

UNIVERSIDADE ESTADUAL DE PONTA GROSSA
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM CIÊNCIAS:
ÁREA DE CONCENTRAÇÃO-FÍSICA

Taiza Alissul Sauer do Carmo

Espectroscopia de Estrelas Be nos aglomerados *NGC 4755* e *NGC 6530*

PONTA GROSSA - PR

Abril de 2008

Taiza Alissul Sauer do Carmo

Espectroscopia de Estrelas Be nos aglomerados *NGC 4755* e *NGC 6530*

Dissertação submetida ao programa de Pós-Graduação em Ciências- área de concentração: Física, da Universidade Estadual de Ponta Grossa, como requisito parcial para obtenção do título de Mestre em Ciências.

Prof. Dr. Marcelo Emilio

PONTA GROSSA - PR

Abril de 2008

Ficha Catalográfica Elaborada pelo Setor de Processos Técnicos BICEN/UEPG

C287e Carmo, Taiza Alissul Sauer do
Espectroscopia de Estrelas Be nos aglomerados NGC 4755 e
NGC 6530. / Taiza Alissul Sauer do Carmo. Ponta Grossa, 2008.
86f.
Dissertação (Mestrado em Ciências , área de concentração
Física), Universidade Estadual de Ponta Grossa.
Orientador: Prof. Dr. Marcelo Emilio

1.Espectroscopia estelar. 2. Estrelas Be. 3. Linhas de
Balmer. 4. Rotação estelar. I. Emilio, Marcelo. II. Mestrado em
Ciências. Universidade Estadual de Ponta Grossa. III. T.

CDD: 523.8

TERMO DE APROVAÇÃO

TAÍZA ALISSUL SAUER DO CARMO

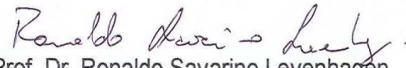
"ESPECTROSCOPIA DE ESTRELAS BE NOS AGLOMERADOS NGC 4755 E NGC 6530".

Dissertação aprovada como requisito parcial para obtenção do grau de Mestre no Programa de Pós-Graduação em Ciências - Física da Universidade Estadual de Ponta Grossa, pela seguinte banca examinadora.

Orientador:


Prof. Dr. Marcelo Emilio
Departamento de Geociências, UEPG/PR.


Prof. Dr. Eduardo Janot Pacheco
USP-IAG/SP


Prof. Dr. Ronaldo Savarino Levenhagen
UNIFRA/RS

Ponta Grossa, 08 de abril de 2008.

Dedico esse trabalho ao meu querido pai,
Luís Carlos (*Sempre Presente*).

AGRADECIMENTOS

Meus agradecimentos vão primeiramente a Deus, por toda a coragem e perseverança que proporcionou-me durante toda a minha caminhada e principalmente no período do mestrado, no momento mais difícil da minha vida, com a perda do meu pai.

Ao meu orientador Prof. Dr. Marcelo Emilio pelo incentivo, confiança, paciência e amizade em todos estes anos de trabalho.

Ao meu querido esposo, Lucas, que sempre esteve ao meu lado, nos momentos de felicidade e dificuldade.

À minha querida mãe, Telma, pela minha formação, dedicação e apoio ao longo de toda esta jornada que está apenas começando.

Aos meus familiares.

Aos professores do departamento de Física.

Aos meus colegas de mestrado.

Aos amigos e colegas, em especial, Kelly Christopher Alves (UEPG), Priscila Teixeira (UEPG) e ao pessoal do Observatório Astronômico da UEPG.

Aos Profs. Dr. Ronaldo Savarino Levenhagen (UNIFRA) e Dr. Eduardo Janot Pacheco (IAG/USP), pelas discussões acadêmicas e auxílio.

Ao Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA), pela disponibilização de tempo no telescópio de 1,60 m.

Agradeço ainda, ao programa de Pós-Graduação em Ciências, área de concentração: Física, em especial à secretária do mestrado Josecler Kapp Lepinski e ao suporte financeiro da CAPES.

*"Não há maior prazer que se deparar
com um fato que não pode ser explicado segundo
as idéias aceitas naquele momento.*

*A natureza sempre encontra um jeito de nos
surpreender e vai continuar nos surpreendendo.*

Mas até hoje, nunca nos desapontou.

Podemos seguir confiantes."

(Cecilia Payne-Gaposchkin-Astrônoma Inglesa).

RESUMO

Uma das principais teorias para explicar o fenômeno **Be** é que são estrelas quentes com velocidade de rotação próxima da velocidade crítica, ejetando matéria formando um disco gasoso ao seu redor. Sua geometria e cinemática ainda é um assunto calorosamente discutido. Esses objetos apresentam emissões nas linhas de Balmer, entre outros fenômenos. Neste trabalho são apresentadas observações de estrelas quentes em aglomerados jovens abertos e a detecção de **Be** nestes. O estudo de estrelas **Be** em aglomerados abertos é de particular interesse porque estes objetos guardam as assinaturas das condições iniciais de sua formação. A maioria das estrelas **Be** conhecidas em aglomerados abertos foram identificadas na Via Láctea, a maioria das observações concentra-se em procurar as linhas em emissão características nas estrelas de baixa magnitude. Como consequência a completeza de incidência de estrelas **Be** em aglomerados abertos é incerta, o que leva a um estímulo para o seu estudo. Nesse trabalho, foram estudadas trinta e duas estrelas do tipo espectral **B**, selecionadas dos aglomerados *NGC* 4755 e *NGC* 6530. Em uma primeira etapa, foi realizada uma análise das estrelas que apresentam o fenômeno **Be**. Depois, foram determinados os parâmetros físicos de estrelas **B** e **Be** utilizando as linhas de HeI 4471 e MgII 4481 Å. Foi realizada, ainda, uma comparação entre os valores de v_{seni} calculados com o algoritmo AMOEBA e os valores obtidos com os programas elaborados no *IDL*. Para altas velocidades (~ 300 Km/s), há superestimativas do método *FWHM*, para ambos os aglomerados. Mas para baixas velocidades, há consistência entre os valores de v_{seni} obtidos com o método *FWHM* e AMOEBA.

Palavras-chave: Espectroscopia estelar, estrelas **Be**, linhas de Balmer, rotação estelar.

Abstract

One of the main theories to explain the **Be** phenomenon is that they are hot stars with rotation speed close to the critical limit, ejecting matter and forming a gaseous disk around. Its geometry and kinematics is still a controversial subject. Those objects present H α line in emission among other phenomena. In this work are present observations of hot stars in young open clusters and the detection of **Be** stars. The study of **Be** stars in open clusters is a matter of interest because these objects keep the initial signatures of their initial formation. Most of **Be** stars known in open clusters were identified inside the Milky Way Galaxy, but not all were observed. Most of the observations concentrate on seeking the characteristics lines in emission for stars with low magnitude. As a consequence the complete scenario of incidence of **Be** stars in open clusters is still uncertain, what incentives its observation. In this work, we studied thirty two stars of the spectral type **B**, from NGC 4755 and NGC 6530 stellar clusters. As a first step we accomplished an analysis of the stars that present the **Be** phenomenon. Than, we estimate physical parameters of **B** and **Be** stars using the lines of HeI 4471 and MgII 4481 Å. We also accomplished a comparison among the v_{seni} values calculated by several methods including the AMOEBA algorithm and other two methods elaborated using the IDL platform. For high-speeds (~ 300 Km/s), there is a superestimative of the FWHM method for both clusters. But for low-speeds, there is consistence between values of v_{seni} obtained with the FWHM method and AMOEBA.

keys-words: Stellar spectroscopy, Be stars, Balmer lines, stellar rotation.

Sumário

1	Introdução	15
2	Descrição do fenômeno Be	18
2.1	Breve introdução à espectroscopia estelar	18
2.2	O fenômeno Be	19
2.2.1	Modelos para o fenômeno Be	22
2.2.2	Propriedades do disco	30
2.2.3	Limitações na classificação espectral	31
2.2.4	Estágios evolutivos	32
2.2.5	Características das linhas espectrais	33
2.2.6	Variabilidade	34
3	Rotação estelar	36
3.1	Alargamento rotacional	37
3.2	Aplicação da transformada de Fourier	43
3.3	Outras fontes de alargamento	46
4	Amostragem dos dados	48
4.1	Instrumentação e dados observacionais	48
5	Métodos e resultados	55
5.1	Estudo de estrelas Be em <i>NGC</i> 4755 e <i>NGC</i> 6530	56
5.2	Processamento dos dados	58
5.3	Determinação dos parâmetros físicos de estrelas B e Be	62
5.4	Cálculo de v_{seni} por TF e <i>FWHM</i>	68
6	Conclusões finais e perspectivas	79

Lista de Figuras

2.1	(i) Frequência de aglomerados com um dado número de estrelas Be , para três diferentes amostras deles. (ii) Frequência de aglomerados com um dado número de estrelas Be encontrado em pesquisas na ref. [13], para as mesmas amostras da figura acima [14] (modificado).	22
2.2	Modelo rotacional esquemático de Struve para uma estrela Be . A estrela girando rapidamente com gás circunstelar produz os perfis de Balmer em emissão, representados por A, B e C quando visto por um observador nas direções A, B e C, respectivamente [16].	24
2.3	O modelo do anel elíptico para estrelas Be é mostrado acima. O anel está lateralmente próximo do observador em cada caso, mas dependendo do ângulo entre o maior diâmetro do anel e a linha de visada, o perfil de emissão (à esquerda) pode mostrar diferentes intensidades relativas das componentes violeta e vermelha e a absorção central pode estar deslocada [21] (modificado).	25
2.4	Esquema de uma possível distribuição de matéria circunstelar em um sistema binário. O fluxo gasoso pode originar as linhas em emissão, iguais às observadas nas estrelas Be . L_1 , L_2 e L_3 são pontos de Lagrange, a área pontilhada grossa representa o fluxo de matéria entre as estrelas. A área com pontos pequenos define uma possível rota de escape do material para fora do sistema e a área hachurada corresponde ao disco em torno da componente que está ganhando massa. As setas grossas representam a revolução das componentes e as finas são as direções do fluxo gasoso. Os equipotenciais de Roche são representados pelas linhas tracejadas [20] (modificado).	26
2.5	Modelo de vento comprimido [24] (modificado).	27

2.6	Modelo de vento comprimido magneticamente [24] (modificado).	27
2.7	Ilustração da formação das distorções nos perfis de linha de uma estrela com rotação rápida, pulsando não radialmente. Este é o mapa de velocidades da estrela com perfil de linha resultante mostrado abaixo. As regiões mais escuras correspondem ao material se movendo para longe do observador, enquanto as regiões mais brilhantes representam o material se movendo para o observador [29].	29
2.8	Exemplo dos perfis de linhas em emissão, percorrendo de uma estrela Be shell (esquerda) a uma Be com pico único em emissão (direita). Ao longo desta seqüência, as velocidades rotacionais v_{seni} decrescem de ≈ 260 para ≈ 70 km/s [24] (modificado).	33
2.9	Variações nas intensidades violeta e vermelha dos picos duplos em emissão [59] (modificado).	35
3.1	As taxas de rotação mais rápidas são representadas por x. As velocidades teóricas de <i>break-up</i> (curva do topo) assemelham-se à relação observada na classe de estrelas B [64].	37
3.2	A figura mostra o sistema de coordenadas para uma estrela girando. O eixo de rotação está inclinado a um ângulo i à linha de visada ao longo do eixo z . O eixo y é escolhido para Ω permanecer no plano y - z . Para algum ponto arbitrário na superfície a um ângulo θ da linha de visada, a velocidade é $\Omega \times \mathbf{R}$, onde $\mathbf{R}$ é o raio estelar. A componente z desta velocidade fornece o desvio Doppler [63] (modificado).	39
3.3	O disco aparente da estrela pode ser dividido por uma série de faixas, cada uma tendo um desvio Doppler de acordo com a equação (3.2) [63].	40
3.4	$\cos \theta$ pode ser escrito em termos das coordenadas x , y e R [63] (modificado).	43
3.5	(a) Exemplo de um perfil rotacional $A(\lambda)$ (com $\varepsilon_1 = 0,6$ e $\varepsilon_2 = 0$) e de um perfil instrumental gaussiano $I(\lambda)$. Neste caso, o alargamento rotacional é em torno de 6 vezes maior do que a FWHM do perfil instrumental. (b) Transformadas de Fourier de $A(\lambda)$ e $I(\lambda)$: $a(\sigma)$ e $i(\sigma)$ respectivamente. A linha pontilhada é o zero do eixo y que intersecta $a(\sigma)$ em $\sigma_1, \sigma_2, \sigma_3 \dots$ (c) Mesmo gráfico de (b) com uma escala logarítmica no eixo y , considerando o logaritmo dos valores absolutos de $a(\sigma)$ e $i(\sigma)$ [73] (modificado).	45

5.1	<i>NGC</i> 4755 (Caixinha de Jóias) [78].	56
5.2	M8 (Nebulosa da Lagoa), obtida no Observatório Astronômico da UEPG, com o telescópio RCX400 de 16". No lado esquerdo encontra-se <i>NGC</i> 6523 e à direita aparece <i>NGC</i> 6530, que é estudado nesse trabalho.	57
5.3	Exemplo de um <i>bias</i>	58
5.4	Exemplo de um <i>flatfield</i>	59
5.5	Espectro final normalizado de <i>NGC</i> 4755 001. Ele é resultado do processamento realizado com o pacote <i>IRAF</i> , onde foi utilizada a seqüência de redução citada ao longo do texto. Esta estrela não mostra emissão no $H\alpha$. É uma estrela B "normal".	61
5.6	Espectro final normalizado de <i>NGC</i> 4755 306. A forte emissão no $H\alpha$, indica que esta estrela apresenta o fenômeno Be	62
5.7	Espectro de <i>NGC</i> 6530 56 em emissão no $H\beta$, indica que esta estrela apresenta o fenômeno Be	63
5.8	Exemplo da transformada de Fourier de HeI 4471 do perfil de linha de HD 10144. O primeiro zero corresponde ao primeiro mínimo relativo da transformada [77] (modificado).	64
5.9	Exemplo do Diagrama de Kiel com as soluções de temperatura e gravidade da estrela <i>HD</i> 127972 [12].	65
5.10	Perfil da linha $H\gamma$, onde a componente fotosférica foi ajustada usando o perfil de linha empírico da eq. (5.3) [62].	66
5.11	Transformada de Fourier da linha de HeI 4471 de <i>NGC</i> 6530 009, onde o primeiro zero (σ_1), corresponde ao 7º mínimo da transformada. O valor encontrado para v_{seni} dessa estrela, pelo método da TF é de ~ 313 Km/s.	69
5.12	Ajustes utilizados no método <i>FWHM</i> para o cálculo de v_{seni} . As linhas amarelas representam os ajustes de gaussianas e as linhas sólidas são os perfis de HeI 4471 e $H\gamma$ 4340 Å.	71
5.13	Velocidades rotacionais projetadas calculadas no programa <i>IDL</i> , através dos métodos TF e <i>FWHM</i> para as estrelas da amostra de <i>NGC</i> 4755.	72
5.14	Velocidades rotacionais projetadas calculadas no programa <i>IDL</i> , através dos métodos TF e <i>FWHM</i> para as estrelas da amostra de <i>NGC</i> 6530.	73

5.15	As figuras mostram a relação encontrada para v_{seni} pelo método da TF e $FWHM$ (IDL) contra os valores obtidos pelo algoritmo AMOEBA, para a amostra de estrelas de <i>NGC</i> 4755.	75
5.16	As figuras mostram a relação encontrada para v_{seni} pelo método da TF e $FWHM$ (IDL) contra os valores obtidos pelo AMOEBA, para estrelas selecionadas de <i>NGC</i> 6530.	76
5.17	Localização das estrelas da amostra no azul, de <i>NGC</i> 4755, no diagrama HR (T_{ef} , $\text{Log } L/L_{\odot}$) com estágios evolutivos (linhas tracejadas), calculados a partir de [92].	77
5.18	Localização das estrelas da amostra no azul, de <i>NGC</i> 6530, no diagrama HR (T_{ef} , $\text{Log } L/L_{\odot}$) com estágios evolutivos (linhas tracejadas), calculados a partir de [92].	77
5.19	Correlação encontrada para os valores de $\log L/L_{\odot}$, a partir de dois métodos utilizados: o método de Schaller [92] e o método onde são realizadas correções bolométricas [93].	78

Lista de Tabelas

4.1	Tabela com dados instrumentais das missões realizadas no OPD.	50
4.2	Observações espectroscópicas, na região do azul, de estrelas B selecionadas de <i>NGC</i> 6530 e <i>NGC</i> 4755.	53
4.3	Observações espectroscópicas, na região do vermelho, de estrelas B selecionadas de <i>NGC</i> 6530 e <i>NGC</i> 4755.	54
5.1	Tabela com os valores encontrados para os parâmetros físicos através do algoritmo AMOEBA.	67
5.2	Tabela com os valores encontrados para <i>v</i> seni. As colunas 2, 3 representam os <i>v</i> seni obtidos com o método <i>FWHM</i> , método da transformada de Fourier e a última coluna traz os dados calculados com o algoritmo AMOEBA. . .	70

Capítulo 1

Introdução

Neste trabalho foram estudadas estrelas **B**¹ e **Be** dos aglomerados jovens abertos, *NGC*² 4755 e *NGC* 6530. Estrelas **Be** são do tipo espectral **B** que mostram ou mostraram ao menos uma vez, linhas de Balmer ($H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$) em emissão [1]. Estes objetos fornecem pistas para o entendimento da formação e evolução de estrelas massivas, bem como processos de enriquecimento do meio interestelar. Possuem temperaturas muito elevadas e não são objetos raros: representam 17% de todas as estrelas **B** e 34% de todas as estrelas **B1** [2]. Apresentam altas velocidades rotacionais, $\omega \sim 0,8$ ($\omega = v_e/v_c$) [3]. Outra característica importante é a sua variabilidade, em diferentes regiões de comprimento de onda e em escalas de tempo muito diferentes. As variações mais espetaculares são o desaparecimento e o possível reaparecimento de qualquer característica de emissão nas **Be**, podendo então, serem classificadas novamente como estrelas **B** "normais". Esses objetos peculiares apresentam um envelope circunstelar. Existem vários modelos a respeito da geometria deste envelope. Desde 1931, a emissão é explicada como originada no envelope circunstelar e este foi interpretado como originado do material ejetado da estrela, pela força centrífuga devido à rápida velocidade rotacional [4]. Mas, somente a rotação equatorial observada nas estrelas **Be** não é suficiente para explicar a ejeção de massa e portanto a formação de envelopes circunstelares. Para explicar a perda de massa, outro mecanismo deve estar presente que, quando adicionado à velocidade de rotação rápida, provoque perdas de massa [5]. A detecção de PNR³ em estrelas **Be**,

¹Os tipos espectrais serão mostrados em negrito.

²Sigla em inglês para *New General Catalogue*.

³Pulsações Não Radiais

fornece mecanismos para a formação de envelopes circunstelares, sendo o modelo mais aceito hoje, para a geração dos envelopes em torno destas estrelas.

A maioria delas conhecidas em aglomerados jovens foi identificada na Via Láctea e a maioria dos estudos concentra-se em procurar linhas em emissão características nas estrelas mais brilhantes. Como consequência, a incidência delas em aglomerados abertos é incerta, levando a um estímulo para o seu estudo.

Os objetivos deste trabalho consistem em duas etapas:

- (i) detectar estrelas **Be** nos aglomerados *NGC* 4755 e *NGC* 6530,
- (ii) determinar os parâmetros físicos, como, v_{seni} , T_{ef} e $\log g$ de estrelas **B** e **Be** destes dois aglomerados jovens abertos.

Para esta finalidade, foram obtidos espectros de média resolução e relação sinal-ruído $S/R = 100$, no OPD ⁴, de doze estrelas **B** selecionadas de *NGC* 4755 e vinte de *NGC* 6530. Para o primeiro objetivo, são analisados os espectros obtidos nas duas faixas espectrais presentes neste trabalho : 5325-7675 Å e 3450-5840 Å. Linhas de He I 4471 Å e Mg II 4481 Å foram utilizadas para determinar os parâmetros físicos das estrelas, por meios de um modelo *NLTE* ⁵. Como esperado, os valores para temperatura e v_{seni} são grandes em muitas estrelas **B** e **Be** estudadas, as mais significativas foram: *HD* ⁶ 164536 / *NGC* 6530 002 ($T_{\text{ef}} = 40000$ K, $v_{\text{seni}} = 360$ Km/s e $\log g = 4,05$ dex) e *NGC* 4755 105 ($T_{\text{ef}} = 32100$ K, $v_{\text{seni}} = 251$ Km/s e $\log g = 4,05$ dex). Tendo sido encontradas, no total, doze estrelas apresentando o fenômeno *Be*. O conhecimento dos parâmetros físicos é de um interesse particular, pois seu estudo torna possível um melhor entendimento sobre a evolução das estrelas. A velocidade rotacional projetada é importante para análises sismológicas, estudos de atividade estelar e formação de envelopes circunstelares. A temperatura efetiva e a gravidade são utilizadas para determinar as luminosidades bolométricas (L_{bol}), idades e massas estelares. Esses parâmetros permitem ainda, um posicionamento das estrelas no diagrama HR ⁷. O conhecimento dos parâmetros físicos de estrelas **B** é muito importante para estimativas de metalicidade, que são fundamentais para estudos da estrutura e evolução da Galáxia.

No Capítulo 2 é feita uma descrição sobre o fenômeno **Be**, enfatizando sua definição

⁴Observatório Pico dos Dias

⁵Non Local Thermodynamic Equilibrium

⁶Henry Drapper Catalogue

⁷Diagrama Hertzsprung-Russel

e características principais. Os modelos propostos para o fenômeno **Be**, as propriedades do disco, os estágios evolutivos e as PNR em estrelas **Be** são brevemente discutidos aqui.

O Capítulo 3 descreve a rotação estelar, mostra como aplicar o método da transformada de Fourier para determinação da velocidade rotacional projetada (v_{seni}). Aqui é mostrada, ainda, a forma geral para a função de alargamento rotacional.

No Capítulo 4 é apresentada a amostragem dos dados das estrelas **B** e **Be** observadas nos aglomerados *NGC* 4755 e *NGC* 6530.

No Capítulo 5 são apresentados os métodos e resultados obtidos para os parâmetros físicos das estrelas da amostra e a identificação de quais apresentam o fenômeno **Be**.

O Capítulo 6 é dedicado às conclusões desta dissertação e perspectivas futuras.

Capítulo 2

Descrição do fenômeno Be

2.1 Breve introdução à espectroscopia estelar

Em 1835, o filósofo francês, Augusto Comte, considerou os limites do conhecimento humano. Ele escreveu a respeito das estrelas, "Podemos determinar suas formas, suas distâncias, seus movimentos, mas não conhecemos nada sobre suas estruturas químicas e mineralógicas ". Contudo, trinta anos antes, William Wollaston (assim como Newton antes dele), passou a luz solar através de um prisma, produzindo um espectro de arco-íris. Ele descobriu que um número de linhas espectrais escuras estavam sobrepostas no espectro contínuo onde a luz solar tinha sido absorvida a certos comprimentos de onda discretos. Em 1814, o físico alemão Joseph von Fraunhofer catalogou 475 destas linhas escuras no espectro solar, hoje chamadas de linhas de Fraunhofer. Enquanto media os comprimentos de onda dessas linhas, Fraunhofer fez a primeira observação capaz de provar que Comte estava errado. Fraunhofer determinou que o comprimento de onda de uma linha escura proeminente no espectro solar, corresponde ao comprimento de onda da luz amarela. A nova ciência de espectroscopia nasceu com a identificação desta linha de sódio [6].

A análise de caminhos na qual a matéria emite e absorve radiação é chamada de espectroscopia. Em 1860, Gustav Kirchhoff e Robert Bunsen desenvolveram a idéia de que cada elemento químico produz seu próprio padrão de linhas espectrais e portanto podem ser identificados por suas linhas espectrais únicas. Kirchhoff resumiu a produção de linhas espectrais em três leis, conhecidas como Leis de Kirchhoff.

As estrelas são classificadas com relação aos seus tipos espectrais, que levam em

conta, basicamente, a temperatura da fotosfera das estrelas. A classificação mais geral é representada pelas letras: **O**, **B**, **A**, **F**, **G**, **K**, **M**, sendo as estrelas do tipo espectral **O** as mais quentes da classificação ($T \sim 60000$ K) e as do tipo **M** as estrelas mais frias ($T \sim 3850$ K). O espectro de uma estrela permite conhecer não somente a sua temperatura, mas também sua luminosidade e cor. Essas propriedades, em troca, podem ajudar na determinação da distância, massa e muitas outras quantidades físicas associadas com a estrela, sua vizinhança e seu passado histórico. Portanto, um conhecimento da classificação espectral é fundamental para o entendimento de uma descrição da natureza e evolução das estrelas.

2.2 O fenômeno Be

A primeira estrela detectada com linhas em emissão, foi γ *Cas*, sendo então esta a primeira referência de uma estrela **Be** [7]. Na década de 70, as estrelas β *Cephei* eram as únicas variáveis pulsantes quentes conhecidas. Com o surgimento da espectroscopia de alta resolução, passou a ser possível analisar as variabilidades, ao longo do tempo, de diversas linhas fotosféricas ($6678 \text{ \AA}$ e $4471 \text{ \AA}$) as quais são alargadas devido à rotação da estrela [8].

Define-se uma **Be** como uma estrela não-supergigante do tipo espectral **B**, cujo espectro tem ou teve em algum momento, emissões em linhas de Balmer ou metais, e/ou apresenta (ou já apresentou) absorções denominadas *shell* em suas linhas de Balmer [9]. Espectros de tipo *shell* são caracterizados pela presença de linhas de absorção de hidrogênio e metais ionizados com regiões centrais estreitas e profundas, que podem ou não apresentar emissões nas asas (tipos **Be-shell** ou **B-shell**, respectivamente). O grau de emissão e/ou absorção *shell* é diferente de uma estrela para outra e costuma ser variável com o tempo para um mesmo objeto. As estrelas **B** e **Be** ocupam a mesma região do diagrama HR, situadas entre a SP ¹ de idade zero (*ZAMS* ²) e a seqüência principal terminal (*TAMS* ³). As estrelas que ocupam a região da SP têm a característica comum de converter hidrogênio em hélio no seu núcleo.

¹Seqüência Principal

²*Zero Age Mean Sequence*

³*Terminal Age Mean Sequence*

Estrelas **Be** ejetam matéria no equador, produzindo envelopes gasosos extensos ao seu redor ⁴, a geometria e a cinemática dos envelopes circunstelares são discutidas neste capítulo. A origem das linhas em emissão é comumente atribuída à presença desses envelopes que orbitam a estrela [4]. O fenômeno **Be** pode ser observado em algumas estrelas *late-type O* e *early-type A*, mas está confinado principalmente na faixa de tipo espectral **B**. Aproximadamente 12% de todas as estrelas **B** do CEB ⁵ foram identificadas como **Be** [10], enquanto que a frequência principal de estrelas **Be** é de 17%, dependendo do tipo espectral [2]. Esse resultado sugere que o fenômeno **Be** não está confinado a uma fase evolutiva particular. Porém, foi sugerido que há uma fração maior de estrelas **Be** em aglomerados de baixa metalicidade, apontando a influência desta na determinação de como uma estrela se torna ou é uma **Be** [11]. Contudo, estatísticas atuais ainda não permitem uma conclusão a respeito.

O fenômeno **Be** pertence à classe de estrelas que giram próximo ao seu limite crítico, em média. Entretanto, a rotação é a grande incógnita atualmente no estudo de evolução estelar e especialmente em estrelas quentes.

A principal manifestação do fenômeno **Be** no visível é a presença de linhas em emissão na série de Balmer (mais intensa no $H\alpha$ que é formado na parte mais externa do envelope) eventualmente acompanhadas por linhas fracas de emissão de metais uma vez ionizados, como o FeII, às vezes CrII e NiII.

Já no infravermelho, as estrelas **Be** mostram um excesso de fluxo, causado pela emissão de radiação livre-livre proveniente de um envelope gasoso com uma temperatura média de aproximadamente 10^4 K. Nessa região do espectro, algumas estrelas **Be** não são distinguíveis das **B** normais, enquanto outras apresentam emissões nas linhas de Paschen, bem como no OI 7774, 8446 Å, no tripleto do CaII(8498, 8542, 8662 Å) e na linha de FeII 7712 Å [12]. As **Be** podem também mostrar sinais de poeira no infravermelho distante e rádio, mas isto é provavelmente um resto de fases recentes da evolução estelar e não relata a atual natureza **Be** da estrela.

Na região do ultravioleta, o espectro das estrelas **B** é muito rico em linhas em absorção de metais de baixa ionização. Nessa faixa, as estrelas **Be** em fase de emissão, com v_{seni} maiores que 150-200 Km/s, mostram sinais de aumento do vento estelar nas linhas ressonantes de SiIV e CIV.

⁴de agora em diante chamados de envelopes circunstelares

⁵Catálogo de Estrelas Brilhantes

Existem incógnitas quanto ao surgimento do fenômeno **Be**. Ele surgiria numa determinada fase na trajetória evolutiva de estrelas **B** ou na formação de alguma estrela que inclui rotação rápida? Para isso deve-se analisar as estrelas **Be** em aglomerados abertos. Como não há na literatura muitos dados para ser feita uma análise completa, foi realizada uma primeira procura no banco de dados *WEBDA* ⁶ para aglomerados abertos [14]. Entre cinquenta e seis aglomerados mais jovens do que 10^7 anos, um continha duas estrelas **Be** (*NGC* 6871) e três, apenas uma estrela **Be** (*NGC* 6383, *NGC* 7235 e *Hogg* ⁷ 16). Até mesmo destes poucos aglomerados ainda permanecem dúvidas da natureza das linhas em emissão dos objetos. Na figura 2.1 são apresentadas as freqüências de aglomerados com diferentes quantidades de estrelas **Be**, como encontrado no banco de dados *WEBDA*, para três amostras de aglomerados [13, 14]:

- (a) aglomerados jovens associados a nebulosas e apresentando formação de estrelas massivas;
- (b) aglomerados mais jovens do que 10^7 anos sem formação de estrelas massivas e;
- (c) aglomerados mais velhos que 10^7 anos e mais jovens que 3×10^8 anos.

É fácil ver que a abundância de estrelas **Be** neste último grupo é distintamente maior do que no grupo de aglomerados jovens sem formação estelar, indicando que estrelas **Be** são muito mais freqüentes no intervalo de idade de 10^7 - 3×10^8 anos do que nos aglomerados mais jovens que 10^7 anos. Recentes tentativas para explicar o fenômeno **Be** sugerem que essas estrelas ocorrem durante a fase de contração do núcleo seguindo de um esgotamento de hidrogênio nessa região.

Os aglomerados cuja abundância dessas estrelas foi exaustivamente estudada, foram *NGC* 869, *NGC* 884 e *NGC* 663. A maioria das estrelas **Be** conhecidas em aglomerados abertos foram identificadas na Via Láctea. Mas essas pesquisas são limitadas e conseqüentemente a profundidade delas para um determinado agrupamento depende da distância e do avermelhamento. Para a maioria dos agrupamentos, somente foram procuradas linhas em emissão nas estrelas mais brilhantes, então a precisão dos dados disponíveis da incidência destas estrelas é muito difícil de ser avaliada e isso é um estímulo para a detecção delas em aglomerados abertos ainda pouco estudados [14]. Contudo, a freqüência mostrada acima é antiga e novos re-

⁶ *Web database for galact open clusters*

⁷ Em homenagem a Frank S. Hogg.

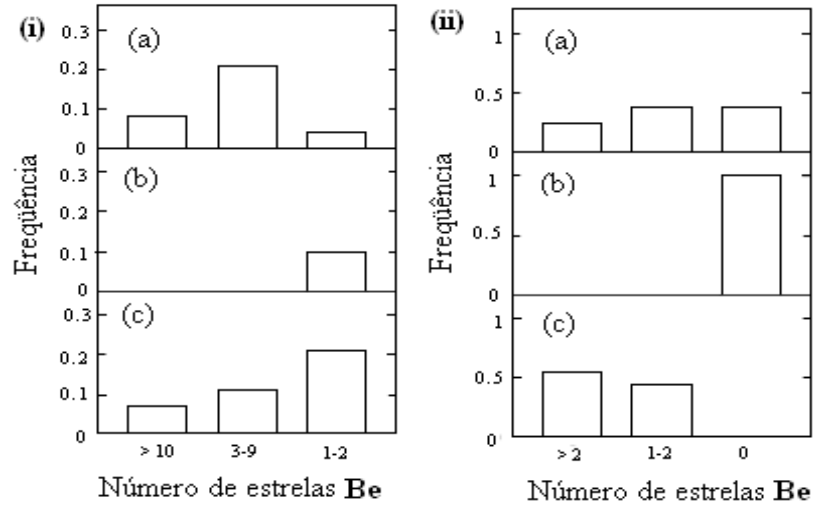


Figura 2.1: (i) Frequência de aglomerados com um dado número de estrelas **Be**, para três diferentes amostras deles. (ii) Frequência de aglomerados com um dado número de estrelas **Be** encontrado em pesquisas na ref. [13], para as mesmas amostras da figura acima [14] (modificado).

sultados mudarão esse cenário.

2.2.1 Modelos para o fenômeno **Be**

Vários modelos foram propostos na tentativa de explicar o fenômeno **Be**, bem como sua formação e estrutura dos envelopes, baseando-se em diferentes mecanismos capazes de dar origem a ele. Como consequência da natureza complexa das estrelas **Be**, nenhum modelo é totalmente consistente com os dados observacionais destas estrelas. Atualmente os mais aceitos são os modelos que adotam as PNR. Alguns dos diferentes cenários que resumem o conhecimento atual do fenômeno **Be** são apresentados neste trabalho. Os modelos comentados aqui são divididos em três tipos:

- Modelos baseados na rotação elevada
 - Modelo rotacional de Struve
 - Modelo do anel elíptico
 - Modelo de interação binária

- Modelos baseados em ventos impulsionados por radiação
 - Modelo de vento comprimido
 - Modelo de vento comprimido magneticamente
- Pulsações Não Radiais

Modelo rotacional de Struve

Este modelo interpreta a estrela **Be** como uma estrela **B** girando rapidamente. Essa rotação rápida é suposta como sendo a responsável pela formação do envelope circunstelar na forma de um disco. O modelo representado na figura 2.2 mostra os perfis de linhas, onde os átomos são ionizados pela absorção ultravioleta proveniente do centro da estrela. A recombinação subsequente dá origem às linhas de Balmer em emissão [15].

As larguras das linhas em emissão estão correlacionadas com o grau de rotação nas estrelas **Be**. Ele sugere que "estrelas únicas do tipo espectral **B** girando rapidamente são instáveis e formam corpos achatados, que ejetam matéria do equador, formando portanto, um anel nebuloso que gira em torno da estrela e origina a emissão nas linhas. A inclinação do eixo da estrela seria responsável para a extensão observada na largura destas linhas" [4].

Neste modelo, para que a estrela ejete matéria no equador, ela deve girar à sua velocidade crítica, mas atualmente sabe-se que estrelas **Be** são rotadores sub-críticos. Portanto, o modelo de Struve não explica a formação dos envelopes circunstelares para as estrelas **Be**. Explica bem as observações no visível, infravermelho, rádio e estudos de polarização e não explica as observações no ultravioleta.

Modelo do anel elíptico

Uma modificação para o modelo anterior é um anel elíptico em torno da estrela onde o material circunstelar está localizado (figura 2.3) [17,18]. Uma das dificuldades deste modelo de anel elíptico é que as variações V/R ⁸ são cíclicas, separadas por mudanças abruptas em V/R . Existem também alguns casos onde o período e a amplitude das variações mudam vagarosamente sobre vários ciclos. As variações

⁸Sigla em inglês para Violet/Red

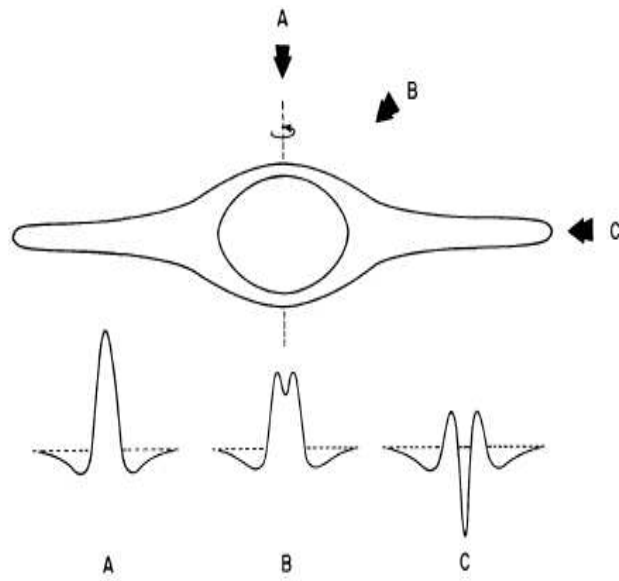


Figura 2.2: Modelo rotacional esquemático de Struve para uma estrela **Be**. A estrela girando rapidamente com gás circunstar produz os perfis de Balmer em emissão, representados por A, B e C quando visto por um observador nas direções A, B e C, respectivamente [16].

repentinas em V/R são devido a *outbursts* da estrela que perturbam a existência deste anel e acabam formando um anel novo, diferente do inicial [19]. Os perfis de linha calculados para anéis elípticos, mostram que tais anéis podem ser opticamente compactos no $H\alpha$ e podem ter uma extensão de $\sim 5 R_{estelares}$. Este modelo não explica as variações V/R das estrelas **Be** onde as variações não são periódicas. Explica as variações V/R como efeito do movimento orbital uniforme do anel [12].

Modelo de interação binária

O modelo binário assume que a formação do envelope das **Be** é o resultado de processos evolutivos e onde as estrelas interagem em um sistema binário [20]. A figura 2.4 mostra um esquema deste processo. Em muitos casos, o envelope destas estrelas é, simplesmente, uma estrutura de disco de acreção em torno das componentes que ganham massa de sistemas interagentes. A acreção de matéria fluindo nas componentes secundárias conduz à transferência de massa entre ambas as estrelas, levando também a uma transferência de momento angular e a um aumento

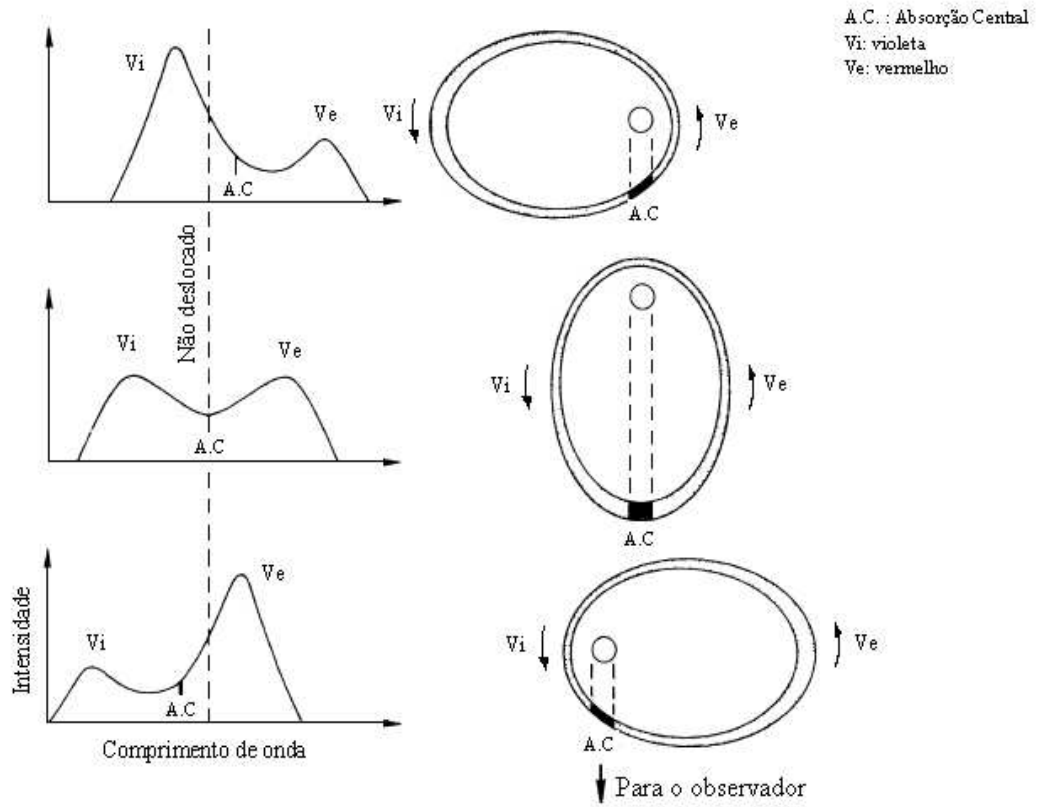


Figura 2.3: O modelo do anel elíptico para estrelas **Be** é mostrado acima. O anel está lateralmente próximo do observador em cada caso, mas dependendo do ângulo entre o maior diâmetro do anel e a linha de visada, o perfil de emissão (à esquerda) pode mostrar diferentes intensidades relativas das componentes violeta e vermelha e a absorção central pode estar deslocada [21] (modificado).

das velocidades rotacionais das estrelas **Be**. Essa transferência de massa explica qualitativamente as variações E/C ⁹ observadas. Se uma estrela **Be** específica é membro de um sistema binário, a sua companheira pode exercer considerável influência na dinâmica e estágio de ionização e excitação do envelope circunstelar. O modelo binário pode explicar muito bem as estrelas **Be** observadas. No entanto, este modelo como explicação do fenômeno **Be** é, em geral, criticado devido ao pequeno número de **Be** como componentes de sistemas binários [22].

⁹E/C: razão das linhas em emissão em relação ao contínuo.

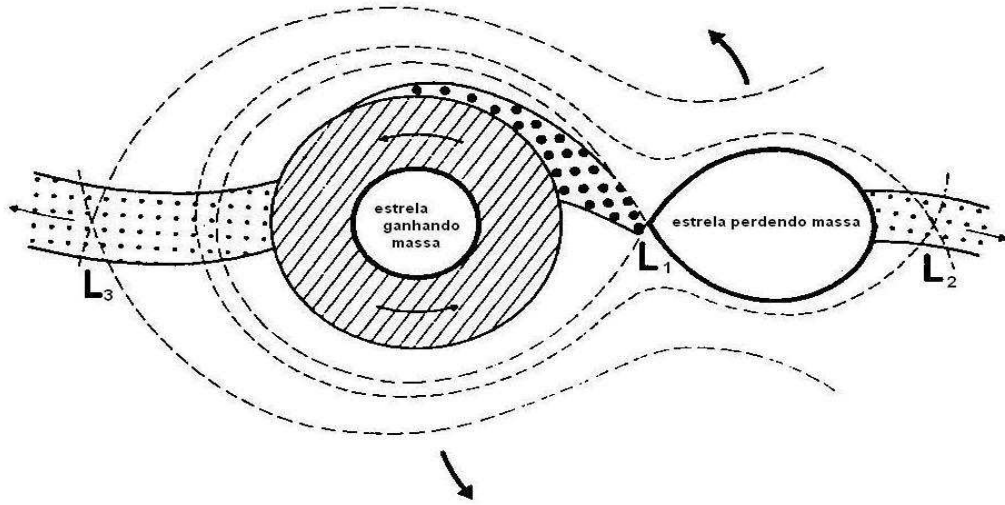


Figura 2.4: Esquema de uma possível distribuição de matéria circunstelar em um sistema binário. O fluxo gasoso pode originar as linhas em emissão, iguais às observadas nas estrelas **Be**. L_1 , L_2 e L_3 são pontos de Lagrange, a área pontilhada grossa representa o fluxo de matéria entre as estrelas. A área com pontos pequenos define uma possível rota de escape do material para fora do sistema e a área hachurada corresponde ao disco em torno da componente que está ganhando massa. As setas grossas representam a revolução das componentes e as finas são as direções do fluxo gasoso. Os equipotenciais de Roche são representados pelas linhas tracejadas [20] (modificado).

EMIÇÃO EM RAIOS- X

Há observações de estrelas **Be** em sistemas binários com substancial luminosidade de raios-X, a estrela χ *Per* é o sistema binário **Be**/R-X que mesmo em baixo estado é 30 vezes mais luminoso que γ *Cas*. Binárias **Be**/R-X são o resultado da evolução de um sistema binário composto de duas estrelas moderadamente massivas. Ambas as estrelas seriam originalmente do tipo espectral **B**, mas uma seria ligeiramente mais massiva do que a outra. As principais características destes sistemas binários é que emitem mais em raios-X, aumentando o fluxo por um fator de dez ou mais, repetindo em escalas de tempo de horas a semanas. Porém, estes sistemas não excedem a 1/3 do total das estrelas **Be** [23, 24].

Modelo de vento comprimido - MVC

Neste modelo, o vento em rotação produz um fluxo a partir do equador [25]. Modelos MVC (figura 2.5) podem criar o envelope circunstelar da **Be** e também explicam as observações no ultravioleta. No entanto, falham na tentativa de reproduzir o excesso observado no infravermelho e não produzem uma estrutura cinemática que concorde com as observações [24, 26].

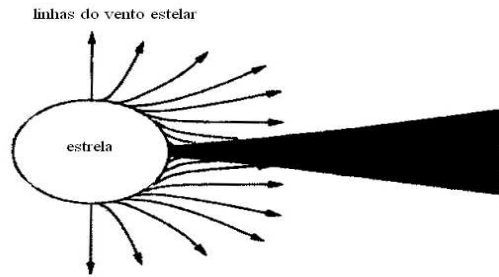


Figura 2.5: Modelo de vento comprimido [24] (modificado).

Modelo de vento comprimido magneticamente - MVCM

Campos magnéticos de intensidades significativas foram detectados em estrelas quentes, questionando assim a hipótese de campos magnéticos nulos. Simulações, incluindo rotação estelar [27] que seria relevante à estrelas **Be**, não produziram um disco torcido magneticamente capaz de explicar as observações, levando a uma incerteza de que MVCM (figura 2.6) seja a solução para os discos das **Be** [24, 27].

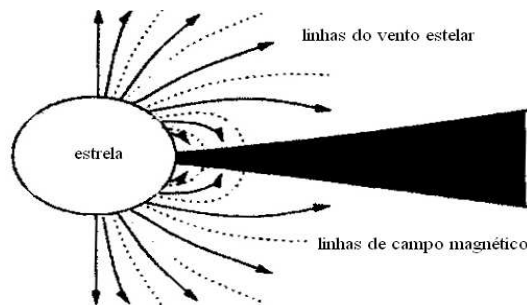


Figura 2.6: Modelo de vento comprimido magneticamente [24] (modificado).

Modelo de Pulsações Não Radiais

Este modelo explica a formação do envelope circunstelar através de perdas de massa geradas pelo acoplamento de energia entre os modos de oscilação não radiais e/ou pelo alcance da velocidade crítica devido ao campo de velocidade adicional introduzido pelas oscilações [8]. As estrelas **Be** possuem PNR, que leva este nome por não preservar a simetria radial. As equações clássicas de estrutura interna que descrevem o comportamento dinâmico do fluido são a equação de Poisson para o potencial gravitacional, a equação da continuidade, a equação de movimento e a equação de conservação de energia, respectivamente dadas por:

$$\nabla^2 \Phi = 4\pi G \rho \quad (2.1)$$

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \mathbf{v}) = 0 \quad (2.2)$$

$$\rho \left(\frac{\partial}{\partial t} + \mathbf{v} \cdot \nabla \right) \mathbf{v} = \rho \mathbf{f} + \text{div} \mathfrak{S} - \nabla P - \rho \nabla \Phi \quad (2.3)$$

$$\rho T \left(\frac{\partial}{\partial t} + \mathbf{v} \cdot \nabla \right) S = \rho (\varepsilon_n + \varepsilon_v) - \nabla \cdot \mathbf{F}, \quad (2.4)$$

onde $\mathbf{v} = \mathbf{v}(\mathbf{r}, t)$ é a velocidade do fluido, P é a pressão, ρ é a densidade de massa, T a temperatura, S a entropia específica, $\mathbf{f}$ as forças eletromagnéticas e externas, $\mathfrak{S}$ tensor de viscosidade, ε_n e ε_v são as taxas de geração de energia nuclear, por unidade de massa e térmica pela viscosidade, respectivamente (a energia levada pelos neutrinos não é considerada), $\mathbf{F}$ é o fluxo de energia total, ∇ é o operador gradiente e Φ é o potencial gravitacional que está relacionado com o vetor de gravidade local por $\mathbf{g} = -\nabla \Phi$ [8].

PNR EM ESTRELAS **Be**

Estrelas **Be** mostram rápidas variações fotométricas e espectroscópicas. Essas últimas aparecem como características ou distorções (comumente conhecido como "*bumps*"), aproximadamente a 1% do nível, que se propaga por algumas linhas de absorção fotosféricas alargadas pela rotação, geralmente dos comprimentos de onda do violeta para o vermelho. A figura 2.7 ilustra a formação das distorções dos perfis de linha de uma estrela girando rapidamente com PNR.

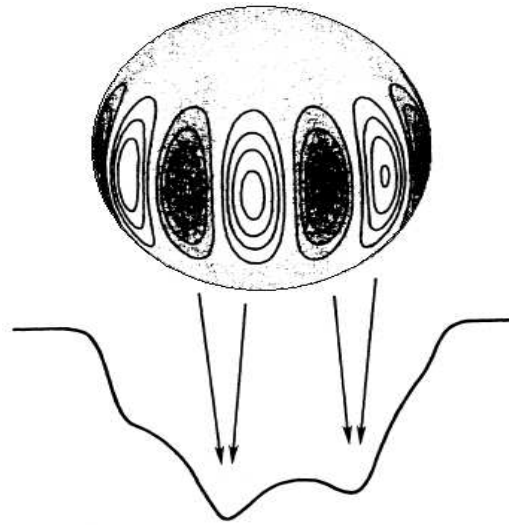


Figura 2.7: Ilustração da formação das distorções nos perfis de linha de uma estrela com rotação rápida, pulsando não radialmente. Este é o mapa de velocidades da estrela com perfil de linha resultante mostrado abaixo. As regiões mais escuras correspondem ao material se movendo para longe do observador, enquanto as regiões mais brilhantes representam o material se movendo para o observador [29].

As hipóteses de PNR em estrelas **Be**, foi provavelmente formulada pela primeira vez por Percy na ref. [28]. Desde então, muitos estudos sobre pulsações não radiais foram publicados, dentre eles, [29–31].

O envelope circunstelar das estrelas **Be**, foi interpretado como originado da matéria ejetada da estrela pela força centrífuga, devido à rápida velocidade equatorial. Contudo, somente esta força centrífuga não justifica as ejeções de matéria. Para explicar a formação da região circunstelar, é necessário um processo que, adicionado à rápida velocidade rotacional, provocaria eventos discretos de ejeção de matéria, ocorrendo muitas vezes durante a vida da estrela.

A detecção de PNR em estrelas **Be** fornece um mecanismo para a formação dos envelopes circunstelares. Alguns autores apontaram a possibilidade de ejeção do material por ondas de choque geradas pelas PNR e mostraram que a energia de pulsação em ζ *Oph* é grande o bastante para explicar a ejeção de matéria pela estrela [29]. A aceleração da velocidade de rotação pela propagação de modos de pulsações não radiais, foi proposta como outra causa possível da perda de massa, quando combinada com a ejeção equatorial clássica [32–34].

Outra classe de mecanismos está ligada à multiperiodicidade de PNR, detectadas em algumas estrelas **Be**. Cinco frequências foram detectadas em *vpl* da estrela η Cen e três em α Eri, atribuídas às PNR [12,35,36]. É geralmente aceito que variabilidade no perfil de linha é vista em torno de 80% das estrelas **Be** *early-type* e é atribuída às PNR com baixo grau de modos- g ($l=m=2$). Seis frequências (distribuídas em dois grupos) foram detectadas em *vpl* da estrela μ Cen e foram interpretadas em termos de PNR [37,38]. Portanto, pulsações combinadas com rotação rápida são os melhores candidatos para explicar perda de massa e formação do disco em estrelas **Be** [5].

Contudo, PNR não são encontradas comumente em estrelas **Be** *late-type* e este cenário descrito acima, só ocorre para as **Be** *early-type*. Tal mecanismo para o episódio de ejeção de matéria e formação de envelopes circunstelares para **Be** mais frias não é explicado. Atualmente, as características de emissão destas **Be** são geralmente muito menos impressionantes, do que das mais quentes [39]. Algumas estrelas **Be** *late-type*, giram mais próximas à sua velocidade crítica do que as **Be** *early-type* [40]. Obviamente mais trabalho precisa ser realizado, tanto observacional quanto teórico, para a detecção de PNR em **Be** mais frias. Atualmente o satélite COROT ¹⁰ está detectando PNR nessas estrelas.

2.2.2 Propriedades do disco

Durante muitos anos, a geometria e a cinemática do envelope circunstelar das estrelas **Be** foi um assunto muito discutido [24]. Recentemente um consenso emergiu sobre a distribuição geométrica do gás. Estudos de polarização indicam que o envelope ao redor da estrela não é esfericamente simétrico [41], confirmado através de interferometria [42]. As primeiras observações interferométricas realizadas em uma estrela **Be** (ψ Per) usando o VLA ¹¹, indicam que estes objetos parecem estar envolvidos por envelopes achatados no equador [42]. Pesquisas com interferometria confirmaram também que a geometria do envelope é de um disco relativamente tênue [24].

Com relação à densidade do disco das estrelas **Be**, foi encontrada uma parametriza-

¹⁰O acrônimo CoRoT vem da fusão de quatro palavras: *CO*nvection, *RO*tation & *PL*anetary *Transits*.

¹¹*Very Large Array*

ção da lei de potência: $\rho \propto r^{-n}$, onde o índice n pode estar entre o intervalo $2 < n < 4$, embora o valor exato dependa do modelo geométrico para o disco [43,44]. Já outros autores, admitem que a densidade cai exponencialmente com a altura sobre o plano equatorial [45,46]. Esses dois trabalhos são modelos de ajuste para os dados no infravermelho e tentam modelar o disco fixo. Porém modelos de discos se formando e dissipando são raros e não foram totalmente explorados. Observações foram realizadas na região do rádio e além de examinadas outras partes do disco, foram deduzidos altos valores do índice da lei de potência, $n \geq 4$ [47].

Desvios Doppler no disco podem revelar sua dinâmica pelo perfil das linhas. As evidências da cinemática parecem ser um indicativo de um disco com o campo de velocidade dominado pela rotação, com pouco ou nenhum fluxo radial, a menos nas regiões onde as assinaturas cinemáticas de emissão e absorção são significativas, isto é, até poucos raios estelares [24].

2.2.3 Limitações na classificação espectral

A natureza variável e extraordinária das estrelas **Be**, traz algumas limitações na classificação espectral para elas. A análise espectral nas linhas presentes em alguns espectros das **Be**, sugerem que estas estrelas correspondem a uma mistura de tipos espectrais (**O**, **B** e **A**). Nem todos os procedimentos de classificação para tais objetos são padrões e podem apresentar erros.

Por outro lado, a rotação pode ser a causa da peculiaridade observada no espectro destas estrelas, com conseqüentes dificuldades na sua classificação, pois as **Be** são rotadores rápidos. São conhecidos três efeitos da rotação sobre as condições superficiais das estrelas:

- mudança na forma da estrela;
- formação do envelope circunstelar como resultado da instabilidade rotacional no equador;
- mudança no brilho da superfície, como conseqüência da mudança na distribuição da gravidade efetiva.

O efeito da rotação na luminosidade superficial, mostra que a luminosidade da estrela girando é diretamente proporcional à gravidade efetiva, ou seja, $H \propto g$,

que é conhecida como "Lei de obscurecimento da gravidade". Desde que o brilho superficial seja proporcional à quarta potência da temperatura efetiva T_{ef} , tem-se que $T \propto g^{1/4}$. Para uma estrela com rotação rápida, a gravidade efetiva aumenta muito do equador ao pólo, por causa da variação na força centrífuga com a latitude e variação correspondente que ocorrerá no brilho superficial [48, 49].

2.2.4 Estágios evolutivos

Na literatura há duas questões muito discutidas a respeito dos estágios evolutivos de estrelas **Be**, são elas:

- Estrelas **Be** nascem assim ou evoluem de **B** para **Be**?
- É a relação de estrelas **Be** para **B** uma consequência da evolução?

A fração de estrelas **Be** passa por um máximo para aglomerados com o *turn-off* (ponto de saída) da sequência principal na classe **O9** a **B3** e teve uma queda para aglomerados velhos [50]. Isso foi visto como evidência para uma tendência evolutiva da fração de **Be**. Embora isso possa refletir o fato de que uma fração relativa de estrelas **Be** para *early-type* é maior do que para *late-type*, pode não ser uma tendência evolutiva para todas [51]. Estudos realizados em aglomerados da Grande Nuvem de Magalhães, não mostram qualquer correlação entre aglomerados jovens e fração de estrelas **Be** [52].

Em estudos sobre os estágios evolutivos de 141 estrelas de campo (sendo 114 do tipo **Be**) onde foram corrigidos os efeitos de rotação elevada, concluiu-se que o fenômeno **Be** pode ocorrer em todas as fases da evolução estelar na sequência principal [12, 53], sem qualquer tendência evolutiva para a ocorrência do fenômeno. Mas se os efeitos de rotação elevada não forem levados em conta, as estrelas **B** parecem mostrar o fenômeno **Be** na segunda metade do estágio evolutivo da SP, implicando, então, na existência de alguma mudança evolutiva que possibilite o aparecimento do fenômeno **Be** durante a vida na SP [12, 14]. Isso mostra que são necessários mais estudos para vincular a regra de massa na ocorrência do fenômeno **Be**, bem como para confirmar os efeitos de obscurecimento da gravidade no seu aparecimento entre estrelas **B**.

Portanto, um maior número de trabalho precisa ser realizado afim de esclarecer os estágios evolutivos de estrelas **Be**.

2.2.5 Características das linhas espectrais

A forma de uma linha espectral é chamada de perfil de linha. O perfil de uma linha representa a variação da densidade de fluxo (intensidade) com o comprimento de onda, representado na figura 2.8. Esses perfis podem ser assimétricos, de pico único ou duplo, sendo este último o mais comum [54]. A forma verdadeira da linha

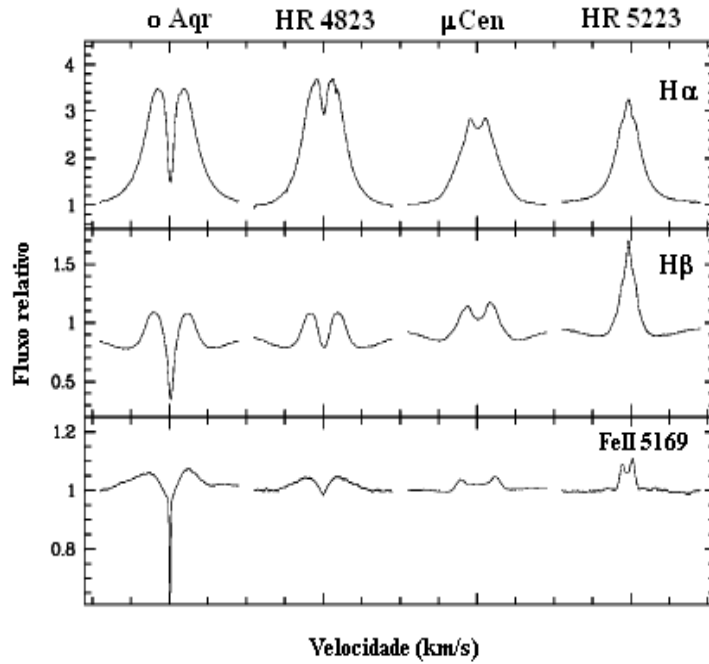


Figura 2.8: Exemplo dos perfis de linhas em emissão, percorrendo de uma estrela **Be shell** (esquerda) a uma **Be** com pico único em emissão (direita). Ao longo desta seqüência, as velocidades rotacionais v_{seni} decrescem de ≈ 260 para ≈ 70 km/s [24] (modificado).

reflete as propriedades da atmosfera da estrela: temperatura T , pressão P , gravidade superficial g , densidade ρ e velocidade v das partículas, mas o perfil observado também é alargado pelo instrumento de observação (incluindo a largura da fenda).

Em uma determinada **Be**, a intensidade da emissão pode ser altamente variável, podendo desaparecer completamente e retornar décadas depois. Os espectros de absorção fotosférica de estrelas **Be** têm alto v_{seni} em média, o que é comum em termos de gravidade, temperatura e abundância [55]. Linhas em emissão têm tipicamente picos duplos, com a separação do pico proporcional ao v_{seni} observado [4, 54]. As linhas mais comuns em emissão são as de H I, He I, Fe II e também Si III e Mg II.

2.2.6 Variabilidade

A definição de estrelas **Be** já inclui a sua variabilidade [1]. As variações observadas foram divididas de acordo com suas características em tempos de escalas [56]:

- variações a longo prazo (anos a décadas)
- variações médias (vários dias a meses)
- variações rápidas (horas a vários dias)
- variações ultra-rápidas (minutos)

Só a rotação não é suficiente para ejeção de matéria, as variações a curto prazo (rápidas) são os principais candidatos para identificar o mecanismo adicional fornecido para uma estrela **B** com rápida rotação eventualmente se tornar uma **Be**. A tendência é que essas variações de curto prazo ocorram em estrelas **B** *early-type*, mais do que para as **B** *late-type* (**B6**, por exemplo).

Variações de curto prazo foram observadas em estrelas selecionadas da Pequena Nuvem de Magalhães, com a finalidade de mostrar assinaturas espectroscópicas mais fortes, mas nenhum resultado foi obtido [57]. Porém, há dúvidas se era possível detectar essas características neste objeto, utilizando o telescópio *VLT*¹².

Estrelas **Be** podem perder seu disco (e daí a emissão) completamente e ser classificadas como estrelas **B** normais, devido a sua variabilidade. Na maioria das **Be**, ambos os picos de linhas em emissão são de alturas iguais, mas existe uma fração significativa (cerca de 1/3) na qual a chamada razão violeta-vermelho (V/R) é ciclicamente variável, com ciclos de tempo de anos à décadas [54]. Estrelas **Be** podem mudar de estáveis $V=R$ e voltar para a variabilidade V/R (ou seja, $V/R > 1$ ou $V/R < 1$) [24]. A figura 2.9 ilustra as variações das linhas em emissão de pico duplo de diferentes intensidades dos picos violeta e vermelho.

A razão V/R representa as variações na intensidade relativa do pico duplo dos perfis de linhas em emissão, essas variações cíclicas ocorrem por causa da presença do envelope circunstelar. Essas variações V/R são freqüentemente utilizadas para perfis $H\alpha$, que aparecem em aproximadamente 4/3 das estrelas **Be**.

Os períodos da variabilidade V/R são, em média, em torno de sete anos e, por isso, são conectados com variações a longo prazo [58].

¹² *Very Large Telescope*

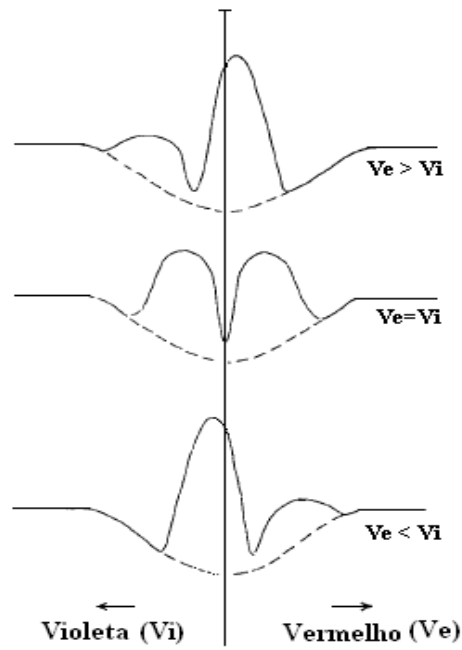


Figura 2.9: Variações nas intensidades violeta e vermelha dos picos duplos em emissão [59] (modificado).

O próximo capítulo é inteiramente baseado em rotação estelar, onde é mostrado a aplicação da análise de Fourier para determinação das velocidades rotacionais projetadas ($v \sin i$).

Capítulo 3

Rotação estelar

A rotação estelar é responsável por diversos fenômenos que ocorrem na estrela, incluindo correntes de circulação, perda de massa, geração de campos magnéticos e seus ramos - manchas estelares, "*flares*", cromosferas e coroas, ciclos de atividade - e dissipação de momento angular. A rotação é a característica principal da estrela **Be**, na qual pode estar uma importante contribuição para a formação do envelope circunstelar dessas estrelas [4]. A questão principal a ser determinada é quão intimamente as estrelas **Be** giram às suas velocidades críticas. Slettebak e colaboradores, estabeleceram que a rotação de estrelas **Be** é sub-crítica, com $v_e/v_c = \omega \simeq 0,7 - 0,8$ [3, 60–62]. Onde v_e corresponde à velocidade de rotação equatorial e v_c é a velocidade crítica. Analisando as linhas espectrais de uma estrela pode-se deduzir a intensidade de sua velocidade de rotação, ou seja, estrelas com linhas espectrais estreitas possuem baixa velocidade de rotação e estrelas com perfil de linha (subseção 2.2.5) alargado têm alta velocidade rotacional. Algumas delas rotacionam a ≈ 450 Km/s, que é muito próximo à sua velocidade teórica de *break-up* [63]. A figura 3.1 mostra as relações das velocidades de acordo com [64]. Neste, foram estudadas vinte estrelas entre os tipos **O9,5** - **F0**, sendo que destas, seis estrelas apresentam fenômeno **Be**, com *vsini* médio em torno de 400 Km/s. Para cada tipo espectral foram elaborados valores teóricos das velocidades de *break-up*, mostrando que, para estrelas do tipo **B0** - **B3** existe um máximo na curva de velocidades calculadas, bem próximas às taxas de *break-up* para tais tipos espectrais.

Algumas composições teóricas importantes do alargamento das linhas espectrais devido à rotação, onde é deduzida a forma geral de uma linha alargada rotacional-

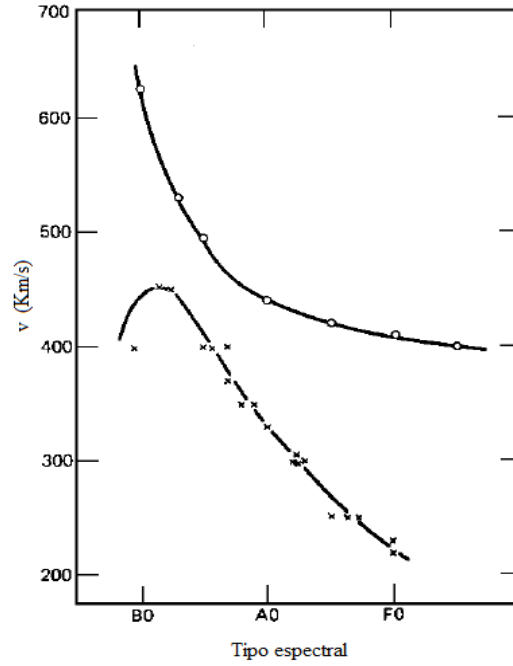


Figura 3.1: As taxas de rotação mais rápidas são representadas por x. As velocidades teóricas de *break-up* (curva do topo) assemelham-se à relação observada na classe de estrelas **B** [64].

mente e se propõe utilizar a transformada de Fourier para melhor análise de diferentes parâmetros de alargamento, são apresentadas na literatura em [65, 66]. Os efeitos de rotação no espectro contínuo são pequenos, exceto quando a rotação é muito próxima da taxa de *break-up*, que é o caso das estrelas **Be**. As linhas espectrais, por outro lado, são fortemente deslocadas pelo efeito Doppler na luz vinda de diferentes partes do disco estelar. A aproximação do limbo corresponde a porção de comprimentos de onda curtos de um perfil de linha alargado pela rotação. O limbo desaparece para comprimentos de onda maiores. O perfil da linha se torna um mapa unidimensional do disco da estrela pela junção uma a uma da posição do disco estelar e desvio Doppler dentro do perfil.

3.1 Alargamento rotacional

A distribuição de desvio Doppler de uma estrela girando possui uma forma característica que é demonstrada nesta seção. Quando um objeto está girando, suas

linhas espectrais visualizadas por um observador são ligeiramente alargadas pelo efeito Doppler: a luz emitida (ou absorvida) pela metade do objeto que está se movendo na direção do observador será deslocada para o azul, ou seja, o comprimento de onda será um pouco menor. Igualmente, o comprimento de onda da luz da outra metade será deslocada para o vermelho e terá, então, um comprimento de onda ligeiramente maior.

Fatores como microturbulência, macroturbulência do plasma da estrela, alargamento por pressão e efeitos instrumentais têm uma influência na forma específica da linha observada. Estes efeitos são apresentados na seção 3.3. Os cálculos deste capítulo foram inspirados no trabalho do David Gray na ref. [63]. Para o cálculo da forma geral para a função de alargamento rotacional, a estrela é assumida com simetria esférica e girando como um corpo rígido. O sistema de coordenadas escolhido é mostrado na figura 3.2. O eixo de rotação permanece no plano y - z . O plano x - y é perpendicular à linha de visada ao longo do eixo z . O ângulo de inclinação i é medido do eixo z para o eixo de rotação. Então a velocidade linear de qualquer ponto na superfície das estrelas é:

$$\mathbf{v} = \boldsymbol{\Omega} \times \mathbf{R}, \quad (3.1)$$

onde, $\boldsymbol{\Omega}$ é a velocidade angular de rotação e $\mathbf{R}$ o raio vetor, como mostrado na figura 3.2. O desvio Doppler surge da componente z do produto vetorial, $y\Omega_x - x\Omega_y$. Devido ao sistema de coordenadas utilizado não existe componente x de $\boldsymbol{\Omega}$, então $\Omega_x = 0$. Desde que a componente y seja $\Omega_y = \Omega \sin i$,

$$\Delta\lambda = v = x\Omega \sin i. \quad (3.2)$$

Esta é uma relação importante, porque mostra que todos os elementos na superfície da estrela têm a mesma coordenada x e também o mesmo deslocamento de comprimento de onda devido à rotação. Pode-se imaginar, então, o disco estelar dividido em faixas, como representado na figura 3.3. O desvio Doppler é constante ao longo de cada faixa. O maior desvio ocorre no limbo, onde $x = R$, assim, a partir da equação (3.2) tem-se:

$$\Delta\lambda_L = R\Omega \sin i = v \sin i, \quad (3.3)$$

onde v é a velocidade de rotação equatorial.

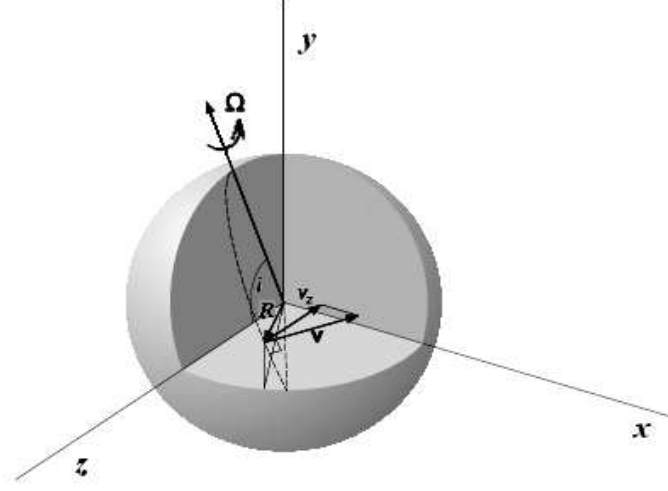


Figura 3.2: A figura mostra o sistema de coordenadas para uma estrela girando. O eixo de rotação está inclinado a um ângulo i à linha de visada ao longo do eixo z . O eixo y é escolhido para Ω permanecer no plano y - z . Para algum ponto arbitrário na superfície a um ângulo θ da linha de visada, a velocidade é $\Omega \times \mathbf{R}$, onde $\mathbf{R}$ é o raio estelar. A componente z desta velocidade fornece o desvio Doppler [63] (modificado).

O fluxo para tal estrela, é dado por:

$$F_\nu = \oint I_\nu \cos \theta d\omega, \quad (3.4)$$

sendo I_ν a intensidade específica, que agora é deslocada pelo efeito Doppler de acordo com a equação (3.2) [67]. Considerando a definição de ângulo sólido, pode-se escrever $d\omega = dS / R^2$, onde dS é um incremento de área da superfície da estrela de raio R . Então, o incremento de área no disco aparente da estrela, utilizando as coordenadas da figura 3.2, é:

$$dxdy = dS \cos \theta,$$

tal que

$$F_\nu = \int \int \frac{I_\nu dxdy}{R^2}, \quad (3.5)$$

a integração é sobre o disco estelar aparente.

O procedimento mais geral e fundamental é calcular I_ν em muitos pontos do disco (usando um modelo de atmosfera) e obter F_ν numericamente. Este esquema tem a vantagem que o obscurecimento de limbo é automaticamente considerado. Então pode-se incorporar as variações centro-limbo no perfil de linha I_ν e a rotação

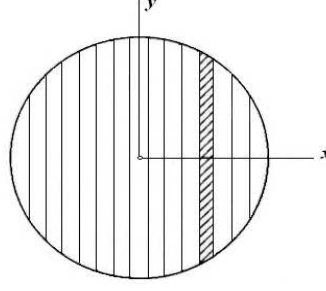


Figura 3.3: O disco aparente da estrela pode ser dividido por uma série de faixas, cada uma tendo um desvio Doppler de acordo com a equação (3.2) [63].

não rígida pode ser introduzida. Essa aproximação numérica é utilizada em alguns trabalhos da literatura [68–71].

O desenvolvimento analítico menos geral assume que qualquer variação na forma do perfil I_ν através do disco estelar é negligenciável e procede como segue. O perfil de linha (usual) em qualquer ponto no disco é:

$$H(\lambda) = I_\nu / I_c, \quad (3.6)$$

que é a relação da intensidade de qualquer ponto no espectro à intensidade do contínuo. O perfil do fluxo em uma estrela não girando pode então ser escrita por:

$$\frac{F_\nu}{F_c} = \frac{\oint H(\lambda) I_c \cos \theta d\omega}{\oint I_c \cos \theta d\omega}, \quad (3.7)$$

e se $H(\lambda)$ for completamente independente da posição no disco, a equação (3.7) se reduziria a $F_\nu / F_c = H(\lambda)$. Mas no caso de uma estrela girando, os desvios Doppler de acordo com a equação (3.2), têm de ser incluídos, dando,

$$F_\nu = \oint H(\lambda - \Delta\lambda) I_c \cos \theta d\omega. \quad (3.8)$$

Até mesmo se $H(\lambda)$ for independente da posição no disco, $H(\lambda - \Delta\lambda)$ não será, desde que $\Delta\lambda$ seja proporcional a x de acordo com a equação (3.2). Convertendo a equação (3.8) na forma da equação (3.5), encontra-se que:

$$F_\nu = \int \int H(\lambda - \Delta\lambda) I_c dx dy / R^2,$$

considerando, $\frac{x}{R} = \frac{\Delta\lambda}{\Delta\lambda_L}$, obtém-se que a expressão acima pode ser escrita como:

$$F_\nu = \int_{-R}^R H(\lambda - \Delta\lambda) \int_{-y_1}^{y_1} I_c (dy/R) d(\Delta\lambda/\Delta\lambda_L). \quad (3.9)$$

As equações (3.2) e (3.3) foram utilizadas para transformar dx para $d\Delta\lambda$ e os limites de integração em y são dados por:

$$y_1 = (R^2 - x^2)^{1/2} = R \left[1 - \left(\frac{\Delta\lambda}{\Delta\lambda_L} \right)^2 \right]^{1/2}. \quad (3.10)$$

O perfil normalizado pode ser escrito como:

$$\frac{F_\nu}{F_c} = \frac{\int_{-R}^R H(\lambda - \Delta\lambda) \int_{-y_1}^{y_1} I_c(dy/R) d(\Delta\lambda/\lambda_L)}{\oint I_c \cos \theta d\omega}.$$

Rearranjando os termos, tem-se que:

$$\frac{F_\nu}{F_c} = \frac{\int_{-R}^R H(\lambda - \Delta\lambda) d\Delta\lambda \cdot \frac{1}{\Delta\lambda_L} \int_{-y_1}^{y_1} I_c(dy/R)}{\oint I_c \cos \theta d\omega}, \quad (3.11)$$

onde, $A(\Delta\lambda)$, é uma função definida a partir de (3.11) como:

$$\begin{aligned} A(\Delta\lambda) &= \frac{1}{\Delta\lambda_L} \frac{\int_{-y_1}^{y_1} I_c(dy/R)}{\oint I_c \cos \theta d\omega}, & \text{para } |\Delta\lambda| \leq \Delta\lambda_L \\ &= 0, & \text{para } |\Delta\lambda| > \Delta\lambda_L. \end{aligned} \quad (3.12)$$

A função $A(\Delta\lambda)$ pode ser abreviada como $A(\lambda)$ quando não resultar qualquer ambigüidade. Então, o perfil de linha normalizado pode ser escrito na forma:

$$\begin{aligned} \frac{F_\nu}{F_c} &= \int_{-\infty}^{\infty} H(\lambda - \Delta\lambda) A(\Delta\lambda) d\Delta\lambda \\ &= H(\lambda) * A(\lambda). \end{aligned} \quad (3.13)$$

Esta convolução é um resultado importante. Contanto que $H(\lambda)$ tenha a mesma forma sobre o disco da estrela, pode-se considerar o perfil do fluxo para uma estrela não girando e convoluí-lo com o perfil de rotação, $A(\lambda)$, para obter o perfil do fluxo alargado pela rotação.

Não existe uma solução geral para a equação (3.12). Em um caso mais específico, como um corpo rígido, a integral pode ser determinada exatamente. O valor de I_c pode ser aproximado assumindo uma lei quadrática de obscurecimento de limbo na forma:

$$\frac{I_c}{I_c^0} = 1 - \varepsilon_1(1 - \beta) - \varepsilon_2(1 - \beta)^2, \quad (3.14)$$

onde I_c representa a intensidade da luz vinda da superfície da estrela, I_c^0 é a intensidade específica no centro do disco, $\beta = \cos \theta$, θ é o ângulo entre a normal da

superfície e a linha de visada do observador [72]. O parâmetros ε_1 e ε_2 são os coeficientes de obscurecimento de limbo linear e quadrático, respectivamente. A partir da figura 3.4, obtém-se que:

$$\cos \theta = [R^2 - (x^2 + y^2)]^{1/2}/R. \quad (3.15)$$

Considerando então, as equações (3.10), (3.15) e que:

$$\int (B^2 - y^2)^{1/2} dy = \frac{1}{2} [y(B^2 - y^2)^{1/2} + B^2 \sin^{-1}(y/B)],$$

o cálculo do numerador de $A(\lambda)$ é dado por:

$$\int_{-y_1}^{y_1} I_c dy/R = I_c^0 \left[-\frac{4}{3} \varepsilon_2 [1 - \gamma^2]^{3/2} + 2(1 - \varepsilon_1 - \varepsilon_2) [1 - \gamma^2]^{1/2} + \frac{\pi}{4} (2\varepsilon_1 + \varepsilon_2) [1 - \gamma^2] \right],$$

onde, $\gamma = \frac{\Delta\lambda}{\Delta\lambda_L}$.

A integração analítica do denominador da equação(3.12), resulta em:

$$\oint I_c \cos \theta d\omega = \left[\frac{\pi(6 - 2\varepsilon_1 + \varepsilon_2)(-16\varepsilon_2 [1 - \gamma^2] + 3\pi [1 - \gamma^2]^{1/2} (2\varepsilon_1 + \varepsilon_2) - 24(1 + \varepsilon_1 - \varepsilon_2))}{12[-8\varepsilon_2 [1 - \gamma^2]^{3/2} + 3\pi(\varepsilon_1 + \varepsilon_2) [1 - \gamma^2] + 12(1 - \varepsilon_1)]} \right].$$

Assim, a forma geral encontrada para a função de alargamento rotacional, a partir dos equações do numerador e denominador acima, é escrita na como:

$$A(\Delta\lambda) = c_1[1 - (\Delta\lambda/\Delta\lambda_L)^2]^{1/2} + c_2[1 - (\Delta\lambda/\Delta\lambda_L)^2] + c_3[1 - (\Delta\lambda/\Delta\lambda_L)^2]^2, \quad (3.16)$$

onde as constantes c_1 , c_2 e c_3 são representadas por:

$$\begin{aligned} c_1 &= \frac{2}{\pi} \left(\frac{1 - \varepsilon_1}{1 - \varepsilon_1/3 + \varepsilon_2/6} \right), \\ c_2 &= \frac{1}{2} \left(\frac{\varepsilon_1 + \varepsilon_2}{1 - \varepsilon_1/3 + \varepsilon_2/6} \right), \\ c_3 &= -\frac{4}{3\pi} \left(\frac{\varepsilon_2}{1 - \varepsilon_1/3 + \varepsilon_2/6} \right). \end{aligned}$$

e são dependentes dos parâmetros de obscurecimento de limbo linear e quadrático. Usualmente estes parâmetros são escolhidos através de modelos de fotosferas, por meio de uma grade onde dependem da temperatura da estrela e do comprimento de onda [63].

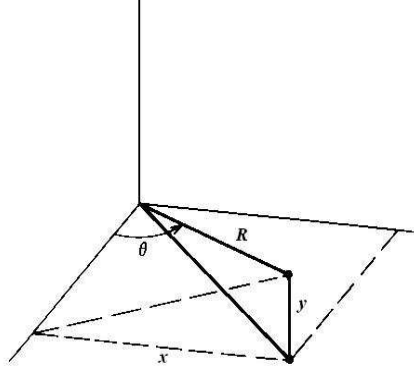


Figura 3.4: $\cos \theta$ pode ser escrito em termos das coordenadas x , y e R [63] (modificado).

3.2 Aplicação da transformada de Fourier

A velocidade de rotação projetada v_{seni} , pode ser estabelecida, pela comparação dos perfis de linha da estrela, com o objetivo de calcular os perfis de rotação como discutido na última seção. As linhas escolhidas devem ser livres do forte alargamento da pressão e ainda devem ser intensas o bastante, tal que, o perfil alargado pela rotação possa ser detectado e medido. As linhas de HeI 4026, 4388 e 4471 Å, são as mais utilizadas para as estrelas quentes, incluindo a do MgII 4481Å.

Carroll foi o primeiro a aplicar técnicas de transformadas de Fourier (TF) para determinação das velocidades de rotação das estrelas [65, 66]. Ele mostrou que a análise Fourier deveria ser utilizada em vista da convolução na equação (3.13). A transformada de Fourier encontrada para $A(\Delta\lambda)$ (equação (3.16)) é dada na forma:

$$a(\sigma) = \int_{-\infty}^{\infty} \exp(-i\sigma\lambda) A(\lambda) d\lambda,$$

onde,

$$a(\sigma) = c_1 \pi \frac{J_1(\sigma)}{\sigma} \left[1 + \frac{6c_3}{\sigma^2 c_1} \right] + c_2 \left(\frac{2}{\sigma} \right)^2 \left[\frac{\sin \sigma}{\sigma} - \cos \sigma \right] - 3\pi c_3 \frac{J_0(\sigma)}{\sigma^2}, \quad (3.17)$$

na qual J_0 e J_1 correspondem à função de *Bessel* de ordem zero e primeira ordem, respectivamente. Ele notou ainda que $a(\sigma)$ tem amplitude zero em certas frequências de Fourier representadas por:

$$\Delta\lambda_L \sigma_1 = 0,660,$$

$$\Delta\lambda_L \sigma_2 = 1,162,$$

$$\Delta\lambda_L \sigma_3 = 1,661.$$

A posição destes zeros no espaço de frequências, depende do v_{seni} da estrela [65,66]. A frequência do primeiro zero (σ_1) está relacionada com a velocidade rotacional através de:

$$\frac{\lambda}{c} v_{\text{seni}} \sigma_1 = 0,660. \quad (3.18)$$

Posteriormente, associou-se o primeiro zero da transformada para o cálculo de v_{seni} , por:

$$v_{\text{seni}} = \frac{c \sigma_1}{\lambda_0 2 \pi \alpha_1}, \quad (3.19)$$

onde σ_1 é o primeiro zero da transformada de Fourier da função de alargamento e α_1 é o primeiro zero da transformada de Fourier do perfil observado [12].

A análise de Fourier mais desenvolvida utiliza não somente as posições dos zeros, mas a forma total de uma transformada da linha espectral. Para analisar os dados no espaço de Fourier, trabalha-se com as transformadas dos perfis de linhas teóricos, ajustando-os aos dados das transformadas. Em alguns casos a interpretação envolve os produtos simples das funções, porque as convoluções das funções compõem os perfis no espaço do comprimento de onda. Desde que é mais fácil visualizar os produtos de duas funções do que a integração sobre o produto delas, a transformada de Fourier é uma maneira mais simples de se efetuar os cálculos. Então, de uma forma mais precisa, o perfil de linha observado pode ser escrito como uma convolução dupla:

$$D(\lambda) = H(\lambda) * A(\lambda) * I(\lambda), \quad (3.20)$$

mostrando que o espectro (ou o perfil) está sendo modelado pela convolução de três funções separadas ; sendo, $D(\lambda)$ o perfil observado, $H(\lambda)$ o perfil térmico, $A(\lambda)$ perfil de alargamento (nesse caso, rotação) e $I(\lambda)$ o perfil instrumental [73]. Assim, a transformada da equação (3.20) é:

$$d(\sigma) = h(\sigma) a(\sigma) i(\sigma).$$

As várias outras formas de mecanismos existentes além da rotação, capazes de alargar os perfis de linha de uma estrela, podem adicionar zeros na transformada de Fourier do perfil da estrela. Estes perfis de alargamento são esquematizados na figura 3.5 e são discutidos na seção 3.3.

A análise de Fourier apresenta algumas vantagens:

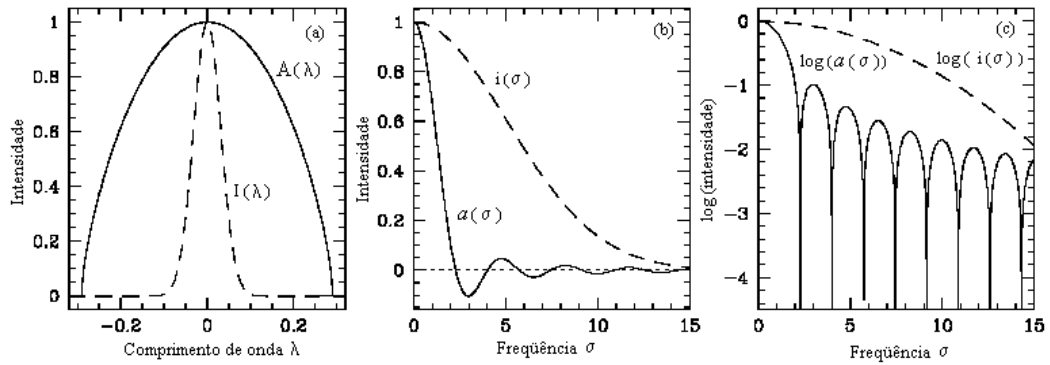


Figura 3.5: (a) Exemplo de um perfil rotacional $A(\lambda)$ (com $\varepsilon_1 = 0,6$ e $\varepsilon_2 = 0$) e de um perfil instrumental gaussiano $I(\lambda)$. Neste caso, o alargamento rotacional é em torno de 6 vezes maior do que a FWHM do perfil instrumental. (b) Transformadas de Fourier de $A(\lambda)$ e $I(\lambda)$: $a(\sigma)$ e $i(\sigma)$ respectivamente. A linha pontilhada é o zero do eixo y que intersecta $a(\sigma)$ em $\sigma_1, \sigma_2, \sigma_3 \dots$ (c) Mesmo gráfico de (b) com uma escala logarítmica no eixo y , considerando o logaritmo dos valores absolutos de $a(\sigma)$ e $i(\sigma)$ [73] (modificado).

- Muitas das frequências características dos perfis de linha diferem umas das outras somente a altas frequências de Fourier. Assim, é mais direto medir estas diferenças nas transformadas do que de outra maneira.
- Em muitos exemplos, as medidas no domínio de λ podem ser expressas como convoluções de duas ou mais funções. Estas convoluções se tornam produtos entre transformadas no domínio Fourier e são, conseqüentemente, muito mais fáceis de se visualizar e trabalhar.
- O ruído é bem comportado no domínio de Fourier.

E as limitações que este método apresenta são:

- Não leva em conta os efeitos de rotação rápida.
- Os coeficientes de obscurecimento do limbo ε_1 e ε_2 utilizados, são para o contínuo e não para linhas em emissão.

Quando uma estrela gira muito rápido, ela perde sua forma esférica, neste caso, se torna muito importante o *obscurecimento da gravidade*, isso ocorre, porque, pelo fato da estrela estar achatada, os raios do pólo e equador são diferentes ($R_{\text{pólo}} <$

R_{equador}), assim, é dito que no pólo a gravidade é "abrilhantada" e no equador é "obscurecida". Neste trabalho, os efeitos de rotação elevada foram negligenciados.

3.3 Outras fontes de alargamento

Além da rotação, que é o principal mecanismo de alargamento para as estrelas **Be**, existem outras fontes responsáveis pelo alargamento das linhas espectrais. Estes mecanismos estão presentes nas linhas espectrais observadas pela equação (3.20) e possuem diferentes perfis. Em seguida, é discutida brevemente a origem de algumas destas várias fontes de alargamento.

(a) Alargamento por pressão

Resulta das colisões entre moléculas num gás. É descrito por um perfil Lorentziano:

$$A_l(\Delta\lambda) = \frac{\alpha_l}{\pi} (\Delta\lambda^2 + \alpha_l^2)^{-1}, \quad (3.21)$$

onde α_l é o parâmetro que define a largura do perfil de Lorentz [73].

(b) Alargamento térmico

Devido aos movimentos dos átomos absorvedores na fotosfera, as linhas de absorção observadas são um pouco deslocadas. Desde que este desvio seja proporcional à velocidade da partícula e sua velocidade seja dada por uma distribuição de Maxwell, a curva de absorção térmica é dada por uma Gaussiana:

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

o parâmetro $\Delta\lambda_t$ é dado por:

$$\Delta\lambda_t = \sqrt{\frac{2\kappa T}{m}}.$$

Aqui, κ é a constante de Boltzmann, T é a temperatura e m é a massa do átomo.

(c) Turbulência

Este alargamento é induzido por diferentes movimentos no gás fotosférico. Dependendo do tamanho das células de turbulência, estes efeitos são chamados de:

- Microturbulência

Quando os movimentos na fotosfera são em pequena escala. Pelo fato das velocidades

de microturbulência serem muito pequenas comparadas aos outros mecanismos, elas são usualmente assumidas a terem uma forma Gaussiana isotrópica:

$$A_{mic}(\Delta\lambda) = \frac{1}{\sqrt{\pi}\Delta\lambda_{mic}} \exp\left[-\frac{\Delta\lambda^2}{\Delta\lambda_{mic}^2}\right], \quad (3.23)$$

onde, $\Delta\lambda_{mic}$ é dispersão da distribuição Gaussiana. Esse mecanismo é muito importante para determinação de abundância química.

- Macroturbulência

Este mecanismo é devido a movimentos em grande escala no gás fotosférico. O espectro observado da macroturbulência é:

$$A_{mac}(\Delta\lambda) = \frac{1}{\sqrt{\pi}\Delta\lambda_{mac}} \exp\left[-\frac{\Delta\lambda^2}{\Delta\lambda_{mac}^2}\right], \quad (3.24)$$

sendo, $\Delta\lambda_{mac}$ a dispersão da distribuição Gaussiana.

(d) Efeitos instrumentais

Os perfis são, como o nome sugere, "dependentes do instrumento", sendo então impossível deduzir uma função de alargamento geral. São assumidos com uma forma Gaussiana [74]. Através da largura a meia altura ($FWHM^1$) desta gaussiana, pode-se determinar a resolução do detector.

No próximo capítulo é realizada a amostragem dos dados, bem como suas configurações instrumentais.

¹*Full Width at Half Maximum*

Capítulo 4

Amostragem dos dados

4.1 Instrumentação e dados observacionais

Os dados obtidos nesse trabalho foram coletados durante as campanhas observacionais de novembro/2002, setembro/2003, março/2004, fevereiro/2006 e fevereiro/2007 no Observatório Pico dos Dias (OPD), pertencente ao Laboratório Nacional de Astrofísica (MCT/LNA), localizado em Itajubá/ Minas Gerais. Os dados utilizados para detecção de estrelas **Be** e determinação dos parâmetros físicos são de setembro/2003 e março/2004. As observações realizadas em 2007 não possuem boa qualidade, devido a alta umidade durante a coleta dos espectros. A tabela 4.1, mostra as missões observacionais realizadas no OPD.

Missão	Número de noites	CCD	Cobertura espectral (Å)	Espectrógrafo	Aglomerados	Número de estrelas	Dados utilizados nesse trabalho
NOV/2002	5	WI101	3509-5791	Cassegrain	<i>Blanco</i> 1	3	
					<i>NGC</i> 2439	1	
					<i>IC</i> 348	1	
					<i>Plêiades</i>	8	
SET/2003	3	WI105	3357-5913	Cassegrain	<i>NGC</i> 6405	1	
					<i>NGC</i> 6530	18	X
					<i>NGC</i> 7772	5	
					<i>NGC</i> 2244	2	
					<i>NGC</i> 1976	6	
MAR/2004	2	WI105	3450-5840		<i>NGC</i> 1977	3	
				Cassegrain	<i>NGC</i> 4755	12	X
					<i>NGC</i> 6530	13	X
					<i>NGC</i> 6193	3	
					<i>NGC</i> 6383	2	
					<i>Stock</i> 16	1	
				Cassegrain	<i>NGC</i> 4755	18	X

continua na próxima página

Observações espectroscópicas de média resolução e S/R foram realizadas com o espectrógrafo *Cassegrain* e *Coudé* associados, separadamente, ao telescópio de 1,60 m *Perkin-Elmer*, juntamente com os detectores *CCD*¹ WI098, WI101 e WI105, dependendo da missão observacional.

Os dados observacionais deste trabalho estão divididos em dois grupos, considerando a faixa espectral utilizada. Foram observadas no total, trinta e duas estrelas, doze de *NGC* 4755 e vinte de *NGC* 6530, todas com magnitude V até 12. A primeira amostragem, consistindo de doze estrelas de *NGC* 4755 e quatro de *NGC* 6530, possui cobertura espectral de 5325-7675 Å, com comprimento de onda central situado em 6563 Å², que corresponde ao H α , estes dados foram obtidos com a câmera *CCD* WI105 de 2048 x 2048 pixels e uma rede de difração de 600/500 l/mm, eles possuem média resolução ($R \sim 12000$), média relação sinal-ruído (= 100) e escala de dispersão de $\sim 0,11$ nm/pixel. A segunda amostra, de vinte e sete estrelas, com comprimento de onda central em 4650 Å³, sendo sete estrelas de *NGC* 4755 e vinte de *NGC* 6530, tem cobertura espectral de 3450-5840 Å, foram detectadas com o *CCD* WI105 e possuem a mesma configuração da primeira amostra. Dessa segunda amostra, somente dezesseis (seis de *NGC* 4755 e dez de *NGC* 6530) estrelas tiveram seus parâmetros físicos calculados, das estrelas restantes foram determinados os vseni através de um programa elaborado nesse trabalho.

As tabelas 4.2 e 4.3 indicam, respectivamente, os dados no azul e no vermelho, das estrelas alvo dos aglomerados jovens abertos estudados aqui.

O espectrógrafo *Cassegrain* dispõe de duas fontes de linhas. Uma lâmpada de He + Ar quente que apresenta linhas de HeI, ArI e ArII. A segunda fonte é uma lâmpada de Neônio utilizada geralmente como fonte de calibração em média dispersão. A lâmpada de Neônio é útil apenas em algumas regiões do espectro (proximidades do hidrogênio, por exemplo). Esta fonte apresenta linhas de Argônio e Kriptônio. O *Coudé* é um instrumento que fornece resolução espectral bastante elevada e com grande estabilidade, esse espectrógrafo dispõe de fontes de linhas de Tório e Argônio [75].

¹ *Charge-Coupled Device*

² Os dados observados neste λ central serão denominados como obtidos no vermelho.

³ Dados no azul.

Objeto	Tipo Espectral	$\alpha^{\dagger} (h,m,s)$	$\delta^{\dagger} (o,m,s)$	V	Época	Cobertura(Å)
<i>HD</i> ¹						
	<i>NGC</i> 4755 ²					
<i>HD</i> 111904	B9 Ia	12 53 22 ³	-60 19 47 ³	5,76	MAR/2004	3450-5840
	<i>NGC</i> 4755 001					
	B2 III	12 53 58 ³	-60 24 58 ³	9,01	MAR/2004	3450-5840
	<i>NGC</i> 4755 006					
	B1 III	12 53 39 ³	-60 21 13 ³	8,66	MAR/2004	3450-5840
	<i>NGC</i> 4755 105					
	B1 V	12 53 26 ³	-60 22 00 ³	10,14	MAR/2004	3450-5840
	<i>NGC</i> 4755 113					
	B0,5 V	12 53 52 ³	-60 22 16 ³	9,38	MAR/2004	3450-5840
	<i>NGC</i> 4755 201					
	B2 IVne	12 53 52 ³	-60 23 17 ³	9,98	MAR/2004	3450-5840
	<i>NGC</i> 4755 306					
	B2 V	12 53 36 ³	-60 23 47 ³	9,68	MAR/2004	3450-5840
	<i>NGC</i> 4755 418					
	<i>NGC</i> 6530 ²					
<i>HD</i> 164536	O7	17 59 35 ⁴	-24 15 25 ⁴	7,11	MAR/2004	3450-5840
<i>HD</i> 164816	B3 Ve	18 03 60 ³	-24 18 45 ³	7,07	MAR/2004	3450-5840
	<i>NGC</i> 6530 009					
	B3 Ve	18 04 11 ³	-24 21 45 ³	10,38	MAR/2004	3450-5840
	<i>NGC</i> 6530 032					
	B9 Ia	1 11 ⁴	-24 11 12 ⁴	7,62	MAR/2004	3450-5840
	<i>NGC</i> 6530 045					
	B1,5 Vne	18 04 21 ³	-24 21 18 ³	9,09	SET/2003	3387-5913
	<i>NGC</i> 6530 056					
	B2 Ve	18 04 23 ³	-24 22 10 ³	9,76	SET/2003	3450-5840
	<i>NGC</i> 6530 058					
<i>HD</i> 315033	B2 Vp	18 04 23 ³	-24 26 17 ³	8,91	MAR/2004	3450-5840
	<i>NGC</i> 6530 059					
	B1 Ve	18 04 24 ³	-24 21 27 ³	9,66	SET/2003	3450-5840
	<i>NGC</i> 6530 060					

continua na próxima página

continuação da página anterior

<i>NGC</i> 6530 061	B2 Ve	18 04 24 ³	-24 20 60 ³	10,29	SET/2003	3450-5840
<i>NGC</i> 6530 066	B2 Vpe	18 04 26 ³	-24 20 45 ³	10,17	SET/2003	3450-5840
<i>NGC</i> 6530 070	B2 Ve	18 04 27 ³	-24 22 50 ³	10,49	SET/2003	3450-5840
<i>NGC</i> 6530 073	B2 IVn	18 04 28 ³	-24 21 43 ³	8,31	MAR/2004	3450-5840
<i>NGC</i> 6530 074	B2,5 Ve	18 04 29 ³	-24 25 26 ³	10,67	SET/2003	3450-5840
<i>NGC</i> 6530 080	B1 Ve	18 04 33 ³	-24 23 12 ³	9,40	SET/2003	3450-5840
<i>NGC</i> 6530 083	B2,5 Vne	18 04 33 ³	-24 18 44 ³	10,50	SET/2003	3450-5840
<i>NGC</i> 6530 085	B0,5 V	18 1 29,26 ⁴	-24 9 52 ⁴	8,55	MAR/2004	3450-5840
<i>NGC</i> 6530 086	B2 Vne	18 04 34 ³	-24 22 01 ³	9,80	SET/2003	3450-5840
<i>NGC</i> 6530 093	B2 IVn	18 04 36 ³	-24 19 52 ³	8,60	MAR/2004	3450-5840
<i>NGC</i> 6530 099	B2 Vne	18 04 40 ³	-24 22 45 ³	10,78	SET/2003	3450-5840
<i>NGC</i> 6530 118	O6,5 V	18 02 06 ⁴	-24 24 10 ⁴	6,87	MAR/2004	3450-5840

¹: *SIMBAD Astronomical Database*, ²: *WEBDA database*,

†α: Ascensão reta, †δ: Declinação, 3- J2000, 4- B1950 [76].

Tabela 4.2: Observações espectroscópicas, na região do azul, de estrelas **B** selecionadas de *NGC* 6530 e *NGC* 4755.

Objeto	Tipo espectral ²	$\alpha^{\dagger} (h, m, s)$	$\delta^{\ddagger} (^\circ, m, s)$	V	Época	Cobertura (Å)
<i>HD</i> ¹	<i>NGC</i> 4755 ²					
<i>HD</i> 111904	<i>NGC</i> 4755 001	B9 Ia	12 53 22 ³ -60 19 47 ³	5,76	MAR/2004	5325-7675
<i>HD</i> 111973	<i>NGC</i> 4755 002	B3 Ia	12 53 49 ³ -60 22 37 ³	5,95	MAR/2004	5325-7675
	<i>NGC</i> 4755 006	B2 III	12 53 58 ³ -60 24 58 ³	9,01	MAR/2004	5325-7675
	<i>NGC</i> 4755 105	B1 III	12 53 39 ³ -60 21 13 ³	8,66	MAR/2004	5325-7675
<i>HD</i> 111934	<i>NGC</i> 4755 106	B1,5 Ib	12 53 38 ³ -60 21 26	6,90	MAR/2004	5325-7675
	<i>NGC</i> 4755 113	B1 V	12 53 26 ³ -60 22 00 ³	10,14	MAR/2004	5325-7675
	<i>NGC</i> 4755 201	B0,5 V	12 53 52 ³ -60 22 16 ³	9,38	MAR/2004	5325-7675
	<i>NGC</i> 4755 202	B1 V	12 53 52 ³ -60 21 59 ³	10,02	MAR/2004	5325-7675
	<i>NGC</i> 4755 203	B1 V	12 53 48 ³ -60 21 54 ³	10,25	MAR/2004	5325-7675
	<i>NGC</i> 4755 210	B2 Vn	12 53 53 ³ -60 21 31 ³	10,20	MAR/2004	5325-7675
	<i>NGC</i> 4755 306	B2 IVne	12 53 52 ³ -60 23 17 ³	9,98	MAR/2004	5325-7675
	<i>NGC</i> 4755 418	B2 V	12 53 36 ³ -60 23 47 ³	9,68	MAR/2004	5325-7675
	<i>NGC</i> 6530 ²					
<i>HD</i> 164536	<i>NGC</i> 6530 002	O7	17 59 35 ⁴ -24 15 25 ⁴	7,11	MAR/2004	5325-7675
<i>HD</i> 164816	<i>NGC</i> 6530 009	B3 Ve	18 03 57 ³ -24 18 45 ³	7,07	MAR/2004	5325-7675
<i>HD</i> 164865	<i>NGC</i> 6530 045	B9 Ia	1 11 ⁴ -24 21 45 ⁴	7,62	MAR/2004	5325-7675
<i>HD</i> 165052	<i>NGC</i> 6530 118	O6,5 V	18 2 7 ⁴ -24 24 10 ⁴	6,87	MAR/2004	5325-7675

¹: *SIMBAD Astronomical Database*, ²: *WEBDA database*,[†] α : Ascensão reta, [‡] δ : Declinação, 3- J2000, 4- B1950 [76].Tabela 4.3: Observações espectroscópicas, na região do vermelho, de estrelas **B** selecionadas de *NGC* 6530 e *NGC* 4755.

Capítulo 5

Métodos e resultados

Como descrito no capítulo 4, as estrelas são separadas em grupos, com relação à região espectral observada. Neste capítulo são identificadas as estrelas que apresentam linhas de Balmer em emissão (seção 5.1) e são determinados os parâmetros físicos de estrelas **B** e **Be** com os dados obtidos no azul (seção 5.3). O estudo de estrelas do tipo espectral **B** se torna importante, porque, como são muito brilhantes e quentes e suas atmosferas não são difíceis de serem estudadas, até mesmo as mais distantes das estrelas deste tipo espectral podem ser observadas para determinar sua composição química. Elas podem ser utilizadas como investigação para estimar abundâncias químicas das regiões que estão longe da vizinhança solar. A determinação dos parâmetros físicos completa uma parte da etapa para estudos de evolução e sismologia estelares. A velocidade rotacional projetada ($v \sin i$), é importante para análises sismológicas, principalmente para distinguir periodicidades associadas com a rotação daquelas relacionadas às PNR e são aplicadas também, para estudos de atividade estelar e formação dos envelopes circunstelares. Os parâmetros temperatura efetiva e gravidade, permitem um posicionamento seguro das estrelas no diagrama HR e são utilizados também para determinar a luminosidade bolométrica (L_{bol}), idades e massas das estrelas. Enfim, um bom conhecimento das propriedades físicas básicas das estrelas **Be** é crucial para o desenvolvimento da teoria da estrutura e evolução estelar [77].

5.1 Estudo de estrelas Be em *NGC* 4755 e *NGC* 6530

Nesta seção, são analisados os resultados obtidos na faixa do vermelho e do azul, afim de identificar quais estrelas apresentam ou não o fenômeno **Be**. Para isto é apresentado o método utilizado para redução dos dados nas estrelas do tipo espectral **B**, selecionadas dos aglomerados *NGC* 4755 e *NGC* 6530.

NGC 4755

NGC 4755, também conhecido como Caixinha de Jóias¹ é um aglomerado jovem, rico em estrelas do tipo espectral **B**, possuindo uma única estrela supergigante do tipo **M**, situadas próximas ao plano galáctico.

Este aglomerado, também conhecido como *Kappa Crucis*, contém aproximadamente cem estrelas e tem em torno de dezesseis milhões de anos. *NGC* 4755 (figura 5.1) está a 7500 anos-luz da Terra.



Figura 5.1: *NGC* 4755 (Caixinha de Jóias) [78].

¹ $\alpha(2000)$: $12^h 53^m 40^s$ e $\delta(2000)$: $-60^\circ 22^m 05^s$ [76]

NGC6530

NGC 6530 ou *Collinder* 362 ², ³, é um aglomerado aberto extremamente jovem que se formou do material da Nebulosa da Lagoa (*M8* ⁴- figura 5.2) está situado no interior dela, que se encontra na constelação de Sagitário, próxima ao centro galáctico. Tem aproximadamente sete milhões de anos e está a 4500 anos-luz da Terra.

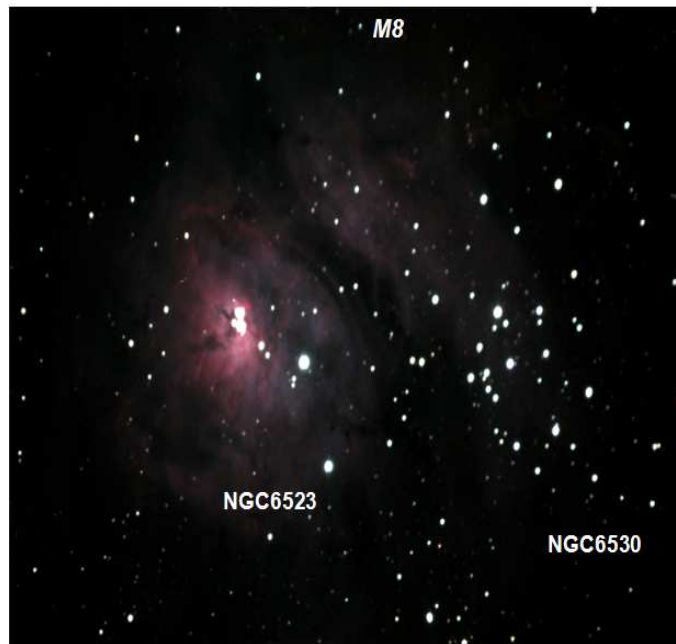


Figura 5.2: M8 (Nebulosa da Lagoa), obtida no Observatório Astronômico da UEPG, com o telescópio RCX400 de 16". No lado esquerdo encontra-se *NGC* 6523 e à direita aparece *NGC* 6530, que é estudado nesse trabalho.

²Nomenclatura deste aglomerado no catálogo *Collinder*

³ $\alpha(2000)$: $18^h 04^m 31^s$ e $\delta(2000)$: $-24^\circ 21^m 30^s$ [76]

⁴O prefixo *M* e seu respectivo algarismo romano designa a classificação de Nebulosas e Galáxias pelo Catálogo *Messier*.

5.2 Processamento dos dados

Os perfis espectrais foram processados com o pacote *IRAF* ⁵ distribuído pelo *NOAO* ⁶, o qual é operado pela *Association of Universities for Research in Astronomy - AURA, Inc.*, sob acordo cooperativo com a *National Science Foundation*. Os dados são processados utilizando as diversas formas de exposição para calibrações feitas todas as noites. Essas exposições consistem em divisões de *bias* (figura 5.3), que são imagens com tempos de exposição nulos, e *flatfields* (*flats*- figura 5.4), que precisam ser obtidos expondo o *CCD* a uma tela uniforme iluminada por uma lâmpada incandescente dentro da cúpula. Os espectros provenientes do LNA têm o formato *fits*. Na redução dos dados o primeiro passo é converter os arquivos *fits* para o formato do *IRAF* (*.pix e *.imh, que são as imagens e seus cabeçalhos, respectivamente) utilizando a *task rfits*. Após a conversão dos formatos é muito importante a análise de todas as imagens, para a qualidade dos espectros finais. Com as *tasks zerocombine* e *flatcombine* combinam-se *bias* e *flats*, respectivamente, afim de obter a média de cada um. Então, o *flat* médio é normalizado através da *task response*.

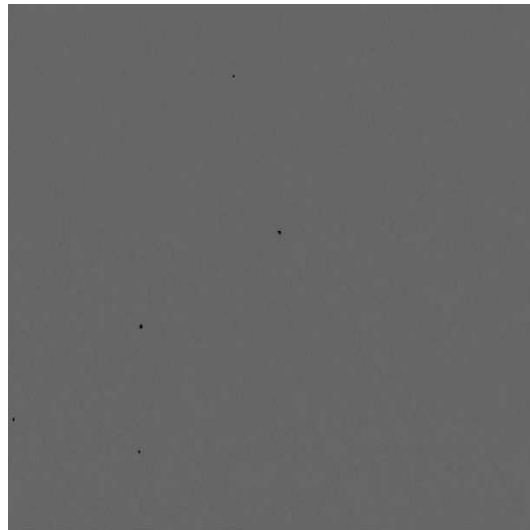


Figura 5.3: Exemplo de um *bias*.

⁵*Image Reduction and Analysis Facility*

⁶*National Optical Astronomy Observatory*

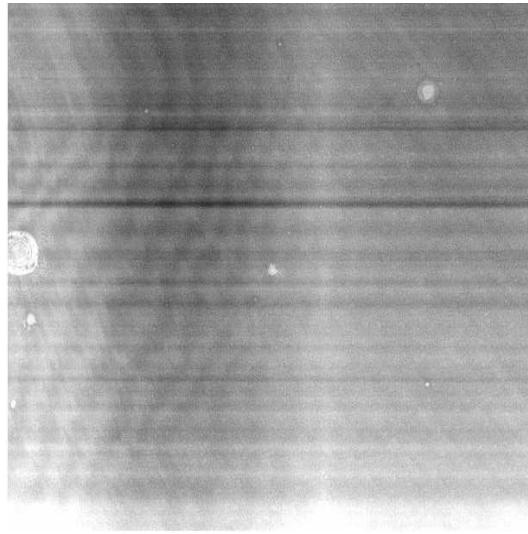


Figura 5.4: Exemplo de um *flatfield*.

Todas as imagens devem ser recortadas com tamanho apropriado, para isso é aplicada a *task ccdproc* em cada uma delas. As imagens de *flats* irão remover os ganhos multiplicativos (diferenças de ganho pixel a pixel) e variações de iluminação através do *CCD*. As imagens precisam ser subtraídas dos *bias*, para reduzir a radiação de fundo da *CCD* e então divididas pelo *flat* médio normalizado (**ccdproc**). Em seguida, deve-se fazer o tratamento dos espectros das lâmpadas de He-Ar (utilizada para espectros na região do azul) e Ne-Ar (para espectros na faixa do vermelho) (**ccdproc**), depois extrair os espectros das estrelas e lâmpadas de calibração com a *task apall*, afim de transformar os espectros bidimensionais do *CCD* em espectros unidimensionais (contagens x *pixels*) através de uma média ponderada das contagens na direção espacial. Podendo-se nesta etapa definir alguns parâmetros como:

- o ajuste das contagens de fundo do *CCD*;
- o limite mínimo das contagens que podem ser consideradas na soma que resultará no espectro unidimensional;
- a função usada na busca dos máximos de contagens ao longo da dispersão (pois em geral o espectro da estrela não está totalmente alinhado com o *CCD*) [8].

Em seguida, deve-se fazer a calibração do comprimento de onda dos espectros estelares (*task identify*) utilizando coeficientes de ajuste polinomial de alta ordem

para comparação espectral. Para as lâmpadas de He-Ar e Ne-Ar, o *IRAF* já possui uma lista com as linhas mais importantes, de modo que é necessário apenas apontar algumas linhas com o cursor, e as demais serão indicadas automaticamente. Durante as observações no *Cassegrain*, podem ocorrer variações nas posições das linhas espectrais sobre o *CCD*, então é costume realizar-se um conjunto de medidas da lâmpada de calibração durante a noite. Assim, é necessário fazer uma interpolação dos diversos espectros de referência com a *task* **refspectra**.

Após calcular a data juliana (*JD*) e a data heliocêntrica (*HJD*) com a *task* **setjd**, pode-se converter os eixos horizontais dos espectros de pixel para comprimento de onda (Å) através da *task* **dispcor**. Em seguida, deve-se mudar o referencial do observador para o *Local Standard of Rest (LSR)* por meio da *task* **rvcor**, corrigindo os espectros do movimento do centro da Terra em relação ao baricentro Terra-Lua, do movimento do baricentro Terra- Lua em relação ao centro do Sol e do movimento do Sol em relação ao *LSR*. A *task* **rvcor** atualiza os *headers* das imagens com a velocidade do *LSR* (*VLSR*) e com a velocidade heliocêntrica (*VHELIO*). A correção efetiva dos espectros para o *LSR* é realizada em seguida com a *task* **dopcor** [8]. A visualização e a normalização dos espectros é realizada através da *task* **splot** e, por fim, a determinação do contínuo é feita com a *task* **continuum**.

Como resultado final do processo de redução dos dados, obtém-se um gráfico de comprimento de onda (Å) pela intensidade. A figura 5.5 representa o espectro final normalizado de *NGC* 4755 001 e a figura 5.6 mostra o espectro normalizado encontrado para *NGC* 4755 306, esta estrela mostra uma forte emissão no $H\alpha$, sendo então catalogada como uma **Be**.

Das trinta e duas estrelas estudadas nesse trabalho estão catalogadas na base Mermilliod como **Be**: *NGC* 4755 306, *NGC* 6530 009, *NGC* 6530 032, *NGC* 6530 056, *NGC* 6530 058, *NGC* 6530 060, *NGC* 6530 061, *NGC* 6530 066, *NGC* 6530 070, *NGC* 6530 074, *NGC* 6530 086, *NGC* 6530 099 [76]. Das dezesseis estrelas observadas no vermelho, foi encontrada somente uma com emissão no $H\alpha$: *NGC* 4755-306 (figura 5.6). Para os dados no azul, foram encontradas onze estrelas com emissão no $H\beta$ (que corresponde a 4860 Å): *NGC* 6530 009, *NGC* 6530 032, *NGC* 6530 056 (figura 5.7), *NGC* 6530 058, *NGC* 6530 060, *NGC* 6530 061, *NGC* 6530 066, *NGC* 6530 070, *NGC* 6530 074, *NGC* 6530 086, *NGC* 6530 099. E todas essas estrelas emitindo no azul são de *NGC* 6530, que é a frequência esperada de estrelas

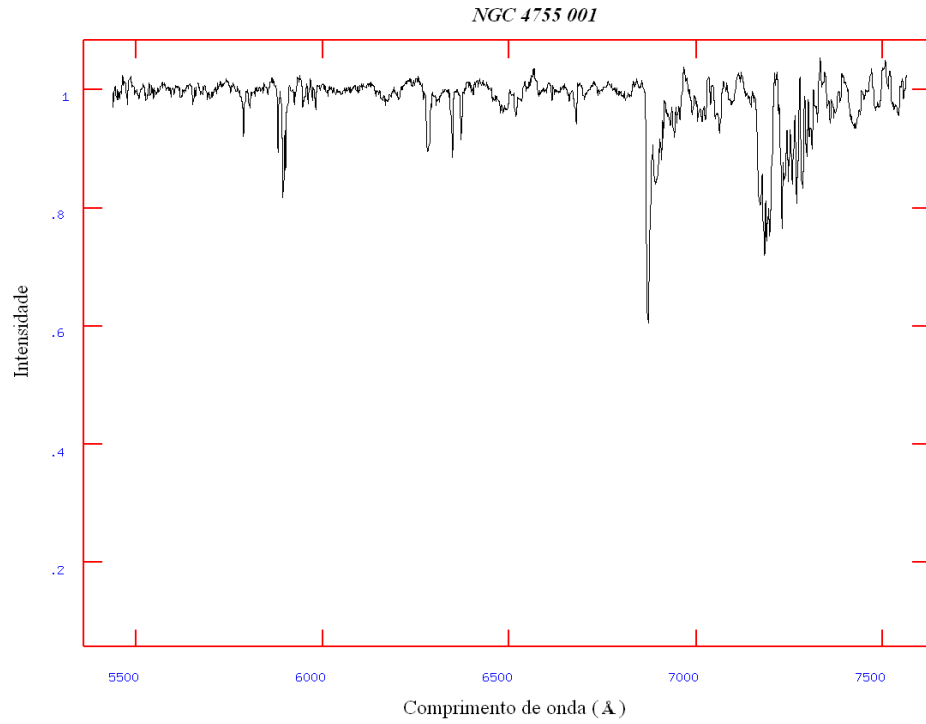


Figura 5.5: Espectro final normalizado de *NGC 4755 001*. Ele é resultado do processamento realizado com o pacote *IRAF*, onde foi utilizada a seqüência de redução citada ao longo do texto. Esta estrela não mostra emissão no $H\alpha$. É uma estrela **B** "normal".

Be para esse aglomerado.

As outras estrelas que não mostram qualquer emissão nas linhas de Balmer, no presente trabalho, não necessariamente deixam de ser **Be**, pois pode ser que venham a apresentar o fenômeno no futuro, devido à sua variabilidade.

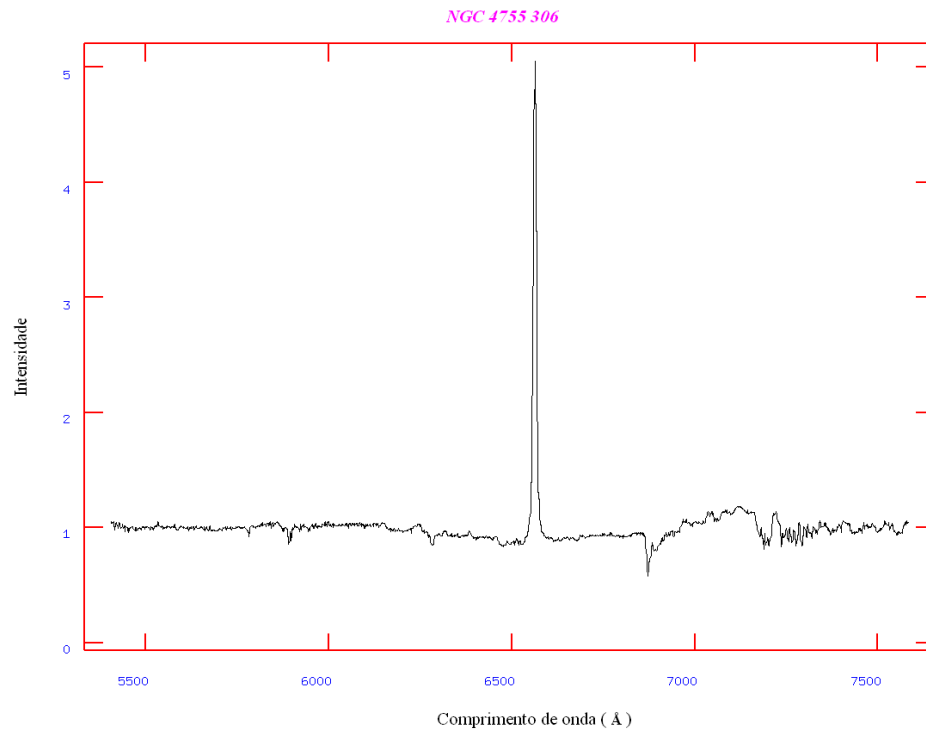


Figura 5.6: Espectro final normalizado de *NGC* 4755 306. A forte emissão no $H\alpha$, indica que esta estrela apresenta o fenômeno **Be**.

5.3 Determinação dos parâmetros físicos de estrelas B e Be

Neste trabalho, foram obtidos os parâmetros físicos das estrelas **B** e **Be**, como: v_{seni} , T_{ef} e $\log g$, através de um modelo de atmosferas *NLTE*, elaborado pelo Prof. Dr. Ronaldo Savarino Levenhagen, o qual realizou os cálculos [12, 77, 79]. Para determinação destes parâmetros, são utilizados os dados obtidos na região do azul (tabela 4.2). Após a redução dos dados utilizando o pacote *IRAF* (seção 5.2), os parâmetros físicos são determinados basicamente através de três passos, como segue abaixo.

v_{seni}

Para o cálculo da velocidade rotacional projetada, é utilizado o método da transformada de Fourier [65, 66]. Primeiramente é feita uma suposição inicial de v_{seni} através do primeiro zero da TF dos perfis de linha de HeI 4471 Å [65, 66]. Isto é

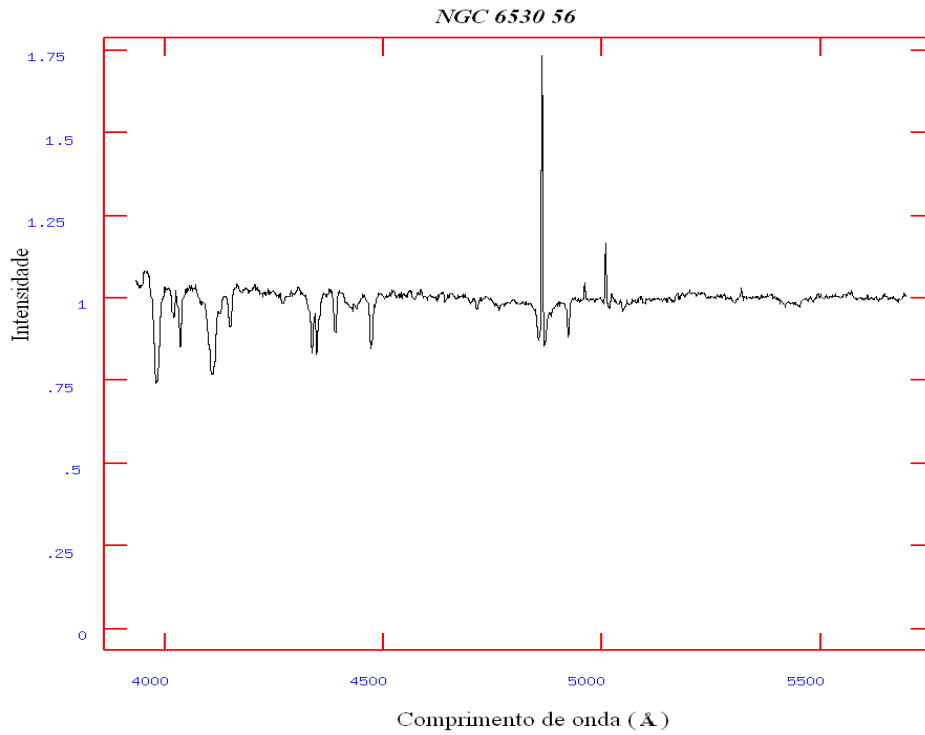


Figura 5.7: Espectro de *NGC 6530 56* em emissão no $H\beta$, indica que esta estrela apresenta o fenômeno **Be**.

baseado na relação entre v_{seni} e as frequências onde a TF atinge um mínimo (figura 5.8). A linha de HeI 4471 Å é a mais usada para esta análise porque, além de ser a mais intensa entre as linhas de HeI na faixa de comprimento de onda estudada no espectro óptico de estrelas **O** e **B**, é a menos afetada pelo forte alargamento da pressão.

Para a determinação da função de alargamento rotacional na forma da expressão (3.16), foi adotada uma lei quadrática de obscurecimento de limbo dada pela equação (3.14), onde são utilizadas correções de segunda ordem de forma a obter resultados mais precisos [72]. Então, a TF desta função de alargamento é dada pela equação (3.17). Os valores de v_{seni} são estimados da razão do primeiro zero da TF do perfil de alargamento (σ_1) e o primeiro zero da TF do perfil observado (α_1), pela equação (3.19).

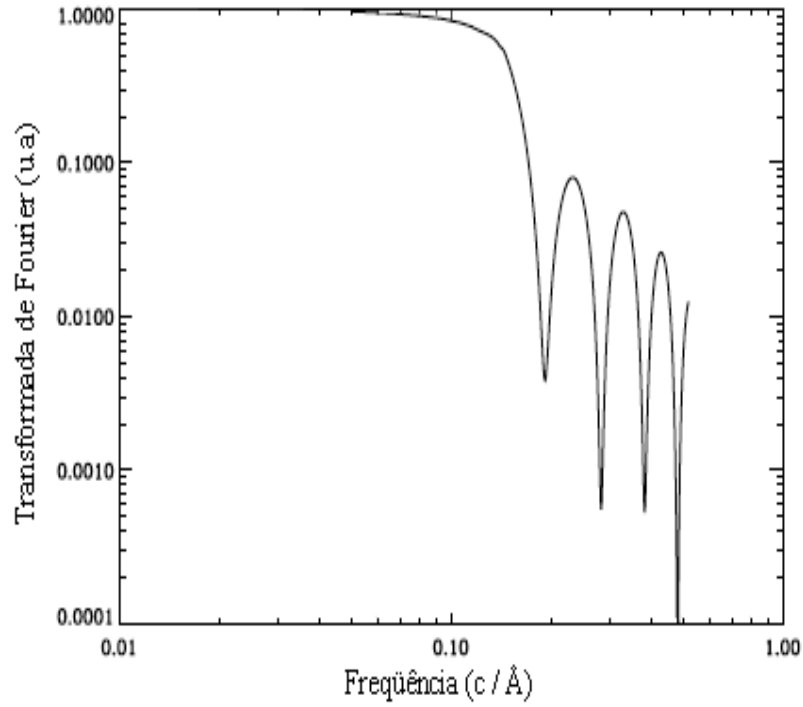


Figura 5.8: Exemplo da transformada de Fourier de HeI 4471 do perfil de linha de HD 10144. O primeiro zero corresponde ao primeiro mínimo relativo da transformada [77] (modificado).

Temperatura efetiva e gravidade

Depois da determinação de v_{seni} , é feita uma estimativa inicial da T_{ef} e g por ajuste de linhas de Balmer e razões de larguras equivalentes das linhas de HeII/HeI, SiIII/SiII, OIII/OII, NIII/NII. Para isto, foram utilizados modelos de atmosferas *LTE*⁷ [80]. Este processo origina uma série de curvas no plano (T_{ef} , $\log g$), conhecido como diagrama de Kiel (figura 5.9), essas curvas interceptam uma a outra, delimitando regiões de possíveis soluções, onde a melhor é representada pelo seu baricentro. O ajuste dos perfis das linhas de Balmer produz uma série de linhas quase paralelas entre si, enquanto que as de He e Si produzem curvas que as interceptam.

⁷Local Thermodynamic Equilibrium

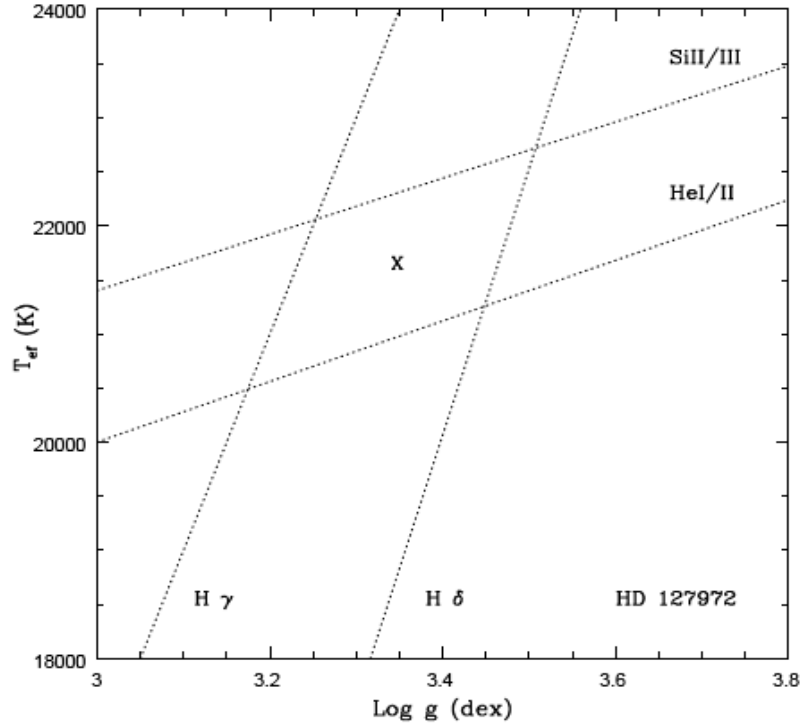


Figura 5.9: Exemplo do Diagrama de Kiel com as soluções de temperatura e gravidade da estrela *HD 127972* [12].

Ajustes com perfis teóricos

Estimados os valores iniciais dos parâmetros físicos, é realizado um ajuste mais detalhado nas linhas, com perfis teóricos sintetizados com o programa SYNSPEC FORTRAN na faixa espectral de 4000-5000 Å de uma grade de modelos de atmosferas *NLTE* gerados com o código TLUSTY [81, 82]. O procedimento de ajuste é fornecido com modelos calculados para um espaço de parâmetros em torno de um conjunto inicial (v_{seni} , T_{ef} , $\log g$), utilizando o algoritmo *downhill simplex* (AMOEB) [83]. Para estrelas **Be** com rotação lenta ($v_{\text{seni}} \leq 100$ Km/s), a emissão no perfil de linha $H\gamma$ está freqüentemente presente. Esta emissão causa algumas incertezas no procedimento de ajuste das linhas com modelos. Nestes casos, é utilizado o método encontrado em [62]. Neste, escolhendo dois pontos x_1 e x_2 no espectro, um terceiro ponto é dado por:

$$x_3 = \sqrt{(x_1 x_2)}, \quad (5.1)$$

5.3. DETERMINAÇÃO DOS PARÂMETROS FÍSICOS DE ESTRELAS B E BE

com $x_i = \lambda_i - \lambda_c$, onde λ_c representa o comprimento de onda do perfil observado. Por definição, os valores ordinários relacionados a x_1 , x_2 e x_3 são dados através de:

$$y_i = -[\ln \varphi^{obs}(\lambda_i)]^{-1}, \quad (5.2)$$

onde φ^{obs} é o perfil observado. O perfil final ajustado $\varphi(\lambda)$ é da forma:

$$\varphi(\lambda) = \exp(-[p(\lambda - \lambda_b)^q + b]^{-1}), \quad (5.3)$$

que é o perfil de linha empírico, as constantes p , q e b estão relacionadas por:

$$b = \frac{(y_1 y_2 - y_3^2)}{(y_1 + y_2 - 2y_3)},$$

$$\ln(y_i - b) = q \ln x_i + p.$$

No processo de Chauville, a componente em emissão é separada do perfil observado através da determinação do perfil fotosférico de fundo usando o perfil de linha empírico dado pela equação (5.3) (figura 5.10) [62].

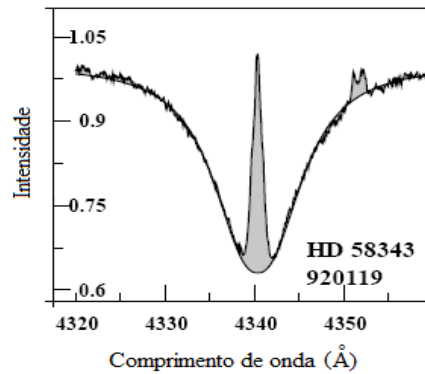


Figura 5.10: Perfil da linha $H\gamma$, onde a componente fotosférica foi ajustada usando o perfil de linha empírico da eq. (5.3) [62].

HD^1	NGC^2	Tipo espectral	V^2	$T_{ef}(K)$	$\log g$ (dex)	v _{seni}	índices de pertinência	referências pertinência
111904	<i>NGC</i> 4755 001	B9 Ia	5.76	11080±210	4.11±0.07	180±20	0.45	[85]
	<i>NGC</i> 4755 006	B2 III	9.01	32050±200	4.01±0.09	255±20	0.57	[85]
	<i>NGC</i> 4755 105	B1 III	8.66	32100±190	4.05±0.08	251±25	0.91	[86]
	<i>NGC</i> 4755 113	B1 V	10.14	21000±250	3.95±0.10	300±35	0.90	[86]
	<i>NGC</i> 4755 201	B0.5 V	9.38	31000±190	4.00±0.05	300±35	0.92	[86]
	<i>NGC</i> 4755 418	B2 V	9.68	31000±200	4.03±0.09	295±20	0.93	[86]
164536	<i>NGC</i> 6530 002	O7	7.11	40000±500	4.05±0.08	360±35	0.	[87]
164816	<i>NGC</i> 6530 009	B3 Ve	7.07	20000±500	3.53±0.10	95±15	0.98	[88]
	<i>NGC</i> 6530 032	B3 Ve	10.38	21100±250	4.25±0.09	300±30	0.98	[89]
	<i>NGC</i> 6530 045	B9 Ia	7.62	10000±280	3.95±0.10	200±25	0.99	[89]
	<i>NGC</i> 6530 056	B1.5 Vne	9.09	30000±220	4.03±0.07	250±30	0.98	[89]
315033	<i>NGC</i> 6530 059	B2 Vp	8.91	24110±230	4.08±0.08	280±30	0.98	[89]
315031	<i>NGC</i> 6530 073	B2 IVn	8.31	23190±250	4.02±0.09	300±35	0.97	[89]
164933	<i>NGC</i> 6530 085	B0.5 V	8.55	28100±240	4.05±0.07	280±30	0.99	[89]
315021	<i>NGC</i> 6530 093	B2 IVn	8.60	24000±200	3.85±0.10	350±33	0.98	[89]
165052	<i>NGC</i> 6530 118	O6.5 V	6.87	28200±200	2.70±0.05	125±22	0.97	[88]

¹: *SIMBAD Astronomical Database* [84], ²: *WEBDA database* [76].

Tabela 5.1: Tabela com os valores encontrados para os parâmetros físicos através do algoritmo AMOEBA.

Na literatura, estão determinados os parâmetros físicos de somente quatro estrelas da amostra desse trabalho: *NGC* 4755 001 / *HD* 111904 [90], *NGC* 4755 006 [90], *NGC* 6530 009 / *HD* 164816 [12] e *NGC* 6530 118 / *HD* 165052 [12]. Assim, aqui, os parâmetros físicos das doze estrelas restantes, são determinados pela primeira vez.

Como esperado, os valores para T_{ef} e v_{seni} são grandes para muitas estrelas **B** e **Be** estudadas, já que são objetos muito quentes e rápidos. Também as estrelas *early-type*(**O6.5-B2**) catalogadas, mostram uma T_{ef} maior do que as *late-type* (**B3-B9**). Os resultados mais significativos para temperatura e velocidade são de:

- *NGC* 6530 002 / *HD* 164536, com:

$$T_{\text{ef}} = 40000 \text{ K}, v_{\text{seni}} = 360 \text{ Km/s e } \log g = 4,05 \text{ dex e}$$

- *NGC* 4755 105, com:

$$T_{\text{ef}} = 32100 \text{ K}, v_{\text{seni}} = 251 \text{ Km/s e } \log g = 4,05 \text{ dex,}$$

ambas catalogadas como estrelas **B**.

5.4 Cálculo de v_{seni} por TF e $FWHM$

Nesse trabalho foi elaborado um programa no ambiente *IDL*⁸, com a finalidade de comparar os valores obtidos para v_{seni} a partir do método utilizado em [12]. O programa calcula a velocidade rotacional dos espectros por TF sendo, então, identificado o primeiro mínimo (σ_1) da transformada de Fourier (figura 5.11) e esse valor inserido na equação (3.18):

$$\frac{\lambda}{c} v_{\text{seni}} \sigma_1 = 0,660.$$

Ainda nesse programa é calculado o v_{seni} pelo método de $FWHM$ - Largura a meia altura, no qual é ajustada uma gaussiana na linha espectral escolhida a ter a sua largura a meia altura determinada. Para isso, é fornecido ao programa a seguinte equação:

$$v_{\text{seni}} = \frac{cFWHM}{2\lambda_c(\ln 2)^{1/2}}, \quad (5.4)$$

onde c é a velocidade da luz, $FWHM$ é a largura a meia altura da linha espectral escolhida e λ_c é o comprimento de onda central [91]. A figura 5.12 mostra ajustes

⁸*Interactive Data Language*

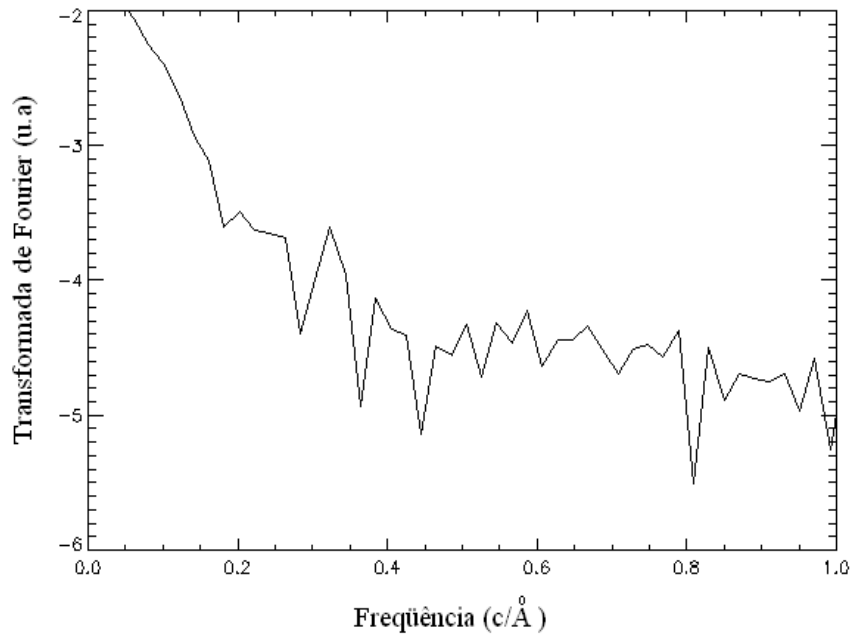


Figura 5.11: Transformada de Fourier da linha de HeI 4471 de *NGC* 6530 009, onde o primeiro zero (σ_1), corresponde ao 7º mínimo da transformada. O valor encontrado para vseni dessa estrela, pelo método da TF é de ~ 313 Km/s.

encontrados, utilizando gaussianas nos perfis de linhas de HeI 4471 e $H\gamma$ 4340 Å, afim de se determinar os valores de *FWHM*. Então, para análise dos valores encontrados de vseni para as estrelas da amostra no azul, os resultados obtidos por TF são designados como vseni [TF] e os calculados por *FWHM* são denominados como vseni [*FWHM*]. A tabela 5.2 mostra os valores encontrados para vseni através dos métodos utilizados no programa elaborado no *IDL* e ainda compara esses valores com os obtidos pelo algoritmo AMOEBA. Em ambos os métodos desenvolvidos no *IDL*, foram utilizadas linhas de HeI, MgII e $H\beta$, para o cálculo de vseni.

Os valores de vseni obtidos a partir dos métodos *FWHM* e TF, para *NGC* 4755 são representados na figura 5.13 e nota-se que para altas velocidades (> 250 Km/s) os valores de vseni[*FWHM*] são maiores que os vseni[TF]. Para *NGC* 6530 (figura 5.14) observa-se que para a velocidades menores que 300 Km/s, o método *FWHM* mostra valores menores de vseni que o da TF.

As figuras 5.15 e 5.16 comparam os dados desse programa, com os valores de vseni determinados na seção 5.3 que são representados como vseni [AMOEBA]. Nas

5.4. CÁLCULO DE VSENI POR TF E FWHM

<i>NGC</i>	vseni (Km/s) [<i>FWHM</i>]	vseni (Km/s) [TF]	vseni (Km/s) [AMOEBA]
<i>NGC</i> 4755 001	188 ± 9	204	180 ± 20
<i>NGC</i> 4755 006	238 ± 10	170	255 ± 20
<i>NGC</i> 4755 105	304 ± 10	263	251 ± 25
<i>NGC</i> 4755 113	323 ± 8	308	300 ± 35
<i>NGC</i> 4755 201	374 ± 9	320	300 ± 35
<i>NGC</i> 4755 306	309 ± 10	298	
<i>NGC</i> 4755 418	291 ± 12	264	295 ± 20
<i>NGC</i> 6530 002	407 ± 9	318	360 ± 35
<i>NGC</i> 6530 009	256 ± 9	199	95 ± 15
<i>NGC</i> 6530 032	359 ± 9	293	300 ± 30
<i>NGC</i> 6530 045	232 ± 7	169	200 ± 25
<i>NGC</i> 6530 056	247 ± 8	210	250 ± 30
<i>NGC</i> 6530 058	254 ± 8	352	
<i>NGC</i> 6530 059	412 ± 11	289	280 ± 30
<i>NGC</i> 6530 060	394 ± 11	354	
<i>NGC</i> 6530 061	143 ± 6	121	
<i>NGC</i> 6530 066	318 ± 11	267	
<i>NGC</i> 6530 070	398 ± 12	301	
<i>NGC</i> 6530 073	333 ± 10	238	333 ± 10
<i>NGC</i> 6530 074	369 ± 6	354	
<i>NGC</i> 6530 080	359 ± 7	380	
<i>NGC</i> 6530 083	415 ± 10	265	
<i>NGC</i> 6530 085	295 ± 11	322	280 ± 30
<i>NGC</i> 6530 086	521 ± 11	347	
<i>NGC</i> 6530 093	414 ± 8	214	350 ± 33
<i>NGC</i> 6530 099	295 ± 10	312	
<i>NGC</i> 6530 118	343 ± 7	297	125 ± 22

Tabela 5.2: Tabela com os valores encontrados para vseni. As colunas 2, 3 representam os vseni obtidos com o método *FWHM*, método da transformada de Fourier e a última coluna traz os dados calculados com o algoritmo AMOEBA.

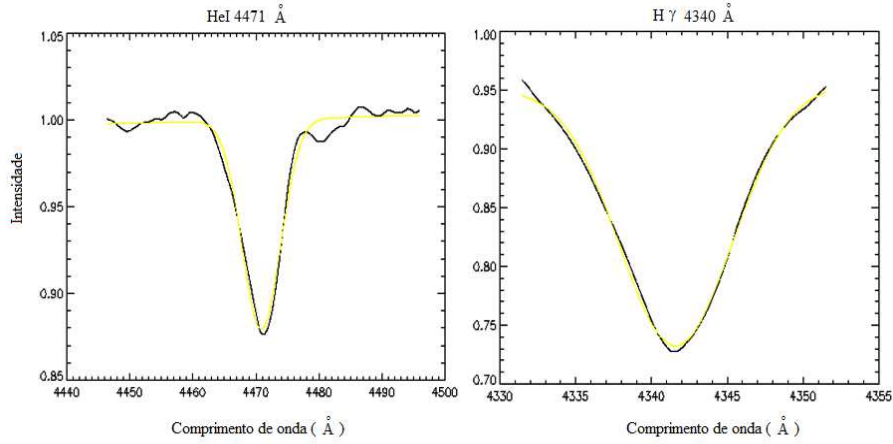


Figura 5.12: Ajustes utilizados no método *FWHM* para o cálculo de *v_{seni}*. As linhas amarelas representam os ajustes de gaussianas e as linhas sólidas são os perfis de HeI 4471 e H γ 4340 Å.

figuras de 5.15 nota-se uma correlação entre as velocidades obtidas pelos métodos apresentados, com exceção de duas estrelas em cada figura.

Na parte superior da figura 5.16, os valores encontrados para *v_{seni}*, a partir do método *FWHM* são maiores que os do AMOEBA, para velocidades em torno de 250 Km/s. E na figura inferior, há uma dispersão das velocidades obtidas a partir do AMOEBA e da TF. Mesmo com o pequeno número de pontos em cada figura apresentada para a comparação das velocidades de rotação, pode-se tirar conclusões a respeito dos métodos apresentados nesse trabalho. Como resultado geral, dos dois métodos utilizados no ambiente *IDL* para o cálculo de *v_{seni}* das estrelas, o que mostrou resultados mais consistentes com os do algoritmo AMOEBA, foi o método *FWHM*. O método onde é utilizado o algoritmo AMOEBA para determinação dos parâmetros físicos é o mais preciso, porque considera o obscurecimento de limbo e o alargamento rotacional. No método da TF, erros podem ter ocorrido na determinação do primeiro zero da transformada de Fourier.

Todas as estrelas de *NGC* 4755 da amostra no azul (tabela 4.2) possuem a velocidade rotacional determinada na literatura [76]. Das dez estrelas no azul de *NGC* 6530 (que não tiveram seus parâmetros físicos calculados pelo algoritmo AMOEBA), somente duas têm o *v_{seni}* determinado na literatura: *NGC* 6530 009, *NGC* 6530 118 [12, 76]. Desta forma, as oito estrelas restantes têm suas velocidades rotacionais

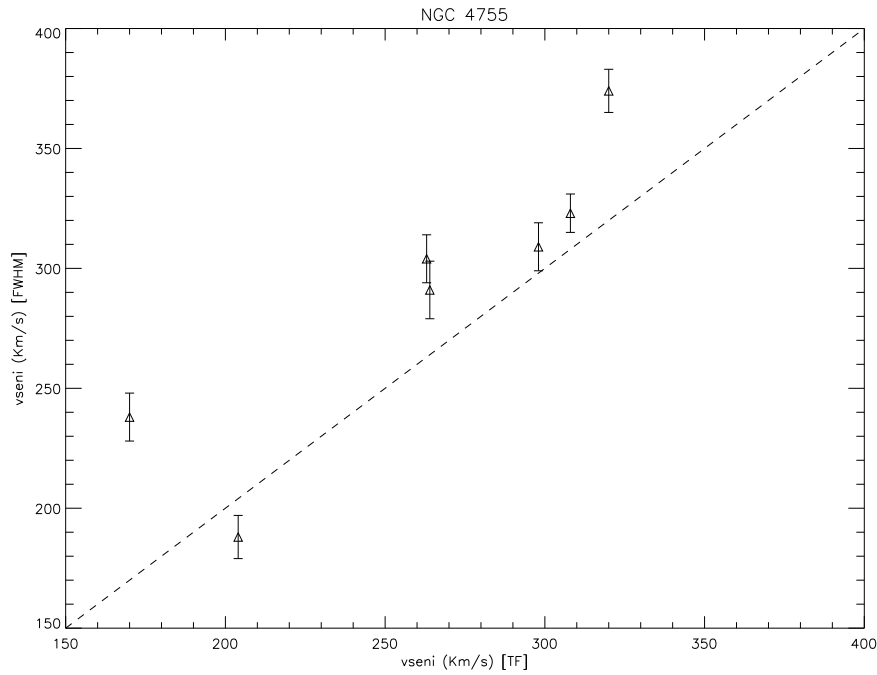


Figura 5.13: Velocidades rotacionais projetadas calculadas no programa *IDL*, através dos métodos TF e *FWHM* para as estrelas da amostra de *NGC* 4755.

projetadas calculadas pela primeira vez, nesse trabalho. Existe muita discrepância para os valores de v_{seni} na literatura, isso se deve aos diferentes métodos utilizados para determinação das velocidades de rotação das estrelas. Por este motivo, não cabe nesse trabalho, realizar uma comparação entre as velocidades apresentadas na literatura com as obtidas aqui.

Os valores de temperatura efetiva e gravidade determinados da análise das linhas espectrais, permitem não somente um modelo razoável das linhas observadas, mas também um posicionamento seguro das estrelas estudadas no diagrama HR. As figuras 5.17 e 5.18 mostram os diagramas HR das estrelas da amostra no azul (tabela 5.1) de *NGC* 4755 e *NGC* 6530. Esses diagramas foram obtidos através de dois métodos:

1 - Interpolação usando o modelo de Schaller

São construídas trajetórias evolutivas, assumindo a metalicidade como a solar ($Z = 0,02$) e os valores de $\log g$ são obtidos a partir da equação:

$$\log g = \log \frac{M}{M_{\odot}} - \log \frac{L}{L_{\odot}} + 4 \log T_{\text{ef}} - 10,6113, \quad (5.5)$$

que surge diretamente da lei de Stefan-Boltzmann.

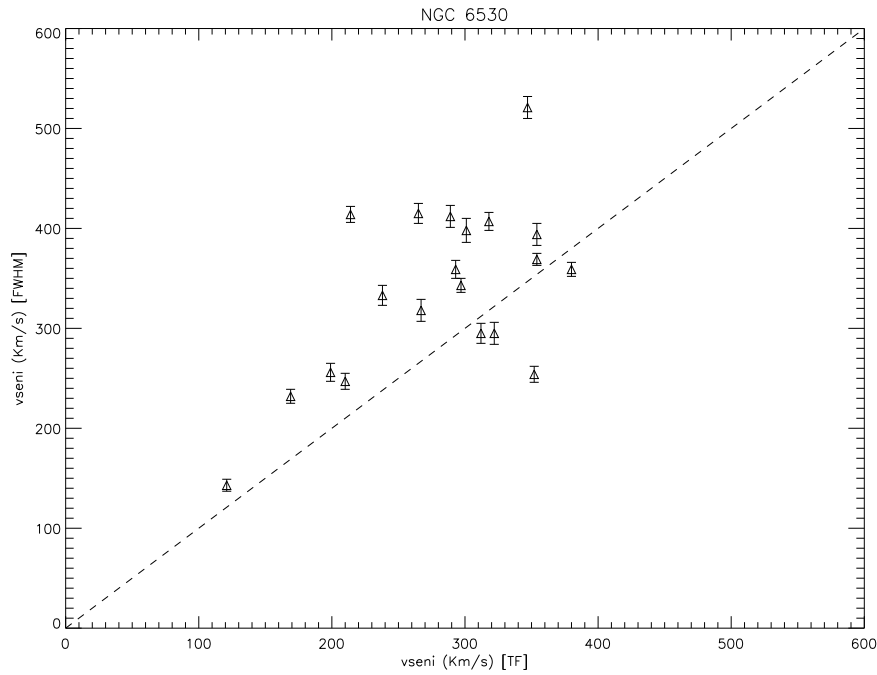


Figura 5.14: Velocidades rotacionais projetadas calculadas no programa *IDL*, através dos métodos TF e *FWHM* para as estrelas da amostra de *NGC* 6530.

Sendo, $\frac{M}{M_{\odot}}$ é a razão entre a massa de uma estrela e a massa solar, $\frac{L}{L_{\odot}}$ é a razão entre a luminosidade de uma estrela e a luminosidade solar, o modelo de Schaller fornece tabelas com valores para esses parâmetros [92].

2- Método das correções bolométricas (CB)

Primeiramente, os valores das magnitudes visuais (V) (tabela 5.1) das estrelas, são transformados para magnitudes absolutas (M_v), a partir de:

$$V - M_v = 5 \log \frac{d}{10pc} + \alpha, \quad (5.6)$$

sendo d , as distâncias das estrelas em *parsecs*⁹, que aqui foram assumidas como sendo as mesmas de seus aglomerados, desta forma, d (*NGC* 4755) = 1976 pc e d (*NGC* 6530) = 1330 pc [6, 76]. A extinção interestelar é representada por α , e foi considerada zero para determinação das magnitudes absolutas.

Depois, são calculadas as magnitudes bolométricas, através de:

$$M_{bol} = M_v + CB, \quad (5.7)$$

⁹unidade astronômica, representada por *pc*, onde, $1pc = 3,0857 \times 10^{16}m$.

onde, CB são as correções bolométricas encontradas na ref. [93].

Realizadas estas conversões, os valores de $\log L/L_\odot$ são calculados pela equação:

$$\log L/L_\odot = \frac{M_{bol}^\odot - M_{bol}}{2,5}, \quad (5.8)$$

onde $M_{bol}^\odot$ e M_{bol} são, respectivamente, a magnitude bolométrica solar e a de uma estrela arbitrária [67].

O método 2, apresenta algumas limitações, por exemplo:

- (i) Deve-se conhecer com precisão a distância das estrelas (muitas vezes mal determinadas),
- (ii) Deve-se conhecer com precisão a extinção interestelar (pois a extinção não é uniforme, varia ponto a ponto ao longo dos braços da galáxia e depende também da distância),
- (iii) Estrelas **Be** emitem excesso de luminosidade devido ao envelope circunstelar. Em outras palavras, as magnitudes (V) da literatura para essas estrelas possuem uma componente devida ao envelope.

Nas figuras 5.17 e 5.18, observa-se que as estrelas das amostras encontram-se distribuídas ao longo da SP. No primeiro diagrama, para *NGC* 4755, as estrelas possuem massas intermediárias ($2,8 M_\odot < M < 18 M_\odot$) e para o diagrama HR de *NGC* 6530, nota-se que as estrelas possuem massas na faixa de $2,5 M_\odot < M < 30 M_\odot$. A figura 5.19 mostra a correlação entre o método 1 de calcular o $\log g$ e a correção para o método 2 onde é feita a correção bolométrica das magnitudes V publicadas para os aglomerados. Esta figura, sugere que há uma relação entre os dois métodos. Estrelas com $\log L/L_\odot$ em torno de quatro apresentam diferenças pequenas, para valores maiores ou menores que quatro, a correção é linear. O fato dos pontos caírem perto de uma reta, indica que a relação não é aleatória. O ajuste linear encontrado para ambos aglomerados, foi:

$$\log \frac{L}{L_{\odot 2}} - \log \frac{L}{L_{\odot 1}} = (3,1 \pm 0,6) - (0,8 \pm 0,2) \log \frac{L}{L_{\odot 1}}, \quad (5.9)$$

que é representado pela linha cheia da figura 5.19. O erro do ajuste está dentro de 1σ dos ajustes individuais de cada aglomerado. A expressão mostrada acima pode ser geral para o cálculo de $\log \frac{L}{L_\odot}$ para as estrelas desses dois aglomerados.

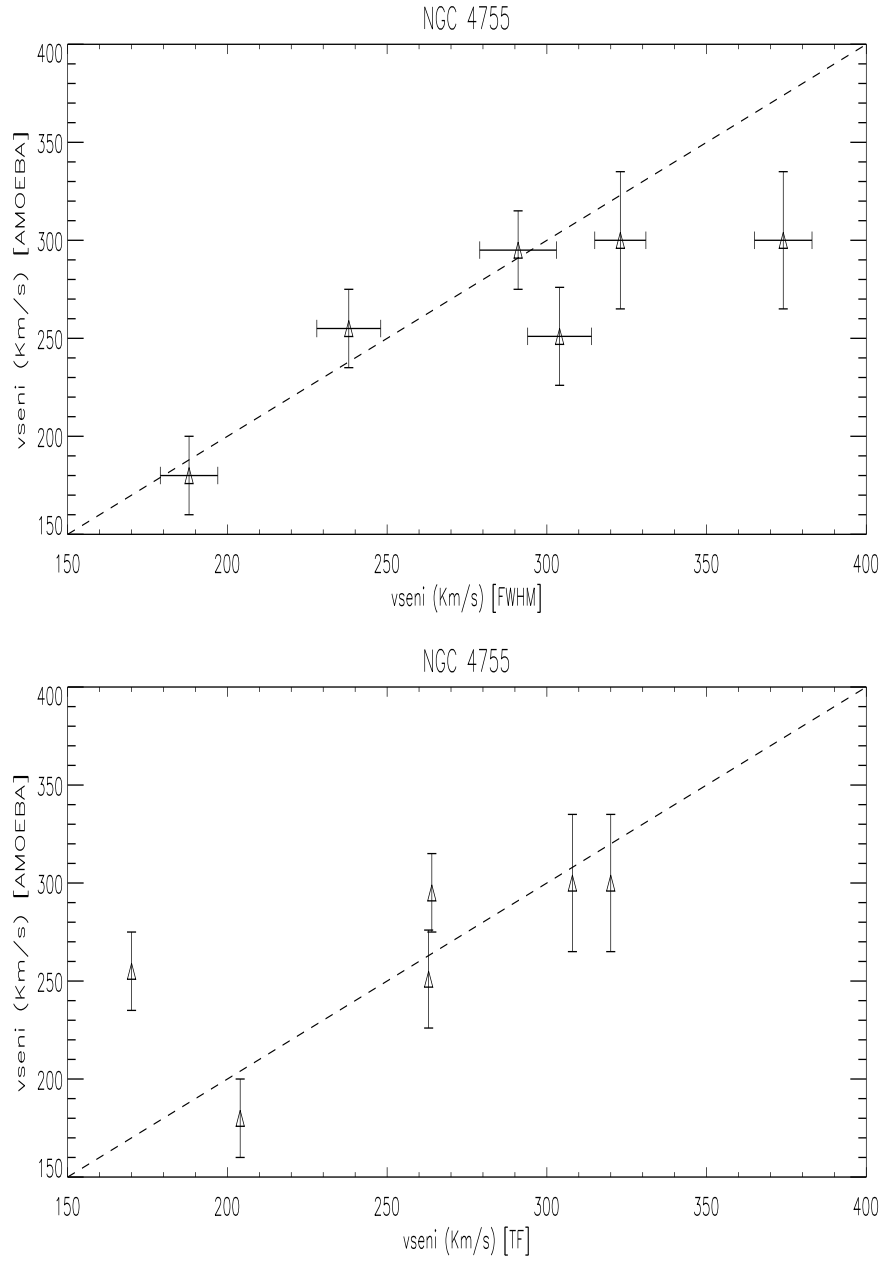


Figura 5.15: As figuras mostram a relação encontrada para v_{seni} pelo método da TF e $FWHM$ (IDL) contra os valores obtidos pelo algoritmo AMOEBA, para a amostra de estrelas de *NGC* 4755.

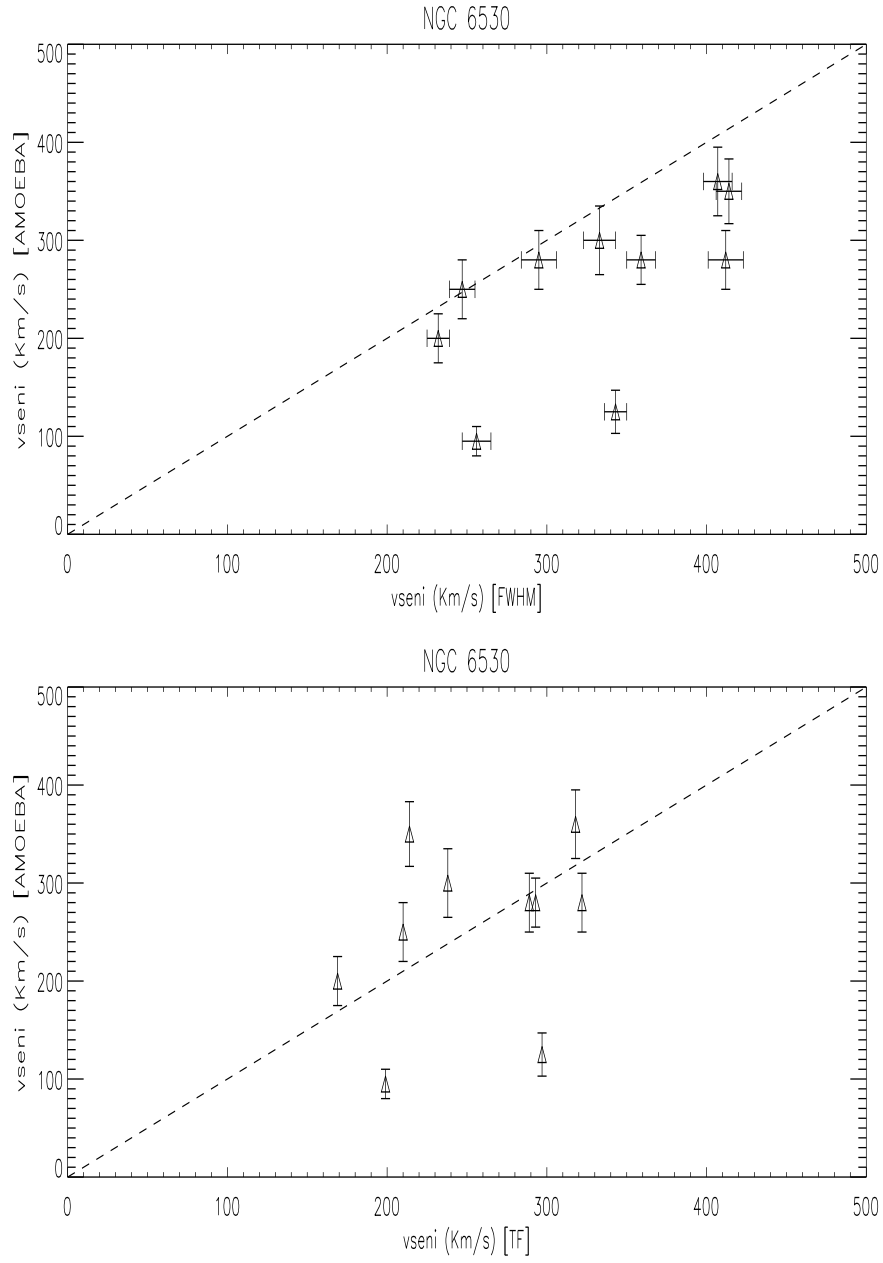


Figura 5.16: As figuras mostram a relação encontrada para v_{seni} pelo método da TF e $FWHM$ (IDL) contra os valores obtidos pelo AMOEBA, para estrelas selecionadas de *NGC* 6530.

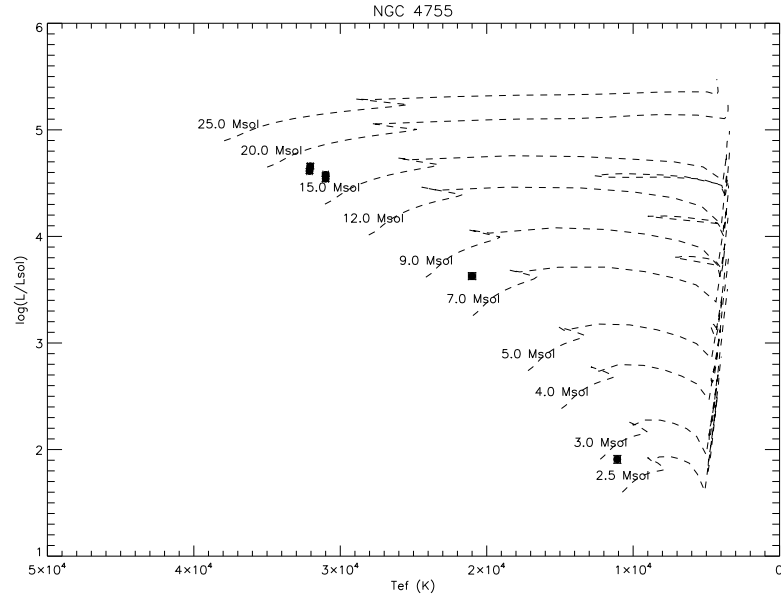


Figura 5.17: Localização das estrelas da amostra no azul, de *NGC* 4755, no diagrama HR (T_{ef} , $\log L/L_{\odot}$) com estágios evolutivos (linhas tracejadas), calculados a partir de [92].

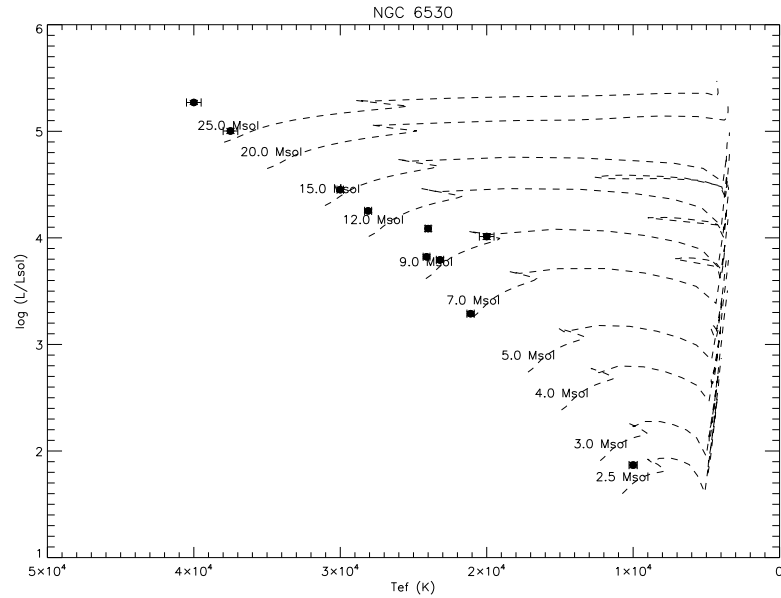


Figura 5.18: Localização das estrelas da amostra no azul, de *NGC* 6530, no diagrama HR (T_{ef} , $\log L/L_{\odot}$) com estágios evolutivos (linhas tracejadas), calculados a partir de [92].

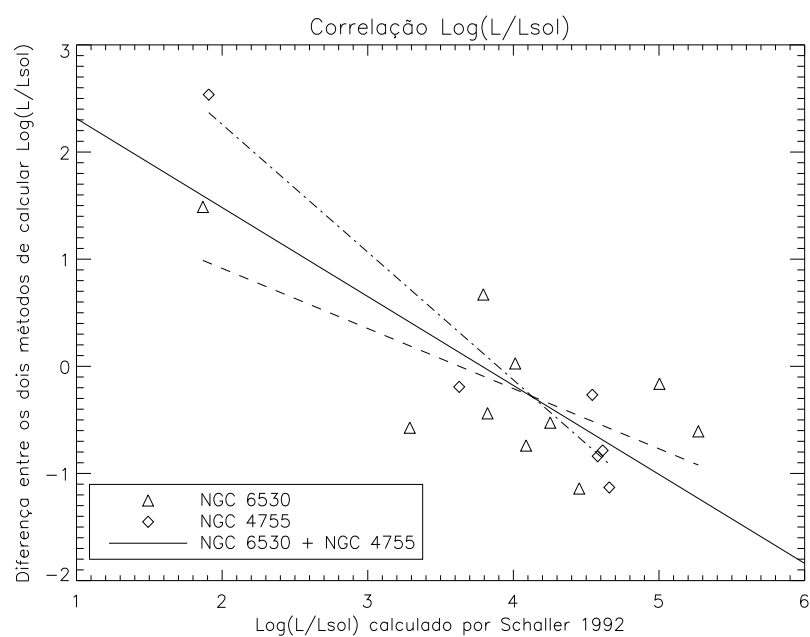


Figura 5.19: Correlação encontrada para os valores de $\log L/L_{\odot}$, a partir de dois métodos utilizados: o método de Schaller [92] e o método onde são realizadas correções bolométricas [93].

Capítulo 6

Conclusões finais e perspectivas

A rotação é um dos parâmetros estelares fundamentais. Existem muitos mecanismos capazes de alargar os perfis espectrais, são alguns deles: alargamento rotacional, alargamento por pressão, alargamento térmico e perfis instrumentais. Para estrelas **Be**, se torna muito importante o alargamento rotacional, pelo fato de girarem rapidamente. A análise de Fourier é aplicada para determinação de v_{seni} , onde somente com o primeiro zero da transformada é possível determinar esse parâmetro.

Nesse trabalho, foram estudadas trinta e duas estrelas do tipo espectral **B**, selecionadas dos aglomerados *NGC* 4755 e *NGC* 6530. Em uma primeira etapa, foi realizada uma análise das estrelas que apresentam o fenômeno **Be**. Depois, foram determinados os parâmetros físicos de estrelas **B** e **Be** utilizando as linhas de HeI 4471 e MgII 4481 Å. Foi realizada, ainda, uma comparação entre os valores de v_{seni} calculados com o algoritmo AMOEBA e os valores obtidos com os programas elaborados no *IDL*. Para altas velocidades (~ 300 Km/s), há superestimativas do método *FWHM*, para ambos os aglomerados, mas para velocidades inferiores a 300 Km/s há consistência entre os valores de v_{seni} obtidos com o método *FWHM* e AMOEBA. As estrelas que não apresentam emissão nesse trabalho, não necessariamente deixam de ser **Be**, pois, como são variáveis, podem vir a apresentar o fenômeno no futuro.

Para *NGC* 4755, restam ainda algumas estrelas do tipo espectral **B** para serem observadas. Contudo, a maioria das estrelas do tipo espectral **B** de *NGC* 6530 já foram observadas e reduzidas, mas encontram-se em processo de análise quanto aos parâmetros físicos que caracterizam suas fotosferas. Obviamente mais observações precisam ser realizadas, em ambos os aglomerados *NGC* 4755 e *NGC* 6530, para a

possível detecção de um maior número de estrelas **Be** e também para uma conclusão sobre os estágios evolutivos dessas estrelas.

Mesmo com o grande número de trabalhos publicados sobre estrelas **Be**, tanto teóricos como observacionais, permanecem ainda muitos problemas em aberto para serem solucionados, afim de fornecer um entendimento mais completo das diferentes peculiaridades destas estrelas. Até mesmo questões fundamentais ainda não são respondidas satisfatoriamente, tais como:

- qual o mecanismo físico responsável para a formação do envelope?
- o fenômeno **Be** é um estágio evolutivo especial na vida de qualquer estrela **B**, ou depende das condições de formação da estrela?

A detecção de pulsações não radiais em estrelas *early-type*, permite obter informações do interior dessas estrelas, porque a propagação das PNR depende da física da estrela no interior de sua cavidade. Mas somente observações a longo prazo, livres da turbulência atmosférica e interrupções diárias e com uma precisão nunca antes atingida, tornará possível detectar pulsações esperadas em estrelas **Be** *late-type*. O satélite CoRoT está atualmente realizando medidas com essas características.

Desta forma, mais estudos precisam ser realizados, tanto observacionais quanto teóricos, para desvendar os mistérios e variabilidade das estrelas **Be**.

Para um trabalho futuro, podem ser estudadas tanto a composição química das estrelas **B** e **Be**, como a estimativa de idades estelares, para isso será analisado um número maior de estrelas **B** dos dois aglomerados jovens estudados aqui .

Referências Bibliográficas

- [1] Collins G. W., em *IAU Colloquium*, **92**, *Physics of Be Stars*, ed. A. Slettebak e T. P. Snow (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 3 (1987).
- [2] Zorec J., e Briot D., *A&A*, **318**, 443 (1997).
- [3] Porter J. M., *MNRAS*, **280**, L31 (1996).
- [4] Struve O., *ApJ*, **73**, 94 (1931).
- [5] Briot D., *ESASP*, **538**, 289 (2004).
- [6] Ostlie D. A., Carroll B. W., em: *An introduction to Modern Stellar Astrophysics*, ed. *Addison-Wesley*, 1nd. ed. (1996).
- [7] Secchi A., *Astron. Nachr.*, **68**, 63 (1867).
- [8] Levenhagen R. S., Dissertação de mestrado, Estudo das Variabilidades Espectroscópicas da Estrela η Centauri, Universidade de São Paulo, (2000).
- [9] Jaschek M., Slettebak A., e Jaschek C., *Be Star Newsl.*, **4**, 9 (1981).
- [10] Jaschek C., e Jaschek M., *A&A*, **117**, 357 (1983).
- [11] Maeder A., Grebel E. K., e Mermilliod J., *A&A*, **346**, 459 (1999).
- [12] Levenhagen R. S., Tese de doutoramento, Estrelas Be: Fotosferas, Envelopes e Evolução na Sequência Principal, Universidade de São Paulo, (2004).
- [13] Schild R. E., e Romanishin W., *ApJ*, **204**, 493 (1976).
- [14] Fabregat J., e Torrejón J. M., *A&A*, **357**, 451 (2000).
- [15] Banerjee D.P.K., Rawat S.D., e Janardhan P., *A&AS* **147**, 229 (2000).

- [16] Slettebak A., *Space Sci. Rev.*, **23**, 541 (1979).
- [17] Huang S. -S., *ApJ*, **171**, 549 (1972).
- [18] Albert E., e Huang S. -S., *ApJ*, **189**, 479 (1974).
- [19] Huang S. -S., *ApJ*, **183**, 541 (1973).
- [20] Kriz S., e Harmanec P., *BAICz*, **26**, 65 (1975).
- [21] Huang S. -S., *S&T*, **49**, 359 (1975).
- [22] Plavec M., em A. Slettebak (ed.), *Be and Shell Stars*, IAU Symposium, **70**, 1 (1976).
- [23] Coe M. J., em IAU Colloq. 175, *The Be phenomenon in Early-Type Stars*, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat (ASP Conf. Ser. 214; San Francisco: ASP), 656 (2000).
- [24] Porter J. M., e Rivinius Th., *Review*, *PASP*, **115**, 1153 (2003).
- [25] Bjorkman J. E., e Cassinelli J. P., 1993, *ApJ*, 409, 429 (1993).
- [26] Porter J. M., *A&A*, **324**, 597 (1997).
- [27] Owocki S. P., e ud Doula A., em ASP Conf. Ser. 305, *Magnetic Fields in O, B, and A Stars: Origin and Connection to Pulsation, Rotation, and Mass Loss*, ed. L. A. Balona H. F. Henrichs, & R. Medupe (San Francisco: ASP) (2003).
- [28] Percy J. R., em *Workshop on Pulsating B stars*, Nice, p. 227 (1981).
- [29] Vogt S. S., Penrod G. D., *ApJ*, **275**, 661 (1983).
- [30] Baade D., em *The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU Colloquium*, **175**, ASP Conf. Ser. 214, p. 178 (2000).
- [31] Aerts C., em *The Be Phenomenon in Early-Type Stars IAU Colloquium*, **175**, ASP Conf. Ser. 214, p. 192 (2000).
- [32] Ando H., *A&A*, **163**, 97 (1986).
- [33] Ando H., em *Rapid Variability of OB Stars: Nature and Diagnostic Value, ESO Conference and workshop Proceedings*, p. 303 (1991).

- [34] Osaki Y., PASP, **98**, 30 (1986).
- [35] Levenhagen R. S., Leister N. V., Zorec J., Janot-Pacheco E., Hubert A. M., e Floquet M., A&A **400**, 599 (2003).
- [36] Vinicius M-. M. F., Zorec J., Leister N. V., Levenhagen R. S., A&A (Berlin), França, **446**, 643 (2006).
- [37] Rivinius Th., Baade D., Stefl S., et al., A&A, **336**, 177 (1998a).
- [38] Rivinius Th., Stefl S., Baade D., et al., A&A, *Be Star Newsletter*, **33**, 15 (1998b).
- [39] Briot D., Zorec J., em *Workshop on Pulsating B stars, Nice*, p. 109 (1981).
- [40] Slettebak A., em *Be and Be Shell Stars, IAU Symp.* **70**, 123 (1976).
- [41] McLean I. S., e Brown J. C., A&A, **69**, 291 (1978).
- [42] Dougherty S. M., e Taylor A. R., Nature, **359**, 808 (1992).
- [43] Waters L. B. F. M., A&A, **162**, 121 (1986).
- [44] Okazaki A. T., PASJ, **53**, 119 (2001).
- [45] Marlborough J. M., ApJ, **156**, 135 (1969).
- [46] Poeckert R., e Marlborough J. M., ApJS, **38**, 229 (1978).
- [47] Dougherty S. M., Taylor A. R., e Waters L. B. F. M., A&A **248**, 175 (1991).
- [48] Milne E. A., MNRAS, **83**, 118 (1923).
- [49] Von Zeipel H., MNRAS, **84**, 665 (1924).
- [50] Mermilliod J. C., A&A, **109**, 48 (1982).
- [51] Grebel E. K., A&A, **317**, 448 (1997).
- [52] Keller S. C., Wood P. R., e Bessell M. S., A&AS, **134**, 489 (1999).
- [53] Zorec J., Frémat Y., Cidale L., A&A, **441**, 235 (2005).

- [54] Hanuschik R. E., Hummel W., Sutorius E., Dietle O., e Thimm G., A&AS, **116**, 309 (1996).
- [55] Slettebak A., ApJS, **50**, 55 (1982).
- [56] Harmanec P., HvaOB, **7**, 55 (1983).
- [57] Baade D., e Rivinius Th., Štefl S., e Kraufer A., A&A, **383**, L31 (2002).
- [58] Mennickent R. E., e Vogt N., A&A, **241**, 159 (1991).
- [59] McLaughlin D. B., 1961, JRASC, **55**, 73 (1961).
- [60] Slettebak A., ApJ, **110**, 498 (1949).
- [61] Slettebak A., Collins G. W., e Truax R., ApJS, **81**, 335 (1992).
- [62] Chauville J., Zorec J., Ballereau D., Morrell N., Cidale L., e Garcia A., A&A, **378**, 861 (2001).
- [63] Gray D.F., *The observation and analysis of stellar photospheres*, ed. Cambridge University Press, 2nd. ed., p.368 (1992).
- [64] Slettebak A., ApJ, **145**, 126 (1966).
- [65] Carroll J. A., MNRAS, **93**, 478 (1933a).
- [66] Carroll J. A., MNRAS, **93**, 680 (1933b).
- [67] Maciel W. J., Introdução à Estrutura e Evolução Estelar, Editora da Universidade de São Paulo, p. 92 (1999).
- [68] Underhill A. B., Bull. Astron. Inst. Netherlands, **19**, 526 (1968).
- [69] Stoeckley T. R., e Mihalas D., Boulder Nat. Cent. Atmospheric Res. Publ, NCAR-TN/STR-84 (1973).
- [70] Stoeckley T. R., e Morris C. S., ApJ, **188**, 579 (1974).
- [71] Collins II G. W., ApJ, **191**, 157 (1974).
- [72] Wade R. A., e Rucinski S. M., A&A, **60**, 471 (1985).

- [73] Royer F., MSAIS, **8**, 124 (2005).
- [74] Lafebre S. J., Dissertação de mestrado, *Stellar Differential Rotation*, *Radboud University Nijmegen* (Países Baixos), (2003).
- [75] <http://www.lna.br.html>, acessado em (11/10/2007).
- [76] www.univie.ac.at/webda/, acessado em (16/07/2004) e (13/11/2007).
- [77] Levenhagen R. S., e Leister N. V., AJ, **127**, 1176 (2004).
- [78] home.xtra.co.nz/hosts/Wingmakers/Ngc4755.dat, acessado em (11/10/2007).
- [79] Levenhagen R. S., Leister N. V., MNRAS, **371**, 252 (2006).
- [80] Kurucz R. L., CD-Rom 13, ATLAS 9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s Grid. SAO, Cambridge (1992).
- [81] Hubeny I., e Hummer D. G., e Lanz, T., A&A, **282**, 151 (1994).
- [82] Hubeny I., Comput. Phys. Comm., **52**, 103 (1988).
- [83] Nelder J. A., Mead R., Comput. J., **7**, 308 (1965).
- [84] <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/> (acessado em: 08/04/2008).
- [85] Baumgardt H., et al., A&AS, **146**, 251 (2000).
- [86] King D. S., Sidney Obs. Papers, n. 89 (1981).
- [87] van Altena W. F., Jones B. F., A&A, **20**, 425 (1972).
- [88] Karchenko N. V. et al., 2005, A&A, **438**, 1163 (2005).
- [89] Chen L., et al., AJ, **134**, 1368 (2007).
- [90] Dufton P. L., Smartt, S. J., Lee, J. K., Ryans R. S. I., Hunter I., Evans C. J., Herrero A., Trundle C., Lennon D. J., Irwin M. J e Kaufer A., A&A, **457**, 265 (2006).
- [91] Buscombe W., MNRAS, **148**, 79 (1970).
- [92] Schaller G., Schaerer D., Meynet G., e Maeder A., A&AS, **96**, 269 (1992).

- [93] Kaler J., *Stars and their spectra*, ed. Cambridge University Press, 2nd. ed., p.263 (1997).