

**Estudo de Eventos de Acréscimo de Matéria em
Estrelas Pré-Sequência Principal Ae/Be de Herbig**

Marcelo Medeiros Guimarães

Maio de 2004

MARCELO MEDEIROS GUIMARÃES

**Estudo de Eventos de Acresção de Matéria em
Estrelas Pré-Seqüência Principal Ae/Be de Herbig**

Dissertação apresentada à UNIVERSIDADE FEDERAL DE MINAS
GERAIS como requisito parcial para obtenção do grau de MESTRE
EM ASTROFÍSICA

Orientador: Prof. Wagner José Corradi Barbosa

Co-orientador: Prof. Sérgio Luiz Araújo Vieira

Departamento de Física - ICEx - UFMG

Maio de 2004

Agradecimentos

A meus pais e minhas irmãs, por me apoiarem em todas as minhas decisões e pelo amor incondicional.

Aos meus “chefes”, Waguinho, Sérgio e Sílvia, por terem me ensinado a fazer ciência, pela paciência e principalmente pela amizade.

A minha namorada Letícia, por fazer a minha vida tão boa de se viver, pelo apoio nas horas difíceis.

A minha irmã Fernanda, que conviveu comigo todos os dias durante esses dois anos de mestrado. Fê, tem coisas que só você é capaz de entender.

A todos do grupo de Astrofísica, pela amizade, pelo companheirismo, pelo café, pela diversão, por todas as viagens boas que fizemos para congressos.

A todos os amigos da Física, pela cerveja, pelas festas, por tornarem esse departamento um ótimo lugar para se trabalhar.

Ao Ed pelas caronas para a faculdade, pela amizade, pelos conselhos.

Ao Dr. Herman Hensberge, do Observatório Real da Bélgica, pela ajuda na redução dos dados.

Ao Luiz T., pelas trilhas evolutivas usadas nesse trabalho.

A todo o pessoal da parte administrativa do Departamento de Física, sem vocês esse departamento não funciona.

A CAPES, ao CNPq (Processo Nº 471537/2001-02), ao Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA) e ao European Southern Observatory (ESO) pelo apoio financeiro.

Conteúdo

RESUMO	vi
ABSTRACT	vii
1 Introdução	1
1.1 Formação Estelar	1
1.2 Estrelas HAeBe	4
1.3 Acresção de Matéria em Estrelas HAeBe	8
1.4 Objetivos	9
2 Observação e Redução	11
2.1 Observações	11
2.2 Redução Automática	13
2.3 Redução Manual	15
3 Análise dos Espectros	19
3.1 Espectroscopia	19
3.2 Construção de Espectros Sintéticos	20
3.3 Linhas Fotosféricas em Estrelas HAeBe	21
3.4 Componentes de Absorção Circunstelar	27
3.4.1 UX Orionis	28
4 Estrelas HAeBe com Evidências de Acresção de Matéria	31

4.1	PDS069N (Hen 3-949)	31
4.2	PDS076 (HD142666)	38
4.3	PDS080 (HD145718)	43
5	Conclusões	49
	REFERÊNCIAS	52
A	Apêndice	55

Lista de Figuras

1.1	Exemplo de um diagrama H-R	3
1.2	Tipos de perfis da linha $H\alpha$	7
1.3	Modelo de magneto-acresção	8
2.1	Montagem do espectrógrafo FEROS	12
2.2	Caminho ótico do espectrógrafo FEROS	12
2.3	Defeitos produzidos pelo “pipeline” do FEROS	15
2.4	Espectro de correção da intensidade da imagem de campo-plano	16
2.5	Exemplo de perfis de linha de absorção e emissão	17
3.1	Exemplos de linhas fotosféricas selecionadas e descartadas	22
3.2	Exemplo de linhas sensíveis a T_{ef} e $\log g$	23
3.3	Exemplo de ajuste das asas das linhas de Balmer	26
3.4	Diagrama H-R	27
3.5	Gráficos da análise de NGT	30
4.1	Perfil das linhas $H\gamma$ e $H\delta$ da PDS069N	33
4.2	Perfil do dubleto de Na I D da PDS069N	34
4.3	Perfil da linha de He I 5876 Å da PDS069N	35
4.4	Perfil da linha de Si II 6347 Å da PDS069N	35
4.5	Perfil do tripleto O I 7774 Å e da linha proibida [O I] 6300 Å da PDS069N	36
4.6	Perfis das linhas $H\alpha$ e $H\beta$ da PDS069N	37

4.7	Exemplo de linhas ajustadas para a PDS076	38
4.8	Perfis das linhas $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$ da PDS076	39
4.9	Velocidades e valores de τ para as componentes de absorção da estrela PDS076 .	40
4.10	Perfil da linha de He I 5876 Å da PDS076	41
4.11	Perfil do tripleto de O I 7774 Å da PDS076	42
4.12	Perfil da linha $H\alpha$ da PDS076	42
4.13	Exemplo de linhas ajustadas para a PDS080	43
4.14	Perfis das linhas $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$ da PDS080	44
4.15	Perfil da linha Na I D1 da PDS080	45
4.16	Velocidade projetada devido à magneto-acresção	46
4.17	Valores para a velocidade das componentes de absorção e τ da PDS080	46
4.18	Perfil da linha de He I 5876 Å da PDS080	47
4.19	Perfil do tripleto de O I 7774 Å da PDS080	48
4.20	Perfil da linha $H\alpha$ da PDS080	48

Lista de Tabelas

2.1	Informações sobre as candidatas a estrelas HAeBe e estrelas padrão	13
2.2	Espectros sem redução manual	17
3.1	Tabela de linhas fotosféricas	23
3.2	Parâmetros físicos das candidatas a estrela HAeBe	25
3.3	Tipo de perfil das candidatas	28
3.4	Valores que τ pode assumir	29
4.1	Parâmetros físicos da PDS069N	32
4.2	Valores de τ para a PDS069N	33
4.3	Parâmetros físicos da PDS076	38
4.4	Valores de τ para a PDS076	40
4.5	Parâmetros físicos da PDS080	43
4.6	Valores de τ para a PDS080	45

Resumo

Objetos Ae/Be de Herbig são estrelas pré-sequência principal de massa intermediária (2 a $10 M_{\odot}$) que apresentam grande variabilidade espectroscópica e fotométrica. Grande parte dessa variabilidade é causada pelo meio circunstelar, que pode ser constituído de um disco e/ou um envelope de gás e poeira remanescente da sua formação.

Nesse trabalho, foram analisados os espectros de um conjunto de estrelas Ae/Be de Herbig, para as quais foram construídos espectros sintéticos e, posteriormente, extraídas as componentes circunstelares em busca de evidências de acreção e/ou ejeção de matéria. Para os casos onde foi detectada acreção de matéria, foi feita uma análise da cinemática do evento e uma verificação da possibilidade do fenômeno ser originado pela acreção de material remanescente da nuvem que originou a estrela (rico em Hidrogênio) ou de material enriquecido de metais (semelhante aos cometas do nosso Sistema Solar).

Foram encontradas componentes de absorção desviadas para o vermelho em três estrelas: PDS069N (Hen 3-949), PDS076 (HD142666) e PDS080 (HD145718).

Para a estrela PDS069N determinamos os seguintes parâmetros físicos: $T_{\text{ef}} = 17000 \pm 2000$ K, $\log g = 4.0 \pm 0.2$, $v \sin i = 90 \pm 10$ km s $^{-1}$ e $v_{\text{rad}} = -7 \pm 2$ km s $^{-1}$. Encontramos componentes de absorção desviadas para o vermelho nas linhas da série de Balmer, dubleto de Na I D, He I, Si II e O I. Observamos também que há uma correlação entre os valores da velocidade das componentes de absorção dessas linhas. A composição química do material, que caiu na estrela, parece ser mais rica que a solar.

Os parâmetros físicos que determinamos para a PDS076 foram: $T_{\text{ef}} = 7300 \pm 200$ K, $\log g = 4.0 \pm 0.2$, $v \sin i = 66 \pm 3$ km s $^{-1}$ e $v_{\text{rad}} = -6 \pm 2$ km s $^{-1}$. Através dos valores da profundidade de absorção circunstelar (τ) para as linhas da série de Balmer, excluimos a possibilidade do evento de acreção ter sido originado por material produzido pela evaporação de corpos cometários. A análise cinemática das componentes de absorção desviadas para o vermelho leva a crer que o material está em queda livre em direção à estrela, pois, a velocidade das componentes aumenta ao longo das observações.

Determinamos os seguintes parâmetros físicos para a PDS080: $T_{\text{ef}} = 7300 \pm 200$ K, $\log g = 3.8 \pm 0.4$, $v \sin i = 115 \pm 4$ km s $^{-1}$ e $v_{\text{rad}} = -7 \pm 2$ km s $^{-1}$. Os valores altos de τ para as linhas da série de Balmer indicam que o material que caiu sobre a estrela não deve ter sido gerado através da evaporação de corpos cometários. A velocidade das componentes de absorção diminui ao longo das noites de observação, o que pode ser explicado por um modelo de magneto-acreção, semelhante ao que ocorre em estrelas T Tauri.

Abstract

Herbig Ae/Be objects are pre-main sequence stars with intermediate mass (2 to 10 $M_{\odot}$) that show high spectroscopic and photometric variability. Most of this variability is due to the circumstellar environment, in the form of a disc and/or an envelope.

In this work we looked for evidences of ejection and/or accretion of matter in a sample of Herbig Ae/Be stars that were observed using high resolution spectroscopy. To do this search a synthetic photospheric spectrum was subtracted from the observed one in order to obtain the circumstellar component. Where such patterns were found we did a kinematic analysis and tried to distinguish if these phenomena might be originated by the accretion of a remnant gaseous structure from the primordial cloud (rich in Hydrogen) or a metal rich body (like comets in our Solar System).

Evidences of accretion were found for three stars: PDS069N (Hen 3-949), PDS076 (HD142666) and PDS080 (HD145718).

To PDS069N we have determined the following physical parameters: $T_{\text{ef}} = 17000 \pm 2000$ K, $\log g = 4.0 \pm 0.2$, $v \sin i = 90 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$ and $v_{\text{rad}} = -7 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$. We have also found redshifted absorption components in the Balmer lines, Na I D, He I, Si II and O I, and that they are correlated to each other. The chemical composition of the infalling matter seems to be richer than the solar one.

The physical parameters determined to PDS076 were: $T_{\text{ef}} = 7300 \pm 200$ K, $\log g = 4.0 \pm 0.2$, $v \sin i = 66 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$ and $v_{\text{rad}} = -6 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$. The possibility that the infalling material have been produced by the evaporation of a cometary body can be excluded based on the presence and value of the circumstellar absorption depth (τ) in the Balmer lines. A kinematic analysis of the redshifted absorption components led us to believe that the material is in free fall towards the star.

To PDS080 the physical parameters are: $T_{\text{ef}} = 7300 \pm 200$ K, $\log g = 3.8 \pm 0.4$, $v \sin i = 115 \pm 4 \text{ km/s}$ and $v_{\text{rad}} = -7 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$. The high values of τ in the Balmer lines led us to think that the infalling material was not produced by the evaporation of cometary bodies. The kinematic behaviour of the redshifted absorption components suggest that the material is falling onto the star through the star's magnetic field lines (magnetospheric accretion), similar to what happens in T Tauri stars.

Capítulo 1

Introdução

1.1 Formação Estelar

Estrelas são formadas a partir da condensação de matéria interestelar difusa nas galáxias. Com o aumento das observações em uma ampla faixa de comprimentos de onda, especialmente rádio e infravermelho, grandes avanços foram obtidos no entendimento do processo de formação estelar.

A formação estelar ocorre quando a gravidade põe fim ao equilíbrio estabelecido por diferentes mecanismos em um intervalo grande de escalas de tamanho. Na escala Galáctica, a tendência de condensação do material interestelar sob a forma de nuvens moleculares é contrabalançada pela ação de forças gravitacionais de maré. Nos locais onde o gás torna-se denso o suficiente para que a auto-gravidade da nuvem vença essas forças de maré, como por exemplo nos braços espirais, ocorre a formação de nuvens moleculares. Estas têm tamanhos típicos da ordem de 10^3 parsecs¹ (pc) e massas da ordem de 10^7 massas solares² ($M_{\odot}$).

Na escala das nuvens moleculares gigantes (NMGs), a turbulência e os campos magnéticos podem ser os mecanismos mais eficientes para contrabalançar a gravidade. Para que haja formação de nuvens pré-estelares, que darão origem às estrelas, as NMGs devem dissipar a turbulência e o campo magnético. As NMGs têm tamanhos de até 100 pc, massas da ordem de $10^6 M_{\odot}$ e densidades da ordem de 20 moléculas de H_2 por cm^3 ($20 H_2 cm^{-3}$). Touro, por exemplo, tem 20 pc de extensão e $10^4 M_{\odot}$, enquanto Orion tem 100 pc de extensão e $10^5 M_{\odot}$ (Hartmann, 1998).

¹Um parsec é definido como a distância do Sol que resultaria em uma paralaxe de 1 segundo de arco vista a partir da Terra. A palavra parsec é uma abreviação para a expressão em inglês “parallax second” (paralaxe de 1 segundo de arco) e equivale a 3.26 anos-luz.

²Uma massa solar ($M_{\odot}$) equivale a 1.99×10^{30} Kg.

Na escala das nuvens pré-estelares, a pressão térmica no seu centro é o mecanismo responsável por contrabalançar a gravidade. Ela determina a quantidade mínima de massa necessária para que o núcleo da nuvem pré-estrelar colapse sob a ação da gravidade. Não existe uma demarcação nítida entre concentrações de gás molecular de diferentes tamanhos, assim como não existe uma terminologia de aceite geral para elas. Nesse trabalho, usaremos a definição dada por Larson (2003) para os termos “condensação” e “caroço” que se referem a estruturas de tamanhos decrescentes. O termo “condensação” será usado para nomear qualquer região de alta densidade dentro de uma grande nuvem. Já o termo “caroço” será usado para distinguir condensações particularmente densas e auto-gravitantes capazes de colapsar e dar origem a uma estrela ou grupo de estrelas. Algumas condensações têm tamanhos da ordem de vários parsecs, milhares de $M_{\odot}$ e densidades da ordem de $10^3 \text{ H}_2 \text{ cm}^{-3}$ e podem formar aglomerados inteiros de estrelas, enquanto alguns caroços, com tamanhos da ordem de 0.1 pc, massas da ordem de 1 $M_{\odot}$ e densidades de $10^5 \text{ H}_2 \text{ cm}^{-3}$ ou mais, podem dar origem a estrelas individuais ou sistemas múltiplos.

Vários resultados indicam que uma estrela começa sua vida como um caroço cuja massa é menor que $10^{-2} M_{\odot}$, que passa então a ser denominado proto-estrela (Larson, 2003). Essa proto-estrela continua a aumentar sua massa à medida que mais matéria cai em sua superfície, através de frentes de acreção. No final deste processo, a proto-estrela evolui para uma estrela pré-sequência principal cuja quase totalidade da massa foi adquirida através da fase de acreção. A passagem de proto-estrela para estrela pré-sequência principal ocorre quando o processo de acreção deixa de ser importante para a definição da massa final do sistema. A matéria que sobrou da fase de acreção continua ao redor da estrela na forma de um disco e uma segunda fase de acreção de matéria poderá ser iniciada. Essa acreção do disco não muda significativamente a massa final da estrela, mas pode dar origem a um sistema planetário ao redor desta.

Através da observação de objetos jovens em vários comprimentos de onda, Lada & Wilking (1984), Lada (1987) e André, Ward-Thompson & Barsony (1993) propuseram um esquema de classificação baseado na localização do máximo de emissão de cada objeto. Dessa forma, os objetos são denominados Classe 0, I, II ou III conforme o máximo da emissão dominante esteja localizado na região de comprimento de onda de sub-milímetro, infravermelho longínquo, infravermelho próximo ou visível, respectivamente. Há uma correspondência com as fases de acreção, de tal forma que a Classe 0 corresponde a uma fase inicial de acreção rápida (10^4 anos); Classe I corresponde à fase de acreção principal que dura em torno de 10^5 anos; Classe II corresponde ao aparecimento de uma estrela pré-sequência principal com uma quantidade significativa de poeira circunstelar, essa fase dura em torno de 10^6 anos; por último, a Classe III corresponde às estrelas pré-sequência principal cuja quantidade de material circunstelar não é significativa.

Modelos de acreção (Hartmann, 1998; Hartmann et al. , 1998) indicam que estrelas pré-sequência principal de massa baixa e intermediária ($\leq 10 M_{\odot}$) têm raios similares ($\sim 4 R_{\odot}$) quando a acreção deixa de ser importante. Esse fato faz com que as estrelas recém formadas apareçam em uma faixa de raio constante no diagrama Hertzsprung-Russel (H-R),³ denominada

³Em 1911 Hertzsprung fez um gráfico de magnitude absoluta *versus* tipo espectral para algumas estrelas, seguido independentemente por Russell em 1913. Esse gráfico é equivalente a um gráfico de luminosidade *versus* temperatura, onde as estrelas ocupam locais específicos ao longo de sua vida. Hoje em dia esse tipo de gráfico é conhecido como um diagrama H-R (Hertzsprung-Russell)

“linha de nascimento” por Stahler (1983).

Nas proto-estrelas recém formadas, o transporte de energia é feito, principalmente, através de convecção e a sua principal fonte de energia é a queima do deutério. Quando o deutério acaba, a estrela começa a se contrair, transformando energia potencial gravitacional em radiação e em energia térmica para manter o equilíbrio hidrostático. A divisão de energias é dada pelo Teorema do Virial, segundo o qual metade da energia gravitacional transforma-se em energia térmica e a outra metade é irradiada para fora do sistema. Quando a estrela diminui o seu raio, ela passa a ter uma área superficial menor e com isso sua luminosidade cai, mas sua temperatura aumenta. A trilha seguida pela proto-estrela no diagrama H-R é dada aproximadamente por (Bowers & Deeming, 1984):

$$\log L = 10 \log M - 7.24 \log T_{\text{eff}} + \text{constante} \quad (1.1)$$

e é conhecida como trilha de Hayashi, cujo exemplo pode ser visto na Figura 1.1.

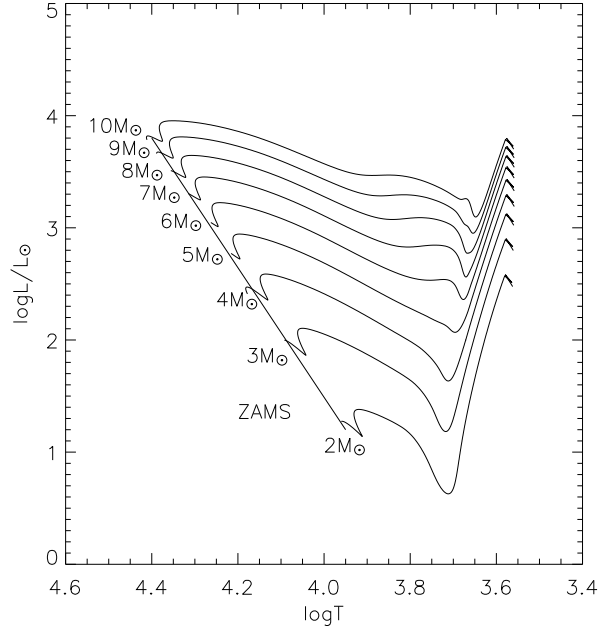


Figura 1.1: Diagrama H-R mostrando a localização da trilha de Hayashi e da Sequência Principal. As trilhas foram calculadas usando o código de evolução estelar ATON 2.0 (Mazzitelli, 1989; Mazzitelli, D’Antona & Caloi, 1995; Ventura et al. , 1998)

Quando a temperatura no interior aumenta, o transporte de energia por radiação torna-se dominante e desenvolve-se um núcleo radiativo que cresce com a diminuição do raio às custas do envelope convectivo. Estrelas com massa maior que $0.8 M_{\odot}$ obedecem a uma relação de massa-luminosidade tal que $L_{\star} \approx M_{\star}^3$. Dessa forma, à medida que o núcleo se torna radiativo, a contração em direção à sequência principal ocorre com luminosidade praticamente constante.

Agora a trilha no diagrama H-R passa a ser dada por (Bowers & Deeming, 1984)

$$\log L = 0.8 \log T_{\text{eff}} + 4.4 \log M + \text{constante} \quad (1.2)$$

O processo contínuo de contração faz com que a temperatura aumente. A luminosidade também aumenta devido ao aumento da temperatura, mas, de maneira mais suave, pois o raio continua a diminuir. A proto-estrela move-se no diagrama H-R para a esquerda e um pouco para cima. Assim que o núcleo radiativo se desenvolve e a sua temperatura é suficiente para que as reações nucleares tenham início, a estrela deixa a trilha de Hayashi e chega à sequência principal de idade zero (Zero Age Main Sequence, ZAMS). Nesse momento, a estrela atingiu sua fase adulta onde o seu raio, a temperatura e a luminosidade não sofrerão mudanças significativas.

Muitas estrelas tornam-se visíveis antes de chegar à sequência principal e passam a ser chamadas de estrelas pré-sequência principal. As estrelas pré-sequência principal de baixa massa ($M \leq 1 M_{\odot}$) com temperatura efetiva $\sim 3000\text{--}7000$ K são chamadas estrelas T Tauri, devido à estrela protótipo T Tauri (Joy, 1945), enquanto as estrelas com massa no intervalo de 2 a $10 M_{\odot}$ e temperaturas entre $\sim 8000\text{--}30000$ K são chamadas estrelas Ae/Be⁴ de Herbig (Herbig, 1960). De agora em diante, trataremos as estrelas Ae/Be de Herbig como estrelas HAeBe.

As estrelas T Tauri foram identificadas como estrelas de tipo espectral tardio, com fortes linhas de emissão e variações de brilho irregulares associadas com nebulosidades escuras ou brilhantes. Desde então, elas se tornaram sinônimo de estrelas pré-sequência principal de baixa massa, estando ou não associadas com nebulosidades e possuindo ou não linhas de emissão fortes.

Segundo Herbig (1994): “O grupo de objetos hoje conhecido como estrelas Ae/Be foi identificado devido à convicção de que alguma contrapartida, de alta massa, para as estrelas T Tauri deveria existir.” A evidência que as estrelas HAeBe se identifiquem como tal contrapartida reside na sua localização nas trilhas teóricas apropriadas, sua localização próxima a nuvens moleculares, a presença de linhas de emissão e a existência de excesso de emissão no infravermelho devido à presença de poeira circunstelar.

1.2 Estrelas HAeBe

As estrelas HAeBe foram descritas como um grupo distinto de objetos pré-sequência principal por Herbig (1960), através da análise de 26 objetos. Ao catálogo de Herbig foram adicionadas novas estrelas, principalmente por Finkenzeller & Mundt (1984), Herbig & Bell (1988) e Thé et al. (1994). Recentemente Vieira et al. (2003) publicaram um catálogo de candidatas a estrelas HAeBe contendo no total 131 candidatas. Muitas estrelas HAeBe descobertas após o trabalho inicial de Herbig não obedecem a todos os critérios por ele estabelecidos. Portanto, uma extensão desse conjunto de critérios foi proposto com o intuito de melhorar a classificação das estrelas HAeBe (Thé et al. , 1994):

⁴O “e” em Ae/Be significa linhas de emissão

1. ter tipo espectral no intervalo entre F e B, com linhas de emissão;
2. estar localizada em uma região obscurecida;
3. ter uma nebulosa razoavelmente brilhante na sua vizinhança imediata;
4. apresentar variabilidade fotométrica;
5. apresentar uma lei de extinção anômala;
6. apresentar excesso no infra-vermelho;
7. apresentar perfil de linha de MgII (2800 Å) em emissão.

O conjunto acima corresponde aos critérios propostos por Herbig (1960) (3 primeiros) e por Thé et al. (1994) (4 últimos). Entretanto, poucas estrelas obedecem a todos os critérios e uma explicação possível para isso é o grande intervalo de estágios evolutivos que o grupo HAeBe cobre, conforme foi proposto por Malfait et al. (1998). Estrelas com tipo espectral F são aceitas atualmente no grupo HAeBe, por uma questão de continuidade no intervalo de massas, elas não faziam parte do conjunto inicial proposto por Herbig (1960).

O primeiro critério seleciona o intervalo de massa desejado. A exigência da presença de linhas de emissão garante a presença de material circunstelar ao redor da estrela. O segundo e terceiro critérios estão relacionados à associação da estrela com sua nuvem de formação, já que a juventude da estrela reforça a idéia de que ela não pode ter se afastado muito da região onde se formou.

O quarto critério está ligado ao fato de grande parte das estrelas HAeBe observadas apresentarem intensa variabilidade fotométrica, em alguns casos, de até 3 magnitudes. Segundo Thé (1994) essas grandes variações de brilho são irregulares, embora o trabalho de Shevchenko et al. (1994) tenha mostrado a existência de períodos longos e curtos em algumas estrelas HAeBe. Alguns trabalhos recentes (e.g. Marconi & Palla, 1998) indicam a existência de pulsações do tipo δ -Scuti em estrelas HAeBe, confirmadas observacionalmente por Kurtz & Müller (2001).

Durante a variação de brilho de algumas dessas estrelas é comum acontecer uma reversão de cores na relação cor-magnitude. À medida que o brilho da estrela diminui, ela se torna mais vermelha, porém, após atingir uma magnitude crítica, ela inverte esse processo e passa a ficar mais azul enquanto seu brilho diminui ainda mais. A explicação mais aceita atualmente, para o fato da estrela ficar mais azul, é a de que as grandes diminuições de brilho são devidas ao obscurecimento por uma nuvem de poeira opticamente espessa, presente no disco circunstelar da estrela que é visto de lado. Ao se aproximar do mínimo fotométrico, a luz azul da estrela, espalhada por partículas de poeira, torna-se mais importante que a luz da própria estrela. Mais detalhes podem ser encontrados em Bibb & Thé (1991) e Grinin et al. (1991).

O quinto critério refere-se a diferença na formação dos grãos de poeira no ambiente circunstelar das estrelas HAeBe em relação ao meio interestelar. A fotometria no ultravioleta indica que a lei de extinção anômala é causada pelo empobrecimento do número de partículas pequenas de poeira e não pelo excesso no número de grãos grandes (Thé et al. , 1994).

O excesso de emissão no infravermelho, que é o sexto critério, é causado pela re-emissão de radiação pelos grãos de poeira, que são aquecidos pela estrela. Entretanto, não podemos descartar a possibilidade de existência de uma companheira de baixa massa ainda oculta por material circunstelar, pois, esta pode apresentar o máximo de emissão na região do infravermelho e ter sua luz somada à luz da estrela HAeBe.

O sétimo critério, segundo Thé et al. (1994), foi proposto porque o estudo da linha de Mg II (2800 Å) é mais restritivo a respeito do caráter de juventude da estrela do que a linha H α . Isso é devido a uma progressão dos perfis da linha de Mg II (2800 Å) do tipo P Cygni, associados às estrelas jovens, em direção a perfis de absorção mais estreitos, associados a objetos com maior número de características da sequência principal. A linha H α também tem um comportamento semelhante, mas, ela pode ser observada em emissão tanto em objetos jovens quanto em objetos pós-sequência principal enquanto a linha de Mg II (2800 Å) é observada em emissão somente em objetos jovens.

Uma outra característica dos objetos estelares jovens é a polarização intrínseca, causada pelo espalhamento da luz da estrela pela poeira circunstelar (Grinin, 1994). Logo, o acompanhamento da variação da polarização desses objetos é uma fonte importante de informações sobre a distribuição e as propriedades físicas da matéria em sua vizinhança. Observações fotométricas e polarimétricas simultâneas corroboraram o modelo de nuvens de poeira como responsáveis por tornar a estrela mais azul à medida que seu brilho diminui (Grinin et al. , 1991; Grinin, 1994). Essas observações mostraram que existe uma anti-correlação entre a diminuição de brilho da estrela e sua polarização intrínseca.

Estrelas HAeBe apresentam uma grande variabilidade espectroscópica, especialmente na linha H α da série de Balmer, que pode passar de um perfil de emissão com pico duplo para um perfil do tipo P Cygni em um intervalo de horas. Reipurth et al. (1996) desenvolveram um esquema de classificação para a forma do perfil H α das estrelas HAeBe e T Tauri com o intuito de ordenar os vários tipos de perfil observados. Esse esquema supõe que a linha H α está em emissão e que algum mecanismo (vento ou acreção) cria um padrão de absorção que se superpõe à emissão, produzindo 4 tipos de perfis (Figura 1.2):

1. Tipo I: os perfis são simétricos, com pouca ou nenhuma influência de padrões de absorção, são chamados perfil de pico simples;
2. Tipo II: os perfis têm dois picos e o secundário corresponde a no mínimo 50% da intensidade do primário;
3. Tipo III: os perfis têm dois picos e a intensidade do secundário não chega a 50% da intensidade do primário;
4. Tipo IV: os perfis são P Cygni (absorção na asa azul e emissão no resto da linha) ou P Cygni inverso (emissão na asa azul seguida de absorção no resto da linha).

Contudo, deve ficar claro que esta classificação não é da estrela, uma vez que ela pode mudar de perfil H α ao longo do tempo. Como foi dito anteriormente, essa classificação serve apenas para ordenar os vários tipos de perfil e, até o presente momento, não existe nenhuma correlação

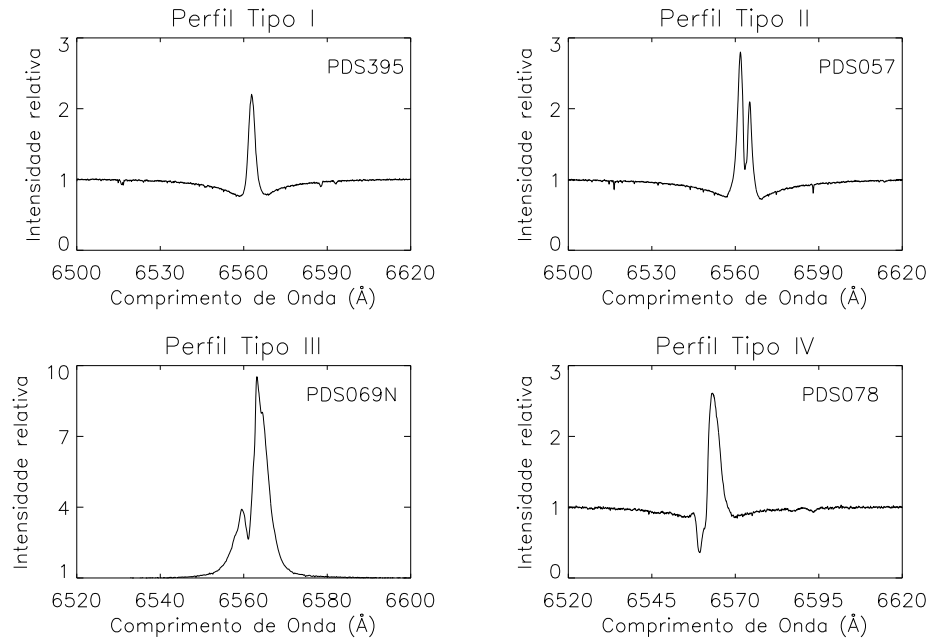


Figura 1.2: Tipos de perfil da linha $H\alpha$ segundo Reipurth et al. (1996)

entre a idade das estrelas e o tipo de perfil $H\alpha$. Além da linha $H\alpha$, as outras linhas da série de Balmer, especialmente $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$, apresentam intensa variabilidade espectral.

A linha de He I 5876 Å também apresenta uma grande variabilidade em estrelas HAeBe. Essa linha não é formada na fotosfera de estrelas normais de tipo espectral A ou mais tardio, sendo, portanto, de origem circunstelar. Já as estrelas de tipo espectral B apresentam essa linha na sua fotosfera, mas a variação na forma do perfil dessa linha, nas estrelas HAeBe, indica que também existe uma contribuição circunstelar (Böhm & Catala, 1995). Por se tratar de uma linha muito energética, ela só é formada em regiões de alta temperatura. Logo, a variação na forma do perfil ou na intensidade da linha de He I 5876 Å está diretamente associada a eventos muito próximos à estrela. Outra linha que apresenta variabilidade é o tripleto de O I 7774 Å. Este está presente na fotosfera de estrelas A, mas, a variabilidade na forma do seu perfil, em estrelas HAeBe, indica uma contribuição vinda da região circunstelar.

A existência de discos circunstelares ao redor de estrelas HAeBe foi tema de debates na década de 1990. Alguns trabalhos estavam a favor da existência de um disco circunstelar a partir do qual ainda aconteceria a acreção de matéria na estrela (Lada & Adams, 1992; Hillenbrand et al. , 1992), enquanto outros eram a favor de envelopes circunstelares esféricos (Berrilli et al. , 1992; Natta et al. , 1993; Hartmann et al. , 1993). Atualmente, existem imagens diretas do disco de algumas estrelas HAeBe feitas na região do infravermelho a partir do telescópio espacial Hubble (Grady et al. , 2000, 2001). Mas a questão ainda não está completamente resolvida, uma vez que poucas estrelas HAeBe tiveram discos imageados. Ainda é necessária uma busca mais completa de discos nessas estrelas.

1.3 Acresção de Matéria em Estrelas HAeBe

Durante as fases de proto-estrela e de objeto pré-sequência principal, ocorrem dois processos importantes: a acreção de matéria do disco circunestelar e a ejeção de matéria através de ventos estelares e jatos bipolares. Ambos, afetam significativamente o momento angular da estrela em formação.

Nas estrelas T Tauri, devido ao intenso campo magnético criado pelo mecanismo de dínamo, o disco circunestelar é truncado antes de chegar à superfície da estrela, fazendo com que a matéria que cai em direção à estrela seja dirigida pelas linhas de campo magnético (magneto-acresção), conforme a Figura 1.3. Os jatos bipolares observados nessas estrelas são altamente colimados e, aparentemente, apresentam padrões de rotação: ambas características podem ter sua origem ligada ao campo magnético da estrela.

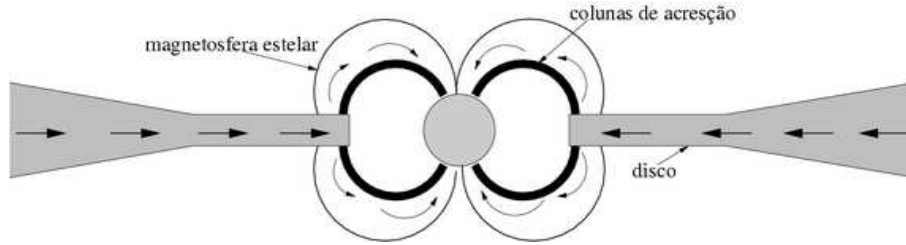


Figura 1.3: Modelo de magneto-acresção para estrelas T Tauri (Hartmann, 1998)

Eventos de acreção de matéria e de ejeção através de jatos já foram observados em estrelas HAeBe (Grinin et al. , 2001; de Winter et al. , 1999; Ray & Eislöffel, 1994), embora não se saiba ao certo qual é o mecanismo responsável por esses eventos. Teoricamente, estrelas com massa superior a $2 M_{\odot}$ apresentam um envelope convectivo pequeno, localizado nas camadas externas próximas à fotosfera estelar, de forma que no seu interior a radiação é o principal mecanismo de transporte de energia. O mecanismo de dínamo, que cria o campo magnético da estrela, depende do envelope convectivo e, portanto, tem pouca atuação em estrelas HAeBe. Alguns modelos dispensam o processo de magneto-acresção, utilizando no seu lugar um modelo magneto-centrífugo no qual o disco circunestelar, além de chegar até a superfície da estrela, possui um campo magnético próprio (Kozlova et al. , 2003). Contudo ainda não é claro qual o melhor modelo para a geração de campos magnéticos em estrelas HAeBe.

Após a observação de um disco circunestelar e de eventos de acreção na estrela jovem β Pic⁵, iniciou-se uma busca por eventos semelhantes em estrelas pré-sequência principal. Devido à semelhança de intervalo de massa do grupo HAeBe com essa estrela e a detecção de eventos de acreção semelhantes, foi proposto que as estrelas HAeBe fossem as precursoras de sistemas do tipo β Pic (Grady et al. , 1996).

⁵ β Pic tem uma idade aproximada de 10^8 anos segundo Paresce (1991)

Os eventos de acreção na estrela β Pic foram explicados por Beust et al. (1998) como corpos cometários, análogos aos cometas encontrados em nosso Sistema Solar, presentes em órbitas rasantes e instáveis ao redor da estrela. Ao se aproximar muito da estrela, o material é evaporado e forma uma nuvem de material que, após algumas revoluções, cai em direção à estrela, criando linhas de absorção com componentes desviadas para o vermelho. Essas componentes desviadas para o vermelho foram observadas em algumas estrelas HAeBe, principalmente, nas estrelas do sub-grupo UXOR (cujo protótipo é a estrela UX Ori), associadas também com grandes variações fotométricas (Grinin et al. , 2001). de Winter et al. (1999) propuseram que essas componentes desviadas para o vermelho, no espectro das estrelas HAeBe, também fossem explicadas pelo modelo de corpos cometários em queda em direção à estrela. Entretanto, Beust et al. (2000) adaptaram seu modelo para estrelas HAeBe e mostraram que a quantidade de matéria necessária no disco circunestelar, para reproduzir as componentes de absorção, deveria ser muito grande, com pouca realidade física. Dessa forma, a possibilidade de que corpos cometários, constituídos de material reprocessado do disco, fossem os responsáveis pela formação das componentes de absorção desviadas para o vermelho nas estrelas HAeBe, perdeu força.

Natta, Grinin & Tambovtseva (2000, de agora em diante NGT) analisaram eventos de acreção na estrela UX Ori e mostraram, através de uma análise química, que a constituição do material em queda deveria ser semelhante à composição solar. Se a nuvem de material tivesse sido formada pela evaporação de um corpo cometário, ela seria incapaz de criar componentes de absorção desviadas para o vermelho, com a intensidade observada, nas linhas da série de Balmer, uma vez que o material seria muito pobre nesse elemento. A presença de componentes de absorção desviadas para o vermelho nas linhas de hidrogênio, implica que o material em queda é remanescente do caroco de onde se originou a estrela.

Esses fatos indicam que os eventos de acreção observados nas estrelas HAeBe do sub-grupo UXOR são distintos dos eventos observados na estrela β Pic. A acreção de matéria, vista em estrelas HAeBe, ainda está associada à formação da estrela, diferente da acreção que ocorre em β Pic, que parece estar associada à evolução do disco circunestelar em direção a um sistema planetário.

1.4 Objetivos

Nesse trabalho, vamos procurar componentes de absorção desviadas para o vermelho e/ou azul no espectro de 20 candidatas a estrela HAeBe. Para as estrelas que apresentarem componentes de absorção desviadas para o vermelho, vamos fazer uma análise qualitativa, baseada no trabalho feito por NGT, para tentar determinar se o material que deu origem a essas componentes é proveniente da evaporação de corpos cometários ou proveniente de estruturas gasosas com composição química solar. Através de uma análise cinemática iremos determinar se os fenômenos observados têm uma origem comum e propor modelos para a acreção observada.

No processo de busca dessas componentes de absorção, serão criados espectros sintéticos com os quais será possível determinar com maior precisão a temperatura efetiva (T_{ef}), a gravidade

superficial ($\log g$), a velocidade radial (v_{rad}) e a velocidade de rotação projetada ($v \sin i$) de todas as estrelas. Com isso poderemos melhorar a classificação espectral desses objetos e localizá-los com maior precisão no diagrama H-R.

No final também será possível construir, para cada estrela, um catálogo de linhas espectrais fotosféricas confiáveis, ou seja, linhas que têm apenas contribuição fotosférica.

Capítulo 2

Observação e Redução

2.1 Observações

Durante a análise de 131 candidatas a estrela HAeBe, feita por Vieira et al. (2003), notamos que duas estrelas (PDS078 e PDS473) apresentaram intensa variabilidade espectral, principalmente na região da linha $H\alpha$ e Na I D . Outra estrela (PDS398) desse catálogo teve seu disco imageado por Augereau et al. (1999). Decidimos fazer observações de alta resolução cobrindo todo o espectro visível e parte do espectro infravermelho próximo dessas três estrelas, a fim de detectar possíveis eventos de acreção de matéria. Essas estrelas seriam observadas diversas vezes ao longo das noites para podermos determinar a evolução temporal de tais eventos de acreção. Para completarmos cada noite de observação, selecionamos outras 17 estrelas do mesmo catálogo. As 20 candidatas foram observadas com o telescópio de 1.52m do ESO (European Southern Observatory), localizado em La Silla, Chile, durante 3 noites (7, 8, e 9) em Maio de 2002. Em conjunto com o telescópio foram utilizados:

- o espectrógrafo echelle FEROS (Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph), que possui um poder de resolução $\frac{\lambda}{\Delta\lambda} = 48000$ e cobre o espectro ótico e infravermelho próximo no intervalo de 3900 a 8800 Å;
- um detector CCD EEV de 2048×4096 pixels (cada pixel tem dimensão de $15 \times 15\mu\text{m}$).

O espectrográfo echelle FEROS tem uma rede com 79 linhas/mm sendo a área utilizada igual a $154 \text{ mm} \times 306 \text{ mm}$, o que resulta na dispersão do feixe em 39 ordens. Ele é alimentado, simultaneamente, por duas fibras óticas: uma fornecendo o espectro do objeto e outra o espectro do céu (ou das lâmpadas de calibração). O esquema ótico do FEROS pode ser visto nas Figuras 2.1 e 2.2.

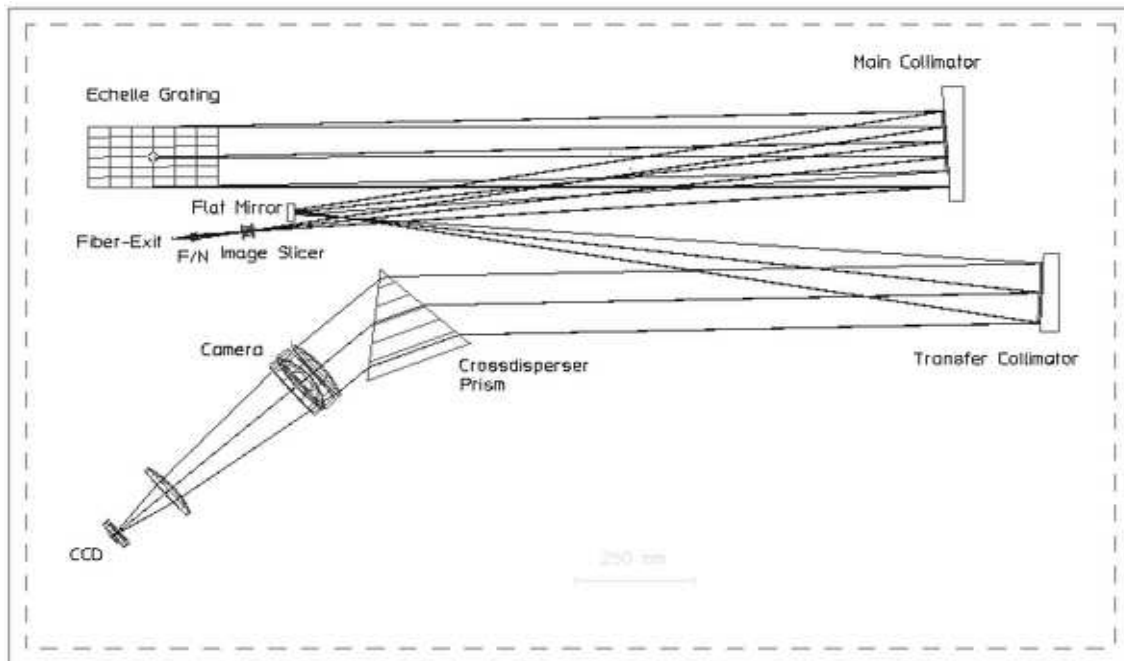


Figura 2.1: Esquema óptico do espectrógrafo FEROS, onde podem ser vistos a rede echelle, o colimador, as fibras, o divisor de imagens, o prisma de dispersão cruzada, etc

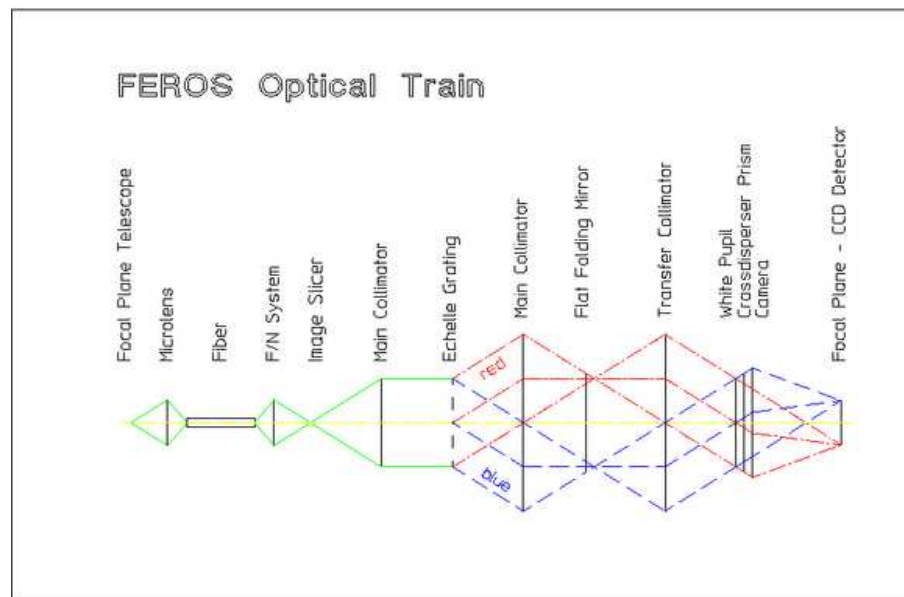


Figura 2.2: Caminho que a luz, que entra no espectrógrafo, segue até chegar no CCD

A alta resolução do espectro permite que pequenas variações no perfil das linhas possam ser observadas. Aliado a isso, nós temos a ampla cobertura na faixa visível/infravermelho do espectro, que possibilita a observação dessas variações em todas as linhas simultaneamente. Com isso podemos descobrir se existem correlações entre os eventos de acreção e/ou de ejeção de matéria da estrela, nas várias linhas estudadas, uma vez que todas foram obtidas no mesmo instante.

Apresentamos na Tabela 2.1 as coordenadas, o número de espectros obtidos, o tempo de

exposição de cada espectro e outros identificadores das candidatas a estrela HAeBe e das estrelas padrões observadas. Inicialmente, as três estrelas padrão com identificadores HD, foram observadas para servir como padrão de velocidade radial e a estrela ζ Oph seria utilizada para a extração das linhas telúricas. Entretanto, não as utilizamos nesse trabalho porque a determinação de velocidade radial foi feita através de um programa específico e as linhas telúricas não atrapalharam a análise das linhas que desejávamos estudar.

Tabela 2.1: Tabela com resumo de informações sobre as 20 candidatas a HAeBe e as estrelas padrão observadas. Na primeira coluna temos o número da estrela no catálogo PDS, na segunda coluna temos a ascensão reta (α 2000), na terceira coluna temos a declinação (δ 2000), a quarta coluna lista o número de espectros obtidos para cada estrela, a quinta coluna mostra o tempo médio de exposição de cada espectro (em segundos), a sexta coluna apresenta outros identificadores para cada estrela, a sétima coluna apresenta a magnitude na banda V e a última coluna apresenta o sinal-ruído médio, obtido através de uma média dos espectros observados. Quatro estrelas não possuem informação sobre o sinal-ruído porque apresentaram problemas na redução, como será descrito adiante

PDS	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	Espectros	Exposição (s)	Identificadores	V	S/N
057	11 39 44.5	-60 10 27.7	3	1800	HD101412	9.28	98
069N	13 57 43.1	-39 58 45.0	3	2400	Hen 3-949	9.70	65
076	15 56 40.0	-22 01 40.0	3	1200	HD142666	8.81	120
078	16 06 58.0	-27 43 09.8	15	300	HD144432	8.16	80
080	16 13 11.6	-22 29 06.6	3	900	HD145718	8.980	110
144	15 49 15.4	-26 00 52.5	3	3600	CD-25 1111	12.80	
303	10 02 51.5	-59 16 54.7	2	900	HD87403	9.24	106
327	11 03 40.6	-59 25 59.1	3	900	HD96042	8.51	132
339	11 33 05.6	-54 19 28.5	3	600	HD100453	7.79	108
340	11 33 25.4	-70 11 41.2	3	500	HD100546	6.698	137
395	15 40 46.4	-42 29 53.5	3	900	HD139614	8.25	120
398	15 49 57.8	-03 55 16.4	14	300	HD141569	7.0	95
399N	15 54 21.8	-55 19 44.8	3	1200	HD141926	8.62	115
415	16 18 37.3	-24 05 22.5	1	2400	CD-23 12840	12.04	
473	17 56 21.3	-21 57 21.9	20	300	HD163296	6.871	116
514	18 24 29.8	-29 46 49.4	3	600	HD169142	8.15	121
543	18 48 00.4	02 54 13.0	3	3000		12.52	
545	18 50 47.2	08 42 10.1	3	1500	MWC 610	8.89	118
564	19 11 11.3	15 47 15.6	3	400	HD179218	7.2	113
581	19 36 18.8	29 32 51.4	3	3000	GSC2150-0266	11.67	
	11 50 41.7	01 45 53.0	3	10	HD102870	3.61	110
	14 23 15.3	01 14 29.6	3	60	HD126053	6.30	120
	17 05 16.8	00 42 09.2	3	90	HD154417	6.01	130
	16 37 09.5	-10 34 01.5	3	10	ζ Oph	2.578	100

2.2 Redução Automática

Os passos descritos nesta seção são os passos seguidos pela redução automática do FEROS

através do programa MIDAS, desenvolvido pelo ESO.

Definição das ordens: devido ao divisor de imagens e às duas fibras, a definição das ordens do FEROS utiliza um molde e uma técnica de correlação cruzada para centrar as ordens. Dessa forma, ambas as fibras são centradas simultaneamente. A definição das ordens é feita em dois passos. No primeiro, a posição das ordens é definida próxima do meio da imagem. No segundo passo, as ordens são seguidas ao longo do eixo de dispersão através de uma correlação cruzada com um molde secundário, extraído de um corte central. Por último, as posições x e y de todas as ordens são ajustadas com um polinômio para cada ordem individualmente.

Subtração do ruído de fundo : o ruído de fundo do FEROS consiste dos seguintes componentes: de um nível eletrônico de bias que pode ser determinado a partir da região de overscan do CCD; da corrente de escuro que pode ser definida a partir de uma série de exposições com o obturador da câmara fechado; da luz espalhada, que varia suavemente sobre o CCD, cuja contribuição é determinada medindo o seu nível entre as ordens e entre as fibras e depois ajustando-se uma função spline 2-D.

Extração das ordens: após a subtração do ruído de fundo, as ordens podem ser extraídas. Isso é feito definindo pontos de referência em relação ao centro de ambas as fibras e somando sobre todos os fluxos dentro de uma largura definida em torno desses pontos de referência. As fibras são tratadas, separadamente, em dois passos: no primeiro, os pixels são reordenados (endireitados) em uma nova imagem 2-D; no segundo passo, os fluxos são somados produzindo uma nova imagem 2-D (no espaço da ordem dos pixels) para cada fibra.

Divisão pelo campo-plano: o espectro do FEROS não pode ser corrigido pelo campo plano no formato 2-D. O que se faz é dividir o espectro extraído do objeto pelo espectro da lâmpada de campo-plano, com a intenção de remover variações pixel-a-pixel.

Calibração em comprimento de onda: a calibração em comprimento de onda utiliza imagens de ThAr (Tório-Argônio). As imagens são, primeiramente, extraídas e depois procura-se por linhas de emissão. Os comprimentos de onda dessas linhas são assinalados iterativamente usando um catálogo de comprimentos de onda e uma relação de dispersão inicial. Uma relação de dispersão global é usada para ajustar as posições das linhas como uma função da posição da coordenada y e o número da ordem.

Reconstrução do espectro: a relação de dispersão que foi obtida é usada para reconstruir o espectro em passos constantes de comprimento de onda, em uma escala linear ou logarítmica. A correção baricêntrica é aplicada nesse momento. O espectro reconstruído ainda permanece em uma imagem 2-D (no espaço do comprimento de onda).

União das ordens: a partir desses espectros 2-D reconstruídos, podemos extrair as ordens individuais e uni-las em um único espectro 1-D. É feita uma média do espectro nas ordens que se sobrepõem e as bordas do espectro são retiradas. Isso é importante porque no FEROS as ordens azuis (pequenos comprimentos de onda) são muito mais curtas que o CCD.

2.3 Redução Manual

Após uma análise cuidadosa, nós encontramos vários defeitos nos espectros reduzidos automaticamente pelo FEROS, nas observações da segunda noite. A Figura 2.3 apresenta dois exemplos desses defeitos causados pela redução automática e para efeito de comparação essa figura também mostra as mesmas regiões após a correção. No painel (a) podemos ver que o espectro apresenta vários padrões que se assemelham a linhas de emissão bem largas. Esse defeito foi gerado por um problema na determinação da imagem de campo-plano da segunda noite de observação. Logo abaixo, no painel (c), vemos a mesma região depois da realização do segundo processo de redução. Os defeitos vistos no painel (b) também foram causados pelo problema na imagem de campo-plano, mas apresentam-se na forma de absorções. O painel (d) apresenta a mesma região do painel (b) após o segundo processo de redução.

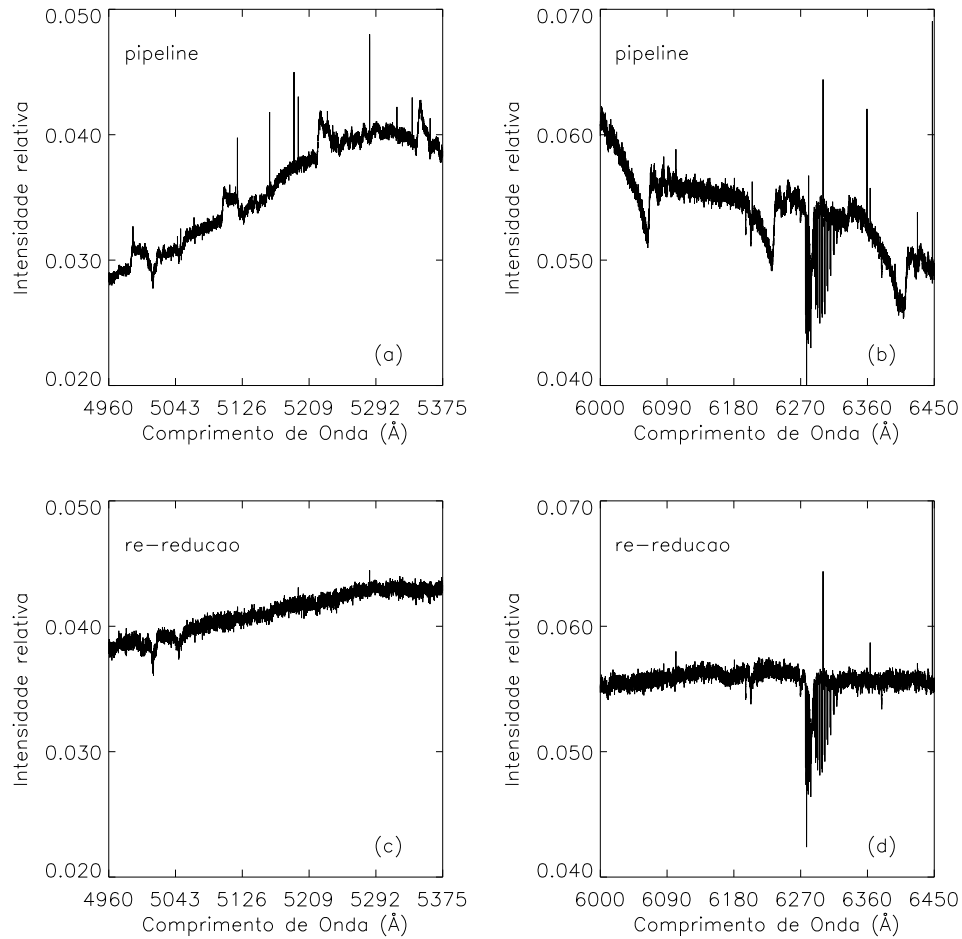


Figura 2.3: Exemplos dos defeitos produzidos pela redução automática do FEROS e sua correção. Os painéis a e b apresentam duas regiões com defeitos e os painéis c e d apresentam as mesmas regiões após a redução manual dos espectros

O Dr. Herman Hensberge, do Observatório Real da Bélgica, nos alertou a respeito de problemas com o processo de redução automática do espectrógrafo FEROS. Ele desenvolveu rotinas mais eficientes para a redução dos dados obtidos com o FEROS e através de uma colaboração com nosso grupo, nos cedeu essas rotinas. Dentre as principais diferenças no processo de redução manual nós destacamos a correção do perfil de intensidade da imagem de campo-plano que se não corrigida pode levar a deformações no perfil das linhas espectrais da estrela. Além disso, o controle na determinação da imagem de campo-plano e de calibração de comprimento de onda é muito melhor, resultando em uma imagem de campo-plano com um desvio médio muito menor.

O processo de redução manual consiste em:

Determinação da imagem de campo-plano: o primeiro passo é combinar os arquivos de campo-plano, resultando em um arquivo final para cada noite. A rotina *EXTRACTff.prg* (escrita para o pacote MIDAS) está reproduzida no apêndice A desse trabalho;

Determinação das imagens de calibração: logo em seguida, os espectros das lâmpadas de ThAr são combinados em um arquivo final para cada noite de observação. Essa medida previne que pequenas alterações na configuração do espectrógrafo modifiquem os espectros. A rotina chama-se *ThArfinal2003* e também está no apêndice A;

Divisão e calibração: no passo seguinte, nós utilizamos a rotina *flatrebmerge* (ver apêndice A) para: dividir cada espectro pela imagem de campo-plano, calibrar os espectros em comprimento de onda e, finalmente, unir as ordens do espectro. Uma diferença entre o processo de redução automático e o processo de redução que estamos utilizando, é a escolha das melhores regiões do espectro em cada ordem para a confecção do espectro final. Nosso processo não utiliza as bordas do espectro de cada ordem, pois, estas apresentam um comportamento não linear, enquanto a região central de cada espectro, nas ordens, mantém-se estável e linear;

Correção de intensidade: outra diferença no processo de redução que estamos utilizando é a correção de intensidade da imagem de campo-plano. Como o espectrógrafo separa a luz em 39 ordens diferentes, elas se espalham pelo CCD e o resultado final é uma variação de intensidade em função do comprimento de onda. Corrigindo essa diferença de intensidade, estamos eliminando problemas inseridos na divisão pelo campo-plano. Isso é feito através de uma imagem que reproduz o perfil de intensidade do CCD, reproduzida na Figura 2.4;

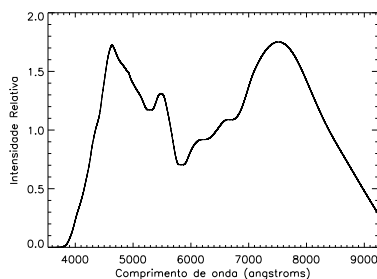


Figura 2.4: Imagem utilizada para corrigir a variação de intensidade do CCD em função do comprimento de onda da luz incidente.

Transformação para o pacote IRAF: não utilizamos o programa MIDAS para fazer a análise de nossos dados, portanto, foi necessário converter os dados do formato *.bdf* (MIDAS) para *.fits* (IRAF);

Normalização dos espectros: uma vez que nossos espectros não foram calibrados em fluxo, utilizamos o pacote de redução de dados IRAF¹ para normalizá-los em relação ao contínuo. Portanto, como o contínuo tem intensidade igual a 1, qualquer linha com intensidade menor que 1 significa uma linha em absorção e qualquer linha com intensidade maior que 1 significa linha em emissão. No decorrer desse trabalho vamos nos referir à intensidade das componentes, de absorção e emissão, em relação ao contínuo. A Figura 2.5 deixa claro essa definição.

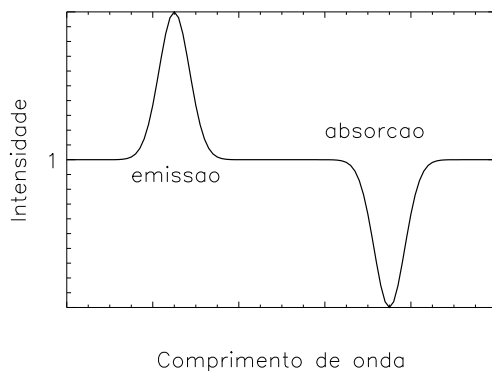


Figura 2.5: Exemplo de perfis de linha de absorção e emissão onde pode ser vista a definição do contínuo igual a 1. Dessa forma qualquer linha que apresente intensidade menor que 1 é essencialmente uma linha de absorção, enquanto qualquer linha que apresente intensidade maior que 1 é uma linha de emissão

O processo de redução manual não funcionou para 8 espectros, que estão relacionados na Tabela 2.2.

Tabela 2.2: Espectros para os quais a redução manual não funcionou. Na primeira coluna temos o identificador PDS de cada estrela e na segunda coluna o número de espectros danificados

PDS	Nº de espectros
144	3
415	1
543	2
581	2

Uma possível explicação para esses problemas é a intensidade dos espectros, pois, verificamos

¹O pacote IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) é distribuído pelo NOAO (National Optical Astronomy Observatories), que é operado pela AURA (Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.). Para referências sobre o IRAF ver Todt (1986, 1993)

que nesses casos ela é muito fraca. Se a intensidade é muito fraca, o molde utilizado para determinar a posição das ordens pode não ser o adequado. Uma vez que as ordens não são encontradas, o espectro gerado no final é defeituoso. O molde que utilizamos é diferente do molde usado na redução automática do FEROS, sendo esse último mais largo e a determinação das ordens pior. Entretanto, ele consegue extrair as ordens de espectros muito fracos, como ocorrido no nosso caso. Confiamos mais no processo de redução manual porque a determinação das imagens de campo plano e de calibração são mais precisas do que as obtidas pelo processo de redução automática. Estamos em contato com o Dr. Herman para obter um novo molde a fim de refazer a redução dos espectros fracos.

Capítulo 3

Análise dos Espectros

3.1 Espectroscopia

Ao observarmos o espectro de uma estrela normal, já na sequência principal, podemos ver várias linhas de absorção superpostas ao contínuo da estrela. O contínuo é formado no interior da estrela, onde a temperatura é muito alta e transições do tipo livre-livre são dominantes, permitindo assim a emissão em todos os comprimentos de onda. As linhas de absorção, que recebem o nome de linhas fotosféricas, são produzidas na atmosfera estelar (fotosfera) que é uma camada mais externa e mais fria. Em estrelas pré-sequência principal, além das linhas de absorção, existem linhas de emissão que são produzidas em uma região circunstelar e estão associadas à matéria ejetada pela estrela e/ou matéria remanescente do caroço de onde ela se originou. Linhas de absorção também podem ter sua origem nessas regiões circunstelares, sendo, portanto, denominadas linhas de absorção circunstelar.

O estudo da intensidade e da forma do perfil das linhas observadas no espectro estelar pode nos fornecer informações a respeito da região onde elas se formaram (temperatura e densidade) e do elemento que as produziu (composição química). Modelos teóricos, que reproduzem a forma do perfil das linhas, são usados para extrair o maior número possível de parâmetros estelares (T_{ef} , $\log g$, $v \text{ sen } i$ etc) dos espectros observados. Uma vez que o perfil de uma linha espectral pode ser interpretado como a distribuição de energia observada em função do comprimento de onda (ou frequência), é importante ressaltar que diferentes partes desse perfil podem ser formadas em diferentes regiões da estrela e da região circunstelar. Isso pode gerar linhas que apresentam uma parte do perfil em emissão e outra parte em absorção e linhas de absorção com contribuição tanto fotosférica quanto circunstelar.

A largura das linhas espectrais é devida a vários mecanismos, que operam simultaneamente, onde os mais importantes são: alargamento natural, alargamento por pressão e alargamento

Doppler, que serão brevemente descritos a seguir. Maiores informações podem ser encontradas em Kitchin (1995).

Alargamento natural: é uma característica intrínseca da natureza e se deve à incerteza na determinação da energia de cada transição atômica, dado que seria necessário um tempo infinito para medir com precisão a energia do átomo em cada nível eletrônico. Na astronomia, o alargamento natural é muito estreito para ser observado (com exceção da linha Lyman- α interestelar) e outros mecanismos provocam um alargamento muito maior.

Alargamento por pressão: os níveis de energia de átomos, íons e moléculas são influenciados pela presença de outros átomos, íons, moléculas, elétrons livres e núcleos livres. Esse mecanismo gera um perfil muito mais largo que o perfil gerado pelo alargamento natural.

Alargamento Doppler: é um mecanismo muito comum e acontece quando os átomos, que geram uma determinada linha, possuem diferentes velocidades, dada uma linha de visada, de forma que a contribuição individual de cada átomo é deslocada em relação ao comprimento de onda de laboratório. Em astronomia, o efeito Doppler pode ser gerado por: agitação térmica, turbulência, convecção, rotação, expansão e contração.

3.2 Construção de Espectros Sintéticos

Um espectro sintético é um modelo teórico do espectro de uma estrela normal, sem rotação, sem campos magnéticos e sem material circunstelar. Através da variação de parâmetros físicos, tais como: T_{ef} , $\log g$, $v \text{ sen } i$ e v_{rad} , podemos tentar reproduzir o espectro observado de uma estrela. Para construir os espectros sintéticos e extrair o maior número possível de parâmetros dos objetos observados, usaremos o programa SME (Spectroscopy Made Easy), desenvolvido por Valenti & Piskunov (1996). Segue uma breve descrição do programa.

SME: o programa foi construído com a intenção de extrair a maior quantidade possível de informação das observações, o que é obtido através do ajuste de um espectro sintético ao espectro observado. É feita uma busca, no espaço de parâmetros, pelo melhor modelo que ajusta a observação, o que permite determinar uma faixa de erros para cada parâmetro e decidir se é melhor manter um determinado parâmetro fixo (devido a alguma indicação externa) ou buscar uma solução para esse parâmetro, usando o espectro observado como um vínculo. Os parâmetros determinados pelo programa podem ser de duas classes distintas: parâmetros atômicos para transições individuais (e.g. $\log gf$ (intensidade da oscilação) e amortecimento de van der Waals) ou parâmetros estelares globais (e.g. $\log g$, $v \text{ sen } i$, T_{ef} , v_{rad}).

O SME pode ser dividido em três partes, escritas em duas linguagens diferentes de programação; uma biblioteca de síntese de espectros (C^{++}), um código de otimização de parâmetros e uma interface gráfica (IDL). A parte de síntese espectral é a que envolve o maior trabalho computacional. São supostas as seguintes condições: equilíbrio termodinâmico

local, geometria plano paralela, sem transporte de matéria em uma direção preferencial (movimentos de expansão ou contração), sem opacidade de linhas moleculares e campo magnético desprezível.

O programa precisa de algumas informações sobre as linhas de interesse, sendo as principais: nome do elemento, estado de ionização, comprimento de onda, energia de excitação do estado inicial e $\log gf$. Essas informações podem ser obtidas através de requisição eletrônica (via e-mail) para o Vienna Atomic Line Database (VALD, Piskunov et al. , 1995; Ryabchikova et al. , 1999; Kupka et al. , 1999). O VALD seleciona as linhas mais significativas para a construção espectral a partir de informações como: temperatura da estrela, $\log g$ e intensidade da linha, fornecidas no e-mail.

Para gerar o espectro sintético é necessário um modelo de atmosfera estelar, que de uma maneira geral é dado como uma tabela de conjuntos dos parâmetros $\{T_{\text{ef}}, \log g, [\text{Fe}/\text{H}]\}$. A partir dessa tabela, o SME usa uma interpolação do logaritmo de cada variável atmosférica para gerar o modelo desejado, desde que os valores do conjunto $\{T_{\text{ef}}, \log g, [\text{Fe}/\text{H}]\}$ desejado estejam dentro do intervalo da tabela.

Para ajustar um espectro observado é necessário informar ao programa a resolução do espectrógrafo, para que o modelo gerado possa ser construído de forma a preservar as características do instrumento. Cada segmento do espectro sintético é deslocado em comprimento de onda e tem sua amplitude variada linearmente até que o χ^2 seja minimizado. Um ajuste de mínimos quadrados¹ para os pontos do contínuo é feito, cada vez que o comprimento de onda é variado. Os parâmetros estelares que desejamos encontrar são ditos parâmetros livres e são calculados, simultaneamente, através de um algoritmo de minimização χ^2 .

Resumindo, os principais parâmetros que devem ser passados para o SME, para que um espectro sintético seja criado, são: T_{ef} , $\log g$, abundâncias, velocidade de microturbulência, velocidade de macroturbulência, $v_{\text{sen } i}$ e v_{rad} . Além desses parâmetros, também devemos fornecer um arquivo de linhas atômicas para a região do espectro a ser criada e o espectro observado que será ajustado.

3.3 Linhas Fotosféricas em Estrelas HAeBe

Para obter os parâmetros físicos das candidatas a estrelas HAeBe, precisamos encontrar linhas fotosféricas confiáveis para fazer o ajuste com o SME. Consideramos que uma linha fotosférica é confiável quando ela é simétrica em relação ao comprimento de onda central, possui uma boa quantidade de contínuo na sua vizinhança e não apresenta variação na forma do perfil ao longo das noites de observação.

O primeiro passo a tomar é subtrair (ou dividir) os espectros observados entre si, para que as linhas que não sofreram variação ao longo das noites de observação sejam selecionadas. Em

¹Para mais detalhes com relação aos métodos de ajuste indicamos o artigo Valenti & Piskunov (1996)

seguida, verificamos se a linha apresenta uma boa quantidade de contínuo em sua vizinhança. Isso é necessário porque o método de ajuste do SME depende de uma boa determinação do contínuo. A simetria da linha em relação ao comprimento de onda serve para eliminar linhas com componentes de absorção desviadas para o vermelho ou para o azul, que não apresentaram variações ao longo das noites de observação. A Figura 3.1 apresenta o exemplo de uma linha fotosférica confiável para o ajuste com o SME (painel esquerdo) e algumas linhas descartadas (painel direito). As linhas do painel direito foram descartadas porque não satisfazem os critérios previamente estabelecidos.

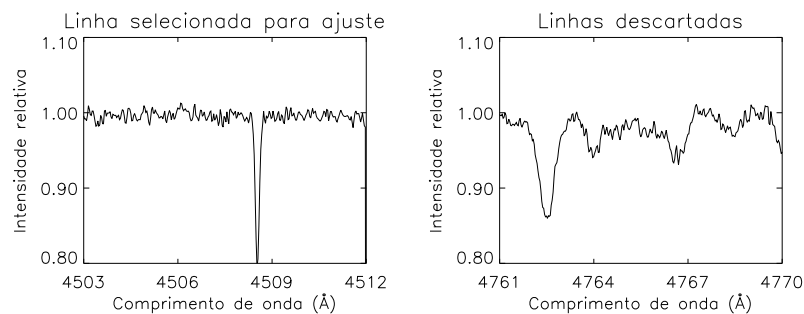


Figura 3.1: Exemplo de uma linha fotosférica selecionada para o ajuste espectral (painel esquerdo) e um exemplo de uma região com algumas linhas que não servem para o ajuste espectral, segundo os critérios previamente estabelecidos

Cada estrela observada possui um conjunto próprio de linhas usadas para o ajuste espectral. Algumas estrelas possuem linhas em comum, mas isso não é regra tendo em vista o grande intervalo espectral do conjunto observado. A Tabela 3.1 apresenta as linhas fotosféricas confiáveis, para cada candidata a estrela HAeBe.

Dentro do conjunto de linhas fotosféricas de cada estrela, nós separamos as linhas mais sensíveis à temperatura, daquelas mais sensíveis à gravidade superficial. Isso é necessário porque algumas linhas são sensíveis aos dois parâmetros e pode haver uma degenerescência nos resultados do ajuste. A Figura 3.2 apresenta dois exemplos de linhas sensíveis à T_{ef} e $\log g$.

Em seguida, usamos valores de T_{ef} e $\log g$ encontrados no SIMBAD² como valores iniciais para os modelos. Iniciamos o ajuste para o conjunto de linhas sensíveis à temperatura, deixando os parâmetros T_{ef} e $v \sin i$ livres. Após o primeiro ajuste, os valores para T_{ef} e $v \sin i$ são usados para calcular um valor médio para cada estrela. Para obtermos esse valor médio somamos os valores da T_{ef} e $v \sin i$ ajustados para cada linha do conjunto de cada estrela e depois dividimos esse total pelo número de linhas de cada conjunto. Começamos o segundo ajuste para cada conjunto de linhas, variando o valor médio de T_{ef} e $v \sin i$ em 10%. Essa variação é necessária porque para a maioria das linhas o SME não consegue melhorar o ajuste partindo do valor médio. Se fornecermos um valor 10% acima ou abaixo do valor médio o SME consegue dar prosseguimento ao ajuste de mínimos quadrados. Após esse segundo ajuste já é possível determinar o valor de $v \sin i$, que converge rapidamente para um valor médio em todas as linhas. Comparamos os valores dos parâmetros obtidos nos dois primeiros ajustes e selecionamos aqueles

²<http://simbad.u-strasbg.fr/sim-fid.pl>

Tabela 3.1: Conjunto de linhas fotosféricas de cada candidata a estrela HAeBe. A primeira coluna indica a região do espectro utilizada no ajuste, a segunda coluna indica o principal elemento formador da linha e a terceira coluna indica qual é o principal parâmetro de variação

PDS076			PDS080			PDS339		
4003–4008	Fe I 4005	t	4002–4011	Fe I 4005	t	4190–4194	Fe I 4191	t
4140–4146	Fe I 4143	t	4140–4148	Fe I 4143	t	4230–4234	Fe II 4233	t
4190–4194	Fe I 4191	t	4212–4221	Fe I 4216	t	4402–4407	Fe I 4404	t
4402–4406	Fe I 4404	t	4218–4231	Fe I 4226	t	4503–4513	Fe I 4508	t
4955–4962	Fe I 4957	t	4378–4392	Fe I 4383	t	4627–4632	Fe II 4629	t
5220–5231	Fe II 5227	t	4955–4962	Fe I 4957	t	4956–4961	Fe I 4957	t
5314–5322	Fe II 5316	t	4975–4990	Fe I 4982	t	5220–5229	Fe II 5227	t
5530–5540	Fe II 5534	t	5516–5532	Fe II 5527	g	5315–5323	Fe II 5316	t
6340–6360	Si II 6347	t	5531–5540	Fe II 5534	t	5530–5540	Fe II 5534	t
6360–6380	Si II 6371	t	6340–6360	Si II 6347	t	6452–6460	Ca II 6456	g
6452–6460	Ca II 6456	g	6360–6380	Si II 6371	t			
PDS078			PDS514			PDS057		
4003–4008	Fe I 4005	t	4060–4065	Fe I 4063	t	4063–4065	Fe I 4063	t
4060–4065	Fe I 4063	t	4140–4145	Fe I 4143	t	4165–4170	Mg I 4167	t
4135–4141	Fe I 4139	t	4166–4170	Mg I 4167	t	4190–4194	Fe I 4191	t
4185–4190	Fe I 4187	t	4190–4194	Fe I 4191	t	4234–4238	Fe I 4235	t
4190–4194	Fe I 4191	t	4230–4240	Fe II 4233	t	4378–4384	Fe I 4383	t
4248–4253	Ti II 4250	t	4280–4287	Ti II 4282	t	4402–4407	Fe I 4404	t
4402–4406	Fe I 4404	t	4402–4407	Fe I 4404	t	4503–4512	Fe I 4508	t
4503–4512	Fe I 4508	t	4503–4513	Fe I 4508	t	4540–4543	Fe II 4541	t
4546–4552	Fe II 4549	t/g	4546–4553	Fe II 4549	t/g	4627–4632	Fe II 4629	t
4627–4632	Fe II 4629	t	4627–4632	Fe II 4629	t	5157–5164	Fe I 5162	t
5157–5164	Fe I 5162	t	4955–4962	Fe I 4957	t	5231–5234	Fe I 5231	t
5220–5231	Fe II 5227	t	5220–5229	Fe II 5227	t	5527–5533	Mg I 5528	t
5530–5540	Fe II 5534	t	5310–5322	Fe II 5316	t			
PDS395			PDS303			PDS564		
4166–4170	Mg I 4167	t	4230–4240	Fe II 4233	t	4230–4240	Fe II 4233	t
4190–4194	Fe I 4191	t	4544–4553	Fe II 4549	t/g	4503–4512	Fe I 4508	t
4402–4407	Fe I 4404	t	5010–5025	Fe II 5018	t	4544–4554	Fe II 4549	t/g
4503–4512	Fe I 4508	t	6450–6470	Ca II 6456	g	5010–5025	Fe II 5018	t
4627–4632	Fe II 4629	t						
4955–4960	Fe I 4957	t						
5160–5165	Fe I 5162	t						
5220–5229	Fe II 5227	t						
5315–5323	Fe II 5316	t						
5530–5540	Fe II 5534	t						
6454–6460	Ca II 6456	g						

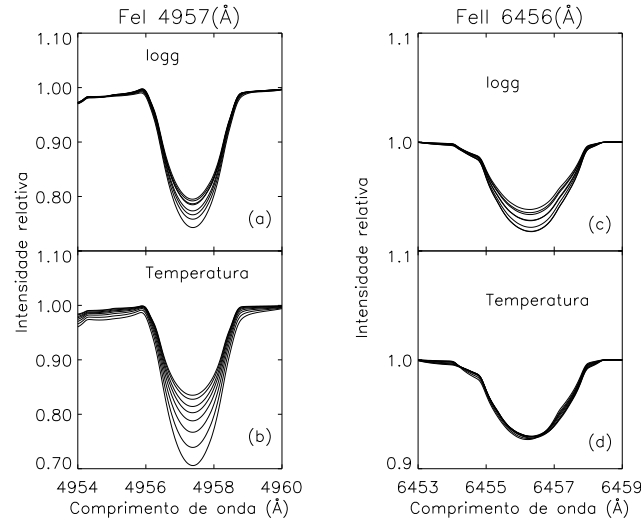


Figura 3.2: Linhas do elemento Fe usadas no processo de ajuste espectral. A linha de Fe I 4957 Å é mais sensível à temperatura, como pode ser visto comparando-se os painéis (a) e (b). A linha de Fe II 6456 Å é mais sensível à gravidade superficial, como mostram os painéis (c) e (d). A temperatura varia a cada 200K partindo de 6000K até 7400K, enquanto $\log g$ varia a cada 0.2 dex partindo de 3.0 até 4.4, para as duas linhas

que apresentaram o menor valor de χ^2 . O terceiro ajuste começa com os valores selecionados no passo anterior mas agora mantemos $v \sin i$ fixo. Observamos que manter $v \sin i$ fixo no terceiro ajuste não altera o valor de T_{ef} significativamente (menos que 0.5%). Depois do terceiro ajuste nós calculamos um valor médio, com seu desvio, para cada conjunto de linhas.

Obtido um valor médio confiável para T_{ef} , nós partimos para o ajuste das linhas sensíveis à $\log g$. O conjunto de linhas sensíveis à gravidade não é tão rico quanto o conjunto de linhas sensíveis à temperatura. Para a maioria das estrelas, nós só obtivemos uma linha sensível à gravidade. Dessa forma, não temos como fazer uma estatística dos valores de $\log g$ e obter um valor médio com seu respectivo desvio. Começamos o primeiro ajuste usando os valores de $\log g$ e T_{ef} baseados no tipo espectral encontrado na literatura. Nesse primeiro ajuste, mantivemos o valor de T_{ef} fixo e deixamos $v \sin i$ e $\log g$ livres.

Começamos o segundo ajuste usando o mesmo valor de $\log g$ do primeiro ajuste mas substituímos o valor de T_{ef} pelo valor médio final que obtivemos no ajuste da temperatura. O valor de $\log g$ obtido no final do segundo ajuste é então comparado com o valor do primeiro ajuste, com o objetivo de verificar alguma dependência com T_{ef} . Observamos que na maioria dos casos a diferença está em torno de 10%, o que mostra uma pequena sensibilidade à temperatura. Decidimos, então, usar os valores de $\log g$ obtidos nos dois ajustes para calcular a temperatura novamente e verificar uma possível sensibilidade à $\log g$. Concluímos que o valor de $\log g$ não influenciou significativamente (menos de 1%) o valor de T_{ef} e portanto o valor de T_{ef} independe do valor de $\log g$.

Para melhorar a determinação de $\log g$ decidimos fazer um terceiro ajuste usando como valor inicial $\log g = 3.5$, para todas as linhas. Escolhemos esse valor porque queríamos saber se o valor obtido no primeiro ajuste era apenas um mínimo local e, portanto, precisávamos começar o ajuste em um valor longe do valor final. Esse valor de $\log g$ corresponde a uma estrela com classe de luminosidade III, ou seja, estrelas gigantes. Em alguns casos, $\log g$ convergia para um valor próximo do obtido pelo segundo ajuste, em outros casos, a diferença era de 20% e em alguns casos o SME não foi capaz de realizar o ajuste.

Depois de muito esforço para determinar o melhor valor de $\log g$, nós decidimos usar as asas das linhas da série de Balmer como um molde, pois através de gráficos como o da Figura 3.2, vimos que essa parte da linha era razoavelmente sensível à gravidade e através dos espectros observados vimos que essas partes das linhas não apresentavam variabilidade ao longo das observações. Construímos, então, um conjunto de modelos das linhas de Balmer para diferentes valores de $\log g$ e comparamos esses modelos com as linhas de Balmer observadas para cada estrela. Determinamos os três valores que melhor reproduziam as linhas observadas e através de uma média conseguimos estabelecer um valor para $\log g$. Portanto, com o ajuste de linhas fotosféricas (quando possível) e com a utilização das asas das linhas de Balmer, conseguimos determinar o valor de $\log g$ com uma precisão de 0.2 dex.

Selecionamos as linhas sensíveis à temperatura que apresentaram um valor para o χ^2 abaixo de 1.0, isso significa que a diferença entre o espectro sintético ajustado e o espectro observado está próxima da relação sinal-ruído. No final de todo esse processo, conseguimos obter valores de T_{ef} com um erro em torno de 3% para estrelas com temperatura abaixo de 9000 K e 5% para estrelas com temperatura acima de 9000 K. Os valores de $v \sin i$ foram determinados, também, através de uma média e têm uma margem de erro de 4%, que equivale aproximadamente a um intervalo de 2–4 km s⁻¹.

Outro parâmetro fornecido pelo SME é a velocidade radial (v_{rad}) da estrela. Como não temos nenhum controle sobre esse parâmetro, só aceitamos os valores de v_{rad} , fornecidos pelo SME, se

houver uma concordância de valores para várias linhas fotosféricas, dentro de uma margem de erro de 2 km s^{-1} , que é a precisão instrumental.

Os valores para T_{ef} , $\log g$, $v \text{ sen } i$ e v_{rad} , obtidos através do ajuste espectral com o SME, estão listados na Tabela 3.2. Uma vez obtidos os valores para esses parâmetros estelares, podemos construir espectros sintéticos para qualquer região espectral das estrelas observadas.

Tabela 3.2: Parâmetros físicos das candidatas a HAeBe. A primeira coluna lista o identificador PDS das candidatas, na segunda e terceira colunas temos o valor da temperatura efetiva e o seu desvio, na quarta e quinta colunas temos o valor da gravidade superficial e o seu desvio, na sexta e sétima colunas temos o valor da velocidade de rotação projetada e o seu desvio, na oitava coluna temos o valor da velocidade radial e na nona temos o tipo espectral

PDS	T_{ef} (K)	Δ	$\log g$	Δ	$v \text{ sen } i$ (km s^{-1})	Δ	$v_{\text{rad}} \pm 2$ (km/s)	T.E.
057	10500	500	4.0	0.2	6	1	17	B9V
076	7300	200	4.0	0.2	66	3	-6	A9V
078	7000	200	3.4	0.2	80	3	-6	F0III
080	7300	200	3.8	0.2	115	4	-7	A9V
303	11000	500	3.6	0.2	105	4	10	B9III
339	6900	200	4.0	0.2	48	2	14	F0V
395	7400	200	4.5	0.2	25	1	3	A8V
514	7600	200	4.2	0.2	55	2	-3	A8V
564	10300	500	4.0	0.2	72	3	17	B9V
069N	17000	2000	4.0	0.2	90	10	-7	B4V
327	25000	3000	4.0	0.2	80	20	-1	B1V
340	10000	500	4.0	0.2	100	20	14	A0V
398	10000	500	4.3	0.1	250	50	-13	B9.5V
473	9500	500	4.0	0.2	100	20	-20	A0V
545	25000	3000	4.0	0.2	100	20	-1	B1V

Duas observações devem ser feitas nesse momento:

1. as estrelas: PDS069N, PDS327, PDS340, PDS398, PDS473 e PDS545 não possuem linhas fotosféricas confiáveis para o ajuste espectral com o SME. Fizemos a escolha de valores dos parâmetros baseados no tipo espectral encontrado na literatura e nos modelos construídos para as asas das linhas da série de Balmer, como descrito previamente.
2. a estrela PDS399 não apresentou nenhuma linha de absorção fotosférica confiável, todas as linhas dessa estrela estão em emissão, o que impossibilita a determinação dos seus parâmetros estelares.

O valor da velocidade radial para estas estrelas foi tomado como valor da velocidade da linha de Na I D interestelar, pois graças à juventude desses objetos esperamos que eles ainda estejam associados com as suas nuvens de origem (Herbig, 1977; Finkenzeller & Jankovics, 1984). As incertezas nos valores de T_{ef} , $\log g$ e $v \text{ sen } i$ são maiores que as incertezas dos mesmos parâmetros das estrelas que apresentam linhas fotosféricas. Das 6 estrelas que não apresentaram linhas fotosféricas confiáveis, 3 têm tipo espectral B (PDS327, PDS069N e PDS545) e 3 têm tipo espectral A0 (PDS340, PDS398 e PDS473), baseados nisso, nós utilizamos como ponto de

partida um valor médio de $\log g$ para estrelas A e B da sequência principal ($\log g = 4.0$) pois, esperamos que estas estejam próximas da sequência principal assim que se tornam visíveis.

Um exemplo do tipo de ajuste usado para as asas da série de Balmer pode ser visto na Figura 3.3. O painel esquerdo apresenta os modelos criados com $\log g = 4.0$ no intervalo de temperatura especificado na legenda e o painel direito apresenta os modelos criados com temperatura fixa de 25000K e $\log g$ no intervalo especificado pela respectiva legenda.

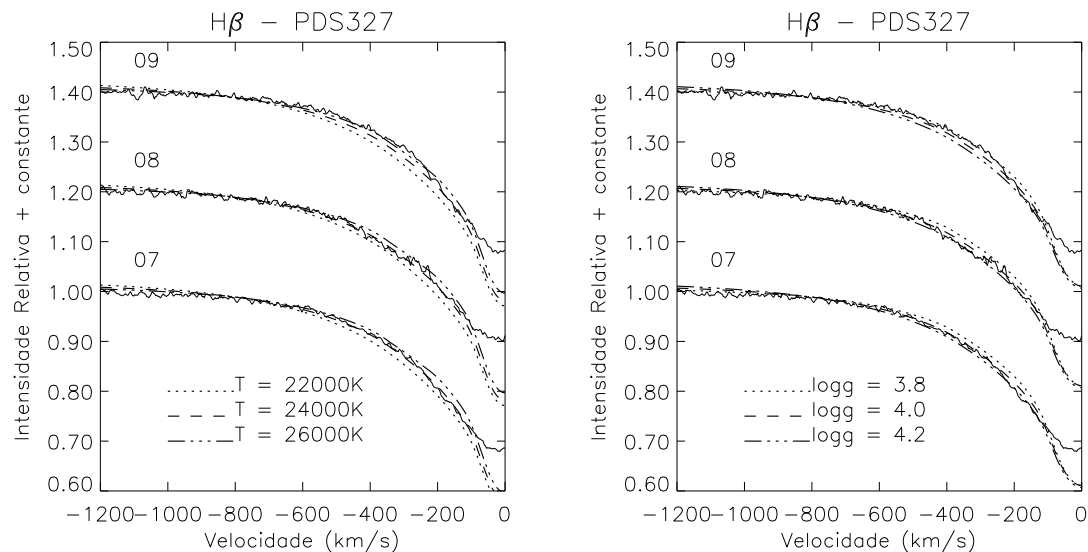


Figura 3.3: Exemplo do ajuste feito para as asas das linhas da série de Balmer da estrela HAeBe PDS327. O painel esquerdo apresenta os modelos gerados com $\log g$ e $v \sin i$ fixos (4.0 e 80 km s^{-1} respectivamente) e temperaturas no intervalo 22000–26000 K, como especificado na legenda do próprio painel. O painel direito apresenta os modelos gerados com T_{ef} e $v \sin i$ fixos (25000 K e 80 km s^{-1} respectivamente) e $\log g$ no intervalo 3.8 a 4.2

Observamos que as asas das linhas da série de Balmer são sensíveis tanto à gravidade quanto à temperatura e, portanto, existe um conjunto de soluções possíveis para os valores de T_{ef} e $\log g$. Tomando como ponto de partida a classificação publicada por Vieira et al. (2003), nós estabelecemos um valor para T_{ef} e a partir dele obtivemos uma estimativa de $\log g$ e $v \sin i$. São esses valores, para os parâmetros das estrelas sem linhas fotosféricas, que estão listados na Tabela 3.2. A única exceção foi a estrela PDS398, que possui parâmetros bem determinados por Merín et al. (2004), os quais foram adotados como parâmetros físicos iniciais. Devemos notar ainda que o maior erro na determinação de $v \sin i$ ocorre para estrelas com tipo espectral B9.5V e A0V, onde ocorre o máximo da descontinuidade de Balmer, e B1V, onde espera-se pouca evidência de linhas de Hidrogênio. A partir desses valores, localizamos nossas estrelas no diagrama H-R como mostra a Figura 3.4. Esse diagrama foi construído com as trilhas calculadas pelo código ATON 2.0 (Mazzitelli, 1989; Mazzitelli, D’Antona & Caloi, 1995; Ventura et al., 1998). As estrelas da nossa amostra ocuparam posições próximas à sequência principal, como esperado. Algumas ficaram fora das trilhas evolutivas, que vão de 2 a $10 M_{\odot}$, pois possuem massa inferior a $2 M_{\odot}$ (PDS339, PDS395, PDS076 e PDS514). Providenciaremos trilhas evolutivas para massas inferiores a $2 M_{\odot}$ para confirmar a posição dessas estrelas. Uma estrela (PDS398) ficou abaixo

da sequência principal de idade zero, contudo Merín et al. (2004) mostraram que a metalicidade dessa estrela está baixo da solar, o que a coloca de volta acima da sequência principal, como uma estrela pré-sequência principal.

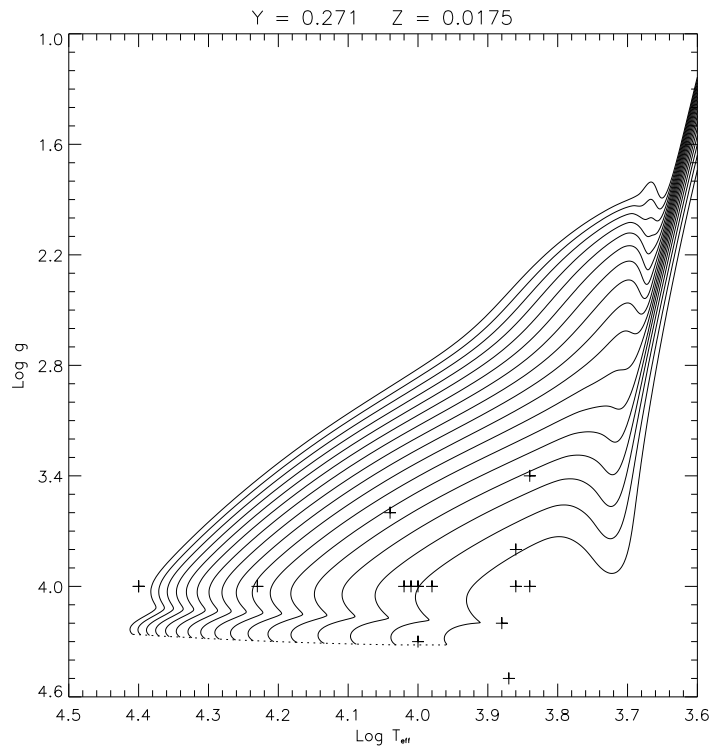


Figura 3.4: Esta figura apresenta o diagrama H-R para as candidatas a HAeBe, as trilhas foram calculadas pelo código ATON 2.0 (Mazzitelli, 1989; Mazzitelli, D’Antona & Caloi, 1995; Ventura et al. , 1998)

3.4 Componentes de Absorção Circunstelar

Quando subtraímos o espectro sintético do espectro observado ($obs - sin$), temos como resultado a componente circunstelar. É nessa componente que vamos encontrar informações sobre o ambiente ao redor das estrelas HAeBe. Essa subtração faz com que o contínuo da componente circunstelar tenha intensidade igual a 0. Para não trabalhar com valores negativos para as absorções, nós deslocamos para 1 o valor da intensidade do contínuo da componente circunstelar.

Analizamos o espectro de cada candidata a estrela HAeBe, com o intuito de verificar quais apresentavam linhas com perfil de absorção na série de Balmer, Na I D e Ca II IR. Essas linhas foram usadas na análise do episódio de acreção na estrela UX Ori, feita por NGT. Como pretendemos fazer uma análise semelhante para nossas estrelas, decidimos iniciar a busca por componentes de absorção desviadas para o vermelho nessas linhas. Listamos na Tabela 3.3 o

tipo de perfil encontrado para essas linhas nas nossas estrelas. Podemos ver que das 15 estrelas disponíveis para estudo, 7 não apresentam perfil de absorção para a linha de Ca II IR e 3 não apresentam perfil de absorção para as linhas de Na I D.

Tabela 3.3: Tipo de perfil para as 4 primeiras linhas da série de Balmer, Na I D e Ca II IR (8498 Å). Os superíndices 1, 2 e 3 nos perfis de absorção significam; perfil de absorção com uma componente de emissão no fundo da linha, perfil de absorção com uma componente de emissão que quase preenche toda a absorção e perfil de absorção com emissão nas asas, respectivamente. Quando o superíndice está ausente é porque o perfil da absorção é simples. O superíndice 1 nos perfis de emissão correspondem a uma componente fraca de emissão, a ausência desse superíndice indica que a emissão é significativa.

PDS	H α	H β	H γ	H δ	Na I D	Ca II IR (8498 Å)
057	abs ²	abs	abs	abs	abs ³	abs
069N	emi	abs ²	abs	abs	abs	emi
076	abs ²	abs	abs	abs	abs	abs
078	abs ²	abs	abs	abs	abs	emi ¹
080	abs ¹	abs	abs	abs	abs	abs
303	abs	abs	abs	abs	abs	abs
327	abs	abs	abs	abs	abs	ausente
339	abs ¹	abs	abs	abs	abs	abs
340	emi	abs ¹	abs	abs	abs/emi	ausente
395	abs ²	abs	abs	abs	abs	abs
398	abs ¹	abs	abs	abs	abs	ausente
473	abs ²	abs ¹	abs	abs	emi	emi
514	abs ²	abs ¹	abs	abs	abs	abs
545	emi	abs ¹	abs	abs	abs	emi ¹
564	abs ²	abs ¹	abs	abs	abs/emi	abs

Construímos os espectros sintéticos somente para as linhas que apresentaram perfil de absorção na nossa amostra de estrelas. Em seguida, a componente circunstelar foi obtida e procuramos por componentes de absorção desviadas para o vermelho, que foram encontradas em 3 estrelas (PDS069N, PDS076, PDS080). Antes de analisar as componentes de absorção para cada estrela, vamos descrever o método aplicado por NGT para a estrela UX Ori e como ele será utilizado no nosso conjunto de estrelas.

3.4.1 UX Orionis

NGT fizeram uma análise química do material circunstelar em queda em direção à estrela UX Ori utilizando padrões de absorção desviados para o vermelho nas linhas H γ , Na I D e Ca II IR, com a finalidade de determinar se este material era rico em metais (proveniente de corpos cometários) ou tinha composição semelhante à solar (rica em Hidrogênio). Para analisar essas componentes de absorção desviadas para o vermelho, NGT definiram uma grandeza chamada profundidade de absorção circunstelar (τ), como:

$$\tau = 1 - \frac{F_{obs}}{F_{sin}} \quad (3.1)$$

onde F_{obs} e F_{sin} representam, respectivamente, o fluxo do espectro observado e sintético, tomados no ponto mínimo da componente de absorção desviada para o vermelho. Dada essa definição, a Tabela 3.4 indica quais os valores τ pode assumir e em que situações eles ocorrem.

Tabela 3.4: Valores que τ pode assumir e em que situações cada um deles ocorre

τ	
< 0	Ocorre quando a componente de absorção, do espectro observado, possui um fluxo maior que o do espectro sintético, a componente circunstelar terá a aparência de uma linha em emissão.
$= 0$	Não há absorção circunstelar, ou seja, os espectros observado e sintético são idênticos.
$0 < \tau < 1$	Nesse caso a componente de absorção, do espectro observado, possui um fluxo menor que o do espectro sintético.
$= 1$	Indica que a linha observada está saturada ($F_{obs} = 0$).
> 1	Ocorre quando medimos o fluxo de uma linha de emissão, que é definido como negativo, de acordo com a definição 3.1.

O próximo passo, na análise da composição química do material em queda em direção à estrela, é obter valores para a profundidade ótica das mesmas linhas onde as componentes de absorção foram observadas. O cálculo da profundidade ótica de cada linha deve levar em conta a presença da nuvem de gás que causou a componente de absorção. Isso foi feito com o programa Cloudy (Ferland, 1996), que simula uma nuvem de gás homogênea e isotérmica, localizada a uma certa distância da estrela, com composição química fixa. A partir daí, a densidade e a temperatura da nuvem podem ser variadas e os valores da profundidade ótica são calculados pelo programa. Uma composição química será aceita se existir um intervalo de valores para a densidade e temperatura que reproduz simultaneamente os valores observados de τ . O programa Cloudy requer alguns parâmetros de entrada, tais como: temperatura da estrela, luminosidade da estrela, distância da nuvem à estrela, espessura da nuvem, campo de velocidade interna da nuvem e densidade da nuvem. Os parâmetros usados por NGT foram: $T_{ef} = 9500K$, $L_{\star} = 55L_{\odot}$, distância da nuvem à estrela $10R_{\star}$, espessura da nuvem igual a $3R_{\star}$, densidade $n_H = 10^{11} \text{ cm}^{-3}$ e campo de velocidade interna $\sim 50 \text{ km s}^{-1}$. Segundo NGT, a distância da nuvem à estrela foi calculada a partir da velocidade das componentes de absorção desviadas para o vermelho, que tinham velocidades em torno de 150 km s^{-1} . O valor do campo de velocidade interna foi estimado através da largura das componentes de absorção observadas.

As linhas escolhidas para a análise foram; $H\gamma$ da série de Balmer, Na I D 3S–3P_{3/2} (5890Å, que a partir de agora será referida como Na I D1) e a componente 8452Å do tripleto de Ca II IR. NGT utilizaram um programa específico para os cálculos da linha Na I D1, os cálculos para as demais linhas foram feitos com o programa Cloudy da maneira descrita acima. O argumento usado por NGT para a escolha dessas linhas é que, por se tratarem de linhas fracas podemos supor que a profundidade ótica da linha é aproximadamente igual à profundidade observada. Uma vez obtidos os valores da profundidade ótica das diversas linhas, basta compará-los com os valores de τ e verificar em que intervalos de temperatura e para qual composição eles concordam. Foram feitos modelos para abundância solar ($m=1$), um pouco acima da solar ($m=10$) e cometária ($m=500$),

para temperatura da nuvem no intervalo de 6000 a 20000 K. Os resultados obtidos indicam que existem soluções possíveis para uma nuvem com abundância $m=1$ e temperatura em torno de 6000–7000 K e para uma nuvem com abundância $m=10$ e temperatura em torno de 9000 K. Os cálculos descartam a possibilidade de uma nuvem com abundância $m=500$ ter originado as componentes de absorção desviadas para o vermelho. Os gráficos utilizados por NGT estão reproduzidos na Figura 3.5.

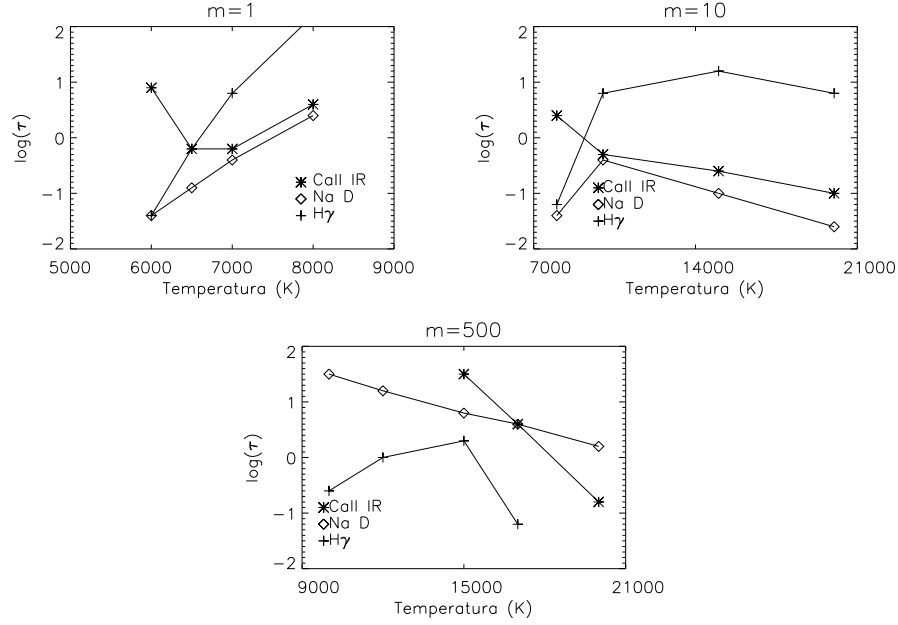


Figura 3.5: Valores teóricos para a profundidade ótica de uma nuvem com densidade $n_H = 10^{11} \text{ cm}^{-3}$, espessura de $3R_*$, a uma distância de $10R_*$ de uma estrela com $T_{\text{ef}} = 9500\text{K}$ e $L_* = 55L_\odot$. Os modelos foram gerados para diferentes temperaturas e três composições químicas diferentes, como indica a legenda de cada painel

Portanto, através desse método, NGT concluíram que corpos cometários caindo em direção à UX Ori não seriam capazes de gerar componentes de absorção desviadas para o vermelho nas linhas da série de Balmer. Esses corpos cometários são semelhantes aos cometas no sistema solar e sua composição química é pobre em hidrogênio. Os valores encontrados para τ , nas linhas de Balmer, são muito próximos de 1, o que indica uma grande quantidade de hidrogênio na direção da linha de visada e descarta o modelo de queda de corpos cometários como sendo o responsável pelo evento de acreção na estrela UX Ori. No próximo capítulo vamos fazer uma análise qualitativa, baseada neste método, para as componentes de absorção que encontramos em nossas estrelas.

Capítulo 4

Estrelas HAeBe com Evidências de Acrensão de Matéria

Como foi dito no capítulo anterior, encontramos componentes de absorção desviadas para o vermelho em três estrelas; PDS069N, PDS076 e PDS080. Para fazer uma análise qualitativa, do material que produziu as componentes de absorção, baseada na análise feita por NGT, precisamos das linhas $H\gamma$, Na I D e Ca II IR. Infelizmente, nenhuma dessas três estrelas apresentou componentes de absorção desviadas para o vermelho, em nenhuma das linhas do tripleto de Ca II IR. Elas apresentam perfil de absorção, mas sem variação na sua forma. Além disso, a estrela PDS076 não possui componentes de absorção desviadas para o vermelho na linha de Na I D. Ficamos restritos à análise das linhas de hidrogênio na PDS076 e hidrogênio e sódio na PDS069N e PDS080.

4.1 PDS069N (Hen 3-949)

A candidata a estrela HAeBe PDS069N tem tipo espectral B4–B3 e pertence a um sistema binário ou múltiplo, segundo o banco de dados SIMBAD. Ela está embebida na nebulosa de reflexão NGC5367 que, por sua vez, é a cabeça do glóbulo cometário¹ CG12, situado a 630 pc (Hawarden & Brand, 1976; Williams et al. , 1977). Um jato bipolar, observado através de linhas de CO ($J = 2 - 1$) e $C^{18}O$ (White, 1993), foi associado à PDS069N, o que reforça sua classificação como um objeto jovem. Através de medidas de polarização de estrelas na região do glóbulo cometário CG12, Bhatt, Maheswar & Manoj (2004) mostraram que o campo magnético

¹Glóbulos cometários são nuvens interestelares compactas, constituídas de uma estrutura do tipo cabeça-cauda, que se assemelha a um cometa.

local está alinhado com a cauda do glóbulo cometário, assim como o jato bipolar encontrado por White (1993).

A determinação dos parâmetros estelares através do SME foi muito difícil, pois essa estrela não apresenta linhas de absorção fotosféricas confiáveis. Portanto, decidimos usar as asas das linhas da série de Balmer para obter os parâmetros estelares. Escolhemos as asas das linhas da série de Balmer porque elas se apresentaram estáveis ao longo das noites de observação. As variações na forma do perfil só ocorrem nos intervalos de -600 a 600 km s^{-1} . Os parâmetros estelares que encontramos, usando como valores iniciais os de uma estrela de tipo espectral B4, foram:

Tabela 4.1: Parâmetros físicos encontrados para a candidata a estrela HAeBe PDS069N

T_{ef} (K)	$\log g$	$v \sin i$ (km s^{-1})	v_{rad} (km s^{-1})
17000 ± 2000	4.0 ± 0.2	90 ± 10	-7 ± 2

Como foi descrito na seção 3.3, utilizamos o valor de T_{ef} baseado no tipo espectral publicado por Vieira et al. (2003), que foi mantido fixo e procuramos pelos melhores valores de $\log g$ e $v \sin i$ que ajustavam as asas das linhas de Balmer. O valor de v_{rad} foi obtido através da linha de Na I D interestelar, pois esperamos que essas estrelas não tenham se afastado muito da nuvem de origem. O erro no valor de v_{rad} é devido à precisão instrumental.

Encontramos componentes de absorção desviadas para o vermelho nas linhas: $H\gamma$, $H\delta$ e Na I D1, na segunda e terceira noites de observação. A Figura 4.1 apresenta os espectros observados e sintéticos das linhas $H\gamma$ e $H\delta$, nas 3 noites de observação. Nesses gráficos mantivemos T_{ef} fixa (17000 K) e variamos $\log g$, conforme indica a legenda em cada gráfico. O espectro sintético usado para extrair as componentes circunstelares foi construído com os valores: $T_{\text{ef}} = 17000$ K, $\log g = 4.0$ e $v \sin i = 90 \text{ km s}^{-1}$, que são os valores que melhor ajustam as observações. Podemos ver componentes de absorção desviadas para o vermelho na linha $H\gamma$, mas, elas estão sobrepostas a uma componente de emissão e, portanto, não podemos tirar nenhuma informação a respeito da profundidade de absorção circunstellar dessa linha, mas podemos determinar a velocidade dessas componentes.

A Figura 4.2 apresenta os espectros da primeira componente do dubleto Na I D e suas respectivas componentes circunstelares. Podemos ver a componente de absorção desviada para o vermelho na segunda e terceira noites de observação.

A Tabela 4.2 apresenta os valores da velocidade das componentes de absorção e os valores de τ , para as linhas $H\gamma$, $H\delta$ e Na I D1. Antes de analisar o valor da profundidade de absorção circunstellar (τ), devemos verificar se as componentes de absorção desviadas para o vermelho têm uma origem comum. Isso pode ser feito analisando a velocidade das componentes de absorção que devem ter um valor próximo. Dados os valores da Tabela 4.2, podemos ver que as componentes de absorção das linhas $H\delta$ e Na I D1, são formadas em regiões diferentes, ou seja, por eventos de acreção distintos. Não podemos fazer uma análise dessa estrela, semelhante à análise feita por NGT, porque só temos os valores de τ para as linhas de $H\delta$ e Na I D1, observadas em noites

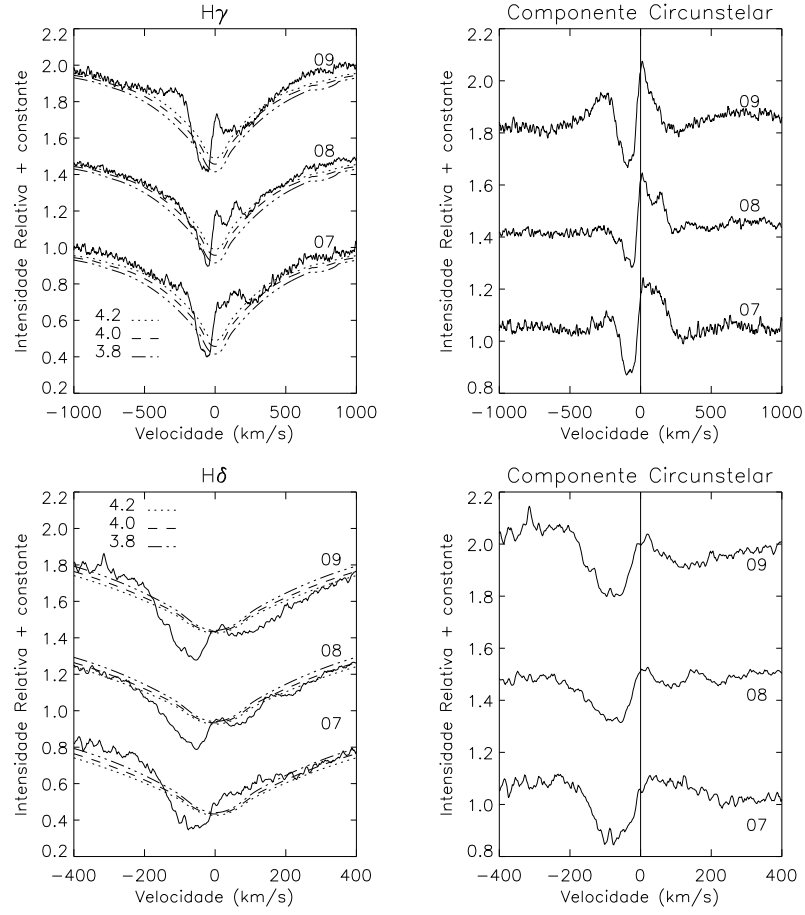


Figura 4.1: Espectros observados das linhas $H\gamma$ (topo) e $H\delta$ (base) da estrela PDS069N. *Painéis esquerdos:* apresentam os perfis para cada noite. *Painéis direitos:* apresentam a componente circunestelar de cada noite. Nesse gráfico podemos ver as componentes de absorção desviadas para o vermelho e para o azul, além de componentes de emissão. Os números próximos de cada espectro indicam as noites de observação: 7, 8 e 9 de Maio de 2002

diferentes e produzidas por eventos distintos. O baixo valor de τ para essas componentes e, como veremos a seguir, a presença de componentes em outras linhas, de diferentes elementos, servem como indicativo de que a composição química do material deve ser mais rica do que a solar.

Tabela 4.2: Valores da velocidade da componente de absorção desviada para o vermelho e o valor de τ para as linhas $H\delta$, $H\gamma$ e Na I D1 da candidata a estrela HAeBe PDS069N

linha	noite de observação	velocidade ± 5 (km s^{-1})	$\tau \pm 2\%$
$H\delta$	2 ^a	90	0.190
$H\delta$	2 ^a	210	0.130
$H\delta$	3 ^a	130	0.240
$H\gamma$	2 ^a	100	-1.030
$H\gamma$	2 ^a	220	-0.532
$H\gamma$	2 ^a	490	-0.244
$H\gamma$	3 ^a	250	-0.458
Na I D1	2 ^a	7	0.070
Na I D1	3 ^a	7	0.135

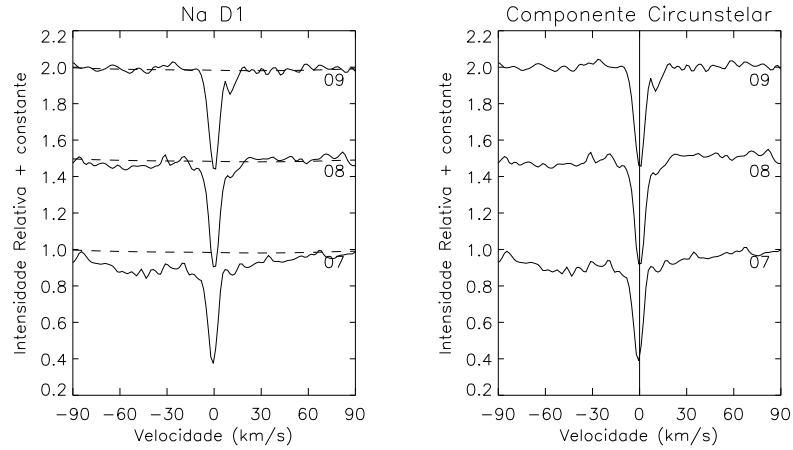


Figura 4.2: Espectros observados da primeira componente do duplete Na I D da estrela PDS069N. *Painel esquerdo:* perfil da linha Na I D1 para cada noite. *Painel direito:* componente circunstellar de cada noite. Nesse gráfico, podemos ver as componentes de absorção desviadas para o vermelho na segunda e terceira noites de observação. A linha contínua indica o espectro observado enquanto a linha pontilhada indica o espectro sintético

A seguir vamos apresentar algumas características espectrais interessantes que foram observadas no espectro dessa estrela.

He I

A característica que mais distingue essa estrela, das demais que apresentaram componentes de absorção desviadas para o vermelho, é a presença dessas componentes nas linhas de He I ao longo de todo o espectro, característica que não foi observada nas demais estrelas de tipo espectral B da nossa amostra. A Figura 4.3 mostra os espectros de cada noite da linha 5876 Å juntamente com suas respectivas componentes circunstelares. As demais linhas (4471, 6678 e 7065 Å) apresentam comportamento e forma de perfil similar ao da linha 5876 Å. Pelo gráfico das componentes circunstelares é possível ver que a absorção desviada para o vermelho tem velocidade de $+150 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$ em todas as noites, apenas sua intensidade varia.

Si II

Componentes desviadas para o vermelho também aparecem nas linhas de Si II (6347 e 6371 Å). A Figura 4.4 apresenta a linha 6347 Å (painel esquerdo) com sua respectiva componente circunstellar (painel direito). A velocidade da componente de absorção desviada para o vermelho permanece a mesma: $+150 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$. A linha 6371 Å é menos intensa que a linha 6347 Å mas, apresenta um perfil similar e a componente de absorção também possui velocidade de $150 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$.

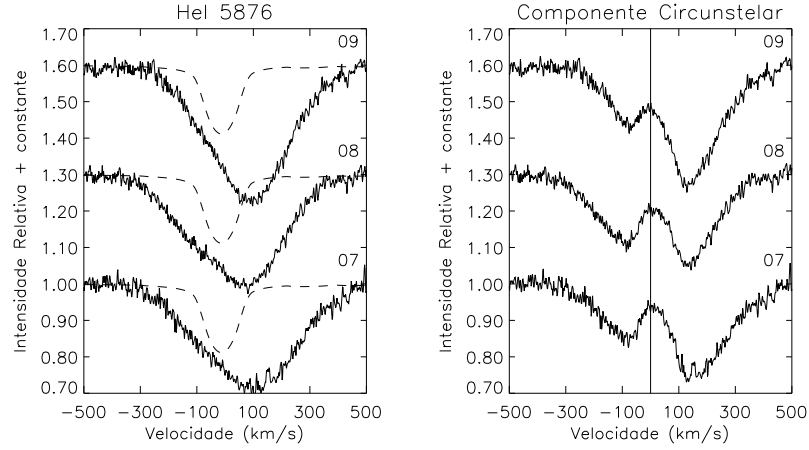


Figura 4.3: O painel esquerdo apresenta a linha 5876Å e o direito mostra a sua componente circunelar. A linha tracejada indica o espectro sintético e a linha contínua indica o espectro observado. A componente de absorção desviada para o vermelho tem velocidade de $+150 \text{ km s}^{-1}$ e sua intensidade varia ao longo das observações

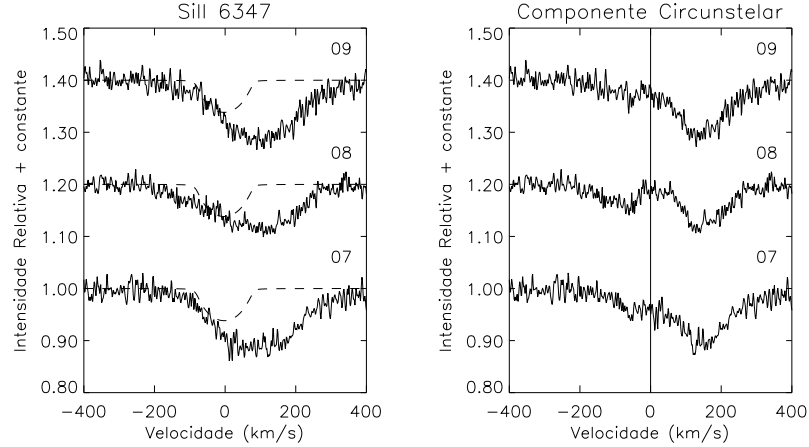


Figura 4.4: O painel esquerdo apresenta os espectros observados da linha de Si II 6347Å da estrela PDS069N. O painel direito apresenta sua componente circunelar. Podemos observar uma correlação entre a variação da linha de Si II 6347 Å e a linha de He I 5876 Å

O I

O tripleto de O I 7774 ($\lambda 7771.9$, 7774.2 e 7775.4 Å) tem contribuições tanto estelares quanto circunelares, como pode ser visto no painel esquerdo da Figura 4.5, onde a linha tracejada indica o espectro sintético e a linha contínua o espectro observado. Também é possível ver três linhas estreitas em emissão no fundo da componente de absorção. Suspeitamos que essas linhas sejam telúricas, pois, antes de ser feita a correção da velocidade radial da estrela, elas estavam centradas, exatamente, nos respectivos comprimentos de onda de laboratório. Esse tripleto também apresenta variações na forma do seu perfil ao longo das noites de observação. Podemos observar, através da componente circunelar, que essa variação está correlacionada com a variação encontrada nas linhas de He I 5876 Å e Si II 6347 Å e, além disso, existe um padrão de absorção desviado para o vermelho com velocidade de $+150 \text{ km s}^{-1}$, nítido na segunda e terceira noites.

Segundo Muzerolle, Calvet & Hartmann (1998), em estrelas T Tauri esse tripleto está associado à magneto-acresção. Acreditamos que o tripleto de O I 7774 Å possa ser um bom indicador de acreção de matéria em estrelas HAeBe, visto que em outras duas estrelas de tipo espectral B da nossa amostra (PDS327 e PDS545) não detectamos a presença desse tripleto nem eventos de acreção, enquanto ambas características aparecem na PDS069N.

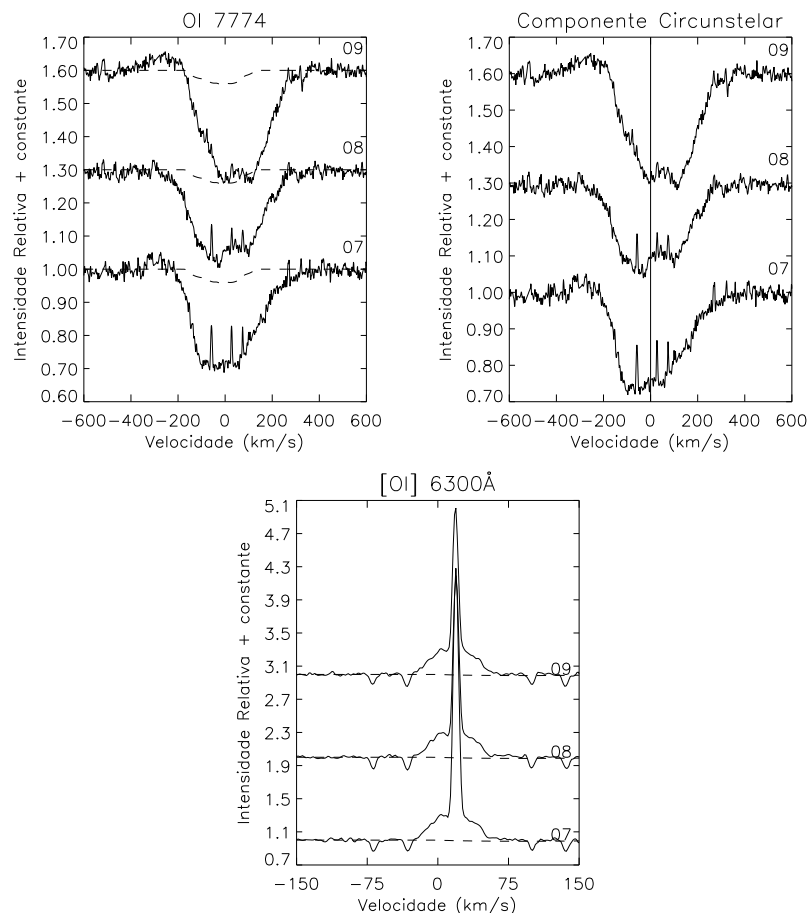


Figura 4.5: *Painel superior esquerdo:* espectros observados da linha de O I 7774 Å da estrela PDS069N. *Painel superior direito:* respectiva componente circunestelar da linha. Podemos observar uma variação na forma do perfil e na intensidade ao longo das noites de observação. *Painel inferior:* perfil da linha proibida [O I] 6300 Å, note a assimetria dessa linha. O pico estreito e intenso é uma linha telúrica

Observamos também a linha proibida de [O I] 6300 Å, que está associada a regiões circunstelares de baixa densidade, como por exemplo o vento estelar ou jatos bipolares. A assimetria vista nessa linha (painel inferior na Figura 4.5) é um indicativo da existência de um disco ao redor da estrela. Essa estrela tem um jato associado a ela, como foi dito no início da seção, o que, além de reforçar a sua identificação como um objeto jovem, confirma a existência de uma região de baixa densidade onde a linha de [O I] 6300 Å pode ser formada.

H α e H β

A linha H α está totalmente em emissão, sendo classificado como perfil tipo III. Os espectros podem ser vistos nos painéis do topo da Figura 4.6. A linha H β também aparece em emissão, embora esteja contida dentro de uma absorção bem mais larga, cujas asas vão de -1000 a +1000 km s⁻¹. Os espectros e respectivas componentes circunstelares são apresentados na base da Figura 4.6.

Em ambas as linhas podemos observar um padrão de absorção superposto à componente de emissão com velocidade de +150 km s⁻¹, idêntica às velocidades encontradas para as linhas de He I 5876 Å, Si II 6347 Å e O I 7774 Å.

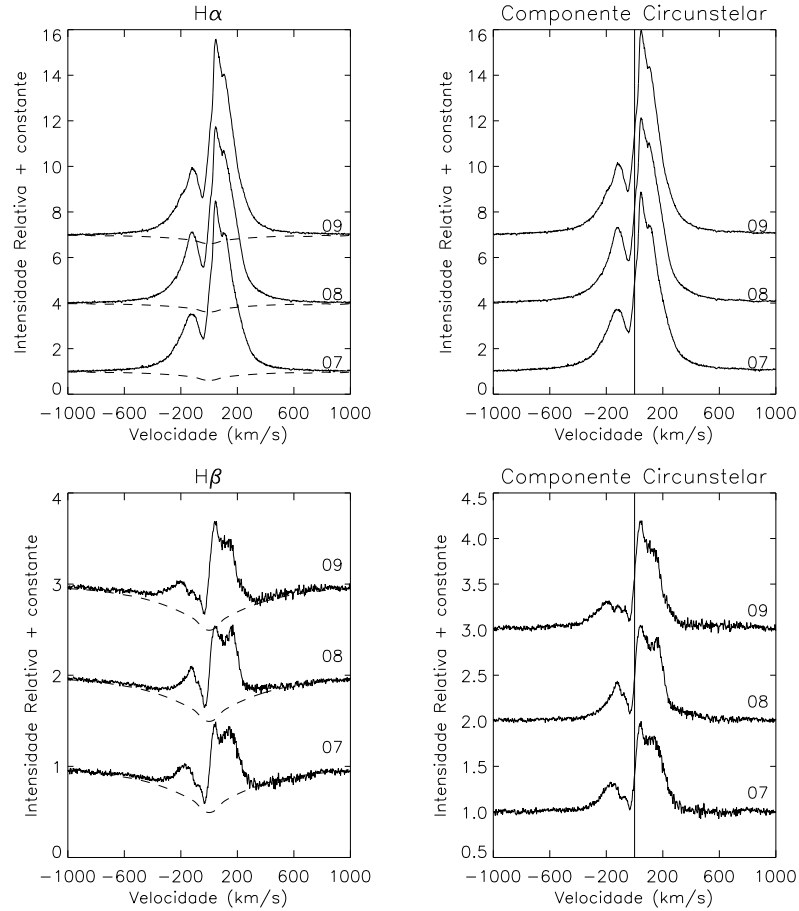


Figura 4.6: Os espectros observados das linhas H α e H β da estrela PDS069N e suas respectivas componentes circunstelares, podem ser vistos nos painéis do topo e da base respectivamente. Podemos ver em ambas as linhas um padrão de absorção superposto à componente de emissão e que possui uma velocidade de +150 km s⁻¹

4.2 PDS076 (HD142666)

A candidata a estrela HAeBe PDS076 tem tipo espectral A8V, segundo o banco de dados SIMBAD e está associada com a região de formação Sco R1, segundo Vieira et al. (2003), localizada em torno de 110–160 pc (Racine, 1968). Os parâmetros estelares encontrados na literatura (Malfait et al. , 1998; Meeus et al. , 1998; Kurtz & Müller, 2001) são típicos de uma estrela A5V: $T_{\text{ef}} = 8250$ (K) e $\log(g) = 4.5$. Meeus et al. (1998) encontraram esses valores através do ajuste das suas observações fotométricas, no ótico e ultravioleta próximo, por um modelo de atmosfera em equilíbrio termodinâmico local (Kurucz, 1994).

A Figura 4.7 apresenta o ajuste feito pelo SME para duas linhas de FeI (4957 e 4404 Å), selecionadas dentro do conjunto de linhas fotosféricas da Tabela 3.1. Sobreposto ao ajuste da Figura 4.7, colocamos o espectro sintético gerado a partir dos valores encontrados na literatura, representado pela linha pontilhada.

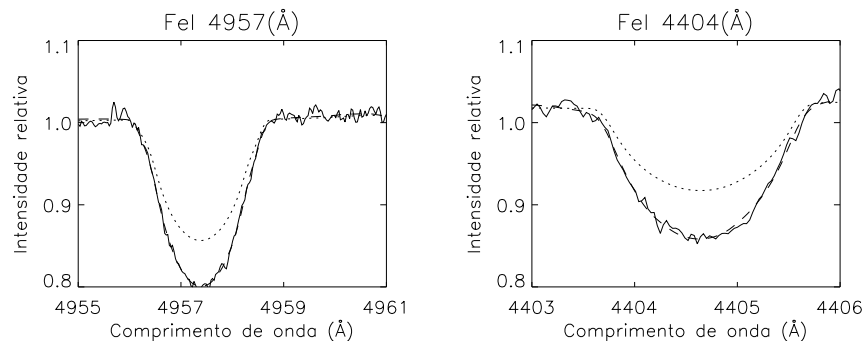


Figura 4.7: Linhas de FeI ajustadas pelo programa SME para a estrela PDS076. A linha tracejada representa o ajuste enquanto a linha contínua representa o espectro observado. A linha pontilhada representa o espectro sintético gerado a partir dos valores de T_{ef} e $\log g$ da literatura

Os parâmetros que encontramos para essa estrela foram:

Tabela 4.3: Parâmetros físicos encontrados para a candidata a estrela HAeBe PDS076

T_{ef} (K)	$\log g$	$v \sin i$ (km s^{-1})	v_{rad} (km s^{-1})
7300 ± 200	4.0 ± 0.2	66 ± 3	-6 ± 2

que implicam em um tipo espectral F0V. Confiamos mais nos valores que encontramos do que nos valores da literatura, porque utilizamos um conjunto de linhas fotosféricas confiável para o ajuste espectral. Os espectros cobrem uma ampla faixa de comprimentos de onda (3900 a 8800 Å) o que possibilita ter maior controle sobre os parâmetros estelares, ao contrário de um ajuste feito com alguns pontos obtidos através de fotometria. Além disso, vale lembrar que as variações

fotométricas dessa estrela podem aumentar a incerteza na determinação de T_{ef} e $\log g$ usando apenas índices fotométricos.

Encontramos componentes de absorção desviadas para o vermelho somente nas linhas da série de Balmer do hidrogênio. A Figura 4.8 mostra os espectros das linhas $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$ e suas respectivas componentes circunstelares.

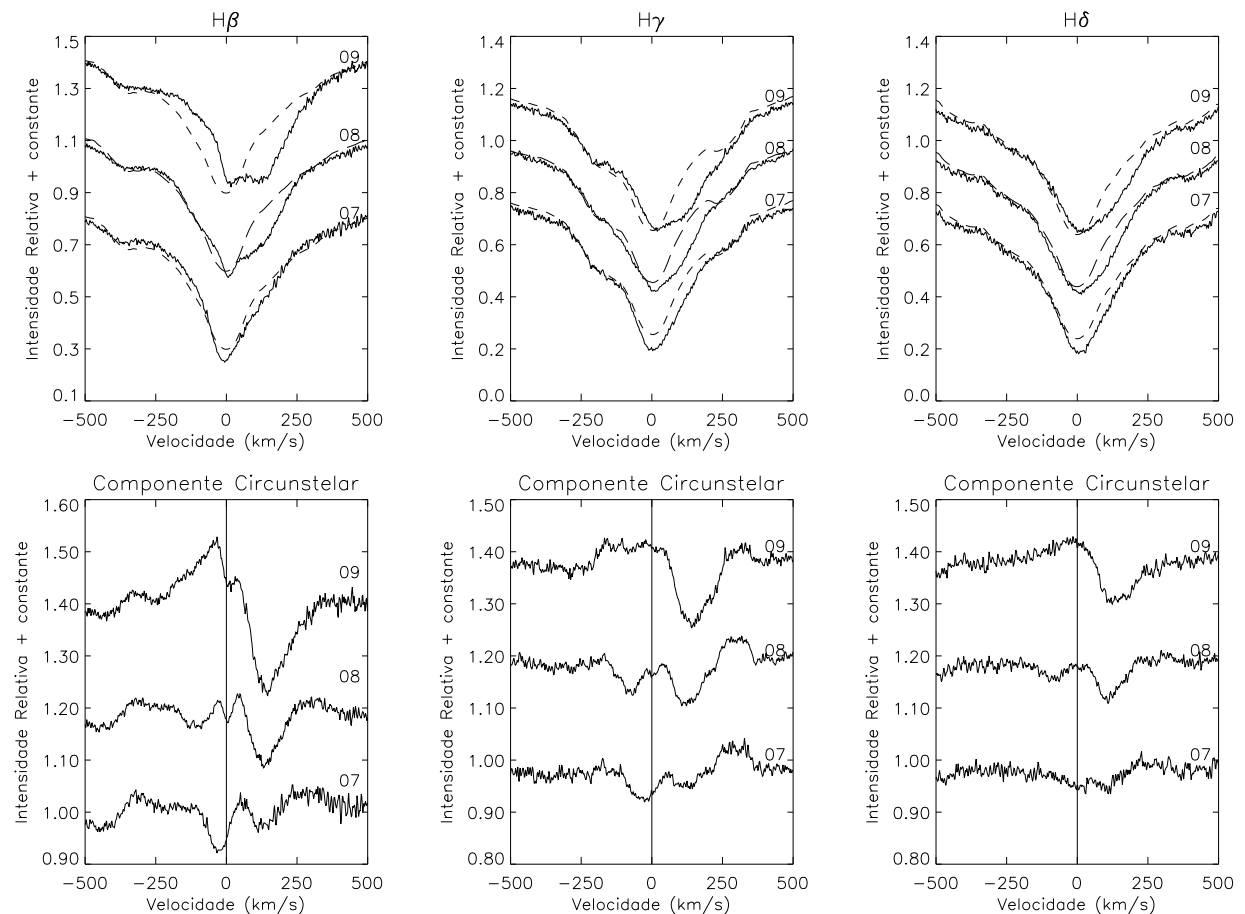


Figura 4.8: Os espectros observados das linhas $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$ da estrela PDS076 são mostrados no topo. A componente circunstelar de cada linha é apresentada na base da Figura. Nesse gráfico podemos ver as componentes de absorção desviadas para o vermelho e para o azul, além de componentes de emissão

A Tabela 4.4 indica os valores da velocidade das componentes de absorção desviadas para o vermelho e os valores de τ para essas linhas. Em todas as linhas, nós podemos observar um aumento tanto no valor da velocidade da componente de absorção quanto no valor de τ , ao longo das noites de observação, como mostram os painéis da Figura 4.9. A dinâmica das componentes de absorção desviadas para o vermelho, vista no painel esquerdo da Figura 4.9, indica que elas tiveram origem no mesmo evento de acreção de matéria, pois, apresentam valores iniciais semelhantes e a mesma evolução temporal. O aumento da velocidade com o tempo indica que o material está acelerando à medida que cai em direção à estrela. Assim como a velocidade das componentes, o valor de τ também aumenta ao longo das noites de observação, indicando que a quantidade de material absorvedor, na nossa linha de visada, aumentou. Esse comportamento

pode ser explicado se considerarmos que a estrutura gasosa segue em queda livre até a estrela. À medida que essa estrutura cai, ela arrasta mais material consigo, o que aumenta a profundidade ótica da linha de absorção.

Tabela 4.4: Valores da velocidade da componente de absorção desviada para o vermelho e o valor de τ para as linhas $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$ da candidata a estrela HAeBe PDS076. A primeira coluna indica a noite de observação, a segunda indica a velocidade da componente em km s^{-1} e a terceira coluna indica o valor de τ

linha	velocidade ± 2 (km s^{-1})	$\tau \pm 2\%$
$H\beta$		
1 ^a noite	132	0.086
2 ^a noite	135	0.238
3 ^a noite	145	0.362
$H\gamma$		
1 ^a noite	117	0.171
2 ^a noite	123	0.266
3 ^a noite	150	0.320
$H\delta$		
1 ^a noite	110	0.200
2 ^a noite	114	0.210
3 ^a noite	140	0.229

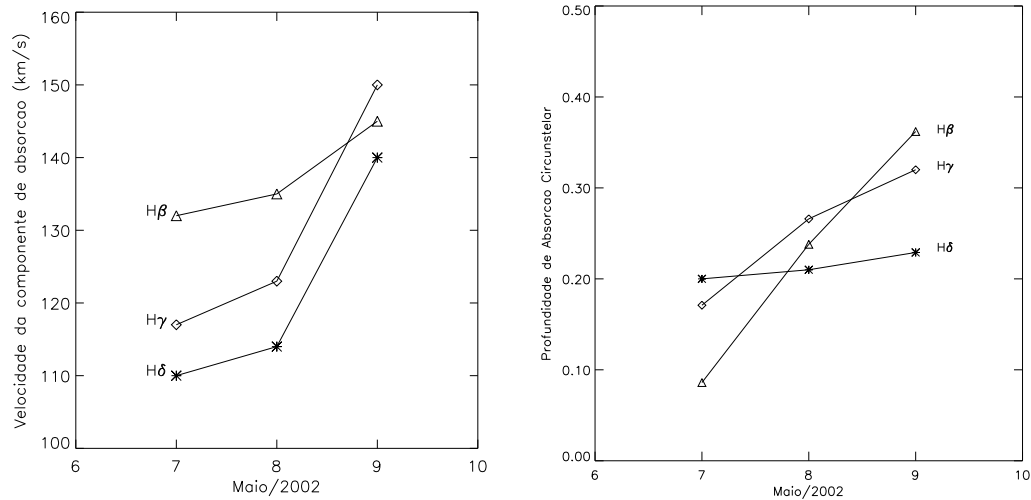


Figura 4.9: Gráficos da velocidade das componentes de absorção desviadas para o vermelho e valores de τ , ambos em função das noites de observação. *Painel esquerdo:* apresenta o gráfico da velocidade das componentes de absorção em função das noites de observação. *Painel direito:* apresenta o gráfico de τ em função das noites de observação. É importante observar o comportamento tanto da velocidade das componentes quanto do valor de τ

O fato de existirem componentes de absorção desviadas para o vermelho nas linhas da série de Balmer, com um valor razoável de τ (próximo de 1), é um indicativo de que uma composição química de corpos cometários não é apropriada para o material em queda em direção a essa estrela. A ausência de componentes de absorção desviadas para o vermelho em linhas metálicas indica que o material é rico em hidrogênio e pobre em metais.

Apresentamos a seguir algumas características espectrais da candidata a estrela HAeBe PDS076.

He I

A estrela PDS076 apresenta a linha de He I 5876 Å em absorção, mostrada na Figura 4.10. Essa linha é de origem circunstelar uma vez que não é esperado que estrelas de tipo espectral F0 apresentem-na em sua fotosfera. Olhando para o painel direito da Figura 4.10, onde estão representadas as componentes circunstelares para cada noite de observação, podemos ver que a primeira noite apresenta um perfil bastante simétrico, enquanto uma pequena assimetria vai se desenvolvendo nas noites seguintes. Conforme a assimetria vai se desenvolvendo a intensidade da absorção vai diminuindo. Esse comportamento é oposto ao observado nas linhas de Balmer.

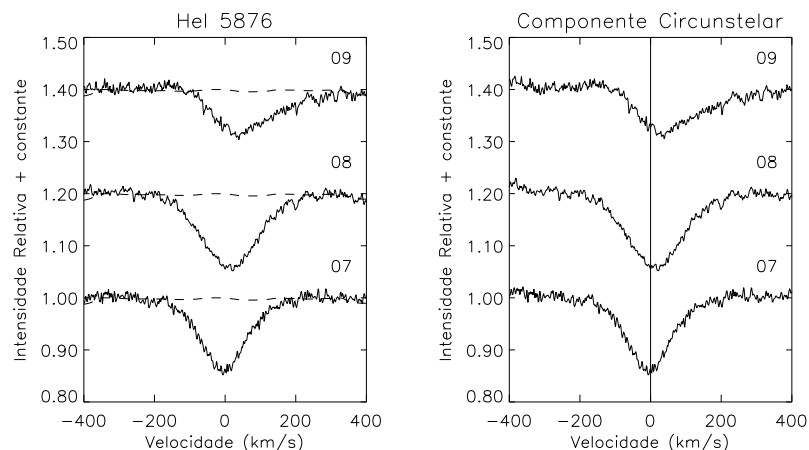


Figura 4.10: Linha de He I 5876 Å da PDS076. *Esquerda:* perfil da linha de He I 5876 Å nas 3 noites de observação. *Direita:* sua respectiva componente circunstelar. Note a assimetria que se desenvolve ao longo das noites de observação

O I

A Figura 4.11 apresenta os espectros do tripleto de O I 7774 Å. Analisando o painel esquerdo dessa Figura, vemos que existe uma contribuição circunstelar superposta à fotosférica. A análise do tripleto 7774 Å em relação a componentes de absorção desviadas para o vermelho ou azul é complexa, uma vez que as três linhas que formam o tripleto se juntam em uma única absorção. O que podemos dizer é que a componente de absorção circunstelar é muito intensa, larga e sofre variações ao longo das noites de observação semelhantes às variações da linha de He I 5876 Å. Aparentemente essas linhas foram formadas na mesma região e afetadas pelo mesmo evento.

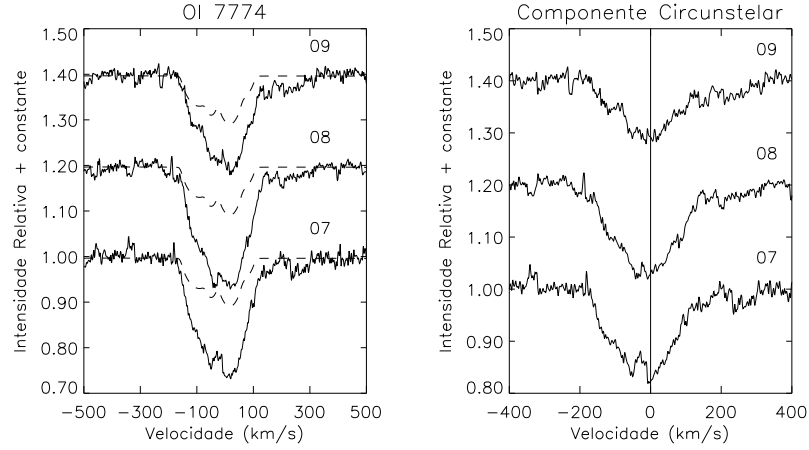


Figura 4.11: Tripletto de O I 7774 Å da PDS076. *Esquerda:* perfil observado do tripletto de O I 7774 Å da estrela PDS076. *Direita:* respectiva componente circunstelar. Note que a componente circunstelar é larga, intensa e possui uma variação semelhante à variação da linha de He I 5876 Å

H α

A linha H α apresenta componentes de emissão no espectro observado, as demais linhas visíveis em seu espectro (H β , H γ e H δ) já foram analisadas previamente (ver Figura 4.8). Através do painel direito da Figura 4.12, podemos ver que há uma mudança na forma e intensidade do perfil de emissão da linha H α , ele muda de um perfil do tipo II para tipo III. Essa mudança está de acordo com o comportamento observado nas demais linhas de Balmer, onde nota-se um aumento na profundidade da absorção na terceira noite e portanto está anti-correlacionada com as mudanças observadas nas linhas de He I 5876 Å e O I 7774 Å.

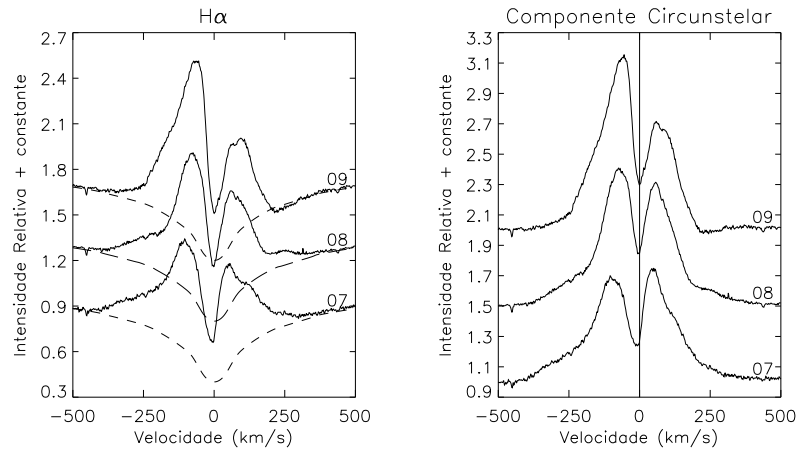


Figura 4.12: Linha H α da PDS076 *Esquerda:* perfil observado da linha H α da PDS076. *Direita:* respectiva componente circunstelar. Note o aumento da intensidade da emissão da asa azul

4.3 PDS080 (HD145718)

A candidata a estrela HAeBe PDS080 (V718 Sco) tem tipo espectral A8 III/IV, segundo o banco de dados SIMBAD, e está localizada a 130 ± 20 pc (Perryman et al. , 1997), provavelmente associada à nuvem ρ Oph (110–160 pc, e.g. Franco, 1990). Ela foi classificada por Koch, Sobieski & Wood (1963) como uma binária eclipsante do tipo Algol, dada sua variação irregular de brilho. Entretanto, de acordo com Friedemann, Gürtler & Löwe (1996) e van der Veen et al. (1994), a sua classificação como binária ainda não é certa e estudos mais detalhados são necessários.

A Figura 4.13 mostra o ajuste feito pelo SME para as linhas de Si II (6347 e 6371 Å), usadas, dentre as outras linhas listadas na Tabela 3.1, para encontrar os parâmetros dessa estrela.

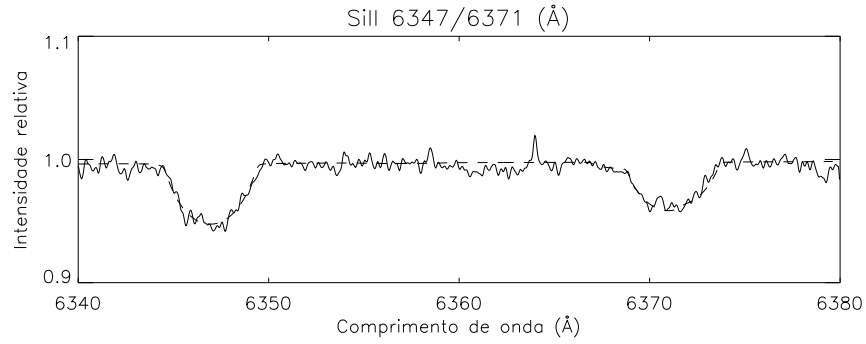


Figura 4.13: A figura acima apresenta duas linhas de Si II (6347 e 6371 Å) ajustadas pelo programa SME para a estrela PDS080. A linha tracejada representa o ajuste e a linha contínua representa o espectro observado

Os parâmetros estelares que encontramos, através do ajuste de linhas espectrais pelo SME, estão listados abaixo e concordam com o tipo espectral encontrado no SIMBAD.

Tabela 4.5: Parâmetros físicos encontrados para a candidata a estrela HAeBe PDS080

T_{ef} (K)	$\log g$	$v \sin i$ (km/s)	v_{rad} (km/s)
7300 ± 200	3.8 ± 0.4	115 ± 4	-7 ± 2

A estrela PDS080 apresentou componentes de absorção desviadas para o vermelho nas linhas $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$ da série de Balmer e na linha de Na I D1. A Figura 4.14 apresenta os espectros observados e as componentes circunstelares, para cada noite de observação das linhas $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$. Como podemos ver no painel esquerdo do topo dessa Figura, a linha $H\beta$ se estende de -3000 a 3000 km s^{-1} , mas as variações na forma do perfil ocorrem para velocidades entre -250 e 250 km s^{-1} , como mostra o painel direito do topo da mesma Figura.

A linha $H\gamma$ também apresenta um perfil muito largo, semelhante ao da linha $H\beta$ e, novamente,

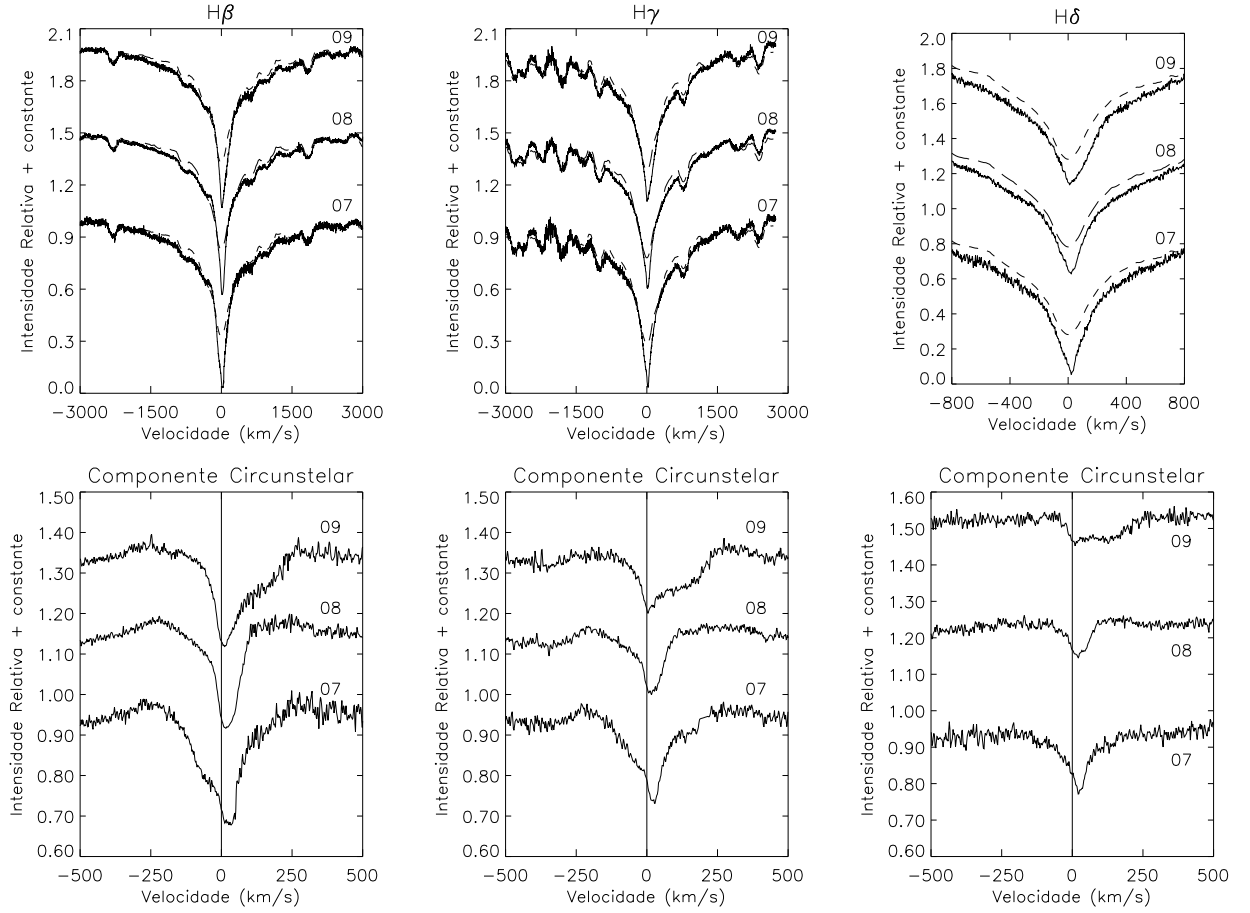


Figura 4.14: Espectros observados das linhas $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$ da estrela PDS080. *Painéis superiores:* perfil para cada noite. *Painéis inferiores:* apresenta a componente circunestelar de cada noite respectivamente. Nesse gráfico podemos ver as componentes de absorção desviadas para o vermelho

as variações na forma do perfil ocorrem, principalmente, no intervalo de velocidades de -250 a 250 km s^{-1} , como mostram os painéis na base da Figura 4.14.

O comportamento da linha $H\delta$ é semelhante ao das linhas $H\beta$ e $H\gamma$, apresentamos na Figura 4.14 uma ampliação do espectro observado e sua respectiva componente circunestelar. Podemos ver nos painéis na base dessa figura que a componente de absorção circunestelar apresenta uma grande assimetria na terceira noite de observações. Essa assimetria pode ter sido produzida por material caindo em direção à estrela, em alta velocidade, e afetou as três linhas em questão.

Os painéis na base da Figura 4.15 apresentam o perfil da primeira componente do duplete Na I D e sua respectiva componente circunestelar. Essa linha apresenta uma componente interestelar com velocidade zero no referencial da estrela e uma componente de absorção circunestelar desviada para o vermelho, observada na primeira e segunda noites de observação. A componente de absorção do Na I D1, na segunda noite, é muito fraca e só foi possível observá-la subtraindo o espectro da terceira noite pelo espectro da segunda noite, os valores da velocidade da componente e valor de τ serão apresentados na Figura 4.17.

Podemos supor que o evento de acreção que gerou as componentes de absorção, nas linhas da série de Balmer, também gerou a componente de absorção na linha de Na I D dado que os

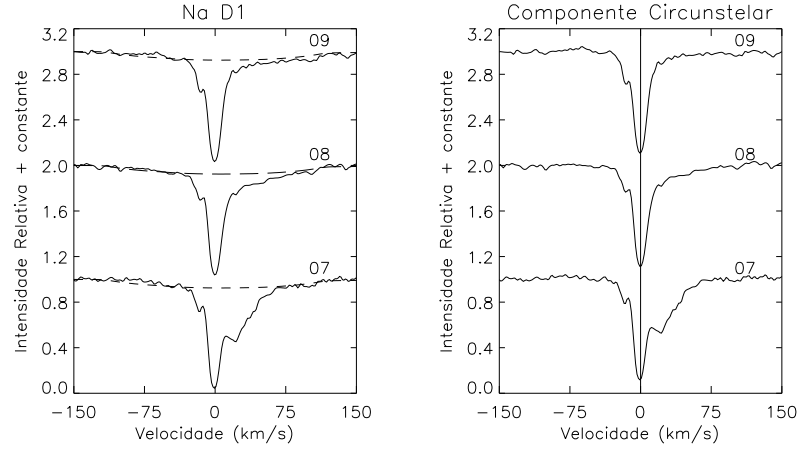


Figura 4.15: A figura acima apresenta os 3 espectros observados (esquerda) e as respectivas componentes circunstelares (direita) da linha Na I D1 da estrela PDS080

valores da velocidade da componente de absorção de todas as linhas de hidrogênio e da linha de Na I D, para a primeira e segunda noites de observação, são próximos, como vemos na Tabela 4.6.

Tabela 4.6: A tabela acima apresenta os valores da velocidade da componente de absorção desviada para o vermelho e o valor de τ , observados na primeira noite, para as linhas H β , H γ , H δ e Na I D1 da candidata a estrela HAeBe PDS080

linha	velocidade ± 2 (km s ⁻¹)			$\tau \pm 2\%$		
	1 ^a noite	2 ^a noite	3 ^a noite	1 ^a noite	2 ^a noite	3 ^a noite
H β	25	21	13	0.90	0.81	0.80
H γ	23	19	9	0.87	0.64	0.64
H δ	26	23	13	0.78	0.53	0.50
Na I D1	22	18		0.50	0.005	

Como temos um espectro da PDS080 para cada noite de observação, podemos tentar visualizar um pouco da dinâmica do material em queda em direção à estrela. O painel esquerdo da Figura 4.17 apresenta um gráfico da velocidade das componentes de absorção das linhas da série de Balmer e Na I D1, em função das noites de observação. Fica claro através desse gráfico que as componentes de absorção das linhas da série de Balmer e Na I D possuem uma origem comum, uma vez que a evolução temporal das velocidades dessas componentes é a mesma e todas possuem valores iniciais semelhantes. É interessante notar que a velocidade das componentes de absorção diminui ao longo das noites de observação.

Supondo que estamos observando um evento de acreção, é de se esperar que a velocidade da nuvem aumente a medida que se aproxima da estrela (e.g. Beust et al. , 1998, e PDS076 neste trabalho), comportamento oposto ao observado. O tipo de evolução visto na PDS080 também foi observado por NGT para a estrela UX Ori, mas ainda não se sabe se esse comportamento é típico dos objetos UXOR ou se são eventos esporádicos. Um modelo capaz de explicar esse comportamento é o de magneto-acreção em estrelas T Tauri. Se estivermos observando o material caindo em direção à estrela, ao longo do tubo de acreção, é possível que estejamos

observando a componente de velocidade projetada em nossa direção. Dessa forma, a medida que o material cai em direção à estrela, sua velocidade radial diminui, como podemos ver na Figura 4.16.

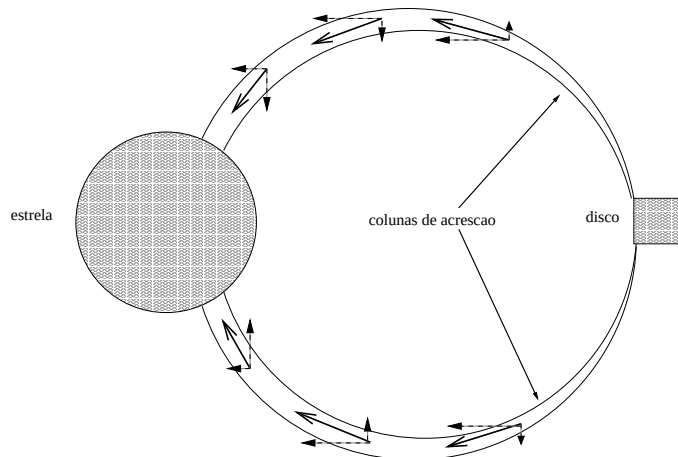


Figura 4.16: Os vetores apresentados na figura acima indicam como a velocidade das componentes de absorção pode diminuir à medida que o material cai em direção à estrela

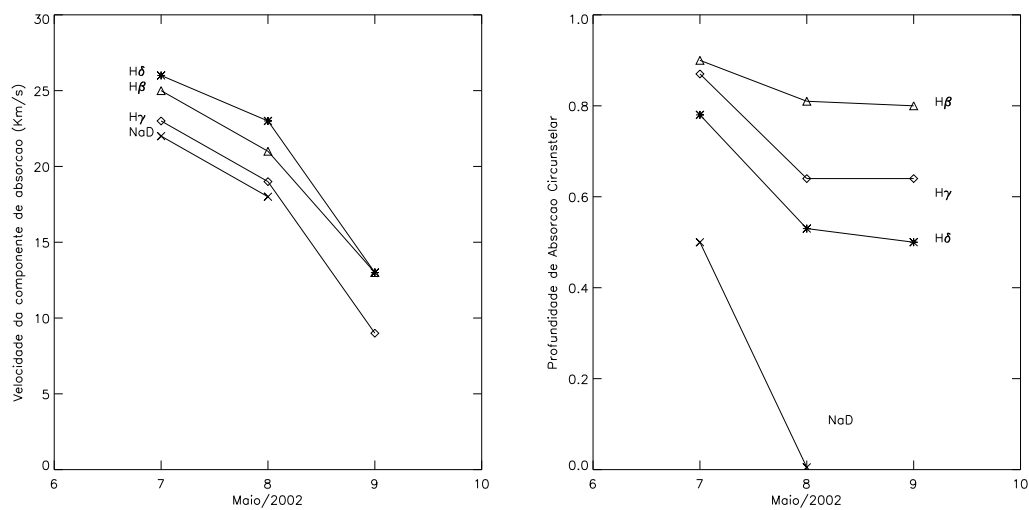


Figura 4.17: Gráfico da velocidade das componentes de absorção e de τ , das linhas Na I D1, H β , H γ e H δ , em função das noites de observação. O painel esquerdo apresenta a evolução temporal da velocidade das componentes de absorção e o painel direito a evolução temporal do valor de τ

Descartamos a possibilidade de que a nuvem de gás, que caiu na estrela, tenha sido formada através da evaporação de corpos cometários, baseados no fato de termos encontrado componentes de absorção desviadas para o vermelho nas linhas de hidrogênio com valores de τ próximos de 1. Analisando a evolução de τ das linhas de Balmer, ao longo das noites de observação, vemos que há uma diminuição no seu valor, como indica a Figura 4.17. Isso parece indicar que a quantidade de material, em queda em direção à estrela e capaz de causar absorções, diminuiu.

Uma explicação para essa diminuição pode ser a ionização do material ao se aproximar da estrela.

A seguir apresentamos algumas características marcantes observadas no espectro da estrela PDS080.

He I

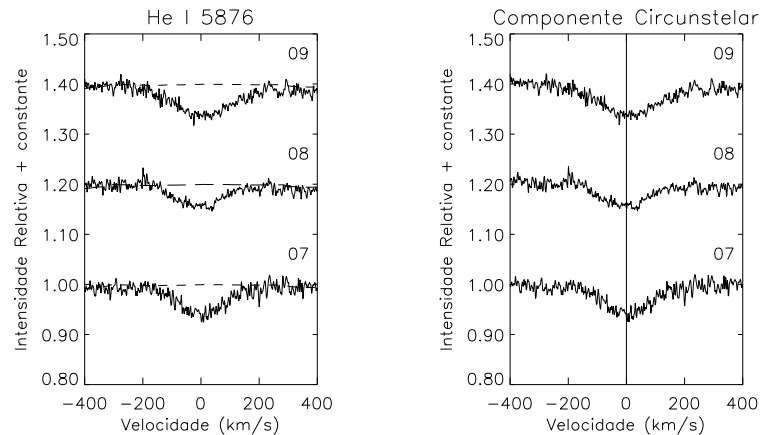


Figura 4.18: Perfil da linha de He I 5876 Å da PDS080 (esquerda) e sua respectiva componente circunstelar (direita). Essa linha apresenta pouca variação

A linha de He I 5876 Å, apresentada na Figura 4.18 tem origem circunstelar, já que estrelas normais do tipo espectral F0 não apresentam essa linha na sua fotosfera. Ela apresenta uma absorção profunda, mas pouco variável. A princípio, o evento de acreção que gerou as componentes de absorção nas linhas da série de Balmer e de Na I D não afetou a linha de He I 5876 Å significativamente. Esse comportamento está em desacordo com os eventos que observamos nas estrelas PDS069N e PDS076, onde a linha He I 5876 Å apresentava uma anticorrelação com as variações na forma do perfil das linhas de Balmer. O evento de acreção pode ter sua origem em uma região distante da estrela, de forma que a temperatura não é alta o suficiente para afetar a linha de He I 5876 Å.

O I

O tripleto de O I 7774 Å possui uma componente circunstelar superposta à componente fotosférica, como pode ser vista na Figura 4.19. Assim como a linha de He I 5876 Å, o tripleto de O I apresenta pouca variação ao longo das noites de observação, o que implica que a região onde essa linha se formou também não sofreu variações significativas devido ao evento de acreção. Apesar de não apresentar uma correlação com o evento de acreção, vemos que o tripleto de O I 7774 Å continua relacionado com a linha de He I 5876 Å, o que implica em uma mesma região de formação para as duas linhas.

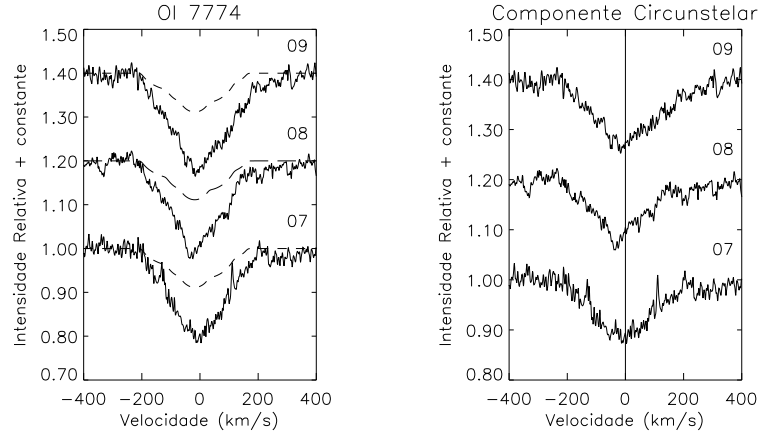


Figura 4.19: Perfil do tripleto de OI 7774 Å da PDS080 (esquerda) e sua respectiva componente circunstarlar (direita). Note a pequena variação na forma do perfil

$H\alpha$

A linha $H\alpha$ apresenta um perfil do tipo II. O painel direito da Figura 4.20 apresenta os espectros observado e sintético sobrepostos. Podemos ver que há uma diminuição da intensidade, na emissão da asa vermelha, no espectro da terceira noite. Essa diminuição na intensidade da emissão está anti-correlacionada com a assimetria da componente de absorção desviada para o vermelho observada nas demais linhas da série de Balmer.

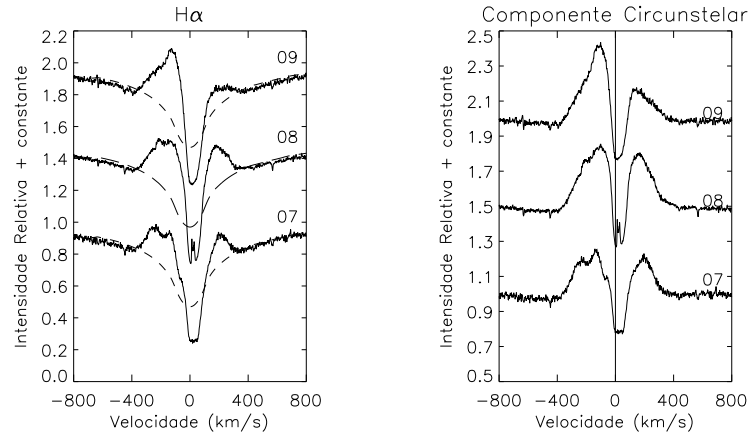


Figura 4.20: Perfil da linha $H\alpha$ da PDS080 (esquerda) e sua respectiva componente circunstarlar (direita). Note a diminuição na intensidade da emissão na asa vermelha dessa linha

Capítulo 5

Conclusões

Ao finalizar este trabalho, conseguimos estimar os parâmetros físicos (T_{ef} , $v \text{ sen } i$, $\log g$ e v_{rad}) para um conjunto de candidatas a estrelas HAeBe, através de um método de ajuste espectral usando linhas fotosféricas. Esses parâmetros estão listados na Tabela 3.2, junto com uma estimativa dos erros médios. Esses erros foram obtidos através de uma média simples dos valores obtidos para cada linha fotosférica utilizada, de cada estrela.

Para estimar estes parâmetros foi selecionado, para cada estrela, um conjunto de linhas fotosféricas sensíveis somente a T_{ef} ou $\log g$, como mostra a Tabela 3.1. Nesta tabela, listamos a faixa espectral utilizada, o elemento que mais contribui para a formação da linha e o parâmetro mais sensível (T_{ef} ou $\log g$). Essa tabela de linhas fotosféricas pode ser utilizada como um guia em projetos futuros envolvendo essas estrelas HAeBe ou até mesmo estrelas de mesmo tipo espectral.

Para as estrelas que não apresentaram linhas fotosféricas confiáveis (PDS069, PDS327, PDS340, PDS398, PDS399, PDS473 e PDS545), foi feito um ajuste utilizando as asas das linhas da série de Balmer que ficaram mais estáveis. Como estas linhas são sensíveis tanto a T_{ef} quanto a $\log g$, fixamos o valor de T_{ef} utilizando os valores publicados por Vieira et al. (2003) e fizemos um ajuste para $\log g$ e $v \text{ sen } i$. Para a estrela PDS399 não foi possível determinar os parâmetros físicos porque ela não apresenta linhas fotosféricas e as asas das linhas da série de Balmer não podem ser usadas na análise, pois apresentam assimetrias.

Através de uma análise das componentes circunstelares de todas as estrelas da nossa amostra para as quais conseguimos determinar os parâmetros físicos, detectamos a existência de componentes de absorção desviadas para o vermelho em três objetos: PDS069N, PDS076 e PDS080.

PDS069N

Os parâmetros físicos que determinamos para a PDS069N foram: $T_{\text{ef}} = 17000 \pm 2000$ K, $\log g = 4.0 \pm 0.2$, $v \sin i = 90 \pm 10$ km s⁻¹ e $v_{\text{rad}} = -7 \pm 2$ km s⁻¹.

Encontramos componentes de absorção desviadas para o vermelho nas linhas da série de Balmer e no duplete de Na I D. Entretanto, essas componentes apresentam velocidades diferentes, o que implica que foram criadas em eventos distintos e portanto não podemos estudá-las em conjunto. Não foi possível fazer um estudo da dinâmica dessas componentes porque detectamos mais de uma componente em algumas noites e os seus valores não indicam uma evolução clara para os valores da noite seguinte.

Também observamos componentes de absorção desviadas para o vermelho nas linhas de He I, Si II, O I, H α e H β . Essas componentes apresentaram um valor de velocidade em comum ($+150$ km s⁻¹), indicando a mesma origem.

Suspeitamos que exista uma correlação entre a existência de acreção de matéria e a presença do tripleto de O I 7774 Å, pois, observamos que duas estrelas de tipo espectral B da nossa amostra não apresentaram evidências de acreção e não possuem o O I 7774 Å. Um fato que reforça a nossa suspeita é a correlação entre esse tripleto e a magneto-acreção em estrelas T Tauri (Muzerolle, Calvet & Hartmann, 1998).

O baixo valor de τ (definido como; $\tau = 1 - \frac{F_{\text{obs}}}{F_{\text{sin}}}$) para as componentes circunstelares das linhas H δ e Na I D1, em conjunto com a existência de componentes de absorção desviadas para o vermelho em outras linhas (He I, O I e Si II) é um indicativo de que a composição química do material, que caiu na estrela, deve ser mais rica que a solar.

PDS076

Os parâmetros físicos que determinamos para a PDS076 foram: $T_{\text{ef}} = 7300 \pm 200$ K, $\log g = 4.0 \pm 0.2$, $v \sin i = 66 \pm 3$ km s⁻¹ e $v_{\text{rad}} = -6 \pm 2$ km s⁻¹.

Os valores das velocidades das componentes de absorção desviadas para o vermelho, assim como sua evolução temporal, indicam que o mesmo evento de acreção gerou os padrões de absorção nas linhas da série de Balmer. O valor de τ dessas componentes indica que o material em queda é rico em Hidrogênio, o que exclui a possibilidade destas terem se formado pela evaporação de corpos cometários. Tanto a velocidade das componentes de absorção desviadas para o vermelho quanto os seus respectivos valores de τ aumentaram no decorrer das observações. Esse comportamento pode ser explicado se pensarmos que o material está em queda livre em direção à estrela e a medida que cai arrasta consigo mais material.

Observamos uma correlação entre as variações observadas nas linhas de He I 5876 Å e O I 7774 Å, e uma anti-correlação entre essas variações e as variações nas linhas da série de Balmer. Observamos também que a linha H α mudou o tipo de perfil, passando de um perfil tipo II para um perfil tipo III.

PDS080

Os parâmetros físicos que determinamos para a PDS080 foram: $T_{\text{ef}} = 7300 \pm 200$ K, $\log g = 3.8 \pm 0.4$, $v \sin i = 115 \pm 4$ km/s e $v_{\text{rad}} = -7 \pm 2$ km s⁻¹.

Assim como aconteceu para a PDS076, os valores da velocidade das componentes de absorção e a sua evolução temporal, indicam que essas componentes, observadas nas linhas da série de Balmer e na linha de Na I D, têm uma origem comum. Na PDS080 a velocidade das componentes e o valor de τ diminuiu ao longo das noites de observação, ao contrário do que ocorreu na PDS076. Um modelo capaz de explicar esse comportamento é o de magneto-acresção, onde o material segue as linhas de campo magnético ao cair na estrela. A diminuição no valor da velocidade das componentes de absorção pode ser explicada se estivermos vendo a velocidade de queda projetada ao longo da linha de visada, enquanto a diminuição nos valores de τ podem ser explicados pela ionização do material e menor quantidade de matéria.

Não há correlação entre as linhas de He I 5876 Å e O I 7774 Å com os eventos de acresção, mas, vemos que essas duas linhas estão correlacionadas entre si, o que implica que elas foram formadas na mesma região.

Perspectivas para o futuro

Pretendemos melhorar a análise química do material em queda nas estrelas, para isso vamos utilizar o programa Cloudy, desenvolvido por Ferland (1996), para simular o material ao redor das estrelas. Aplicaremos um método semelhante ao descrito em NGT.

Além disso pretendemos fazer espectroscopia e fotometria simultâneas para confirmar a correlação existente entre a acresção de matéria e a diminuição na magnitude da estrela. Seguindo essa linha de raciocínio, pretendemos também fazer espectroscopia e polarimetria simultâneas para verificar se há um aumento na polarização da luz da estrela à medida que a acresção de matéria ocorre.

Outro projeto importante para o futuro é a verificação da correlação entre a acresção de matéria e a presença da linha de O I 7774 Å nas estrelas HAeBe.

Referências

- André, P., Ward-Thompson, D., Barsony, M., 1993, ApJ , **406**, 122
- Augereau, J.-C., Lagrange, A.-M., Mouillet, D., Menard, F., 1999, A&A , **350**, 51
- Berrilli, F., Corciulo, G., Ingrassio, G., Lorenzetti, D., Nisini, B., Strafella, F., 1992, ApJ , **398**, 254
- Beust, H., Lagrange, A.-M., Crawford, L.A., Goudard, C., Spyromilio, J., Vidal-Madjar, A., 1998, A&A , **338**, 1015
- Beust, H., Karmann, C., Lagrange, A.-M., 2001, A&A , **366**, 945
- Bhatt, H.C., Maheswar, G., Manoj, P., 2004, MNRAS , **348**, 83
- Bibo, E.A., Thé, P.S., 1991, A&AS , **89**, 319
- Böhm, T., Catala C., 1995, A&A , **301**, 155
- Bowers, R., Deeming, T., 1984, Astrophysics, **1**
- de Winter, D., Grady, C.A., van der Ancker, M.E., Pérez, M.R., Eiroa, C., 1999, A&A , **343**, 137
- Ferland, G.J., 1996, Internal Rep., Univ. kentucky, Dept. Phys. and Astron.
- Finkenzeller, U. & Jankovics, I., 1984, A&AS , **57**, 285
- Finkenzeller, U. & Mundt, R., 1984, A&AS , **55**, 109
- Franco, G.A.P., 1990, A&A , **227**, 499
- Friedemann, C., Gürtler, J., Löwe, M., 1996, A&AS , **117**, 205
- Grady, C.A., Pérez, M.R., Talavera, A., Bjorkman, K.S., et al. , 1996, A&AS , **120**, 157
- Grady, C.A., Devine, D., Woodgate, B., Kimble, R., et al. , 2000, ApJ , **544**, 895
- Grady, C.A., Polomski, E.F., Henning, Th., et al. , 2001, AJ, **122**, 3396
- Grinin, V.P., Kiselev, N.N., Minikulow, N.Kh., Chernova, G.P., Voshchinnikov, N.V., 1991, Ap&SS , **186**, 283
- Grinin, V.P., 1994, ASP Conference Series, **62**, 63

- Grinin, V.P., Kozlova, O.V., Natta, A., et al. , 2001, A&A , **379**, 482
- Hartmann, L., Kenyon, S.J., Calvet, N., 1993, ApJ , **407**, 219
- Hartmann, L., Accretion Process in Star Formation, 1998, Cambridge University Press
- Hartmann, L., Calvet, N., Gullbring, E., D'Alessio, P., 1998, ApJ , **495**, 385
- Hawarden, T.G., Brand, P.W.J.L., 1976, MNRAS , **175**, 19p.
- Herbig, G.H., 1994, ASP Conference Series, **62**, 3
- Herbig, G.H. & Bell, K.R., 1995, Lick Observatory, Bulletin 1111, Vizier Online Data Catalog, 5073
- Herbig, G.H., 1977, ApJ , **214**, 747
- Herbig, G.H., 1960, ApJS , **4**, 337
- Hillenbrand, L.A., Strom, S.E., Vrba, F.J., Keene, J., 1992, ApJ , **397**, 613
- Joy, A.H., 1945, ApJ , **102**, 168
- Kitchin, C.R., 1995, Optical Astronomical Spectroscopy, cap. 13
- Koch, R.H., Sobieski, S., Wood, F.B., 1963, Pub. Univ. of Pennsylvania, Astro. Series 9
- Kozlova, O.V., Grinin, V.P., Chuntunov, G.A., 2003, traduzido de Astrofizika, **46**, 331
- Kupka, F., Piskunov, N.E., Ryabchikova, T.A., Stempels, H.C., Weiss, W.W., 1999, A&A , **138**, 119 (VALD-2)
- Kurtz, D.W., Müller, M., 2001, MNRAS , **325**, 1341
- Kurucz R.L., 1994, CDROM 19, Smithsonian Astrophysical Observatory
- Lada, C.J., Wilking, B.A., 1984, ApJ , **287**, 610
- Lada, C.J., 1987, Star Forming Regions, IAU Symposium 115, p.1
- Lada, C.J., Adams, F.C., 1992, ApJ , **393**, 278
- Larson, R.B., 2003, Rep. Prog. Phys., **66**, 1651
- Lorenzetti, D., Nisini, B., Berrilli, F., Strafella, F., 1994, ASP Conference Series, **62**, 189
- Malfait, K., Bogaert, E., Waelkens, C., 1998, A&A , **331**, 211
- Maheswar, G., Manoj, P., Bhatt, H.C., A&A , **387**, 1003
- Marconi, M., Palla, F., 1998, ApJ , **507**, 141
- Mazzitelli, I., 1989, ApJ , **340**, 249
- Mazzitelli, I., D'Antona, F., Caloi, V., 1995, A&A , **302**, 382
- Meeus, G., Waelkens, C., Malfait, K., 1998, A&A , **329**, 131

- Meeus, G., Waters, L.B.F.M., Bouwman, J., van den Ancker, M.E., Waelkens, C., Malfait, K., 2001, *A&A* , **365**, 476
- Merín, B., Montesinos, B., Eiroa, C., Solano, E., Mora, E., D’Alessio, P., Calvet, N., et al. , 2004, *A&A* , **419**, 301
- Muzerolle, J., Hartmann, L., Calvet, N., 1998, *AJ*, **116**, 455
- Natta, A., Palla, F., Butner, H.M., Evans II, N.J., Harvey, P.M., 1991, *ApJ* , **406**, 674
- Natta, A., Grinin, V.P., Tambovtseva, L.V., 2000, *ApJ* , **542**, 421
- Paresce, F., 1911, *A&A* , **247**, L25
- Perryman, M.A.C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., Hog, E., Bastian, U., et al. , 1997, *A&A* , **323**, 49
- Piskunov, N.E., Kupka, F., Ryabehikova, T.A., Weiss, W.W., Jeffery, C.S., 1995, *A&AS* , **112**, 525 (VALD-1)
- Racine, R., 1968, *AJ*, **73**, 233
- Ray, T.P., Eislöffel, J., 1994, *A&A* , **290**, 605
- Reipurth, B., Pedrosa, A., Lago, M.T.V.T., 1996, *A&AS* , **120**, 229
- Ryabchikova, T.A., Piskunov, N.E., Stempels, H.C., Kupka, F., Weiss, W.W., 1999, Proc. of the 6th International Colloquium on Atomic Spectra and Oscillator Strengths, Victoria BC, Canada, 1998, *Physica Scripta* T83, 162 (1999) (VALD-2)
- Shevchenko, V.S., Grankin, K.N., Ibragimov, M.A., Kondratiev, V.B., et al. , 1994, *ASP Conference Series*, **62**, 43
- Stahler, S.W., 1983, *ApJ* , **274**, 822
- Thé, P.S., 1994, *ASP Conference Series*, **62**, 23
- Thé, P.S., de Winter, D., Pérez, M.R., 1994, *A&AS* , **104**, 315
- Tody, D., 1986, “The IRAF Data Reduction and Analysis System” Proc. SPIE Instrumentation in Astronomy VI, ed. D.L. Crawford, 627, 733
- Tody, D., 1993, “IRAF in the Nineties” in *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, A.S.P. Conference Ser., Vol 52, eds. R.J. Hanisch, R.J.V. Brissenden, & J. Barnes, 173.
- Valenti, J.A., Piskunov, N., 1996, *A&AS* , **118**, 595
- van der Veen, W.E.C.J., Waters, L.B.F.M., Trams, N.R., Matthews, H.E., 1994, *A&A* , **285**, 551
- Ventura, P., Zeppieri, A., Mazzitelli, I., D’Antona, F., 1998, *A&A* , **334**, 953
- Vieira, S.L.A., Corradi, W.J.B., Alencar, S.H.P., Mendes, L.T.S., Torres, C.A.O., Quast, G.R., Guimarães, M.M., da Silva, L., 2003, *AJ*, **126**, 2971
- White, G.J., 1993, *A&A* , **274**, L33
- Williams, P.M., Brand, P.W.J.L., Longmore, A.J., Hawarden, T.G., 1977, *MNRAS* , **181**, 709

Apêndice A

Apêndice

Abaixo estão relacionadas as rotinas do programa MIDAS, cedidas pelo Dr. Herman Hensberge e utilizadas no processo de redução dos dados obtidos com o espectrógrafo FEROS.

Imagens de campo-plano: rotina EXTRACTff.prg

```
set/format I4
! initialize FEROS from session {P3}-{P4}
@@ hhlfnit {P3}-{P4} reset ! P3 = ThAr P4 = 5493
!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
! pre-reduction done separately, hence commands are commented out
!!! @@ hhlfnit {P3}-{P4} reset
!!! cre/icat FF fero*mt
!!! hhlfnit {P3}-{P4} flat2
!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
@@ hhlfnit {P3}-{P4} start ! makes echpos.tbl
                        ! & wlc_coeffs1.tbl & wlc_coeffs2.tbl
! look for positons of orders, method: pipeline FEROS, but:
! bugs corrected
! all rows of initial image considered
! center positions measured with updated template (not anymore valid at 2.2m)
! center positions corrected for discretisation effect
define/FEROS {P1}-{P2} echpos centers 1,17,6 0.9 GR !P1 = FF or fero, P2 = 0003
$rm -f cuts.bdf fold.bdf midd*tbl
! compute additional information in cen{P2}.tbl
! which is needed for the selection made in hhsel.prg
```

```

@@ hhlimits centers cen{P2}
$rm -f centers.tbl
! now, fit the positions of the orders with a bivariate polynomial
! rather than order by order as done by FEROS
! select away low quality data
@@ absreg57 cen{P2} 0 5 7
! update the FEROS pipeline descriptors to be in accord with the bivariate
! polynomial fit
@@ final2DD cen{P2} reg0004
! extract the orders - use standard extraction & standard + cr removal
! easy to allow also optimal extraction
! major differences with FEROS pipeline:
! - use of more robust 2D order position model
! - determination of background (most different in red orders where we
! estimate a correction for order overlap)
! - care taken to avoid discretisation effects in extraction
! - progressively shorter extraction slit for redder orders
@@ ffreduce {P1} {P2}
! cosmic ray rejection based on differences between s*ext*.bdf & m*ext*.bdf
! output frame: sm*ext*.bdf
@@ cosray {P2} 2
return

```

Imagens de calibração: rotina ThArfinal2003.prg

```

! ThArfinal2003.prg
! selection criteria re-fined:
! use :respix rather than :residual (deviation in original pixel space)
! use a selection criterion depending on :logpeak
define/par p1 #          C "Enter name of guess session : "
!
define/local tmpname/c/1/40 " " all
define/local infile/c/1/40 " " all
define/local catal/i/1/1 0
define/local ind/i/1/1 0
define/local i/i/1/1 0
define/local mm/i/1/1 0
!!!!!! HH
define/local thar/c/1/40 {P1}
define/local t/i/1/1 0

set/feros WLC_IMG = {thar}
SET/FEROS LINE_POS_TBL = {WLC_IMG}lines

```

```

! new selection criteria
comp/tab {LINE_POS_TBL}1 :respix = 3.E+5*:residual/(2.7*:wave)
comp/tab {LINE_POS_TBL}1 :logpeak = log10(:peak)
comp/tab {LINE_POS_TBL}1 :sel = 0.125+0.05*(6.-:logpeak)
sele/tab {LINE_POS_TBL}1 abs(:respix).lt.:sel.or.:mabs.gt.61

comp/tab {LINE_POS_TBL}2 :respix = 3.E+5*:residual/(2.7*:wave)
comp/tab {LINE_POS_TBL}2 :logpeak = log10(:peak)
comp/tab {LINE_POS_TBL}2 :sel = 0.125+0.05*(6.-:logpeak)
sele/tab {LINE_POS_TBL}2 abs(:respix).lt.:sel.or.:mabs.gt.61

! "old" selection eliminated
!sel/tab {LINE_POS_TBL}1 abs(:residual).lt.0.007.or.:mabs.gt.61
copy/tab {LINE_POS_TBL}1 {thar}final1
stat/tab {thar}final1 :mabs
! "old" selection eliminated
!sel/tab {LINE_POS_TBL}2 abs(:residual).lt.0.007.or.:mabs.gt.61
copy/tab {LINE_POS_TBL}2 {thar}final2
stat/tab {thar}final2 :mabs

CALIBRATE/FEROS {thar}final ? ? ? ? {INIT_WLC}
set/gra xa ya
plot/tab {thar}final1 :mabs :residual
stat/tab {thar}final1 :residual
label/graphic "rms = {outputr(4)} \AA " 25,0.002 0 1 1
!copy/grap postscript
!$mv postscript.ps {thar}final1.ps
stat/tab {thar}final2 :residual

! AND ITERATE ANOTHER TIME
$cp {thar}final1.tbl {thar}iter1.tbl
$cp {thar}final2.tbl {thar}iter2.tbl
SET/FEROS LINE_POS_TBL = {WLC_IMG}iter

! new selection criteria
comp/tab {LINE_POS_TBL}1 :respix = 3.E+5*:residual/(2.7*:wave)
comp/tab {LINE_POS_TBL}1 :sel = :sel/1.25
sele/tab {LINE_POS_TBL}1 abs(:respix).lt.:sel.or.:mabs.gt.61

comp/tab {LINE_POS_TBL}2 :respix = 3.E+5*:residual/(2.7*:wave)
comp/tab {LINE_POS_TBL}2 :sel = :sel/1.25
sele/tab {LINE_POS_TBL}2 abs(:respix).lt.:sel.or.:mabs.gt.61

! "old" selection eliminated
!sel/tab {LINE_POS_TBL}1 abs(:residual).lt.0.007.or.:mabs.gt.61

```

```

copy/tab {LINE_POS_TBL}1 {thar}final1
stat/tab {thar}final1 :mabs
! "old" selection eliminated
!sel/tab {LINE_POS_TBL}2 abs(:residual).lt.0.007.or.:mabs.gt.61
copy/tab {LINE_POS_TBL}2 {thar}final2
stat/tab {thar}final2 :mabs

CALIBRATE/FEROS {thar}final ? ? ? ? {INIT_WLC}
set/gra xa ya
plot/tab {thar}final1 :mabs :residual
stat/tab {thar}final1 :residual
label/graphic "rms = {outputr(4)} \AA " 25,0.002 0 1 1
copy/grap postscript
$mv postscript.ps {thar}final1.ps
stat/tab {thar}final2 :residual

return

```

Divisão e calibração: rotina flatrebmerge-mmg.prg

```

! flatrebmerge_mmg.prg
! P1  input image of the type sm*bdf
! P2  flat-field image
! P3  ThAr calib "final" table
! (all names of images without fiber specification 1 / 2 at end of name)

define/local k/i/1/1 0

cre/tab input_merge 2 60 input_merge
cre/col input_merge :ident I*4 I4
comp/tab input_merge :ident = int(#1)
sel/tab input_merge :ident.ne.NULL
copy/tab input_merge in
$rm -f input_merge.tbl
rena/tab in input

do k = 1 {input.tbl,tblcontr(4)}
flat/feros sm{input,:ident,@{k}}ext sm0094ext fsm{input,:ident,@{k}}ext
rebin/feros fsm{input,:ident,@{k}}ext ThAr0092final rsm{input,:ident,@{k}}ext
  I 0.03,{fsm{input,:ident,@{k}}ext1,bary_corr(1)} S OS
@@ merge_mmg rsm{input,:ident,@{k}}ext
comp wl_{input,:ident,@{k}}ext1 = wl_rsm{input,:ident,@{k}}ext1*splnorm_bh

```

```

enddo
$rm -f we*.bdf ws*.bdf fsm*.bdf rsm*.bdf m0*.bdf s0*.bdf input.tbl
return

```

Unindo as ordens: rotina merge-mmg.prg

```

! hhmerge_bh.prg
!
! merge using the 2-D rebinned spectra
! use overlap where S/N in overlapping orders is comparable
! use overlap but avoid non-linear columns if possible
! use linearly varying weighting scheme
! modified by Marcelo M. Guimaraes
set/format E17.7,E22.12
define/local k/i/1/1 0
define/local kk/i/1/1 0
define/local const/d/1/1 0.D+0      ! definition varying weight in overlap
define/local grad/d/1/1 0.D+0      ! definition varying weight in overlap
define/local dln/d/1/1 0.D+0      ! wavelength range in overlap
define/local dpix/d/1/1 0.D+0
define/local ndpix/i/1/1 0          ! nr. of pixel in overlap
define/local lnstep/d/1/1 0.D+0     ! lambda step of 0.03
define/local s/d/1/39 0.D+0 all ! start ln wavelength for each order
define/local e/d/1/39 0.D+0 all ! end   ln wavelength for each order
define/local over/i/1/39 1 all      ! =1 overlap, =-1 no overlap with prev.ord.
! We provide the start and end ln wavelengths explicitly
write/key s/d/1/5 8.18,8.195885,8.212297,8.228978,8.246958
write/key s/d/6/5 8.264878,8.281471,8.298788,8.316056,8.334952
write/key s/d/11/5 8.351375,8.371705,8.389360,8.408494,8.428143
write/key s/d/16/5 8.449342,8.470940,8.490849,8.512382,8.535426
write/key s/d/21/5 8.557375,8.580355,8.603738,8.627302,8.653122
write/key s/d/26/5 8.677610,8.704071,8.729882,8.757784,8.790269
write/key s/d/31/5 8.816226,8.846973,8.878037,8.911125,8.943506
write/key s/d/36/4 8.978660,9.015055,9.052750,9.092232
write/key e/d/1/5 8.196988,8.213382,8.230044,8.248006,8.265907
write/key e/d/6/5 8.282483,8.300031,8.317766,8.337588,8.353379
write/key e/d/11/5 8.374246,8.391176,8.410943,8.430545,8.451694
write/key e/d/16/5 8.473241,8.494539,8.513386,8.537388,8.560253
write/key e/d/21/5 8.583168,8.606851,8.630522,8.656607,8.681011
write/key e/d/26/5 8.707384,8.733916,8.761708,8.791334,8.818482
write/key e/d/31/5 8.849084,8.879751,8.911935,8.945333,8.978673
write/key e/d/36/4 9.015067,9.051696,9.089302,9.128479
!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

```

```

!!! CALIBRATION WITH EQUAL STEPS IN WAVELENGTH !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
do k = 1 39
s({k}) = M$EXP({s({k})})
e({k}) = M$EXP({e({k})})
enddo
!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
!
! rem. nonlin ord09f1  4150.5-4157          (-/+2% level)
! rem. nonlin ord09f2  4141.5-4149.5       (-/+2% level)
!
! NO OVERLAP USED between ord09 & ord10 in f1 (4167-4178 in f2):
! rem. REPLACE ord10f1 4157.5-4178 by ord09f1
! rem. nonlin ord10f1  4158-4202(+)        (+10% level, long recovery time)
!
! rem. nonlin ord10f1  narrow: 4251.0 (-3%), 4253.7 (+3%)
! rem. nonlin ord10f2  4245-4250          (-/+2% level) ELIMINATED
! rem. HENCE take overlap up to 4244.5 and not 4247
!
! rem. nonlin ord11f1  4309-4317          (+3% level) ELIMINATED
! rem. REPLACE ord11f1 4309-4317 by ord12f1
! rem. nonlin ord11f2  4300.5-4309        (+3% level)
! rem. One might consider replace 4300.5-4309 f2 by order 12; not implemented
! because the 'overlap' test indicates imperfect result in that region
! ORDERS ARE 'CONNECTED' AT 4309 ANGSTROEM
!
! rem. nonlin ord11f2  4341.5-4345        (-3% level) ELIMINATED
! BECAUSE end of order 11 is not used
!
! rem. nonlin ord12f1  4413.5-4419        (>+6% level) ELIMINATED
! rem. nonlin ord12f2  4408-4413.5       (+5% level) ELIMINATED
! BECAUSE end of order 12 is not used
! HENCE, stop overlap at 4408 instead of 4411
!
! rem. nonlin ord13f1  4515-4519.5       (>+10% level) ELIMINATED
! rem. nonlin ord13f2  4510.5-4515       (+7% level) ELIMINATED
! BECAUSE end of order 13 is not used
!
! rem. nonlin ord16f1  4663-4665          (<+0.5% level, MARGINAL)
! rem. nonlin ord16f1  4737.5-4740.5     (+0.5% level, MARGINAL)
!
! rem. nonlin ord17f1  4860-4873          (+1% level) ELIMINATED
! rem. REPLACE ord17f1 4862-73 by ord18f1
!
! rem. nonlin ord18f1  4986-4992.5       (-/+1.5% level)
! rem. nonlin ord18f2  4979-4988.5       (-/+1% level)

```

```

! rem. COMPROMISE stop overlap at 4981
!
! rem. nonlin ord19f1 5112-end(5122)          (+3% level) ELIMINATED
! rem. nonlin ord19f2 5105.5-5115            (+2.5% level) ELIMINATED
! BECAUSE end of order 19 is not used
!
! rem. nonlin ord20f2 5235-end(5239)          (>3%? level) ELIMINATED
! BECAUSE end of order 20 is not used
!
! rem. ord21f1 possible weak (1%), narrow nonlin: 5316.3;5342-3;5347.4-.7
!
! rem. nonlin ord30f1 6538.5-6565             (-7% level up to 6559.5) ELIM.
! rem. HENCE, ord29f1 USED FURTHER ON (ord 30 only >6570)
! rem. nonlin ord30f1 6637-6675              (-1% level up to 6656.5)
! rem. nonlin ord30f2 6574-6637              (-1% level, slow recovery)
! rem. take care with SKY subtraction 6574+ ...
!
! rem. nonlin ord31f1 6887-6910[+tail?]      (-2% level up to 6895)
! rem. nonlin ord31f2 6868-6881[+tail?]      (-2% level up to 6871.5)
! rem. nonlin ord31f2 narrow: 6738.3 (-7%) ELIM. BECAUSE start ord31 not used
!
! rem. nonlin ord32f1 7129-7151              (-3% level up to 7135.5)
! rem. nonlin ord32f2 7115-7125.5           (-3% level up to 7123)
!
! rem. nonlin ord33f1 7379.5-7391            (-4% level up to 7385.5)
! rem. nonlin ord33f2 7368.5-7388.5[+tail?] (-4.5% level up to 7370)
!
! rem. nonlin ord34f1 7642.5-7651.5[+tail?] (-4% level up to 7648.5)
! CAREFUL with 7651.5-7658 FOR HIGHEST PRECISION WORK (-0.5% level)
! rem. nonlin ord34f2 7633.5-7653           (-4.5% level up to 7639.5)
!
! rem. nonlin ord35f1 7921-7934.5[+tail?]    (-5% level up to 7926.5)
! rem. nonlin ord35f2 7913-7928.5           (-5.5% level up to 7918.5)
! rem. USE order 35f1 essentially from start on (7658-..)
!
! rem. nonlin ord36f1 8218.5-8224[+tail?]    (-8% level)
! rem. nonlin ord36f2 8210.5-8223           (-5.5% level up to 8214.5)
! rem. USE order 36f1 essentially from start on (7932-..)
!
! rem. nonlin ord37f1 8486-8496              (<-1.5% i.e. MARGINAL)
! rem. nonlin ord37f2 8528-end(8533.5)      (-5%)
! rem. USE order 37f1 essentially from start on (8226-..)
!
! rem. nonlin ord38f2 8823.5-8830.1         (+2.5%)
! rem. nonlin ord38f2 wide: 8635.5-8688.5   (-0.5% MARGINAL)

```



```

insert zz00011 wl_{P1}1
insert zz00012 wl_{P1}2
exist1:
extr zext1 = {P1}1 [<,@{kk}:>,@{kk}]
writ/des zext1 start {{P1}1,wstart({kk})}
writ/des zext1 step {lnstep}
extr zz{kk}1 = zext1 [{s({kk})}:{e({kk})}]
extr zext2 = {P1}2 [<,@{kk}:>,@{kk}]
writ/des zext2 start {{P1}2,wstart({kk})}
writ/des zext2 step {lnstep}
extr zz{kk}2 = zext2 [{s({kk})}:{e({kk})}]
insert zz{k}1 wl_{P1}1
insert zz{k}2 wl_{P1}2
enddo

!$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$
! now, insert the overlapping parts properly (weights in we* & ws* images)
!$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$$

do k = 1 38
kk = {k} + 1
if {over({kk})} .lt. 0 goto nothing
comp zz{k}{kk}1 = we{k}*zz{k}1+ws{kk}*zz{kk}1
comp zz{k}{kk}2 = we{k}*zz{k}2+ws{kk}*zz{kk}2
insert zz{k}{kk}1 wl_{P1}1
insert zz{k}{kk}2 wl_{P1}2
nothing:
enddo

!$$$$$$$ replacement of some non-linear parts

!case 1: region 4157.5-4178 (ln 8.332669-8.337588) in FIBER 1
extr zext1 = {P1}1 [<,@9:>,@9]
writ/des zext1 start {{P1}1,wstart(9)}
writ/des zext1 step {lnstep}
extr zz1repl09 = zext1 [4157.50:4178.00]
insert zz1repl09 wl_{P1}1

!case 2: region 4309-4317 (ln 8.368461-8.370316) in FIBER 1
extr zext1 = {P1}1 [<,@12:>,@12]
writ/des zext1 start {{P1}1,wstart(12)}
writ/des zext1 step {lnstep}
extr zz1repl12 = zext1 [4309:4317]
insert zz1repl12 wl_{P1}1

```

```
!case 3: region 4862-4873 (ln 8.489205-8.491465) in FIBER 1
extr zext1 = {P1}1 [<,@18:>,@18]
writ/des zext1 start {{P1}1,wstart(18)}
writ/des zext1 step {lnstep}
extr zz1repl18 = zext1 [4862:4873]
insert zz1repl18 wl_{P1}1
!$$$$$$$ epilog
$rm -f zz*.bdf zext*.bdf
return
```