



Universidade Federal do Rio de Janeiro
Observatório do Valongo
Departamento de Astronomia

Projeto Final

*Atlas Espectral de Três Estrelas B[e] da
Pequena Nuvem de Magalhães*

Aluna: Diana Paula Andrade Pilling Guapyassú de Oliveira
Orientador: Francisco Xavier de Araújo (ON/MCT)

Rio de Janeiro, Setembro de 2002.

*“Coração de estudante
E há que se cuidar da vida
E há que se cuidar do mundo
Tomar conta da amizade
Alegria e muito sonho
Espalhados no caminho
Verdes: planta e sentimento
Folhas, Coração, Juventude e Fé.”*

(Milton Nascimento)

*Ao meu querido marido Sérgio
aos meus pais Paulino e Maria
à minha irmã Ione.*

Agradecimentos

Primeiramente agradeço a Deus por me dar forças para subir mais um degrau (e que degrau alto!), e por dar condições aos meus pais para me ajudarem sempre. As dificuldades foram muitas, principalmente no início, quando problemas pessoais me tiraram o entusiasmo. Obrigada, Meu Senhor! Já os superei.

Gostaria também de agradecer aos meus pais. Sem o apoio deles, tanto financeiro quanto psicológico, eu não teria conseguido chegar até aqui. Quando perdi o entusiasmo, foi por eles que voltei atrás. Não poderia decepcionar àqueles que tanto me amam e tanto me incentivaram desde a infância. Meu pai foi quem mais me ensinou a amar a ciência. Seus contos de guerra, suas invenções imaginárias, seus assuntos de reação nuclear... Minha mãe também sempre me apoiou e me ajudou nos cursos que eu sempre fazia. Obrigada.

Agradeço também ao meu marido. Minha vida acadêmica mudou muito (e para melhor!) desde que começamos a namorar. Obrigada por me incentivar e compreender quando estive ocupada. Seu companheirismo foi, e ainda é, fundamental. Gostaria de agradecê-lo também pela grande ajuda com o LATEX, que foi essencial para escrever este projeto.

Agradeço imensamente ao meu orientador neste trabalho e nos últimos dois anos, o Dr. Francisco Xavier de Araújo, do Observatório Nacional, que além de ter confiado no meu trabalho, sempre esteve disposto a me ajudar, tendo paciência e me incentivando. Me ensinou a ter disciplina. Me corrigia, reclamava, me fazia fazer tudo de novo, mas de uma maneira sempre educada e respeitando meus sentimentos como aluna (coisa rara hoje em dia!).

Gostaria de agradecer à Professora Sílvia Lorentz Martins, do Observatório do Valongo. Ela foi a primeira a acreditar no meu potencial e a me dar uma chance. E apesar de em algumas poucas vezes ter me feito pensar em desistir, em muitas outras me incentivou a continuar.

Agradeço também ao Dr. Cláudio Bastos do Observatório Nacional, pela grande ajuda e paciência que teve durante o processo de redução dos dados Cassegrain.

Agradeço ao Magno (da Conceição) por ter me ajudado em tantas disciplinas, além de ser ótimo amigo. Leda, Bia, Jú, Leonélio, vocês são demais. Vou sentir falta. Valeu a força!

Cecília, obrigada por me aturar durante os momentos difíceis e por ter sempre uma palavra amiga nas horas em que eu precisei.

Agradeço também a professora Penha Maria do Instituto de Física da UFRJ pelo imenso

incentivo e por contribuir de maneira tão prazerosa no meu aprendizado em História da Física e da Astronomia (foi a matéria mais gostosa que fiz no IF).

Galera da Biblioteca da Física e do Valongo obrigada pela ajuda e pela paciência.

Denis da Xerox, obrigada por entender quando a grana era curta e por pendurar muitas cópias na conta.

Galera das quintas-feiras, não me esqueci de vocês! Pessoal da Pós do ON, valeu pela força e pela torcida a favor no último semestre.

Durante o decorrer do curso, passei por caminhos tortuosos e vieram algumas poucas reprovações. Algumas justas, outras nem tanto. Por isso, por último e não menos importante, gostaria de agradecer a quem me reprovou injustamente. Sua injustiça só fez minha vontade de crescer aumentar ainda mais! Valeu!

Resumo

Estrelas B[e] são estrelas do tipo B que apresentam linhas em emissão, por isso a letra e, de transições proibidas, por isso os colchetes. Este grupo de estrelas é muito heterogêneo, sendo composto por: Estrelas Supergigantes B[e] ou B[e]Sg; Estrelas do tipo B[e] Pré Sequência Principal ou HAeB[e]; Estrelas do tipo nebulosa planetária compacta B[e] ou cPN[e]; Estrelas B[e] do tipo simbióticas ou symbB[e] e Estrelas do tipo B[e] não classificadas ou unclB[e];

Por ser este um grupo muito heterogêneo, Lamers et al. (1998) sugerem o uso do termo "Fenômeno B[e]" ao invés de estrela B[e], como forma de evitar confusão. De acordo, vamos usar este mesmo termo, escrevendo sempre o estágio evolutivo acompanhado do termo B[e]. Os critérios para a ocorrência do fenômeno B[e] são:

1. Fortes linhas em emissão da série de Balmer;
2. Linhas permitidas em emissão de baixa excitação principalmente de metais de baixa ionização no espectro óptico;
3. Linhas em emissão proibidas de [Fe II] e [O I] no espectro óptico;
4. Forte excesso no Infravermelho próximo e médio devido a poeira circunstelar.

Estas características estão relacionadas as propriedades circunstelares e não às do objeto intrínseco, já que não são observadas linhas fotosféricas. Esta é a principal causa da heterogeneidade deste grupo. É na Pequena e na Grande Nuvem de Magalhães que se encontra o grupo mais homogêneo de supergigantes que apresentam o fenômeno B[e]. Estrelas com características similares são encontradas na nossa galáxia.

Acredita-se que estes objetos sejam evoluídos e que eles tenham um forte vento estelar. Porém, a grande dúvida é se eles são objetos peculiares em circunstâncias especiais, ou se todos os objetos dentro de uma faixa de ZAMS (Massa na sequência principal de idade zero) passam por essa fase.

Para uma estrela ser supergigante B[e], ela deve ter $\log L * / \log L_{\odot} > 4.0$ e deve apresentar o fenômeno B[e].

O objetivo do nosso trabalho é apresentar um Atlas espectral de três estrelas B[e] da Pequena Nuvem de Magalhães. São elas: HEN S18 e HEN S23 e HEN S65. Estas estrelas já foram anteriormente analisadas a partir de espectros de baixa resolução e confirmamos a natureza B[e]Sg apenas da HEN S18 e HEN S65. Entretanto, agora, com espectros de alta resolução, um estudo mais aprofundado pode ser feito.

Os nossos dados foram obtidos em outubro de 1999 e outubro de 2000. Todos foram

obtidos no telescópio de 1.52m do (ESO), localizado em La Silla (Chile), graças ao acordo ESO/ON. Foram utilizados dois tipos de Espectrógrafos (Cassegrain e FEROS), que nos forneceram espectros de baixa e alta resolução.

A partir do espectro do FEROS da HEN S18 pudemos identificar cerca de 300 linhas em emissão. Entre elas, grande quantidade de linhas proibidas e permitidas de Fe II, além de [O I], série de Balmer, série de Paschen, além de outros metais. A linha do He II $\lambda 4686$ não está presente em 2000, mas se encontra forte em 1999. Esta variação já foi reportada por outros autores, que acreditam na possibilidade de esta estrela ter uma companheira. Um ponto importante que está sendo analisado é a possível presença de linhas de La II neste objeto. Várias linhas candidatas a La II foram encontradas em nosso espectro FEROS. Entretanto, em nenhum momento, encontramos referência de Lantânio, nesta estrela, na literatura. O lantânio ($Z=57$) é um produto do processo de captura de neutron. Este processo ocorre nos estágios tardios da evolução estelar. Este é mais um motivo pelo qual não devemos desconsiderar a presença de La II na HEN S18, já que este é um objeto evoluído. Recentemente, vários espectros de alta resolução têm grandemente aumentado a qualidade e quantidade de dados mostrando lantânio nas linhas. Novos laboratórios têm estudado as probabilidades de transição do La II, com o intuito de melhorar as medidas de abundância estelar deste elemento. Bonvallet *et al.* (2001) fizeram um trabalho sobre as probabilidades de transição para o La II, o qual será muito utilizado em nosso trabalho, tanto para encontrarmos comprimentos de onda quanto para, futuramente, estudarmos os $\log gf$ das transições e confirmar a natureza da linha (que no momento é uma sugestão).

Durante muito tempo, outros autores confirmaram a natureza B[e] supergigante deste objeto. Entretanto, Massey & Duffy (2001) afirmam que este objeto seja sem dúvida uma LBV, comparando seu espectro obtido em outubro de 2000 com um espectro da S Dor, uma LBV, quando esta estava numa fase de quiescência. Até o momento, nossos dados confirmam a natureza B[e]Sg para HEN S18. Achamos que para classificá-la como LBV devemos encontrá-la num estágio de erupção, o que não foi ainda observado. Entretanto, os nossos resultados são preliminares.

O espectro FEROS da HEN S23 nos surpreendeu, uma vez que não havíamos confirmado anteriormente a natureza B[e]Sg deste objeto. Na nossa última análise, a partir do espectro Cassegrain, não havíamos conseguido identificar quase nenhuma linha. Não havíamos encontrado nenhuma transição proibida. Não há muita referência na literatura para esta estrela, por isso a grande necessidade de estudá-la. Os dados do FEROS foram analisados e foram expostos numa tabela, que está exposta no capítulo 5. Conseguimos identificar cerca de 200 linhas, apesar de serem fracas. O espectro deste objeto tem algumas diferenças quando comparado com as B[e]sg mais comuns. Entretanto, encontramos

as linhas de metais de baixa ionização, proibidas e permitidas em emissão. Assim, nossos dados, até o momento nos garantem a natureza B[e]sg desta estrela.

O espectro FEROS da HEN S65 nos forneceu cerca de 250 linhas em emissão. Esta estrela é uma supergigante B[e] típica, por isso há a necessidade de uma boa análise em seu espectro. Além disso, não encontramos na literatura espectros de alta resolução para este objeto.

Conteúdo

Dedicatória	ii
Agradecimentos	iii
Resumo	v
Índice	viii
Lista de Figuras	xi
Lista de Tabelas	xii
Apresentação	1
1 Classificação Espectral de Estrelas de Alta Massa	3
1.1 Introdução	3
1.2 Estrelas de Alta Massa	6
1.3 Trajetórias Evolutivas	7
1.4 Tipo Espectral O	7
1.4.1 Estrelas Oe	8
1.4.2 Estrelas Of	9
1.4.3 Estrelas Wolf-Rayet	9
1.4.4 Estrelas Ofpe/WN9	11
1.5 Variáveis Azuis Luminosas	11
1.6 Tipo Espectral B	12
1.6.1 Estrelas B[e]	13
2 Estrelas que Apresentam o Fenômeno B[e]	14
2.1 Introdução	14
2.2 Critérios para ocorrência do fenômeno B[e]	14
2.2.1 Condições físicas	15
2.2.2 Estrelas Supergigantes B[e]	15
3 Observações e Redução dos Dados	21
3.1 Observações	21

3.2	Redução dos dados	21
4	HEN S65	23
4.1	Identificações e Coordenadas	23
4.2	Histórico	23
4.3	Nossos Dados	24
4.3.1	Dados Cassegrain	24
4.3.2	Dados FEROS	27
4.3.3	Interpretando os Dados	31
5	HENS 18	35
5.1	Identificações e Coordenadas	35
5.2	Histórico	35
5.3	Nossos Dados	36
5.3.1	Dados Cassegrain	37
5.3.2	Dados FEROS	39
5.3.3	Interpretando os Dados	49
6	HEN S23	54
6.1	Identificações e Coordenadas	54
6.2	Histórico	54
6.3	Nossos Dados	55
6.3.1	Dados Cassegrain	55
6.3.2	Dados FEROS	56
6.3.3	Interpretando os Dados	61
7	Conclusões e Perspectivas Futuras	65
	Bibliografia	66

Lista de Figuras

2.1	Diagrama (J-H) - (H-K) das estrelas com linhas em emissão nas Nuvens de Magalhães. As B[e]sg estão localizadas à direita e acima da linha tracejada, formando um grupo homogêneo bem separado (Zickgraf <i>et al.</i> , 1986).	16
2.2	Localização no diagrama HR das B[e]sg da Galáxia, da LMC e da SMC. A linha indica a seqüência principal. (Zickgraf <i>et al.</i> , 1998).	17
2.3	Polarização intrínseca versus densidade eletrônica. A linha tracejada corresponde ao fit linear de χ^2 para estrelas edge-on (R50, R82, e S 22), indicadas pelos quadrados cheios. Melgarejo <i>et al.</i> (2001).	18
2.4	Polarização intrínseca versus excesso de cor. A linha tracejada é como na figura 2.3. Melgarejo <i>et al.</i> (2001).	19
2.5	Modelo esquemático proposto inicialmente para a R126. Pode-se observar as duas componentes do vento: uma na região polar e a outra no disco equatorial. É possível ver também, os íons que estão presentes em cada componente(Zickgraf et al, 1985).	20
4.1	Espectro Cassegrain da HEN S65 em outubro de 2000.	24
4.2	Espectro Cassegrain da HEN S65 em outubro de 2000.	25
4.3	Perfil de H α da HEN S65 em 28 de outubro de 1999.	32
4.4	Perfil de H β da HEN S65 em 28 de outubro de 1999.	33
4.5	Parte do espectro FEROS da HEN S65 em outubro de 1999. Linhas de Fe II.	33
4.6	Parte do espectro FEROS da HEN S65 em outubro de 1999. Perfis de Fe II e [Fe II].	34
4.7	Parte do espectro FEROS da HEN S65 em outubro de 1999. Região com linhas de [OI].	34
5.1	Espectro Cassegrain da HEN S18 em outubro de 1999.	37
5.2	Topo:HEN S18 em outubro de 1999. Repare na forte emissão de He II em λ 4686. Abaixo: HEN S18 em outubro de 2000. He II λ 4686 está ausente.	50
5.3	Parte do espectro FEROS da HEN S18 em outubro de 2000.	51

5.4	Linhas $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$ em dois anos consecutivos usando o Cassegrain. Abaixo 1999 e acima 2000.	52
5.5	Parte do espectro FEROS da HEN S18 em outubro de 2000. Região com linhas de [O I].	53
6.1	Espectro Cassegrain da HEN S23 em outubro de 1999.	55
6.2	Perfil da linha $H\alpha$ na HEN S23 em 14 de outubro de 2000.	62
6.3	Perfil da linha $H\beta$ na HEN S23 em 14 de outubro de 2000 com o espectrógrafo FEROS.	62
6.4	Parte do espectro FEROS da HEN S23 em outubro de 2000. Linhas de [Fe II].	63
6.5	Parte do espectro FEROS da HEN S23 em outubro de 2000. Região com linhas de [O I].	64

Lista de Tabelas

1.1	Subtipos espectrais. Fonte: Jaschek, 1987.	4
1.2	Características Espectrais gerais. Fonte: Maciel, 1999.	4
1.3	Classes de luminosidade. Fonte: Jaschek, 1987.	5
1.4	Algumas linhas características de estrelas do tipo O. Fonte: Jaschek, 1987.	8
1.5	Linhas em emissão nas estrelas WR. Fonte: Jaschek, 1987.	10
1.6	Larguras Equivalentes de algumas linhas fortes em anãs do tipo B. Fonte: Jaschek, 1987.	12
1.7	Linhas visíveis em estrelas do tipo B na região de $\lambda 3500 - 4800$ Fonte: Jaschek, 1987.	13
3.1	Tabela de datas e instrumentos utilizados para a observação dos objetos.	22
4.1	Transições presentes na HEN S65 e seus respectivos fluxos, em unidades de $H\beta = 100$, em outubro de 2000.	25
4.2	Transições presentes na HEN S65 e suas respectivas larguras equivalentes (W) em \AA , em outubro de 1999. UI significa transição não identificada.	27
5.1	Emissões presentes na HEN S18 e seus respectivos fluxos, em unidades $H\beta = 100$, em outubro de 1999.	37
5.2	Tabela das linhas presentes na HEN S18 e suas larguras equivalentes (W) em 14 de outubro de 2000, obtida a partir do espectrógrafo FEROS. UI significa transição não identificada.	39
6.1	Tabela com as linhas em emissão presentes na HEN S23 e suas respectivas larguras equivalentes em outubro de 2000. UI significa transição não identificada.	56
6.2	Tabela com as linhas em absorção presentes no espectro da HEN S23 e suas respectivas larguras equivalentes em outubro de 2000	59

Apresentação

*“Deus é tudo, tudo é Deus,
desde o micro e invisível até o macro e sentimental,
de infinito à infinito.”*

(Sérgio Pilling)

Apresentamos nesta monografia um atlas espectral de três estrelas B[e]Sg da Pequena Nuvem de Magalhães. São elas: HEN S18, HEN S23 e HEN S65. Escolhemos estrelas da Pequena Nuvem por terem baixa metalicidade (cerca de 1/9 da metalicidade da nossa galáxia) e por ser mais fácil estimar suas luminosidades, já que a incerteza de suas distâncias é bem pequena.

Acredita-se que estes objetos sejam evoluídos e que eles tenham um forte vento estelar. Porém, a grande dúvida é se eles são objetos peculiares em circunstâncias especiais, ou se todos os objetos dentro de uma faixa de Massa na Sequência Principal de Idade Zero (“ZAMS”, em inglês) passam por essa fase.

O objetivo deste trabalho foi identificar e tabelar as transições dos elementos químicos presentes nos espectros e larguras equivalentes e/ou intensidades das linhas, para posteriormente verificarmos variabilidades e estimarmos parâmetros físicos.

O capítulo 1 descreve resumidamente como é feita a classificação espectral de estrelas, com ênfase em estrelas de alta massa. Neste capítulo, pode-se encontrar as principais características espectrais de estrelas clássicas de acordo com suas temperaturas. Ele descreve, de forma geral, que elementos se espera encontrar em cada tipo de estrela. É apresentado também um resumo sobre estrelas de alta massa, onde mostramos características de estrelas O, Oe, Of, Wolf-Rayet, Ofpe/WN9, LBV (Luminous Blue Variable), B clássicas e uma breve introdução sobre as B[e].

O capítulo 2 descreve com detalhes o fenômeno B[e], os critérios para sua ocorrência e as condições físicas necessárias. Maiores detalhes também são dados sobre as estrelas B[e]Sg (Supergigantes que apresentam o fenômeno B[e]).

O capítulo 3 descreve detalhes sobre as observações e sobre a redução dos dados analisados neste trabalho.

No capítulo 4 apresentamos um apanhado geral da literatura de tudo que foi feito com a estrela HEN S18 até o momento. Mostramos os resultados de nossa análise espectral em forma de tabelas e interpretamos os dados obtidos.

O capítulo 5 fala sobre os dados Cassegrain e FEROS da HEN S23. A tabela dos elementos presentes e suas larguras equivalentes são mostradas e os dados interpretados. Também foi feito um resumo da literatura sobre o que tem sido feito a partir do espectro desta estrela até o momento.

O capítulo 6 também começa com um apanhado geral do que já foi feito até hoje na literatura sobre a HEN S65. Neste capítulo também montamos duas tabelas com os dados provenientes da análise dos

nossos dados. Uma tabela é referente ao espectro Cassegrain (onde são colocados os íons presentes e seus fluxos) e a outra é referente ao espectro FEROS (onde são colocados os íons presentes e suas larguras equivalentes).

O capítulo 7 é uma conclusão do trabalho e uma descrição resumida de nossas perspectivas futuras.

Capítulo 1

Classificação Espectral de Estrelas de Alta Massa

*“Se a única ferramenta de que você dispuser for um martelo,
tenderá a tratar tudo como se fosse um prego..”*

(Lawrence M. Krauss)

1.1 Introdução

Historicamente, a classificação espectral de estrelas foi feita do seguinte modo: os espectros de um grande número de estrelas obtidos com um mesmo instrumento são examinados visualmente, assegurando que todos os traços são vistos. Os espectros são avaliados e comparados aos pares; depois de cada comparação, verifica-se se os espectros são diferentes ou similares. Se forem similares, eles são colocados num mesmo grupo. O processo se repete para um próximo par, até que o menor número possível de grupos seja estabelecido. Os espectros pertencentes ao mesmo grupo são considerados como sendo idênticos, um fato que é apenas verdade contanto que os espectros sejam fotografados com a mesma dispersão.

Grande parte das estrelas está classificada dentro de um dos seguintes tipos espectrais: O - B - A - F - G - K - M. Estes tipos podem ainda ser subdivididos com números entre 0 e 9.5. Veja tabela 1.1. Este procedimento clássico foi aprimorado ao longo dos anos e atualmente a classificação é feita com base em dados obtidos com técnicas modernas. No entanto, as características espectrais gerais permanecem.

De um modo geral, podemos tabelar as características destas estrelas. Veja tabela 1.2. Porém, é necessário salientar que essas são características gerais. Outras características podem ser acrescentadas, já que algumas estrelas possuem anomalias. Além disso, estrelas do tipo O na Sequência Principal não possuem as mesmas características que uma estrela do tipo O mais evoluída.

É importante lembrar também, que as estrelas dentro destes tipos espectrais estão ordenadas de acordo com suas temperaturas. As estrelas O são as mais quentes e as M as mais frias. As do Tipo O possuem alta massa, enquanto as do tipo M são menos "massivas".

Junto com seu tipo espectral, uma estrela pode apresentar, em sua nomenclatura, sua classe de luminosidade. A classe de luminosidade é escrita em algarismo romano e varia de I à V, podendo ser acompanhado das letras a e/ou b. Veja tabela 1.3.

TABELA 1.1: Subtipos espectrais. Fonte: Jaschek, 1987.

O	0					4	5	6	7	8	9	9.5
B	0	0.5	1	2	3		5		7	8		9.5
A	0			2	3		5		7			
F	0			2	3		5		7	8	9	
G	0			2			5			8		
K	0			2	3	4	5					
M	0		1	2	3	4			7	8		

TABELA 1.2: Características Espectrais gerais. Fonte: Maciel, 1999.

Tipo	Características
O	Linhas do He II; Linhas de C III, N III, O III, Si IV, etc. Linhas fracas do H; contínuo no UV intenso.
B	Linhas do He I fortes; linhas do He II ausentes; linhas do H mais intensas; linhas de C II, O II, etc.
A	Linhas de H atingem o máximo (A0); linhas fortes do MgII, Si II; linhas do Ca II fracas;
F	Linhas do H mais fracas; linhas do Ca II mais fortes; linhas de átomos neutros e uma vez ionizados.
G	Linhas intensas de Ca II; linhas de metais neutros; Banda G do CH intensa.
K	Linhas de metais neutros; linhas do H muito fracas; Bandas moleculares de CH e CN.
M	Bandas moleculares intensas de TiO; linhas de átomos neutros; contínuo no vermelho;

TABELA 1.3: Classes de luminosidade. Fonte: Jaschek, 1987.

Símbolo	Nome	Subdivisão
I	Supergigante ou hipergigante	I Ia Iab Ib
II	Gigante Brilhante	
III	Gigante	II-III IIIa IIIab IIIb III-IV
IV	Subgigante	
V	Anã	

Nosso trabalho consiste em apresentar as características espectrais de estrelas que apresentam um certo tipo de fenômeno conhecido como "fenômeno B[e]. Esse fenômeno é relativamente comum em estrelas de alta massa, por isso estaremos dando ênfase às estrelas do Tipo O, B.

1.2 Estrelas de Alta Massa

Estrelas de alta massa são estrelas que no início da seqüência principal (ou seqüência principal de idade zero - ZAMS) possuem ou possuíam massa maior ou igual à $9M_{\odot}$. A estimativa, usando uma função de massa inicial como a de Salpeter (1955), da fração do número dessas estrelas em relação à população estelar total, é da ordem de 10^{-7} . Estes objetos são bastante quentes, com temperaturas efetivas (T_{eff}) próximas de $15.000K$. Além disso, são objetos muito luminosos ($L \sim 10^4 - 10^6 L_{\odot}$). Eles têm um tempo de vida relativamente curto de cerca de 10^7 anos. Apesar disso e do fato de não serem muito numerosas, elas são muito importantes na evolução química do meio interestelar.

Acredita-se que as estrelas de alta massa começam na seqüência principal como estrelas do tipo O ou B e terminam suas vidas com uma explosão de Supernova (SN). Porém, os estágios evolutivos pelos quais elas passam no meio do caminho, não é ainda muito bem definido.

Várias tentativas já foram feitas com o intuito de se construir um modelo evolutivo para estes objetos. Esses modelos podem ser separados em dois grupos:

✓ Modelos que consideram a evolução mantendo a massa constante \Rightarrow Não reproduzem a distribuição de estrelas observada no diagrama HR, juntamente com a frequência numérica por tipo espectral.

✓ Modelos que consideram a evolução ocorrendo com perda de massa \Rightarrow Produzem melhores resultados, estando em melhor acordo com as observações. Isso era de se esperar, já que em todas as fases dos objetos de alta massa a perda de massa é bastante significativa, sendo talvez, o parâmetro que mais influencia a sua evolução.

Acredita-se que a perda de massa seja responsável por muitos fenômenos que ocorrem nas estrelas de alta massa evoluídas, como:

✓ Ejeção das camadas externas provocando um enriquecimento do meio circunstelar e interestelar, já que as estrelas de alta massa são as maiores fontes de He do meio interestelar, enquanto as explosões de supernova são as maiores fontes de elementos mais pesados. Depois que as camadas externas são ejetadas, o material processado pela nucleossíntese que foi levado até a superfície através da convecção fica exposto, alterando as abundâncias observadas;

✓ Diminuição do núcleo convectivo, o que acarreta um aumento do tempo de vida na seqüência principal (Chiosi e Maeder, 1986);

✓ Mudança na trilha evolutiva da estrela no diagrama HR, explicando uma possível relação de parentesco entre estrelas OB, LBV, supergigantes vermelhas (RSG), supergigantes azuis (BSG) e Wolf-Rayets (WR).

O vento, que é mantido pela pressão de radiação, é o principal mecanismo de perda de massa nesses objetos. A taxa de perda de massa em diferentes fases evolutivas pode ser obtida através de diferentes técnicas tanto no visível e no ultravioleta, utilizando perfis P-Cygni quanto no rádio e no Infravermelho utilizando a emissão free-free.

A taxa de perda de massa numa fase evoluída é muito maior do que na seqüência principal. Mesmo assim, a perda de massa total neste estágio é desprezível se comparada com a seqüência principal, já que o tempo de vida na seqüência principal e na fase de queima do hélio é muito maior do que o tempo de vida nos estágios mais evoluídos.

1.3 Trajetórias Evolutivas

Um modelo recente, feito por Schaerer (1999), para a evolução de estrelas de alta massa, de acordo com a sua M_{ZAMS} é descrito abaixo. Nessas trajetórias os () representam fases curtas ou incertas. Os modelos conhecidos não conseguem identificar, de forma precisa, em que momento ocorre a fase B[e]sg.

$$\Rightarrow M \geq 60 M_{\odot}$$

$$O^1 - Of - (LBV)^2 - WNL - WNE - WC - (WO) - SN$$

$$\Rightarrow 40 \leq M(M_{\odot}) \leq 60$$

$$O^1 - Of - Ofpe/WN9 \text{ ou } LBV^2 - WN8 - WNE - WC - (WO) - SN$$

$$\Rightarrow 25 \leq M(M_{\odot}) \leq 40$$

$$O^3 - (BSG) - RSG - (BSG) - WNE - WC - SN$$

$$\Rightarrow M(M_{\odot}) \leq 25$$

$$OB^3 - (BSG) - RSG - BSG - RSG - SN$$

Onde:

- 1 - A perda de massa na seqüência principal é bem grande;
- 2 - Devido às altas taxas de perda de massa, a envoltória remanescente é ejetada e o objeto evolui diretamente para o estágio de WR;
- 3 - A perda de massa na seqüência principal não é tão grande quanto nas outras faixas de massa mostradas;

1.4 Tipo Espectral O

O espectro de uma estrela normal do tipo O é caracterizado pela presença simultânea de linhas de hélio neutro e ionizado. Se não houver hélio ionizado, se trata de uma estrela do tipo B. Estas linhas do hélio ionizado têm sua intensidade aumentada na direção dos tipos iniciais, enquanto as linhas do hélio neutro e do hidrogênio decrescem nesta direção. Esse comportamento das linhas de He II contrário ao das linhas de He I é favorável no sentido que podemos usá-lo como critério na classificação.

TABELA 1.4: Algumas linhas características de estrelas do tipo O.
 Fonte: Jaschek, 1987.

λ	Identificação	Comentários
1175	C III	Aumenta de O4 na direção de B1, onde atinge seu máximo.
1300	Si III	Diminui de O3 para O9.
1371	O V	Diminui de O3 para O 7, onde desaparece.
1394, 1403	Si IV	Torna-se bem visível em O7 e tem forte efeito de luminosidade positiva.
1428	C III	Aumenta de O4 na direção de B1, onde atinge o seu máximo.
1548	C IV	Decresce de O3 na direção do tipo B e desaparece em B2 e tem efeito positivo de luminosidade.

As linhas de He II são agrupadas na série de Pickering (análogo à série de Bracket do hidrogênio) com linhas em $\lambda\lambda 5414, 4850, 4542, 4339, 4200, 4100, 4025$ e $3968, \dots$ e a série de Fowler (análoga à série de Paschen para o hidrogênio) com linhas em $\lambda\lambda 4656, 3024, \dots$

Além do hélio também estão presentes outros elementos no espectro destas estrelas. Abaixo, mostramos uma tabelas com outras linhas presentes no espectro de estrelas O normais. Veja tabela 1.4

As estrelas do tipo O são ricas em subgrupos caracterizados pela presença de peculiaridades espectrais. Entre elas estão as Estrelas Of, e as Oe, que são caracterizadas por linhas em emissão. Ainda existem as WR, que são objetos evoluídos. Alguns destes grupos não estão restritos apenas ao tipo O, mas têm também características de estrelas do tipo B. Isso ainda gera confusão na hora da classificação e surge a necessidade de se estudar mais detalhadamente cada tipo espectral para aprimorar os métodos de classificação e melhorar os modelos de trajetória evolutiva.

1.4.1 Estrelas Oe

Estas estrelas são estrelas O que exibem emissão das linhas da série de Balmer. Além disso, não há a presença das emissões de N III $\lambda\lambda 4630 - 34$ nem do He II $\lambda 4686$.

Conti e Frosti (1978) analisaram três estrelas Oe com maior detalhe e concluíram que as estrelas Oe

são o prolongamento das estrelas Be mais quentes. Eles notaram a seguinte analogia entre os dois grupos:

- (1) Linhas de Balmer e He I são vistos com emissão dupla;
- (2) As estrelas têm grande velocidade de rotação;
- (3) Elas estão próximas à seqüência principal;
- (4) As emissões variam no tempo.

Eles encontraram que a proporção de estrelas Oe para as O é cerca de dezesseis por cento, o que é próximo do percentual das estrelas quentes Be para as B.

Andrillat, Vreux e Deneffeld (1982) concluíram que estas estrelas têm relação próxima no Infravermelho próximo com as estrelas Be. Em particular, as linhas de Paschen são encontradas em emissão e algumas vezes também as do He I $\lambda 6678$, Fe II e tripleto do Ca II no IR.

1.4.2 Estrelas Of

Uma estrela Of é uma estrela de tipo O que apresenta, simultaneamente, emissão de N III ($\lambda\lambda 4630 - 34$) e He II $\lambda 4686$. Essas emissões são claras, mas não muito fortes, em contraste com as WR, onde as emissões são muito fortes.

Além destas emissões citadas acima, encontra-se também nos espectros destas estrelas linhas fracas em emissão de $H\alpha, H\beta$ e C III $\lambda 5696$. Em algumas estrelas outras emissões podem aparecer, mas aparecerão fracas e poderão ser vistas apenas em alta resolução.

1.4.3 Estrelas Wolf-Rayet

Os primeiros objetos deste grupo foram descobertos por dois astrônomos Wolf e Rayet (1867), durante um survey de espectroscopia visual. Em 1933, Edlen mostrou que as emissões eram devido aos elementos altamente ionizados e quase na mesma época Payne (1933) mostrou que as WR podem ser arrumadas em duas seqüências: seqüência do carbono(WC), onde não são encontradas linhas de H, e seqüência do nitrogênio (WN), que pode ou não ter H na superfície. A tabela 1.4.3 mostra alguns ions encontrados em cada seqüência.

Estas estrelas estão fortemente concentradas na direção do plano galático; neste plano, elas seguem aproximadamente os braços espirais, sendo usadas como traçadoras de espiral. Elas aparecem também em associações e em aglomerados jovens e estão associadas com regiões H II (van der Hucht, 1981). Elas também são encontradas em outras galáxias e suas proporções variam de galáxia para galáxia.

O espectro de uma Wolf-Rayet (WR) é caracterizado por largas linhas em emissão, destacando-se distintamente do espectro contínuo, que corresponde à estrela quente. Elas possuem, geralmente, temperatura efetiva da ordem de 25000 – 50000 K, mas já foram propostos valores da ordem de 100000 K.

Estas estrelas apresentam alta taxa de perda de massa cujo mecanismo não é ainda bem conhecido. Acredita-se que essa perda de massa seja da ordem de $10^{-5} M_{\odot} / ano$ e que o tempo de vida nesta fase seja de 10^5 anos (Chiosi e Maeder, 1986).

As linhas do hidrogênio nem sempre são vistas nestas estrelas, mas quando presentes estão geralmente em emissão. A série de Paschen é sempre vista em emissão mesmo se nenhuma emissão é vista na série de Balmer.

Duas regras são observadas para estas estrelas. Primeira: para cada espécie a quantidade $\Delta\lambda/\lambda$ é

TABELA 1.5: Linhas em emissão nas estrelas WR. Fonte: Jaschek, 1987.

Seqüência do Carbono		Seqüência do Nitrogênio	
He I		He I	
He II	4686	He II	4686
C II	4267		
		N III	4097, 4640, 5314
C III	3609, 4187, 4325, 4650, 5696	N IV	3483, 4057
C IV	4441, 4658, 4786, 5805	N V	4605, 4622
O II	4134, 4317, 4349, 4366 4414, 4417		
O III	3714, 3760, 3961		
O IV	3385, 3405, 3412, 3562, 3725, 3736		
O V	5592		
O VI	3815, 3835		

constante, sendo $\Delta\lambda$ a largura da linha em emissão. Segunda: dentro de cada estrela as linhas em emissão dos elementos mais ionizados são mais estreitas do que aquelas dos elementos menos ionizados.

Estudos mostraram que as estrelas de cada ramo podem ser ordenadas por ordem de excitação. Smith (1968) introduziu subdivisões para a seqüência do nitrogênio de acordo com o estágio de ionização do nitrogênio que predomina o espectro. Nas WNE (WN Early), que vai de WN2 até WN6, não há evidência de hidrogênio em seus espectros. As WNL (ou WN Late) são do tipo tardias e apresentam alguma indicação de hidrogênio na superfície. Elas vão de WN6 até WN9. Para a seqüência do carbono, a subdivisão leva em conta o fato de que $\Delta\lambda$ aumenta constantemente na direção dos tipos mais iniciais.

Existem ainda as WR oxigenadas (ou WO). Estas estrelas são similares às WC, porém apresentam um aumento na abundância de Oxigênio.

Alguns modelos admitem que estes objetos são formados a partir de estrelas O que passam pela fase LBV, onde a remoção das camadas externas por uma severa perda de massa levaria a formação de uma WR.

1.4.4 Estrelas Ofpe/WN9

Estes objetos apresentam um espectro com características de estrelas Of juntamente com linhas em emissão de baixa ionização característico das WNL. Nestes espectros, as linhas do H e do He I estão em emissão e a maioria com perfil P-Cygni. Além disso, eles apresentam uma fraca emissão da linha do He II $\lambda 4686$.

Estas estrelas também mostram aumento na abundância de Nitrogênio, através das linhas nebulares do gás circumstelar, o que indica que elas estão numa fase evoluída.

No Infravermelho, estes objetos mostram a linha do He I 2.058 em emissão com intensidade superior àquela de H I $B\gamma$, o que mostra enriquecimento na abundância He/H relativa ao valor solar. Observações no Infravermelho próximo reforçam a interpretação de que estas estrelas estão num estágio evolucionário de transição entre as Of e as Wolf-Rayet e daí, num processo de expor o material processado em seus núcleos através de alta perda de massa causada pelos ventos (Mc Gregor *et al.*, 1989).

1.5 Variáveis Azuis Luminosas

As Variáveis Azuis Luminosas são também conhecidas como LBV, de *Luminous Blue Variables*, em inglês. A fase LBV é a fase de vida dos objetos de alta massa em que ocorrem as maiores taxas de perda de massa.

Acredita-se que os objetos com $M_{ZAMS} \geq 25M_{\odot}$ evoluam de forma normal, com perda de massa, até que ao atingirem uma determinada temperatura ou raio começam a sofrer instabilidades, por causas ainda não conhecidas inteiramente (Humphreys e Davidson, 1994). Essas instabilidades são caracterizadas por uma rápida, intensa e irregular perda de massa, que recebem o nome de erupções. A magnitude visual diminui durante as erupções, enquanto a luminosidade geralmente se mantém constante, fazendo com que a estrela se movimente para a direita do diagrama HR. Uma fase de estabilidade é atingida após as erupções. Essa fase de estabilidade é chamada de quiescência e a estrela se move novamente para esquerda do diagrama HR, aumentando sua magnitude visual. Novas erupções e fases de quiescência podem voltar a acontecer e a estrela faz um zig-zag no diagrama HR durante a fase LBV.

Para classificarmos um objeto como LBV é necessário sua observação durante uma erupção. Uma série de objetos, normalmente Ofpe/WN9, são candidatos, mas eles podem estar na fase de quiescência,

antes das erupções, e com isso não podem ser classificados como tais. (Fernandes, 2000).

Estes objetos possuem alta variabilidade fotométrica e espectroscópica, dependendo da fase em que eles se encontram. Na quiescência, o espectro destes objetos é bastante similar ao de uma supergigante quente ou uma estrela Ofpe/WN9. Durante as erupções, há a formação de uma pseudo-atmosfera e o espectro se assemelha muito ao de uma supergigante fria do tipo A ou F (Humphreys e Davidson, 1994). Porém, em geral, as LBV apresentam linhas em emissão de H, He I, Fe II, [Fe II] e N [II] em seus espectros, geralmente com perfis P-Cygnis.

Durante a fase de quiescência, as linhas de Fe II e [Fe II] parecem ser mais intensas do que na fase de erupção (Humphreys e Davidson, 1994).

1.6 Tipo Espectral B

Uma estrela B normal é um objeto que apresenta um contínuo caracterizado por uma temperatura na faixa de 10000 a 30000 K e linhas de hélio neutro em emissão no espectro. Nenhuma linha de hélio ionizado é visto. Estas últimas são características do tipo O. Linhas neutras de hélio são invisíveis em estrelas do tipo A. A intensidade máxima das linhas de He I é alcançada nas subclasses B iniciais, próximo à B2. As linhas de hidrogênio por outro lado têm seus máximos de intensidade em A2 e portanto ao longo da seqüência do tipo B, hidrogênio e hélio possuem comportamentos opostos.

TABELA 1.6: Larguras Equivalentes de algumas linhas fortes em anãs do tipo B. Fonte: Jaschek, 1987.

	H I	H I	H I	He I	He I	Mg II	C II
	$\lambda 6562$	$\lambda 4340$	$\lambda 4860$	$\lambda 4026$	$\lambda 4471$	$\lambda 4481$	$\lambda 4267$
B0	3.5	3.5	3.8	1.0	1.0	0.1	0.1
B2	5.0	5.1	6.0	1.5	1.4	0.2	0.2
B5	6.0	6.7	7.5	0.8	0.8	0.3	0.2
B8	8.0	10.0	10.0	0.3	0.3	0.4	0.1
A0	10.0	13.6	14.0	0.1	0.1	0.4	0.1

A tabela 1.6 mostra o comportamento de algumas destas linhas fortes em anãs. Observe o aumento da intensidade das linhas de Balmer na direção das B tardias e o decréscimo da intensidade de He I depois de um máximo em B2.

A tabela 1.7 mostra outras linhas presentes em estrelas do tipo B.

Dentro do tipo espectral B existem ainda estrelas que apresentam algum tipo de anomalia. Dentre elas estão as Be, que são estrelas B que apresentam emissão, em pelo menos uma das linhas da série de Balmer e as B[e], que são estrelas do tipo B que além de apresentarem linhas permitidas em emissão, mostram, também, linhas proibidas em emissão em seus espectros (por isso []).

TABELA 1.7: Linhas visíveis em estrelas do tipo B na região de $\lambda 3500 - 4800$ Fonte: Jaschek, 1987.

B0-B2	H, He I, C II, C III, N II, N III, O II, Si III, Si IV,
B2-B5	H, He I, C II, Mg II, Si II,
B5-A0	H, He I, Mg II, (Si II),
A0	H, Mg II,

1.6.1 Estrelas B[e]

Objetos B[e] são conhecidos há muito tempo, porém suas baixas magnitudes nos impediam de estudá-los mais profundamente. Apenas com a descoberta de que estes objetos têm grande excesso no infravermelho (IV) é que novamente a atenção foi voltada para eles.

Segundo Lamers et al. (1998), o termo "estrelas B[e]" foi introduzido por Conti (1976). A classificação B[e] diz respeito a estrelas de tipo espectral B que mostram linhas proibidas em emissão em seus espectros ópticos.

Grupos de estrelas apresentando linhas proibidas foram apresentadas por vários autores. Estas linhas eram principalmente de [Fe II], porém apareciam outras linhas de espécies de baixa ionização, assim como linhas de Balmer em emissão. Antigamente, estas estrelas, algumas vezes, eram indicadas por BQ[], onde o "Q" indica uma anomalia no espectro devido às linhas proibidas. A maioria dos autores admitem que estas estrelas também mostram linhas permitidas, tais como as linhas de Balmer e um forte excesso no IV próximo e médio em $\lambda > 5$ devido à emissão de poeira.

Estudos posteriores feitos por vários autores têm mostrado que este grupo de estrelas é bastante heterogêneo. Como estes objetos são de grande interesse para nós, vamos explicar com maior detalhe suas características no capítulo 2.

Capítulo 2

]

]Estrelas que Apresentam o Fenômeno B[e]

*“Quando se permite que a curiosidade floresça ela se transforma
na paixão pelo conhecimento e pela compreensão
que repousa na raiz da ciência.”*

(Hans Christian von Baeyer)

2.1 Introdução

Como já foi dito, as estrelas B[e] são estrelas do tipo B que apresentam linhas em emissão (por isso a letra e) de transições proibidas (por isso os colchetes). Este grupo de estrelas é muito heterogêneo, sendo composto por:

- (a) Estrelas Supergigantes B[e] ou B[e]Sg;
- (b) Estrelas do tipo B[e] Pré Sequência Principal ou HAeB[e];
- (c) Estrelas do tipo nebulosa planetária compacta B[e] ou cPN[e];
- (d) Estrelas B[e] do tipo simbióticas ou symbB[e];
- (e) Estrelas do tipo B[e] não classificadas ou unclB[e];

Por ser este um grupo muito heterogêneo, Lamers *et al.* (1998) sugerem o uso do termo “Fenômeno B[e]” ao invés de estrela B[e], como forma de evitar confusão. De acordo, vamos usar este mesmo termo, escrevendo sempre o estágio evolutivo acompanhado do termo B[e]. Assim, por exemplo, uma estrela supergigante que apresenta o fenômeno B[e] será dita uma estrela supergigante B[e] e não apenas estrela B[e].

2.2 Critérios para ocorrência do fenômeno B[e]

Os critérios para a ocorrência do fenômeno B[e] são baseados nos estudos de Allen e Swings (1972, 1976) e foram revistos por Zickgraf (1998). São eles:

1. Fortes linhas em emissão da série de Balmer.
2. Linhas permitidas em emissão de baixa excitação principalmente de metais de baixa ionização no espectro óptico;
3. Linhas em emissão proibidas de [Fe II] e [O I] no espectro óptico;
4. Forte excesso no Infravermelho próximo e médio devido a poeira circunstelar.

Estas características estão relacionadas as propriedades circunstelares e não às do objeto intrínseco, já que não são observadas linhas fotosféricas. Esta é a principal causa da heterogeneidade deste grupo.

Além destes critérios, que são primários, o espectro óptico destas estrelas pode também apresentar linhas em emissão proibidas e permitidas de espécies de alta ionização, mas isso não define uma característica.

Além disso, vale a pena lembrar, que estes critérios são basicamente definidos para o espectro óptico e uma generalização para outras regiões do espectro deve ser feita com cautela.

2.2.1 Condições físicas

A presença das fortes linhas em emissão da série de Balmer, assim como outras linhas permitidas de elementos de baixa ionização, indica que a atmosfera acima da região de formação do contínuo tem uma grande medida de emissão de gás uma vez ionizado.

A presença de linhas em emissão de metais de baixa ionização, como o Fe II indica que a temperatura da região que está emitindo é cerca de 10^4 K e que a ionização é principalmente devido a radiação da própria estrela B.

A presença das linhas proibidas de metais como o [Fe II] e [O I] indica que o material circunstelar é geometricamente estendido, havendo uma grande quantidade de gás de baixa densidade.

O excesso no infravermelho devido a poeira, indica que a densidade em alguma região do material circunstelar é mais alta do que a densidade crítica de $\rho \simeq 10^{-18}$ g cm⁻³ (Bjorkman 1998). A temperatura de equilíbrio desta poeira é de 500 a 1000K.

De acordo com Hubert & Jaschek (1998), há uma ampla evidência de que o material circunstelar das estrelas que mostram o fenômeno B[e] esteja concentrado num disco circunstelar. Neste caso, a medida de emissão das linhas permitidas é alta por que os íons que emitem estão concentrados num disco cuja densidade é relativamente alta, da ordem de 10^{10} átomos cm⁻³. A formação da poeira é facilitada por causa da alta densidade no disco e por que o disco pode proteger a radiação estelar. Entretanto, a temperatura no disco irá decrescer em direção ao exterior mais rapidamente do que num envelope circunstelar esférico, pois os fótons podem facilmente escapar na direção perpendicular ao plano do disco.

2.2.2 Estrelas Supergigantes B[e]

É na Pequena e na Grande Nuvem de Magalhães que se encontra o grupo mais homogêneo de supergigantes que apresentam o fenômeno B[e]. Veja figura 2.1. Segundo Wolf & Stahl 1985 e Mc Gregor *et al.* 1998a, estrelas com características similares são encontradas na nossa galáxia. Veja figura 2.2. Acredita-se

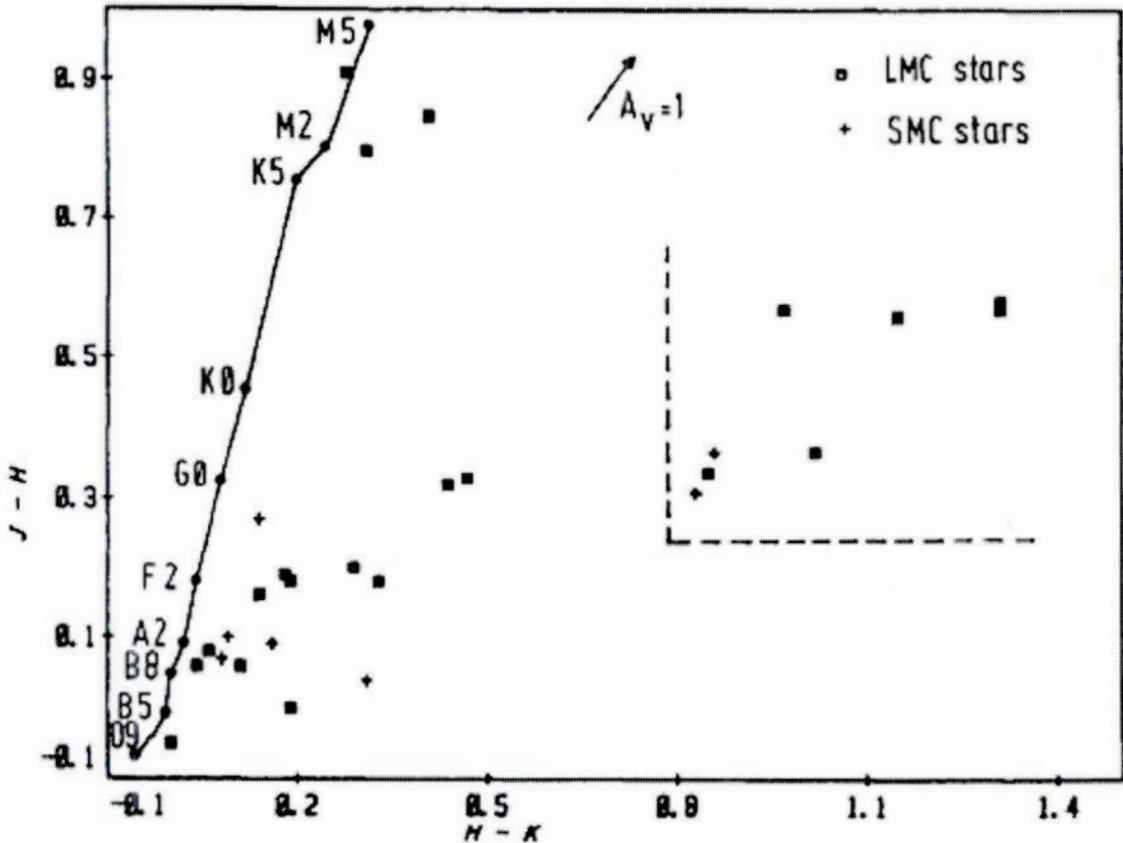


FIGURA 2.1: Diagrama (J-H) - (H-K) das estrelas com linhas em emissão nas Nuvens de Magalhães. As B[e]sg estão localizadas à direita e acima da linha tracejada, formando um grupo homogêneo bem separado (Zickgraf *et al.*, 1986).

que estes objetos sejam bastante evoluídos e que eles tenham um forte vento estelar. Porém, a grande dúvida é se eles são objetos peculiares em circunstâncias especiais (por exemplo, de metalicidade e/ou rotação), ou se todos os objetos dentro de uma faixa de M_{ZAMS} (Massa na sequência principal de idade zero) passam por essa fase.

Zickgraf *et al.* (1985) sugerem que o vento circunstelar das B[e]sg consiste de duas componentes: um vento polar quente e rápido e um vento do disco mais frio em expansão lenta. Nas Supergigantes B[e] vistas edge-on ao longo do disco, a componente rápida não é observável. Além disso, Magalhães (1992) afirma que estes objetos apresentam significativa polarização intrínseca. Os dados obtidos pela polarimetria para a B[e]Sg S 111 mostram que a polarização intrínseca se correlaciona melhor com a densidade eletrônica do que com o espalhamento da poeira (Melgarejo *et al.*, 2001). Veja figura 2.3 e 2.4. Este resultado é consistente com os resultados obtidos por Schulte-Ladbeck *et al.* (1993) para a S 22, obtidos através da

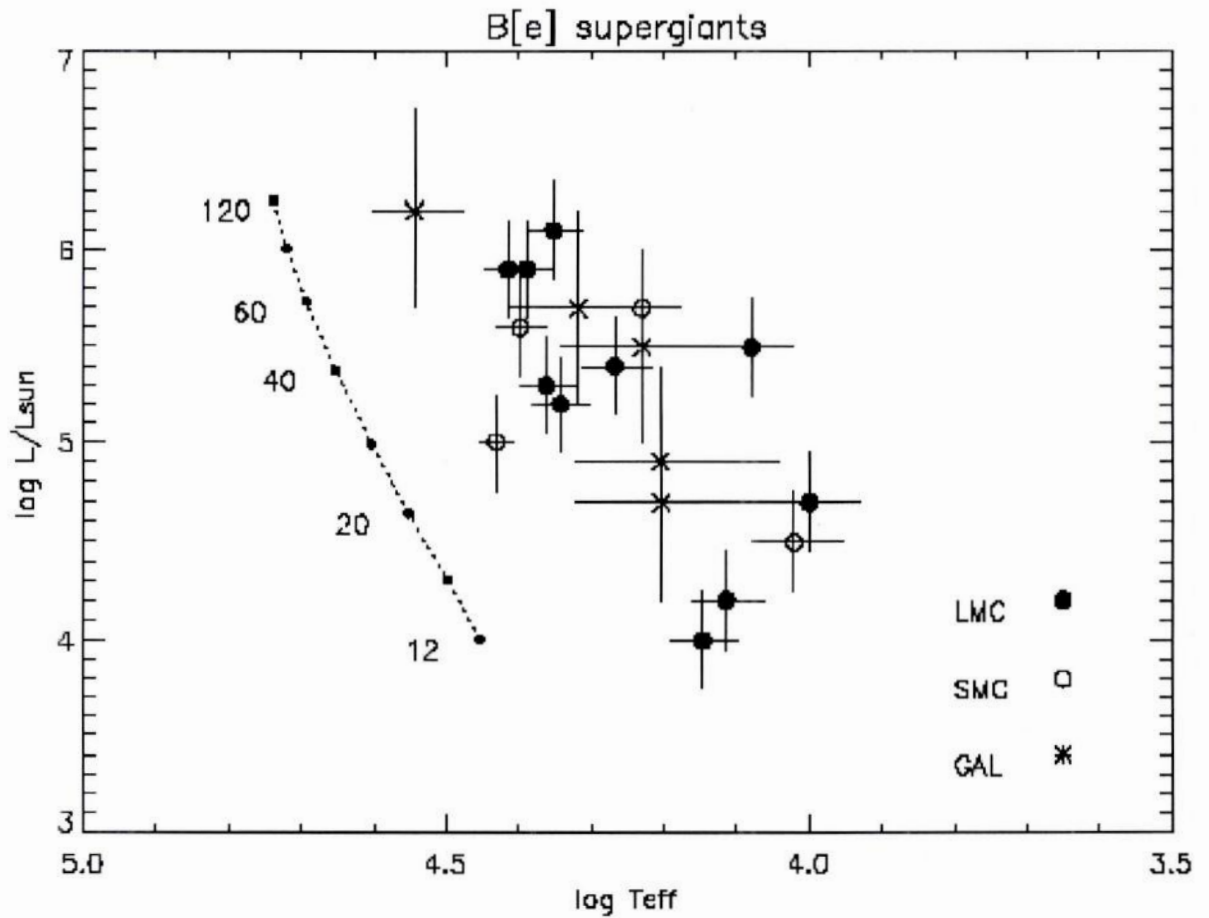


FIGURA 2.2: Localização no diagrama HR das B[e]sg da Galáxia, da LMC e da SMC. A linha indica a seqüência principal. (Zickgraf *et al.*, 1998).

espectropolarimetria. Eles explicaram que o mecanismo de polarização neste objeto pode ser explicado pelo espalhamento eletrônico.

Critérios para Supergigantes B[e]

Critérios Primários:

- ✓ A estrela mostra o fenômeno B[e];
- ✓ A estrela deverá ser supergigante com $\log(L_*/L_\odot) \gtrsim 4.0$.

Critérios secundários:

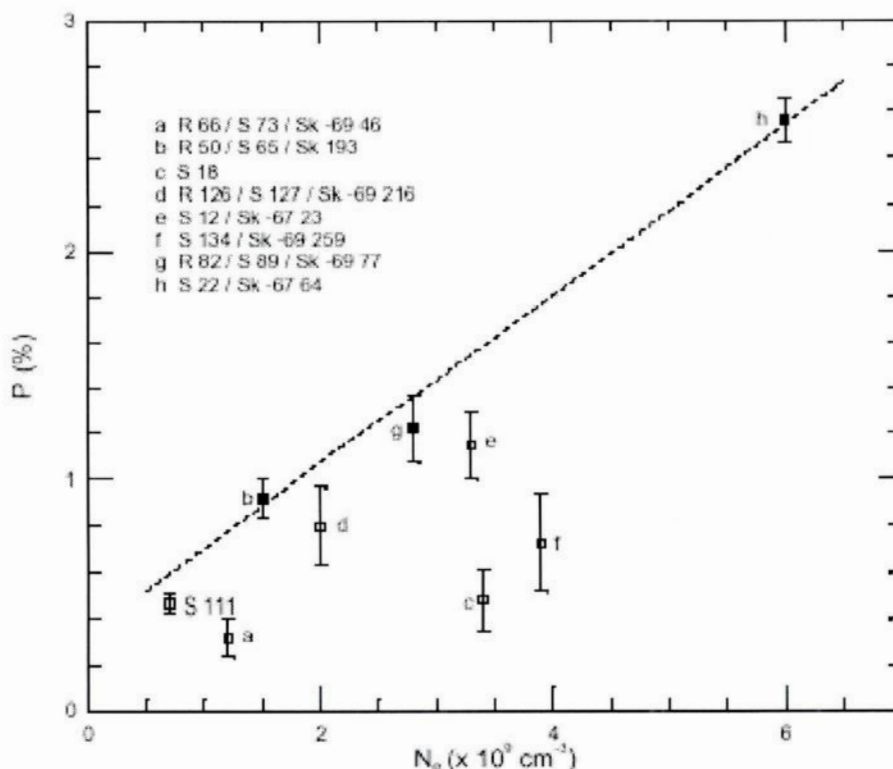


FIGURA 2.3: Polarização intrínseca versus densidade eletrônica. A linha tracejada corresponde ao fit linear de χ^2 para estrelas edge-on (R50, R82, e S 22), indicadas pelos quadrados cheios. Melgarejo *et al.* (2001).

✓ O espectro óptico deve mostrar indicação de perda de massa através de perfil P-Cygni das linhas da série de Balmer, ou apresentarem duplo pico das linhas desta série em emissão com absorção central desviada para o violeta;

✓ A estrela deve apresentar o espectro híbrido, ou seja, apresentar, simultaneamente, a presença de estreitas linhas em emissão (30 -50 km/s) de metais de baixa ionização e largas linhas em absorção de espécies de alta ionização, como Si IV e C IV, que indicam altas velocidades de expansão (em torno de 2000 km/s);

✓ Enriquecimento da abundância de Nitrogênio com $N/C > 1$ ou uma alta razão He/H ;

✓ Na galáxia, estas estrelas geralmente apresentam alta extinção ($A_v \gtrsim 3^m$) e fortes bandas interestelares por serem estrelas massivas localizadas à grandes distâncias no plano galáctico;

✓ A variação fotométrica das B[e]sg são geralmente pequenas (0.1^m à 0.2^m). Uma exceção deste critério é a estrela R4 na Pequena Nuvem de Magalhães, que mostrou um outburst de LBV de $\approx 0.5^m$.

Algumas das supergigantes galácticas também satisfazem o critério de outras classificações B[e] difer-

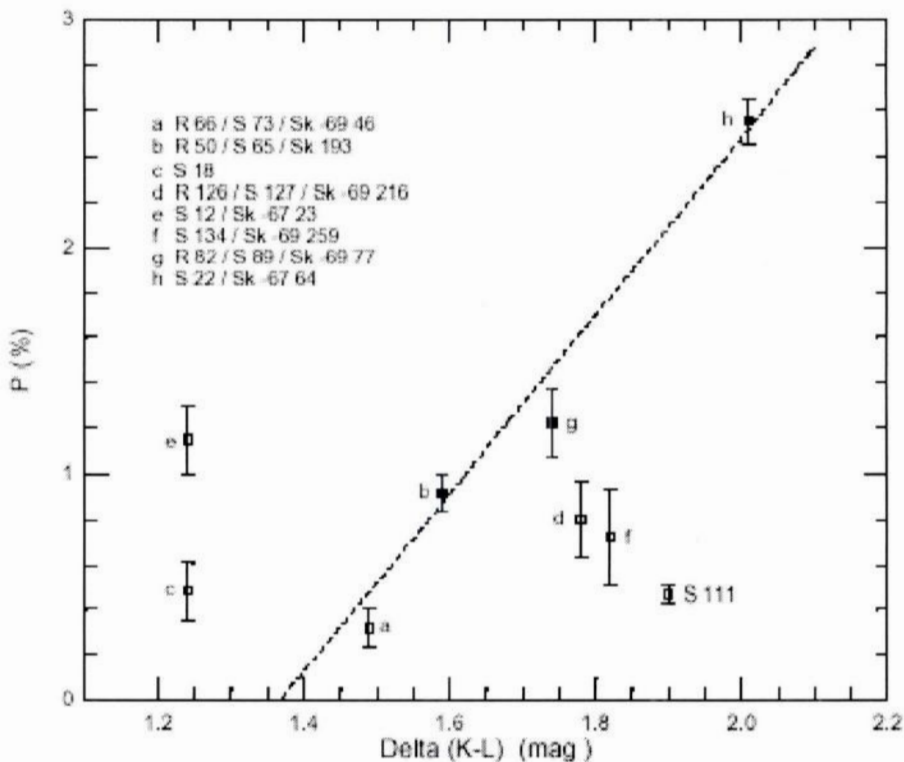


FIGURA 2.4: Polarização intrínseca versus excesso de cor. A linha tracejada é como na figura 2.3. Melgarejo *et al.* (2001).

entes de supergigantes. A principal causa disso é a dificuldade em estimar suas luminosidades por causa das incertezas nas distâncias.

Segundo Zickgraf (1998), o espectro no UV destes objetos se enquadram, na sua maioria, entre o tipo B0 à B3. Conforme citado anteriormente, uma importante característica das B[e]sg é a presença do espectro híbrdo. Segundo Zickgraf et al, (1989), o espectro híbrdo pode ser explicado pelo cenário de duas componentes (veja figura 2.5) para a perda de massa destes objetos:

- Vento polar normal semelhante ao das supergigantes OB (Castor et al,1975);
- Disco equatorial com perda de massa intensa, com baixas velocidades de expansão.

Este disco equatorial é o responsável pelo fenômeno B[e]. Essa região é responsável pelas linhas de Fe II permitidas e proibidas e pelas linhas de Ti II. A presença destas linhas indica uma densidade de aproximadamente $10^2 - 10^3$ vezes maior do que a densidade no vento polar. Essa alta densidade torna possível a formação de moléculas a uma certa distância, uma vez que a radiação vinda da estrela é blindada. Além disso, a perda de massa é feita praticamente pelo disco, sendo a taxa global de perda de massa destes objetos em torno de $10^{-4} M_{\odot}/ano$, o que é comparável a taxa média das LBV (Zickgraf,1989). Segundo Langer & Heger (1998), o disco é formado por causa da rápida rotação das B[e]sg e isso deve ocorrer quando a velocidade de rotação se torna igual à velocidade crítica.

No modelo de formação do disco de Bjorkman e Cassineli(1993) e Bjorkman (1998), o material ejetado

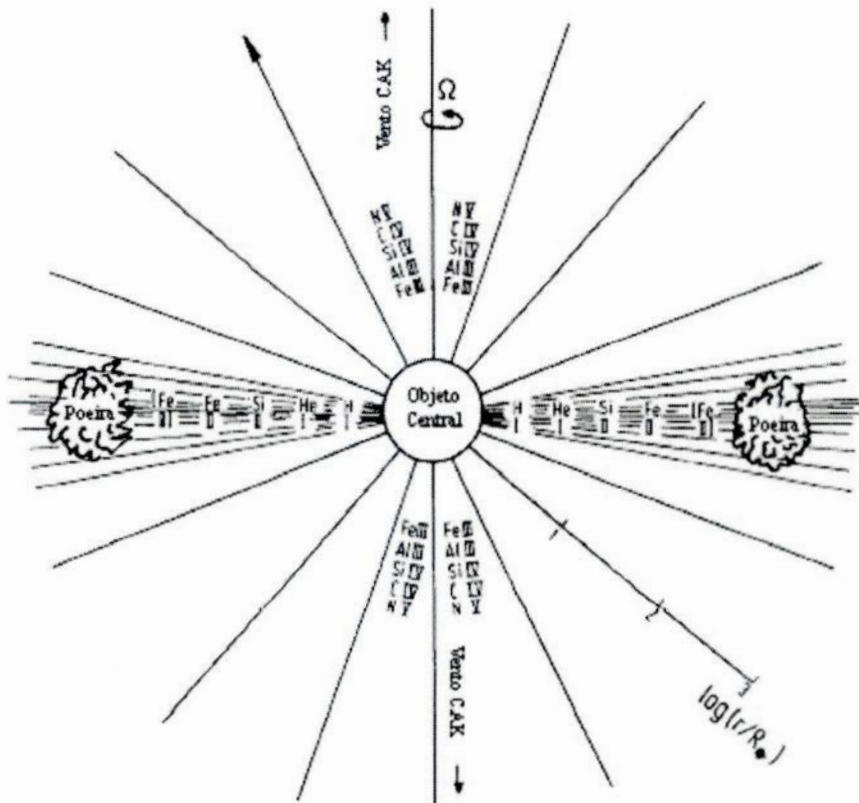


FIGURA 2.5: Modelo esquemático proposto inicialmente para a R126. Pode-se observar as duas componentes do vento: uma na região polar e a outra no disco equatorial. É possível ver também, os íons que estão presentes em cada componente(Zickgraf et al, 1985).

pela estrela em altas latitudes se dirige ao Equador devido a rotação. No Equador, esse material colide com o material vindo do outro hemisfério, provocando a compressão no plano do Equador, formando um disco comprido, fino e denso. Essa rotação não muda muito a taxa de perda de massa, mas a redistribui de modo que a maior parte da massa é perdida afunilada num pequeno ângulo sólido em torno de um disco equatorial. Contudo, a questão da formação e manutenção do disco ainda pode ser considerada em aberto.

Capítulo 3

Observações e Redução dos Dados

*“A coisa mais incompreensível em relação ao mundo
é que ele é compreensível.”*

(Albert Einstein)

3.1 Observações

Os nossos dados foram obtidos em datas diferentes e estarão dispostos na tabela 3.1. Todos foram obtidos no telescópio de 1.52m do European Southern Observatory (ESO), localizado em La Silla (Chile), graças ao acordo ESO/ON. Estes dados foram observados pelo Dr. Cláudio B. Pereira (ON) e o aluno de Doutorado Marcelo B. Fernandes (ON). Eles utilizaram dois tipos de Espectrógrafos, que nos forneceram espectros de baixa e alta resolução.

As observações feitas no telescópio de 1.52m utilizando o espectrógrafo Boller & Chivens nos forneceram espectros de baixa resolução, com uma dispersão de 114 Å/mm e resolução espectral de 4,6 Å. O intervalo espectral considerado vai de 3800 a 7500 Å.

As observações feitas com o espectrógrafo Feros nos forneceram espectros de alta resolução ($R \simeq 48000$), num intervalo espectral entre 3800 a 9000 Å.

Três estrelas foram utilizadas como padrão: EG21, H600 e FEIGE110. Elas foram observadas nas mesmas noites que os nossos objetos e tiveram um tempo de exposição de 900 segundos para as duas primeiras e 1500 segundos para FEIGE110.

3.2 Redução dos dados

A redução das imagens obtidas com o Cassegrain foi feita utilizando o pacote IRAF instalado no Observatório Nacional. As imagens originais foram corrigidas de bias e flatfield, com as tarefas `cl.imred.ccred.ccdproc`.

Após estas correções, fizemos a conversão contagem em cada pixel para contagem em comprimento de onda (λ) utilizando uma lâmpada de calibração. Para isso, utilizamos as tarefas `oned.identify.refspec.dispcor` e a lâmpada de Helio-Argônio-Ferro.

Depois desta etapa, passamos para a correção da extinção atmosférica e calibração em fluxo. Para tal, calculamos a massa de ar para cada imagem usando a tarefa `imred.ccdhead.ccdhedit.setairmass`. E

TABELA 3.1: Tabela de datas e instrumentos utilizados para a observação dos objetos.

OBJETO	NOITE	Tempo de Exposição(s)	ESPECTRÓGRAFO
HENS65	28/10/1999	7200	Feros
	29/10/1999	900	Cassegrain
HENS23	29/10/1999	1200	Cassegrain
	12/10/2000	1200	Cassegrain
	15/10/2000	3600	Feros
HENS18	29/10/1999	1800	Cassegrain
	12/10/2000	1200	Cassegrain
	14/10/2000	3600	Feros

posteriormente, convertemos as contagens em fluxo utilizando as estrelas padrões espectro-fotométricas. Isso foi feito utilizando a tarefa `oned. standard. sensfunc.calib`.

Nesta fase, os espectros já estão prontos para a análise espectral.

Os espectros Feros já foram reduzidos automaticamente e não é usada nenhuma estrela padrão. Por isso, não pudemos medir o fluxo das linhas, apenas as suas larguras equivalentes.

Para a análise espectral, utilizamos os comando "k" e "e" para a determinação do fluxo (no caso Boller&Chivens) e larguras equivalentes (no caso do Feros). O comando "k" calcula as larguras equivalentes e fluxos através do ajuste de uma gaussiana no perfil da linha. Já o comando "e" calcula a área, fornecendo a largura equivalente e o fluxo através de uma integração numérica. Quando o perfil parecia ser de mais de uma linha, utilizamos o comando "d", de `deblend`. Neste último caso, marcamos o centro de cada uma das prováveis linhas que estão somadas e fazemos para cada uma um ajuste de uma gaussiana, obtendo assim, o fluxo ou a largura equivalente de cada uma das linhas individualmente.

Vale a pena lembrar a importância dos dados Cassegrain. Estes dados nos fornece uma razão entre os fluxos de diferentes linhas. Entretanto, podem conter linhas fracas contaminadas por linhas mais intensas, o que não acontece nos espectros Feros.

Capítulo 4

HEN S65

“Este belíssimo sistema formado pelo sol, planetas e cometas só poderia emanar do plano e da soberania de um Ser inteligente e poderoso.”

(Isaac Newton)

4.1 Identificações e Coordenadas

Outras identificações:

CPD-75 116

IRAS 01432-7455

LHA 115-S 65

LIN 557

PPM 367381

RMC 50

SK 193

Coordenadas galácticas: $b = 298.29^\circ$ e $l = -41.97^\circ$

Coordenadas 2000 ICRS : $\alpha = 01^\circ 44' 03.879''$ e $\delta = -74^\circ 40' 49.76''$

Coordenadas 2000/2000 FK5 : $\alpha = 01^\circ 44' 03.88''$ e $\delta = -74^\circ 40' 49.8''$

Coordenadas 1950/1950 FK4 : $\alpha = 01^\circ 43' 17.64''$ e $\delta = -74^\circ 55' 51.6''$

4.2 Histórico

Este objeto, da mesma maneira que os analisados anteriormente, foi primeiramente observado por Henize (1956). No survey já citado anteriormente, ele o classifica como estrela com linhas em emissão, cuja magnitude visual é 11.0 e não diz o seu tipo espectral. Hoje sabe-se que sua magnitude visual é 11.56, de acordo com os dados do simbad.u-strasbg.fr. Este objeto é uma dentre as 24 estrelas com linhas em emissão mais brilhantes das Nuvens de Magalhães.

Ao contrário da HEN S23, este objeto foi bastante estudado e é muito citado em artigos sobre B[e]Sg, pois é uma referência. Entretanto, não se encontra na literatura (pelo menos no simbad.u-strasbg.fr) estudos em alta resolução para esta estrela no óptico.

Em 1996, Zickgraf et al. (1996) fizeram um estudo do espectro em alta resolução deste objeto apenas no Ultravioleta. Estudos polarimétricos também são encontrados, feitos por Melgarejo et al. 2001. Neste dois artigos, é sugerido que esta estrela é vista edge-on e que o cenário de duas componentes do vento se encaixa.

Esta estrela é bastante bem comportada quando comparada com as outras duas apresentadas neste projeto. Não há sinal de que ela tenha uma companheira. Não há relatos de grandes variabilidades das linhas. Ela apresenta um espectro bem típico de B[e]Sg. Seu espectro apresenta muitas linhas de transições proibidas, o que sugere que a densidade na camada formadora de linhas de Fe II é bastante baixa.

O estudo desta estrela é importante, já que ela é uma B[e]Sg confirmada. Não só o seu espectro, mas o estudo de suas variabilidades ou não-variabilidades espectrais servirá como referência para nosso trabalho futuro.

4.3 Nossos Dados

Como já foi dito, temos dados de baixa e alta resolução para este objeto. Por isso, esta seção será dividida em duas partes: a primeira trata dos dados de baixa resolução e a segunda dos dados de alta resolução.

4.3.1 Dados Cassegrain

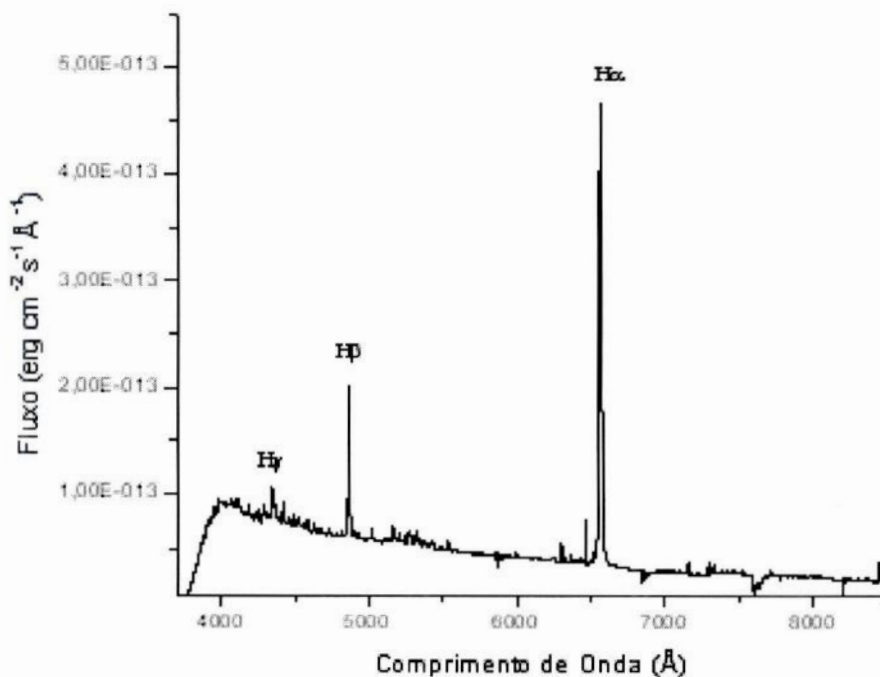


FIGURA 4.1: Espectro Cassegrain da HEN S65 em outubro de 2000.

Apesar dos espectros Cassegrain nos fornecerem espectros de baixa resolução, ele nos dá uma idéia melhor do contínuo deste objeto. A partir deles, podemos tirar as razões entre fluxos das linhas. As figuras 4.1 e 4.2 mostram os espectros Cassegrain da HEN S65 em outubro de 2000. Os espectros Cassegrain de

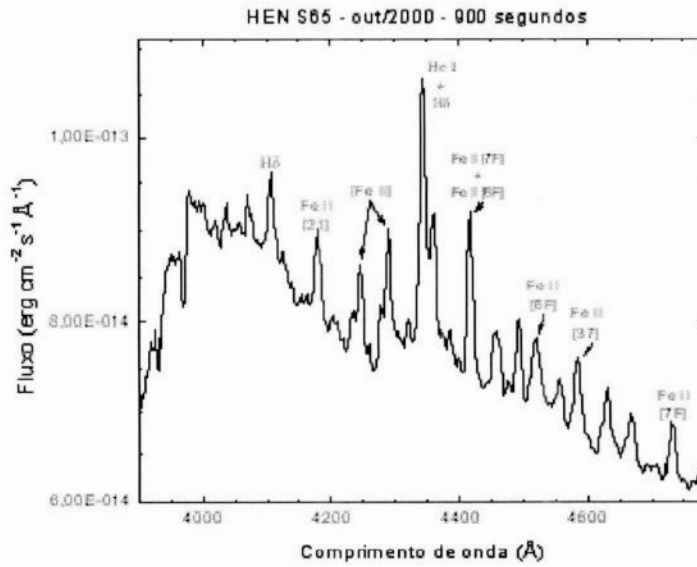


FIGURA 4.2: Espectro Cassegrain da HEN S65 em outubro de 2000.

1999 e de 2000 foram analisados. As transições presentes foram tabeladas de acordo com seus comprimentos de onda e seus respectivos fluxos. A Tabela 4.1 mostra as espécies presentes na HEN S65 em outubro de 2000.

TABELA 4.1: Transições presentes na HEN S65 e seus respectivos fluxos, em unidades de $H\beta = 100$, em outubro de 2000.

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Fluxo
	3870.0	He I	
4106.5	4101.0	H δ	4.08
4179.8	4177.2	Fe II [21F]	5.86
4245.1	4244.0	[Fe II]	9.04
4278.3	4276.8	Fe II [21F]	2.50
4289.8	4287.0	[Fe II]	7.90
4343.8	4340.0	He I	20.26
		H γ	
4359.6	4358.1	Fe II[6F]	11.46
4417.5	4413.8	Fe II [7F]	10.51
	4416.3	Fe II [6F]	
4493.3	4489.2	Fe II (m37)	4.75
4520.3	4515.9	Fe II [6F]	6.56
4584.9	4582.8	Fe II [37F]	7.32
4731.8	4728.1	Fe II [7F]	4.11

TABELA 4.1: (continuação)

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Fluxo
4817.2	4814.5	Fe II [20F]	4.08
4864.3	4861.0	H β	100
4892.7	4889.6	Fe II [4F]	1.65
4927.4	4923.9	Fe II (m42)	3.39
5021.7	5018.4	Fe II (m42)	12.99
5112.4	5110.4	Fe I (790)	4.98
5135.6	5132.7	Fe II (m35)	2.79
5200.4	5197.6	Fe II (m49)	8.45
5237.3	5234.6	Fe II (m49)	6.28
5264.1	5261.6	Fe II [19F]	8.90
5277.7	5273.4	Fe II [18F]	17.3
5319.9	5316.6	Fe II (m49)	14.65
5335.9	5333.7	Fe II [m19F]	10.65
5366.2	5362.9	Fe II (m48)	5.01
5379.5	5376.5	Fe II [m19F]	4.93
5427.8	5425.3	Fe II (m49)	13.12
5534.9	5534.9	Fe II (m55)	12.87
5994.4	5991.4	Fe II (m46)	50.9
6087.6	6084.1	Fe II (m46)	1.68
6151.8	6149.2	Fe II (m74)	2.68
6247.0	6247.6	Fe II (m74)	9.61
6303.0	6300.0	O I [1F]	16.5
6321.5	6318.0	Fe II	4.77
6368.4	6364.0	O I [1F]	7.94
6387.9	6385.5	Fe II ($z^4D^O - C^4D$)	3.59
6420.4	6417.0	Fe II (m74)	2.31
6436.8	6433.0	Fe II (m40)	6.50
6460.1	6456.0	Fe II (m74)	4.99
6495.6	6491.3	Fe II	2.09
		Ti II (m91)	
6520.5	6516.0	Fe II (m40)	10.33
6566.7	6562.0	H α	508.9
6681.1	6678.0	He I (m46)	ver
6947.6	6944.9	Fe II [31F]	.048
7159.3	7155.6	Fe I (1276)	4.13
7296.1	7291.5	[Ca II]	4.28
7313.5	7310.2	Fe II (m73)	0.30
7328.6	7323.9	Ca II [1F]	4.57
7391.2	7388.2	Fe II [14F]	2.58
7466.3	7462.4	Fe II (m73)	1.43
7518.5	7515.9	Fe II (m73)	1.55

TABELA 4.1: (continuação)

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Fluxo
7717.2	7712.0	Fe II	1.89
8450.2	8446.1	Fe II [29F]	11.52
8472.5	8467.0	P 17	13.06
8502.0	8500.0	Ca II	13.05
8546.1	8542.0	Ca II	15.22

4.3.2 Dados FEROS

Os dados do FEROS foram analisados e estão expostos na Tabela 4.2. Todas as linhas desta tabela estão em emissão. Um pequeno número de absorções foi encontrado, mas será comentado mais tarde. Não apresentamos uma tabela para as linhas em absorção.

Encontramos várias linhas em emissão de metais de baixa excitação. Muitas linhas de Fe II proibido e permitido. Encontramos linhas de O I proibido, entre outros metais com transições permitidas. A série de Balmer aparece com duplo pico.

TABELA 4.2: Transições presentes na HEN S65 e suas respectivas larguras equivalentes (W) em \AA , em outubro de 1999. UI significa transição não identificada.

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Largura Equivalente (\AA)
3892.4	3889.1	H8	-1.21
3935.4	3933.0	Ca II	-0.66
3936.9	3932.6	Fe I (m153)	-2.97
4015.0	4010.8	Fe I (m219)	-0.04
4069.8	4066.3	Fe II (m214)	-0.05
4104.5	4101.0	H δ	-1.60
4125.3	4121.1	He I	-0.21
4131.2	4128.0	Si II (m3)	-0.23
	4128.7	Fe II (m27)	
4176.2	4172.2	Fe II (m148)	-0.26
4180.9	4177.2	Fe II [21F]	-0.50
4203.9	4201.5	La II	-0.15
4236.1	4232.1	V II (m235)	-0.34
4246.7	4242.6	Fe I (m273)	-0.75
	4242.7	Fe I (m649)	-0.75
4247.5	4244.8	Fe II [21 F]	-0.16
4260.9	4257.3	S II (m66)	-0.23
4279.5	4276.8	Fe II [21F]	-0.49
4290.1	4287.0	[Fe II]	-1.74
4299.3	4296.0	La II	-0.22

TABELA 4.2: (continuação)

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Largura Equivalente (Å)
4322.4	4319.6	Fe II [21F]	-0.45
4328.8	4327.7	Fe II (m147)	-0.18
4343.7	4340.0	H γ	-2.01
		He I	
4361.1	4358.1	Fe II [m6F]	-0.45
4372.2	4368.3	Fe II	-0.32
4375.2	4372.5	O II (m45)	-0.26
4385.5	4382.3	Eu II (m27)	-0.42
	4383.4	La II (m76)	-0.15
4387.7	4384.3	Fe II (m32)	-0.42
4416.5	4413.8	Fe II [7F]	-1.05
4419.1	4416.3	Fe II [6F]	-0.92
4454.9	4451.5	Fe II	-0.54
4475.8	4471.5	He II	-0.24
4491.9	4487.7	O II (m104)	-0.45
4494.1	4489.2	Fe II (m37)	-0.46
4511.3	4507.2	Fe II (m213)	-0.37
4518.2	4515.9	Fe II [6F]	-0.56
4523.1	4521.8	Ti I [m19F]	-0.42
4537.0	4533.1	Fe I (m641)	-0.15
	4533.3	S II	-0.15
4544.4	4540.7	La II (m81)	-0.15
4558.7	4554.5	Fe I (319)	-0.47
4574.6	4571.0	La II (m38)	-0.16
4579.4	4574.8	Sm II (m2)	-0.33
4583.0	4579.1	Fe I (640)	-0.15
4585.8	4582.1	Fe II (m19)	-0.39
	4582.8	Fe II [37F]	
4621.9	4618.8	Fe I (m409)	-0.03
4623.4	4619.9	La II (m76)	-0.24
4632.3	4627.9	Fe II (m54)	-0.98
	4628.2	Ce II (m1)	
4660.0	4655.8	Ti II (m38)	-0.31
4667.1	4665.0	Fe II [m5F]	-0.21
4669.7	4665.8	Fe II (m26)	-0.45
4673.2	4669.3	O II (m90)	-0.28
	4669.5	O II (m89)	
4731.1	4728.1	Fe II [m7F]	-0.72
4734.5	4730.4	Mn II (m5)	-0.50
4766.7	4763.8	Fe II (m50)	-0.10
4783.0	4779.1	S II (m8)	-0.14

TABELA 4.2: (continuação)

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Largura Equivalente (\AA)
4815.6	4814.5	Fe II [20F]	-0.94
4827.8	4823.4	V II (m223)	-0.35
4835.9	4832.3	Nd II	-0.02
4836.7	4835.8	S II (m46)	-0.04
4864.9	4861.3	H β	-11.56
4892.7	4889.6	Fe II [4F]	-0.82
4896.4	4892.9	Fe I 1070	-0.05
4901.7	4898.8	Al II (m104)	-0.14
4927.3	4923.9	Fe II (m42)	-1.13
5021.7	5018.4	Fe II (m42)	-1.55
5111.1	5107.5	La II (m164)	-0.18
5114.7	5110.4	Fe I (790)	-0.48
	5110.4	Pr II (m38)	
5132.2	5128.8	Fe II (m5)	-0.17
5135.9	5132.7	Fe II (m35)	-0.35
5140.1	5136.8	Fe II (m35)	-0.10
5149.3	5146.1	Fe II (m35)	-0.25
5154.2	5150.9	Fe II (m35)	-0.11
5162.0	5157.4	La II (m7)	-2.26
5170.5	5167.3	La II (m95)	-0.35
5172.6	5169.0	Fe II (m42)	-0.84
5176.6	5172.3	N II (m66)	-0.12
5185.2	5182.0	Fe II [m18F]	-0.17
5186.2	5183.4	La II (m36)	-0.09
5192.0	5188.2	La II (m95)	-0.03
5200.0	5197.6	Fe II (m49)	-0.09
5229.7	5226.2	La II (m96)	-0.08
5238.1	5234.6	Fe II (m49)	-0.80
5258.4	5254.6	Fe II (m49)	-0.42
5260.3	5256.9	Fe II (m41)	-0.12
5265.0	5261.6	Fe II [19F]	-1.18
5268.2	5264.8	Fe II (m68)	-0.16
5272.2	5268.6	Ti II (m48)	-0.27
5273.3	5268.9	Fe II [18F]	-0.04
5276.7	5273.4	Fe II [18F]	-1.05
5278.9	5275.9	Fe II (m49)	-0.22
5287.4	5284.0	Fe II (m41)	-0.81
5320.1	5316.6	Fe II (m49)	-1.64
5328.9	5325.6	Fe II (m40)	-0.50
5337.0	5333.7	Fe II [m19F]	-0.95
5366.3	5362.9	Fe II (m48)	-0.94

TABELA 4.2: (continuação)

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Largura Equivalente (\AA)
5379.9	5376.5	Fe II [m19F]	-0.79
5399.6	5396.6	Ti II (m102)	-0.08
5416.1	5411.5	He II [17F]	-0.26
	5412.6	Fe II (m48)	
5428.7	5425.3	Fe II (m49)	-0.52
5431.4	5428.8	Ni I (m161)	-0.11
5436.5	5432.1	V II (m53)	-0.51
	5432.8	S II (m6)	
5480.8	5477.3	Fe II [34F]	-0.22
5530.9	5526.3	N II (m63)	-0.74
5538.4	5534.9	Fe II (m55)	-1.14
5559.9	5557.8	Fe II (m57)	-0.07
5661.9	5657.8	Fe II (m57)	-0.24
5995.1	5991.4	Fe II (m46)	-0.99
6087.9	6084.1	Fe II (m46)	-0.39
6152.6	6149.2	Fe II (m74)	-1.02
6242.8	6238.2	Fe II (m74)	-0.58
6252.0	6247.6	Fe II (m74)	-0.79
6304.3	6300.0	O I [1F]	-3.43
6321.9	6318.0	Fe II	-1.09
	6318.2	Mg II	
6350.5	6347.0	Fe II (m74)	-0.19
	6347.1	Si II (m2)	
6367.9	6363.9	O I [1F]	-1.34
6373.3	6369.5	Fe II (m40)	-0.49
6420.0	6416.9	Fe II (m74)	-0.63
6436.8	6432.7	Fe II (m40)	-1.24
6460.6	6456.0	Fe II (m74)	-1.18
6496.5	6491.3	Fe II	-0.53
6520.4	6516.0	Fe II (40)	-1.92
6567.3	6562.0	H α	-161.4
6947.4	6944.9	Fe II [31F]	-0.17
7068.9	7065.0	He I	-0.29
7159.7	7155.6	Fe I (1276)	-2.39
7176.7	7173.7	Ni I (m6)	-0.52
7228.1	7224.5	Fe II	-0.48
7296.1	7291.5	[Ca II]	-3.60
7312.7	7308.0	Fe II (m73)	-0.62
7328.5	7323.9	Ca II [1F]	-2.64
7392.9	7388.2	Fe II [14F]	-0.47
7447.1	7442.3	N I (m3)	-0.07

TABELA 4.2: (continuação)

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Largura Equivalente (Å)
7454.0	7449.3	Fe II (m73)	-0.23
7457.3	7452.5	Fe II [14F]	-0.83
7467.1	7462.4	Fe II (m73)	-0.72
7484.4	7779.7	Fe II (m72)	-0.16
7500.3	7495.7	Fe I (1275)	-0.27
7520.3	7515.9	Fe II (m73)	-0.72
7530.4	7526.7	Fe I (1352)	-0.04
7538.0	7533.4	Fe II (m72)	-0.33
7716.4	7711.7	Fe II (m73)	-1.92
7881.9	7877.1	Mg II (m8)	-0.22
7889.6	7886.3	O I (m64)	-0.11
7900.9	7996.4	Mg II (m8)	-0.40
7922.1	7917.5	Ni I (m109)	-0.41
8005.2	8000.1	Cr II [1F]	-0.78
8312.1	8306.1	P 25	-0.98
8329.2	8323.4	P 24	-0.56
8351.6	8345.6	P 23	-0.80
8364.0	8359.0	P 22	-1.17
8380.5	8374.5	P 21	-0.89
8391.7	8387.8	Fe I (m60)	-0.37
8398.5	8392.4	P 20	-1.01
8418.4	8413.3	P 19	-1.31
8429.5	8425.4	S II (m62)	-0.32
8444.1	8437.9	P18	-1.55
8451.9	8446.1	Fe II [29F]	-7.99
8473.4	8467.3	P17	-1.87
8495.4	8491.0	Ca II	-1.42
8506.8	8502.5	P 15	-9.73
8547.6	8542.0	Ca II	-13.23
8603.9	8599.4	P 14	-2.05
8634.8	8629.2	N I (m8)	-0.91
8668.0	8665.0	P 13	-13.51
8756.2	8650.5	P12	-3.16
8810.9	8808.6	N II	-0.39

4.3.3 Interpretando os Dados

Uma característica importante no espectro deste objeto é a grande quantidade de linhas com absorção central. Não só as linhas do hidrogênio apresentam essa característica, mas também linhas de [Ca II] e [Fe II].

Hidrogênio e Hélio

As linhas de Balmer em emissão estão presentes no espectro óptico deste objeto até H ϵ no Cassegrain, e até H8 no espectro FEROS. No Cassegrain, encontramos H8 e H9 fracas e em absorção. No FEROS, as linhas de Balmer possuem absorção central, com exceção de H ϵ , que apresenta absorção pura. Observe o perfil de H α na Figura 4.3 e de H β na Figura 4.4. Isso vem reforçar a hipótese de que este objeto apresenta uma velocidade de rotação bastante alta e que é vista edge-on. Várias linhas da série de Paschen (altos

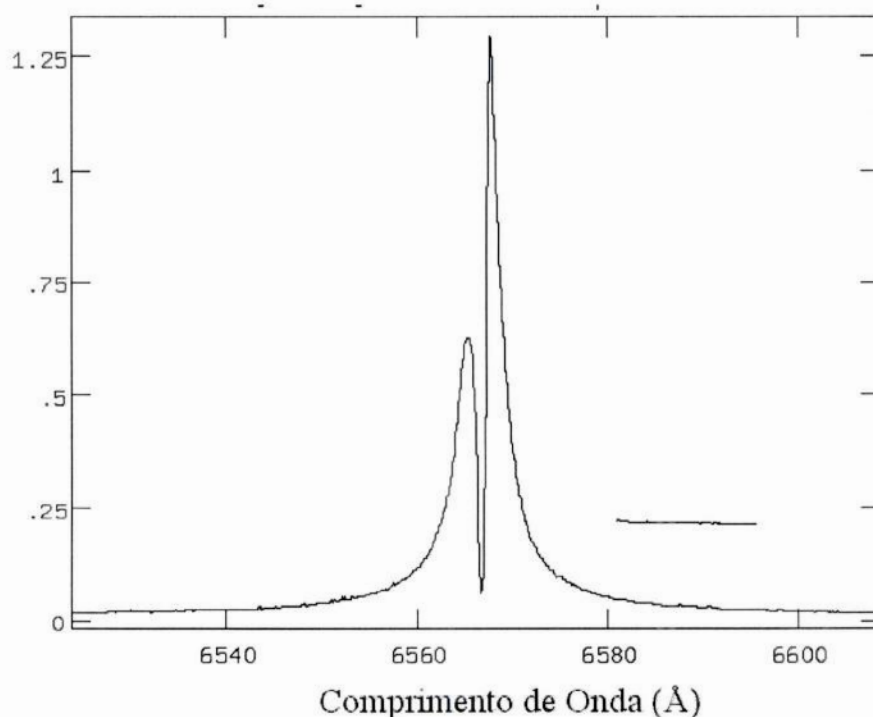


FIGURA 4.3: Perfil de H α da HEN S65 em 28 de outubro de 1999.

termos da série) também estão presentes no vermelho e mostram um perfil semelhante.

Linhas de He I estão presentes em maior quantidade do que nas outras duas estrelas apresentadas e linhas de He II não foram encontradas.

Ferro e Oxigênio

Linhas de Ferro uma vez ionizado, tanto proibidas quanto permitidas estão presentes em todo o espectro óptico. Veja figura 4.5. A grande quantidade de linhas de transições proibidas sugere que a camada formadora destas linhas possui uma baixa densidade e as absorções centrais sugerem que esta camada possui alta rotação. Linhas de Fe neutro também foram encontradas.

Linhas de O I de transições permitidas e proibidas também estão presentes no espectro óptico deste objeto. Veja figura 4.7.

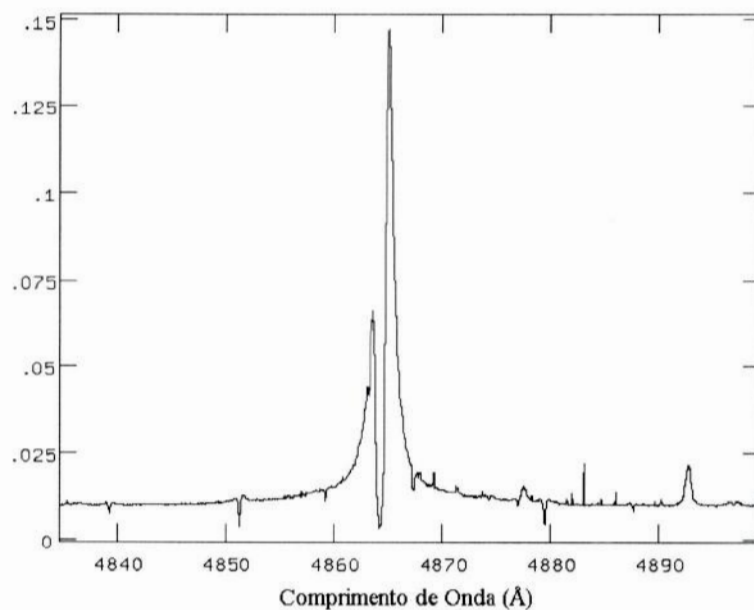


FIGURA 4.4: Perfil de $H\beta$ da HEN S65 em 28 de outubro de 1999.

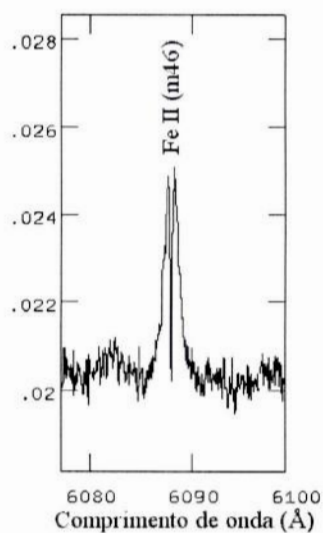


FIGURA 4.5: Parte do espectro FEROS da HEN S65 em outubro de 1999. Linhas de Fe II.

Outros Metais

Vários outros metais foram encontrados, como Ni I, Cr I, Cr II, Ti I e [Ti I], [Ca II], Al II, Eu II e La II, S II, N I e N II. Isso reforça a hipótese de que esta estrela seja evoluída. Nenhuma linha de Lítio foi encontrada.

Novamente aqui encontramos linhas candidatas de La II. A quantidade de linhas presente neste objeto

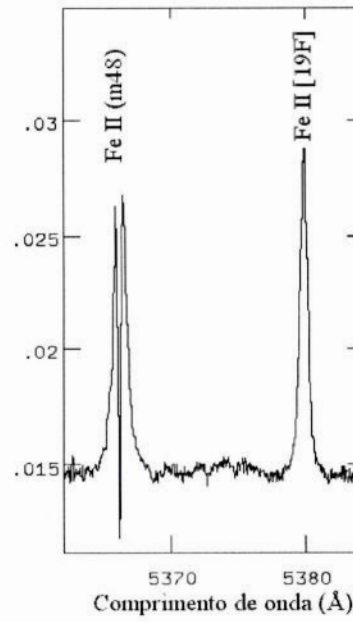


FIGURA 4.6: Parte do espectro FEROS da HEN S65 em outubro de 1999. Perfis de Fe II e [Fe II].

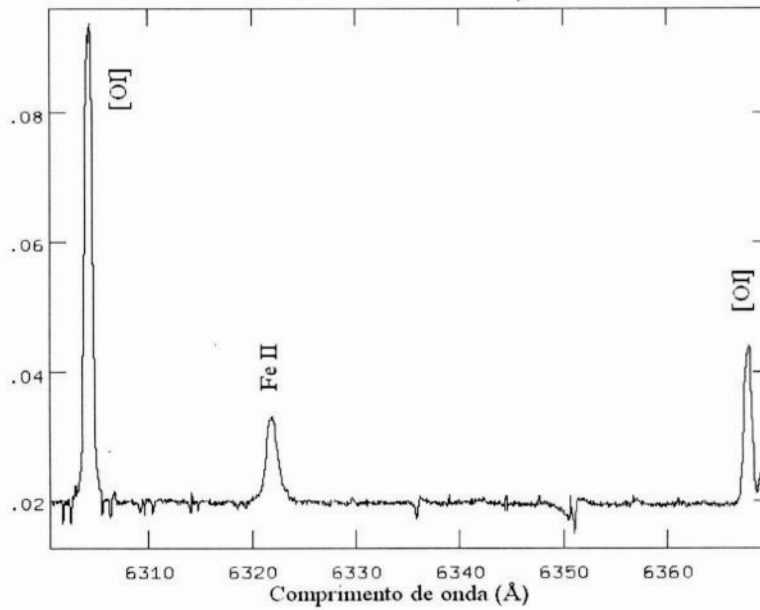


FIGURA 4.7: Parte do espectro FEROS da HEN S65 em outubro de 1999. Região com linhas de [OI].

é comparável, mas menor do que na HEN S18. Entretanto, reforçamos que essa identificação é preliminar. Não encontramos [N II].

Encontramos algumas linhas de Fe II permitido, Ca II, Eu II, O II, He I e candidatas a La II em absorção.

Capítulo 5

HEN S18

“A curiosidade, assim como a fome, é um instinto necessário e poderoso. Sem um sentido de questionamento a mente morreria de fome.”

(Hans Christian von Baeyer)

5.1 Identificações e Coordenadas

Outras identificações:

AzV 154

LIN 250

LHA 11 S 18

UBV M 44234

Coordenadas galáticas: $b = 302.65^\circ$ e $l = -44.43^\circ$

Coordenadas 2000 ICRS: $\alpha = 00^\circ 54' 07.9''$ e $\delta = -72^\circ 41' 44'' D$

Coordenadas 2000.0/2000.0 FK5: $\alpha = 00^\circ 54' 07.9''$ e $\delta = -72^\circ 41' 44''$

Coordenadas 1950.0/1950.0 FK4: $\alpha = 00^\circ 52' 24.0''$ e $\delta = -72^\circ 58' 00''$

5.2 Histórico

Este objeto se localiza na Pequena Nuvem de Magalhães e foi primeiramente observada por Henize (1956) durante um survey da Pequena e Grande Nuvens de Magalhães. Shore *et al.* (1987) encontraram neste objeto, forte emissão de H α e emissão de He I. Esta última não é notada a baixa dispersão. A emissão de He II $\lambda 4686$ e sua variabilidade também são discutidas. Graham (1978) já havia confirmado esta variabilidade, que ia de uma linha ausente até uma intensidade como a de H β .

Shore *et al.* (1987) observaram perfis P-Cygni nas linhas de Balmer e não encontraram nenhuma linha em absorção fotosférica. A série de Balmer estava em emissão até H11. Eles encontraram emissão de [Fe II], Fe II e He I, e várias outras linhas fracas. Eles também observaram no UV com o satélite IUE entre março de 1981 e março de 1983 à baixa dispersão, obtendo quatro espectros com a câmera "short

wavelength primary” (SWP) e um espectro LWR (“long wavelength redundant”. A partir destes espectros, eles encontraram [Si III] $\lambda 1895$, [C III] $\lambda 1909$ e [O III] $\lambda 1667$. Si IV $\lambda 1400$ é fraca, mas sempre presente. A razão $[SiIV]/[SiIII]$ é próxima da unidade. Esta razão é importante na determinação de parâmetros atmosféricos. A linha O I $\lambda 1304$ também está presente e tão forte quanto a [O III]. A magnitude encontrada foi de 13.5 ± 0.1 . O duplete C IV $\lambda 1550$ é forte e parece variar na mesma escala de tempo que o He II. Devido à variabilidade da linha de He II, eles procuram por uma companheira e não encontraram nenhuma evidência de companheira fria em suas medidas no Infravermelho.

Até 1981, o espectro de mais alta dispersão para esta estrela havia sido obtido por Azzopardi *et al.* (1981) em janeiro de 1978 com o espectrógrafo Cassegrain no ESO com uma dispersão de 122 Å/mm. Neste trabalho, eles sugerem que HEN S18 seja uma estrela simbiótica. Até 1987, não havia curva de luz para esta estrela.

Zickgraf *et al.* (1989) foram os primeiros a classificar a HEN S18 dentro da classe de estrelas B[e]Sg, sendo posteriormente acompanhado por Mc Gregor *et al.* (1989) e Heydari-Malayeri (1990).

Zickgraf *et al.* (1989) quando classificam este objeto como B[e]Sg utilizam observações fotométricas UBVRi obtidas em 13 de agosto de 1983 no ESO com o telescópio de 50 cm usando filtros UBVRi com uma fotomultiplicadora RCA 31034 e observações fotométricas JHK(L) de 28 e 30 de outubro deste mesmo ano no ESO com o telescópio de 1 m equipado com um detector InSb resfriado com nitrogênio líquido. Além disso, usaram observações espectroscópicas de alta resolução em 7 de novembro de 1987 usando o espectrógrafo CASPEC Cassegrain echelle no telescópio de 3,6 m do ESO em La Silla, Chile. Além dos perfis P-Cygni das linhas de Balmer, eles também encontraram perfil P-Cygni para as linhas de He I e verificaram que He I $\lambda 5876$ é invariável. Eles encontraram uma combinação de muitas linhas estreitas e largas em emissão que devem ser formadas em diferentes circunstâncias físicas. Esta é a mais forte das características das B[e]Sg. Linhas proibidas e permitidas de Fe II também foram encontradas.

Durante muito tempo, outros autores confirmaram a natureza B[e] supergigante deste objeto. Entretanto, Massey & Duffy (2001) afirmam que este objeto seja sem dúvida uma LBV, comparando seu espectro obtido em outubro de 2000 com um espectro da S Dor, uma LBV, quando esta estava numa fase de quiescência.

Até o momento, nossos dados confirmam a natureza B[e]Sg para HEN S18. Aachamos que para classificá-la como LBV devemos encontrá-la num estágio de erupção, o que não foi ainda observado. Entretanto, os nossos resultados são preliminares e um estudo mais aprofundado deverá ser feito posteriormente, com o intuito de se determinar a taxa de perda de massa e abundância. Deste modo, talvez possamos contribuir para uma classificação mais precisa.

5.3 Nossos Dados

Como já foi dito, temos dados de baixa e alta resolução para este objeto. Por isso, esta seção será dividida em duas partes: a primeira fala dos dados de baixa resolução e a segunda dos dados de alta resolução.

5.3.1 Dados Cassegrain

Apesar dos espectros Cassegrain nos fornecerem espectros de baixa resolução, ele nos dá uma idéia melhor do contínuo deste objeto. A partir deles, podemos tirar as razões entre fluxos das linhas. A figura 5.1 mostra o espectro da HEN S18 na noite de outubro de 1999.

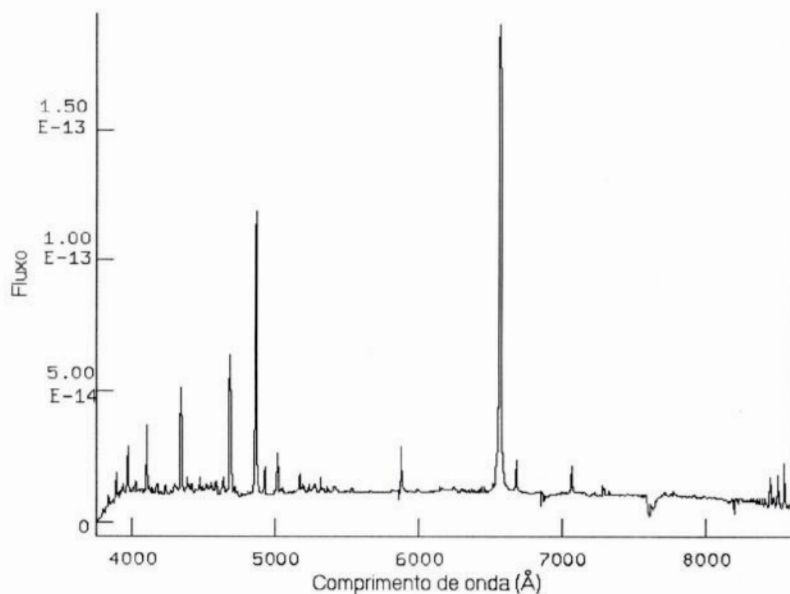


FIGURA 5.1: Espectro Cassegrain da HEN S18 em outubro de 1999.

Os espectros Cassegrain de 1999 e de 2000 foram analisados. Tabelamos os elementos químicos presentes e seus fluxos. A tabela 5.1 mostra dados referentes ao espectro de 1999. A maior diferença encontrada foi a ausência da linha do He II $\lambda 4686$ em 2000. Outras variações serão estudadas posteriormente.

TABELA 5.1: Emissões presentes na HEN S18 e seus respectivos fluxos, em unidades $H\beta = 100$, em outubro de 1999.

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Fluxo
3802.7	3800.4	Fe III(47)/H10	1.08
3840.2	3835.0	H9	2.07
3892.6	3889.1/88.7	H8/He I(m2)	8.29
3937.0	3933	Ca II	4.85
3972.9	3968/70	Ca II/He ϵ	16.1
4011.5	4009	He I	2.41
4029.5	4026	He II	3.77
4104.1	4101	H δ	24.83
4124.3	4121	He I	3.00
4146.5	4144	He I	1.23
4177.0	4173.5	Fe II (m27)	4.86
4235.9	4233.2	Fe II (m27)	4.09

TABELA 5.1: (continuação)

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Fluxo
4343.2	4340	H γ	36.10
4390.1	4387	He I	5.85
4417.6	4413.8/16.3	Fe II[7F]/[6F]	3.94
4474.3	4471.5	He I (m14)	4.29
4638.3	4634.0	N III	9.41
4687.1	4686	He II	47.80
4714.9	4713	He I	3.00
4733.4	4731.4	Fe II (m43)	0.82
4863.9	4861	H β	100
4925.5	4921.9/3.9	HeI(m48)/FeII(m42)	9.32
5019.6	5016/18.4	NII(m19)/FeII(m42)	14.41
5048.9	5045.1/47.3	NII(m4)/SiIII(m15)	6.18
5132.9	5128.8	Fe III (m5)	1.96
5171.7	5169.0	Fe II (m42)	5.00
5188.6	5184.8	Fe II [m19F]	1.04
5199.5	5197.6	Fe II (m19)	1.7
5236.4	5234.6	Fe II (m49)	2.95
5276.5	5273.4	Fe II [18F]	6.97
5318.5	5316.6	Fe II (m49)	4.43
5366.3	5362.9	Fe II (m48)	2.10
5413.8	5411.5	He II (m42)	2.47
5429.5	5425.3	Fe II (m49)	1.20
5879.2	5875.6	He I (11)	
6164.9	6161	Fe II (m161)	3.90
6241.3	6238	Fe II (m74)	0.95
6250.2	6248	Fe II (m74)	0.98
6303.2	6300.2	O I [1F]	0.53
6319.6	6318	Fe II/Mg II	0.42
6350.2	6347	Fe II (m74)	0.52
6372.3	6369	Fe II (m40)	0.81
6419.4	6417	Fe II (m74)	0.37
6435.5	6433	Fe II (m40)	1.22
6459.2	6456	Fe II (m74)	1.41
6519.9	6516	Fe II (m40)	2.08
6567.3	6562	H α	295.8
6681.3	6678	He I (m46)	10.17
7069.3	7065.2	He I (m10)	9.49
7248.6	7281.4	He I (m45)	3.26
7716.1	7712	Fe II	1.02
8448.3	8446.1	Fe II [m29F]	8.30
8470.3	8467	P17	1.19

TABELA 5.1: (continuação)

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Fluxo
8501.2	8500/8497	Ca II	8.41

A presença da linha He II $\lambda 4686$ em outubro de 1999 e sua total ausência em 2000 foi primeiramente interpretado por nós como sendo causada pela presença de uma companheira. Veja figuras 5.2. Outros autores, anteriormente, também já haviam discutido esta possibilidade, que precisa ser estudada cuidadosamente. Por exemplo, é necessário verificar se alguma outra transição mostra comportamento semelhante.

5.3.2 Dados FEROS

Como já foi dito, temos espectro FEROS deste objeto em apenas uma noite. Isso nos impossibilitou a comparação entre períodos diferentes em alta resolução. Veja figura 5.3, que ilustra bem os detalhes que podem ser vistos com alta dispersão. Encontramos linhas de novos multipletos de Fe II, além de linhas identificadas tentativamente como La II, as quais nunca tinham sido mencionadas anteriormente. Veja tabela 5.2.

TABELA 5.2: Tabela das linhas presentes na HEN S18 e suas larguras equivalentes (W) em 14 de outubro de 2000, obtida a partir do espectrógrafo FEROS. UI significa transição não identificada.

λ Encontrado(\AA)	λ Laboratório (\AA)	W(\AA)	Elemento Sugerido
3891.5	3888.7	-10.82	He I + H8
	3889.1		
3905	3901.3	-0.56	V II (20)
3907.7	3904.3	-1.45	Ce II (m91)
3915.5	3912.1	-1.50	O II (m17)
	3912.2		Ce II (192)
	3912.3		Ti II (97)
3916.4	3912.9	-1.14	Pr II (m17)
	3913.0		Ni I (m15)
	3913.4		Ti II (m34)
3932.2	3928.9	-0.57	Eu II (m10)
	3929.1		Ti II (97)
3935.8	3932.3	-1.99	S II (m30)
	3932.5		La II(m123)
	3932.6		Fe I (m153)
3940.3		-1.42	UI
3953.6	3950.4	-0.80	S II (m45)
3973.3	3968.5	-14.48	Ca II
	3970.0		H ϵ

TABELA 5.2: (continuação)

λ Encontrado(\AA)	λ Laboratório (\AA)	$W(\text{\AA})$	Elemento Sugerido
3989.5	3986.0	-0.42	Cr II (m10)
	3986.2		Mo II (m4)
3993.2	3989.7	-0.36	Pr II (m12)
	3989.8		V II (m32)
	3989.9		Fe I (m768)
4007.5	4003.4	-0.80	Fe II (m15)
	4004.2		Fe II (127)
4014.3	4010.8	-0.69	Fe I (m219)
4026.9	4023.4	-0.81	V II (m32)
	4023.6		La II (m79)
	4024.0		He I (m54)
4030.3	4026.9	-0.44	He I (m54)
	4027.3		He I (m 18)
4037.5		-0.42	UI
4047.8	4044.0	-0.69	Fe II (172)
	4044.6		Fe I (m484)
	4044.7		N II (m39)
	4044.8		Pr II (m8)
4055.91	4052.5	-0.54	Fe I (m563)
	4052.7		Fe II (524)
4065.7	4062.8	-0.62	Pr II (26)
	4062.9		O II (m50)
4069	4066.3	-0.59	Fe II (m214)
4104.5	4101.0	-14.53	H δ
4124.8	4121.0	-0.45	He I
	4121.5		O II (m19)
4130.2	4126.9	-0.24	Fe I (359)
4130.9	4127.6	-0.22	Fe I (m357)
	4128.0		Si II (m3)
4151.2	4147.7	-0.27	Fe I(m42)
4163.2	4160.3		Fe II (m149)
			Al II (m71)
4165.9	4162.4		S II (m65)
	4162.7		S II (m44)
	4162.8		C III (m21)
4173.9	4172.2	-0.40	Fe II (m148)
4175.6	4172.2	-0.64	Fe II (m148)
	4172.3		Pr II (m13)
	4172.7		Fe I (19)
4179.6	4176.2	-0.55	N II (m42)
	4176.4		Fe II (m149)

TABELA 5.2: (continuação)

λ Encontrado(\AA)	λ Laboratório (\AA)	$W(\text{\AA})$	Elemento Sugerido
	4176.6		Fe I (m695)
4181	4177.2	-0.88	Fe II [21F]
	4178.0		Sm II(m16.50)
4204.2	4101.5	-0.35	La II
4206.9	4204.0	-0.49	La II (m53)
4211.1	4207.6	-0.14	La II (m133)
4235.3	4232.1	-1.00	V II (m235)
4244.4	4241.2	-1.35	La II (m123)
4246	4242.6	-0.36	Fe I (m273)
	4242.7		Fe I (m649)
	4242.9		V II (200)
4249	4244.8	-0.53	Fe II [21F]
4256.5	4253.7	-0.37	O II (m101)
4260.4	4257.3	-0.79	S II (m66)
4264	4260.5	-0.56	Fe I (m 152)
4273.8	4270.4	-0.45	Fe II (m125)
4275.5	4272.0	-0.43	Fe I (m171)
	4272.3		Pr II (15)
4276.9	4273.2	-0.12	O II (m68)
	4273.3		Fe II [m27]
4277.7	4274.1	-0.25	O II (68)
4278.9	4275.9	-0.28	O II (m68)
4280.4	4276.8	-0.27	Fe II [21F]
	4277.4		O II (67.68)
4286.4	4283.2	-0.39	O II (m67)
4289.7	4287.0	-0.98	La II (m75)
4292.3	4288.8	-1.39	V II (m17)
			O II (54)
	4289.0		Fe I (m214)
4298.7	4296.0	-0.99	La II (m53)
4302.1	4300.0	-1.22	Ti II (m121)
4304.1	4300.1	-0.62	Ti II
4318.9	4315.8	-0.35	O II (m78)
	4315.9		La II (m41)
4323	4319.6	-0.40	Fe II [21F]
	4319.9		O II (m61)
4327.7	4324.4	-0.99	Fe II (m147)
4343.5	4340.0	-15.78	H γ
4353.9	4351.8	-2.50	Fe II [6F]
4361.4	4358.1	-0.23	Fe II [m6F]
	4358.4		Fe II [21F]

TABELA 5.2: (continuação)

λ Encontrado(Å)	λ Laboratório (Å)	W(Å)	Elemento Sugerido
4369.7	4366.9	-0.21	O II (m2)
4371.7	4368.3	-0.40	Fe II
4376.8	4372.5	-0.64	O II (m45)
4378.1	4374.3	-0.12	O II (m45)
	4375.0		N II (m16)
4382	4378.4	-0.43	O II (102)
	4378.7		Fe I (759)
4385.7	4382.3	-0.24	V II (m36)
4386.6	4383.2	-0.36	Eu II (m27)
	4383.4		La II (m76)
	4383.6		Fe I (m41)
4387.6	4384.3	-0.57	Fe II (m32)
4689	4385.4	-0.29	Fe II (27)
4393.2	4389.2	-0.25	He I (m51)
	4389.9		Fe II (m27)
4396.2	4393.0	-0.41	Fe I (m473)
4397.2	4394.1	-0.68	Ti II (m51)
4398.1	4395.0	-0.37	T i II (m19)
4400.2	4497.3	-0.66	Fe II (m 33)
4402	4498.5	-2.26	V II (m187)
	4498.8		Ce II (81)
4411.5	4408.4	-0.19	Fe I (68)
	4408.8		Pr II (m4)
4413.1	4410.0	-0.19	C II (m40)
4414.2	4411.2	-0.24	C II (m39)
4418.6	4415.0	-0.28	O II (m5)
	4415.1		Fe I (m41)
	4415.4		S II (53)
4419.1	4416.3	-0.31	Fe II [6F]
4419.8	4416.8	-0.29	Fe II (m27)
4420.5	4417.0	-0.13	O II (m5)
4443.9	4440.4	-0.17	V II (224)
	4440.5		Fe I (829)
	4440.8		Fe I (992)
4445.9	4443.1	-0.50	O II (m35)
4446.7	4443.8	-0.20	Ti II (m19)
	4443.9		La II (m133)
4452.8	4449.7	-0.28	Fe II (m222)
4454.1	4451.5	-0.28	Fe II
4456.9	4453.4	-0.17	V II (199)
4466.7	4463.9	-0.23	S II (m43)

TABELA 5.2: (continuação)

λ Encontrado(\AA)	λ Laboratório (\AA)	$W(\text{\AA})$	Elemento Sugerido
4470.9	4467.9	-0.77	O II (m94)
4475.1	4471.5	-0.37	He II (m14)
	4472.1		Ca II (m6)
4490.3	4486.4	-1.02	Ti I [19F]
	4487.7		O II (m104)
4493	4488.8	-0.85	Ti I [19F]
	4489.2		Fe II (m37)
4503.5	4500.3	-0.54	Ti II (m18)
4510.5	4507.2	-0.91	Fe II (m213)
4517.5	4515.2	-1.09	Fe II (m20)
	4515.3		Fe II (m37)
4520.6	4517.4	-0.18	V II (211)
			He I [13F]
4522.5	4519.6	-0.63	Sm II (m49)
4524.9	4521.8	-0.90	Ti I [m19F]
4531.7	4528.5	-0.18	V II (m56)
	4528.6		Fe I (m68)
4536.3	4533.1	-0.83	Fe I (m641)
	4533.3		S II
4543.8	4540.7	-0.29	La II (m81)
4546.2	4542.7	-0.16	Fe I (827)
4547.4	4544.0	-0.14	Ti II (m60)
	4544.4		Fe II [5F]
4551.8	4549.2	-1.40	Fe II (m186)
	4549.5		Fe II (m38)
	4549.6		Ti II (m82)
4554.6	4551.7	-0.11	Fe I (972)
4557.3	4554.5	-0.14	Fe I (319)
4558.1	4554.8	-0.61	P II (28)
4560.9	4558.0	-0.54	P II (29)
4566	4562.5	-0.56	La II (161)
4574.2	4571.0	-0.51	La II (m38)
4578.6	4574.8	-0.51	Sm II (m2)
4582.2	4579.0	-0.64	Fe I (988)
	4579.1		Fe I (640)
4585.1	4582.1	-0.46	Fe II (19)
4586.2	4582.8	-1.74	Fe II (37)
	4583.4		Ti II (39)
4590.5	4587.1	-0.53	Fe II (54)
4592.2		-0.30	UI
4594.3	4591.3	-0.25	Fe II (m17)

TABELA 5.2: (continuação)

λ Encontrado(\AA)	λ Laboratório (\AA)	$W(\text{\AA})$	Elemento Sugerido
4618.9	4615.2	-0.28	N II (m5)
4621.1	4618.1	-0.48	V II (56)
4622.8	4618.8	-0.53	Fe I (m409)
	4619.9		La II (m76)
4631.7	4627.9	-1.48	Fe II (m54)
	4628.2		Ce II (m1)
	4629.7		Pr II (1)
4636.4	4632.9	-0.37	Fe I (39)
	4633.1		Fe I (17)
4659.4	4655.8	-0.40	Ti II (38)
	4656.7		S II (m9)
4669	4665.0	-0.41	Fe II [m5F]
	4665.8		Fe II (26)
4672.5	4669.3	-0.27	O II (m90)
	4669.5		O II (m89)
4711.1	4707.5	-0.21	Pr II (m5)
	4707.8		O II (89)
4730.4	4727.0	-0.25	Fe I (635)
	4727.2		C II (m48)
4733.8	4730.4	-0.53	Mn II (5)
4765.1	4761.4	-0.20	Cr II (m176)
4767	4763.8	-0.38	Fe II (m50)
	4763.8		Ti II (m48)
4782.4	4779.1	-0.41	S II (8)
	4779.4		Fe I (720)
4806.8	4803.3	-0.84	N II (20)
4808	4804.1	-0.27	La II (37)
	4804.1		S II (8)
4826.5	4823.4	-0.51	V II (223)
4835.6	4832.3	-0.10	Nd II
4838.7	4835.8	-0.13	S II (m46)
4850.7	4847.6	-0.95	Fe II (m30)
4864.4	4861.0	-61.5	H β
4873.5	4870.7	-0.13	Fe II(m30)
4876.4	4872.9	-0.20	Fe I (1097)
4877.1	4874.0	-0.31	Ti II (114)
4878.6	4875.5	-0.37	V II (248)
4880	4876.5	-0.33	Cr II (m30)
4881.9	4877.6	-1.28	Fe I (384)
4892.1	4889.6	-0.60	Fe II [4F]
	4889.7		Fe II [3F]

TABELA 5.2: (continuação)

λ Encontrado(Å)	λ Laboratório (Å)	W(Å)	Elemento Sugerido
4896.4	4892.9	-0.19	Fe I (1070)
4902.5	4998.8	-0.11	Al II (104)
4913.7	4910.3	-0.27	Fe I (1068)
4926.5	4923.9	-4.44	Fe II (m42)
4960.1		-0.56	UI
4961.1	4957.6	-0.18	Fe I (318)
5016.2	5012.7	-0.34	Fe I (1093)
5021.0	5018.4	-6.67	Fe II (m42)
5033.4	5030.7	-0.44	Fe II
5043.4	5040.2	-0.41	Fe I (1093)
5044.0	5041.1	-0.15	Si II (m5)
5074.8		-0.34	UI
5082.0	5078.5	-0.38	Fe I (744)
5103.3	5100.7	-0.41	Fe II (m35)
5110.0	5107.5	-0.29	La II (m164)
5112.9	5109.6	-0.28	Fe I (1089)
5114.1	5110.4	-0.15	Fe I (790)
	5110.4		Pr II (38)
5122.7	5119.5	-0.18	C II (51)
5131.7	5128.8	-0.44	Fe II (m5)
5135.2	5132.7	-0.45	Fe II (m35)
5139.5	5136.8	-0.16	Fe II (m35)
5148.7	5146.1	-0.26	Fe II (m35)
5153.5	5150.9	-0.19	Fe II (m35)
5156.7	5153.5	-0.58	Cr II (m24)
	5154.0		Ti II (70)
5161.3	5157.4	-0.46	La II (m7)
5170	5167.3	-0.60	La II (m95)
5171.6	5169.0	-4.57	Fe II (m42)
5174.0	5170.1	-0.47	N II (m70)
5175.3	5172.3	-0.61	N II (m66)
5186.2	5183.4	-1.00	La II (m36)
5188.5	5185.0	-0.37	Si II
	5185.9		Ti II (m86)
5191.3	5188.2	-0.60	La II (m95)
5200.2	5197.6	-1.55	Fe II (m49)
5229.2	5226.2	-0.58	La II (m96)
	5225.5		Ti II (m70)
5237.2	5234.6	-1.48	Fe II (m49)
5240	5236.4	-0.30	Fe I (m146)
5257.6	5254.9	-0.46	Fe II (m49)

TABELA 5.2: (continuação)

λ Encontrado(\AA)	λ Laboratório (\AA)	$W(\text{\AA})$	Elemento Sugerido
5259.6	5256.9	-0.16	Fe II (m41)
5264.2	5261.6	-0.32	Fe II [19F]
5264.8	5262.1	-0.18	Ti II (m70)
5267.4	5264.8	-0.67	Fe II (m48)
5271.3	5268.6	-0.26	Ti II (m103)
	5268.9		Fe II [18F]
5275.8	5273.4	-0.24	Fe II [18F]
5278.5	5275.9	-1.77	Fe II (m49)
5282.5	5279.1	-0.31	La II (m90)
5286.7	5284.0	-1.16	Fe II (m41)
5308.5	5305.8	-0.13	Cr II (m24)
5319.3	5316.6	-2.31	Fe II (m49)
5328.3	5325.6	-0.35	Fe II (m49)
5330.8	5327.5	-0.39	N II (m69)
	5327.9		Fe I (m1145)
5336.3	5333.7	-0.18	Fe II [m19F]
5365.5	5362.9	-1.28	Fe II (m48)
5399.4	5396.6	-0.34	Ti II (m102)
5340.4	5337.7	-0.22	Fe II [m19F]
5365.6	5362.9	-1.48	Fe II (m48)
5374.2	5371.4	-0.22	Fe I (m1163)
5379.1	5376.5	-0.11	Fe II [m19F]
5383.7	5380.9	-0.30	La II (m56)
5408.4	5404.8	-0.16	Fe I [m20F]
5410.3	5407.6	-0.13	Cr II (m23)
5415.3	5411.5	-0.11	He II (m42)
	5412.6		Fe II [17F]
5416.8	5414.1	-0.34	Fe II (m48)
5421.5	5418.8	-0.26	Ti II (69)
5423.5		-0.22	UI
5427.9	5425.3	-0.57	Fe II (m49)
5432.3	5428.8	-0.17	Ni I (161)
	5429.4		Fe I (1029)
5435.7	5432.1	-0.37	V II (53)
	5432.8		S II (6)
5449.6	5446.0	-0.17	Fe II (53)
	5446.5		Ti II (68)
5481.1	5477.3	-0.16	Fe II [34F]
5527.9	5525.3	-0.12	Fe II (m49)
5529.7	5526.3	-0.44	N II (m63)
5537.6	5534.9	-1.01	Fe II (m 55)

TABELA 5.2: (continuação)

λ Encontrado(\AA)	λ Laboratório (\AA)	$W(\text{\AA})$	Elemento Sugerido
5660.8	5657.8	-0.38	Fe II (m57)
5671.8	5668.2	-0.11	N II (m3)
5687.1	5683.6	-0.19	Fe II [33F]
5880.4	5875.6	-3.94	He I (m11)
	5876.0		N II (m3)
5893	5890.0	-0.67	C II (m5)
5898.9	5895.9	-0.50	UI
5994.3	5991.4	-0.83	Fe II (m46)
6087.1	6084.1	-0.42	Fe II (m46)
6150.8	6147.7	-0.43	Fe II (m74)
6152.3	6149.2	-0.45	Fe II (m74)
6241.5	6238.0	-0.50	Fe II (m74)
6242.6	6238.2	-0.20	Fe II (m74)
	6239.4		Fe II (m34)
6250.8	6247.6	-0.91	Fe II (m74)
6303.4	6300.2	-0.91	O I [1F]
6321.1	6318.0	-0.64	Fe II
	6318.2		Mg II
6350.6	6347.0	-0.36	Fe II (m74)
	6347.1		Si II (m2)
6366.8	6363.9	-0.36	O I [1F]
6372.5	6369.5	-0.52	Fe II (m40)
6375	6371.4	-0.25	Si II (m2)
6420.1	6416.9	-0.73	Fe II (m74)
6435.9	6432.7	-1.09	Fe II (m40)
6459.6	6456.4	-1.33	Fe II (m74)
6494.7	6491.3	-0.27	Fe II
	6491.6		Ti II (m91)
6519.3	6517.0	-1.60	Fe II
	6517.3		V II [230]
6567.1	6562.8	-208.99	H α
6682.3	6678.2	-1.47	He I (m46)
6721.2	6717.9	-0.07	Ti II (112)
	6718.7		La II (129)
6831.4	6829.0	-0.12	Fe II [31F]
7070	7065.0	-3.00	He I
	7033.5		C II (m20)
7158.6	7155.6	-0.50	Fe I (1276)
7175.4	7172.0	-0.09	Fe II [14F]
7177	7173.7	-0.11	Ni I (6)
7218.4	7214.8	-0.14	Ti II (101)

TABELA 5.2: (continuação)

λ Encontrado(\AA)	λ Laboratório (\AA)	W(\AA)	Elemento Sugerido
7226	7224.5	-0.17	Fe II
7228.1	7224.5	-0.16	Fe II (73)
7295	7291.5	-1.90	[Ca II]
7311.7	7308.0	-0.31	Fe II (m73)
7313.9	7310.2	-0.12	Fe II (m73)
7324.4	7320.7	-0.20	Fe II (m73)
7327.5	7323.9	-1.35	Ca II [1F]
7381.5	7379.6	-0.13	Ni II [2F]
7391.9	7388.2	-0.23	Fe II [14F]
7446.1	7442.3	-0.15	N I (m3)
7453.1	7449.3	-0.15	Fe II (m73)
	7449.4		Al II (98)
7456.2	7452.5	-0.20	Fe II [14F]
7466.2	7462.4	-0.64	Fe II (m73)
7483.2	7479.7	-0.15	Fe II (m72)
7499.2	7495.7	-0.29	Fe I (1275)
7519.6	7515.9	-0.28	Fe II (m73)
7530.4	7526.7	-0.10	Fe I (1352)
7537.2	7533.4	-0.10	Fe II (m72)
7715.5	7711.7	-0.72	Fe II (m73)
7759.7	7756.6	-0.18	Fe I [14F]
7772.5		-0.30	UI
7779.7		-3.63	UI
7881.4	7877.1	-0.18	Mg II (m8)
7889.6	7886.3	-0.19	O I (m64)
7900.3	7896.4	-0.29	Mg II (m8)
7911.9	7908.3	-0.12	Ni I [14F]
7920.8	7917.5	-0.39	Ni I (109)
7964.3	7960.9	-0.47	Cr II [20F]
7992.9		-0.86	UI
8003.9	8000.1	-0.20	Cr II [1F]
8025.3	8022.6	-1.10	Fe II [29F]
8051.7	8048.7	-0.23	Sm II (m67)
8093.4	8089.9	-0.10	S II (69)
8238.9	8237.0	-0.18	He II
8275.9	8271.9	-0.11	H (m13)
8280.4	8276.3	-0.46	P(32)
8285.4	8281.1	-0.49	P(31)
8290.9	8286.4	-0.80	P(30)
8298.0	8292.3	-0.25	P(29)
8302.5	8398.8	-1.18	P(28)

TABELA 5.2: (continuação)

λ Encontrado(\AA)	λ Laboratório (\AA)	$W(\text{\AA})$	Elemento Sugerido
8310.4	8306.1	-1.17	P(27)
8318.6	8314.2	-1.17	P(26)
8327.7	8323.4	-0.87	P(25)
8337.9	8333.8	-0.93	P(24)
8349.8	8345.6	-2.06	P(23)
8363.6	8359.0	-1.95	P(22)
8379.2	8374.5	-2.74	P(21)
8391.9	8387.8	-0.53	Fe I (60)
8397.0	8392.4	-2.44	P(20)
8417.6	8413.3	-2.16	P(19)
8442.8	8437.9	-3.89	P(18)
8451	8446.8	-8.08	O I
8471.8	8467.3	-4.03	P (17)
8494.2	8491.0	-0.92	Ca II
8505.8	8502.5	-13.4	P(16)
8549.0	8542.0	-17.6	P(15)
8602.9	8698.4	-3.63	P(14)
8633.3	8629.2	-1.10	N I (m8)
8668.8	8662.1	-13.6	P(13)
8684.8	8682.1	-0.57	V II [17F]
	8680.3		Al II (m112)
8687.7	8683.4	-0.51	N I (m1)
8693	8688.6	-0.21	Fe I (m60)
8707.6	8703.2	-0.61	N I
8716.1	8711.7	-0.29	N I
8755.3	8750.5	-7.30	P(12)
8766.1	8763.2	-0.38	V II [2F]
8811.2	8808.6	-0.31	N II

5.3.3 Interpretando os Dados

Hidrogênio

Tanto o espectro FEROS quanto o Cassegrain no ano de 2000 nos mostra perfil P-Cygni das linhas da série de Balmer até H10. Entretanto, o espectro Cassegrain do ano de 1999 não mostra esta característica. Veja figura 5.4. Isso provavelmente deve ser por causa da razão sinal-ruído de nosso espectro. Entretanto, um estudo detalhado sobre as variações nas diferentes linhas será feito posteriormente usando alta resolução.

No espectro FEROS linhas da série de Paschen estão presentes em emissão desde P(10) até P(36), sendo que a maior parte delas apresentam absorção central.

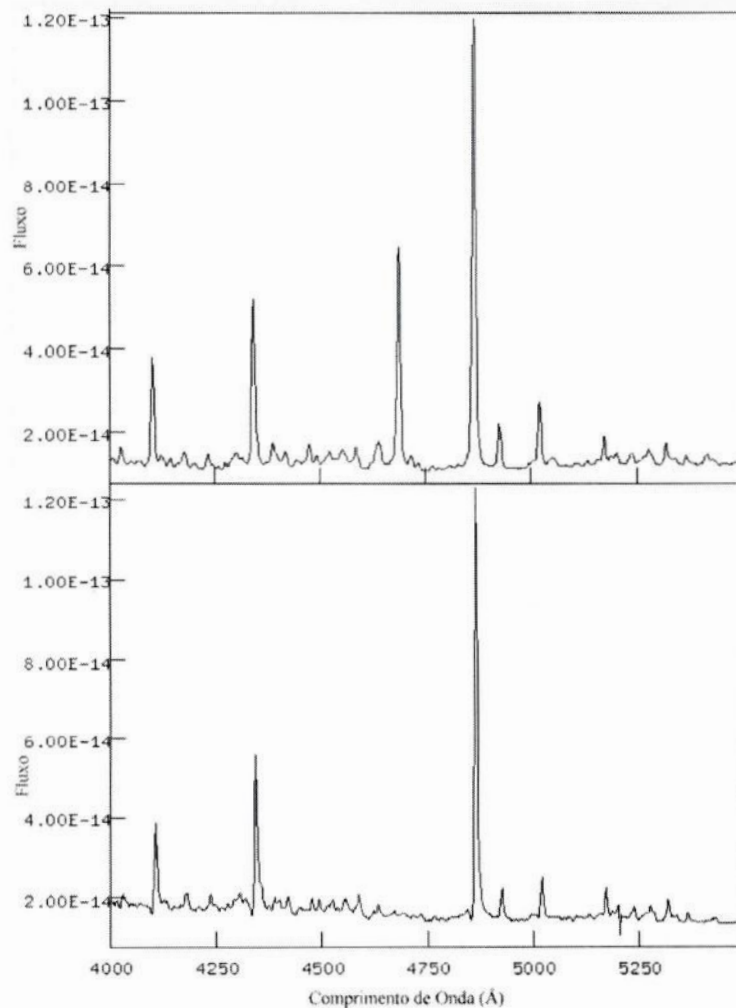


FIGURA 5.2: Topo: HEN S18 em outubro de 1999. Repare na forte emissão de He II em $\lambda 4686$. Abaixo: HEN S18 em outubro de 2000. He II $\lambda 4686$ está ausente.

A presença do perfil P-Cygni nas linhas da série de Balmer, vem confirmar a perda de massa destes objetos, através de fortes ventos. Além disso, e as absorções encontradas na série de Paschen são mais facilmente interpretadas como rotação. Assim, é razoável supor um campo de velocidades complexo, para o qual tanto a expansão quanto a rotação seriam importantes.

Hélio

Hélio neutro está presente em todo o espectro. As linhas de He I $\lambda 5875$ e $\lambda 6678$ e $\lambda 7065$ são bastante forte nos dois anos e parecem ser constantes.

A linha do He II $\lambda 4686$ se encontra forte em 1999, mas não está presente em 2000, seja no espectro Cassegrain ou no FEROS. Esta variação já foi reportada por outros autores. A escala de tempo para a variação é da ordem de meses e é acompanhada pela variação da linha do He II $\lambda 1640$ (Shore *et al.*, 1987). Já a linha do He II $\lambda 5411$, não é tão forte, mas está presente nos dois anos, e seu perfil aparece misturado

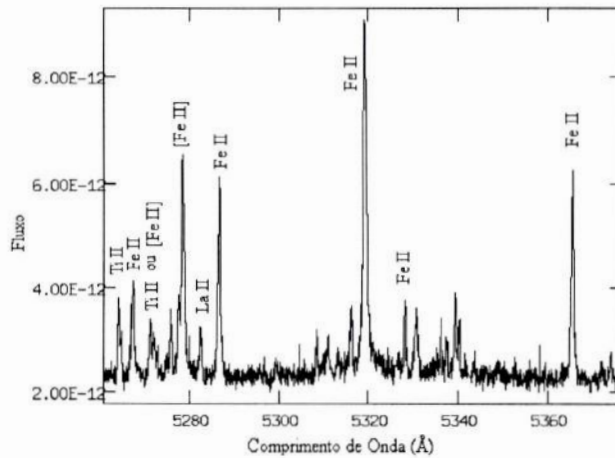


FIGURA 5.3: Parte do espectro FEROS da HEN S18 em outubro de 2000.

com o da linha de Fe II $\lambda 5425.3$ no espectro Cassegrain.

Ferro

Tanto os espectros Cassegrain, quanto o FEROS da HEN S18 possuem um grande número de linhas de Fe II, principalmente de transições permitidas. Entretanto, a quantidade de transições proibidas é bastante significativa.

Tanto as transições proibidas quanto as permitidas não são muito fortes.

Linhas de Fe I pouco intensas aparecem no espectro FEROS. Os multipletos do Fe I encontrados são geralmente muito altos e pouco intensos. Veja tabela 5.2. Nenhuma linha de Fe I foi encontrada no espectro Cassegrain.

A presença das linhas proibidas vem confirmar que esta estrela possui uma região com grande quantidade de gás de baixa densidade.

Lantânio

Várias linhas candidatas à La II foram encontradas em nosso espectro FEROS do ano de 2000. Entretanto, em nenhum momento, encontramos referência de Lantânio, nesta estrela, na literatura.

O lantânio ($Z=57$) é um produto do processo de captura de nêutron. Este processo ocorre nos estágios tardios da evolução estelar. Este é mais um motivo pelo qual devemos considerar a presença de La II na HEN S18, já que este é um objeto evoluído. Recentemente, vários espectros de alta resolução têm aumentado a qualidade e quantidade de dados mostrando lantânio nas linhas. Novos laboratórios têm estudado as probabilidades de transição do La II, com o intuito de melhorar as medidas de abundância estelar deste elemento. Bonvallet & Sneden (2001) fizeram um trabalho sobre as probabilidades de transição para o La II, o qual será muito utilizado em nosso trabalho, tanto para encontrarmos comprimentos de

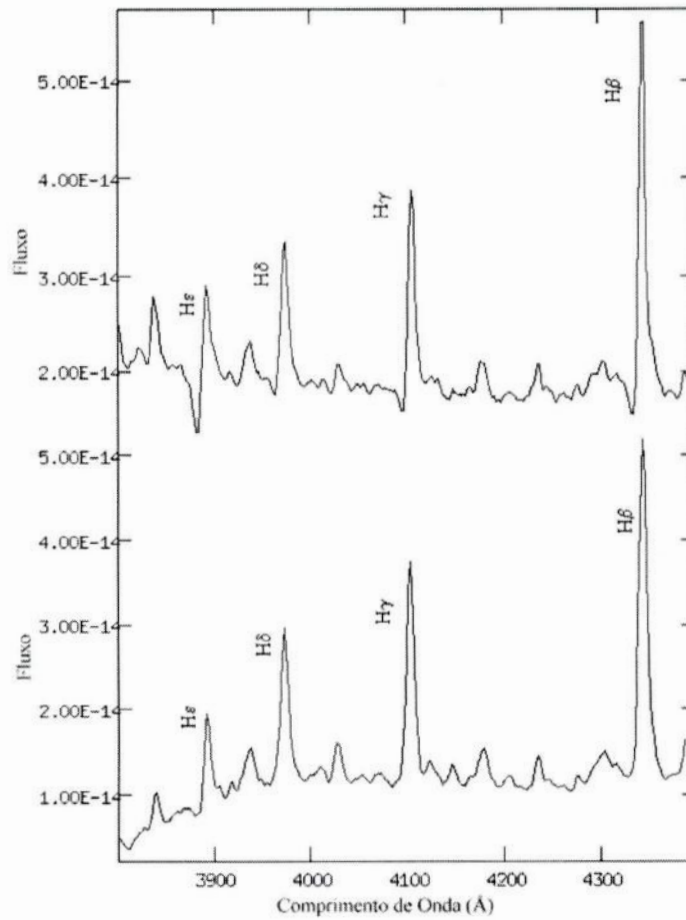


FIGURA 5.4: Linhas $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$ em dois anos consecutivos usando o Cassegrain. Abaixo 1999 e acima 2000.

onda quanto para, futuramente, estudarmos os *log gf* das transições e confirmar a natureza da linha (que no momento é uma sugestão).

Outras linhas

No vermelho, encontramos linhas de Ca II $\lambda\lambda 8491$, 8542 e 8662. Estas linhas são fortes. [Ca II] $\lambda\lambda 7291$ e 7324 também estão presentes.

As linhas de [O III] $\lambda\lambda 4363$, 4949 e 5007 estão ausentes, concordando com as observações de Shore *et al.* (1987). Entretanto, nesse trabalho de Shore a linha [OI] $\lambda 6300$ é fraca, em desacordo com a nossa observação. Veja linhas de [O I] na figura 5.5. Em nossos espectros ela aparece mais intensa do que muitas linhas de Fe II.

Não encontramos linhas de [N II] nem no espectro Cassegrain, nem no FEROS. Isso, juntamente com a presença de linhas de [O I] vem reforçar a hipótese de que esta estrela seja uma supergigante B[e] e não uma LBV.

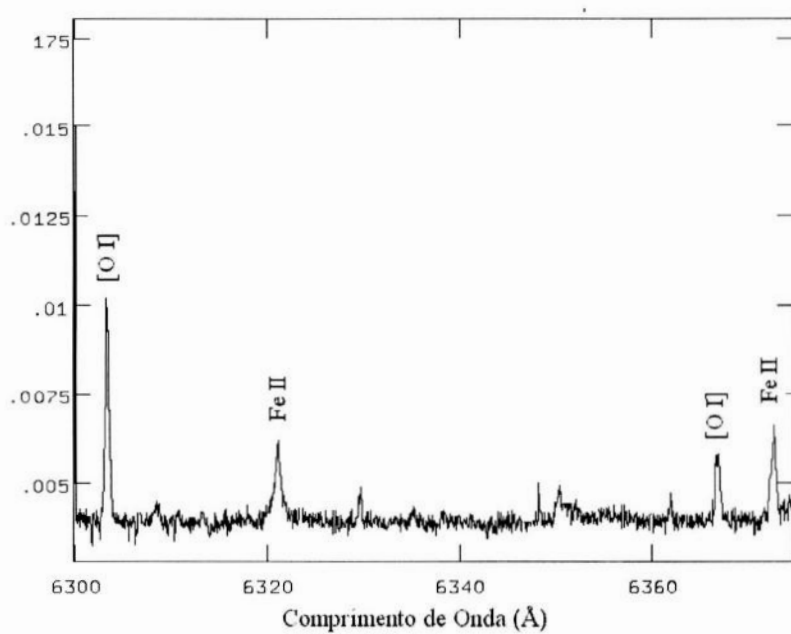


FIGURA 5.5: Parte do espectro FEROS da HEN S18 em outubro de 2000. Região com linhas de [O I].

Capítulo 6

HEN S23

“O sentimento religioso do cientista assume a forma de um questionamento arrebatador diante da harmonia da lei natural, a qual revela uma inteligência de tamanha superioridade que, comparada a ela, todo raciocínio sistemático e os atos dos seres humanos não passam de uma reflexão totalmente insignificante.”

(Albert Einstein)

6.1 Identificações e Coordenadas

Outras identificações:

AzV 172

LIN 292

LHA 115-S 23

UBV M 44248

Coordenadas galáticas: $b = 302.45^\circ$ e $l = -44.98^\circ$

Coordenadas2000ICRS : $\alpha = 00^\circ55'55''$ e $\delta = -72^\circ08.91'D$

Coordenadas2000/2000FK5 : $\alpha = 00^\circ55'55''$ e $\delta = -72^\circ08.9'$

Coordenadas1950/1950FK4 : $\alpha = 00^\circ54'11''$ e $\delta = -72^\circ25.1'$

6.2 Histórico

Este objeto foi, também, primeiramente observado por Henize (1956) durante o survey da Pequena e Grande Nuvens de Magalhães. Não há muita referência na literatura para esta estrela, por isso a grande necessidade de estudá-la.

Em 1997, ela foi classificada como uma estrela B8 Ib, com um espectro muito ruidoso, em um trabalho de Margaret *et al.*, (1997). Eles fizeram esta classificação utilizando observações no Ultravioleta. Até

2002, apenas dois outros artigos foram escritos depois deste, citando este objeto (de acordo com a base de dados do Simbad), sendo um em 1997 e outro em 1998.

Cornett *et al.* (1997), classificaram este objeto como B0. Entretanto, este artigo não fala especificamente sobre este objeto. Seu objetivo foi fazer fotometria para uma grande quantidade de estrelas da SMC e encontrar suas magnitudes.

O primeiro artigo afirmando a natureza B[e]sg da HEN S23 foi o de Lamers *et al.* (1998). Neste artigo, eles classificam este objeto como B8, de acordo com Zickgraf *et al.* (1992). O critério utilizado para a classificação B[e]sg foi o mesmo definido anteriormente no capítulo 2.

6.3 Nossos Dados

Como já foi dito, temos dados de baixa e alta resolução para este objeto. Por isso, esta seção será dividida em duas partes: a primeira fala dos dados de baixa resolução e a segunda dos dados de alta resolução.

6.3.1 Dados Cassegrain

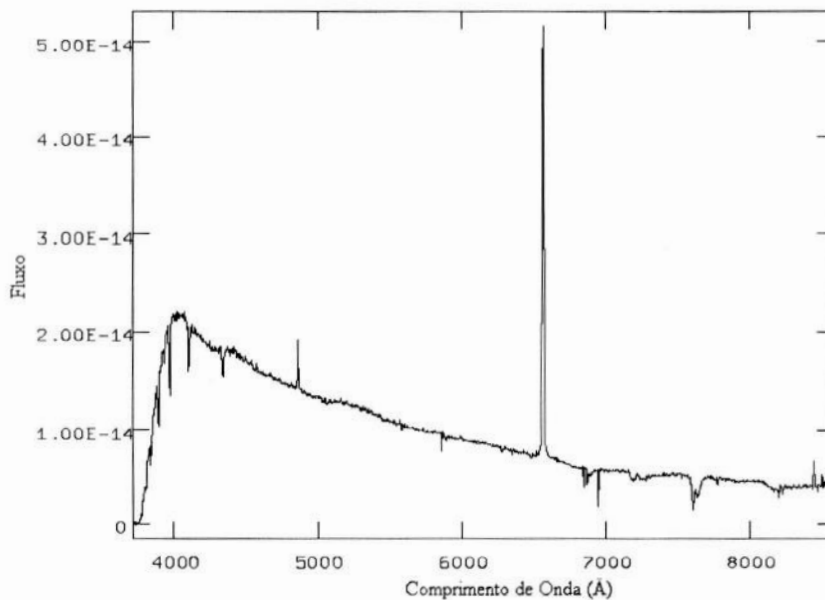


FIGURA 6.1: Espectro Cassegrain da HEN S23 em outubro de 1999.

Apesar do espectro Cassegrain ter baixa resolução, ele nos fornece uma idéia melhor do contínuo deste objeto. A partir deles, podemos tirar as razões entre fluxos das linhas. A figura 6.1 mostra o espectro da HEN S23 na noite de outubro de 1999.

Os espectros Cassegrain de 1999 e de 2000 foram analisados. Identificamos os elementos químicos presentes e medimos seus fluxos. Esperávamos encontrar várias linhas proibidas e permitidas de Ferro

II, o que não aconteceu. Ressaltamos que não há uma classificação clara para este objeto. Pensamos em duvidar da natureza B[e]sg deste objeto. Entretanto, optamos em estudar este objeto em alta resolução, na esperança de encontrarmos uma resposta para esta questão.

A tabela obtida a partir do espectro Cassegrain da HEN S23 não será mostrada aqui, pois é muito pequena. Além disso, todos os elementos estão presentes na tabela do FEROS. Não foram percebidas mudanças no espectro. Vale a pena comentar que apenas quatro elementos foram identificados. São eles: Hidrogênio, Oxigênio, Ferro e Hélio.

6.3.2 Dados FEROS

Os dados do FEROS de 2000 foram analisados e estão expostos nas Tabelas 6.1, onde apresentamos as linhas em emissão e 6.2, onde apresentamos as absorções. Percebemos que apesar das linhas serem bastante fracas, não resta dúvida sobre a presença de Fe II, [Fe II], [O I], entre outros elementos e íons esperados. Isso reforçou a idéia da natureza B[e]Sg deste objeto.

TABELA 6.1: Tabela com as linhas em emissão presentes na HEN S23 e suas respectivas larguras equivalentes em outubro de 2000. UI significa transição não identificada.

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Largura Equivalente (Å)
3676.0	3673.8	H8	-12.2
3767.5	3765.0	Ce II (208)	-9.60
	3765.5	Fe I (608)	
4103.8	4101.0	H δ	-0.19
4289.6	4287.4	Fe II [7F]	-0.19
4342.7	4340.5	H γ	-0.77
4360.6	4358.1	Fe II [6F]	-0.21
4361.6	4359.1	Fe II (202)	-0.28
4416.6	4414.2	V II (13)	-1.84
	4414.4	Fe I (475)	
		O II (60)	
4471.8	4469.9	He I [15]	-0.27
4730.6	4728.1	Fe II [4F]	-0.12
4816.9	4814.6	Fe II [20F]	-0.26
4864.3	4861.3	H β	-3.48
4892.1	4889.6	Fe II [4F]	-0.19
	4889.7	Fe II [3F]	
4926.5	4923.9	Fe II (42)	-0.19
5021.0	5018.4	Fe II (42)	-0.19
5037.5	5034.5	Pr II (37)	-0.45
	5035.0	Fe I (885)	
5102.4	5100.3	Al II (43)	-0.39
5161.3	5167.0	La II (m7)	-0.35
5171.7	5169.0	Fe II (42)	-0.43
5264.4	5262.1	Ti II (70)	-0.21

TABELA 6.1: (continuação)

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Largura Equivalente (Å)
	5261.6	Fe II [19F]	
5276.2	5274.2	Ce II (15)	-0.09
5286.9	5284.1	Fe II (41)	-0.60
5336.5	5333.7	Fe II [19F]	-0.13
5530.2	5527.3	Fe II [17F]	-0.13
5653.0		UI	-0.46
6034.5	6032.3	Fe III (117)	-1.33
6303.6	6300.2	O I [1F]	-0.42
6306.7	6303.4	Eu II (8)	-0.06
	6303.5	Fe I (1140)	
6367.1	6363.9	O I [1F]	-0.20
6433.5	6432.7	Fe II (m40)	-3.32
6436.9	6433.9	Fe II (199)	-0.26
6465.7	6462.8	Mg II (20)	-0.06
	6463.2	Mg II (20)	
6508.3	6506.3	Fe II	-0.78
6517.1		UI	-0.21
6518.7	6516.1	Fe II (40)	-0.45
6520.4	6517.0	Fe II	-0.48
	6517.3	V II [230]	
6532.8	6530.5	N II (41)	-0.13
6539.2	6536.0	Mn II [8F]	-0.05
6566.4	6562.8	H α	-51.6
6642.4	6639.7	A II [20]	-0.11
6645.5	6642.6	Ti I [5F]	-0.22
	6642.7	Mn II [8F]	
	6642.8	La II (103)	
6832.5	6829.0	Fe II [31F]	-0.06
	6830.0	Fe II [32F]	
6834.1	6830.8	La II (108)	-0.12
	6831.4	Fe I (550)	
6948.8	6945.2	Fe I (111)	-0.15
6978.1	6975.5	Fe I	-0.17
7158.9	7155.1	Fe II [14F]	-0.31
7295.5	7293.1	Fe I (1077)	-1.16
	7293.5	Si I (25)	
7381.7	7379.6	Ni II [2F]	-0.16
7392.0	7388.2	Fe II [14F]	-0.23
	7389.3	Fe I (1274)	
7456.4	7452.5	Fe II [14F]	-0.14
	7454.0	Fe I (1274)	

TABELA 6.1: (continuação)

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Largura Equivalente (Å)
7465.1	7462.4	Fe II (73)	-0.14
7473.3	7469.4	V II [3F]	-0.18
7530.4	7526.9	V II [3F]	-0.13
7557.1	7554.0	Co I (183)	-0.11
	7554.7	Zr I (23)	
7582.2	7579.0	S I	-1.40
7585.6	7582.2	Fe I (1274)	-0.24
7712.1	7709.8	Al II (113)	-0.63
7714.9	7711.7	Fe II (73)	-0.46
7716.6	7714.3	Ni I (62)	-0.57
7717.8	7715.6	Ni I (109)	-0.19
7723.3	7720.7	Fe I (1304)	-0.14
7725.7	7723.2	Fe I (108)	-0.24
7735.4	7732.5	Zn II (2)	-0.08
7749.1	7746.6	Fe I (1309)	-0.12
7750.3	7748.3	Fe I (m402)	-0.80
7771.6		UI	-0.40
7773.8	7771.7	Cr I	-0.29
7821.1		UI	-0.74
7840.9	7838.1	Fe II (87)	-0.04
7849.5	7846.5	Fe I (1323)	-0.12
7850.2	7847.8	Cr II [11F]	-0.05
7853.1	7850.0	C I (m32)	-0.85
7962.0	7959.0	Fe I [1F]	-0.42
7964.3	7960.9	Cr II [20F]	-0.94
7977.3	7974.3	Cr II [11F]	-0.14
7979.4	7977.0	Ti II [6F]	-0.36
7993.0		UI	-0.87
8025.6	8022.6	Fe II [29F]	-0.73
8051.7	8048.7	Sm II (67)	-0.19
8061.8	8058.1	Zr I (41)	-0.31
8068.4	8066.0	Al I (16)	-1.59
8093.3	8089.9	S II (69)	-0.10
8102.1	8198.7	Zr II [25]	-0.14
	8198.7	Mg I (41)	
8278.0	8275.6	Fe I (1)	-0.26
8288.3	8286.4	P(30)	-0.64
8295.9	8292.3	P(29)	-0.26
8310.1	8306.1	P(27)	-0.41
8342.7	8339.4	Fe I (1153)	-0.24
8364.2	8359.0	P(22)	-0.73

TABELA 6.1: (continuação)

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Largura Equivalente (Å)
8449.5	8446.1	Fe II [29]	-0.34
	8446.4	Cr II [25F]	
	8446.8	O I (4)	
8502.6	8502.5	P(16)	-8.80
8546.6	8545.4	P(15)	-5.00
8602.9	8698.4	P(14)	-0.64
8660.3	8658.2	Ti I [16]	-0.47
8665.8	8662.0	Ti II [15]	-1.60
8667.0	8665.0	P(13)	-4.58
8674.2	8671.3	Al II (112)	-0.31
	8671.4	S I (6)	
8692.8	8689.7	Ti I [16]	-0.09
8766.0	8763.2	V II [2F]	-0.55
8778.0	8775.2	Fe I [33F]	-1.23
8790.8	8787.8	Ti I [17F]	-0.57
8836.1	8832.3	Ni I [7]	-1.41
9037.7	9033.7	Cr II [16F]	-0.50

TABELA 6.2: Tabela com as linhas em absorção presentes no espectro da HEN S23 e suas respectivas larguras equivalentes em outubro de 2000

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	Largura Equivalente (Å)
3935.6	3933.6	Ca II (1)	+0.73
3970.4	3968.5	Ca II (1)	+0.66
3972.1	3970.0	H ϵ	+1.19
4233.4	4231.4	C I (m17)	+0.39
4298.9	4296.6	Fe II (28)	+0.17
4302.5	4300.0	Ti II (121)	+0.20
4305.4	4303.2	Fe II (27)	+0.26
4387.7	4385.2	La II (75)	+0.16
	4385.4	Fe II (m27)	
4517.8	4515.2	Fe II (20)	+0.13
	4515.3	Fe II (37)	
4522.6	4520.2	Fe II (37)	+0.13
	4520.3	Ti II (m30)	
4525.0	4522.6	Fe II (38)	+0.19
4536.5	4534.0	Ti II (50)	+0.11
	4534.2	Fe II (37)	
4543.9	4541.5	Fe II (38)	+0.10

TABELA 6.2: (continuação)

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	W(Å)
	4541.6	He II (2)	
4551.9	4549.2	Fe II (186)	+0.32
	4549.5	Fe II (38)	
	4549.6	Ti II (82)	
4558.3	4555.9	Fe II (37)	+0.15
4561.1	4558.6	Fe II (20)	+0.30
4574.3	4572.0	Ti II (82)	+0.16
4578.8	4576.3	Fe II (38)	+0.06
4586.3	4583.8	Fe II (38)	+0.27
	4584.0	Fe II (26)	
4590.7	4588.2	Al II (45)	+0.16
	4588.4	Cr II (16)	
4594.5	4592.1	Cr II (44)	+0.07
4621.3	4618.8	Fe I (409)	+0.11
4631.6	4629.3	Ti II (38)	+0.14
		Fe II (37)	
4636.6	4634.6	Fe II (25)	+0.12
4637.8	4635.3	Fe II (186)	+0.11
4826.7	4824.0	La II (50)	+0.15
	4824.1	S II (52)	
		Cr II (30)	
4850.8	4848.2	Cr II (30)	+0.15
4879.0	4876.5	Cr II (30)	+0.10
5186.4	5183.7	Ti II (86)	+0.10
5200.4	5297.6	Fe II (49)	+0.20
5237.4	5234.6	Fe II (49)	+0.23
5240.1	5236.4	Fe I (m146)	+0.10
5267.6	5265.7	Ce II (23)	+0.10
5278.8	5276.0	Fe II (49)	+0.18
	5276.4	Al II (67)	
5319.5	5316.8	Fe II (48)	+0.17
5328.4	5325.7	V II (54)	+0.06
	5326.2	Fe I (407)	
5365.7	5362.7	S II (61)	+0.15
	5362.9	Fe II (48)	
5537.8	5534.9	Fe II (55)	+0.08
6122.2	6120.1	A II (22)	+0.09
	6120.2	Fe I (14)	
6151.0	6147.7	Fe II (74)	+0.21
6152.6	6150.1	Fe II (46)	+0.06
6250.8	6247.6	Fe II (74)	+0.25

TABELA 6.2: (continuação)

λ Observado	λ Laboratório	Elemento	W(Å)
6350.2	6346.7	Mg II (16)	+0.28
	6347.1	Si II(2)	
		Ni II (46)	
6374.8	6371.4	Si II (2)	+0.18
6405.9	6402.4	Fe I (1344)	+0.10
6420.4	6416.9	Fe II (74)	+0.07
6459.8	6456.4	Fe II (74)	+0.20
	6456.9	Ca II (19)	
6956.1	6952.5	La II (18)	+0.14
	6953.0	Fe I (815)	
6961.0	6958.0	S II (18)	+0.07
7136.3	7133.5	C II (20)	+0.50
7775.9	7772.0	O I (m1)	+0.59
7778.7	7775.4	O I (m1)	+1.23
7177.1	7173.7	Ni I (6)	+0.23
7181.2	7177.5	He II (m6)	+0.23
7187.0	7184.5	Si I (25)	+0.25
8228.0	8225.2	S II (69)	+0.45
8259.3	8256.1	Ca II (13)	+0.13
8276.3	8273.5	S II (31)	+0.17
8293.9	8290.6	Cr I (m298)	+0.27
8321.1	8317.5	Si I (m19)	+0.26
8378.7	8374.5	P(21)	+0.19
8396.4	8392.4	P(20)	+0.26
8417.7	8413.3	P(19)	+0.49
8442.4	8438.0	P(18)	+0.54
8471.7	8467.3	P(17)	+0.34
8755.1	8750.5	P(12)	+0.42

6.3.3 Interpretando os Dados

O espectro deste objeto tem algumas diferenças quando comparado com as B[e]sg mais comuns. Grande parte das linhas aparece em absorção no óptico. Esta é uma característica incomum. Entretanto, encontramos as linhas de metais de baixa ionização, proibidas e permitidas em emissão, além de linhas de [O I]. Não encontramos [N II], o que elimina fortemente a possibilidade de ser uma LBV. Assim, nossos dados, até o momento nos garantem a natureza B[e]sg desta estrela.

Hidrogênio e Hélio

As linhas de Balmer estão presentes no espectro óptico deste objeto e possuem absorção central bem

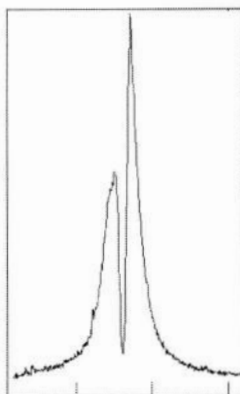


FIGURA 6.2: Perfil da linha $H\alpha$ na HEN S23 em 14 de outubro de 2000.

marcada. Observe o perfil de $H\alpha$ na Figura 6.2 e de $H\beta$ na Figura 6.3. A série de Paschen está presente no espectro. Algumas linhas apresentam um perfil semelhante aos de $H\alpha$ e $H\beta$. Entretanto, a maior parte delas está em absorção pura.

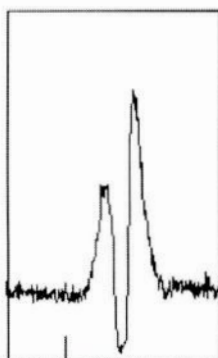


FIGURA 6.3: Perfil da linha $H\beta$ na HEN S23 em 14 de outubro de 2000 com o espectrógrafo FEROS.

Apenas uma linha de Hélio neutro foi encontrada neste objeto. Nenhuma linha de He II.

Ferro e Oxigênio

Linhas de Ferro uma vez ionizado, tanto proibidas quanto permitidas estão presentes em todo o espectro óptico. Veja figura 6.4. Algumas vezes estas linhas aparecem em emissão e outras vezes em absorção. Um estudo mais aprofundado sobre elas será feito posteriormente. Linhas de O I de transições permitidas e proibidas também estão presentes no espectro óptico deste objeto. Veja figura 6.5. A presença de linhas proibidas de metais de baixa ionização no espectro óptico, vem confirmar a natureza B[e] Supergigante desta estrela. Linhas de Fe neutro também foram encontradas. Suspeitamos que o

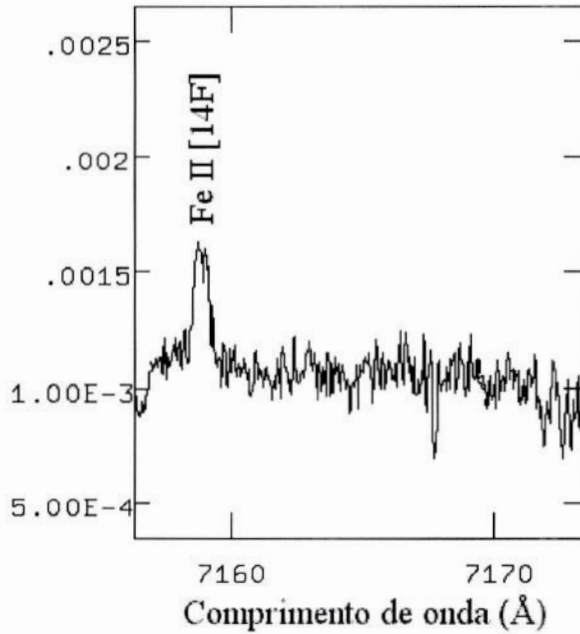


FIGURA 6.4: Parte do espectro FEROS da HEN S23 em outubro de 2000. Linhas de [Fe II].

envelope deste objeto, pelo menos em alguma região, seja mais frio do que os envelopes das outras duas B[e]Sg estudadas aqui.

Outros Metais

Vários outros metais foram encontrados, como Ni I, Cr I, Cr II, Ti I e [Ti I], Al II, Eu II e La II, C I, S I, N I e N II. Isso reforça a hipótese de que esta estrela seja evoluída. Nenhuma linha de Lítio foi encontrada. Por outro lado, a presença de vários elementos neutros reforça a idéia de que pelo menos algumas regiões da matéria circunstelar sejam caracterizadas por uma temperatura menor do que a apresentada por outras B[e] supergigantes.

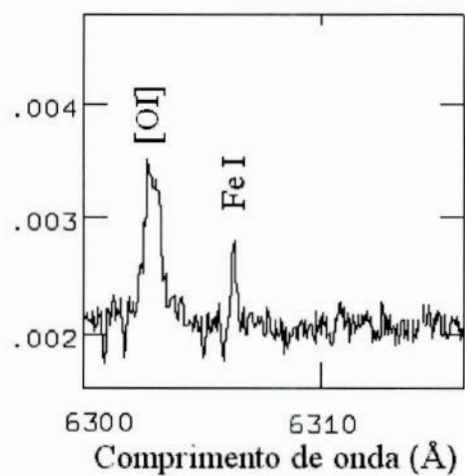


FIGURA 6.5: Parte do espectro FEROS da HEN S23 em outubro de 2000. Região com linhas de [O I].

Capítulo 7

Conclusões e Perspectivas Futuras

*“Trabalhe como se não precisasse do dinheiro.
Ame como se nunca tivesse se magoado antes.
Dance como se ninguém estivesse olhando.”*

(Penny Parker)

Nesta monografia, apresentamos um atlas espectral de três estrelas supergigantes que apresentam o fenômeno B[e]. São elas: HEN S18, HEN S23 e HEN S65. O atlas foi construído a partir do espectro de alta resolução, extraído com o espectrógrafo FEROS no ESO, La Silla em outubro de 1999 e outubro de 2000, graças ao acordo ESO/ON. Apresentamos tabelas com as identificações propostas (íons, multipletos e transições), bem como as correspondentes larguras equivalentes e/ou intensidades das linhas.

Em todos os espectros fica visível que as linhas da Série de Balmer são bastante fortes. Como esperado, $H\alpha$ é a linha mais intensa, sendo $H\beta$ a segunda maior.

A série de Paschen está presente no vermelho em todos os espectros. Entretanto, os termos da série que podem ser identificados diferem um pouco de estrela para estrela.

Muitas linhas de Fe II permitido e proibido são encontradas em todos os espectros, além da linha de [OI] (λ 6300 Å).

Concluimos que os três objetos possuem características de B[e]Sg, confirmando sua natureza. Entretanto, estas estrelas diferem entre si em alguns aspectos importantes.

A HEN S18 possui muitas linhas de Fe II permitido e proibido, entretanto a quantidade de linhas de transições permitidas supera muito a quantidade de linhas proibidas. Além disso, esta estrela mostra muitas linhas de O II permitido. Isso difere bastante do que acontece com a HEN S65, que mostra uma quantidade de linhas de Fe II proibido em maior número, e não mostra uma quantidade significativa de linhas do O II. Além disso, a HEN S18 possui muitas linhas de He I e a linha de He II λ 4686 Å. A linha do He II λ 4686 Å não está presente em nenhuma das outras duas estrelas. Linhas de He I são encontradas nos outros espectros, mas em quantidades bem menores que na HEN S18. A variabilidade da linha λ 4686 Å na HEN S18 é interpretada como sendo devido a uma companheira que esta estrela possivelmente possui.

Uma outra característica do espectro da HEN S18 é a presença de muitas linhas candidatas de La II. A quantidade destas linhas é significativa e apesar delas nunca terem sido reportadas antes, não descartamos a possibilidade de que estejam lá, já que o lantânio é um produto da captura de neutrons, que está presente nos estágios avançados das estrelas. Algumas destas linhas de La II também estão presentes nas outras duas estrelas, mas em quantidades bem menores, o que não assegura a presença deste elemento na estrela.

Encontramos em todos os espectros linhas de Fe I (ferro neutro) e seus multipletos são altos (geralmente acima do 100, sendo que alguns chegam ao 1000).

A HEN S23, que de acordo com o espectro Cassegrain parecia não ser uma B[e]Sg, nos surpreendeu. Apesar de as linhas serem bastante fracas e muitas delas estarem em absorção, encontramos linhas em emissão de Fe II permitidas e proibidas e a linha de [OI] λ 6300 Å. Não encontramos muitas linhas de O II e elementos neutros são mais freqüentes, o que sugere que a matéria circunstelar deste objeto possui uma região na qual a temperatura seja mais baixa.

Gostaríamos de salientar que estes resultados serão revistos no futuro. Muitas linhas que aqui se encontram são candidatas e a presença deverá ainda ser confirmada. Em alguns casos, temos dois ou até três elementos para o mesmo comprimento de onda. Um estudo mais elaborado será feito posteriormente estudando a probabilidade das transições.

Novas observações de B[e]Sg da Galáxia foram feitas e novas observações de B[e]Sg da Pequena e da Grande Nuvem de Magalhães estão prevista para outubro, novembro e dezembro deste ano (2002) no LNA. Pretendemos verificar as variabilidades das linhas, se existirem, e estimar parâmetros como a temperatura destas e de outras estrelas B[e]Sg. Isso será feito durante o mestrado no Observatório Nacional, sob a orientação do Dr. Francisco X. de Araújo.

Bibliografia

- [1] Allen, D. A.; Swings, J. P. (1972) *ApL*, vol.10 p.83.
- [2] Allen, D. A.; Swings, J. P. (1976) *Astron. Astrophys.*, vol.47 p.293
- [3] Andrillat, Y.; Vreux, J. M.; Dennefeld, M. (1982), *IAUS* vol.98 p.229.
- [4] Azzopardi, M., Breysacher, J., Muratorio, G. (1981) *A&A*, vol.95, p.191.
- [5] Bjorkman, J. E.; Cassinelli, J. P. (1993), *ApJ*, vol.409, p.429.
- [6] Bjorkman, J. E. (1998) *best.work* p.189.
- [7] Castor, J. I.; Abbott, D. C.; Klein, R. I. (1975), *ApJ*
- [8] Chiosi, C.; Maeder, A. (1986) *ARA&A*, vol.24 p.329.
- [9] Conti, P. S. (1976) *MSRSL* vol.9 p.193.
- [10] Cornett, Robert H.; Greason, Michael R.; Hill, Jesse K.; Parker, Joel Wm.; Waller, William H. (1997) *AJ* vol.113, p.1011.
- [11] de Araujo F. X.: (1995) *A&A*, vol.298, p.179.
- [12] Edlén, B.: (1933) *ZA* vol.7 p.378.
- [13] Frost, S. A.; Conti, P. S. (1976) *IAUS* vol.70 p.139.
- [14] Fernandes, M. B. (2000) *Dissertação de Mestrado*.
- [15] Fernandes, M. B.; de Araújo, F. X.; Pereira, C. B.; Landaberry, S. J. C. (2001) *ApJS* vol.136 p.747
- [16] Graham, J. A. (1978) *BAAS*, vol.10R, p.452.
- [17] Hamuy, M.; Suntzeff, N. B.; Heathcote, S. R.; Walker, A. R.; Gigoux, P.; Phillips, M. M. (1994) *PASP* vol.106 p.566.

- [18] Henize, K. G. (1956) *ApJS* vol.2, p.315.
- [19] Heydari-Malayeri, M. (1990) *A&A*, vol.234, p.233.
- [20] Hubert, Anne Marie; Jaschek, Carlos. (1998) best.work H.
- [21] Humphreys, R. M.; Davidson, K. (1994) *PASP* vol.106, p.1025.
- [22] Lamers, H. J. G. L. M.; Zickgraf, F. -J.; de Winter, D.; Houziaux, L.; Zorec, J.:(1998) *A&A*, vol.340 p.117.
- [23] Langer, N.; Heger, A. (1998) best.work 235
- [24] Lawler, J. E., Bonvallet, G., Sneden, C. (2001), *ApJ*, vol.556, p. 452.
- [25] Maciel, W. J. (1999) *Introdução à Estrutura e Evolução Estelar*; Ed. USP.
- [26] Magalhaes, A. M. (1992) *ApJ*, vol.398 p.286.
- [27] Massey, Philip; Duffy, Alaine S. (2001) *ApJ*, vol.550, p.713.
- [28] McGregor, P. J.; Hyland, A. R.; McGinn, M. T. (1989) *A&A*, vol.223, p.237.
- [29] Wood, P. R.; Habing, H. J.; McGregor, P. J. (1998) *A&A*, vol.336 p.925
- [30] Melgarejo, R.; Magalhães, A. M.; Carciofi, A. C.; Rodrigues, C. V. (2001), *A&A*, vol.377 p.581.
- [31] Neubig, M. M. S., Bruhweiler, F. C. (1997), *ApJ*, vol. 114(5), p. 1951.
- [32] Payne, Cecilia H.:(1933) *ZA*, vol.7 p.1.
- [33] Salpeter, E. E. (1955) *ApJ*, vol.121, p.161.
- [34] Schaerer, D.; Lejeune, Th. (1999), *upse.conf*, p.73.
- [35] Schulte-Ladbeck, R. E.; Clayton, G. C.; Leithere, C.; Drissen, L.; Robert, C.; Nota, A.; Parker, J. (1993) *SSRv*, vo.66 p.193.
- [36] Shore, S. N.; Sanduleak, N.; Allen, D. A. (1987) *A&A*, vol.176, p.59.
- [37] Smith, L. F. (1968) *MNRAS*, vol.141 p.317.
- [38] van der Hucht, K. A.; Conti, P. S.; Lundstrom, I.; Stenholm, B. (1981), *SSRv*, vol.28 p.227.
- [39] Wolf, B.; Stahl, O. (1985), *A&A*, vol.148 p.412.

- [40] Zickgraf, F.-J.; Wolf, B.; Stahl, O.; Leitherer, C.; Klare, G. (1985) *A&A*, vol.143 p.421
- [41] Zickgraf, F.-J.; Wolf, B.; Leitherer, C.; Appenzeller, I.; Stahl, (1986) *A&A*, vol.163 p.119.
- [42] Zickgraf, F.-J.; Humphreys, R. M. (1989-a), *BAAS*, vol.21, p.792.
- [43] Zickgraf, F.-J.; Wolf, B.; Stahl, O.; Humphreys, R. M. (1989-b), *A&A*, vol.220, p.206. vol.195, p.157.
- [44] Zickgraf, F. -J., Wolf, B., Stahl, O., Humphreys, R. M. (1989-c) *A&A*, vol.220, p.206.
- [45] Zickgraf, F. -J.; Stahl, O.; Wolf, B. (1992) *A&A*, vol.260, p.205.
- [46] Zickgraf, F.-J.; Humphreys, R. M.; Lamers, H. J. G. L. M.; Smolinski, J.; Wolf, B.; Stahl, O. (1996) *A&A*, vol.315, p.510.
- [47] Zickgraf, F.-J. (1998) *best.work*, p.1.