FEKEL, F. C. Rotational Velocities of Late-Type Stars. *PASP* 109 (1997), 514–523.
- [26] FLOQUET, M. ET AL. The B0.5 IVe CoRoT target HD 49330. II. Spectroscopic ground-based observations. *A&A* 506 (2009), 103–110.
- [27] FREMÁT, Y. A. Effects of gravitational darkening on the determination of fundamental parameters in fast-rotating B-type stars. *A&A* 440 (2005), 305.
- [28] FULLERTON, A. W. ET AL. Absorption Line Profile Variations among the O Stars. I. The Incidence of Variability. *ApJS* 103 (1996), 475–512.
- [29] GAVRILOVIĆ, N.; JANKOV, S. Rotation of Achernar and Regulus through Fourier Transform Analysis of High Resolution Spectra. *ASP* 361 (2007).

- [30] GRAY, R.O.; CORBALLY, C. *Stellar Spectral Classification*. Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, Germany, 2009.
- [31] GRAY, D. *The observation and analysis of stellar photospheres*. Cambridge University Press, USA, 2005.
- [32] GRAY, D. F. A test of the micro-macroturbulence model on the solar flux spectrum. *ApJ* 218 (1977), 530–538.
- [33] GRAY, D. F. *The observation and analysis of stellar photospheres*. Cambridge University Press, 2nd ed., USA, 1992.
- [34] GREBEL, E. K. Be star surveys with CCD photometry. II. NGC 1818 and its neighbouring cluster in the Large Magellanic Cloud. *A&A* 317 (1997), 448–458.
- [35] GUTIÉRREZ-SOTO, J. ET AL. First results on Be stars observed with the CoRoT satellite. *CoAst* 157 (2008), 70–74.
- [36] HANUSCHIK, R. W. On the structure of Be star disks. *A&A* 308 (1996), 170–179.
- [37] HEARNshaw, J. B. *The analysis of starlight*. Cambridge University Press, USA, 1990.
- [38] HUANG, S. Interpretation of the be stars. *S&T* 49 (1975), 359.
- [39] HUAT, A. L. ET AL. The B0.5IVe CoRoT target HD 49330. I. Photometric analysis from CoRoT data. *A&A* 506 (2009), 95–101.
- [40] JONES, C. E. ET AL. The Variability of H  $\alpha$  Equivalent Widths in Be Stars. *AJ* 141 (2011), 150J.
- [41] KELLER, S. ET AL. Be stars in and around young clusters in the Magellanic Clouds. *A&A* 134 (1999), 489–503.
- [42] KIPPENHAHN, R. ; WEIGERT, A. *Stellar Structure and Evolution*. Princeton University Press, Princeton, New Jersey, USA, 1990.
- [43] KRIZ, S.; HARMANEC, P. A hypothesis of the binary origin of Be stars. *BAICz* 26 (1975), 65–81.
- [44] KRTICKA, J.; KORCAKOVA, D. K. J. Challenges to the theories of B stars circumstellar environment. *PAICz* 93 (2005), 29–35.
- [45] KUBÁT, J.; SAAD, S. M. Moving absorption bumps in the spectra of Be stars. *A&A* (2008), 245.
- [46] LAMERS, H. J.; PAULDRACH, A. W. The formation of outflowing disks around early-type stars by bi-stable radiation-driven winds. *A&A* 244 (1991), L5–L8.

- [47] LAMERS, J. ET AL. An improved classification of B[e]-type stars. *A&A* 340 (1998), 117–128.
- [48] LEVENHAGEN, R. S.; LEISTER, N. V. Spectroscopic analysis of southern B and Be stars. *MNRAS* 371 (2006), 252–262.
- [49] MARTAYAN, C. ET AL. Evolution and appearance of Be stars in SMC clusters. *IAUS* 266 (2010), 470–473.
- [50] MASSAROTTI, A. ET AL. Rotational and Radial Velocities for a Sample of 761 HIPPARCOS Giants and the Role of Binarity. *AJ* 135 (2008), 209–231.
- [51] MATHWORLD, W. Gaussian function. Disponível em <http://mathworld.wolfram.com/GaussianFunction.html>, acesso em setembro de 2013.
- [52] MERMILIOD, J.-C. Stellar Content of Young Open Clusters. *A&A* 109 (1982), 48–65.
- [53] NEINER, C. ET AL. The pulsations of the B5IVe star HD181231 observed with CoRoT and ground-based spectroscopy. *A&A* 506 (2009), 143–151.
- [54] NEINER, C. ET AL. The Be Star Spectra (BeSS) Database. *AJ* 142 (2011), 149.
- [55] NEINER, C. ET AL. Stochastic gravito-inertial modes discovered by CoRoT in the hot Be star HD 51452. *A&A* 546 (2012), A47.
- [56] PACHECO, E.-P. ET AL. Non-radial pulsations in the CoRoT Be Star 102761769. *AUS* 272 (2011), 507P.
- [57] PORTER, J.M; RIVINIUS, T. Classical be stars. *PASP* 115 (2003), 1153–1170.
- [58] RAMELLA, M. ET AL. 'normal' main sequence ao stars of low rotational velocity. *A&A* 209 (1989), 233–243.
- [59] RIVINIUS, T.; CARCIOFI, A. M. C. Classical Be stars. Rapidly rotating B stars with viscous Keplerian decretion disks. *A&A* 21 (2013), 69R.
- [60] ROYER, F. Determination of  $v \sin i$  with Fourier transform techniques. *MSAIS* 8 (2005), 124R.
- [61] ROYER, F. ET AL. Rotational velocities of A-type stars. I. Measurement of  $v \sin i$  in the southern hemisphere. *A&A* 381 (2002), 105–121.
- [62] SILAJ, J. ET AL. A Systematic Study of  $H\alpha$  Profiles of Be Stars. *ApJS* 187 (2010), 228–250.
- [63] SIMÓN-DÍAZ, S., H. Fourier method of determining the rotational velocities in OB stars. *A&A* 468 (2007).

- [64] SLETTEBAK, A. The Be stars. *Space Sci. Rev.* 23 (1979), 541–580.
- [65] SLETTEBAK, A. The Be stars. *PASP* 100 (1988), 770–784.
- [66] SMITH, M. A.; GRAY, D. F. Fourier analysis of spectral line profiles - A new tool for an old art. *PASP* 88 (1976), 809–823.
- [67] STEFL, S. ET AL. Stellar and circumstellar activity of the Be star omega CMa. I. Line and continuum emission in 1996-2002. *A&A* 411 (2003), 229.
- [68] STRUVE, O. On the Origin of Bright Lines in Spectra of Stars of Class B. *ApJ* 73 (1931), 94.
- [69] TAKEDA, Y.; SATO, B. M. D. Stellar Parameters and Elemental Abundances of Late-G Giants. *PASJ* 60 (2008), 781–802.
- [70] TOWNSEND, R. H. D. ET AL. Be-star rotation: how close to critical? *MNRAS* 350 (2004), 189–195.
- [71] VIZIER. Vizier service. Disponível em <http://vizier.u-strasbg.fr/>, acesso em agosto de 2012.
- [72] VOGT, S. S.; PENROD, G. D. Detection of high-order nonradial oscillations on the rapid rotator Zeta Ophiuchi and their link with Be type outbursts. *ApJ* 275 (1983), 661–682.
- [73] ZOREC, J.; BRIOT, D. Critical study of the frequency of Be stars taking into account their outstanding characteristics. *A&A* 318 (1997), 443–460.

## A APÊNDICE A

Tabela A.1: Média das velocidades para cada estrela, para o método de FWHM e de Fourier

<b>Estrela</b>	<b>FWHM[km/s]</b>	<b>Fourier[km/s]</b>
HD225095	107	175
2_Cet	241	241
10_Cas	125	170
V742_Cas	51	59
omi_Cas	199	199
BG_Phe	268	250
gam_Cas	277	291
V442_And	97	133
phi_And	70	87
V764_Cas	176	194
HD236689	322	290
BD+59_250	453	520
BD+57_243	160	229
ACHERNAR	236	245
phi_Per	335	309
V972_Cas	326	334
V973_Cas	364	339
V975_Cas	325	323
V977_Cas	237	270
V980_Cas	395	382
V981_Cas	353	338
V983_Cas	331	437
V985_Cas	395	393
CI*NGC_663_PUM_II-222	374	349
eps_Cas	63	78
V777_Cas	295	240
HD13561	74	122
V787_Cas	229	285
V355_Per	469	421
V358_Per	369	272
HD16264	341	379

Tabela A.1 – *continuação da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>FWHM[km/s]</b>	<b>Fourier[km/s]</b>
V615_Cas	544	461
HD17505	282	291
HD237056	279	228
HD237060	311	359
HD20340	336	340
HD20134	119	163
BK_Cam	327	272
HD237118	351	371
HD237134	342	315
CR_Cam	115	101
HD21362	253	264
HD21455	146	153
BD+58_610	395	423
HD21650	264	310
psi_Per	298	292
ELECTRA	167	163
MEROPE	192	190
ALCYONE	156	162
PLEIONE	285	269
HD23800	214	223
EM*MWC_465	396	445
Menkhib	208	228
48_Per	170	197
RW_Per	360	389
228_Eri	318	314
56_Eri	239	155
HD29866	279	308
HD30677	151	171
2_Ori	243	199
11_Cam	109	115
HD33599	363	382
105_Tau	182	233
lam_Eri	286	231
HD277707	274	306
HD241570	280	324
V420_Aur	315	240
HD280999	345	381

Tabela A.1 – *continuação da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>FWHM[km/s]</b>	<b>Fourier[km/s]</b>
eta_Ori	54	78
V1374_Ori	63	91
120_Tau	277	251
43_Ori	123	169
zet_Tau	347	283
HD37971	34	66
V731_Tau	420	478
HD247525	134	100
HD38856	176	198
HD248390	497	301
HD39557	475	277
HD250980	395	484
V696_Mon	564	497
69_Ori	437	559
HD43264	201	198
HD43285	223	266
HD43544	507	571
FR_CMa	283	244
HD44783	257	236
HD44996	71	100
HD45260	290	379
FS_CMa	103	120
bet_Mon_A	145	205
nu_Gem	202	232
AX_Mon	292	191
HD45995	316	243
HD46484	111	133
HD47054	208	215
HD47160	120	169
15_Mon	75	124
V715_Mon	86	121
HD49787	161	208
V743_Mon	109	161
V742_Mon	168	208
HD50209	175	210
HD50696	510	648
HD50891	288	403

Tabela A.1 – *continuação da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>FWHM[km/s]</b>	<b>Fourier[km/s]</b>
V744_Mon	317	238
LP_CMa	252	298
HD51506	200	218
GU_CMa	201	241
19_Mon	313	285
HD53032	240	396
V749_Mon	200	214
HD53667	114	129
HD54464	170	201
HD55135	269	276
HD55439	388	426
HD55806	243	246
ome_CMa	123	149
HD57682	52	79
OT_Gem	144	191
FW_CMa	57	67
bet_CMi	243	236
BN_Gem	296	212
HD62367	85	115
HD70340	156	182
I_Hya	258	296
OY_Hya	195	246
17_Sex	124	173
p_Car	336	290
V518_Car	146	191
HD97032	179	200
V338_Car	164	192
phi_Leo	217	183
HD102154	191	164
j_Cen	227	284
PHECDA	183	180
HD105027	277	127
V863_Cen	83	117
kap_Dra	183	225
HD112028	59	133
HD117172	222	226
HD127617	161	135

Tabela A.1 – *continuação da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>FWHM[km/s]</b>	<b>Fourier[km/s]</b>
53_Boo	205	207
tet_CrB	274	293
V1040_Sco	227	258
4_Her	210	164
48_Lib	88	132
del_Sco	157	203
MQ_TrA	263	317
CD-56_6163	387	467
HD143700	497	407
V364_Nor	326	362
OZ_Nor	272	335
zet_Oph	437	329
V828_Ara	320	385
HD154154	513	596
HD154111	364	412
HD154538	272	323
HD155352	381	402
HD156172	593	617
V1077_Sco	348	289
HD157099	199	225
V750_Ara	339	421
V862_Ara	300	355
alf_Ara	351	397
V830_Ara	330	436
HD159489	349	393
HD160648	282	343
HD161705	202	280
z_Her	32	146
HD163007	322	333
HD162568	382	418
66_Oph	345	227
QV_Tel	331	364
HD168957	54	109
NW_Ser	306	303
HD169033	160	217
HD170009	216	240
V448_Sct	272	288

Tabela A.1 – *continuação da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>FWHM[km/s]</b>	<b>Fourier[km/s]</b>
HD171219	292	254
HD171780	259	266
V447_Sct	64	109
4_Aql	197	246
HD173371	315	222
CX_Dra	147	193
HD174105	161	193
HD175863	184	178
64_Ser	146	189
HD176630	215	216
iot_Lyr	243	237
V1443_Aql	309	362
HD179253	376	394
V1448_Aql	217	273
V558_Lyr	289	236
bet_Cyg_B	218	215
V1294_Aql	31	74
HD184767	22	47
kap_Aql	273	266
V341_Sge	121	204
12_Vul	257	245
HD345120	475	446
HD345122	473	436
25_Cyg	206	212
HD190864	98	141
28_Cyg	344	300
HD192445	284	305
HD228535	427	596
QR_Vul	181	215
HD228658	380	413
25_Vul	171	200
HD229171	342	403
V2119_Cyg	328	299
BD+41_3731	378	283
HD194244	159	157
V2123_Cyg	115	442
lam_Cyg	135	166

Tabela A.1 – *continuação da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>FWHM[km/s]</b>	<b>Fourier[km/s]</b>
V2136_Cyg	338	254
HD198931	416	489
nu_Cyg	279	187
59_Cyg	347	356
60_Cyg	456	281
V2148_Cyg	306	304
ups_Cyg	193	190
HD203374	368	389
6_Cep	173	165
NT_Peg	162	168
ALFIRK	74	136
eps_Cap	249	265
HD206773	359	315
V435_Cep	376	478
16_Peg	130	179
EM_Cep	295	315
HD208682	338	283
V2175_Cyg	169	162
omi_Aqr	228	226
UU_PsA	303	252
25_Peg	190	191
HD235795	358	392
V357_Lac	178	204
31_Peg	117	162
V450_Cep	271	342
pi_Aqr	213	230
V408_Lac	479	591
V413_Lac	343	404
8_Lac_B	60	94
8_Lac_A	296	326
HD215605	403	540
PS_Cep	245	299
HD216057	262	266
14_Lac	247	226
V423_Lac	337	331
EW_Lac	408	290
V378_And	388	314

Tabela A.1 – *continuação da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>FWHM[km/s]</b>	<b>Fourier[km/s]</b>
omi_And	220	224
bet_Psc	105	133
KX_And	171	165
KY_And	324	287
18_And	141	199
V818_Cas	227	275
HD224599	266	315

**B APÊNDICE B**

Tabela B.1: Velocidades calculadas pelo método de FWHM e Fourier através do IDL

Estrela	centro da linha [Å]	desvio[Å]	FWHM[Å]	velFWHM[km/s]	desvio(FWHM)[km/s]	velFourier[km/s]
HD225095	4470, 72	0, 06	2, 66	107	7	175
2_Cet	4471, 10	0, 07	5, 97	241	6	241
10_Cas	4026, 08	59	3, 04	136	7	172
10_Cas	4471, 62	24	2, 81	113	4	167
V742_Cas	4471, 66	0, 02	0, 90	36	5	49
V742_Cas	4388, 12	0, 06	1, 58	65	8	68
omi_Cas	4470, 96	0, 04	4, 93	199	4	199
BG_Phe	4470, 38	0, 44	8, 89	268	27	250
gam_Cas	4388, 88	0, 05	6, 74	277	13	291
V442_And	4470, 28	28	2, 44	98	5	143
V442_And	4386, 78	0, 04	2, 31	95	10	122
phi_And	4471, 24	0, 01	1, 83	74	3	99
phi_And	4387, 64	0, 02	1, 58	65	7	75
V764_Cas	4025, 96	0, 02	3, 65	163	6	221
V764_Cas	4387, 49	0, 17	5, 16	212	11	185
V764_Cas	4471, 07	0, 17	3, 80	153	12	176
HD236689	4471, 79	0, 05	8, 68	322	13	290
BD+57_243	4388, 91	0, 11	4, 71	193	18	298
BD+57_243	4471, 73	0, 06	3, 14	126	17	159
BD+59_250	4388, 07	0, 12	11, 03	453	70	520
ACHERNAR	4471, 57	85	6, 25	252	5	246

Tabela B.1 – *continuaçao da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
ACHERNAR	4388, 28	0, 02	5, 37	220	12	243
phi_Per	4470, 40	0, 03	4, 57	184	6	215
phi_Per	4386, 64	0, 11	12	486	15	402
V972_Cas	4473, 30	0, 14	8, 10	326	9	334
V973_Cas	4474, 30	0, 13	8, 90	358	8	297
V973_Cas	4389, 34	14	8, 9	369	14	380
V975_Cas	4471, 82	0, 15	6, 33	255	9	224
V975_Cas	4388, 15	0, 12	9, 6	394	60	421
V977_Cas	4470, 78	75	5, 88	237	88	270
V980_Cas	4474, 31	0, 55	9, 82	395	47	382
V981_Cas	4472, 05	0, 17	8, 78	353	10	338
V983_Cas	4390, 27	12	8, 06	331	6	437
V985_Cas	4470, 50	0, 27	10, 05	405	15	418
V985_Cas	4388, 27	1, 61	9, 37	384	77	367
CI*NGC_663_PUM_II-222	4471, 14	0, 37	7, 96	320	22	252
CI*NGC_663_PUM_II-222	4387, 41	0, 17	10, 41	427	69	446
eps_Cas	4471, 51	0, 01	1, 49	60	1	79
eps_Cas	4387, 89	5, 48	1, 59	65	167	77
V777_Cas	4470, 63	0, 36	7, 32	295	22	240
HD13561	4470, 43	50	1, 83	74	4	122
V787_Cas	4469, 64	0, 01	5, 68	229	1	285
V355_Per	4470, 59	0, 54	12, 83	517	35	386
V355_Per	4387, 06	2, 54	10, 23	420	230	456

Tabela B.1 – *continuação da página anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
V358_Per	4468, 61	0, 03	9, 17	369	3	272
HD16264	4470, 22	0, 14	9, 39	378	20	348
HD16264	4387, 27	0,85	6, 21	255	21	344
HD16264	4023, 92	0, 96	8, 74	391	67	446
V615_Cas	4386, 05	1, 50	15, 35	630	190	377
V615_Cas	4467, 91	0, 06	11, 36	458	51	544
HD17505	4024, 34	0, 31	9, 30	417	31	238
HD237056	4469, 51	51	6, 93	279	5	228
HD237060	4471, 24	0, 19	5, 95	240	12	252
HD237060	4387, 55	0, 16	9, 12	374	31	432
HD237060	4025, 27	0, 08	7, 12	319	14	394
V801_Cas	4387, 60	0, 07	3, 79	156	41	174
V801_Cas	4470, 77	0, 12	4, 33	174	9	150
HD20340	4471, 86	0, 08	8, 66	349	34	402
HD20340	4389, 39	56	10, 8	443	60	493
HD20134	4387, 79	98	2, 32	95	33	123
HD20134	4471, 23	0, 06	3, 56	143	10	202
BK_Cam	4472, 07	0, 09	9, 64	388	9	260
HD237118	4387, 74	0, 07	7, 58	311	34	399
HD237118	4025, 90	1, 49	8, 74	391	104	342
HD237134	4025, 75	0, 07	5, 05	226	23	298
HD237134	4389, 28	0, 5	10, 34	424	61	302
HD237134	4470, 59	0, 63	9, 32	375	44	346

Tabela B.1 – *continuação da página anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
CR_Cam	4387, 26	0, 02	2, 81	115	2	101
HD21362	4388, 13	0, 10	5, 08	208	11	232
HD21362	4471, 03	0, 03	7, 37	297	7	296
HD21455	4471, 15	0, 24	4, 26	172	14	166
HD21455	4388, 22	0, 04	6, 58	270	4	242
BD+58_610	4387, 91	0, 13	9, 68	397	57	415
BD+58_610	4025, 86	0, 06	7, 47	334	11	377
BD+58_610	4471, 81	0, 07	11, 25	453	49	477
HD21650	4471, 49	0, 02	6, 55	264	2	310
psi_Per	4471, 56	2, 06	12, 53	505	128	275
ELECTRA	4387, 44	0, 05	3, 63	149	7	156
ELECTRA	4470, 95	0, 15	4, 59	185	8	170
MEROPE	4470, 96	0, 04	5, 37	216	9	221
MEROPE	4387, 45	19, 96	4, 07	167	39	158
ALCYONE	4387, 59	0, 03	3, 47	142	36	155
ALCYONE	4471, 19	0, 07	4, 23	170	4	168
PLEIONE	4469, 29	0, 05	7, 08	285	5	269
HD23800	4387, 24	0, 13	5, 22	214	16	223
EM*MWC_465	4388, 64	0, 11	9, 47	388	24	451
EM*MWC_465	4026, 38	0, 08	7, 17	321	57	377
EM*MWC_465	4472, 51	0, 09	11, 89	479	63	507
Menkhib	4471, 98	0, 05	5, 18	208	15	228
48_Per	4471, 05	0, 02	4, 33	174	18	217

Tabela B.1 – *continuação da página anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
48_Per	4387, 60	0, 04	4, 05	166	8	176
RW_Per	4027, 76	0, 57	8, 04	360	41	389
228_Eri	4387, 11	0, 10	6, 95	285	11	308
228_Eri	4470, 76	0, 17	13, 09	527	17	287
56_Eri	4388, 00	6, 87	4, 93	202	21	132
56_Eri	4471, 08	2, 24	6, 85	276	72	177
HD29866	4470, 48	0, 04	6, 92	279	4	308
HD30677	4388, 13	0, 09	3, 66	150	27	171
HD30677	4471, 65	0, 75	3, 76	151	27	171
V548_Per	4027, 57	0, 27	12, 2	545	15	445
2_Ori	4471, 42	0, 04	6, 78	273	4	182
2_Ori	4385, 36	0, 1	5, 19	213	12	215
11_Cam	4471, 59	0, 02	2, 39	96	6	119
11_Cam	4385, 21	0, 03	2, 98	122	11	111
HD33599	4472, 35	0, 33	7, 84	316	20	311
HD33599	4028, 12	1, 45	9, 14	409	106	453
105_Tau	4471, 62	0, 09	5, 01	202	19	219
105_Tau	4388, 36	0, 11	3, 94	162	25	247
lam_Eri	4471, 11	0, 09	7, 11	286	10	231
HD277707	4470, 54	0, 27	8, 28	333	18	347
HD277707	4387, 29	0, 05	5, 21	214	13	265
HD241570	4026, 39	0, 11	5, 49	246	94	284
HD241570	4387, 4	0, 06	8, 62	354	9	425

Tabela B.1 – *continuucao da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
HD241570	4471, 80	0, 07	5, 97	240	24	262
V420_Aur	4025, 36	0, 01	6, 84	306	4	251
V420_Aur	4387, 91	0, 02	8, 84	363	2	240
V420_Aur	4471, 35	0, 08	6, 86	276	8	228
HD280999	4470, 26	0, 38	8, 31	334	21	315
HD280999	4388, 07	0, 09	7, 36	302	25	338
HD280999	4026, 57	0, 96	8, 95	400	130	491
eta_Ori	4388, 14	0, 01	1, 52	62	1	81
eta_Ori	4471, 79	0, 01	1, 14	46	1	74
V1374_Ori	4472, 38	0, 01	1, 02	41	2	70
V1374_Ori	4388, 67	0, 03	2, 08	85	3	111
120_Tau	4387, 29	0, 30	7, 59	312	26	205
120_Tau	4470, 44	0, 30	8, 76	353	15	236
43_Ori	4473, 33	0, 05	3, 07	123	9	169
zet_Tau	4471, 98	0, 01	5, 74	231	2	277
zet_Tau	4387, 95	0, 39	8, 09	332	24	323
HD37971	4388, 60	0, 01	0, 98	40	2	77
HD37971	4472, 24	0, 01	0, 69	28	1	55
V731_Tau	4025, 92	0, 21	9, 38	420	74	478
HD247525	4469, 63	0, 07	3, 33	134	13	100
HD38856	4026, 38	0, 05	4, 19	187	14	246
HD38856	4471, 72	0, 01	4, 03	162	1	157
HD38856	4388, 37	0, 01	4, 39	180	1	192

Tabela B.1 – *continuaçao da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
HD248390	4470, 48	0, 76	12, 34	497	94	301
HD39557	4471, 69	0, 08	11, 80	475	11	277
HD250980	4472, 16	0, 10	10, 06	405	16	574
HD250980	4388, 03	0, 08	7, 86	322	18	456
HD250980	4026, 17	1, 97	10, 24	458	88	421
V696_Mon	4470, 19	1, 66	14, 66	590	107	522
V696_Mon	4023, 32	2, 24	12, 28	550	159	505
V696_Mon	4386, 50	2, 68	13, 43	551	168	464
69_Ori	4028, 31	0, 22	9, 78	437	49	559
HD43264	4026, 10	14	4, 50	201	2	198
HD43285	4026, 41	0, 01	5, 15	230	2	336
HD43285	4388, 32	0, 37	5, 25	215	17	206
HD43285	4471, 65	0, 01	5, 56	224	10	256
HD43544	4469, 66	0, 20	12, 10	488	35	539
HD43544	4386, 76	0, 47	12, 82	526	281	603
FR_CMa	4381, 95	0, 08	7, 53	309	40	262
FR_CMa	4471, 74	0, 24	6, 38	257	13	226
HD44783	4470, 54	0, 02	5, 76	232	2	267
HD44783	4385, 05	0, 45	6, 86	282	26	205
HD44996	4387, 77	73	1, 81	74	16	100
HD44996	4471, 47	0, 03	1, 66	67	3	99
HD45260	4471, 07	0, 10	8, 54	344	17	474
HD45260	4388, 04	0, 03	5, 74	235	4	283

Tabela B.1 – *continuação da página anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
FS_CMa	4471, 88	0, 01	2, 56	103	15	120
bet_Mon_A	4471, 71	0, 01	3, 79	153	1	237
bet_Mon_A	4026, 47	0, 01	3, 63	162	1	263
bet_Mon_A	4388, 34	0, 22	2, 95	121	12	115
nu_Gem	4387, 72	0, 19	5, 57	228	20	258
nu_Gem	4471, 42	0, 03	4, 37	176	11	205
AX_Mon	4469, 50	0, 16	7, 25	292	10	191
HD45995	4471, 59	0, 09	6, 25	298	24	250
HD45995	4388, 74	0, 03	8, 36	344	2	237
HD46484	4472, 19	0, 03	3, 13	126	5	154
HD46484	4388, 76	0, 14	2, 32	95	11	111
HD47054	4471, 83	0, 04	4, 92	199	10	217
HD47054	4026, 36	0, 05	4, 86	217	4	242
HD47054	4388, 56	0, 02	5, 08	208	2	186
HD47160	4025, 98	0, 02	2, 33	104	7	139
HD47160	4471, 05	0, 03	3, 37	136	5	198
15_Mon	4471, 68	0, 01	1, 59	64	1	135
15_Mon	4026, 20	0, 01	2, 22	99	2	154
15_Mon	4388, 12	0, 01	1, 48	61	1	82
V715_Mon	4388, 08	0, 33	2, 01	82	25	103
V715_Mon	4471, 65	0, 04	2, 21	89	6	138
HD49787	4471, 94	0, 03	4, 20	169	7	232
HD49787	4388, 61	0, 41	3, 48	143	21	146

Tabela B.1 – *continuaçao da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
HD49787	4026, 62	0, 01	3, 85	172	3	246
V743_Mon	4472, 48	0, 04	2, 70	109	8	161
V742_Mon	4471, 64	0, 04	4, 44	179	9	259
V742_Mon	4388, 42	0, 07	3, 80	156	23	156
HD50209	4471, 59	0, 28	4, 35	175	26	210
HD50696	4468, 48	0, 51	12, 66	510	94	648
HD50891	4470, 55	0, 32	7, 15	288	70	403
V744_Mon	4025, 99	0, 60	7, 78	348	35	234
V744_Mon	4387, 90	0, 12	7, 18	294	9	236
V744_Mon	4471, 25	0, 16	7, 68	309	12	243
LP_CMa	4471,03	0,07	6,22	250	23	320
LP_CMa	4388,44	0,10	6,17	253	20	276
HD51506	4471,54	0,38	5,06	204	17	201
HD51506	4026,31	0,03	4,66	208	10	269
HD51506	4388,19	0,06	4,59	188	36	183
GU_CMa	4026,77	0,04	4,75	212	26	256
GU_CMa	4471,98	0,03	5,00	201	7	275
GU_CMa	4388,81	0,05	4,62	189	11	191
19_Mon	4471,42	1,28	8,00	322	47	295
19_Mon	4388,10	0,13	15,49	256	11	300
19_Mon	4026,29	0,21	8,07	361	9	260
HD53032	4389,16	0,12	5,43	223	36	244
HD53032	4472,06	0,14	6,37	257	19	548

Tabela B.1 – *continuação da página anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
V749_Mon	4026,09	0,03	4,57	204	25	238
V749_Mon	4388,12	0,01	4,77	196	1	142
V749_Mon	4471,24	0,02	4,97	200	6	263
HD53667	4472,16	0,02	2,60	105	7	141
HD53667	4388,64	0,08	2,99	123	7	115
HD53667	4026,77	0,01	2,54	114	3	132
HD54464	4471,78	0,01	4,02	162	5	205
HD54464	4026,48	0,01	3,76	168	2	240
HD54464	4388,35	0,13	4,37	179	9	159
HD55135	4388,82	0,14	7,56	310	11	214
HD55135	4471,76	0,01	6,02	242	6	294
HD55135	4026,61	0,01	5,71	255	8	320
HD55439	4470,50	0,10	8,91	359	19	405
HD55439	4387,84	0,11	10,14	416	65	447
HD55806	4026,67	0,25	5,44	243	22	246
ome_CMa	4471,75	0,02	3,33	134	14	166
ome_CMa	4388,32	0,04	2,71	111	9	132
HD57682	4388,56	0,03	1,11	45	6	61
HD57682	4472,10	0,01	1,46	59	2	96
OT_Gem	4471,93	0,04	3,55	143	9	195
OT_Gem	4388,45	0,04	3,51	144	15	187
FW_CMa	4471,76	0,01	1,24	50	2	77
FW_CMa	4388,06	0,05	1,52	63	4	57

Tabela B.1 – *continuaçao da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
bet_CMi	4389,02	0,36	7,24	297	32	259
bet_CMi	4471,91	0,04	4,68	189	22	213
V378_Pup	4472,57	0,51	10,43	420	125	241
V378_Pup	4388,73	0,05	6,40	262	1357	280
BN_Gem	4026,27	0,00	3,98	178	1	226
BN_Gem	4389,25	0,03	10,09	414	2	197
HD62367	4471,90	0,08	2,10	85	31	115
HD70340	4385,05	0,04	3,80	156	3	182
L_Hya	4471,41	0,15	6,40	258	38	296
OY_Hya	4472,34	0,00	4,83	195	0	246
17_Sex	4385,32	0,07	3,01	124	10	173
p_Car	4471,06	0,06	8,33	336	7	277
p_Car	4387,62	0,19	8,19	336	10	302
V518_Car	4471,35	0,02	4,01	162	3	223
V518_Car	4388,22	0,03	3,17	130	12	159
HD97032	4388,81	0,01	4,35	179	1	200
V338_Car	4389,44	0,02	4,00	164	2	192
phi_Leo	4384,22	0,33	5,29	217	17	183
HD102154	4381,53	0,00	4,65	191	0	164
j_Cen	4471,60	0,03	5,77	232	12	293
j_Cen	4388,46	0,05	5,39	221	10	274
PHECDA	4384,58	0,04	4,46	183	6	180
HD105027	4384,78	0,00	6,76	277	0	127

Tabela B.1 – *continuaçao da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
V863_Cen	4471,40	0,03	2,12	85	7	121
V863_Cen	4387,95	0,04	1,98	81	7	113
kap_Dra	4471,32	0,02	4,73	191	8	240
kap_Dra	4388,07	0,04	4,26	175	20	210
HD112028	4385,47	0,01	1,30	53	2	129
HD112028	4468,67	0,01	1,60	65	2	136
HD117172	4384,74	1,84	5,41	222	81	226
HD127617	4472,16	0,09	4,00	161	8	135
53_Boo	4383,98	0,07	4,71	193	8	193
53_Boo	4468,10	0,36	5,36	216	17	221
tet_CrB	4470,84	0,21	5,40	218	13	232
tet_CrB	4386,97	0,06	8,01	329	14	353
V1040_Sco	4471,69	0,01	5,64	227	1	258
4_Her	4384,78	1,18	5,11	210	52	164
48_Lib	4384,17	0,53	2,14	88	35	132
del_Sco	4470,91	0,04	3,93	158	7	209
del_Sco	4387,59	0,03	3,81	156	5	197
MQ_TrA	4388,55	0,01	5,70	234	5	294
MQ_TrA	4471,98	0,03	7,26	292	16	340
CD-56_6163	4472,22	0,25	9,62	387	61	467
HD143700	4470,91	0,22	11,52	464	13	402
HD143700	4387,22	0,03	7,35	302	18	362
HD143700	4027,70	0,66	14,40	643	44	457

Tabela B.1 – *continuação da página anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
V364_Nor	4391,30	0,11	10,75	333	26	377
V364_Nor	4471,94	0,20	9,63	287	29	334
V364_Nor	4026,44	0,24	9,38	358	18	375
chi_Oph	4471,34	0,04	3,91	157	9	205
chi_Oph	4388,00	0,45	4,01	164	28	178
OZ_Nor	4470,64	0,02	7,08	285	5	364
OZ_Nor	4388,04	0,02	6,30	258	8	305
zet_Oph	4388,24	2,08	8,73	358	95	353
zet_Oph	4470,48	0,33	12,78	515	27	305
V828_Ara	4390,69	0,50	7,06	289	36	387
V828_Ara	4472,81	0,05	7,02	283	15	360
V828_Ara	4030,48	0,24	8,71	389	17	409
HD154154	4471,13	0,13	12,73	513	23	596
HD154111	4026,37	0,13	7,54	337	57	375
HD154111	4388,64	0,11	9,53	391	33	449
HD154538	4470,69	0,08	6,76	272	15	323
HD155352	4471,01	0,78	9,46	381	51	402
HD156172	4471,11	2,62	14,72	593	172	617
V1077_Sco	4470,87	0,41	5,48	221	24	219
V1077_Sco	4388,42	0,03	11,58	475	3	359
HD157099	4386,09	0,01	4,85	199	5	225
V750_Ara	4471,39	0,10	9,31	375	17	443
V750_Ara	4389,03	0,03	7,69	315	10	409

Tabela B.1 – *continuaçao da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
V750_Ara	4027,38	0,01	7,30	326	8	411
V862_Ara	4470,86	0,03	6,86	276	10	323
V862_Ara	4388,06	0,06	7,29	299	40	370
V862_Ara	4026,28	0,22	7,30	326	15	372
alf_Ara	4028,16	0,06	9,05	405	39	417
alf_Ara	4389,87	0,03	7,40	304	9	367
alf_Ara	4472,53	0,03	8,28	333	10	406
V830_Ara	4389,78	0,05	7,09	291	9	431
V830_Ara	4471,90	0,07	9,15	368	35	440
HD159489	4471,98	0,34	10,03	404	22	402
HD159489	4388,66	0,11	7,16	294	20	384
HD160648	4470,85	0,23	6,69	269	13	267
HD160648	4387,61	0,06	6,24	256	20	372
HD160648	4027,47	0,03	7,20	322	27	391
HD161705	4388,80	0,06	4,93	202	12	280
z_Her	4385,09	0,02	0,77	32	2	146
HD163007	4388,57	0,27	7,58	311	16	337
HD163007	4471,33	0,04	6,89	277	12	291
HD163007	4025,07	0,29	8,42	377	20	372
HD162568	4469,99	0,45	8,92	359	29	384
HD162568	4387,90	0,05	7,13	293	15	379
HD162568	4029,48	0,45	11,09	495	27	491
66_Oph	4380,75	0,21	7,42	305	24	179

Tabela B.1 – *continuação da página anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
66_Oph	4470,11	0,52	9,53	384	31	275
V986_Oph	4471,20	0,01	9,93	400	3	257
V986_Oph	4388,17	0,09	5,88	241	10	238
HD164947	4387,80	0,09	8,30	340	44	391
HD164947	4470,51	0,23	8,31	335	13	379
HD164947	4025,27	0,10	10,20	456	39	580
omi_Her	4384,22	0,36	4,02	165	33	186
HD166917	4471,65	0,07	3,87	156	22	181
HD166917	4026,45	0,12	3,89	174	22	226
QV_Tel	4028,76	0,35	10,05	449	25	385
QV_Tel	4389,23	0,02	7,06	290	7	376
QV_Tel	4472,09	0,02	6,28	253	6	332
HD168957	4471,13	0,02	1,16	47	2	128
HD168957	4387,49	0,03	1,49	61	5	89
NW_Ser	4386,43	0,04	8,04	330	4	272
NW_Ser	4470,92	0,95	7,00	282	63	334
HD169033	4470,99	0,09	3,96	160	20	217
HD170009	4470,71	0,02	5,37	216	2	240
V448_Sct	4387,66	0,04	6,28	258	10	305
V448_Sct	4470,66	1,19	7,08	285	47	270
HD171219	4025,37	0,03	6,53	292	3	254
HD171780	4470,86	0,26	6,43	259	15	266
V447_Sct	4388,80	0,01	1,83	75	3	101

Tabela B.1 – *continuaçao da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
V447_Sct	4472,91	0,01	1,31	53	1	117
4_Aql	4471,47	0,02	4,89	197	4	246
HD173371	4468,69	0,48	12,24	493	23	215
HD173371	4026,25	0,02	5,25	235	2	247
HD173371	4387,01	0,02	5,28	217	2	205
CX_Dra	4471,92	0,03	3,84	155	14	203
CX_Dra	4388,40	0,05	3,36	138	18	182
HD174105	4470,82	0,20	4,00	161	12	193
HD175863	4387,74	0,08	4,21	173	5	155
HD175863	4470,86	0,79	4,83	195	39	201
64_Ser	4471,56	0,12	3,64	146	21	189
HD176630	4387,80	0,06	4,81	197	14	219
HD176630	4471,22	2,89	5,32	214	71	224
HD176630	4025,86	0,01	5,24	234	1	205
iot_Lyr	4471,02	0,07	5,18	209	11	219
iot_Lyr	4387,91	0,38	6,74	276	42	254
V1443_Aql	4388,83	0,05	6,39	262	14	338
V1443_Aql	4472,05	0,06	6,87	277	17	339
V1443_Aql	4027,09	0,20	8,68	388	14	410
HD179253	4023,96	1,22	11,55	517	94	485
HD179253	4472,67	0,03	5,84	235	8	302
V1448_Aql	4471,46	0,05	5,39	217	4	273
V558_Lyr	4470,91	0,88	7,31	294	96	233

Tabela B.1 – *continuaçao da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
V558_Lyr	4387,88	0,01	6,92	284	3	238
bet_Cyg_B	4471,22	0,09	5,01	202	9	215
bet_Cyg_B	4386,89	0,04	5,70	234	12	215
V1294_Aql	4471,05	0,02	0,78	31	3	74
HD184767	4026,04	0,02	0,50	22	3	47
kap_Aql	4471,12	0,16	6,78	273	18	266
V341_Sge	4471,93	0,09	3,35	135	11	254
V341_Sge	4388,52	0,24	2,57	106	28	153
12_Vul	4471,27	0,02	5,89	237	15	277
12_Vul	4388,11	0,47	6,73	276	32	213
HD345120	4471,23	0,60	13,38	539	45	568
HD345120	4387,73	0,74	10,00	410	37	324
HD345122	4027,40	0,22	13,50	604	14	415
HD345122	4388,91	0,06	8,32	341	10	456
25_Cyg	4471,12	0,18	5,24	211	17	203
25_Cyg	4387,71	0,05	4,88	200	13	221
HD190864	4025,79	0,02	2,59	116	4	178
HD190864	4471,34	0,01	2,00	80	4	103
28_Cyg	4386,99	2,77	9,16	376	260	306
28_Cyg	4470,32	0,76	7,72	311	56	294
HD192445	4471,20	0,56	7,05	284	41	305
HD228535	4471,25	0,07	10,61	427	11	596
QR_Vul	4387,95	0,05	4,44	182	17	215

Tabela B.1 – *continuaçao da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
QR_Vul	4471,32	0,03	4,46	179	9	215
HD228658	4471,92	0,03	8,13	327	9	411
HD228658	4388,49	1,56	9,69	397	107	414
HD228658	4027,03	0,51	9,28	415	41	415
25_Vul	4387,59	0,06	4,26	175	18	242
25_Vul	4470,72	0,12	4,15	167	6	158
HD229171	4470,24	0,04	8,83	356	7	362
HD229171	4025,73	0,07	7,32	327	21	443
V2119_Cyg	4470,52	0,19	7,60	306	21	289
V2119_Cyg	4387,19	0,01	8,53	350	4	308
BD+41_3731	4025,27	0,04	9,67	432	4	259
BD+41_3731	4470,30	0,12	8,71	325	13	314
HD194244	4471,26	0,03	3,95	159	2	157
V2123_Cyg	4470,51	0,23	9,02	363	115	442
lam_Cyg	4387,66	0,01	3,33	137	2	162
lam_Cyg	4471,06	0,01	3,28	132	2	150
V2136_Cyg	4471,55	8,72	8,40	338	35	254
HD198931	4387,29	0,14	10,42	428	9	480
HD198931	4470,42	4,26	10,86	438	51	524
HD198931	4025,51	0,10	8,57	383	21	463
nu_Cyg	4383,89	0,21	6,79	279	23	187
59_Cyg	4471,31	0,06	13,90	347	6	36
60_Cyg	4469,87	1,06	11,31	456	69	281

Tabela B.1 – *continuaçao da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
V2148_Cyg	4469,49	0,76	12,62	306	55	304
ups_Cyg	4471,03	0,12	4,88	196	13	182
ups_Cyg	4388,05	1,54	4,54	186	46	199
ups_Cyg	4025,86	0,13	4,42	198	8	188
HD203374	4469,80	0,03	10,07	368	5	389
6_Cep	4387,97	0,06	4,18	171	22	151
6_Cep	4471,14	0,83	4,35	175	66	178
NT_Peg	4471,37	0,08	4,08	162	10	157
NT_Peg	4387,88	0,74	6,20	162	41	179
ALFIRK	4387,65	0,03	1,69	70	4	140
ALFIRK	4471,26	0,02	1,90	77	3	133
eps_Cap	4387,64	0,05	6,68	274	6	271
eps_Cap	4471,22	1,12	5,57	224	55	259
HD206773	4470,15	0,85	8,90	359	61	315
V435_Cep	4387,29	0,09	9,17	376	16	478
16_Peg	4471,20	0,02	3,49	140	3	197
16_Peg	4387,84	0,01	2,93	120	4	160
EM_Cep	4470,04	0,41	8,11	326	30	303
EM_Cep	4387,44	0,21	6,44	264	75	327
HD208682	4387,79	0,03	8,79	361	3	271
HD208682	4470,99	0,12	7,82	315	23	295
V2175_Cyg	4471,41	15,53	4,17	168	11	157
V2175_Cyg	4388,02	0,03	4,36	179	2	141

Tabela B.1 – *continuação da página anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
V2175_Cyg	4026,14	0,02	3,59	160	4	189
omi_Aqr	4471,41	0,05	5,55	223	22	224
omi_Aqr	4388,17	2,59	5,69	233	87	228
UU_PsA	4470,68	0,16	7,53	303	19	252
V397_Lac	4470,88	0,04	8,53	344	12	439
V397_Lac	4388,02	1,39	11,55	474	144	415
V397_Lac	4026,23	0,15	9,43	422	27	484
25_Peg	4470,56	0,18	3,72	150	19	171
25_Peg	4387,34	0,13	5,61	230	13	211
HD235795	4470,82	0,04	8,58	346	19	395
HD235795	4387,77	0,09	7,40	304	28	346
HD235795	4025,24	0,06	9,50	425	14	436
V357_Lac	4471,41	0,07	4,12	166	16	193
V357_Lac	4388,04	0,07	4,61	189	50	214
31_Peg	4387,84	0,02	2,85	117	6	160
31_Peg	4471,29	0,02	2,91	117	3	163
V450_Cep	4387,09	0,05	6,60	271	20	342
pi_Aqr	4471,38	0,05	5,30	213	44	230
V408_Lac	4475,35	0,32	11,91	479	42	591
V413_Lac	4388,77	5,73	9,28	381	97	433
V413_Lac	4470,76	0,06	7,58	305	46	374
8_Lac_B	4471,37	0,01	1,11	45	1	89
8_Lac_B	4387,71	0,01	1,80	74	2	98

Tabela B.1 – *continuaçao da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
8_Lac_A	4387,71	0,08	7,37	303	20	346
8_Lac_A	4470,57	1,54	7,16	288	60	305
HD215605	4389,51	0,07	10,00	410	11	591
HD215605	4472,31	0,04	9,80	395	9	488
PS_Cep	4025,52	0,06	5,48	245	6	299
HD216057	4471,09	0,15	6,50	262	41	266
14_Lac	4470,77	0,75	6,13	247	33	226
V423_Lac	4470,09	0,01	12,65	337	1	331
EW_Lac	4470,50	0,11	11,28	454	13	250
EW_Lac	4386,27	0,12	8,80	361	11	330
V378_And	4387,53	0,10	10,19	412	6	331
V378_And	4470,67	0,26	9,07	365	41	298
omi_And	4471,05	0,29	5,64	227	18	224
omi_And	4387,42	0,04	5,18	212	11	223
bet_Psc	4472,01	0,03	2,42	97	6	125
bet_Psc	4026,59	0,46	2,50	112	32	141
KX_And	4468,26	0,04	4,23	171	3	165
KY_And	4471,86	0,51	8,22	331	44	257
KY_And	4387,96	0,09	7,72	317	10	317
18_And	4471,25	0,05	3,50	141	12	199
V818_Cas	4470,91	0,08	6,09	245	8	280
V818_Cas	4387,15	0,15	5,06	208	9	270
HD224599	4386,65	0,06	6,79	279	8	307

Tabela B.1 – *continuucao da pagina anterior*

<b>Estrela</b>	<b>centro da linha[Å]</b>	<b>desvio[Å]</b>	<b>FWHM[Å]</b>	<b>velFWHM[km/s]</b>	<b>desvio(FWHM)[km/s]</b>	<b>velFourier[km/s]</b>
HD224599	4469,11	0,06	6,27	252	22	323

**C APÊNDICE C**

Tabela C.1: Dados das estrelas utilizados para as tentativas de correções

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
HD225095	B2IVne	7,91	7,95	7,15	24380	637	1,96e+04
2_Cet	B9IVne	4,50	4,54	4,4	11710	83	1,72e+02
10_Cas	B9IIIe	5,54	5,57	5,37	13000	266	2,99e+02
10_Cas	B9IIIe	5,54	5,57	5,37	13000	266	2,99e+02
V742_Cas	B5IIe	7,26	7,08	6,86	18950	1064	2,91e+04
V742_Cas	B5IIe	7,26	7,08	6,86	18950	1064	2,91e+04
omi_Cas	B5IIIe	4,43	4,48	3,96	15500	216	3,19e+03
BG_Phe	B5e	10,11	10,18	-	-	-	-
gam_Cas	B0IVpe	2,29	2,47	1,24	28000	188	7,57e+04
V442_And	B2IVe	6,79	6,82	6,18	24380	450	1,96e+04
V442_And	B2IVe	6,79	6,82	6,18	24380	450	1,96e+04
phi_And	B7Ve	4,20	4,25	3,84	13500	220	4,04e+02
phi_And	B7Ve	4,20	4,25	3,84	13500	220	4,04e+02
V764_Cas	B2IIIne	6,93	6,89	6,06	24380	581	2,83e+04
V764_Cas	B2IIIne	6,93	6,89	6,06	24380	581	2,83e+04
V764_Cas	B2IIIne	6,93	6,89	6,06	24380	581	2,83e+04
HD236689	B1,5V:ep	9,72	9,47	9,25	25000	-	1,94e+04
BD+57_243	B0IVe	9,99	9,63	9,23	28000	-	7,57e+04
BD+57_243	B0IVe	9,99	9,63	9,23	28000	-	7,57e+04
BD+59_250	B0IVe	10,69	10,6	10,17	28000	-	7,57e+04
ACHERNAR	B6Vpe	0,3	0,5	-0,36	20200	43	6,92e+02

Tabela C.1 – Continuação da página anterior		Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
	ACHERNAR	B6Vpe	0,3	0,5	-0,36	20200	43	6,92e+02	
	phi_Per	B2Vep	4	4,09	3,1	25400	220	9,36e+03	
	phi_Per	B2Vep	4	4,09	3,1	25400	220	9,36e+03	
	V972_Cas	Be	10,44	10,03	-	-	-	-	
	V973_Cas	Be	12,79	12,1	-	-	-	-	
	V973_Cas	Be	12,79	12,1	-	-	-	-	
	V975_Cas	Be	12,52	12,71	-	-	-	-	
	V975_Cas	Be	12,52	12,71	-	-	-	-	
	V977_Cas	B2IVe	-	10,3	-	24380	-	1,96e+04	
	V980_Cas	B8	12,71	12,1	-	-	-	-	
	V981_Cas	B2IIIe	11,3	10,65	-	24380	-	2,83e+04	
	V983_Cas	B5e	11,08	10,69	-	-	-	-	
	V985_Cas	B3Ve	10,9	10,31	-	22570	-	4,89e+03	
	V985_Cas	B3Ve	10,9	10,31	-	22570	-	4,89e+03	
	Cl*NGC_663_PUM_II-222	Be	12,11	11,53	-	-	-	-	
	Cl*NGC_663_PUM_II-222	Be	12,11	11,53	-	-	-	-	
	eps_Cas	B3IIIe	3,22	3,342	2,61	22570	126	1,35e+04	
	eps_Cas	B3IIIe	3,22	3,342	2,61	22570	126	1,35e+04	
	V777_Cas	B2Vne	7,08	7,02	6,22	26200	294	9,36e+03	
	HD13561	B8e	8,92	8,85	8,15	-	-	-	
	V787_Cas	B2IIIe	8,25	7,9	7,84	26190	1000	2,83e+04	
	V355_Per	B1Ve	9,39	9,14	8,85	26190	-	1,94e+04	
	V355_Per	B1Ve	9,39	9,14	8,85	26190	-	1,94e+04	

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
V358_Per	B1IIIe	8,64	8,5	8,06	26190	-	5,34e+04
HD16264	B1Ve	9,64	9,26	10,92	26190	-	1,94e+04
HD16264	B1Ve	9,64	9,26	10,92	26190	-	1,94e+04
HD16264	B1Ve	9,64	9,26	10,92	26190	-	1,94e+04
V615_Cas	B0Ve	11,4	10,8	11,27	28000	177	3,62e+04
V615_Cas	B0Ve	11,4	10,8	11,27	28000	177	3,62e+04
HD17505	O6Ve	7,49	7,1	8,45	36800	877	2,60e+05
HD237056	B0,5Vpe	9,38	8,9	10,74	28000	1250	3,62e+04
HD237060	B9Ve	9,47	9,2	9,34	11710	-	1,19e+02
HD237060	B9Ve	9,47	9,2	9,34	11710	-	1,19e+02
HD237060	B9Ve	9,47	9,2	9,34	11710	-	1,19e+02
V801_Cas	B1Ve	6,71	6,50	7,78	23400	794	1,94e+04
V801_Cas	B1Ve	6,71	6,50	7,78	23400	794	1,94e+04
HD20340	B3Ve	7,83	7,96	7,26	18950	800	4,89e+03
HD20340	B3Ve	7,83	7,96	7,26	18950	800	4,89e+03
HD20134	B2,5IVe	7,54	7,47	8,86	22570	433	4,89e+03
HD20134	B2,5IVe	7,54	7,47	8,86	22570	433	4,89e+03
BK_Cam	B2,5Vne	4,62	4,73	3,92	20900	234	4,89e+03
HD237118	B6Ve	9,55	9,42	9,31	17140	568	6,92e+02
HD237118	B6Ve	9,55	9,42	9,31	17140	568	6,92e+02
HD237134	B5Ve	9,83	9,49	9,62	18950	-	1,16e+03
HD237134	B5Ve	9,83	9,49	9,62	18950	-	1,16e+03
HD237134	B5Ve	9,83	9,49	9,62	18950	-	1,16e+03

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
CR_Cam	B2Ve	8,76	8,31	9,87	24380	481	9,36e+03
HD21362	B6Vne	5,52	5,58	9,31	17140	161	6,92e+02
HD21362	B6Vne	5,52	5,58	9,31	17140	161	6,92e+02
HD21455	B7Ve	6,32	6,23	5,41	15330	195	4,04e+02
HD21455	B7Ve	6,32	6,23	5,41	15330	195	4,04e+02
BD+58_610	Be	9,92	9,61	-	-	-	-
BD+58_610	Be	9,92	9,61	-	-	-	-
BD+58_610	Be	9,92	9,61	-	-	-	-
HD21650	B6e	7,36	7,33	-	-	265	-
psi_Per	B5Ve	4,26	4,31	3,6	16700	179	-
ELECTRA	B6IIIe	3,61	3,71	3,19	14650	124	1,74e+03
ELECTRA	B6IIIe	3,61	3,71	3,19	14650	124	1,74e+03
MEROPE	B6IVe	4,11	4,16	3,7	14500	117	1,20e+03
MEROPE	B6IVe	4,11	4,16	3,7	14500	117	1,20e+03
ALCYONE	B7IIIe	2,81	2,87	2,44	13500	124	1,01e+03
ALCYONE	B7IIIe	2,81	2,87	2,44	13500	124	1,01e+03
PLEIONE	B8IVev	4,97	5,05	4,73	13400	117	3,34e+02
HD23800	B1IVe	7,2	6,98	8,40	24380	299	1,96e+04
EM*MWC_465	B2IVnne	10,6	10,19	10,08	24380	-	1,96e+04
EM*MWC_465	B2IVnne	10,6	10,19	10,08	24380	-	1,96e+04
EM*MWC_465	B2IVnne	10,6	10,19	10,08	24380	-	1,96e+04
Menkhib	O7,5IIIe	4,02	4,06	3,19	34600	382	2,94e+05
48_Per	B3Ve	3,97	4,00	3,46	18100	146	4,89e+03

Tabela C.1 – Continuação da página anterior							
Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
48_Per	B3Ve	3,97	4,00	3,46	18100	146	4,89e+03
RW_Per	A5Ve	10,17	9,7	-	8650	305	1,70e+01
228_Eri	B2Vne	5,39	5,59	4,48	24200	465	9,36e+03
228_Eri	B2Vne	5,39	5,59	4,48	24200	465	9,36e+03
56_Eri	B2Ve	5,70	5,78	4,98	25350	1493	9,36e+03
56_Eri	B2Ve	5,70	5,78	4,98	25350	1493	9,36e+03
HD29866	B8IVne	6,13	6,10	5,86	13520	188	3,34e+02
HD30677	B0IIIe	6,82	6,84	5,94	28000	1124	1,09e+05
HD30677	B0IIIe	6,82	6,84	5,94	28000	1124	1,09e+05
2_Ori	A1Vne	4,37	4,35	-	9650	69	4,92e+01
2_Ori	A1Vne	4,37	4,35	-	9650	69	4,92e+01
11_Cam	B2,5Ve	5	5,03	4,31	22550	210	9,36e+03
11_Cam	B2,5Ve	5	5,03	4,31	22550	210	9,36e+03
HD33599	B2Vpe	8,77	8,97	8,01	23200	-	9,36e+03
HD33599	B2Vpe	8,77	8,97	8,01	23200	-	9,36e+03
105_Tau	B2Ve	6,08	5,92	5,51	24380	331	9,36e+03
105_Tau	B2Ve	6,08	5,92	5,51	24380	331	9,36e+03
lam_Eri	B2IVne	4,07	4,25	3,17	22800	249	1,96e+04
HD277707	Bpe	10,55	10,41	10,11	-	-	-
HD277707	Bpe	10,55	10,41	10,11	-	-	-
HD241570	B5ne	10,44	10,29	-	-	-	-
HD241570	B5ne	10,44	10,29	-	-	-	-
HD241570	B5ne	10,44	10,29	-	-	-	-

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
V420_Aur	B0IVpe	7,58	7,45	6,79	28000	2564	7,57e+04
V420_Aur	B0IVpe	7,58	7,45	6,79	28000	2564	7,57e+04
V420_Aur	B0IVpe	7,58	7,45	6,79	28000	2564	7,57e+04
HD280999	Be	10,06	9,93	-	-	-	-
HD280999	Be	10,06	9,93	-	-	-	-
HD280999	Be	10,06	9,93	-	-	-	-
eta_Ori	B0,5Ve	3,21	3,38	2,27	18220	299	3,62e+04
eta_Ori	B0,5Ve	3,21	3,38	2,27	18220	299	3,62e+04
V1374_Ori	B8e	7,55	7,51	7,32	-	746	-
V1374_Ori	B8e	7,55	7,51	7,32	-	746	-
120_Tau	B2IVe	5,64	5,67	4,94	25800	476	9,36e+03
120_Tau	B2IVe	5,64	5,67	4,94	25800	476	9,36e+03
43_Ori	O9,5Vpe	4,98	5,08	4,08	30200	474	5,76e+04
zet_Tau	B2IVe	2,84	3,03	2,14	21500	136	9,36e+03
zet_Tau	B2IVe	2,84	3,03	2,14	21500	136	9,36e+03
HD37971	B4,5IIIe	6,07	6,20	-	20760	565	6,93e+03
HD37971	B4,5IIIe	6,07	6,20	-	20760	565	6,93e+03
V731_Tau	B2,5Ve	6,16	6,23	5,51	24380	254	9,36e+03
HD247525	B5e	11,1	10,79	-	-	-	-
HD38856	B5Ve	7,11	7,25	6,56	18950	200	1,16e+03
HD38856	B5Ve	7,11	7,25	6,56	18950	200	1,16e+03
HD38856	B5Ve	7,11	7,25	6,56	18950	200	1,16e+03
HD248390	B5e	10,35	9,93	-	-	-	-

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
HD39557	B5IIIe	9,42	9,07	-	18950	490	3,19e+03
HD250980	B0e	9,68	9,56	-	-	-	-
HD250980	B0e	9,68	9,56	-	-	-	-
HD250980	B0e	9,68	9,56	-	-	-	-
V696_Mon	B2Vne	5,17	5,25	4,3	24050	403	9,36e+03
V696_Mon	B2Vne	5,17	5,25	4,3	24050	403	9,36e+03
V696_Mon	B2Vne	5,17	5,25	4,3	24050	403	9,36e+03
69_Ori	B5Vne	4,81	4,95	-	15764	162	1,16e+03
HD43264	B9IIIe	7,49	7,51	-	10500	699	2,99e+02
HD43285	B5IVe	5,94	6,05	5,42	14000	200	2,21e+03
HD43285	B5IVe	5,94	6,05	5,42	14000	200	2,21e+03
HD43285	B5IVe	5,94	6,05	5,42	14000	200	2,21e+03
HD43544	B2,5Ve	5,80	5,96	5	21500	239	9,36e+03
HD43544	B2,5Ve	5,80	5,96	5	21500	239	9,36e+03
FR_CMa	B1Vpe	5,56	5,59	4,77	26600	338	1,94e+04
FR_CMa	B1Vpe	5,56	5,59	4,77	26600	338	1,94e+04
HD44783	B9IIIe	6,17	6,24	-	11000	348	1,35e+04
HD44783	B9IIIe	6,17	6,24	-	11000	348	1,35e+04
HD44996	B6,5Ve	6,04	6,12	5,41	15200	289	6,92e+02
HD44996	B6,5Ve	6,04	6,12	5,41	15200	289	6,92e+02
HD45260	B8e	9,07	9,05	8,45	-	521	-
HD45260	B8e	9,07	9,05	8,45	-	521	-
FS_CMa	Bpshe	8,09	8,05	6,89	-	279	-

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
bet_Mon_A	B3Ve	4,5	4,62	-	21100	212	-
bet_Mon_A	B3Ve	4,5	4,62	-	21100	212	-
bet_Mon_A	B3Ve	4,5	4,62	-	21100	212	-
nu_Gem	B6IIIe	4	4,14	3,54	17140	167	1,74e+03
nu_Gem	B6IIIe	4	4,14	3,54	17140	167	1,74e+03
AX_Mon	B2IIIpshev	6,97	6,74	6,43	24380	3704	2,83e+04
HD45995	B2Vnne	6,03	6,14	5,2	18500	303	9,36e+03
HD45995	B2Vnne	6,03	6,14	5,2	18500	303	9,36e+03
HD46484	B0,5IVe	8	7,65	7,49	27000	909	7,57e+04
HD46484	B0,5IVe	8	7,65	7,49	27000	909	7,57e+04
HD47054	B7IIIe	5,44	5,57	5,05	13350	231	1,01e+03
HD47054	B7IIIe	5,44	5,57	5,05	13350	231	1,01e+03
HD47054	B7IIIe	5,44	5,57	5,05	13350	231	1,01e+03
HD47160	B8IVe	7,06	7,11	-	11500	376	3,34e+02
HD47160	B8IVe	7,06	7,11	-	11500	376	3,34e+02
15_Mon	B1Ve	4,41	4,64	3,36	25200	282	1,94e+04
15_Mon	B1Ve	4,41	4,64	3,36	25200	282	1,94e+04
15_Mon	B1Ve	4,41	4,64	3,36	25200	282	1,94e+04
V715_Mon	B3IIIe	6,01	6,15	5,34	17000	2500	1,35e+04
V715_Mon	B3IIIe	6,01	6,15	5,34	17000	2500	1,35e+04
HD49787	B1Ve	7,49	7,54	6,69	25000	483	1,94e+04
HD49787	B1Ve	7,49	7,54	6,69	25000	483	1,94e+04
HD49787	B1Ve	7,49	7,54	6,69	25000	483	1,94e+04

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
V743_Mon	B7IIIe	6,61	6,58	6,28	12500	392	1,01e+03
V742_Mon	B2IIIe	6,98	6,92	6,22	20000	1087	2,83e+04
V742_Mon	B2IIIe	6,98	6,92	6,22	20000	1087	2,83e+04
HD50209	B8IVe	8,37	8,36	8,05	12500	694	3,34e+02
HD50696	B1,5IIIe	8,84	8,87	8,07	21300	-	2,83e+04
HD50891	B0,5Ve	9,07	8,88	8,42	27500	-	3,62e+04
V744_Mon	B1,5Ve	7,7	7,85	-	22000	1587	1,94e+04
V744_Mon	B1,5Ve	7,7	7,85	-	22000	1587	1,94e+04
V744_Mon	B1,5Ve	7,7	7,85	-	22000	1587	1,94e+04
LP_CMa	B2IVnpe	9,41	9,19	8,89	22170	1031	1,96e+04
LP_CMa	B2IVnpe	9,41	9,19	8,89	22170	1031	1,96e+04
HD51506	B2,5IVe	7,55	7,69	-	17000	457	1,96e+04
HD51506	B2,5IVe	7,55	7,69	-	17000	457	1,96e+04
HD51506	B2,5IVe	7,55	7,69	-	17000	457	1,96e+04
GU_CMa	B1,5Ve	6,6	6,58	5,88	22500	444	1,94e+04
GU_CMa	B1,5Ve	6,6	6,58	5,88	22500	444	1,94e+04
GU_CMa	B1,5Ve	6,6	6,58	5,88	22500	444	1,94e+04
19_Mon	B1Ve	4,79	4,99	3,84	26190	373	1,94e+04
19_Mon	B1Ve	4,79	4,99	3,84	26190	373	1,94e+04
19_Mon	B1Ve	4,79	4,99	3,84	26190	373	1,94e+04
HD53032	A2e	9,28	9,36	8,88	-	-	-
HD53032	A2e	9,28	9,36	8,88	-	-	-
V749_Mon	B4IVe	7,11	7,2	-	15000	353	4,79e+03

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
V749_Mon	B4Ive	7,11	7,2	-	15000	353	4,79e+03
V749_Mon	B4Ive	7,11	7,2	-	15000	353	4,79e+03
HD53667	B0IIe	7,91	7,76	7,27	28000	-	1,09e+05
HD53667	B0IIe	7,91	7,76	7,27	28000	-	1,09e+05
HD53667	B0IIe	7,91	7,76	7,27	28000	-	1,09e+05
HD54464	B2,5IIIe	8,35	8,4	7,68	17000	-	2,83e+04
HD54464	B2,5IIIe	8,35	8,4	7,68	17000	-	2,83e+04
HD54464	B2,5IIIe	8,35	8,4	7,68	17000	-	2,83e+04
HD55135	B2,5Ve	7,24	7,32	6,63	17000	585	9,36e+03
HD55135	B2,5Ve	7,24	7,32	6,63	17000	585	9,36e+03
HD55135	B2,5Ve	7,24	7,32	6,63	17000	585	9,36e+03
HD55439	B2Ve	8,63	8,59	8	23000	3030	9,36e+03
HD55439	B2Ve	8,63	8,59	8	23000	3030	9,36e+03
HD55806	B7IIIe	9,22	9,15	-	12500	-	1,01e+03
ome_CMa	B2Ive	3,87	4,03	2,95	21900	279	1,96e+04
ome_CMa	B2Ive	3,87	4,03	2,95	21900	279	1,96e+04
HD57682	O9Ve	6,22	6,40	5,21	30200	-	5,76e+04
HD57682	O9Ve	6,22	6,40	5,21	30200	-	5,76e+04
OT_Gem	B2Ve	6,26	6,45	5,39	23650	971	9,36e+03
OT_Gem	B2Ve	6,26	6,45	5,39	23650	971	9,36e+03
FW_CMa	B2Vne	5,16	5,2	4,68	23150	287	9,36e+03
FW_CMa	B2Vne	5,16	5,2	4,68	23150	287	9,36e+03
bet_CMi	B8Ve	2,81	2,89	2,53	13100	50	2,11e+02

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
bet_CMi	B8Ve	2,81	2,89	2,53	13100	50	2,11e+02
V378_Pup	B2,5Ve	5,59	5,66	4,87	24380	389	9,36e+03
V378_Pup	B2,5Ve	5,59	5,66	4,87	24380	389	9,36e+03
BN_Gem	O8Vpev	6,71	6,92	5,51	32400	602	9,91e+04
BN_Gem	O8Vpev	6,71	6,92	5,51	32400	602	9,91e+04
HD62367	B9e	7,04	7,13	-	-	342	-
HD70340	A2Vnnpe	6,52	6,5	-	9400	156	3,94e+01
I_Hya	B5Ve	4,63	4,75	4,07	15700	155	1,16e+03
OY_Hya	B5Ve	6,11	6,21	5,43	17350	244	1,16e+03
17_Sex	A1Ve	5,92	5,9	-	-	183	4,92e+01
p_Car	B4Vne	3,27	3,36	2,51	18350	148	2,29e+03
p_Car	B4Vne	3,27	3,36	2,51	18350	148	2,29e+03
V518_Car	B4Ve	4,68	4,82	4,1	-	139	2,29e+03
V518_Car	B4Ve	4,68	4,82	4,1	-	139	2,29e+03
HD97032	B9Vne	9,77	9,75	-	8150	-	1,19e+02
V338_Car	B9e	9,78	9,35	-	-	-	-
phi_Leo	A7IVne	4,67	4,47	-	-	56	1,93e+01
HD102154	B5IIIe	9,82	9,7	-	18950	-	3,19e+03
j_Cen	B3Vne	4,17	4,31	3,58	22570	182	4,89e+03
j_Cen	B3Vne	4,17	4,31	3,58	22570	182	4,89e+03
PHECDA	A0Ve	2,47	2,44	2,44	9900	26	6,74e+01
HD105027	B9,5Ve	9,16	9,04	-	11710	508	1,19e+02
V863_Cen	B6IIIe	4,30	4,45	3,65	16000	134	1,74e+03

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

<b>Estrela</b>	<b>tipo espectral</b>	<b>magB</b>	<b>magV</b>	<b>magU</b>	<b>Teff[K]</b>	<b>distância[pc]</b>	<b>luminosidade[<math>L/L_{\odot}</math>]</b>
V863_Cen	B6Ile	4,30	4,45	3,65	16000	134	1,74e+03
kap_Dra	B6IIIpe	3,77	3,88	3,17	14850	150	1,74e+03
kap_Dra	B6IIIpe	3,77	3,88	3,17	14850	150	1,74e+03
HD112028	A1IIIShe	5,34	5,35	5,39	9650	179	1,24e+02
HD112028	A1IIIShe	5,34	5,35	5,39	9650	179	1,24e+02
HD117172	B9IIIe	9,1	9,02	-	11710	-	2,99e+02
HD127617	B5e	8,62	8,73	8,12	-	-	-
53_Boo	A5Ve	5,09	5,00	-	8650	119	1,70e+01
53_Boo	A5Ve	5,09	5,00	-	8650	119	1,70e+01
tet_CrB	B6Vnne	4,04	4,15	3,47	15900	115	6,92e+02
tet_CrB	B6Vnne	4,04	4,15	3,47	15900	115	6,92e+02
V1040_Sco	B2Ve	5,36	5,4	4,77	21400	131	9,36e+03
4_Her	B9pe	5,64	5,74	5,23	-	164	-
48_Lib	B8IIe	4,87	4,94	4,58	21400	143	6,99e+03
del_Sco	B0,2IVe	2,21	2,29	1,3	28000	151	3,62e+04
del_Sco	B0,2IVe	2,21	2,29	1,3	28000	151	3,62e+04
MQ_TrA	Oe	7,1	7,3	6,49	-	649	-
MQ_TrA	Oe	7,1	7,3	6,49	-	649	-
CD-56_6163	Oe	10,68	10,39	10,07	-	-	-
HD143700	B1,5Vne	9,65	9,38	9,27	23000	1429	1,94e+04
HD143700	B1,5Vne	9,65	9,38	9,27	23000	1429	1,94e+04
HD143700	B1,5Vne	9,65	9,38	9,27	23000	1429	1,94e+04
V364_Nor	B1Vne	9,47	9,25	8,8	26190	1695	1,94e+04

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

<b>Estrela</b>	<b>tipo espectral</b>	<b>magB</b>	<b>magV</b>	<b>magU</b>	<b>Teff[K]</b>	<b>distância[pc]</b>	<b>luminosidade[<math>L/L_{\odot}</math>]</b>
V364_Nor	B1Vne	9,47	9,25	8,8	26190	1695	1,94e+04
V364_Nor	B1Vne	9,47	9,25	8,8	26190	1695	1,94e+04
chi_Oph	B2Vne	4,7	4,42	3,95	21350	161	9,36e+03
chi_Oph	B2Vne	4,7	4,42	3,95	21350	161	9,36e+03
OZ_Nor	B2Ile	7,54	7,42	6,98	24380	297	9,36e+04
OZ_Nor	B2Ile	7,54	7,42	6,98	24380	297	9,36e+04
zet_Oph	O9Ve	2,60	2,58	1,72	29250	112	5,76e+04
zet_Oph	O9Ve	2,60	2,58	1,72	29250	112	5,76e+04
V828_Ara	B2IVne	6,14	6,26	5,1	24380	431	1,96e+04
V828_Ara	B2IVne	6,14	6,26	5,1	24380	431	1,96e+04
V828_Ara	B2IVne	6,14	6,26	5,1	24380	431	1,96e+04
HD154154	B2Vnne	8,69	8,59	8,04	25000	-	9,36e+03
HD154111	B5IVe	8,28	8,26	7,94	18950	-	2,21e+03
HD154111	B5IVe	8,28	8,26	7,94	18950	-	2,21e+03
HD154538	B3Ve	8,76	8,62	-	22570	-	4,89e+03
HD155352	B2Ve	8,49	8,45	7,76	24380	-	9,36e+03
HD156172	O9Ile	8,54	8,24	8,03	30000	-	2,76e+05
V1077_Sco	B5Vne	6,47	6,37	6,15	18950	-	1,16e+03
V1077_Sco	B5Vne	6,47	6,37	6,15	18950	-	1,16e+03
HD157099	B3Vne	8,85	8,83	-	22570	-	4,89e+03
V750_Ara	B2Vne	6,63	6,65	5,81	24380	2222	9,36e+03
V750_Ara	B2Vne	6,63	6,65	5,81	24380	2222	9,36e+03
V750_Ara	B2Vne	6,63	6,65	5,81	24380	2222	9,36e+03

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
V862_Ara	B7IIIe	5,94	5,99		15330	562	1,01e+03
V862_Ara	B7IIIe	5,94	5,99		15330	562	1,01e+03
V862_Ara	B7IIIe	5,94	5,99		15330	562	1,01e+03
alf_Ara	B2Vne	2,73	2,84	2,09	21500	82	9,36e+03
alf_Ara	B2Vne	2,73	2,84	2,09	21500	82	9,36e+03
alf_Ara	B2Vne	2,73	2,84	2,09	21500	82	9,36e+03
V830_Ara	B2IIpe	8,16	8,17	7,25	24380	-	9,36e+04
V830_Ara	B2IIpe	8,16	8,17	7,25	24380	-	9,36e+04
HD159489	B1Ve	8,17	8,2	7,59	25700	-	1,94e+04
HD159489	B1Ve	8,17	8,2	7,59	25700	-	1,94e+04
HD160648	B6IIIe	7,5	7,52	7,14	17140	444	1,74e+03
HD160648	B6IIIe	7,5	7,52	7,14	17140	444	1,74e+03
HD160648	B6IIIe	7,5	7,52	7,14	17140	444	1,74e+03
HD161705	B8IIIe	8,65	8,66	8,33	13520	-	5,30e+02
z_Her	Bpshe	6,65	6,89	-	-	292	-
HD163007	B4Vne	7,38	7,45	6,83	20760	1408	2,29e+03
HD163007	B4Vne	7,38	7,45	6,83	20760	1408	2,29e+03
HD163007	B4Vne	7,38	7,45	6,83	20760	1408	2,29e+03
HD162568	B2IIIne	7,99	8,06	7,45	24380	-	9,36e+03
HD162568	B2IIIne	7,99	8,06	7,45	24380	-	9,36e+03
HD162568	B2IIIne	7,99	8,06	7,45	24380	-	9,36e+03
66_Oph	B2Ve	4,68	4,78	3,78	22900	200	9,36e+03
66_Oph	B2Ve	4,68	4,78	3,78	22900	200	9,36e+03

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
V986_Oph	B0IIIne	6,09	6,15	5,23	28000	-	1,09e+05
V986_Oph	B0IIIne	6,09	6,15	5,23	28000	-	1,09e+05
HD164947	B2Vne	8,94	8,87	8,2	23000	-	9,36e+03
HD164947	B2Vne	8,94	8,87	8,2	23000	-	9,36e+03
HD164947	B2Vne	8,94	8,87	8,2	23000	-	9,36e+03
omi_Her	B9,5Ve	3,82	3,84	3,74	11710	104	1,19e+02
HD166917	B8IIIe	6,75	6,7	-	13520	488	5,30e+02
HD166917	B8IIIe	6,75	6,7	-	13520	488	5,30e+02
QV_Tel	B3IIIpe	5,28	5,33	4,59	17000	233	1,35e+04
QV_Tel	B3IIIpe	5,28	5,33	4,59	17000	233	1,35e+04
QV_Tel	B3IIIpe	5,28	5,3	4,59	17000	233	1,35e+04
HD168957	B3Ve	6,89	7,0	6,35	22570	578	4,89e+03
HD168957	B3Ve	6,89	7,0	6,35	22570	578	4,89e+03
NW_Ser	B2,5IIIe	6,10	6,1	5,47	18500	325	2,83e+04
NW_Ser	B2,5IIIe	6,10	6,1	5,47	18500	325	2,83e+04
HD169033	B5Ve	5,71	5,7	5,46	18950	189	1,16e+03
HD170009	B9IIIe	8,09	8	-	11710	1124	2,99e+02
V448_Sct	B1,5IVe	7,66	7,38	7,38	23000	292	3,70e+04
V448_Sct	B1,5IVe	7,66	7,38	7,38	23000	292	3,70e+04
HD171219	B5IIIe	7,8	7,65	-	18950	595	3,19e+03
HD171780	B5Vne	5,98	6,09	5,44	18950	255	1,16e+03
V447_Sct	B0,5IVe	7,99	7,88	7,26	27000	-	7,57e+04
V447_Sct	B0,5IVe	7,99	7,88	7,26	27000	-	7,57e+04

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
4_Aql	B9Ve	4,96	5,01	-	11710	143	1,19e+02
HD173371	B7IVe	6,86	6,89	6,56	12500	269	6,40e+02
HD173371	B7IVe	6,86	6,89	6,56	12500	269	6,40e+02
HD173371	B7IVe	6,86	6,89	6,56	12500	269	6,40e+02
CX_Dra	B2,5Ve	5,8	5,9	5,06	25100	397	9,36e+03
CX_Dra	B2,5Ve	5,8	5,9	5,06	25100	397	9,36e+03
HD174105	B8e	6,5	6,93	-	-	546	-
HD175863	B4Ve	6,91	7,03	6,4	20760	826	2,29e+03
HD175863	B4Ve	6,91	7,03	6,4	20760	826	2,29e+03
64_Ser	B8IIIe	5,56	5,56	5,29	13400	348	5,30e+02
HD176630	B3IIIe	7,6	7,65	-	16000	515	1,35e+04
HD176630	B3IIIe	7,6	7,65	-	16000	515	1,35e+04
HD176630	B3IIIe	7,6	7,65	-	16000	515	1,35e+04
iot_Lyr	B6IVe	5,14	5,25	4,66	17140	275	1,20e+03
iot_Lyr	B6IVe	5,14	5,25	4,66	17140	275	1,20e+03
V1443_Aql	B3Ve	9,24	8,93	-	16500	877	4,89e+03
V1443_Aql	B3Ve	9,24	8,93	-	16500	877	4,89e+03
V1443_Aql	B3Ve	9,24	8,93	-	16500	877	4,89e+03
HD179253	B7Ve	9,76	9,78	-	14800	-	4,04e+02
HD179253	B7Ve	9,76	9,78	-	14800	-	4,04e+02
V1448_Aql	B2IVe	8,14	7,99	-	20000	1587	1,96e+04
V558_Lyr	B3Ve	6,18	6,294	5,46	22570	725	4,89e+03
V558_Lyr	B3Ve	6,18	6,294	5,46	22570	725	4,89e+03

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
bet_Cyg_B	B8Ve	5,03	5,09	4,69	13000	123	2,11e+02
bet_Cyg_B	B8Ve	5,03	5,09	4,69	13000	123	2,11e+02
V1294_Aql	B0Ve	6,98	6,98	6,63	25450	813	3,62e+04
HD184767	A0IIIe	7,45	7,15	-	10000	515	1,54e+02
kap_Aql	B0,5IIIe	4,92	4,96	4,05	28000	515	1,09e+05
V341_Sge	B2,5Ve	7,9	7,78	7,36	24380	3846	9,36e+03
V341_Sge	B2,5Ve	7,9	7,78	7,36	24380	3846	9,36e+03
12_Vul	B2,5Ve	4,75	4,89	4,13	19950	193	9,36e+03
12_Vul	B2,5Ve	4,75	4,89	4,13	19950	193	9,36e+03
HD345120	B5e	10,83	10,25	-	-	-	-
HD345120	B5e	10,83	10,25	-	-	-	-
HD345122	B2Vpe	10,15	9,8	9,83	24380	-	9,36e+03
HD345122	B2Vpe	10,15	9,8	9,83	24380	-	9,36e+03
25_Cyg	B3IVe	5,01	5,14	4,33	18400	405	9,32e+03
25_Cyg	B3IVe	5,01	5,14	4,33	18400	405	9,32e+03
HD190864	O7IIIe	7,91	7,79	7,18	-	488	2,94e+05
HD190864	O7IIIe	7,91	7,79	7,18	-	488	2,94e+05
28_Cyg	B2,5Ve	4,79	4,93	4,03	18850	317	9,36e+03
28_Cyg	B2,5Ve	4,79	4,93	4,03	18850	317	9,36e+03
HD192445	B0,5IIIe	7,15	7,23	6,39	28000	1075	1,09e+05
HD228535	B2IVe	11,1	10,43	-	24380	-	1,96e+04
QR_Vul	B3Ve	4,59	4,76	-	22570	304	4,89e+03
QR_Vul	B3Ve	4,59	4,76	-	22570	304	4,89e+03

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
HD228658	B0,5Ve	10,43	10,24	10,09	28000	-	3,62e+04
HD228658	B0,5Ve	10,43	10,24	10,09	28000	-	3,62e+04
HD228658	B0,5Ve	10,43	10,24	10,09	28000	-	3,62e+04
25_Vul	B8IIIne	5,43	5,52	4,94	13500	306	5,30e+02
25_Vul	B8IIIne	5,43	5,52	4,94	13500	306	5,30e+02
HD229171	B0,5IIIne	9,81	9,38	9,54	28000	-	1,09e+05
HD229171	B0,5IIIne	9,81	9,38	9,54	28000	-	1,09e+05
V2119_Cyg	B2Vne	5,69	5,86	4,82	24380	415	9,36e+03
V2119_Cyg	B2Vne	5,69	5,86	4,82	24380	415	9,36e+03
BD+41_3731	B3ne	9,89	9,84	9,51	-	2222	-
BD+41_3731	B3ne	9,89	9,84	9,51	-	2222	-
HD194244	B9IIIe	6,11	6,14	-	10500	248	2,99e+02
V2123_Cyg	B1,5Ve	7,85	7,82	7,11	26190	1389	1,94e+04
lam_Cyg	B5Ve	4,45	4,75	4,26	15250	236	1,16e+03
lam_Cyg	B5Ve	4,45	4,75	4,26	15250	236	1,16e+03
V2136_Cyg	B4Ve	6,27	6,33	-	20760	493	2,29e+03
HD198931	B1Vnne	9,27	8,81	9,02	26190	1429	1,94e+04
HD198931	B1Vnne	9,27	8,81	9,02	26190	1429	1,94e+04
HD198931	B1Vnne	9,27	8,81	9,02	26190	1429	1,94e+04
nu_Cyg	A1Vne	3,96	3,94	-	9650	115	4,92e+01
59_Cyg	B1,5Vnne	4,69	4,74	3,75	24100	435	1,94e+04
60_Cyg	B1Ve	5,22	5,42	4,23	26190	467	1,94e+04
V2148_Cyg	B4IVpe	6,47	6,61	5,81	18900	282	4,79e+03

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

<b>Estrela</b>	<b>tipo espectral</b>	<b>magB</b>	<b>magV</b>	<b>magU</b>	<b>Teff[K]</b>	<b>distância[pc]</b>	<b>luminosidade[<math>L/L_{\odot}</math>]</b>
ups_Cyg	B2Vne	4,32	4,43	3,5	22200	197	9,36e+03
ups_Cyg	B2Vne	4,32	4,43	3,5	22200	197	9,36e+03
ups_Cyg	B2Vne	4,32	4,43	3,5	22200	197	9,36e+03
HD203374	B0IVpe	6,91	6,69	6,23	28000	-	7,57e+04
6_Cep	B3IVe	5,14	5,19	4,56	17350	610	9,32e+03
6_Cep	B3IVe	5,14	5,19	4,56	17350	610	9,32e+03
NT_Peg	B2,5IVne	6,75	6,86	6,18	-	16667	1,96e+04
NT_Peg	B2,5IVne	6,75	6,86	6,18	-	16667	1,96e+04
ALFIRK	B2IIIlev	3,02	3,22	2,06	24380	210	2,83e+04
ALFIRK	B2IIIlev	3,02	3,22	2,06	24380	210	2,83e+04
eps_Cap	B3Vpe	4,33	4,5	3,86	21400	324	4,89e+03
eps_Cap	B3Vpe	4,33	4,5	3,86	21400	324	4,89e+03
HD206773	B0Vpe	7,06	6,93	6,3	28000	714	3,62e+04
V435_Cep	B2IIIInne	9,68	9,43	9,23	24380	2041	2,83e+04
16_Peg	B3Ve	4,93	5,08	4,24	19100	194	4,89e+03
16_Peg	B3Ve	4,93	5,08	4,24	19100	194	4,89e+03
EM_Cep	B0,5Ve	7,2	7,03	6,74	28000	493	3,62e+04
EM_Cep	B0,5Ve	7,2	7,03	6,74	28000	493	3,62e+04
HD208682	B2,5Ve	5,84	5,94	5,05	18650	314	9,36e+03
HD208682	B2,5Ve	5,84	5,94	5,05	18650	314	9,36e+03
V2175_Cyg	Be	9,47	9,31	8,95	-	2564	-
V2175_Cyg	Be	9,47	9,31	8,95	-	2564	-
V2175_Cyg	Be	9,47	9,31	8,95	-	2564	-

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
omi_Aqr	B7Ive	4,63	4,7	4,22	14750	134	6,40e+02
omi_Aqr	B7Ive	4,63	4,7	4,22	14750	134	6,40e+02
UU_PsA	B4IVne	5,80	5,95	5,16	18000	377	4,79e+03
V397_Lac	B1,5Vnne	9,74	9,69	9,13	26190	-	1,94e+04
V397_Lac	B1,5Vnne	9,74	9,69	9,13	26190	-	1,94e+04
V397_Lac	B1,5Vnne	9,74	9,69	9,13	26190	-	1,94e+04
25_Peg	B7Vne	5,71	5,78	5,27	15000	-	4,04e+02
25_Peg	B7Vne	5,71	5,78	5,27	15000	-	4,04e+02
HD235795	B1Vnne	9,06	9,13	8,43	-	633	1,94e+04
HD235795	B1Vnne	9,06	9,13	8,43	-	633	1,94e+04
HD235795	B1Vnne	9,06	9,13	8,43	-	633	1,94e+04
V357_Lac	B1Vnnpev	7,02	6,98	6,11	26190	901	1,94e+04
V357_Lac	B1Vnnpev	7,02	6,98	6,11	26190	901	1,94e+04
31_Peg	B2Ive	4,72	4,81	4,07	18750	498	1,96e+04
31_Peg	B2Ive	4,72	4,81	4,07	18750	498	1,96e+04
V450_Cep	B1,5IVpe	10,47	10,23	10,01	26190	532	3,70e+04
pi_Aqr	B1Ve	4,63	4,79	3,65	23700	240	1,94e+04
V408_Lac	B4e	7,98	8,02	-	-	3125	-
V413_Lac	B0IVne	9,96	9,82	9,22	28000	625	7,57e+04
V413_Lac	B0IVne	9,96	9,82	9,22	28000	625	7,57e+04
8_Lac_B	B2Ve	6,32	6,48	5,47	18850	77	9,36e+03
8_Lac_B	B2Ve	6,32	6,48	5,47	18850	77	9,36e+03
8_Lac_A	B2Ve	5,58	5,73	4,68	24380	662	9,36e+03

Tabela C.1 – Continuação da página anterior

Estrela	tipo espectral	magB	magV	magU	Teff[K]	distância[pc]	luminosidade[ $L/L_{\odot}$ ]
8_Lac_A	B2Ve	5,58	5,73	4,68	24380	662	9,36e+03
HD215605	B2IVnne	9,72	9,61	10,36	24380	-	1,96e+04
HD215605	B2IVnne	9,72	9,61	10,36	24380	-	1,96e+04
PS_Cep	B6Vne	10,44	10,14	-	17140	341	6,92e+02
HD216057	B5Vne	6,05	6,13	5,54	18950	229	1,16e+03
14_Lac	B3IVe	5,98	5,93	5,49	22570	348	9,32e+03
V423_Lac	B3Vne	8,02	7,97	7,55	22570	336	4,89e+03
EW_Lac	B3IVpe	5,33	5,42	4,81	21600	252	9,32e+03
EW_Lac	B3IVpe	5,33	5,42	4,81	21600	252	9,32e+03
V378_And	B3Vpe	6,44	6,56	5,78	22570	321	4,89e+03
V378_And	B3Vpe	6,44	6,56	5,78	22570	321	4,89e+03
omi_And	B6IIIpe	3,55	3,63	3	17140	211	1,74e+03
omi_And	B6IIIpe	3,55	3,63	3	17140	211	1,74e+03
bet_Psc	B6Ve	4,38	4,49	3,92	15450	125	6,92e+02
bet_Psc	B6Ve	4,38	4,49	3,92	15450	125	6,92e+02
KX_And	Bpe	7,41	7,02	7,02	-	465	-
KY_And	B3IVe	6,71	6,76	6,17	22570	488	9,32e+03
KY_And	B3IVe	6,71	6,76	6,17	22570	488	9,32e+03
18_And	B9Ve	5,24	5,35	-	11710	129	1,19e+02
V818_Cas	B2Vne	7,74	7,74	7,14	24380	654	9,36e+03
V818_Cas	B2Vne	7,74	7,74	7,14	24380	654	9,36e+03
HD224599	B0,5Vnnpe	10,03	9,7	9,46	28000	-	3,62e+04
HD224599	B0,5Vnnpe	10,03	9,7	9,46	28000	-	3,62e+04

