

Dissertação de Mestrado

Estrelas de tipo espectral F como
candidatas a Blue Stragglers do campo

Marlon Dias da Silveira

Ministério da Ciência e Tecnologia

Observatório Nacional

Departamento de Astronomia

Dissertação de Mestrado

Dissertação para obter a titulação de Mestre em Astronomia

Estrelas de tipo espectral F como candidatas a Blue Stragglers do campo

Marlon Dias da Silveira

Orientador: Dr. Claudio Bastos Pereira

Rio de Janeiro - Brasil

2013

“The measure of a man is what he does with power”

Plato

AGRADECIMENTOS

Aos meus pais, que sempre me deram a liberdade de escolher e fazer o meu caminho.

Ao meu orientador, por sua boa vontade, pelo tempo dedicado ao projeto e inúmeras correções, pela paciência, apesar de ser flamenguista.

A todo o resto do pessoal que conheci durante o mestrado.

A CAPES/FAPERJ pela bolsa concedida.

Ao Thiago Daboit, Ramon Silva e Arthur Jardim que sempre me ajudaram e apoiaram em todos os aspectos, apesar da zoação por qualquer motivo, mesmo eu estando certo... Mas esses moleques me ajudaram a me tornar o que eu sou hoje. Valeu!

E ao meu amor: Gabriele Cialla. Te amo!!

RESUMO

Estrelas *Blue Stragglers* (BS) são mais brilhantes e deslocadas para o azul em relação ao *turnoff* dos aglomerados globulares e abertos. Se as BS fossem estrelas normais da sequência principal, elas teriam evoluído juntamente com as outras estrelas do aglomerado. Elas foram primeiramente observadas por Sandage (1953) e anos depois receberam o nome *straggler*, que significa “dispersa”, afinal elas parecem dispersas, do ponto de vista evolutivo, em relação às outras estrelas do aglomerado.

As BS são um grande mistério para a astrofísica porque sua existência não está de acordo com o conhecimento de evolução estelar que se tem hoje. Por isso, elas levantam interessantes questionamentos sobre o que se sabe hoje com respeito à evolução estelar para poderem ser explicadas. Para explicar a origem das BS, algumas hipóteses foram propostas: (i) extensão do tempo de vida na sequência principal devido a algum processo de mistura interna; (ii) BS têm origem através de uma coalescência de um sistema binário ou *merger* estelar; (iii) BS são formadas por transferência de massa entre um sistema binário.

Esta dissertação tem como objetivo a análise espectroscópica de 11 estrelas do campo da Galáxia, dentre elas, 7 são candidatas a BS e outras 4 são BS já identificadas com publicações que servirão como referência e comparação. A análise espectroscópica consistiu na determinação da temperatura, gravidade superficial, metalicidade, rotação, velocidade radial e composição química dessas 11 estrelas. Também foi feita uma comparação dos espectros das estrelas candidatas a BS com espectros das estrelas BS já identificadas.

Palavras-chave: Estrelas: Blue Stragglers; Blue Stragglers: campo; Espectroscopia

ABSTRACT

Blue Stragglers (BS) stars are brighter and bluer than comparable metallicity globular and open clusters *turnoff*. If BS were regular main sequence stars, they would have evolved with the other clusters' stars. They were first observed by Sandage (1953) and years later received the name *straggler*, which means “wander” or “go astray”, because they seem to have gone astray, evolutionarily speaking, with respect to the other stars of the cluster.

BS are a mystery to astrophysics because their existence is not in agreement with the current knowledge of stellar evolution. Hence they raise interesting questions about what is known about stellar evolution to be explained. To explain the origin of BS some theories have been proposed: (i) lifetime extension on the main sequence due to some internal mixing; (ii) BS have originated from a coalesced binary system or stellar merge; (iii) BS are formed due to mass transfer in a binary system.

This thesis aims to analyze spectroscopically a sample of 11 field stars from the Galaxy, among them 7 are BS candidates and 4 are BS already identified with publications which will be used as a reference and comparison. The spectroscopic analysis consisted on the

determination of effective temperature, surface gravity, metallicity, rotation, radial velocity and chemical composition of these 11 stars. A spectral comparison was also made between the candidates and the genuine BS.

Keywords: Stars: Blue Stragglers; Blue Stragglers: field; Spectroscopy

Sumário

1	Introdução	15
1.1	Primeiras observações	15
1.2	Características	19
1.2.1	Localização em aglomerados globulares	19
1.2.2	Rotação	21
1.2.3	Abundância de Lítio	21
1.3	Hipóteses de Formação	24
1.3.1	<i>Mixing</i> Interno	24
1.3.2	Formação Tardia	25
1.3.3	Transferência de Massa	25
1.3.4	Coalescência	29
2	Identificação de estrelas candidatas	32
3	Análise dos espectros de absorção	38
3.1	Alargamento Natural	40
3.2	Alargamento Doppler ou Térmico	41
3.3	Alargamento por pressão ou Colisional	42
3.4	Perfil de Voigt	44
3.5	Determinação dos parâmetros atmosféricos	44
3.6	Metodologia	50

3.7	Resultados Obtidos	58
3.8	Obtenção de $(B - V)_0$ para as BS candidatas	58
3.9	Comparação das BS genuínas com a literatura	60
3.10	Incertezas nos parâmetros atmosféricos	64
3.11	Rotação das estrelas	65
3.12	Velocidade radial	70
4	Comparação entre BS candidatas e BS genuínas	74
4.1	Espectros	74
4.2	BS candidatas no diagrama $(B - V)_0$ vs. $[m/H]$	74
5	Abundâncias	78
5.1	Incertezas nas abundâncias	81
5.2	BS candidatas em comparação com os resultados de Reddy <i>et al.</i> (2003) e (2006)	82
5.3	Lítio	86
6	Conclusão	93
7	Referências	97
A	Tabelas das larguras equivalentes para o Fe I e Fe II	105
B	Tabelas das larguras equivalentes para outros elementos	114

Lista de Figuras

1	Diagrama cor-magnitude de Sandage	16
2	Número de BS em relação à estrelas HB vs. raio do aglomerado	20
3	Abundância de Li vs. temperatura para o aglomerado das Hyades	23
4	$(B - V)_0$ vs. metalicidade de Carney (2005)	34
5	Espectro de absorção da estrela HD 106516	39
6	Definição geométrica da largura equivalente	40
7	Perfil de linha para os mecanismos Doppler e <i>damping</i>	45
8	Diagrama da correlação da abundância de Fe vs. potencial de excitação (eV) para a estrela HD 97916	47
9	Diagrama da correlação da abundância de Fe vs. potencial de excitação (eV) para a estrela SAO 157038	47
10	Diagrama da correlação da abundância de Fe vs. largura equivalente reduzida para a estrela HD 97916	48
11	Diagrama da correlação da abundância de Fe vs. largura equivalente reduzida para a estrela SAO 157038	49
12	Lista de linhas do Fe para medição de abundância	51
13	Modelo de atmosfera de Kurucz para uma estrela com $T_{eff} = 6600K$, $\log g = 3.8$ e metalicidade -0.5.	53

14	Correlação θ_1 vs. θ_2 para HR 3220	56
15	Solução dos parâmetros atmosféricos e obtenção das abundâncias de Fe	57
16	Síntese espectral para determinação de v_{seni} para HD 219221	67
17	Espectro normalizado das estrelas para comparação de v_{seni}	69
18	Distribuição da velocidade de rotação em estrelas da sequência principal	70
19	Velocidade de rotação vs. temperatura efetiva	71
20	Espectro normalizado das estrelas candidatas e BS para comparação	75
21	$(B - V)_0$ vs. metalicidade modificado	77
22	Abundâncias de alguns elementos	78
23	Razões de abundância vs. metalicidade de Reddy <i>et al.</i> (2003) e (2006) com as estrelas dessa dissertação	83
24	Razões de abundância vs. metalicidade de Reddy <i>et al.</i> (2003) e (2006) com as estrelas dessa dissertação	84
25	Razões de abundância vs. metalicidade de Reddy <i>et al.</i> (2003) e (2006) com as estrelas dessa dissertação	85
26	Síntese espectral para determinação da abundância de Li para HD 214164	87

27	Espectro normalizado das estrelas candidatas e BS para comparação de Li	88
28	Abundância de Li vs. temperatura efetiva de estrelas do campo	90
29	Abundância de Li vs. metalicidade de estrelas do campo	91

Lista de Tabelas

1	Dados observacionais das estrelas de Bidelman (1981)	33
2	Dados observacionais das estrelas de Bidelman & MacConnell (1973)	35
3	Dados observacionais da estrela de Lu (1991)	35
4	Índice de cor das estrelas BS genuínas	36
5	S/N dos espectros	37
6	Dados fotométricos e parâmetros atmosféricos das estrelas analisadas	58
7	$(B - V)_0$ das BS genuínas utilizando a equação de Alonso <i>et al.</i> (1999)	59
8	$(B - V)_0$ das BS candidatas utilizando a equação de Alonso <i>et al.</i> (1999)	60
9	HD 106516 - Comparação dos parâmetros atmosféricos da bibliografia com os dessa dissertação	61
10	HD 142575 - Comparação dos parâmetros atmosféricos da bibliografia com os dessa dissertação	62
11	HD 97916 - Comparação dos parâmetros atmosféricos da bibliografia com os dessa dissertação	62
12	HR 3220 - Comparação dos parâmetros atmosféricos da bibliografia com os dessa dissertação	63

13	Erros dos parâmetros atmosféricos	65
14	Velocidade de rotação das estrelas BS genuínas	66
15	Velocidade de rotação das estrelas candidatas a BS . .	68
16	Velocidade radial das estrelas	72
17	Velocidade radial das estrelas - continuação	72
18	Razões de abundâncias [X/Fe] dos elementos anali- sados	79
19	Razões de abundâncias [X/Fe] dos elementos anali- sados - continuação	80
20	HD 106516 - Comparação das abundâncias na bibli- ografia com as dessa dissertação	80
21	HD 142575 - Comparação das abundâncias na bibli- ografia com as dessa dissertação	80
22	HR 3220 - Comparação das abundâncias na biblio- grafia com as dessa dissertação	81
23	HD 97916 - Comparação das abundâncias na bibli- ografia com as dessa dissertação	81
24	Abundâncias de lítio	87
25	Larguras Equivalentes das linhas de Fe I e Fe II para HD 142575, HD 106516, HD 97916, HR 3220, HD 102592 e HD 170149	105

26	Larguras Equivalentes das linhas de Fe I e Fe II para BD+00 271, BD+00 452, SAO 157038, HD 214164, HD 219221	110
27	Larguras equivalentes medidas para HD 142575, HD 106516, HD 97916, HR 3220, HD 102592 e HD 170149	114
28	Larguras Equivalentes medidas para HD 85205, HD 100012, HD 101079, HD 139660, HD 142491 e HD 174204	121

1 Introdução

1.1 Primeiras observações

As estrelas *Blue Stragglers* (BS) foram observadas por Sandage (1953), analisando o diagrama cor-magnitude do aglomerado globular M3 (Figura 1), são mais luminosas e deslocadas para o azul em relação ao ponto de *turnoff* (ponto de saída da sequência principal) de diagramas HR de aglomerados globulares e abertos. Burbidge & Sandage (1958) usaram o termo *straggler* para se referir a população vista no aglomerado aberto NGC 7789. O termo *straggler* que significa “disperso” ou “extraviado” fornece uma ideia a respeito dessas estrelas. Elas parecem estar dispersas (ou desconectadas) do ponto de vista evolutivo da população do aglomerado a qual pertencem. Se as BS fossem estrelas normais da sequência principal, elas já teriam evoluído e deixado a sequência principal juntamente com as outras estrelas do aglomerado.

Estrelas BS ainda são um enigma na astrofísica. A existência desses objetos levanta interessantes questões para a evolução das estrelas e para os sistemas estelares. Entre as diversas hipóteses existentes para a origem das estrelas BS, algumas delas as consideram como: (1) estrelas do ramo horizontal que aparecem acima do ponto

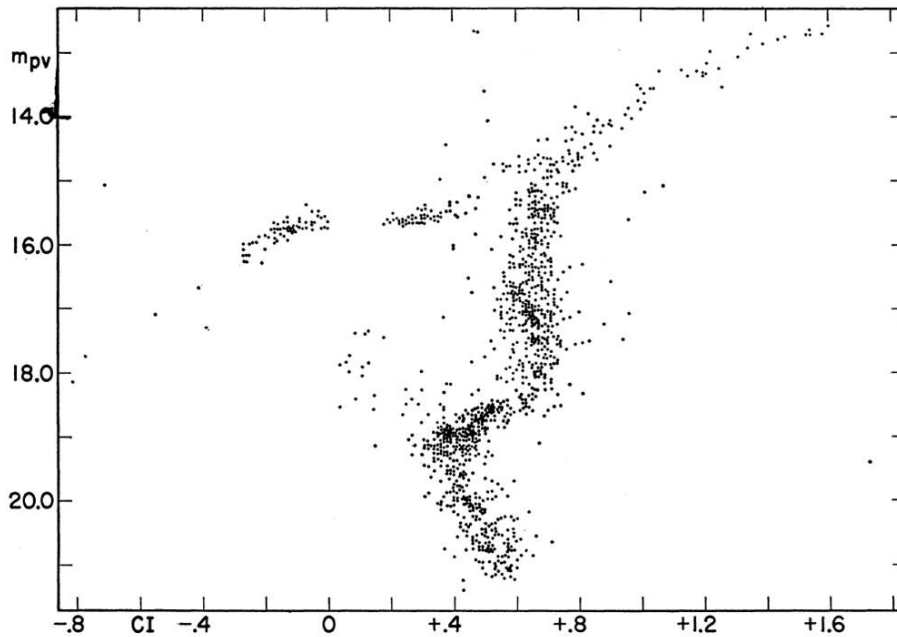


Figura 1: Diagrama cor-magnitude do aglomerado globular M3 de Sandage (1953), onde $CI = color\ index$ definido por $m_{pg} - m_{pv}$ que são as magnitudes fotográfica e fotovisual. As BS são as estrelas próximas a $0 < CI < 0.3$ e $17 < m < 19$.

de *turnoff* da sequência principal; (2) estrelas de segunda ou terceira geração, ou seja, que resultaram de uma formação estelar atrasada em relação às estrelas do aglomerado; (3) estrelas que estenderam suas vidas na sequência principal por causa de algum *mixing* interno; (4) estrelas formadas por colisão de duas estrelas; (5) o resultado de transferência de massa num sistema binário próximo; (6) um *merger* de componentes de um sistema binário ou (7) o resultado de uma colisão entre um ou mais sistemas binários. Dessas hipóteses, as hipóteses (2), (3), (5) e (6) são tidas como canais mais prováveis de

formação das BS.

Estrelas BS são encontradas em todos os tipos de população: nos aglomerados abertos de várias idades (população I jovem e velha do disco) e aglomerados globulares (população II). Nos aglomerados abertos e globulares, a identificação de estrelas BS é uma tarefa relativamente fácil devido à posição que ocupam no diagrama HR (ou diagrama cor-magnitude) desses aglomerados, uma vez que a distância ao aglomerado é bem determinada. Quanto à análise de estrelas BS na Galáxia, ou seja, fora dos aglomerados, a sua identificação não é fácil porque nem sempre é possível obter um diagrama cor-magnitude (tal como nos aglomerados) devido à incerteza na distância. Além disso, também nem sempre é possível obter o excesso de cor ($E(B-V)$) de estrelas do campo e a partir daí construir um diagrama $(B - V)_0$ vs. $[A/H]$ a fim de selecionar estrelas candidatas a BS numa comparação de estrelas de mesma idade e baixa metalicidade do disco espesso e halo. Esse método foi empregado por Carney *et al.* (2005) para selecionar 5 estrelas BS do campo. Preston *et al.* (1994) utilizando fotometria UBV identificaram um número significativo de estrelas pobres em metais mais azuis do que as estrelas da sequência principal de aglomerados globulares de mesma metalicidade. Essas estrelas supostamente seriam estrelas BS do campo.

É provável que o mecanismo que forme as estrelas BS nos aglomerados não seja o mesmo para as estrelas BS do campo, uma vez que nos aglomerados a probabilidade de encontros estelares é maior do que nas estrelas do campo. Dessa forma estrelas BS do campo seriam uma amostra livre para os estudos dos mecanismos que poderiam originar essas estrelas peculiares, independente do ambiente onde se situam.

Do ponto de vista espectroscópico, em algumas estrelas BS do campo foram observadas uma sobreabundância de elementos criados pelo processo-s (processo de captura lenta de nêutrons) (Snedden *et al.* 2003). Dessa forma o único mecanismo provável para explicar a sobreabundância desses elementos seria o processo de transferência de massa. Porém em outras BS não foi detectada nenhuma sobreabundância dos elementos do processo-s. É provável que a diferença entre as BS que apresentam enriquecimento de elementos gerados pelo processo-s e as BS que não apresentam tal enriquecimento esteja relacionado a diferenças orbitais (período, excentricidade) e/ou ao estágio evolutivo da estrela doadora (AGB vs. gigante vermelha).

1.2 Características

A seguir serão discutidas algumas características mais detalhadas das BS:

1.2.1 Localização em aglomerados globulares

O trabalho de Mapelli *et al.* (2006) mostra que a localização das BS num aglomerado globular nos fornece informação sobre sua formação (Figura 2). Utilizando um modelo na qual pode se introduzir as frações de BS produzidas por colisão e por transferência de massa num aglomerado, os autores concluíram que as BS no centro do aglomerado são provavelmente formadas por colisão, enquanto as BS da periferia do aglomerado seriam formadas, quase exclusivamente, por transferência de massa. Outra característica interessante sobre as BS em aglomerados globulares é a existência de um raio de *avoidance*, onde há uma queda no número de BS em determinada região do aglomerado. A distribuição radial de BS de 4 aglomerados globulares é mostrada na Figura 2 de maneira normalizada em relação a estrelas *Horizontal Branch* (HB).

No raio de *avoidance*, forma-se uma zona de *avoidance*, onde há um mínimo em números de BS. Essa zona é explicada por uma fricção dinâmica ou por uma segregação de massa dentro do aglome-

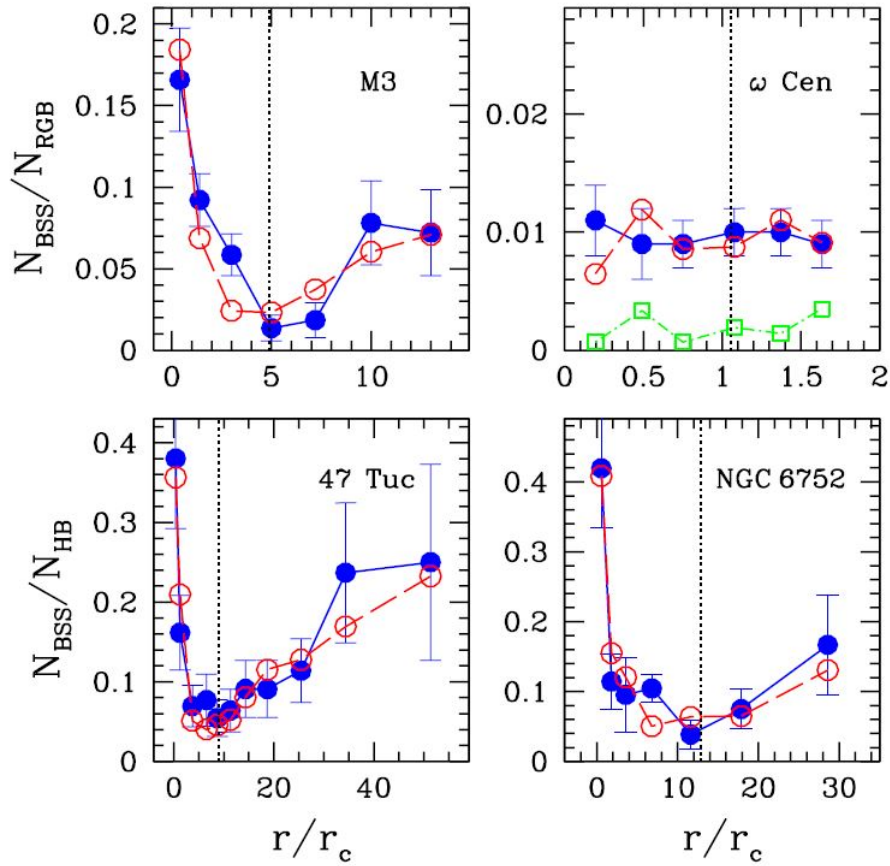


Figura 2: Número de BS em relação a estrelas HB vs. raio do aglomerado em relação ao raio do núcleo (r_c). Círculos cheios e linhas sólidas indicam dados de Ferraro *et al.* 1997 (M3), Ferraro *et al.* 2006 (ω Cen), Ferraro *et al.* 2004 (47 Tuc), Sabbi *et al.* 2004 (NGC 6752). Círculos abertos e linhas tracejadas indicam o *best fit* obtido das simulações dos autores. Para NGC 6752 foi adotado $r_c = 28''$. As linhas pontilhadas verticais mostram o raio característico da zona de *avoidance*. No painel de ω Cen, os quadrados abertos e a linha pontilhada unindo-os representam a razão N_{XMM}/N_{RGB} , que é o número de fontes de raios-x detectadas em ω Cen por Gendre *et al.* (2003) normalizada pelo número de estrelas RGB. Fonte: Mapelli *et al.* (2006).

rado, por equipartição de energia, na qual as estrelas mais massivas são mais atraídas para o centro do aglomerado.

1.2.2 Rotação

Dependendo do mecanismo de formação pode haver uma rotação acima do normal nas BS. Se elas forem formadas por encontros estelares, como colisões ou transferência de massa, espera-se uma alta rotação, pelo menos inicialmente. Alta rotação está presente em algumas BS e não está presente em outras, assim a importância desse mecanismo precisa ser mais estudada.

1.2.3 Abundância de Lítio

Lítio (Li) é um elemento frágil sujeito a depleção por captura de prótons a uma temperatura de $2.5 \times 10^6 K$. A abundância superficial de Li diminui com a temperatura efetiva para $T_{eff} < 5400 K$, pois a baixas temperaturas a zona de convecção atinge regiões mais superficiais que podem entrar em contato e destruir o Li. Para as BS, que têm temperaturas efetivas acima de $6000 K$, deveria ser esperado uma abundância normal de Li, mas não é o que ocorre. Para estrelas pobres em metais, a abundância de Li tem um valor quase constante, $\log n(Li) = 2.2$, que é usualmente referido como *Spite plateau* depois da descoberta de Spite & Spite (1982). Esse *plateau*

aparece para estrelas com $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.0$ (Steigman (2003)).

Espera-se que o Li tenha sofrido uma depleção se houve transferência de massa ou se algum *mixing* interno alcançar a fotosfera. De fato, Li não é encontrado em muitas BS já identificadas. Entretanto deve ser ressaltado que o trabalho de Carney *et al.* (2001) utilizou duas estrelas, BD +72 94 e HD 84937, como sendo candidatas a BS, mesmo ambas tendo abundâncias normais de Li, o que pode sugerir que essas duas estrelas são formadas por algum método desconhecido ou são realmente estrelas pobres em metais “comuns”.

Além disso, a abundância de Li pode não ser uma ferramenta útil na distinção entre uma estrela jovem pobre em metais e uma BS. Num estudo no aglomerado Hyades feito por Boesgaard & Tripicco (1986) e Boesgaard & Budge (1988), foi observado um *gap* de Li presente em estrelas da sequência principal com temperaturas efetivas entre 6300 K e 6900 K (Figura 3). Se esse *gap* de Li aparece naturalmente na evolução de estrelas pobre em metais da sequência principal, isso pode levar a confundir estrelas normais e BS. Como será visto nos próximos capítulos, as temperaturas efetivas obtidas para as estrelas analisadas, entre elas BS já identificadas, estão muito próximas desse *gap* de Li.

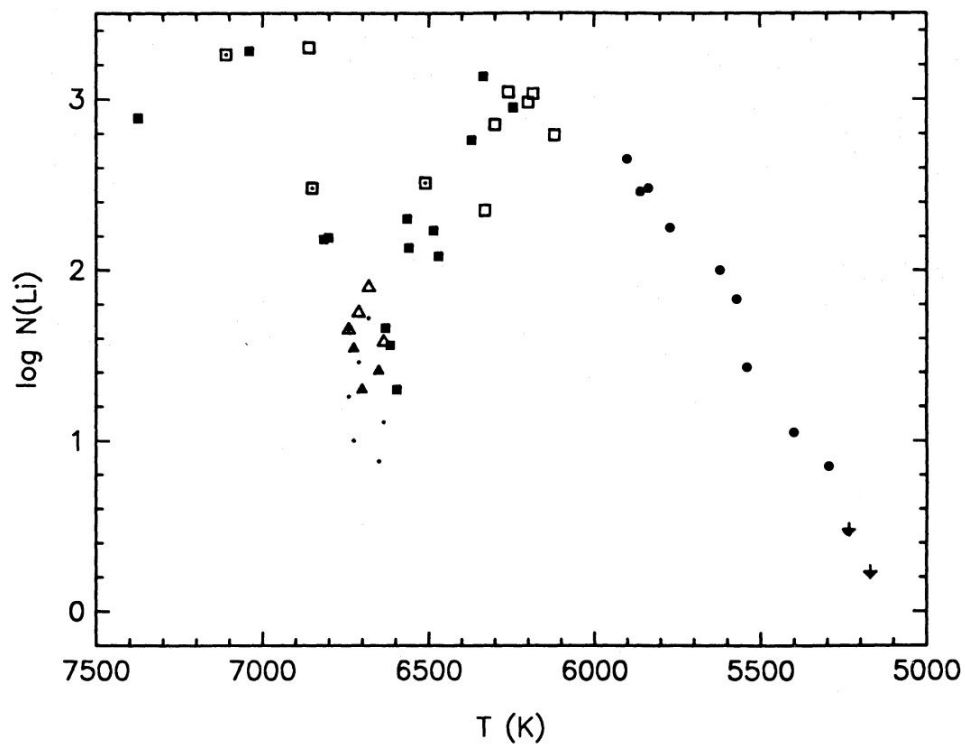


Figura 3: Abundância de Li vs. temperatura para o aglomerado das Hyades. Quadrados cheios representam os resultados de Boesgaard & Tripicco (1986a), círculos cheios são os resultados de Cayrel *et al.* (1984), símbolos abertos são os objetos estudados por Boesgaard & Budge (1988). Símbolos abertos com um ponto representam objetos feitos por Boesgaard & Tripicco (1986a) e Boesgaard & Budge (1988) e as médias foram plotadas. Triângulos denotam limites superiores, mas os pontos pequenos indicam os limites superiores encontrados da síntese do *blend* Li-Fe para anãs tipo F.

A seguir serão discutidas as principais hipóteses de formação das BS.

1.3 Hipóteses de Formação

1.3.1 *Mixing* Interno

Esta hipótese, apoiada por Saio & Wheeler (1980) explica o fenômeno BS através de um extensivo *mixing* interno na fase da queima de hidrogênio. Esse *mixing* poderia ser originado por uma rápida rotação ou por “bolhas” de campo magnético (Finzi & Wolf (1968)). A adição de uma pressão não térmica no núcleo aumenta significativamente o tempo da estrela na sequência principal, porque ela diminui a temperatura na região de queima do núcleo e diminui a luminosidade.

Essa hipótese explica muito bem o fenômeno das BS, mas alguns problemas vêm a tona. Por exemplo o porquê de apenas algumas estrelas apresentarem esse tipo de mistura e não todas, ou quais seriam as verdadeiras causas desse *mixing*. Outra explicação para essa mistura é que ela pode ser induzida por uma estrela companheira num sistema binário, causando o *mixing* por um efeito de maré, como ocorre com a Lua sobre a Terra. Outra característica desta hipótese é que as BS com diferentes massas têm diferentes frações de massa envolvidas no *mixing*.

1.3.2 Formação Tardia

A possibilidade de BS serem apenas estrelas que foram formadas mais recentemente em relação às estrelas do *turnoff* existe, pelo menos para as pertencentes a aglomerados jovens. De maneira geral, essa hipótese é “facilmente” provada, observando-se os indicadores de formação estelar, como nebulosas, estrelas T Tauri e emissão em 21 cm, que indica hidrogênio neutro ou sinal de um aglomerado de poeira.

Outro indicador para formação tardia seria observada pela análise de abundâncias químicas, pois é de se esperar uma discrepância nos constituintes de estrelas de duas épocas diferentes.

Preston & Sneden (2004) sugerem que essa formação tardia pode ter ocorrido numa galáxia satélite e que algumas dessas estrelas foram capturadas pela nossa Galáxia e se confundem com BS do campo.

1.3.3 Transferência de Massa

Assim como Sandage (1953), McCrea (1964) também percebeu uma estranha população de estrelas mais azuis do que as do *turnoff*, na qual ele apenas as chamou “estrelas azuis”. A hipótese utili-

zada para descrever essa discrepância nas estrelas do aglomerado foi a ocorrência de transferência de massa entre duas estrelas que são parte de um sistema binário. O que ocorre é que a estrela mais massiva do sistema se desenvolve mais rapidamente e quando está no processo de se tornar uma gigante vermelha o seu material atinge o lóbulo de *Roche*, nesse momento o material começa a cair na estrela menos massiva. Quando isso ocorre há um enriquecimento em hidrogênio não-processado pela estrela secundária (menos massiva) e por conseguinte sua massa aumenta, o que faz parecer que a secundária é agora a mais massiva do sistema, enquanto a antiga primária se torna uma sub-gigante e a atual secundária. Superfícies estelares que possuem depleção nas abundâncias de carbono e oxigênio são esperadas para BS originadas por transferência de massa, pois o material acretado deve vir da região central da estrela próxima. McCrea (1964) também percebeu que a massa combinada das estrelas não pode ser mais que o dobro da massa das estrelas que estão no *turnoff*. De maneira geral as BS obedecem essa relação, e as que não obedecem, não possuem compatibilidade com o aglomerado bem estabelecidas.

Para se estudar a possibilidade da transferência de massa entre as estrelas de um sistema binário costuma-se utilizar a variação da

velocidade radial das estrelas que possuem pequeno ou médio período, ou seja, até 100 dias ou entre 100-1000 dias. Se o sistema binário tem um período longo, maior que 1000 dias, a variação da velocidade torna-se pequena e difícil de detectar.

Essa hipótese tem boa aceitação pois ela não necessita que se re-pense os conhecimentos que se têm sobre as estrelas. Como foi visto na Figura 2, Mapelli *et al.* (2006) mostrou uma relação entre o tipo de formação da BS com a sua posição no aglomerado, ou seja, as BS da periferia do aglomerado são criadas quase que exclusivamente por transferência de massa.

Carney *et al.* (2001, 2005) argumentam que a evolução de um sistema binário com transferência de massa é um caminho para a produção de BS, e aparentemente o mais comum para as BS do campo. Entretanto eles ressaltam que existem estrelas da sequência principal pobres em metais e que são mais quentes do que o *turnoff* de aglomerados globulares (em outras palavras, candidatas a BS) no campo e que não são binárias. Eles explicam que essas estrelas podem ser remanescentes de uma galáxia anã acretada, cuja formação estelar continuou por um longo período.

Preston & Sneden (2000) fizeram um estudo extensivo de estrelas pobres em metais e acharam uma grande fração de binárias, com períodos de centenas de dias, o que os levou a sugerir que muitas delas seriam BS.

Espera-se que BS originadas por transferência de massa tenham alta velocidade rotacional por causa do momento angular transferido através da massa. De qualquer maneira, mecanismos de frenagem (frenagem magnética, por exemplo) podem intervir na velocidade rotacional prevista para as BS, independente do mecanismo de formação. Esses mecanismos ainda não possuem eficiências e escalas de tempo bem conhecidas, o que os torna um problema grande nessa estimativa.

De maneira geral, a transferência de massa é tida como a hipótese primária para formação de estrelas BS, especialmente no campo. E para o contínuo estudo dessa hipótese são necessários mais estudos das características orbitais das estrelas, ou seja, mais dados sobre as velocidades radiais das BS do campo conhecidas para a identificação de candidatas adicionais, juntamente com suas características orbitais. Também é interessante observar a frequência de BS originadas através de sistemas binários.

1.3.4 Coalescência

Considera-se a coalescência de estrelas quando elas dividem um envelope ou sofreram um *merger* completo. A existência de estrelas coalescidas só pode ser inferida, mas as propriedades esperadas para esse tipo de evento explicam o que se observa nas BS. A coalescência pode ser originada por um sistema binário que espirala e conseqüentemente se torna um só ou por *merger* colisional, que ocorre quando há um encontro estelar direto.

A partir do momento em que há a troca de material, o comportamento esperado da estrela final é, de certa forma, parecido ao caso onde só há transferência de massa. Espera-se uma alta velocidade de rotação, devido a conservação do momento angular do sistema binário espiralando rapidamente, mas isso não é observado na maioria das BS, que têm velocidade de rotação normal. Para explicar essa discrepância da velocidade rotacional, Eggen & Iben (1989) recorreram a uma frenagem magnética que é um mecanismo ainda não muito bem entendido.

Do ponto de vista químico, não é esperado que BS geradas através de colisão tenham alguma anomalia em sua abundância, porque algumas simulações hidrodinâmicas sugerem que pouco mixing

ocorre entre o núcleo e os envelopes mais externos (Lombardi *et al.* (1995)). Dessa forma, o tempo de vida de uma estrela coalescida deve ser aumentado. E se o *merger* for lento, a gravidade superficial da estrela primária fica inalterada. A partir desse ponto, espera-se que a estrela evolua como uma estrela que tem a massa obtida após a coalescência. Esse mecanismo explica a criação de BS, especialmente no núcleo de aglomerados, onde a densidade estelar é maior e mais propensa a colisões.

O objetivo deste trabalho é analisar espectroscopicamente uma amostra de 11 estrelas de tipo espectral F (*early type F*). Dessas 11 estrelas, 7 são candidatas a BS do campo e outras 4 já foram identificadas na literatura como BS do campo que serão utilizadas como referência para as estrelas candidatas. A partir da análise espectroscópica foram determinados os parâmetros atmosféricos e abundâncias de elementos químicos dessas 11 estrelas. Também foram determinadas as velocidades de rotação e radiais. Também foi analisada a posição das estrelas candidatas no diagrama $(B - V)_0$ vs. metalicidade a fim de comparar com as estrelas BS do campo já conhecidas.

Os espectros das estrelas candidatas a BS foram comparados com as BS genuínas a fim de investigar possíveis semelhanças entre os objetos.

Finalmente obtivemos a abundância de lítio das estrelas candidatas e BS do campo com o objetivo de impor outros vínculos a origem dessas estrelas.

2 Identificação de estrelas candidatas

A identificação de estrelas candidatas a BS do campo é uma tarefa complicada, pois requer que grandes amostras sejam estudadas para se obter algumas estrelas mais azuis que as de aglomerados globulares de metalicidade semelhante. Os aglomerados globulares têm como ponto de *turnoff* $(B - V)_0 < 0.36$ (Sandage(1970)), então esse valor é utilizado como referência na detecção de candidatas a BS do campo. Lembrando que nem sempre é possível obter o índice de cor intrínseco $(B - V)_0$, pois para isso necessita-se do avermelhamento na direção da estrela, que não é de simples obtenção.

Além disso, as estrelas devem ser da sequência principal e não *Blue Horizontal Branch* e para isso é necessário obter a gravidade superficial para fazer a distinção.

A depleção de Li é um fator a se observar, considerando que as estrelas analisadas estão num intervalo de temperatura na qual foi observado um Li *gap*, que está situado entre 6300 K e 6900 K. Em vários trabalhos publicados parece haver uma relação entre deficiência em Li e BS, o que é coerente com algumas hipóteses de formação, tal como a transferência de massa.

O método utilizado por Carney *et al.* (2005) é mostrado na Figura 4, onde a maioria das estrelas pobres em metais do campo estão concentradas numa dada região do diagrama, e acima de um certo ponto estão concentradas as BS. Esse diagrama é importante para a classificação de estrelas como candidatas a BS do campo e será utilizado como referência nesse trabalho.

A amostra a ser estudada consiste de 11 estrelas:

(i) 4 estrelas foram selecionadas a partir do *survey* de prisma-objetivo de Bidelman (1981) e foram classificadas como *sl. wk-lined F stars* (*slight weak-lined F stars*); BD+00 271, BD+00 452, HD 102592 e SAO 157038, referida no artigo como BD-09 3412. Seus dados observacionais estão na Tabela 1;

Tabela 1: Dados observacionais das estrelas de Bidelman (1981)

Estrelas	Data da observação	Tempo de exposição(s)	V(mag)	Tipo espectral	Fonte
BD+00 271	29/10/1999	3600	10.05	F	Hog <i>et al.</i> (2000)
BD+00 452	25/11/1999	3600	10.48	F	Hog <i>et al.</i> (2000)
HD 102592	26/03/2000	3600	10.14	F0V	Hog <i>et al.</i> (2000)
SAO 157038	07/02/2001	3600	9.76	F5	Hog <i>et al.</i> (2000)

(ii) duas estrelas pobres em metais da amostra de Bidelman & MacConnell (1973), HD 214164 e HD 219221. Seus dados observacionais estão na Tabela 2;

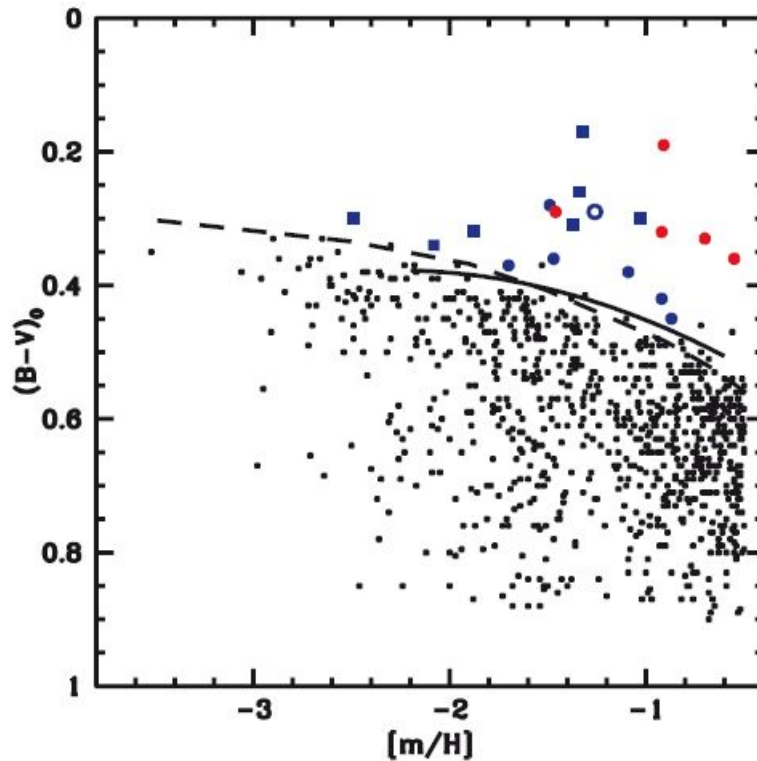


Figura 4: $(B - V)_0$ vs. metalicidade. Os círculos vermelhos são candidatas a BS estudadas no artigo de Carney *et al.* (2005). Círculos azuis são BS binárias com soluções orbitais de Carney *et al.* (2001). Quadrados azuis são BS binárias com soluções orbitais e $P > 20$ dias de Preston & Sneden (2000). Círculo azul aberto é BD+25 1981 que pode ser binária. Os pontos pretos são estrelas pobres em metais do campo. A linha cheia é um ajuste para o índice de cor observado no *turnoff* em aglomerados globulares e a linha tracejada é o equivalente teórico para aglomerados com idade semelhante. Fonte: Carney *et al.* (2005).

(iii) uma estrela da amostra de Lu (1991), que foi classificada como *early F*, HD 170149. Seus dados observacionais estão na Tabela 3;

Tabela 2: Dados observacionais das estrelas de Bidelman & MacConnell (1973)

Estrelas	Data da observação	Tempo de exposição(s)	V(mag)	Tipo espectral	Fonte
HD 214164	09/10/2000	3600	8.69	F2V	Houk & Cowley (1975)
HD 219221	09/08/2000	2400	8.51	F0V	Houk (1978)

Tabela 3: Dados observacionais da estrela de Lu (1991)

Estrelas	Data da observação	Tempo de exposição(s)	V(mag)	Tipo espectral	Fonte
HD 170149	09/08/2000	1200	7.10	F5/F6IV	Houk (1978) e Hog <i>et al.</i> (2000)

A amostra de BS já identificadas consiste de 4 estrelas:

(iv) duas estrelas da amostra de Carney *et al.* (2001), HD 106516 e HD 97916 e uma de Carney *et al.* (2005), HD 142575, confirmadas como BS do campo. HD 142575 não parece ter sua velocidade radial variável com o tempo, ou seja, ela parece ser uma estrela isolada. HD 97916 e HD 106516 são binárias espectroscópicas *single-lined*, com períodos orbitais de 663 e 844 dias, respectivamente.

(v) uma estrela da amostra de Fuhrmann *et al.* (2011), HR 3220 onde ela foi descoberta como uma estrela BS do campo. HR 3220 é uma estrela binária de $M = 1.35 M_{\odot}$, cuja estrela companheira é uma anã branca com $M \approx 0.42 M_{\odot}$. HR 3220 possui um período orbital de aproximadamente 900 dias.

Na Tabela 4 estão os dados fotométricos das estrelas BS genuínas.

Tabela 4: Índice de cor das estrelas BS genuínas. O asterísco para HR 3220 indica que o valor do índice de cor é o observado.

Estrelas	$(B - V)_0$	Fonte
HD 142575	0.33	Carney <i>et al.</i> (2005)
HD 106516	0.45	Carney <i>et al.</i> (2005)
HD 97916	0.415	Carney <i>et al.</i> (2005)
HR 3220	0.43*	Simbad

As estrelas candidatas a BS foram observadas com o espectrógrafo FEROS (*Fiberfed Extended Range Optical Spectrograph*), que possui resolução espectral $R = 48000$, no telescópio de 1.52m do ESO. Para as estrelas BS da literatura os espectros foram obtidos a partir do arquivo de espectros do ESO observados com o espectrógrafo UVES (*Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph*), que possui resolução espectral $R = 40000$. Os espectros das estrelas candidatas a BS observadas com o espectrógrafo FEROS serão analisados e comparados com os espectros de estrelas BS observadas com o UVES a fim de estabelecer possíveis comparações espectroscópicas (temperatura, gravidade, metalicidade, abundâncias e rotação) com o objetivo de discutir a possibilidade das estrelas candidatas a BS serem ou não BS. Como para as estrelas candidatas a BS não existe vasta literatura, não há dados fotométricos que permitam uma análise comparativa segura com outras estrelas do campo (como foi

feito nos estudos anteriores para as estrelas BS de campo já identificadas), de modo que a análise espectroscópica comparativa pode vir a ser uma ferramenta útil a fim de investigar a natureza das estrelas candidatas a BS.

Os valores de S/N foram determinados na região de 6000 Å e os resultados estão na Tabela 5. As BS genuínas estão em negrito.

Tabela 5: S/N dos espectros

Estrelas	S/N
HD 142575	256
HD 106516	123
HD 97916	268
HR 3220	175
BD+00 271	122
BD+00 452	122
HD 102592	125
SAO 157038	124
HD 170149	234
HD 214164	243
HD 219221	150

3 Análise dos espectros de absorção

Para determinar os parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas de uma estrela é necessário ter alguma informação dessa estrela, e essa informação é obtida através do seu espectro. Os espectros estelares deste tipo espectral possuem as linhas correspondentes aos elementos neutros, tanto como os seus íons, dos quais seus primeiros estados excitados serão os mais frequentemente estudados. Para a análise de espectros e determinação dos parâmetros da atmosfera da estrela utiliza-se o átomo de Ferro (Fe) que oferece vantagens para ser o “átomo de teste” pois muitas das suas linhas de absorção e propriedades de perfil estão bem estudadas, tanto do átomo neutro (Fe I) como do seu primeiro íon (Fe II). Um exemplo de espectro de absorção é mostrado na Figura 5.

Os espectros possuem informações que podem ser caracterizadas através da definição de relações entre as propriedades da fonte. Uma dessas quantidades de referência é a largura equivalente (W_λ), definida em termos da diferença entre o fluxo contínuo (F_c) e o fluxo para cada comprimento de onda (F_λ) contido dentro da linha de acordo com:

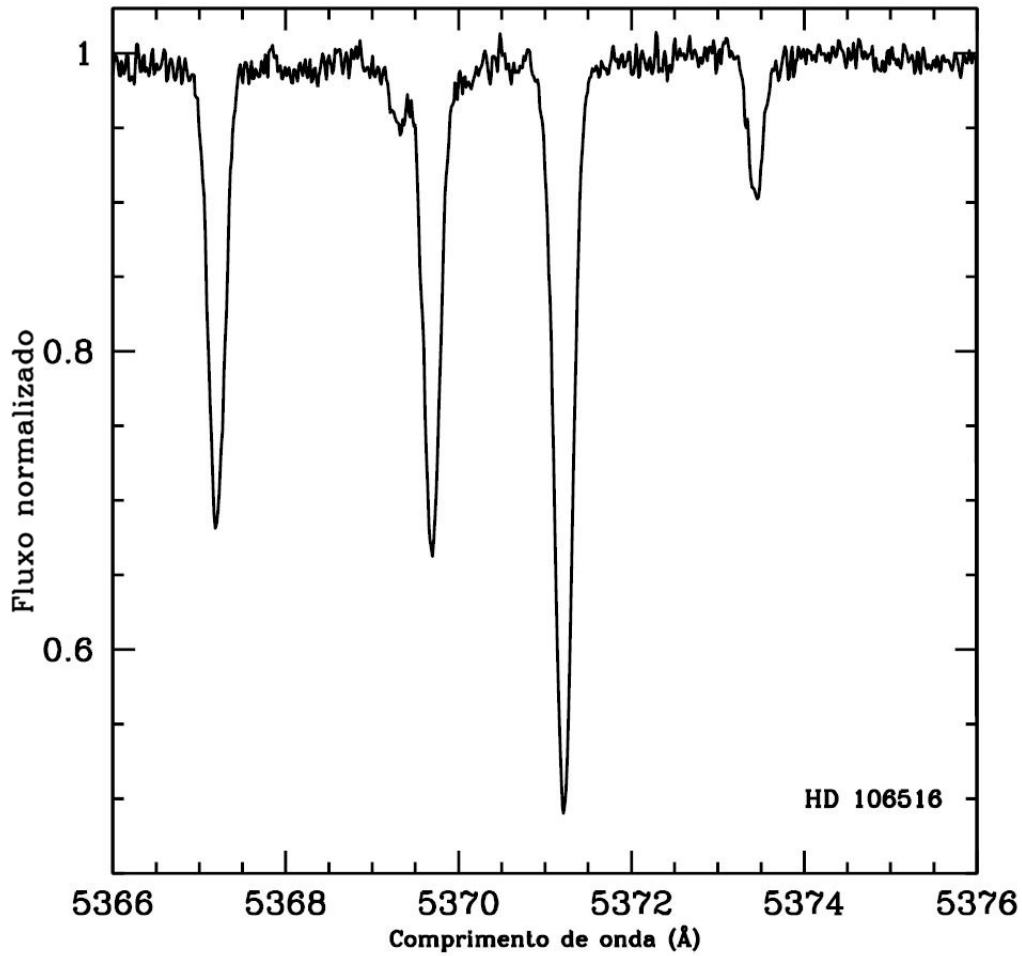


Figura 5: Espectro de absorção da estrela HD 106516, onde se notam 4 linhas de absorção de Fe I.

$$W_{\lambda} = \int \left(\frac{F_c - F_{\lambda}}{F_c} \right) d\lambda \quad (1)$$

Na definição da largura equivalente há uma normalização da altura, que permite representá-la como a largura do retângulo cuja área é equivalente à área da curva que representa a linha espectral, ou

seja, a área compreendida entre o contínuo e a curva do espectro, como se pode ver na definição geométrica da largura equivalente na Figura 6.

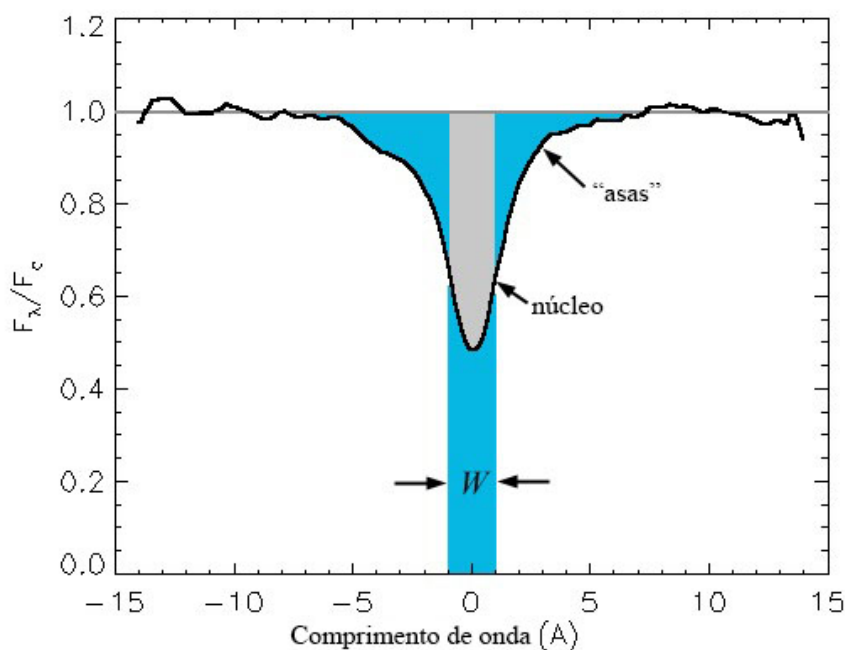


Figura 6: Definição geométrica da largura equivalente

A seguir apresentamos um estudo sobre a formação das linhas espectrais:

3.1 Alargamento Natural

Linhas espectrais não podem ter larguras infinitamente pequenas, mesmo para átomos isolados e em repouso. De acordo com o prin-

cípio de incerteza de Heisenberg, enquanto o tempo disponível para a medida da energia diminui, a incerteza da medida aumenta. Pelo fato de o elétron num estado excitado ocupar esse estado orbital por um breve instante de tempo (Δt), sua energia orbital (E) não pode ter um valor preciso, então a incerteza na energia (ΔE) é:

$$\Delta E \approx \frac{\hbar}{\Delta t} \quad (2)$$

Os elétrons podem fazer transições para qualquer um dos níveis de energia dentro desse intervalo, produzindo uma incerteza no comprimento de onda do fóton absorvido ou emitido numa transição. Essa incerteza no comprimento de onda é dada por:

$$\Delta \lambda \approx \frac{\lambda^2}{2\pi c} \left(\frac{1}{\Delta t_i} + \frac{1}{\Delta t_f} \right) \quad (3)$$

onde Δt_i é o tempo de vida do elétron no estado inicial e Δt_f o tempo de vida no estado final.

3.2 Alargamento Doppler ou Térmico

No equilíbrio térmico, os átomos do gás se movem de maneira aleatória, mas como uma distribuição de velocidades descrita por Maxwell-Boltzmann, onde a velocidade mais provável é:

$$v_{mp} = \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (4)$$

Os comprimentos de onda da luz absorvida ou emitida pelos átomos do gás são deslocados, para o azul ou para o vermelho, indicando aproximação ou afastamento, respectivamente. Esse deslocamento foi estudado por Doppler e obedece a relação (não-relativística):

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \pm \frac{|v_r|}{c} \quad (5)$$

Assim, a largura de uma linha espectral devido ao alargamento Doppler deve ser, aproximadamente:

$$\Delta\lambda \approx \frac{2\lambda}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (6)$$

Embora o perfil de linha à meia-altura do alargamento Doppler seja muito mais largo que o alargamento natural, a profundidade da linha do alargamento Doppler diminui exponencialmente quando λ se afasta do comprimento de onda central da linha (λ_0).

3.3 Alargamento por pressão ou Colisional

As órbitas atômicas podem ser perturbadas numa colisão com um átomo neutro ou por interação envolvendo o campo elétrico de um íon. O resultado dessas colisões individuais é chamado de *alargamento colisional*, e os efeitos estatísticos dos campos elétricos do

grande número de íons é chamado *alargamento por pressão*. De maneira geral, esses dois efeitos são chamados apenas de *alargamento por pressão*. O cálculo preciso da largura e forma da linha alargada por esse mecanismo é muito complicado, pois os átomos e íons, e até mesmo moléculas, em estrelas mais frias, podem ser do mesmo elemento ou não. Elétrons livres também fazem parte desse mecanismo. A forma geral da linha é similar a encontrada para o alargamento natural, assim como os valores da largura a meia-altura são bastante comparáveis, embora o perfil de linha por pressão poder ser, algumas vezes, mais do que uma ordem de magnitude mais larga. Uma estimativa do alargamento por pressão devido a colisões dos átomos de um único elemento é obtido usando Δt_0 como o tempo médio entre as colisões. Esse tempo é aproximadamente igual ao livre caminho médio entre as colisões dividido pela velocidade média dos átomos. A expressão fica:

$$\Delta t_0 \approx \frac{l}{v} = \frac{1}{n\sigma\sqrt{2kT/m}} \quad (7)$$

onde m é a massa do átomo, σ sua seção reta e n a densidade numérica de átomos. Assim, a largura da linha espectral devido ao alargamento por pressão é:

$$\Delta\lambda = \frac{\lambda^2}{c} \frac{1}{\pi\Delta t_0} \approx \frac{\lambda^2}{c} \frac{n\sigma}{\pi} \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (8)$$

Pode-se perceber que a largura da linha é proporcional a densi-

dade numérica de átomos, o que mostra que as linhas mais estreitas observadas nas estrelas gigantes e super gigantes são devidas à baixa densidade de suas atmosferas estendidas. Esse tipo de mecanismo é responsável pelo alargamento das linhas formadas em atmosferas mais densas, como nas estrelas da sequência principal, onde a probabilidade de colisão, e interações, é maior do que nas gigantes.

3.4 Perfil de Voigt

O perfil total da linha é chamado *perfil de Voigt*, e é devido as contribuições dos perfis Doppler e *damping* (nome utilizado para se referenciar aos perfis natural e por pressão, ou utiliza-se o nome *perfil de Lorentz*). A Figura 7 mostra os perfis de linha devido aos alargamentos *damping* e Doppler. Pode ser percebido que o perfil de linha mais largo do alargamento Doppler domina as regiões centrais, próximas ao comprimento de onda λ_0 . Nas regiões da “asa” do perfil de linha observa-se que o alargamento *damping* domina.

3.5 Determinação dos parâmetros atmosféricos

A partir da teoria sobre linhas espectrais que foi apresentada anteriormente, será feito o estudo dos parâmetros atmosféricos da estrela, utilizando a largura equivalente. A seguir está apresentada uma descrição do método utilizado para a determinação dos parâmetros

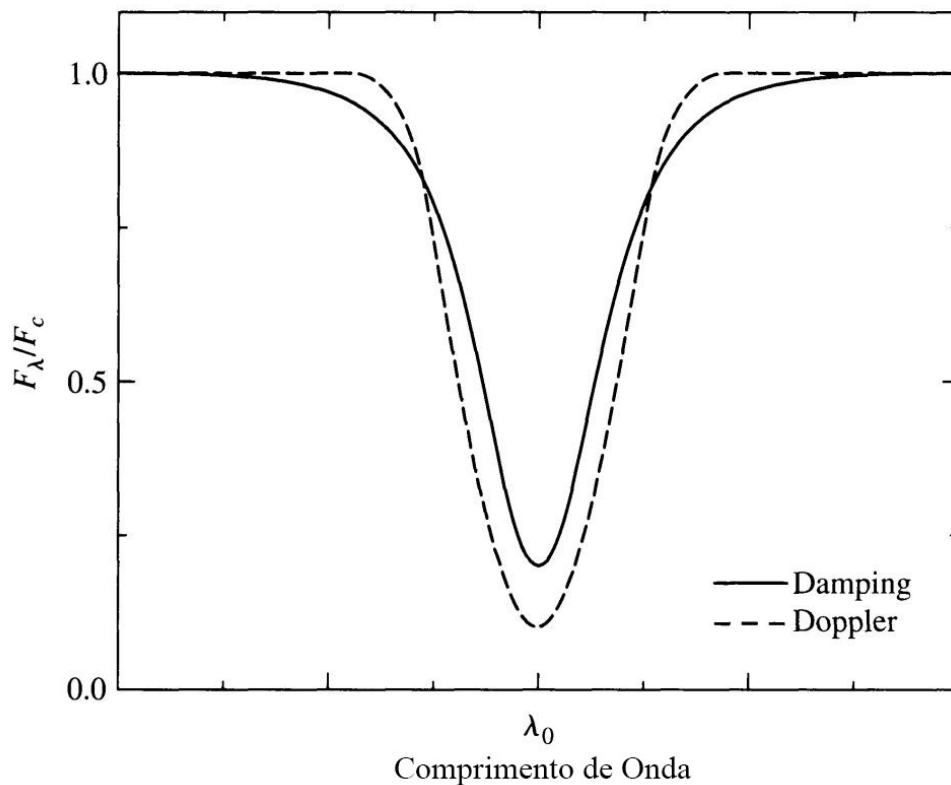


Figura 7: Perfil de linha esquemático para os mecanismos Doppler e *damping* em escala para que tenham a mesma largura equivalente.

atmosféricos das estrelas estudadas nesse trabalho.

Temperatura de Excitação

O conceito físico de temperatura está associado ao conceito de equilíbrio térmico. Um sistema mecânico tem muitas configurações possíveis, dependendo da distribuição de energia de seus subsistemas. Dentre estas configurações, existe aquela mais provável, em que todos os subsistemas estão em equilíbrio térmico, e que pode

ser calculada com as técnicas da mecânica estatística de equilíbrio. Em equilíbrio térmico existe balanço detalhado: todo processo microscópico é exatamente balanceado pelo processo inverso. Esse equilíbrio pode ser obtido impondo algumas condições, o conjunto dessas condições impostas serve para encontrar a solução para temperatura, gravidade, metalicidade e velocidade de microturbulência.

A primeira condição é o equilíbrio de excitação. Esse equilíbrio é dado pela independência entre a abundância de um determinado elemento, e o potencial de excitação de um estado desse elemento, no caso, o Fe. O equilíbrio de excitação impõe que o coeficiente angular do ajuste linear gerado do gráfico entre abundância de Fe I em base logarítmica, versus o potencial de excitação (eV), seja aproximadamente igual a zero. O potencial de excitação está diretamente ligado à temperatura de excitação que é igual a temperatura efetiva em Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL). Ou seja, fazendo essa aproximação do equilíbrio de excitação estamos determinando a temperatura efetiva do nosso sistema. Esse ajuste é dado como saída pelo MOOG e pode ser visto nas Figuras 8 e 9, sendo uma estrela com S/N de 270 e outra com S/N de 120 respectivamente. Uma descrição do código MOOG será dada na página 52.

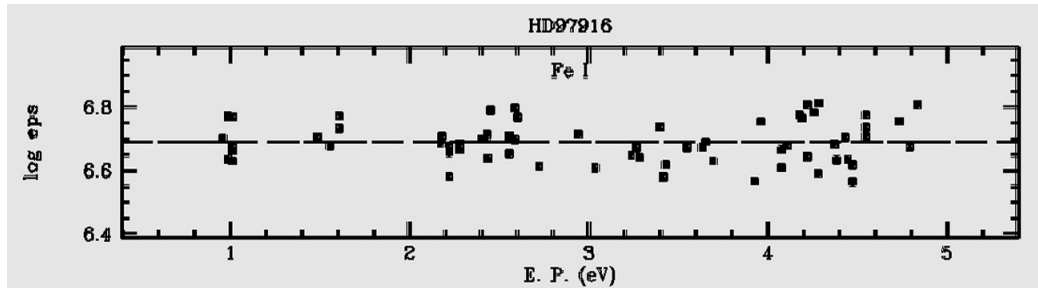


Figura 8: Diagrama da correlação da abundância de Fe vs. potencial de excitação (eV) para a estrela HD 97916

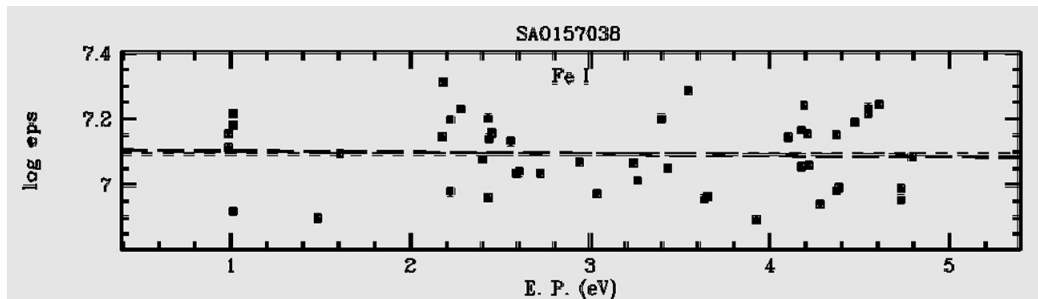


Figura 9: Diagrama da correlação da abundância de Fe vs. potencial de excitação (eV) para a estrela SAO 157038

Gravidade Superficial

A segunda condição é equilíbrio de ionização. Este equilíbrio é encontrado igualando-se a abundância média das linhas de Fe I e Fe II numa dada temperatura efetiva. O equilíbrio de ionização está diretamente ligado à pressão eletrônica que, por sua vez, está ligada à gravidade através da equação do equilíbrio hidrostático:

$$\frac{dP}{dr} = -\rho g \quad (9)$$

onde P é a pressão total do gás que inclui a pressão eletrônica, ρ é a densidade e g é a gravidade.

Velocidade de Microturbulência

A terceira condição para encontrar a solução é dada utilizando-se a hipótese de independência entre a abundância das linhas de Fe I e a largura equivalente reduzida, que é a largura equivalente de uma linha dividida pelo comprimento de onda da linha. Obtemos essa independência impondo que o coeficiente angular do ajuste linear do gráfico entre o logaritmo da abundância de Fe I e o logaritmo da largura equivalente dividida pelo comprimento de onda da transição, seja aproximadamente zero. Esses ajustes são mostrados nas Figuras 10 e 11, sendo uma estrela com S/N de 270 e outra com S/N de 120 respectivamente.

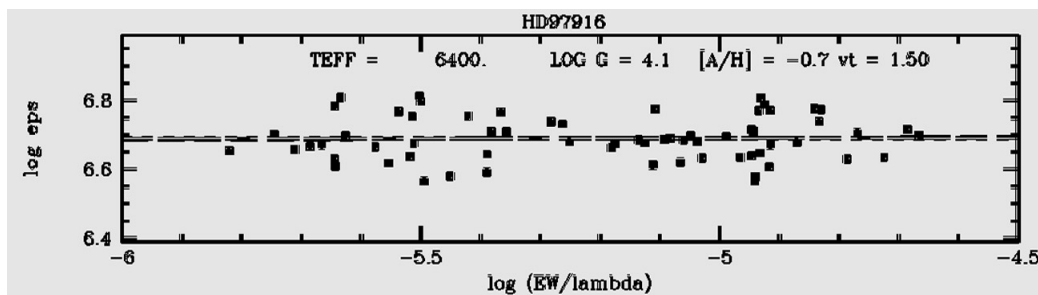


Figura 10: Diagrama da correlação da abundância de Fe vs. largura equivalente reduzida para a estrela HD 97916

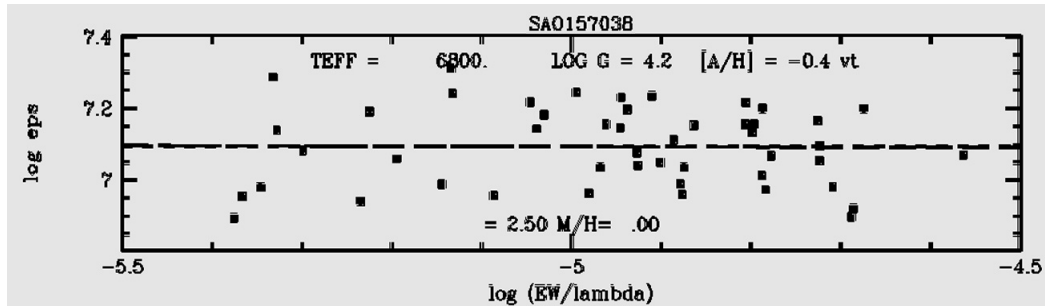


Figura 11: Diagrama da correlação da abundância de Fe vs. largura equivalente reduzida para a estrela SAO 157038

A largura da linha de absorção depende da velocidade de microturbulência através do alargamento Doppler, então impondo esta condição, fixamos a velocidade de microturbulência, que se relaciona com o alargamento Doppler da seguinte maneira

$$\Delta\lambda_D = \frac{\lambda}{c} \left(\frac{2kT}{m} + v_t^2 \right)^{1/2} \quad (10)$$

O primeiro termo do alargamento Doppler é causado pela velocidade térmica.

Metalicidade

Para tornar única a solução dos parâmetros atmosféricos precisamos também definir $[A/H]$, que é a metalicidade média de todos os metais contidos na atmosfera estelar. Para cada $[A/H]$ teremos uma T , $\log g$, e v_t que satisfaçam as condições vistas anteriormente, assim definiremos $[A/H]$ do modelo atmosférico através da abundância de

Fe I obtido na condição de equilíbrio de ionização utilizando a notação:

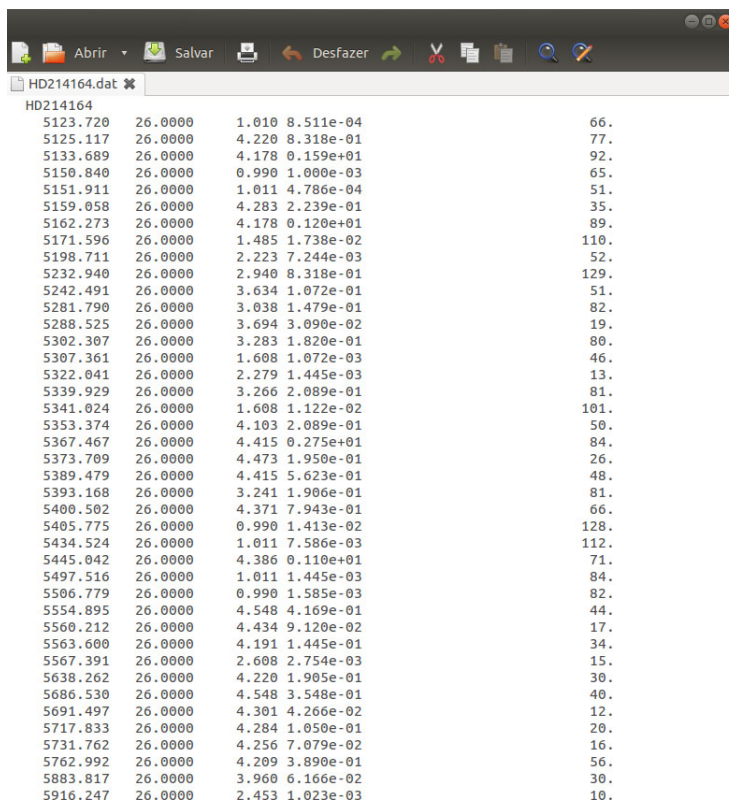
$$[Fe/H] = \log(N_{Fe}/N_H)_* - \log(N_{Fe}/N_H)_\odot \quad (11)$$

onde N_{Fe} e N_H são os números de partículas de ferro e hidrogênio para a estrela e para o Sol, respectivamente, por unidade de volume. As abundâncias solares foram obtidas em Grevesse & Sauval (1998). Calcula-se $[Fe/H]$ e comparamos com os diversos valores de $[A/H]$, o valor de $[A/H]$ que estiver mais próximo de $[Fe/H]$ é escolhido para o modelo.

3.6 Metodologia

Os espectros obtidos são utilizados para a determinação dos parâmetros e das abundâncias estelares. Para a determinação dos parâmetros atmosféricos foi utilizada a lista de linhas atômicas de Fe I e Fe II de Lambert *et al.* (1996) (Tabelas 25 e 26 do apêndice). Essa lista deve conter o comprimento de onda da linha e dados atômicos dessa linha, como por exemplo o potencial de excitação da linha, que é a energia do nível inferior da transição em questão. A partir dessa lista de linhas (Figura 12) utiliza-se o programa IRAF, na linha de comandos da tarefa “*oned*”, com a tarefa “*splot*”, onde localiza-se no espectro os comprimentos de ondas relativos a cada elemento e faz-se a medição da largura equivalente ajustando uma

gaussiana na linha de absorção. Os dados de larguras equivalentes são em mÅ.



Wavelength (Å)	Atomic Number	Excitation Potential (eV)	Oscillator Strength × gf	Equivalent Width (mÅ)
5123.720	26.0000	1.010	8.511e-04	66.
5125.117	26.0000	4.220	8.318e-01	77.
5133.689	26.0000	4.178	0.159e+01	92.
5150.840	26.0000	0.990	1.000e-03	65.
5151.911	26.0000	1.011	4.786e-04	51.
5159.058	26.0000	4.283	2.239e-01	35.
5162.273	26.0000	4.178	0.120e+01	89.
5171.596	26.0000	1.485	1.738e-02	110.
5198.711	26.0000	2.223	7.244e-03	52.
5232.940	26.0000	2.940	8.318e-01	129.
5242.491	26.0000	3.634	1.072e-01	51.
5281.790	26.0000	3.038	1.479e-01	82.
5288.525	26.0000	3.694	3.090e-02	19.
5302.307	26.0000	3.283	1.820e-01	80.
5307.361	26.0000	1.608	1.072e-03	46.
5322.041	26.0000	2.279	1.445e-03	13.
5339.929	26.0000	3.266	2.089e-01	81.
5341.024	26.0000	1.608	1.122e-02	101.
5353.374	26.0000	4.103	2.089e-01	50.
5367.467	26.0000	4.415	0.275e+01	84.
5373.709	26.0000	4.473	1.950e-01	26.
5389.479	26.0000	4.415	5.623e-01	48.
5393.168	26.0000	3.241	1.906e-01	81.
5400.502	26.0000	4.371	7.943e-01	66.
5405.775	26.0000	0.990	1.413e-02	128.
5434.524	26.0000	1.011	7.586e-03	112.
5445.042	26.0000	4.386	0.110e+01	71.
5497.516	26.0000	1.011	1.445e-03	84.
5506.779	26.0000	0.990	1.585e-03	82.
5554.895	26.0000	4.548	4.169e-01	44.
5560.212	26.0000	4.434	9.120e-02	17.
5563.600	26.0000	4.191	1.445e-01	34.
5567.391	26.0000	2.608	2.754e-03	15.
5638.262	26.0000	4.220	1.905e-01	30.
5686.530	26.0000	4.548	3.548e-01	40.
5691.497	26.0000	4.301	4.266e-02	12.
5717.833	26.0000	4.284	1.050e-01	20.
5731.762	26.0000	4.256	7.079e-02	16.
5762.992	26.0000	4.209	3.890e-01	56.
5883.817	26.0000	3.960	6.166e-02	30.
5916.247	26.0000	2.453	1.023e-03	10.

Figura 12: Lista de linhas do Fe, onde a primeira coluna representa o comprimento de onda (Å), a segunda é o número atômico do elemento, a terceira é o potencial de excitação (eV), a quarta é a força de oscilador da linha multiplicado pelo peso estatístico do nível inferior (gf) e a última coluna da direita é a largura equivalente medida (mÅ). A estrela utilizada foi HD 214164.

O próximo passo consiste em utilizar os dados de larguras equivalentes para a determinação dos parâmetros atmosféricos e abundâncias. A fim de determinar as abundâncias das estrelas é necessário

conhecer a temperatura, gravidade e metalicidade das estrelas observadas. Para isso é necessário determinar qual o modelo que melhor representa a estrutura da atmosfera estelar (ver Figura 13).

Os modelos atmosféricos de Kurucz (1993) são calculados em ETL e para cada temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidade, a atmosfera é dividida em 72 camadas que representam a atmosfera estelar, onde para cada camada temos os valores da densidade, temperatura, pressão do gás e densidade eletrônica. Utiliza-se um programa de interpolação para gerar os modelos atmosféricos de T , $\log g$ e $[A/H]$, que não estão na biblioteca de modelos de Kurucz (1993). Esse programa de interpolação utiliza uma interpolação linear, que tem como principal vantagem a simplicidade dos cálculos, possibilitando uma rápida e fácil obtenção do modelo atmosférico desejado. Um modelo de atmosfera é mostrado na Figura 13.

Determinação da temperatura de excitação e velocidade de microturbulência

Para relacionar as medidas de larguras equivalentes feitas e os modelos atmosféricos foi utilizado o código MOOG (Snedden 1973). O MOOG é um código em Fortran que analisa as linhas espectrais sob a hipótese de equilíbrio termodinâmico local e que calcula a

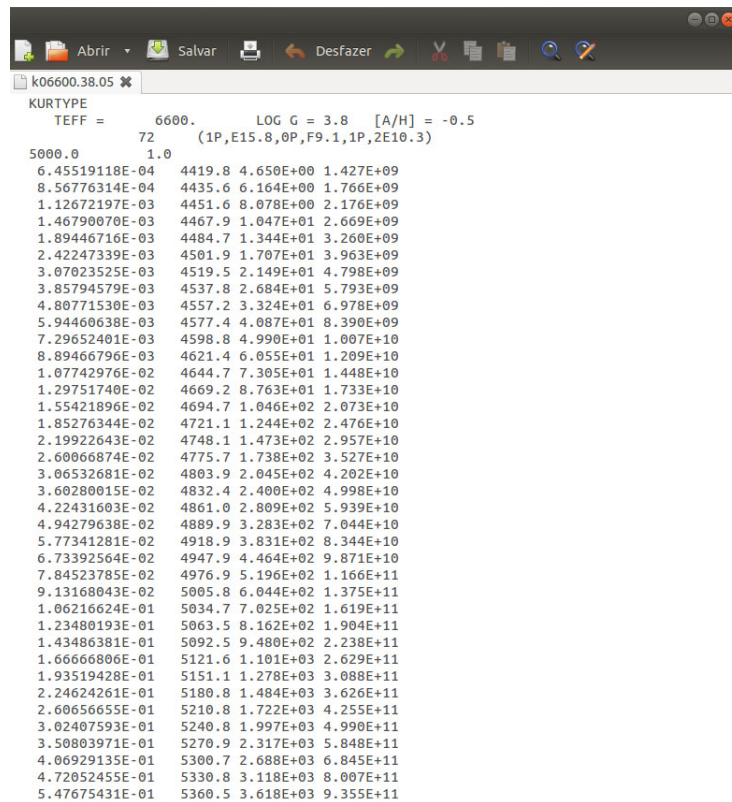


Figura 13: Modelo de atmosfera de Kurucz para uma estrela com temperatura efetiva de 6600K, gravidade superficial ($\log g$) de 3.8 e metalicidade ($[A/H]$) de -0.5. O modelo independe da microturbulência, que é fixada separadamente. A primeira coluna contém a profundidade óptica, ajustada ao modelo de Rosseland, na segunda o valor de temperatura, na terceira a pressão eletrônica e na quarta a densidade de elétrons.

abundância para cada linha e depois faz uma média dessas abundâncias. Assim é possível determinar os parâmetros atmosféricos: temperatura, gravidade, velocidade de microturbulência e metalicidade dessas estrelas. Os parâmetros de entrada do MOOG são os dados que foram mostrados na Figura 12. Fornecendo essa entrada

juntamente com um modelo estelar apropriado, o MOOG gera uma saída que consiste, principalmente, de dois gráficos de correlação. Esses gráficos de correlação são importantes na determinação dos parâmetros físicos das atmosferas.

Para se obter uma solução é necessário que não haja correlação entre cada um dos parâmetros indicados, ou seja, $\theta_1 = 0$ e $\theta_2 = 0$, onde θ_1 é o coeficiente angular do gráfico da abundância de Fe I vs. potencial de excitação e θ_2 é o coeficiente angular do gráfico da abundância de Fe I vs. logaritmo da largura equivalente reduzida. Também é necessário que $\log(\text{Fe I}) = \log(\text{Fe II})$, ou seja, a mesma abundância de Fe para a forma neutra e ionizada, pois assim se evidencia o equilíbrio de ionização. Uma forma de visualizar a solução dos parâmetros atmosféricos consiste em fazer um gráfico entre as duas inclinações para uma determinada gravidade e metalicidade. Variamos a temperatura (T) e a microturbulência (v_t) para uma dada gravidade ($\log g$) e metalicidade ($[A/H]$), e observamos as inclinações θ_1 e θ_2 correspondentes a cada T e v_t . Após fazermos um gráfico θ_1 vs. θ_2 , como pode ser visto na Figura 14, para esta metalicidade e gravidade observamos qual a solução que mais se aproxima do ponto (0,0), que indica a condição de independência da abundância com a temperatura de excitação e de independência

entre a abundância e a largura equivalente. A seguir, examinamos se as abundâncias de Fe I e Fe II deste ponto são aproximadamente iguais. Fazemos este processo para cada metalicidade e gravidade até encontrarmos uma solução que melhor satisfaça as condições de independência acima mencionadas. A solução para os parâmetros atmosféricos é encontrada quando juntamos todas as condições descritas anteriormente.

Uma vez que o processo iterativo termina e obtém-se os dados atmosféricos que melhor representam a atmosfera da estrela, o MOOG gera uma saída com as abundâncias de Fe I e II, que é vista na Figura 15. Para se determinar se a solução encontrada é satisfatória, além da proximidade das abundâncias de Fe, deve-se observar também o desvio padrão da abundância, que nesse trabalho foi utilizado um desvio padrão máximo de 0.14.

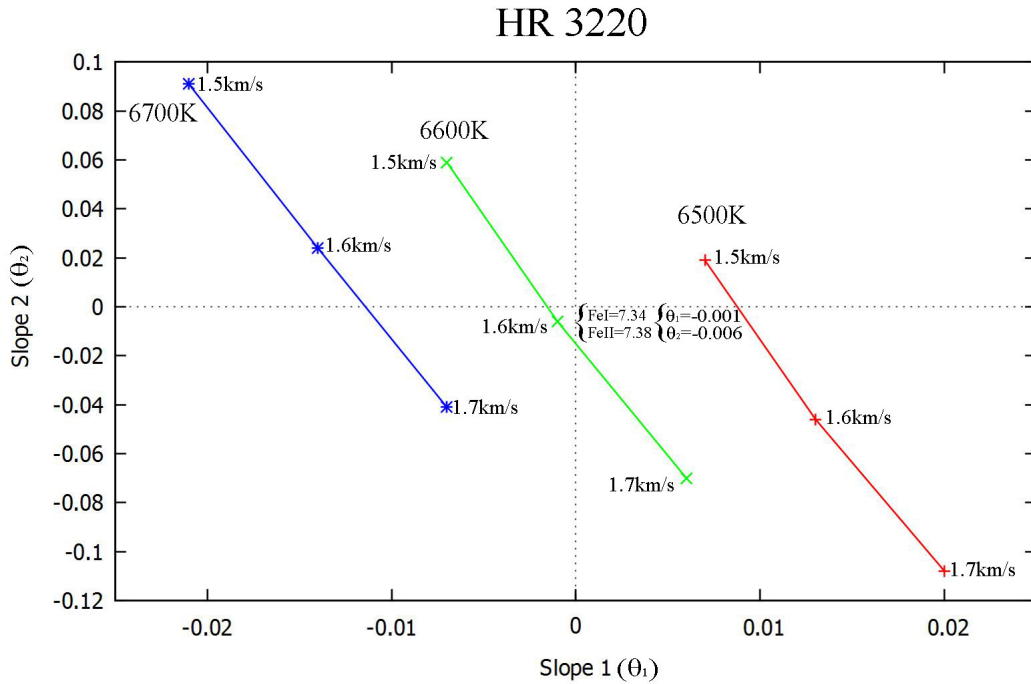


Figura 14: Inclinação do ajuste linear da abundância de ferro versus potencial de excitação (θ_1) vs. inclinação do ajuste linear da abundância versus o logaritmo da largura equivalente (θ_2) para cada temperatura (T) e microturbulência (v_t) para a estrela HR 3220. As retas indicam diferentes temperaturas. A solução escolhida foi o ponto mais próximo da origem, com $\theta_1 = -0.001$ e $\theta_2 = -0.006$ onde estão indicadas que as abundâncias de Fe I e Fe II são muito próximas. Os valores de v_t de cada ponto são 1.5, 1.6 e 1.7 km/s. O $\log g$ é 4.3 e $[A/H] = -0.1$

wavelength	EP	logGF	EW	logRW	abund	del	avg
6213.43	2.22	-2.480	32.0	-5.29	6.87	.00	
6230.72	2.56	-1.280	83.0	-4.88	6.92	.05	
6252.56	2.40	-1.720	61.0	-5.01	6.80	-.07	
6254.26	2.28	-2.440	39.0	-5.21	7.01	-.14	
6265.13	2.18	-2.550	34.0	-5.27	6.94	.07	
6322.69	2.59	-2.430	21.0	-5.48	6.89	.02	
6393.60	2.43	-1.430	70.0	-4.96	6.70	-.18	
6411.65	3.65	-.660	58.0	-5.04	6.79	-.09	
6419.95	4.73	-.090	33.0	-5.29	6.69	-.19	
6421.35	2.28	-2.010	52.0	-5.09	6.81	-.07	
6430.85	2.18	-2.010	58.0	-5.04	6.82	-.05	
6592.91	2.72	-1.470	58.0	-5.06	6.76	-.11	
6593.87	2.44	-2.420	28.0	-5.37	6.90	.02	
6597.56	4.79	-.920	12.0	-5.74	7.00	.12	
6609.11	2.56	-2.690	18.0	-5.56	7.02	.15	
6841.34	4.61	-.600	24.0	-5.45	6.88	.01	
7130.92	4.22	-.700	42.0	-5.23	7.00	.13	

average abundance = 6.87 std. deviation = .11 #lines = 76
E.P. correlation: slope = .002 intercept = 6.867 corr. coeff. = .026
R.W. correlation: slope = -.001 intercept = 6.868 corr. coeff. = -.003
wav. correl.: slope = 2.387E-05 intercept = 6.737 corr. coeff. = .107

Abundance Results for Species Fe II (input abundance = 7.52)

wavelength	EP	logGF	EW	logRW	abund	del	avg
4993.35	2.81	-3.670	28.0	-5.25	6.82	-.04	
5197.56	3.23	-2.250	90.0	-4.76	6.98	-.11	
5234.62	3.22	-2.240	90.0	-4.76	6.96	-.09	
5284.10	2.89	-3.010	56.0	-4.97	6.75	-.11	
5325.56	3.22	-3.170	38.0	-5.15	6.87	.01	
5414.05	3.22	-3.620	18.0	-5.48	6.86	.00	
5425.25	3.20	-3.210	33.0	-5.22	6.79	-.08	
5534.83	3.25	-2.770	63.0	-4.94	6.94	.07	
5991.37	3.15	-3.560	23.0	-5.42	6.86	-.01	
6084.10	3.20	-3.800	16.0	-5.58	6.93	.07	
6149.25	3.89	-2.720	32.0	-5.28	6.86	-.01	
6247.55	3.89	-2.340	54.0	-5.06	6.89	.02	
6416.92	3.89	-2.680	28.0	-5.36	6.72	-.14	
6432.68	2.89	-3.580	36.0	-5.25	6.90	.03	

average abundance = 6.87 std. deviation = .08 #lines = 14
No statistics done for E.P. trends
R.W. correlation: slope = .107 intercept = 7.423 corr. coeff. = .359
wav. correl.: slope = -2.005E-05 intercept = 6.981 corr. coeff. = -.133

Figura 15: Solução dos parâmetros atmosféricos para a estrela HD 219221 e obtenção das abundâncias de Fe. A abundância média de Fe I foi de 6.87 com desvio padrão de 0.11 e a abundância média de Fe II foi de 6.87 e desvio padrão de 0.08.

3.7 Resultados Obtidos

Para as estrelas candidatas analisadas os resultados obtidos para $[\text{FeI}/\text{H}]$, $[\text{FeII}/\text{H}]$, T_{eff} , $\log g$ e v_t estão na Tabela 6:

Tabela 6: Identificação das estrelas, índice de cor observado, metalicidade, $[\text{FeII}/\text{H}]$, temperatura efetiva (K), logaritmo da gravidade superficial e microturbulência (km/s), respectivamente, das estrelas analisadas.

Estrelas	$(B - V)_{obs}$	$[\text{FeI}/\text{H}]$	$[\text{FeII}/\text{H}]$	T_{eff} (K)	$\log g$	v_t (km/s)
HD 102592	0.42	-0.35 ± 0.10	-0.36 ± 0.10	6800 ± 200	4.2 ± 0.3	2.70 ± 0.50
SAO 157038	0.35	-0.40 ± 0.11	-0.38 ± 0.11	6800 ± 200	4.2 ± 0.3	2.50 ± 0.50
BD+00 271	0.45	-0.19 ± 0.13	-0.21 ± 0.13	6900 ± 200	4.4 ± 0.3	2.70 ± 0.50
BD+00 452	0.50	-0.20 ± 0.14	-0.19 ± 0.14	6700 ± 200	4.1 ± 0.3	2.70 ± 0.50
HD 170149	0.46	$+0.10 \pm 0.12$	$+0.09 \pm 0.12$	6400 ± 100	3.9 ± 0.2	2.00 ± 0.40
HD 219221	0.36	-0.63 ± 0.11	-0.63 ± 0.11	6500 ± 200	3.8 ± 0.3	1.80 ± 0.50
HD 214164	0.37	-0.52 ± 0.08	-0.48 ± 0.08	6500 ± 100	3.7 ± 0.2	2.00 ± 0.40

Os dados de $(B - V)_{obs}$ foram retirados do SIMBAD Astronomical Database.

3.8 Obtenção de $(B - V)_0$ para as BS candidatas

Para a obtenção de $(B - V)_0$ foi utilizado o trabalho de Alonso *et al.* (1999), que utiliza uma equação que possui como parâmetros livres a metalicidade e temperatura efetiva das estrelas, além de constantes que dependem do intervalo de temperatura das estrelas. Os coeficientes utilizados estão na Eq. 3 da Tabela 2 de Alonso *et al.*

(1999) juntamente com a equação utilizada. Para testar a validade da equação, ela foi utilizada primeiramente nos valores de referência e após a observação da compatibilidade, ela foi utilizada nas estrelas candidatas da amostra. Os resultados obtidos estão nas Tabelas 7 e 8.

Tabela 7: $(B - V)_0$ das BS genuínas utilizando a equação de Alonso *et al.* (1999). C05 identifica os valores de Carney *et al.* (2005). Os valores na coluna “dis.” foram obtidos com os resultados dessa dissertação. Os na coluna “média” foram obtidos utilizando a média dos valores obtidos na literatura para $[Fe/H]$ e T_{eff} . O asterisco para HR 3220 representa o valor de $(B - V)_{obs}$.

Estrelas	$(B - V)_0$ C05	$(B - V)_0$ dis.	$(B - V)_0$ média
HD 142575	0.33	0.33 ± 0.03	0.39 ± 0.03
HD 106516	0.45	0.46 ± 0.06	0.50 ± 0.03
HD 97916	0.415	0.44 ± 0.03	0.45 ± 0.03
HR 3220	0.43*	0.37 ± 0.03	0.43 ± 0.02

O resultado obtido aqui serve como referência para tentar precisar a localização das estrelas candidatas no diagrama de $(B - V)_0$ vs. $[m/H]$ de Carney *et al.* (2005) (ver Figura 21). O valor de $E(B - V)$ para HD 214164 e HD 219221 foi negativo, o que pode ter sido devido a um erro na obtenção da temperatura e/ou metalicidade. Esse erro também pode ser devido ao baixo valor de extinção esperado para estrelas do campo.

Tabela 8: $(B - V)_0$ das BS candidatas utilizando a equação de Alonso *et al.* (1999). O símbolo “(!)” representa a inesperada obtenção de $E(B-V)$ negativo.

Estrelas	$(B - V)_0$	$(B - V)_{obs}$	$E(B - V)$
HD 170149	0.42 ± 0.03	0.46	0.04
HD 214164	0.40 ± 0.03	0.37	-0.03(!)
HD 219221	0.40 ± 0.05	0.36	-0.04(!)
SAO 157038	0.33 ± 0.05	0.35	0.02
HD 102592	0.33 ± 0.05	0.42	0.09
BD+00 271	0.30 ± 0.04	0.45	0.15
BD+00 452	0.35 ± 0.05	0.50	0.15

3.9 Comparação das BS genuínas com a literatura

Nesta seção foi feito um levantamento na literatura sobre os parâmetros atmosféricos obtidos a partir dos artigos mais recentes comparando com os obtidos nessa dissertação. Foram considerados os artigos a partir de 1990. As comparações estão nas Tabelas 9, 10, 11 e 12 onde são mostradas as médias dos valores e os desvios padrões amostrais.

Tabela 9: HD 106516 - Comparação dos parâmetros atmosféricos da bibliografia com os resultados obtidos nesse trabalho.

Fontes	[Fe/H]	T (K)	log g	v_t (km/s)
Edvardsson <i>et al.</i> (1993)	-0.70	6247	4.38	—
Axer <i>et al.</i> (1994)	-0.70	5995	3.97	—
Spite <i>et al.</i> (1994)	-0.70	5935	4.20	—
Nissen & Schuster (1997)	-0.61	6269	4.51	—
Fuhrmann & Bernkopf (1999)	-0.74	6197	4.28	1.29
Chen <i>et al.</i> (2000)	-0.71	6135	4.34	—
Rocha Pinto <i>et al.</i> (2002)	-0.55	6190	4.20	1.0
Gratton <i>et al.</i> (2003)	-0.72	6232	4.29	1.02
Carney <i>et al.</i> (2005)	-0.87	6120	—	—
Cenarro <i>et al.</i> (2007)	-0.73	6199	4.36	—
Casagrande <i>et al.</i> (2010)	-0.78	6317	4.40	—
Prugniel <i>et al.</i> (2011)	-0.69	6207	4.25	—
Koleva & Vazdekis (2012)	-0.70	6236	4.20	—
Média	-0.71 ± 0.08	6175 ± 107	4.28 ± 0.14	1.10 ± 0.16
Diss.	-0.64 ± 0.05	6300 ± 200	4.40 ± 0.30	1.30 ± 0.50

Tabela 10: HD 142575 - Comparação dos parâmetros atmosféricos da bibliografia com os resultados obtidos nesse trabalho.

Fontes	[Fe/H]	T (K)	log g	v_t (km/s)
Fulbright (2000)	-1.26	6618	2.37	—
Gratton <i>et al.</i> (2003)	-1.04	6517	3.72	1.40
Carney <i>et al.</i> (2005)	-0.97	6550	—	—
Cenarro <i>et al.</i> (2007)	-1.00	6556	3.60	—
Prugniel <i>et al.</i> (2011)	-0.70	6779	4.23	—
Média	-0.99 ± 0.20	6604 ± 104	3.48 ± 0.79	1.40
Diss.	-0.84 ± 0.06	6800 ± 100	3.80 ± 0.20	1.80 ± 0.40

Tabela 11: HD 97916 - Comparação dos parâmetros atmosféricos da bibliografia com os resultados obtidos nesse trabalho.

Fontes	[Fe/H]	T (K)	log g	v_t (km/s)
Chen <i>et al.</i> (2000)	-0.94	6445	4.16	—
Fulbright (2000)	-0.90	6450	4.20	—
Carney <i>et al.</i> (2005)	-1.31	6250	—	—
Cenarro <i>et al.</i> (2007)	-0.99	6238	4.03	—
Prugniel <i>et al.</i> (2011)	-0.73	6478	4.28	—
Média	-0.97 ± 0.21	6372 ± 118	4.17 ± 0.10	—
Diss.	-0.81 ± 0.06	6400 ± 100	4.10 ± 0.20	1.50 ± 0.40

Tabela 12: HR 3220 - Comparação dos parâmetros atmosféricos da bibliografia com os resultados obtidos nesse trabalho. O trabalho de Saffe *et al.* (2008) utiliza dois métodos de calibração diferentes para $uvby\beta$ na obtenção dos parâmetros. Um deles é Napiwotzki *et al.* (1993) (N93) e o outro Castelli *et al.* (1997) e Castelli (1998) (C97).

Fontes	[Fe/H]	T (K)	log g	v_t (km/s)
Balachandran (1990)	-0.36	6343	4.15	—
Edvardsson <i>et al.</i> (1993)	-0.26	6536	4.13	—
Taylor (1995)	-0.28	—	—	—
Eggen (1998)	-0.35	—	—	—
Allende Prieto <i>et al.</i> (1999)	-0.29	6457	4.28	—
Saffe <i>et al.</i> (2008)(N93)	-0.36	6274	4.20	1.16
Saffe <i>et al.</i> (2008)(C97)	-0.20	6289	3.08	1.48
Fuhrmann <i>et al.</i> (2011)	-0.27	6365	4.12	—
Maldonado <i>et al.</i> (2012)	-0.17	—	—	—
Média	-0.28 ± 0.07	6377 ± 101	3.99 ± 0.45	1.32 ± 0.23
Diss.	-0.16 ± 0.07	6600 ± 100	4.30 ± 0.20	1.60 ± 0.40

Observa-se que os parâmetros obtidos são compatíveis com os resultados encontrados na literatura.

3.10 Incertezas nos parâmetros atmosféricos

As incertezas na temperatura (T), gravidade superficial ($\log g$) e velocidade de microturbulência (v_t) foram obtidas de maneiras similares. A temperatura foi variada positivamente em 100 K em relação a temperatura T obtida para o modelo da atmosfera que gerava a abundância de Fe I ($Ab(FeI)$) com erro σ_{FeI} , onde σ_{FeI} é o erro na determinação de Fe I como mostrado na Tabela 6. Dessa forma, o erro da temperatura era o valor que adicionado a T gerava abundância de Fe I com valor maior que a $Ab(FeI) + \sigma_{FeI}$. Para a gravidade, o método foi semelhante, sendo utilizado o Fe II. Variou-se o $\log g$ original de +0.1 dex até se obter a abundância de Fe II aumentada de σ_{FeII} , onde σ_{FeII} é o erro na determinação de Fe II como mostrado na Tabela 6. Para a microturbulência foi usado o mesmo método, variando de 0.1 km/s até se obter $Ab(FeI) + \sigma_{FeI}$.

As incertezas para T , $\log g$ e v_t foram calculadas para as estrelas SAO 157038 e HD 214164, pois essas são as estrelas com o menor S/N e o maior S/N, respectivamente, da amostra. Seus resultados estão na Tabela 13.

Tabela 13: Erros dos parâmetros atmosféricos

Estrelas	ΔT	$\Delta \log g$	Δv_t
SAO 157038	200 K	0.3 dex	0.5 km/s
HD 214164	100 K	0.2 dex	0.4 km/s

Estas incertezas foram utilizadas para as outras estrelas que possuísem S/N similares ao dessas duas. Esses valores de incerteza estão de acordo com os encontrados na literatura.

3.11 Rotação das estrelas

A determinação da velocidade de rotação (v_{seni}) foi feita com espectros sintéticos utilizando o código MOOG. Para isso foram escolhidas 3 regiões espectrais que possuíam uma linha isolada do cálcio, na região de 6439 Å e duas linhas de ferro, uma em torno de 6065 Å e outra em torno de 6393 Å. Os espectros sintéticos gerados foram obtidos através da solução do equilíbrio de excitação e ionização e eram desprovidos de rotação, cujo valor é ajustado ao perfil da linha de absorção do espectro estelar. Para isso foi adicionado também o valor da largura a meia altura gaussiana, que é a distância entre os pontos da curva na qual a função gaussiana atinge metade do seu valor máximo, que para todas as estrelas variou entre 0.2 e 0.45. O espectro sintético que melhor se ajustava ao espectro estelar, para uma dada rotação era escolhido e a velocidade de rotação era ob-

tida. Esse ajuste era dado por um erro σ , que descrevia a diferença entre o espectro sintético e o real, de tal forma que quanto menor o σ , melhor ajustado estava o espectro. Esse procedimento foi feito para cada região do espectro descrita e o valor final da rotação foi a média das velocidades de rotação individuais. Alguns espectros sintéticos e o espectro observado podem ser visualizados na Figura 16 que mostra a linha de Ca I em torno de 6439 Å.

As incertezas na velocidade de rotação foram obtidas utilizando a média das medidas.

As velocidades de rotação das BS genuínas estão na Tabela 14, com suas respectivas incertezas. Esta tabela também contém dados da literatura. As velocidades de rotação das estrelas candidatas estão na Tabela 15, com suas respectivas incertezas.

Tabela 14: Velocidade de rotação das estrelas BS genuínas. FB99 = Fuhrmann & Bernkopf (1999), C05 = Carney *et al.* (2005), L09 = Lagrange *et al.* (2009) e AR12 = Ammler-von Eiff & Reiners (2012).

Estrelas	v_{seni} (km/s)	v_{seni} (km/s) (C05)	v_{seni} (km/s)
HD 142575	10±1	13	—
HD 106516	4±1	11.5	6.8±0.9 (FB99)
HD 97916	5±2	14.9	—
HR 3220	8±1	12 (L09)	8.8±1.1 (AR12)

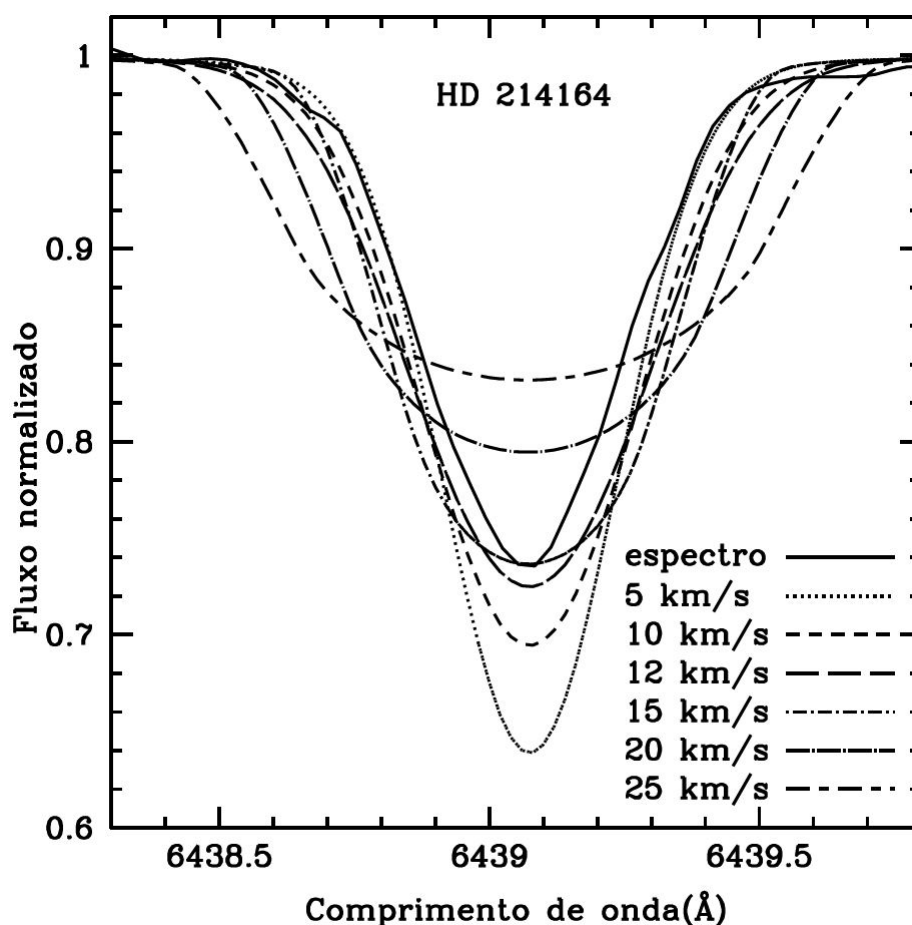


Figura 16: Comparação dos espectros sintéticos com o espectro observado de uma linha de Ca I em 6439 Å com o objetivo de determinar a velocidade de rotação para a estrela HD 214164. Nesse caso, o valor obtido foi 12 km/s.

Uma comparação dos espectros foi feita para se notar o efeito da rotação das estrelas e ela pode ser observada na Figura 17. Em pontilhado está identificada a linha de Ca I em 6102.727 Å.

A velocidade de rotação nas BS e nas candidatas a BS têm valores mais elevados que nas estrelas pobres em metais “comuns”.

Tabela 15: Velocidade de rotação das estrelas candidatas a BS

Estrelas	v_{seni} (km/s)
BD+00 271	12 ± 1 km/s
BD+00 452	19 ± 2 km/s
HD 102592	15 ± 1 km/s
SAO 157038	15 ± 1 km/s
HD 170149	10 ± 1 km/s
HD 214164	12 ± 2 km/s
HD 219221	5 ± 2 km/s

Essa relação pode ser vista na Figura 18 onde a maioria das estrelas da sequência principal de tipos espectrais F, G e K possuem velocidades de rotação baixas em comparação aos valores encontrados nessa dissertação para as estrelas. Essa rotação mais elevada pode ser devido a transferência de massa proveniente de uma estrela mais evoluída. A Figura 19 mostra a relação entre velocidade rotacional e temperatura. As estrelas candidatas a BS dessa dissertação possuem temperaturas entre 6400K e 6900K e possuem velocidade de rotação que são comparáveis às obtidas por Preston & Sneden (2000) com suas estrelas candidatas a BS. Os valores também são comparáveis aos das estrelas de Carney *et al.* (2001) e (2005).

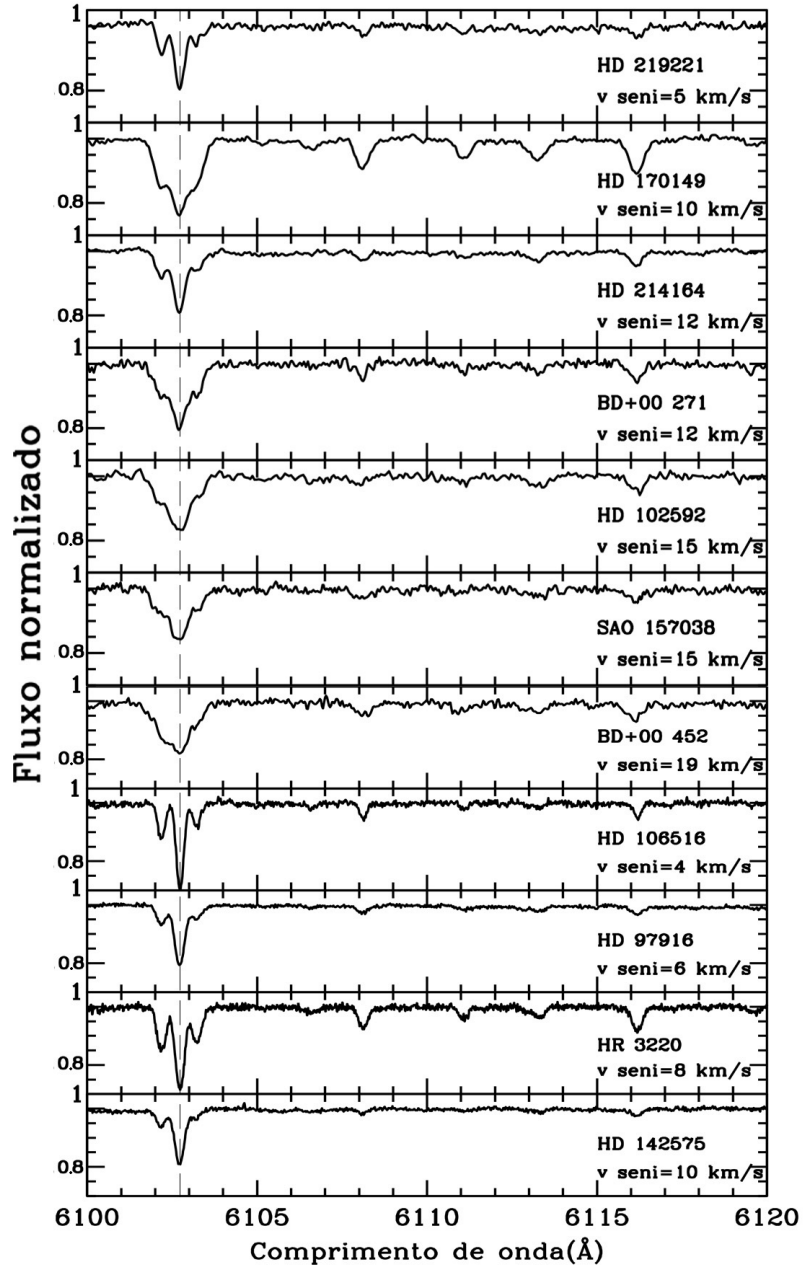


Figura 17: Espectro normalizado das estrelas para comparação da velocidade de rotação. As BS genuínas estão na parte inferior. Em pontilhado está a linha do cálcio em 6102.727 Å.

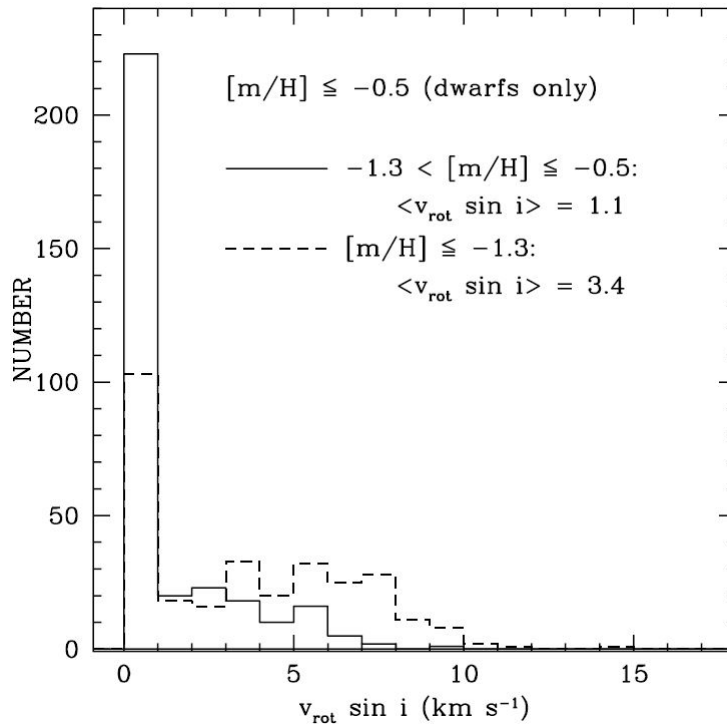


Figura 18: Distribuição da velocidade de rotação em estrelas de tipos espectrais F, G e K da sequência principal. Fonte: Carney *et al.* (2005).

3.12 Velocidade radial

A velocidade radial (v_R) foi obtida utilizando a expressão:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v_r}{c} \quad (12)$$

onde $\Delta\lambda$ é o desvio da linha no espectro em relação ao valor medido em repouso, λ é o comprimento de onda em repouso da linha, v_r é a velocidade radial e c é a velocidade da luz, cujo valor adotado foi $3 \times 10^5 \text{ km/s}$.

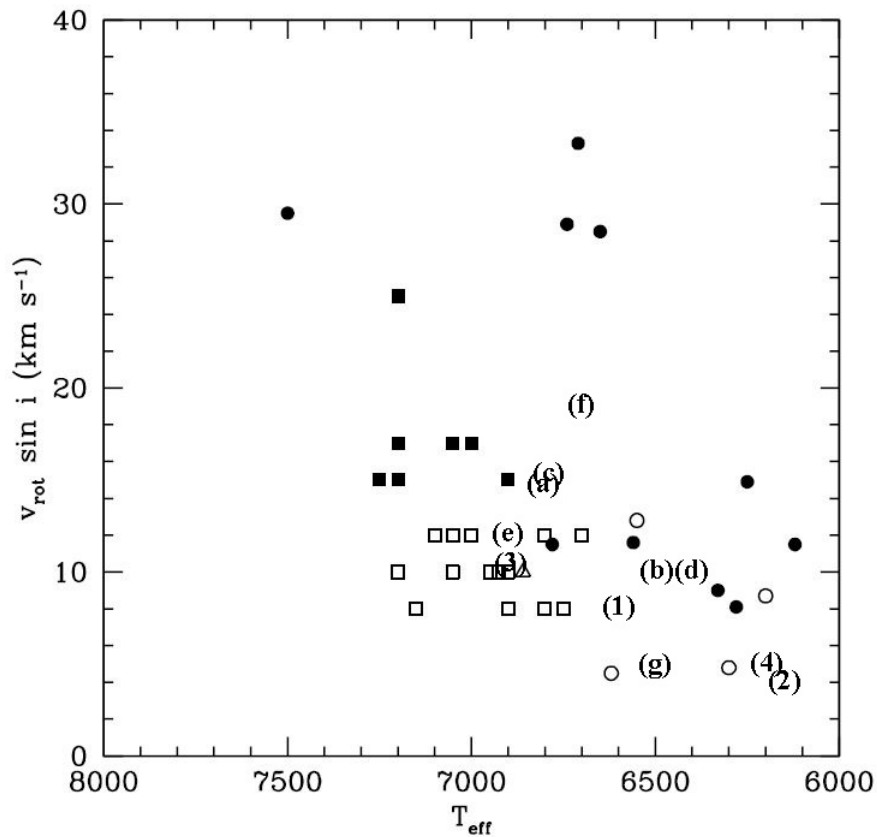


Figura 19: Velocidade de rotação vs. temperatura efetiva para estrelas isoladas e mais quentes que o *turnoff* de metalicidades comparáveis de Preston & Sneden (2000) (quadrados abertos), BS binárias de Preston & Sneden (2000) (quadrados cheios), estrelas com velocidade radial constante (círculos abertos) de Carney *et al.* (2001) e (2005) e binárias (círculos cheios). A estrela BD +25 1981, que possivelmente tem velocidade variável é mostrada com um triângulo. Fonte: Carney *et al.* (2005). As estrelas dessa dissertação são: Letras (candidatas): (a) - SAO 157038; (b) - HD 214164; (c) - HD 102592; (d) - HD 170149; (e) - BD+00 271; (f) - BD+00 452; (g) - HD 219221. Números (BS genuínas): (1) - HR 3220; (2) - HD 106516; (3) - HD 142575; (4) - HD 97916.

Foram utilizadas 3 linhas do Fe I para a medição da velocidade radial, uma linha na região em torno de 5000 Å, outra em torno de 5500 Å e outra na região em torno de 6500 Å. Os valores obtidos, com suas respectivas incertezas, para todas as estrelas estão nas Tabelas 16 e 17.

Tabela 16: Velocidade radial das estrelas. C05 = Carney *et al.* (2005), G03 = Gratton *et al.* (2003)

Estrelas	v_R (km/s) dis.	v_R (km/s) (C05)	v_R (km/s) (G03)
HD 142575	-51.44 ± 0.31	-64.98 ± 0.17	-64.8
HD 106516	-14.18 ± 0.02	-4.41 ± 0.09	8.2
HD 97916	86.79 ± 1.20	-61.04 ± 0.16	55.4
HR 3220	28.90 ± 0.15	—	—

Tabela 17: Velocidade radial das estrelas - continuação

Estrelas	v_R (km/s)
BD+00 271	7.05 ± 0.37
BD+00 452	-5.83 ± 0.49
HD 102592	27.13 ± 1.71
SAO 157038	30.66 ± 0.60
HD 170149	-36.26 ± 0.21
HD 214164	2.54 ± 1.65
HD 219221	28.96 ± 4.30

Das 4 BS genuínas, 3 são binárias, são elas HD 106516, HD 97916 e HR 3220. As duas primeiras são estrelas da amostra de

Carney *et al.* (2005) com soluções para velocidade radial que diferem dos valores aqui encontrados, com a ressalva que elas possuem velocidades radiais variáveis. A estrela HD 106516 variou sua velocidade radial de -3.48 a 11.81 km/s e a estrela HD 97916 variou de 53.96 a 69.30 km/s durante o período de observação referido no artigo. Carney *et al.* (2005) obteve $v_R = -64.98 \pm 0.17 \text{ km/s}$ para HD 142575, onde ele a observou como tendo, aparentemente, velocidade radial constante.

4 Comparação entre BS candidatas e BS genuínas

4.1 Espectros

Outra etapa desenvolvida foi a comparação dos espectros. A comparação é um passo importante, pois pode-se observar similaridades nos espectros e que pode ser utilizada como critério na seleção de estrelas candidatas. Essa comparação pode ser observada na Figura 20. Em pontilhado está identificada a linha de bário em 6141.727 \AA .

Pode-se observar as mesmas linhas de absorção nas estrelas candidatas e nas BS genuínas, o que pode ser um parâmetro para identificação de estrelas BS.

4.2 BS candidatas no diagrama $(B - V)_0$ vs. $[m/H]$

Como foi mencionado anteriormente, a dificuldade de se ter certeza se uma BS é estrela do campo depende principalmente da determinação do seu avermelhamento, pois com os dados fotométricos pode-se estimar com melhor segurança se uma estrela é ou não uma BS do campo. O trabalho de Carney *et al.* (2005) foi utilizado como referência, e também o seu método de identificar BS do campo, como visto na Figura 4. Porém esse trabalho se restringe a

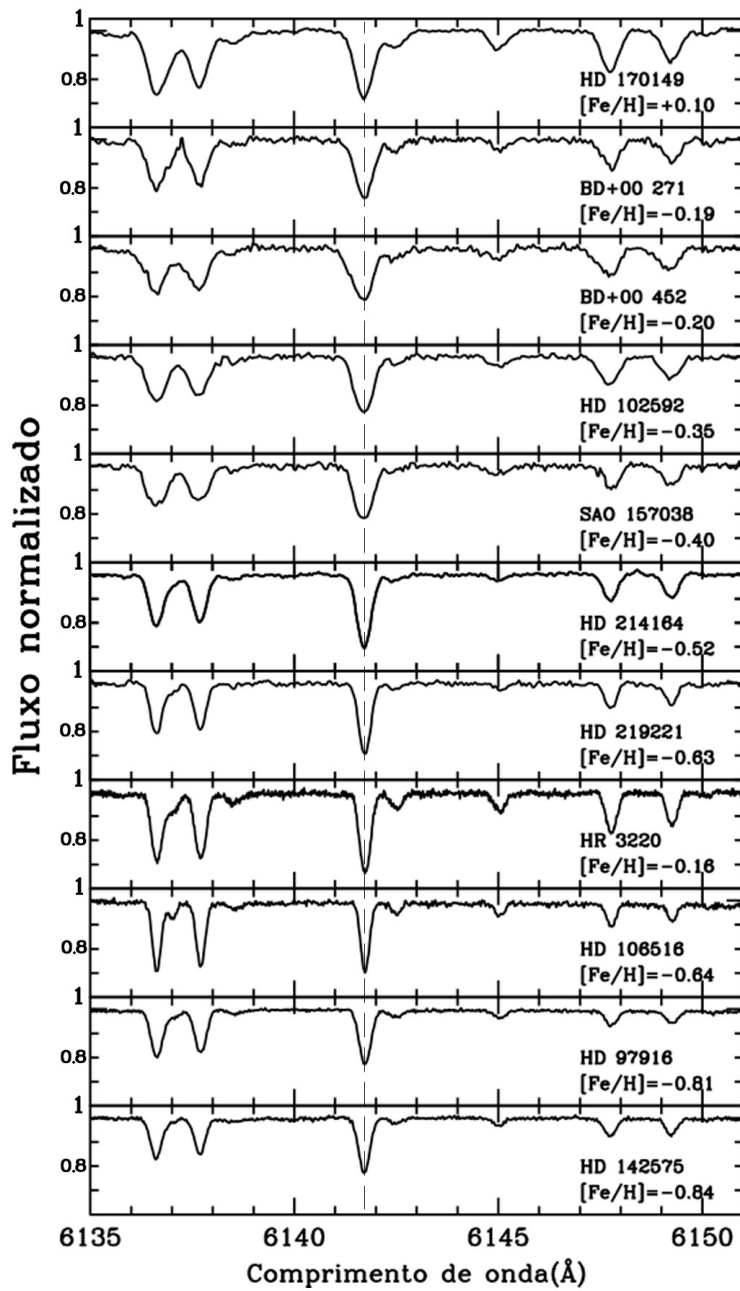


Figura 20: Espectro normalizado das estrelas candidatas e BS para comparação. As BS genuínas estão na parte inferior. Em pontilhado está a linha de bário em 6141.727 Å.

estrelas com metalicidade inferiores a -0.4, o que não abrange todas as estrelas dessa dissertação. O que foi feito para se utilizar o trabalho de Carney *et al.* (2005) foi expandir o eixo da metalicidade para acomodar as estrelas dessa dissertação, de maneira que o resultado pode ser visto na Figura 21. Deve ser notado que os dados do índice de cor intrínseco utilizados para as estrelas candidatas dessa dissertação são os dados obtidos com a equação de Alonso *et al.* (1999) (Tabela 8). Para as estrelas HD 214164 e HD 219221 foram utilizados os valores de $(B - V)_{obs}$ porque os valores encontrados para $E(B-V)$ foram negativos.

As estrelas candidatas e as BS genuínas dessa dissertação se misturam na região acima dessa linha, onde Carney *et al.* (2005) observaram que as BS genuínas estavam localizadas.

Utilizando o trabalho de Alonso *et al.* (1999) para corrigir o índice de cor observado, pode-se perceber que as estrelas candidatas estão realmente localizadas na região onde Carney *et al.* (2005) observaram suas BS genuínas. Deve ser mencionado que o comportamento esperado para o índice de cor intrínseco não foi observado para as estrelas HD 219221 e HD 214164, o que pode indicar um erro na obtenção da temperatura e/ou metalicidade, ou uma extinção muito baixa.

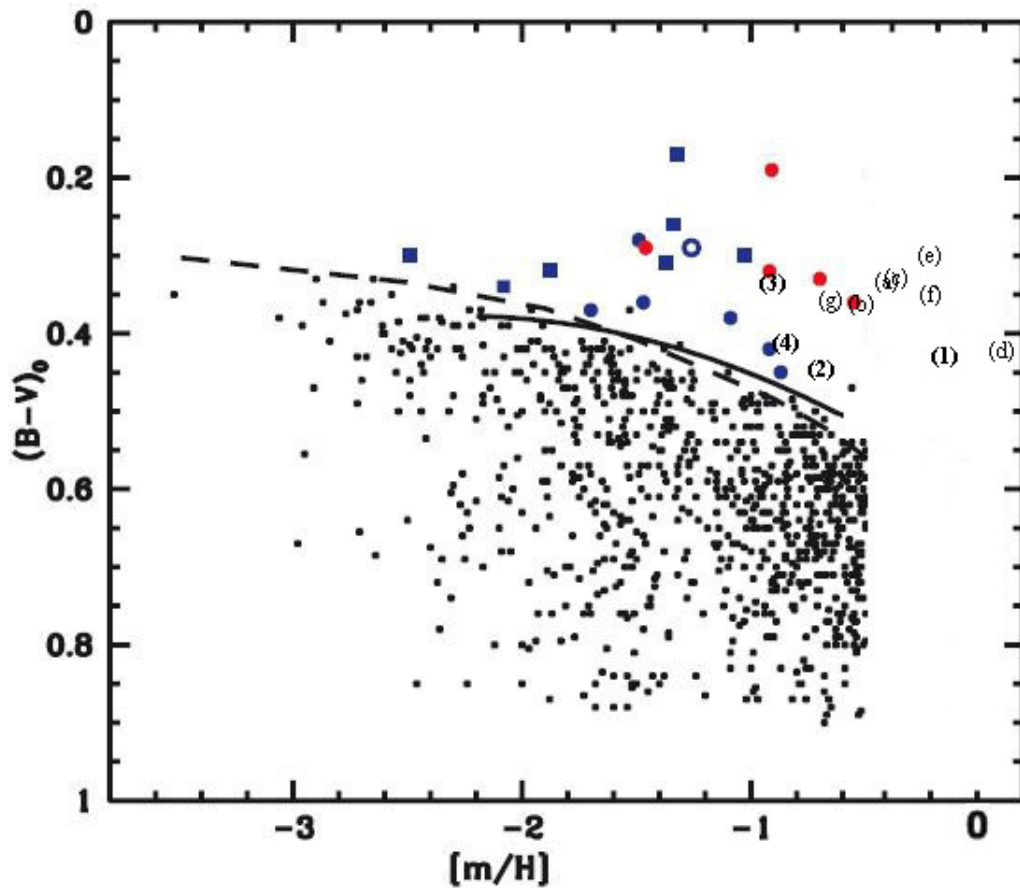


Figura 21: $(B - V)_0$ vs. $[m/H]$ para estrelas do campo, como mostrado na Figura 4, modificado para abranger as estrelas em estudo. As estrelas dessa dissertação são: Letras ($(B - V)_0$ calculado das candidatas): (a) - SAO 157038; (b) - HD 214164; (c) - HD 102592; (d) - HD 170149; (e) - BD+00 271; (f) - BD+00 452; (g) - HD 219221. Números (BS genuínas com dados de $(B - V)_0$): (1) - HR 3220($(B - V)_{obs}$); (2) - HD 106516; (3) - HD 142575; (4) - HD 97916.

5 Abundâncias

Uma vez obtido o modelo para a atmosfera, o próximo passo é obter as abundâncias dos outros elementos. Para isso utiliza-se o MOOG com uma lista de linhas de elementos químicos que se deseja conhecer (Tabelas 27 e 28 do apêndice). A Figura 22 mostra as abundâncias de alguns elementos obtidas através desse processo.

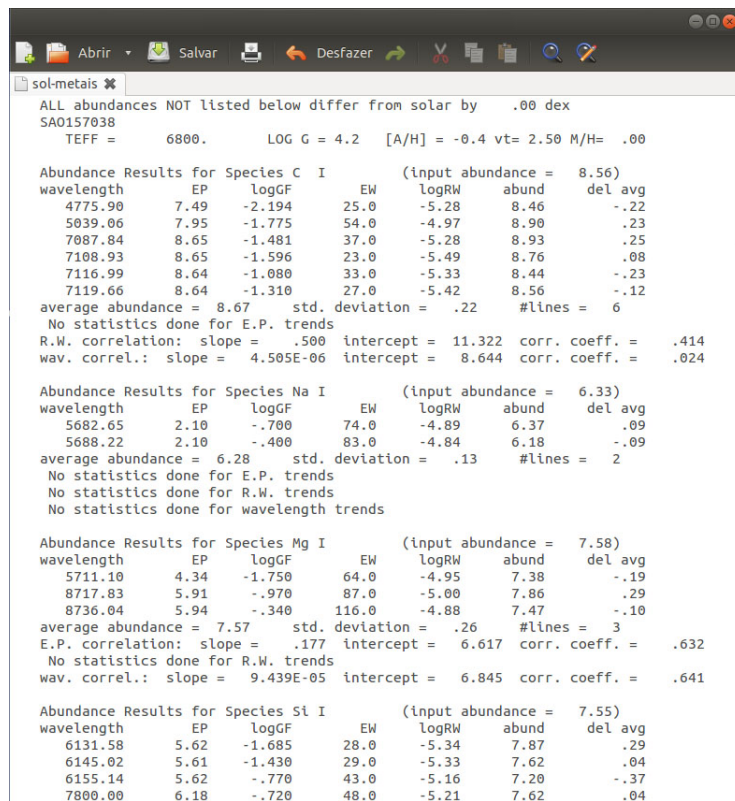


Figura 22: Abundâncias de alguns elementos, dentre eles, C, Na, Mg e Si com seus respectivos desvios padrão.

A abundância desses elementos químicos para todas as estrelas analisadas encontram-se nas Tabelas 18 e 19 em sua abundância relativa ao ferro na notação:

$$[X/Fe] \equiv [X/Fe]_{\star} - [X/Fe]_{\odot} \quad (13)$$

Tabela 18: Razões de abundâncias $[X/Fe]$ dos elementos analisados

Estrelas	[C/Fe]	[Na/Fe]	[Mg /Fe]	[Al /Fe]	[Si I/Fe]	[Si II/Fe]	[Ca /Fe]
HD 142575	—	+0.33±0.27	+0.59±0.21	—	+0.33±0.16	+0.33±0.10	+0.44±0.14
HD 106516	+0.44±0.18	+0.20±0.12	+0.33±0.14	+0.12±0.12	+0.41±0.27	+0.45±0.11	+0.30±0.12
HR 3220	+0.19±0.13	+0.14±0.11	+0.22±0.10	+0.04±0.15	+0.25±0.19	+0.34±0.11	+0.12±0.09
HD 97916	—	+0.19±0.11	+0.38±0.10	—	+0.40±0.16	+0.44±0.09	+0.36±0.16
HD 214164	+0.25±0.16	+0.17±0.11	+0.04±0.11	—	+0.22±0.17	+0.22±0.15	+0.12±0.13
HD 219221	+0.30±0.14	+0.22±0.25	+0.15±0.16	+0.22±0.25	+0.14±0.16	+0.20±0.18	+0.17±0.14
HD 170149	+0.12±0.19	+0.10±0.40	+0.23±0.27	-0.16±0.20	+0.26±0.19	+0.31±0.17	+0.10±0.23
HD 102592	+0.41±0.19	+0.44±0.27	+0.17±0.14	—	+0.46±0.28	+0.40±0.14	+0.21±0.12
SAO 157038	+0.55±0.26	+0.35±0.18	+0.39±0.29	—	+0.43±0.31	+0.29±0.16	+0.12±0.17
BD+00 271	+0.27±0.16	+0.27±0.23	+0.10±0.24	-0.21±0.40	+0.23±0.22	+0.18±0.15	+0.16±0.17
BD+00 452	+0.15±0.19	+0.33±0.24	+0.16±0.17	—	+0.39±0.20	+0.18±0.16	+0.22±0.20

Pode-se observar que há sobreabundâncias dos elementos α (Mg, Si, Ca, Ti) para todas as estrelas, em relação aos valores solares. Entretanto não há nenhuma peculiaridade química observada entre as estrelas BS. A maioria das estrelas não apresentou linhas de nitrogênio e alumínio e dos elementos do processo-s, com exceção do ítrio. Além disso os resultados mostram bom acordo entre as abundâncias dos elementos neutros e ionizados para Si, Ti e Cr.

Tabela 19: Razões de abundâncias [X/Fe] dos elementos analisados - continuação

Estrelas	[Ti I/Fe]	[Ti II/Fe]	[Cr I/Fe]	[Cr II/Fe]	[Ni/Fe]	[Zn /Fe]	[Y/Fe]
HD 142575	+0.37±0.20	+0.42±0.13	-0.02±0.09	0.00±0.16	+0.15±0.15	—	+0.12±0.13
HD 106516	+0.28±0.12	+0.35±0.12	-0.07±0.09	-0.05±0.12	+0.13±0.11	—	-0.11±0.11
HR 3220	+0.12±0.13	+0.38±0.19	+0.06±0.12	+0.08±0.10	+0.09±0.11	+0.12±0.12	+0.04±0.19
HD 97916	+0.25±0.13	+0.35±0.12	-0.01±0.18	+0.02±0.17	+0.07±0.13	—	+0.08±0.17
HD 214164	+0.02±0.13	+0.16±0.15	-0.02±0.14	+0.02±0.12	+0.07±0.16	-0.13±0.14	+0.05±0.12
HD 219221	+0.07±0.15	+0.19±0.17	-0.04±0.15	-0.06±0.14	+0.09±0.21	-0.14±0.15	-0.10±0.14
HD 170149	-0.06±0.25	-0.06±0.25	-0.04±0.24	-0.06±0.21	+0.07±0.20	-0.24±0.16	-0.01±0.23
HD 102592	+0.13±0.14	+0.09±0.14	+0.12±0.12	+0.09±0.15	+0.06±0.15	-0.05±0.20	+0.13±0.17
SAO 157038	+0.15±0.16	+0.25±0.14	+0.11±0.13	0.00±0.17	+0.12±0.14	-0.03±0.17	-0.11±0.20
BD+00 271	+0.12±0.19	+0.19±0.20	+0.07±0.15	-0.04±0.19	+0.07±0.19	-0.17±0.20	+0.21±0.21
BD+00 452	+0.10±0.22	+0.16±0.23	+0.02±0.21	+0.01±0.21	+0.03±0.20	-0.10±0.22	+0.15±0.23

Comparação das BS genuínas com a literatura

Dados de abundância para as BS genuínas foram coletados de várias fontes para serem comparadas com os valores encontrados nesse trabalho. Nas Tabelas 20, 21, 22 e 23 podemos ver essa comparação:

Tabela 20: HD 106516 - Comparação das abundâncias da literatura com os resultados obtidos nesse trabalho.

Fontes	[Fe/H]	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti I/Fe]	[Ti II/Fe]	[Cr I/Fe]	[Cr II/Fe]	[Ni/Fe]	[Y II/Fe]
Axer <i>et al.</i> (1994)	-0.70	+0.12	+0.34	+0.22	+0.23	+0.19	+0.32	—	—	—	+0.06	+0.01
Nissen <i>et al.</i> (1997)	-0.61	+0.09	+0.25	—	+0.29	+0.19	+0.18	—	+0.02	—	0.00	-0.07
Gratton <i>et al.</i> (2003)	-0.72	+0.12	+0.47	—	+0.31	+0.29	+0.14	+0.15	-0.10	-0.06	0.00	—
Média	-0.68 ± 0.06	+0.11 ± 0.02	+0.35 ± 0.11	—	+0.28 ± 0.04	+0.22 ± 0.06	+0.21 ± 0.09	—	-0.04 ± 0.08	—	+0.02 ± 0.03	-0.03 ± 0.06
Diss.	-0.64 ± 0.05	+0.20 ± 0.12	+0.33 ± 0.14	+0.12 ± 0.12	+0.41 ± 0.27	+0.30 ± 0.12	+0.28 ± 0.12	+0.35 ± 0.12	-0.07 ± 0.09	-0.05 ± 0.12	+0.13 ± 0.11	-0.11 ± 0.11

Tabela 21: HD 142575 - Comparação das abundâncias da literatura com os resultados obtidos nesse trabalho.

Fontes	[Fe/H]	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti I/Fe]	[Ti II/Fe]	[Cr/Fe]	[Ni/Fe]
Gratton <i>et al.</i> (2003)	-1.04	+0.25	+0.61	+0.41	+0.42	+0.23	+0.36	-0.11	+0.03
Diss.	-0.84 ± 0.06	+0.33 ± 0.27	+0.59 ± 0.21	+0.33 ± 0.16	+0.44 ± 0.14	+0.37 ± 0.20	+0.42 ± 0.13	-0.02 ± 0.09	+0.15 ± 0.15

Tabela 22: HR 3220 - Comparação das abundâncias da literatura com os resultados obtidos nesse trabalho.

Fontes	[Fe/H]	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti I/Fe]	[Ni/Fe]	[Y II/Fe]
Edvardsson <i>et al.</i> (1993)	-0.26	+0.09	+0.18	+0.18	+0.17	+0.08	+0.13	+0.04	-0.10
Diss.	-0.16±0.07	+0.14±0.11	+0.22±0.10	+0.04±0.15	+0.25±0.19	+0.12±0.09	+0.12±0.13	+0.09±0.11	+0.04±0.19

Tabela 23: HD 97916 - Comparação das abundâncias da literatura com os resultados obtidos nesse trabalho.

Fontes	[Fe/H]	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti II/Fe]	[Cr/Fe]	[Ni/Fe]
Gratton <i>et al.</i> (2003)	-0.91	+0.19	+0.53	+0.40	+0.33	+0.31	-0.15	-0.03
Diss.	-0.81±0.06	+0.19±0.11	+0.38±0.10	+0.40±0.16	+0.36±0.16	+0.35±0.12	-0.01±0.18	+0.07±0.13

Pode-se observar que os valores de abundância são compatíveis em sua maioria com os dados da literatura, com discrepância de 0.1-0.2 dex.

5.1 Incertezas nas abundâncias

As incertezas nos valores das abundâncias são os erros dados pela saída do MOOG que calcula a média de todas as abundâncias e por conseguinte, o erro é o desvio padrão de cada medida em relação ao valor médio. Para o erro das abundâncias em relação ao Fe foi utilizada a expressão a seguir:

$$\sigma_{[X/Fe]} = \sqrt{\sigma_{Ab(X)_*}^2 + \sigma_{Ab(X)_\odot}^2 + \sigma_{Ab(Fe)_*}^2 + \sigma_{Ab(Fe)_\odot}^2} \quad (14)$$

Onde $\sigma_{Ab(X)_*}$ e $\sigma_{Ab(Fe)_*}$ são os erros da abundância do elemento X (Ab(X)) e de Fe (Ab(Fe)) na estrela e $\sigma_{Ab(X)_\odot}$ e $\sigma_{Ab(Fe)_\odot}$ são os erros

da abundância do elemento X e de Fe no Sol, retirado de Grevesse & Sauval (1998).

5.2 BS candidatas em comparação com os resultados de Reddy *et al.* (2003) e (2006)

Foi feita uma comparação com as abundâncias entre as estrelas dessa dissertação e as estrelas anãs F e G do campo do disco Galático de Reddy *et al.* (2003) e com estrelas do disco espesso de Reddy *et al.* (2006), que se estende até metalicidades menores. Essa comparação pode ser vista nas Figuras 23, 24 e 25 que contêm as razões de abundância ($[X/Fe]$) vs. metalicidade ($[Fe/H]$) dessas estrelas juntamente com as estrelas candidatas a BS e as BS genuínas. Para as BS genuínas foram utilizados os dados médios encontrados na literatura e os dados obtidos nessa dissertação. As estrelas candidatas são os quadrados vermelhos. Pode ser notado que em nenhum dos diagramas as BS se destacam quimicamente das outras estrelas do campo, mesmo se forem utilizados os resultados de abundâncias da literatura, isso mostra que parece não haver peculiaridades químicas nas BS.

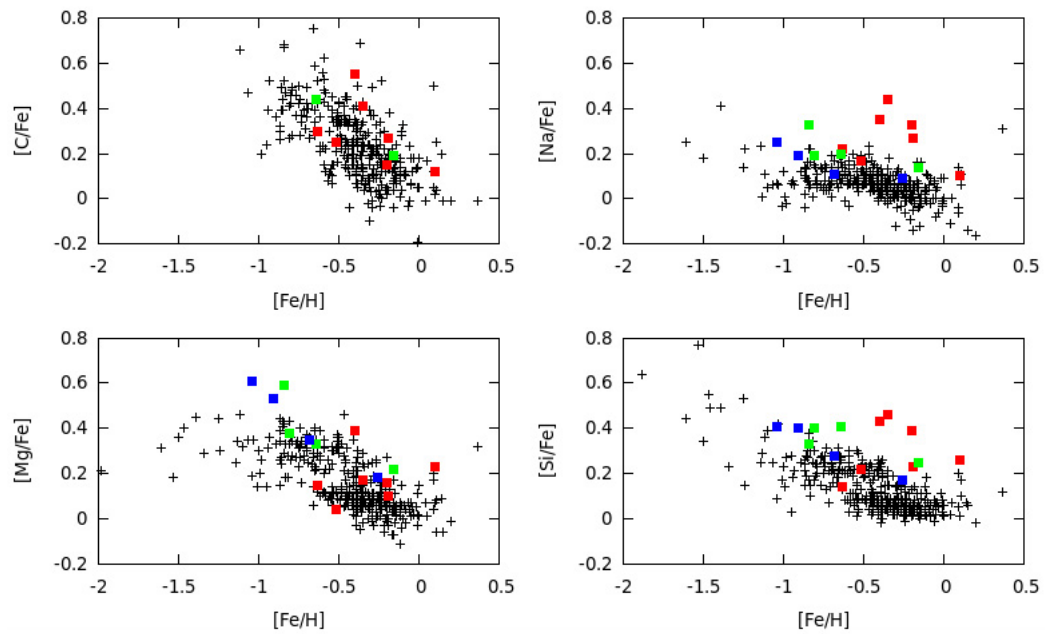


Figura 23: Razões de abundância ($[X/Fe]$) vs. metalicidade ($[Fe/H]$) da amostra de estrelas anãs F e G de Reddy *et al.* (2003) e (2006) (cruzes pretas) com as estrelas candidatas dessa dissertação (quadrados vermelhos). Os quadrados verdes são os resultados obtidos nessa dissertação para as BS genuínas e os quadrados azuis são as mesmas estrelas com os resultados da literatura.

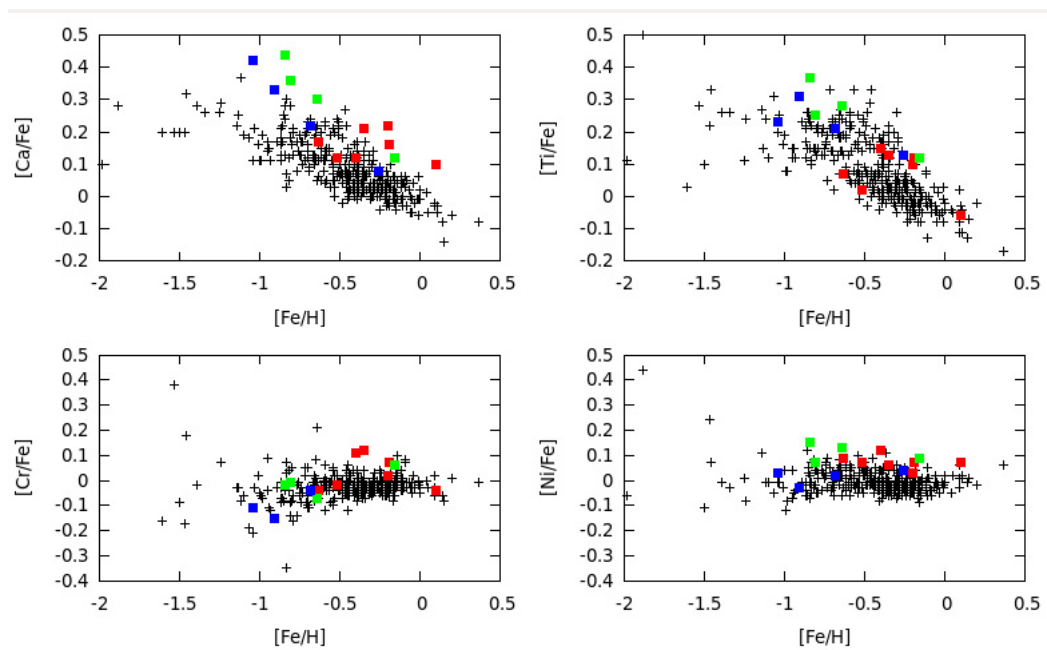


Figura 24: Razões de abundância ($[X/Fe]$) vs. metalicidade ($[Fe/H]$) da amostra de estrelas anãs F e G de Reddy *et al.* (2003) e (2006). Símbolos têm o mesmo significado da Figura 23.

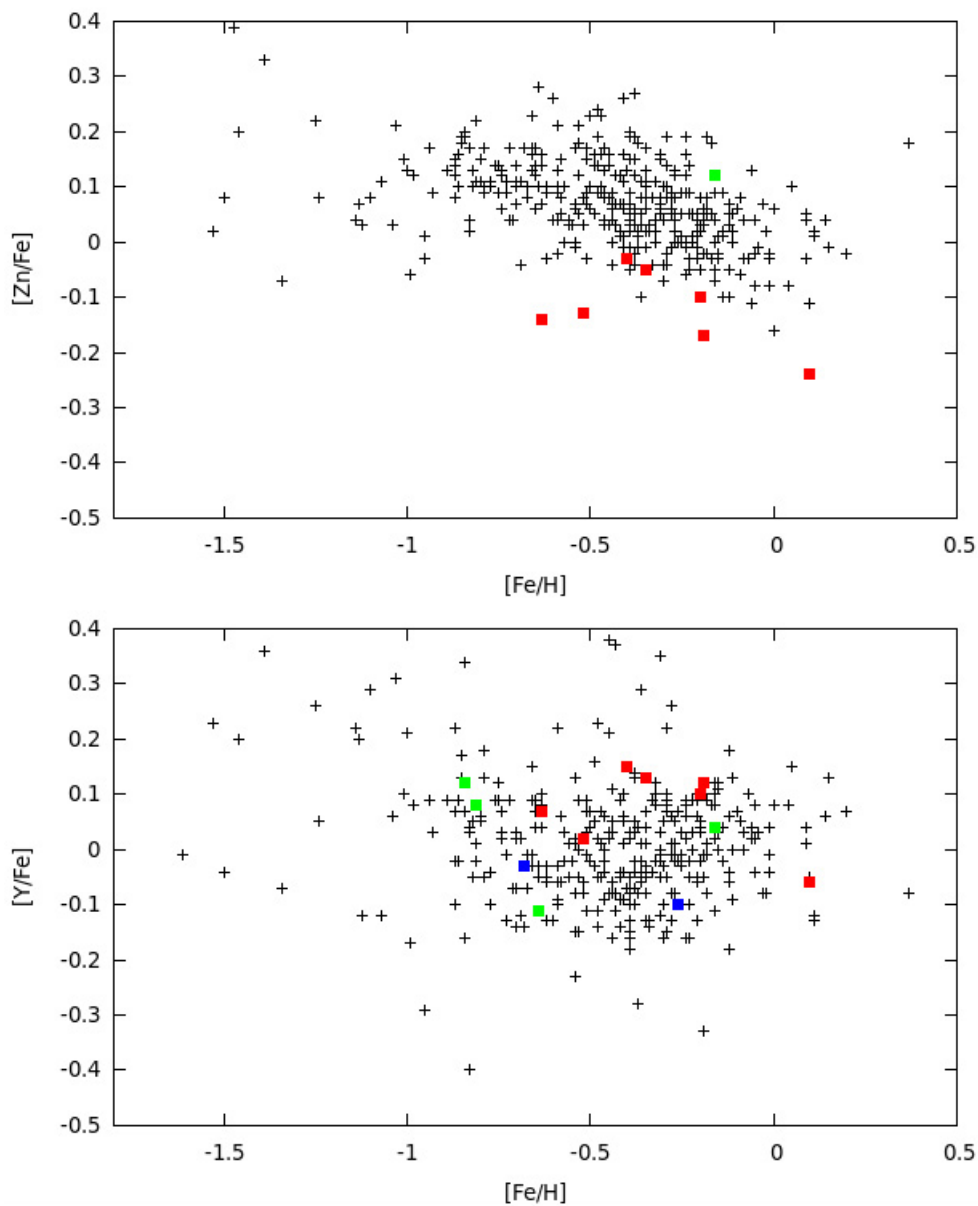


Figura 25: Razões de abundância ($[X/Fe]$) vs. metalicidade ($[Fe/H]$) da amostra de estrelas anãs F e G de Reddy *et al.* (2003) e (2006). Símbolos têm o mesmo significado da Figura 23.

5.3 Lítio

As abundâncias de Li foram obtidas de maneira independente da realizada para os outros elementos, pois foi utilizada síntese espectral, ou seja, 5 modelos sintéticos do MOOG, na região espectral da linha de 6707 Å, cada um com uma abundância diferente de Li para o ajuste ao espectro da estrela. A abundância de Li obtida foi o valor que melhor ajustava o espectro sintético ao espectro observado. A melhor solução era escolhida a partir do erro entre o espectro sintético e o observado, que é dado pelo σ que foi comentado na página 67. Como os espectros sintéticos são muito semelhantes, foi escolhido o valor médio entre os dois melhores espectros sintéticos. Dessa forma o valor para a abundância de Li é a média entre os dois valores. Na abundância do Li foram utilizados os dados de velocidade de rotação (Tabelas 14 e 15).

Como pode ser notado na Tabela 24, que mostra os resultados obtidos para as estrelas candidatas, algumas estrelas candidatas dessa dissertação apresentam Li e outras não. A presença ou ausência de Li é um fator importante nas BS. A Figura 27 contém comparações entre as estrelas em relação a presença ou ausência da linha de Li em 6707 Å. Pode ser notado que algumas estrelas têm linhas de Li bem pronunciadas enquanto outras não apresentam essas linhas. Em

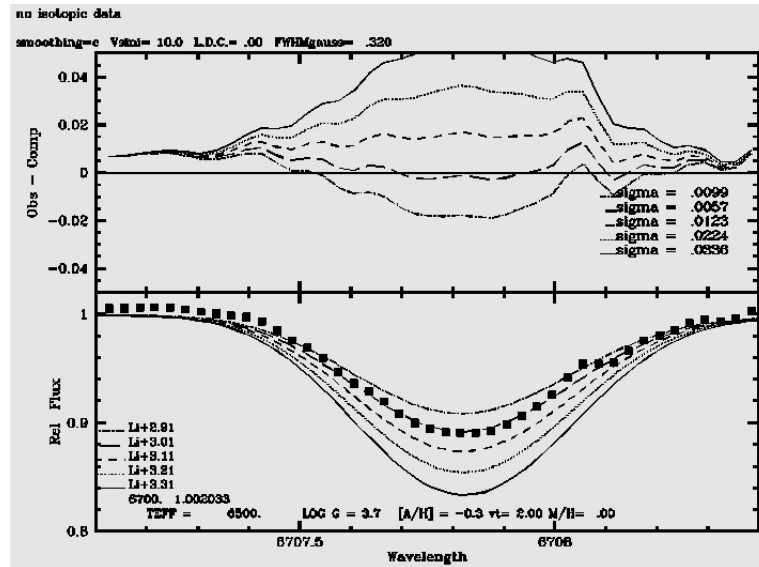


Figura 26: Comparação dos espectros sintéticos com o espectro observado (quadrados) da linha de Li com o intuito de determinar sua abundância para a estrela HD 214164.

pontilhado está destacada a linha de Li em 6707.87 Å.

Tabela 24: Abundâncias de lítio

Estrelas	$\log \varepsilon(Li)$
HD 214164	2.96 ± 0.05
HD 219221	2.46 ± 0.05
HD 170149	0.0
HD 102592	0.0
SAO 157038	0.0
BD+00 271	3.16 ± 0.05
BD+00 452	2.66 ± 0.05

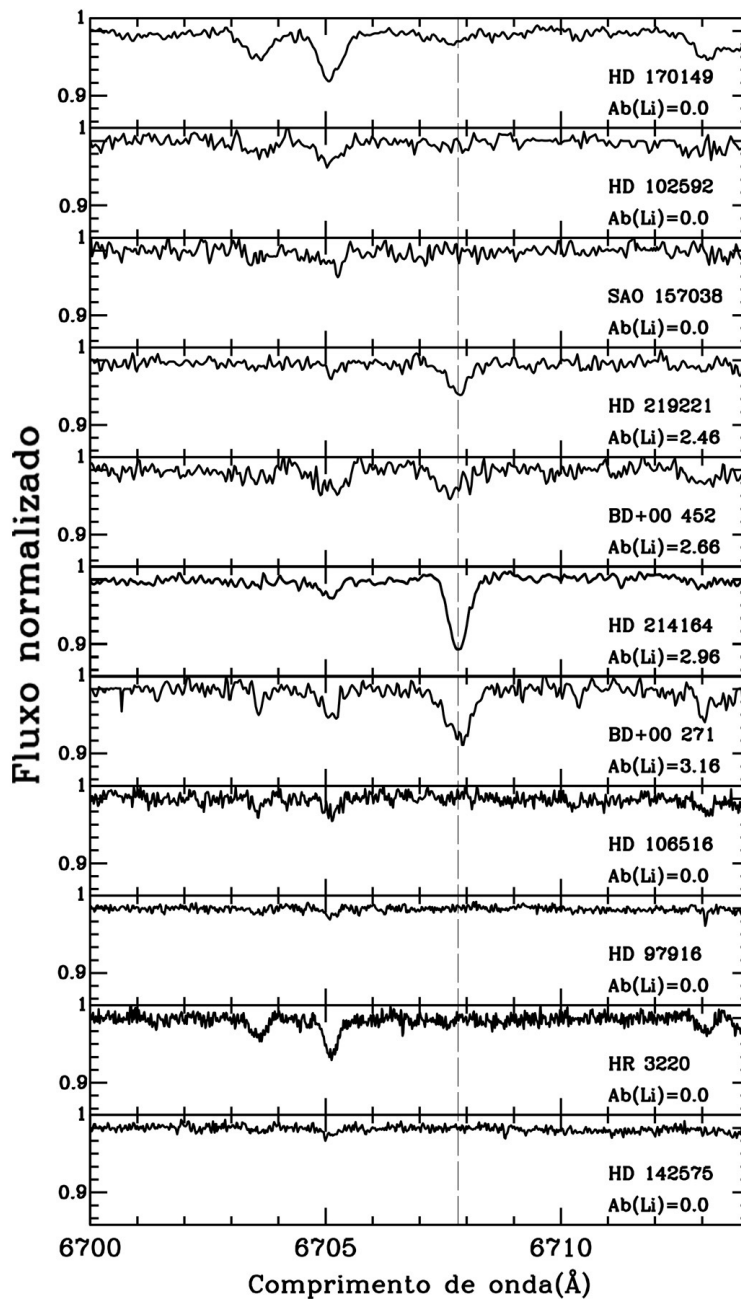


Figura 27: Espectro normalizado das estrelas candidatas e BS para comparação da linha de Li. As BS genuínas estão na parte inferior. Em pontilhado está a linha de Li em 6707.87 Å.

Para se testar a hipótese de a ausência de Li ser devido ao *gap* que existe entre 6300K e 6900K (Boesgaard & Tripicco (1986) e Boesgaard & Budge (1988)), foi feito um diagrama entre a abundância de Li e a temperatura efetiva. Esse diagrama pode ser visto na Figura 28.

Pode-se perceber que as estrelas que são deficientes e as que têm abundâncias normais de Li estão nos limites do *gap*. Isso pode ser evidência de um outro mecanismo causando a depleção de Li observada nessas estrelas. Das BS já identificadas, todas estão dentro desse *gap* (HD 97916, HD 106516, HD 142575 e HR 3220), mesmo quando se utiliza os valores de temperatura encontrados na literatura. Deve ser dito também, que esse *gap* foi observado em aglomerados abertos e não se sabe se esse efeito é observado em estrelas do campo. Para testar se há esse *gap* nas estrelas do campo foi feito um diagrama utilizando estrelas anãs F e G de Lambert & Reddy (2004) em conjunto com as estrelas dessa dissertação. Esse diagrama pode ser visto na Figura 28.

Pode ser notado que não há um *gap* de Li observado para as estrelas do campo como observado nas estrelas do aglomerado das Hyades (Figura 3), ao contrário, há um grande espalhamento nas abundâncias de Li para estas temperaturas. Também foi feito um outro

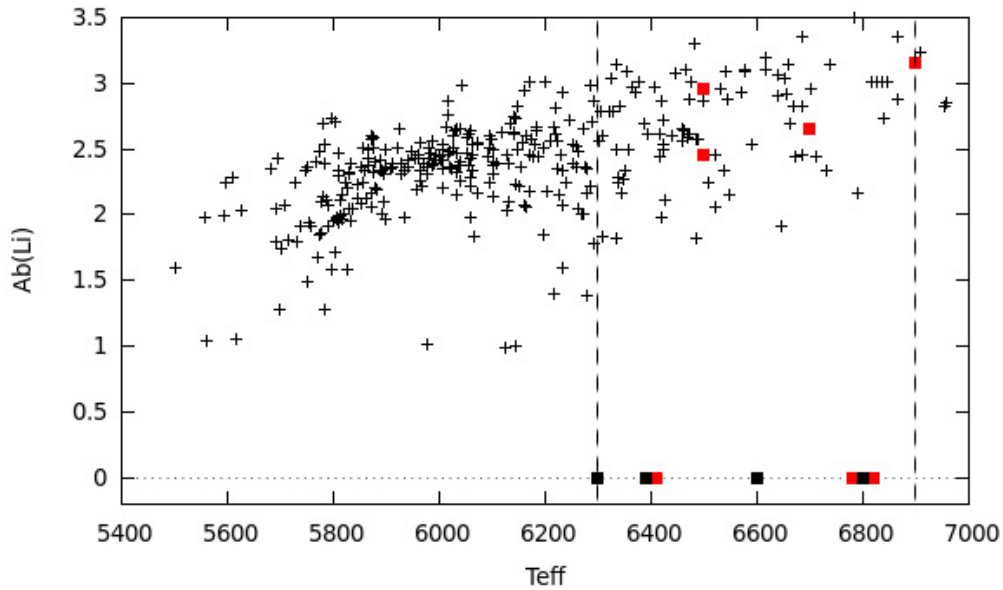


Figura 28: Abundância de Li vs. temperatura efetiva de estrelas do campo. As cruces pretas são as estrelas de Lambert & Reddy (2004); os quadrados vermelhos são as estrelas candidatas e as BS genuínas são os quadrados pretos. As linhas pontilhadas representam os limites em temperatura do Li *gap*. Os quadrados pretos e vermelhos que estão lado a lado em $Ab(Li) = 0$ têm a mesma temperatura, apenas foram deslocados para serem visualizados. Deve ser notado que as 4 BS genuínas encontram-se na região do Li *gap*.

diagrama para essas estrelas de Lambert & Reddy (2004), dessa vez relacionando a abundância de Li com a metalicidade. Esse diagrama pode ser visto na Figura 29.

Pode ser observado novamente um espalhamento na abundância de Li para todas as metalicidades sem nenhuma tendência observável. O *plateau* de Li não pode ser observado pois ele se localiza em

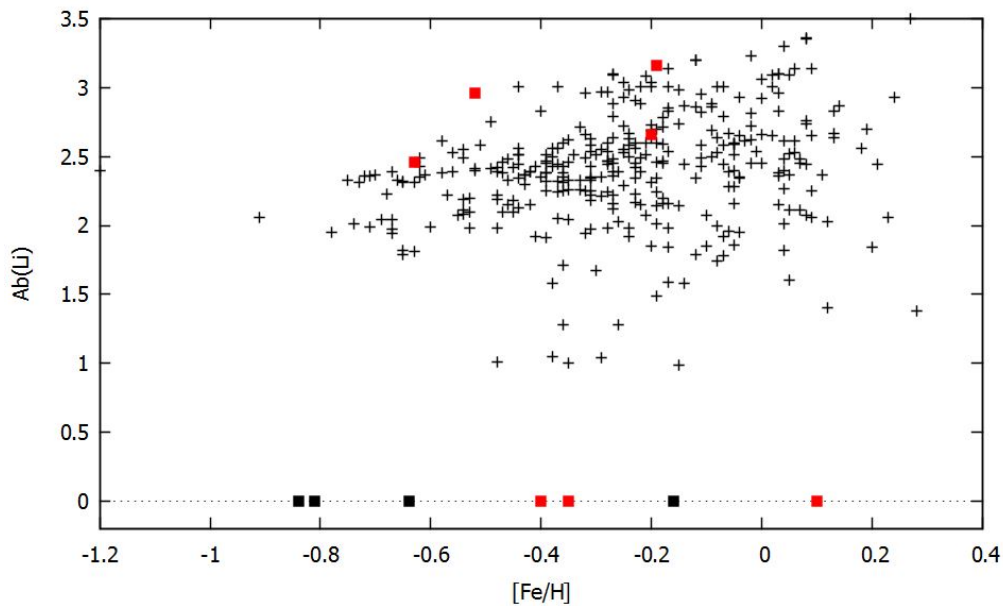


Figura 29: Abundância de Li vs. metalicidade de estrelas do campo. As cruces pretas são as estrelas de Lambert & Reddy (2004); os quadrados vermelhos são as estrelas candidatas e as BS genuínas são os quadrados pretos.

metallicidades muito baixas, para $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.0$. Essas duas figuras contemplam as mesmas regiões de temperatura e metalicidade das estrelas analisadas nessa dissertação e são uma forte evidência de que não é observado um *gap* na abundância de Li para estrelas anãs do campo.

As estrelas BS genuínas da literatura não apresentam abundâncias de Li normais, se comparadas as estrelas da amostra de Lambert & Reddy (2004), ou seja, elas sofreram uma depleção nas suas abundâncias de Li. Essa depleção de Li pode ser causada pela rotação

um pouco mais elevada das BS, que pode gerar um *mixing* suficiente pra destruir o Li mais superficial. Mas a discussão entre BS não apresentarem Li porque têm rotação maior e o fato de elas terem rotação maior porque acretaram massa de outra estrela e por isso diluíram o Li é uma discussão bastante interessante e que não parece haver uma resposta única, apenas uma mais provável que a outra, para vários autores, a segunda hipótese. As BS genuínas utilizadas nessa dissertação não possuem velocidades rotacionais muito elevadas, tendo valor máximo de 14.9 km/s como encontrado por Carney *et al.* (2005) e 10 km/s como foi obtido nessa dissertação. Deve ser ressaltado que as velocidades rotacionais das estrelas podem ter sido freadas por algum mecanismo, como frenagem magnética, que deixariam as BS com velocidades de rotação comuns, mas com uma abundância de Li diminuída. A depleção de Li também pode ser explicada pela existência de transferência de massa, que é observada em muitas BS já identificadas.

6 Conclusão

A grande dificuldade que se tem para afirmar se uma estrela candidata é uma BS genuína está no fato de não se ter os dados fotométricos precisos, ou seja, com a falta do avermelhamento, que é também um parâmetro crucial na determinação da distância, torna-se mais difícil classificar uma estrela como BS. Apesar disso foi utilizado o trabalho de Alonso *et al.* (1999), que utilizando uma equação que depende da metalicidade e temperatura efetiva, nos fornece $(B - V)_0$. Esse índice foi utilizado no diagrama de Carney *et al.* (2005) e foi observado que as estrelas candidatas ficavam na região onde Carney *et al.* (2005) observaram suas BS genuínas.

Outro fator importante a ser considerado é uma possível binaridade, que é condizente com as hipóteses de formação de BS até então mais prováveis. Para se observar a binaridade é necessário um monitoramento das estrelas para observar a variação da velocidade radial. Esse estudo de velocidade radial requer várias observações por um longo período de tempo para a construção de um diagrama da curva de velocidade radial, que para uma dissertação de mestrado é um tempo muito longo. Também é necessária a determinação da excentricidade da órbita para se testar a possibilidade de um *merger* ou de transferência de massa.

A determinação dos parâmetros atmosféricos encontrados para as BS já identificadas foi comparada com os parâmetros encontrados na literatura e os valores obtidos se encontravam compatíveis, com algumas exceções, como por exemplo, a temperatura efetiva encontrada para HR 3220. Para todas as estrelas ficou bem evidenciado, pela gravidade superficial, que elas são estrelas da sequência principal e não estrelas mais evoluídas, como as *Blue Horizontal Branch*.

As abundâncias de certos elementos são, a primeira vista, um fator importante na identificação de transferência de massa entre estrelas, especialmente os do processo-s, como o Y II. Porém nas BS não foi encontrada nenhuma peculiaridade em relação ao Sol na abundância desses elementos estudados nessa dissertação. Uma peculiaridade química, especialmente sobreabundância dos elementos do processo-s, seria esperada para estrelas que sofreram transferência de massa de estrelas mais evoluídas. Trabalhos de outros autores fizeram essa verificação e não foi observada nenhuma sobreabundância de nenhum elemento do processo-s.

O trabalho de Ryan *et al.* (2001) sugere que pode haver similaridades na origem de BS e as estrelas ultra-deficientes em Li. Ele sugere que o Li pode ser destruído por transferência de massa, devido a um *mixing* extensivo, ou por processos evolutivos de estrelas iso-

ladas, ambos mecanismos prováveis de formação de BS. Ele sugere também que as estrelas ultra-deficientes em Li podem ser estrelas BS com massa menor do que a massa no *turnoff* e por conseguinte elas não aparecem deslocadas da sequência principal, ou seja, não são mais azuis que as outras estrelas do *turnoff* pois não têm massa suficiente. Dessa forma, o estudo da abundância de Li é de fundamental importância na caracterização de uma estrela como sendo BS ou não. Pelos vários resultados encontrados para as BS na literatura, há grandes evidências de que as BS não contêm Li, sendo essa, possivelmente, uma “assinatura” química importante das BS.

Os valores de velocidades de rotação encontrados ficaram dentro do intervalo de valores mostrados na Figura 19, o que pode sugerir que há um *mixing* que pode aumentar o tempo de vida dessas estrelas na sequência principal ou que essa velocidade de rotação foi induzida por uma transferência de massa. Os valores obtidos não foram compatíveis com os valores de referência utilizados, mas com a análise dos espectros pode-se ter uma referência das velocidades de rotação comparativamente.

Os valores de velocidade radiais foram obtidos a fim de se comparar com os valores da literatura. Para essa comparação deve ser ressaltado o fato de a velocidade radial das BS ser variável, o que

gerou uma diferença significativa entre os valores.

A comparação dos espectros realizada entre estrelas candidatas com as 4 BS genuínas é compatível, no que diz respeito às linhas de absorção observáveis na região utilizada.

Baseado nas conclusões obtidas, e utilizando a ausência de Li como o principal dado na caracterização de uma estrela como sendo BS, das 7 estrelas candidatas analisadas, 3 não apresentaram linhas de Li (HD 102592, HD 170149 e SAO 157038) de modo que podem ser BS do campo.

Outro parâmetro importante a ser observado é a posição dessas estrelas no diagrama $(B - V)_0$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ de Carney *et al.* (2005). Como foi observado (Figura 21), essas estrelas encontram-se na região onde estão as BS do campo de Carney *et al.* (2005) e outros autores. Com apenas a informação sobre a abundância de Li, Ryan *et al.* (2001) caracterizou algumas de suas estrelas como “futuras BS” do campo. Se for utilizado o mesmo critério de Ryan *et al.* (2001), pode-se afirmar que HD 102592, HD 170149 e SAO 157038 são BS do campo.

7 Referências

1. Allende Prieto, C., García López, R. J., Lambert, D. L., Gustafsson, B. 1999, ApJ, 527, 879;
2. Alonso, A., Arribas, S., Martínez-Roger, C. 1999, A&AS, 140, 261;
3. Ammler-von Eiff, M., & Reiners, A. 2012, A&A, 542, 116;
4. Axer, M., Fuhrmann, K., Gehren, T. 1994, A&A, 291, 895;
5. Balachandran, S. 1990, ApJ, 354, 310;
6. Bidelman, W.P. 1981, AJ, 86, 553;
7. Bidelman, W. P., & MacConnell, D. J. 1973, AJ, 78, 687;
8. Biémont, E., & Godefroid, M. 1980, A&A, 84, 361;
9. Blackwell, D. E., Booth, A. J., Menon, S. L. R., Petford, A. D. 1986, MNRAS, 220, 289;
10. Boesgaard, A. M., & Budge, K. G. 1988, ApJ, 332, 410;
11. Boesgaard, A. M., & Tripicco, M. J. 1986, ApJ, 303, 724;
12. Boesgaard, A. M., & Tripicco, M. J. 1986a, APJ, 302, L49;
13. Burbidge, E., & Sandage, A. 1958, ApJ, 128, 174;

14. Carney, B. W., Latham, D. W., Laird, J. B., Grant, C. E., Morse, J. A. 2001, AJ, 122, 3419;
15. Carney, B. W., Latham, D. W., Laird, J. B. 2005, AJ, 129, 466;
16. Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R. G. 2007, A&A, 473, 129;
17. Casagrande, L., Ramírez, I., Meléndez, J., Bessell, M., Asplund, M. 2010, A&A, 512, 54;
18. Castelli, F. 1998, MmSAI, 69, 165;
19. Castelli, F., Gratton, R. G., Kurucz, R. L. 1997, A&A, 318, 841;
20. Cayrel, R., Cayrel de Strobel, G., Campbell, B., Däppen, W. 1984, APJ, 283, 205;
21. Cénarro, A. J., Peletier, R. F., Sánchez-Blázquez, P., Selam, S. O. *et al.* 2007, MNRAS, 374, 664;
22. Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Zhao, G., Zhang, H. W., Benoni, T. 2000, A&AS, 141, 491;
23. Chen, Y. Q., Zhao, G., Nissen, P. E., Bai, G. S., Qiu, H. M. 2003, ApJ, 591, 925;
24. Código MOOG, <http://www.as.utexas.edu/chris/moog.html>;

-
25. Cohen, J. G., McWilliam, A., Shectman, S., Thompson, I. *et al.* 2006, AJ, 132, 137;
 26. Depagne, E., Hill, V., Spite, M., Spite, F. *et al.* 2002, A&A, 390, 187;
 27. Drake, J. J., & Smith, G. 1991, MNRAS, 250, 89;
 28. Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D. L. *et al.* 1993, A&A, 275, 101;
 29. Eggen, O. J. 1998, AJ, 115, 2397;
 30. Eggen, O. J., & Iben, Jr., I. 1989, AJ, 97, 431;
 31. Ferraro, F. R., Carretta, E., Corsi, C. E., Fusi Pecci, F. *et al.* 1997, A&A, 320, 757;
 32. Ferraro, F. R., Beccari, G., Rood, R. T., Bellazzini, M. *et al.* 2004, ApJ, 603, 127;
 33. Ferraro, F. R., Sollima, A., Rood, R. T., Origlia, L. *et al.* 2006, ApJ, 638, 433;
 34. Finzi, A., & Wolf, R. A. 1968, ApJ, 153, 865;
 35. Fuhr, J. R., Martin, G. A., Wiese, W. L. 1988, J. Phys. Chem. Ref. Data, 17, 4;

36. Fuhrmann, K., & Bernkopf, J. 1999, A&A, 347, 897;
37. Fuhrmann, K., Chini, R., Hoffmeister, V. H., Stahl, O. 2011, MNRAS, 416, 391;
38. Fulbright, J. P. 2000, AJ, 120, 1841;
39. Gendre, B., Barret, D., Webb, N. A. 2003, A&A, 400, 521;
40. Grevesse, N., & Sauval 1998, AJ, 85, 161;;
41. Gratton, R. G., & Sneden, C. 1988, A&A, 204, 193;
42. Gratton, R. G., Carretta, E., Claudi, R., Lucatello, S., Barbieri, M. 2003, A&A, 404, 187;
43. Hog, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., Urban, S. *et al.* 2000, A&A, 355, 27;
44. Houk, N. 1978, MSS;
45. Houk, N., & Cowley, A. P. 1975, MSS;
46. Kelleher, D. E., Mohr, P. J., Martin, W. C., Wiese, W. L. *et al.* 1999, Proc. SPIE, 3818, 170 NIST Atomic Spectra Database Version 2.0 (Online Available), NIST Standard Reference Database (Gaithersburg, MD: National Institute of Standards and Technology), <http://physics.nist.gov/asd>;

-
47. Koleva, M., & Vazdekis, A. 2012, A&A, 538, 143;
 48. Kurucz, R. L. 1993, CD-ROM 13, Atlas9 Stellar Atmosphere Programs;
 49. Lagrange, A.-M., Desort, M., Galland, F., Udry, S., Mayor, M. 2009, A&A, 495, 335;
 50. Lambert, D. L., Heath, J. E., Lemke, M., Drake, J. 1996, ApJS, 103, 183;
 51. Lambert, D. L., & Reddy, B. E. 2004, MNRAS, 349, 757;
 52. Lombardi, Jr., J. C., Rasio, F. A., Shapiro, S. L. 1995, ApJ, 445, 117;
 53. Lu, P. K. 1991, AJ, 101, 2229;
 54. Maldonado, J., Eiroa, C., Villaver, E., Montesinos, B., Mora, A. 2012, A&A, 541, 40;
 55. Mapelli, M., Sigurdsson, S., Ferraro, F. R., Colpi, M. *et al.* 2006, MNRAS, 373, 361;
 56. McCrea, W. H. 1964, MNRAS, 128, 147;
 57. McWilliam, A., & Rich, M. R. 1994, ApJS, 91, 749;
 58. McWilliam, A., Preston, G. W., Sneden, C., Shectman, S. 1995, AJ, 109, 2736;

-
59. Napiwotzki, R., Schoenberner, D., Wenske, V. 1993, *A&A*, 268, 653;
60. Nissen, P. E., & Schuster, W. J. 1997, *A&A*, 326, 751;
61. Norris, J., Bessell, M. S., Pickles, A. J. 1985, *ApJS*, 58, 463;
62. North, P. 1995, *MnSAI*, 66, 379;
63. Preston, G. W., Beers, T. C., Shectman, S. A. 1994, *AJ*, 108, 538;
64. Preston, G. W., & Sneden, C. 2000, *AJ*, 120, 1014;
65. Preston, G. W., & Sneden, C. 2001, *AJ*, 122, 1545;
66. Preston, G. W., & Sneden, C. 2004, *IAUS*, 224, 403;
67. Prugniel, P., Vauglin, I., Koleva, M. 2011, *A&A*, 531, 165;
68. Reddy, B. E., Bakker, E. J., Hrivnak, B. J. 1999, *ApJ*, 524, 831;
69. Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L., Allende Prieto, C. 2003, *MNRAS*, 340, 304;
70. Reddy, B. E., Lambert, D. L., Allende Prieto, C. 2006, *MNRAS*, 367, 1329;
71. Rocha Pinto, H. J., Castilho, B. V., Maciel, W. J. 2002, *A&A*, 384, 912;

-
72. Ryan, S. G., Beers, T. C., Kajino, T., Rosolankova, K. 2001, AJ, 547, 231;
73. Sabbi, E., Ferraro, F. R., Sills, A., Rood, R. T. 2004, ApJ, 617, 1296;
74. Saffe, C., Gómez, M., Pintado, O., González, E. 2008, A&A, 490, 297;
75. Saio, H., & Wheeler, J. C. 1980, ApJ, 242, 1176;
76. Sandage, A. R. 1953, AJ, 58, 61;
77. Sandage, A. 1970, ApJ, 162, 841;
78. Smalley, B. 1996, MNRAS, 278, 688;
79. Smith, G., Edvardsson, B., Frisk, U. 1986, A&A, 165, 126;
80. Smith, V. V., Cunha, K., Jorissen, A., Boffin, H. M. J. 1996, A&A, 315, 179;
81. Sneden, C. 1973, ApJ, 184, 839;
82. Sneden, C., McWilliam, A., Preston, G. W., Cowan, J. J. *et al.* 1996, ApJ, 467, 819;
83. Sneden, C., Preston, G. W., Cowan, J. J. 2003, ApJ, 592, 504;
84. Spite, F., & Spite, M. 1982, A&A, 115, 357;

-
85. Spite, M., Pasquini, L., Spite, F. 1994, A&A, 290, 217;
 86. Steigman, G. 2003, MMU, p.169;
 87. Stryker, L.L. 1993, PASP, 105, 1081;
 88. Taylor, B. J. 1995, PASP, 107, 734;
 89. Van Winckel, H., & Reyniers, M. 2000, A&A, 345, 135;
 90. Venn, K. A. 1993, ApJ, 414, 316;
 91. Wiese, W. L., Smith, M. W., Miles, B. M. 1969, NBS Ref. Data. Ser., 22, 2;

Apêndice

A Tabelas das larguras equivalentes para o Fe I e Fe

II

Tabela 25: Larguras Equivalentes das linhas de Fe I e Fe II para HD 142575, HD 106516, HD 97916, HR 3220, HD 102592 e HD 170149

Elemento	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Larguras equivalentes (mÅ)					
				HD 142575	HD 106516	HD 97916	HR 3220	HD 102592	HD 170149
Fe I	5123.72	1.01	-3.070	31	57	47	68	—	—
	5125.12	4.22	-0.080	—	71	60	—	—	—
	5133.69	4.18	0.201	—	82	74	—	110	135
	5150.84	0.99	-3.000	—	58	—	76	71	108
	5151.91	1.01	-3.320	—	45	34	62	—	92
	5159.06	4.28	-0.650	—	—	21	46	—	—
	5162.27	4.18	0.079	64	77	—	101	104	—
	5171.60	1.48	-1.760	74	96	88	113	—	—
	5194.94	1.56	-2.090	58	77	70	92	—	—
	5198.71	2.22	-2.140	27	49	39	67	—	84
	5232.94	2.94	-0.080	100	127	108	—	—	—
	5242.49	3.63	-0.970	25	45	35	62	60	108
	5250.21	0.12	-4.920	—	13	—	18	—	—
	5281.79	3.38	-0.830	55	76	64	96	—	127
	5288.52	3.69	-1.510	—	19	12	30	22	57
	5302.31	3.28	-0.740	—	71	60	95	97	133
	5307.36	1.61	-2.970	—	40	29	—	—	93
	5315.05	4.37	-1.400	—	—	—	—	—	34
	5322.04	2.28	-2.840	—	19	11	—	—	50
	5339.93	3.27	-0.680	54	75	65	91	101	120

Continuação da Tabela 25

Elemento	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Larguras equivalentes (mÅ)					
				HD 142575	HD 106516	HD 97916	HR 3220	HD 102592	HD 170149
Fe I	5341.02	1.61	-1.950	67	85	79	—	112	140
	5353.37	4.10	-0.680	—	40	30	64	—	98
	5364.87	4.45	0.230	51	69	58	90	—	—
	5367.47	4.42	0.439	60	—	—	99	—	125
	5369.96	4.37	-0.540	63	—	—	—	115	—
	5371.49	0.96	-1.650	—	131	116	—	—	—
	5373.71	4.47	-0.710	—	22	15	38	55	60
	5389.48	4.42	-0.250	—	—	—	—	94	90
	5393.17	3.24	-0.720	—	73	63	93	79	118
	5400.50	4.37	-0.100	38	59	47	84	—	111
	5405.78	0.99	-1.850	94	112	102	—	103	—
	5410.91	4.47	0.400	56	—	62	98	—	—
	5417.03	4.42	-1.530	—	—	—	12	—	30
	5434.52	1.01	-2.120	80	96	89	114	—	—
	5441.34	4.31	-1.580	—	—	—	—	83	25
	5445.04	4.39	0.041	45	62	51	85	—	115
	5487.75	4.32	-0.650	—	—	—	—	94	—
	5497.52	1.01	-2.840	—	—	64	91	79	126
	5506.78	0.99	-2.800	49	72	67	92	—	125
	5522.45	4.21	-1.400	—	11	—	19	—	33
	5532.75	3.57	-2.000	—	—	—	—	—	42
	5554.90	4.55	-0.380	—	38	29	—	—	88
	5560.21	4.43	-1.040	—	15	10	26	—	42
	5563.60	4.19	-0.840	—	32	24	53	42	80
	5567.39	2.61	-2.590	—	15	—	23	—	57
	5569.62	3.42	-0.490	54	76	64	96	—	118
	5572.84	3.40	-0.280	72	—	82	—	124	—
	5576.09	3.43	-0.850	38	59	48	79	77	101

Continuação da Tabela 25

Elemento	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Larguras equivalentes (mÅ)					
				HD 142575	HD 106516	HD 97916	HR 3220	HD 102592	HD 170149
Fe I	5584.77	3.57	-2.170	—	—	—	—	—	18
	5633.95	4.99	-0.120	—	—	—	45	42	67
	5635.82	4.26	-1.740	—	—	—	—	—	26
	5638.26	4.22	-0.720	—	31	23	48	42	24
	5686.53	4.55	-0.450	—	30	25	58	—	—
	5691.50	4.30	-1.370	—	12	—	—	—	31
	5705.47	4.30	-1.360	—	—	—	15	—	—
	5717.83	4.28	-0.979	—	25	18	36	—	70
	5731.76	4.26	-1.150	—	17	13	30	—	52
	5806.73	4.61	-0.900	—	—	—	27	—	49
	5852.22	4.55	-1.180	—	—	—	19	—	33
	5883.82	3.96	-1.210	—	—	18	37	—	62
	5916.25	2.45	-2.990	—	12	—	21	—	42
	5934.65	3.93	-1.020	—	32	19	43	43	67
	6016.66	3.55	-1.670	—	19	13	39	—	—
	6024.06	4.55	-0.060	39	58	47	78	71	105
	6027.05	4.08	-1.090	—	22	16	39	—	65
	6056.01	4.73	-0.400	—	28	23	46	—	72
	6065.48	2.61	-1.530	44	64	—	81	80	109
	6079.01	4.65	-0.970	—	13	—	24	—	—
	6096.66	3.98	-1.780	—	—	—	—	—	33
	6136.62	2.45	-1.400	58	77	73	—	100	—
	6137.69	2.59	-1.400	49	75	63	92	84	118
	6151.62	2.18	-3.290	—	10	—	20	—	23
	6157.73	4.08	-1.110	—	20	14	—	—	—
	6165.36	4.14	-1.470	—	—	—	21	—	40
	6170.51	4.80	-0.380	—	27	19	47	—	78
	6173.34	2.22	-2.880	—	23	12	31	—	64

Continuação da Tabela 25

Elemento	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Larguras equivalentes (mÅ)					
				HD 142575	HD 106516	HD 97916	HR 3220	HD 102592	HD 170149
Fe I	6187.99	3.94	-1.570	—	11	—	—	—	34
	6191.56	2.43	-1.420	56	76	70	—	109	—
	6200.31	2.60	-2.440	—	22	18	39	—	68
	6213.43	2.22	-2.480	—	34	22	48	38	75
	6230.72	2.56	-1.280	57	84	71	99	—	139
	6252.56	2.40	-1.720	43	66	56	86	—	111
	6265.13	2.18	-2.550	—	39	26	54	—	78
	6322.69	2.59	-2.430	—	—	20	38	—	76
	6380.74	4.19	-1.320	—	14	—	27	—	49
	6393.60	2.43	-1.430	—	—	—	—	—	121
	6411.65	3.65	-0.660	42	66	53	81	80	112
	6419.95	4.73	-0.090	—	41	—	—	57	87
	6421.35	2.28	-2.010	34	61	47	77	70	109
	6430.85	2.18	-2.010	38	—	52	78	66	103
	6469.19	4.83	-0.620	—	15	15	—	—	44
	6518.37	2.83	-2.300	—	24	—	—	—	62
	6592.91	2.72	-1.470	—	62	51	82	—	111
	6593.87	2.44	-2.420	—	35	20	50	34	72
	6597.56	4.80	-0.920	—	—	—	23	14	34
	6609.11	2.56	-2.690	—	17	10	—	—	—
	6750.15	2.42	-2.620	—	25	16	36	—	63
	6752.71	4.64	-1.200	—	—	—	—	—	32
	6806.85	2.73	-3.210	—	—	—	—	—	19
	6810.26	4.61	-0.990	—	—	—	27	—	48
	6820.37	4.64	-1.170	—	10	—	—	—	38
	6841.34	4.61	-0.600	—	—	—	40	—	—
	6858.15	4.61	-0.930	—	14	—	28	—	46
	7130.92	4.22	-0.700	—	38	—	—	—	92
	7132.99	4.08	-1.610	—	—	—	—	—	42

Continuação da Tabela 25

Elemento	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Larguras equivalentes (mÅ)					
				HD 142575	HD 106516	HD 97916	HR 3220	HD 102592	HD 170149
Fe II	4993.35	2.81	-3.670	20	—	18	42	—	—
	5132.66	2.81	-4.000	—	13	—	25	22	43
	5197.56	3.23	-2.250	75	66	67	96	—	—
	5234.62	3.22	-2.240	—	68	70	96	104	126
	5325.56	3.22	-3.170	25	24	22	—	51	76
	5414.05	3.22	-3.620	—	11	12	—	—	—
	5425.25	3.20	-3.210	23	25	21	50	35	70
	5534.83	3.24	-2.770	47	40	42	73	—	—
	5991.37	3.15	-3.560	—	—	15	38	—	66
	6084.10	3.20	-3.800	—	—	10	—	—	47
	6149.25	3.89	-2.720	—	21	20	45	45	74
	6247.55	3.89	-2.340	45	39	38	70	81	—
	6416.92	3.89	-2.680	23	25	21	—	50	74
	6432.68	2.89	-3.580	—	26	—	47	44	72

Tabela 26: Larguras Equivalentes das linhas de Fe I e Fe II para BD+00 271, BD+00 452, SAO 157038, HD 214164, HD 219221

Elemento	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Larguras equivalentes (mÅ)				
				BD +00 271	BD +00 452	SAO 157038	HD 214164	HD 219221
Fe I	5123.72	1.01	-3.070	—	—	—	66	54
	5125.12	4.22	-0.080	104	—	—	77	72
	5133.69	4.18	0.201	122	124	97	92	85
	5150.84	0.99	-3.000	—	83	67	65	—
	5151.91	1.01	-3.320	56	70	48	51	37
	5159.06	4.28	-0.650	38	55	30	35	23
	5162.27	4.18	0.079	112	119	97	89	80
	5171.60	1.48	-1.760	—	—	106	110	95
	5194.94	1.56	-2.090	108	121	—	—	75
	5198.71	2.22	-2.140	66	73	60	52	43
	5202.34	2.18	-1.840	—	115	—	—	—
	5232.94	2.94	-0.080	—	—	143	129	126
	5242.49	3.63	-0.970	—	69	43	51	43
	5281.79	3.38	-0.830	103	103	87	82	73
	5288.52	3.69	-1.510	20	26	—	19	14
	5302.31	3.28	-0.740	103	111	—	80	68
	5307.36	1.61	-2.970	60	67	—	46	38
	5322.04	2.28	-2.840	13	23	—	13	16
	5339.93	3.27	-0.680	—	127	87	81	76
	5341.02	1.61	-1.950	—	129	101	101	93
	5353.37	4.10	-0.680	—	69	49	50	42
	5364.87	4.45	0.230	114	121	—	—	64
	5367.47	4.42	0.439	108	—	—	84	75
	5369.96	4.37	-0.540	145	130	105	—	83
	5371.49	0.96	-1.650	—	—	—	—	135
	5373.71	4.47	-0.710	40	49	32	26	20
	5389.48	4.42	-0.250	—	—	—	48	38

Continuação da Tabela 26

Elemento	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Larguras equivalentes (mÅ)				
				BD	BD	SAO	HD	HD
				+00 271	+00 452	157038	214164	219221
Fe I	5393.17	3.24	-0.720	98	102	90	81	72
	5400.50	4.37	-0.100	—	89	74	66	56
	5405.78	0.99	-1.850	98	149	—	128	115
	5410.91	4.47	0.400	112	113	—	—	73
	5434.52	1.01	-2.120	128	—	112	112	100
	5445.04	4.39	0.041	85	94	72	71	63
	5487.75	4.32	-0.650	65	—	—	—	40
	5497.52	1.01	-2.840	89	102	86	84	71
	5506.78	0.99	-2.800	92	107	86	82	—
	5554.90	4.55	-0.380	61	61	50	44	39
	5560.21	4.43	-1.040	—	—	—	17	12
	5563.60	4.19	-0.840	48	68	41	34	31
	5567.39	2.61	-2.590	28	40	—	15	—
	5569.62	3.42	-0.490	99	—	—	—	77
	5572.84	3.40	-0.280	142	141	118	—	97
	5576.09	3.43	-0.850	75	79	70	—	58
	5633.95	4.99	-0.120	37	45	—	—	25
	5638.26	4.22	-0.720	—	—	36	30	23
	5658.82	3.40	-0.810	81	—	—	—	—
	5686.53	4.55	-0.450	56	71	—	40	30
	5691.50	4.30	-1.370	—	—	—	12	—
	5717.83	4.28	-0.979	38	47	—	20	19
	5731.76	4.26	-1.150	—	—	—	16	—
	5762.99	4.21	-0.410	—	—	63	56	56
	5791.02	3.21	-2.270	—	—	—	—	24
	5806.73	4.61	-0.900	—	—	—	—	19
	5883.82	3.96	-1.210	44	44	—	30	—
	5916.25	2.45	-2.990	—	—	—	10	—
	5934.65	3.93	-1.020	45	40	25	—	28

Continuação da Tabela 26

Elemento	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Larguras equivalentes (mÅ)				
				BD +00 271	BD +00 452	SAO 157038	HD 214164	HD 219221
Fe I	6016.66	3.55	-1.670	—	—	28	26	23
	6020.17	4.61	-0.210	—	82	61	57	49
	6024.06	4.55	-0.060	79	82	74	—	60
	6027.05	4.08	-1.090	—	39	—	24	24
	6056.01	4.73	-0.400	—	48	26	31	30
	6065.48	2.61	-1.530	83	84	72	74	58
	6136.62	2.45	-1.400	120	121	98	95	78
	6137.69	2.59	-1.400	91	91	82	79	68
	6157.73	4.08	-1.110	—	—	—	21	14
	6170.51	4.80	-0.380	48	41	31	30	28
	6173.34	2.22	-2.880	28	35	—	23	17
	6187.99	3.94	-1.570	—	—	—	12	—
	6191.56	2.43	-1.420	116	128	101	97	89
	6200.31	2.60	-2.440	27	27	—	—	—
	6213.43	2.22	-2.480	41	51	28	37	32
	6230.72	2.56	-1.280	106	108	99	86	83
	6252.56	2.40	-1.720	79	90	74	70	61
	6254.26	2.28	-2.440	—	—	—	—	39
	6265.13	2.18	-2.550	39	56	46	36	34
	6322.69	2.59	-2.430	—	—	—	24	21
	6380.74	4.19	-1.320	20	—	—	16	—
	6393.60	2.43	-1.430	—	—	85	—	70
	6411.65	3.65	-0.660	93	82	67	69	58
	6419.95	4.73	-0.090	51	55	46	49	33
	6421.35	2.28	-2.010	78	86	73	66	52
	6430.85	2.18	-2.010	70	76	73	65	58
	6469.19	4.83	-0.620	—	38	—	24	—
	6592.91	2.72	-1.470	80	99	71	69	58
	6593.87	2.44	-2.420	45	56	31	33	28

Continuação da Tabela 26

Elemento	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Larguras equivalentes (mÅ)				
				BD +00 271	BD +00 452	SAO 157038	HD 214164	HD 219221
Fe I	6597.56	4.80	-0.920	—	—	—	14	12
	6609.11	2.56	-2.690	22	—	—	12	18
	6750.15	2.42	-2.620	—	—	—	27	—
	6810.26	4.61	-0.990	—	—	—	13	20
	6841.34	4.61	-0.600	—	—	—	—	24
	6858.15	4.61	-0.930	—	—	—	14	—
	7130.92	4.22	-0.700	65	—	—	44	42
Fe II	4993.35	2.81	-3.670	58	68	46	46	28
	5132.66	2.81	-4.000	27	27	19	22	—
	5197.56	3.23	-2.250	116	124	107	—	90
	5234.62	3.22	-2.240	103	114	99	104	90
	5284.10	2.89	-3.010	—	99	—	—	56
	5325.56	3.22	-3.170	53	57	44	46	38
	5414.05	3.22	-3.620	—	40	29	25	18
	5425.25	3.20	-3.210	46	—	40	44	33
	5534.83	3.24	-2.770	89	101	—	—	63
	5991.37	3.15	-3.560	—	48	28	—	23
	6084.10	3.20	-3.800	—	—	14	19	16
	6149.25	3.89	-2.720	48	51	40	47	32
	6247.55	3.89	-2.340	66	—	—	70	54
	6416.92	3.89	-2.680	52	54	—	39	28
	6432.68	2.89	-3.580	47	—	—	40	36

B Tabelas das larguras equivalentes para outros elementos

Tabela 27: Larguras equivalentes medidas para HD 142575, HD 106516, HD 97916, HR 3220, HD 102592 e HD 170149

λ (Å)	Espécie	χ (eV)	gf	Ref	Larguras equivalentes (mÅ)					
					HD 142575	HD 106516	HD 97916	HR 3220	HD 102592	HD 170149
4775.90	C I	7.490	6.397e-03	S96	—	—	—	27	—	—
6828.11	C I	8.540	4.112e-02	S96	—	—	—	20	31	—
7087.84	C I	8.650	3.304e-02	S96	—	—	—	—	29	—
7100.12	C I	8.650	3.357e-02	S96	—	—	—	—	—	23
7111.48	C I	8.640	8.433e-02	S96	—	—	—	—	30	—
7113.18	C I	8.640	1.117e-01	S96	—	15	—	—	40	46
7115.19	C I	8.640	1.258e-01	S96	—	19	—	—	56	48
7116.99	C I	8.640	8.318e-02	S96	—	—	—	—	36	50
7119.66	C I	8.640	4.900e-02	S96	—	13	—	—	36	—
7476.17	C I	8.770	2.275e-02	S96	—	—	—	—	13	—
7860.88	C I	8.850	7.000e-02	S96	—	—	—	—	—	40
5682.65	Na I	2.10	1.995e-01	PS	30	45	32	69	78	—
5688.22	Na I	2.10	3.981e-01	PS	37	64	55	94	86	134
6154.22	Na I	2.10	3.090e-02	PS	—	16	—	22	38	23
6160.75	Na I	2.10	6.166e-02	PS	23	20	—	31	—	—
4571.10	Mg I	0.00	2.042e-06	S96	—	—	—	62	—	97
4730.04	Mg I	4.34	4.074e-03	R03	26	—	—	38	26	—
5528.42	Mg I	4.34	4.365e-01	S96	129	—	—	—	—	—
5711.10	Mg I	4.34	1.778e-02	R99	43	69	54	81	64	90
6318.71	Mg I	5.10	1.148e-02	C07	—	19	13	29	—	—
7387.70	Mg I	5.75	1.349e-01	M94	—	44	—	—	47	—
8712.69	Mg I	5.93	5.495e-02	E93	32	—	—	—	26	93
8717.83	Mg I	5.91	1.956e-01	WSM	45	49	—	—	—	92

Continuação da Tabela 27

λ (Å)	Espécie	χ (eV)	gf	Ref	Larguras equivalentes (mÅ)					
					HD 142575	HD 106516	HD 97916	HR 3220	HD 102592	HD 170149
8736.04	Mg I	5.94	4.571e-01	WSM	72	86	—	—	114	—
6696.03	Al I	3.14	3.304e-02	M94	—	11	—	21	—	—
6698.67	Al I	3.14	2.344e-02	R03	—	—	—	12	—	24
7835.32	Al I	4.04	2.630e-01	R03	—	14	—	—	—	—
8772.88	Al I	4.02	5.623e-01	R03	—	28	—	—	—	55
8773.91	Al I	4.02	8.511e-01	R03	—	47	—	—	—	70
5793.08	Si I	4.93	8.600e-03	R03	—	—	—	39	32	55
6125.03	Si I	5.61	2.884e-02	E93	10	14	15	24	—	43
6145.02	Si I	5.61	3.715e-02	E93	11	—	13	29	27	44
6155.14	Si I	5.62	1.698e-01	E93	27	42	37	64	—	—
7760.64	Si I	6.20	5.248e-01	E93	—	—	—	—	—	36
7800.00	Si I	6.18	1.905e-01	E93	—	65	—	—	52	74
8728.01	Si I	6.18	4.365e-01	E93	38	49	—	—	110	133
8742.45	Si I	5.87	3.090e-01	E93	33	72	—	—	80	103
6347.11	Si II	8.12	1.679e+00	S96	64	53	52	89	101	113
6371.37	Si II	8.12	8.433e-01	S96	45	34	36	68	86	86
5581.79	Ca I	2.52	2.138e-01	C03	—	57	50	71	67	92
5601.28	Ca I	2.52	3.020e-01	S96	—	62	50	77	84	115
5857.45	Ca I	2.93	1.288e+00	S96	76	94	86	—	—	—
5867.57	Ca I	2.93	2.455e-02	C03	—	—	—	11	—	19
6102.72	Ca I	1.88	1.622e-01	D02	—	86	80	96	—	—
6122.23	Ca I	1.89	4.786e-01	S96	96	116	103	—	130	139
6161.30	Ca I	2.52	5.370e-02	E93	—	—	25	34	—	—
6162.18	Ca I	1.90	8.128e-01	S96	113	135	127	—	—	—
6166.44	Ca I	2.52	7.244e-02	R03	22	32	27	43	38	57
6169.04	Ca I	2.52	1.585e-01	R03	—	50	39	62	—	—
6169.56	Ca I	2.53	3.311e-01	DS91	—	66	60	82	—	—
6439.08	Ca I	2.52	2.951e+00	S96	105	—	101	—	—	—
6449.82	Ca I	2.52	3.162e-01	C03	48	64	55	80	—	125

Continuação da Tabela 27

λ (Å)	Espécie	χ (eV)	gf	Ref	Larguras equivalentes (mÅ)					
					HD 142575	HD 106516	HD 97916	HR 3220	HD 102592	HD 170149
6455.60	Ca I	2.51	5.129e-02	R03	—	24	18	34	—	40
6471.66	Ca I	2.51	2.041e-01	S86	36	58	57	—	68	92
6493.78	Ca I	2.52	7.762e-01	DS91	78	97	101	101	—	129
6499.65	Ca I	2.52	1.549e-01	C03	32	47	37	61	54	91
6717.68	Ca I	2.71	3.020e-01	S96	41	62	53	—	71	118
4512.74	Ti I	0.840	0.331E+00	MFK	23	—	—	34	23	46
4518.03	Ti I	0.830	0.479E+00	MFK	—	—	—	39	38	—
4534.78	Ti I	0.84	1.905e+00	D02	47	—	—	—	—	84
4555.49	Ti I	0.850	0.324E+00	MFK	—	—	—	34	—	—
4617.28	Ti I	1.750	0.245E+01	MFK	27	—	—	39	27	45
4758.12	Ti I	2.250	0.263E+01	MFK	—	—	—	21	—	30
4759.28	Ti I	2.250	0.324E+01	MFK	—	—	—	—	—	30
4820.41	Ti I	1.500	0.363E+00	MFK	—	14	11	84	—	27
4981.71	Ti I	0.840	3.162e+00	MFK	55	77	66	84	—	—
4999.51	Ti I	0.830	0.178E+01	S96	—	69	60	78	74	118
5016.17	Ti I	0.850	0.269E+00	MFK	—	26	18	33	—	—
5022.87	Ti I	0.830	0.372E+00	MFK	13	32	22	39	25	42
5039.96	Ti I	0.020	0.741E-01	MFK	—	41	29	50	29	51
5087.06	Ti I	1.43	1.445e-01	E93	—	—	—	—	—	13
5145.47	Ti I	1.460	0.269E+00	MFK	—	11	—	—	—	—
5147.48	Ti I	0.000	0.977E-02	MFK	—	10	—	12	—	—
5173.75	Ti I	0.000	0.759E-01	MFK	—	—	25	—	—	—
5210.39	Ti I	0.050	0.132E+00	MFK	22	48	34	53	43	69
5866.46	Ti I	1.07	1.345e-01	E93	—	15	—	20	—	34
5922.12	Ti I	1.050	0.339E-01	MFK	—	—	—	—	—	13
6126.22	Ti I	1.05	4.266e-02	R03	—	—	—	—	—	13
6258.11	Ti I	1.440	0.437E+00	MFK	—	16	12	25	—	—
6261.10	Ti I	1.43	3.311e-01	B86	—	20	—	19	—	40
4300.05	Ti II	1.180	1.698e-01	M95	112	—	—	—	—	138

Continuação da Tabela 27

λ (Å)	Espécie	χ (eV)	gf	Ref	Larguras equivalentes (mÅ)					
					HD 142575	HD 106516	HD 97916	HR 3220	HD 102592	HD 170149
4399.77	Ti II	1.240	5.370e-02	M95	100	—	—	—	—	127
4417.72	Ti II	1.170	3.715e-02	M95	94	—	—	116	122	110
4443.81	Ti II	1.080	1.945e-01	M95	127	—	—	—	—	—
4468.50	Ti II	1.130	2.512e-01	M95	137	—	—	—	—	—
4563.76	Ti II	1.220	1.096e-01	M95	—	—	—	139	—	—
4583.41	Ti II	1.160	1.349e-03	C06	—	—	—	31	—	—
4589.95	Ti II	1.240	2.239e-02	C06	—	—	—	100	97	114
4779.99	Ti II	2.050	4.266e-02	V93	—	—	—	76	77	100
4798.52	Ti II	1.080	2.138e-03	VWR	—	33	—	—	—	—
4805.08	Ti II	2.060	1.096e-01	S96	79	77	73	—	101	—
4865.62	Ti II	1.120	1.549e-03	C06	—	26	21	35	22	41
5010.21	Ti II	3.095	5.012e-02	VWR	—	—	16	44	—	—
5154.03	Ti II	1.570	1.202e-02	S96	48	55	52	86	—	—
5185.91	Ti II	0.890	3.467e-02	C06	57	55	54	77	75	92
5211.54	Ti II	2.590	1.413e-02	VWR	—	—	—	42	—	45
5336.79	Ti II	1.580	1.995e-02	M95	65	62	59	—	78	103
5381.01	Ti II	1.570	8.318e-03	M95	44	46	45	72	49	92
4801.03	Cr I	3.120	0.741E+00	MFK	—	—	—	27	—	—
4936.34	Cr I	3.110	0.603E+00	MFK	—	11	—	—	—	—
4964.93	Cr I	0.940	0.295E-02	MFK	—	—	—	—	—	36
5206.04	Cr I	0.940	1.044e+00	S96	—	—	112	—	—	—
5247.57	Cr I	0.960	0.234E-01	MFK	—	25	18	41	—	—
5296.70	Cr I	0.98	4.074e-02	GS	17	39	26	54	51	67
5300.75	Cr I	0.98	7.413e-03	GS	—	10	—	28	—	50
5345.81	Cr I	1.000	1.047e-01	MFK	33	59	46	82	79	117
5348.33	Cr I	1.00	5.129e-02	GS	20	42	30	60	—	85
5409.80	Cr I	1.030	1.905e-01	MFK	44	—	60	93	98	126
5628.65	Cr I	3.420	0.170E+00	MFK	—	—	—	—	—	19
5702.32	Cr I	3.450	0.209E+00	MFK	—	—	—	—	—	11

Continuação da Tabela 27

λ (Å)	Espécie	χ (eV)	gf	Ref	Larguras equivalentes (mÅ)					
					HD 142575	HD 106516	HD 97916	HR 3220	HD 102592	HD 170149
5783.07	Cr I	3.320	0.398E+00	MFK	—	—	—	13	—	17
5783.87	Cr I	3.32	5.129e-01	GS	—	—	—	19	—	28
5787.93	Cr I	3.32	8.317e-01	GS	—	—	—	22	—	37
4252.63	Cr II	3.860	1.549e-02	S96	—	—	—	37	—	66
4558.65	Cr II	4.070	3.467e-01	S96	—	—	—	87	124	—
4588.20	Cr II	4.070	2.344e-01	S96	—	—	—	—	107	—
4592.06	Cr II	4.070	5.888e-02	S96	—	—	—	55	—	—
4812.35	Cr II	3.860	1.096e-02	S96	17	13	14	34	—	56
4848.25	Cr II	3.860	7.079e-02	S96	47	43	40	75	84	—
4876.40	Cr II	3.850	3.548e-02	S96	—	—	36	—	—	—
5237.32	Cr II	4.070	6.918e-02	S96	41	33	32	65	71	86
5305.87	Cr II	3.830	1.622e-02	S96	17	15	11	—	—	51
5308.43	Cr II	4.260	2.818e-02	S96	16	10	—	—	34	54
5313.59	Cr II	4.070	5.888e-02	S96	23	—	—	—	55	70
4904.42	Ni I	3.542	0.646E+00	S96	29	46	35	66	61	86
4913.98	Ni I	3.744	0.251E+00	MFK	—	19	—	32	—	—
4935.83	Ni I	3.941	0.457E+00	MFK	—	23	16	40	—	53
4953.21	Ni I	3.740	0.240E+00	MFK	—	19	13	31	—	63
4995.66	Ni I	3.635	0.245E-01	MFK	—	—	—	—	—	16
5010.94	Ni I	3.635	0.126E+00	MFK	—	17	—	29	12	38
5048.85	Ni I	3.848	0.427E+00	MFK	—	30	15	40	—	—
5084.11	Ni I	3.68	6.607e-01	E93	31	—	38	—	45	97
5094.42	Ni I	3.833	0.759E-01	MFK	—	—	—	14	—	18
5115.40	Ni I	3.83	5.248e-01	R03	21	37	25	54	43	86
5578.73	Ni I	1.677	0.214E-02	MFK	—	15	—	20	—	52
5593.75	Ni I	3.898	0.162E+00	MFK	—	15	—	25	—	—
5805.23	Ni I	4.168	0.251E+00	MFK	—	—	—	26	—	50
5847.01	Ni I	1.677	0.363E-03	MFK	—	—	—	—	—	10
6086.29	Ni I	4.266	0.339E+00	MFK	—	—	—	21	—	37

Continuação da Tabela 27

λ (Å)	Espécie	χ (eV)	gf	Ref	Larguras equivalentes (mÅ)					
					HD 142575	HD 106516	HD 97916	HR 3220	HD 102592	HD 170149
6108.12	Ni I	1.677	0.324E-02	MFK	—	—	11	26	—	—
6111.08	Ni I	4.089	0.148E+00	MFK	—	—	—	—	—	29
6176.82	Ni I	4.09	5.450e-01	R03	11	21	15	36	26	63
6204.61	Ni I	4.089	0.708E-01	MFK	—	—	—	—	—	23
6223.99	Ni I	4.106	0.107E+00	MFK	—	—	—	—	—	22
6327.60	Ni I	1.68	7.709e-04	MFW	—	—	—	12	—	—
6378.26	Ni I	4.154	0.151E+00	MFK	—	—	—	—	—	30
6384.67	Ni I	4.154	0.100E+00	MFK	—	—	—	—	—	21
6482.80	Ni I	1.94	2.344e-02	MFW	—	—	—	17	11	—
6532.88	Ni I	1.935	0.380E-03	MFK	—	—	—	—	—	13
6586.33	Ni I	1.95	1.549e-03	MFW	—	—	—	—	—	27
6643.64	Ni I	1.68	9.332e-03	MFW	15	—	—	—	—	78
6767.77	Ni I	1.83	6.761e-03	MFW	14	33	23	48	—	70
6772.32	Ni I	3.66	1.072e-01	R03	—	18	—	29	—	44
7788.93	Ni I	1.95	1.023e-02	E93	—	—	—	—	34	66
4722.16	Zn I	4.01	4.074e-01	BG80	—	—	—	62	53	68
4810.53	Zn I	4.06	6.761e-01	BG80	—	—	—	70	52	81
4883.68	Y II	1.08	1.175e+00	SN96	37	36	38	58	62	100
4900.12	Y II	1.030	1.169e+00	SN96	—	—	52	—	—	—
5087.43	Y II	1.08	6.761e-01	SN96	28	22	23	42	56	74
5123.21	Y II	0.990	1.175e-01	SN96	11	—	11	28	—	—
5200.41	Y II	0.99	2.692e-01	SN96	16	17	15	37	41	69
5402.78	Y II	1.84	3.631e-01	R03	—	—	—	—	—	18
4562.37	Ce II	0.48	2.138e+00	SM96	—	—	—	18	—	32
4628.16	Ce II	0.52	1.820e+00	SM96	—	—	—	18	—	19

Referências: BG80: Biémont & Godefroid, (1980); D02: Depagne *et al.*, (2002); DS91: Drake & Smith, (1991); E93: Edvardsson *et al.*, (1993); GS: Gratton & Sneden, (1988); MFW: Martin,

Fuhr & Wiese, (1988); PS: Preston & Sneden, (2001); R03: Reddy *et al.*, (2003); S86: Smith *et al.*, (1986); SM96: Smith *et al.*, (1996); SN96: Sneden *et al.*, (1996); WSM: Wiese, Smith & Miles, (1969); S96: Smalley, 1996; R99: Reddy *et al.*, 1999; C07: Carretta *et al.*, 2007; M94: McWilliam *et al.*, 1994; C03: Chen *et al.*, 2003; MFK: Martin *et al.*, 1999; B86: Blackwell *et al.*, 1986; MFW: Martin *et al.*, 1988; VWR: Van Winckel & Reyniers, 2000; M95: McWilliam *et al.*, 1995; C06: Cohen *et al.*, 2006; V93: Venn, 1993.

Tabela 28: Larguras Equivalentes medidas para HD 85205, HD 100012, HD 101079, HD 139660, HD 142491 e HD 174204

λ (Å)	Espécie	χ (eV)	gf	Ref	Larguras equivalentes (mÅ)				
					BD +00 271	BD +00 452	SAO 157038	HD 214164	HD 219221
4775.90	C I	7.490	6.397e-03	S96	—	—	25	19	14
5039.06	C I	7.950	1.679e-02	S96	—	—	54	—	—
6014.83	C I	8.643	2.600e-02	S96	—	15	—	—	—
7087.84	C I	8.650	3.304e-02	S96	24	—	37	—	—
7100.12	C I	8.650	3.357e-02	S96	—	—	—	—	10
7108.93	C I	8.650	2.535e-02	S96	—	—	23	—	—
7111.48	C I	8.640	8.433e-02	S96	—	35	—	—	—
7113.18	C I	8.640	1.117e-01	S96	50	47	—	25	25
7115.19	C I	8.640	1.258e-01	S96	52	36	—	30	28
7116.99	C I	8.640	8.318e-02	S96	40	44	33	24	19
7119.66	C I	8.640	4.900e-02	S96	30	—	27	22	—
7860.88	C I	8.850	7.000e-02	S96	—	19	—	—	—
5682.65	Na I	2.10	1.995e-01	PS	94	102	74	—	59
5688.22	Na I	2.10	3.981e-01	PS	91	107	83	68	63
6154.22	Na I	2.10	3.090e-02	PS	19	21	—	13	13
6160.75	Na I	2.10	6.166e-02	PS	—	—	—	—	11
4571.10	Mg I	0.00	2.042e-06	S96	39	59	—	35	37
4702.99	Mg I	4.35	3.020e-01	S96	—	—	—	—	138
4730.04	Mg I	4.34	4.074e-03	R03	40	33	—	17	13
5528.42	Mg I	4.34	4.365e-01	S96	—	—	—	139	129
5711.10	Mg I	4.34	1.778e-02	R99	65	75	64	51	51
6318.71	Mg I	5.10	1.148e-02	C07	16	—	—	—	—
8717.83	Mg I	5.91	1.956e-01	WSM	66	—	87	24	—
8736.04	Mg I	5.94	4.571e-01	WSM	88	—	116	68	67
6698.67	Al I	3.14	2.344e-02	R03	11	—	—	—	—
7836.13	Al I	4.02	3.090e-01	R03	12	—	—	—	30
8773.91	Al I	4.02	8.511e-01	R03	—	—	—	—	36

Continuação da Tabela 28

λ (Å)	Espécie	χ (eV)	gf	Ref	Larguras equivalentes (mÅ)				
					BD +00 271	BD +00 452	SAO 157038	HD 214164	HD 219221
5793.08	Si I	4.93	8.600e-03	R03	27	34	—	21	—
6125.03	Si I	5.61	2.884e-02	E93	32	33	—	14	—
6131.58	Si I	5.62	2.065e-02	E93	—	30	28	—	—
6145.02	Si I	5.61	3.715e-02	E93	25	39	29	—	12
6155.14	Si I	5.62	1.698e-01	E93	53	67	43	37	31
7800.00	Si I	6.18	1.905e-01	E93	47	61	48	24	19
8728.01	Si I	6.18	4.365e-01	E93	74	—	—	53	39
6347.11	Si II	8.12	1.679e+00	S96	98	99	94	76	54
6371.37	Si II	8.12	8.433e-01	S96	78	76	64	50	48
5581.79	Ca I	2.52	2.138e-01	C03	77	70	63	—	50
5601.28	Ca I	2.52	3.020e-01	S96	83	101	61	56	52
5857.45	Ca I	2.93	1.288e+00	S96	—	130	—	—	—
6102.72	Ca I	1.88	1.622e-01	D02	—	—	—	—	73
6122.23	Ca I	1.89	4.786e-01	S96	—	—	128	114	104
6162.18	Ca I	1.90	8.128e-01	S96	—	—	123	124	113
6166.44	Ca I	2.52	7.244e-02	R03	38	42	—	31	31
6169.04	Ca I	2.52	1.585e-01	R03	—	—	—	—	39
6169.56	Ca I	2.53	3.311e-01	DS91	—	—	—	—	61
6439.08	Ca I	2.52	2.951e+00	S96	—	—	125	118	112
6449.82	Ca I	2.52	3.162e-01	C03	99	101	78	65	53
6455.60	Ca I	2.51	5.129e-02	R03	—	—	—	—	20
6471.66	Ca I	2.51	2.041e-01	S86	66	74	56	54	52
6493.78	Ca I	2.52	7.762e-01	DS91	109	—	—	84	79
6499.65	Ca I	2.52	1.549e-01	C03	56	85	48	45	43
6717.68	Ca I	2.71	3.020e-01	S96	82	84	57	59	51
4512.74	Ti I	0.840	0.331E+00	MFK	28	38	—	20	19
4533.24	Ti I	0.850	3.388e+00	MFK	103	—	92	—	—
4534.78	Ti I	0.84	1.905e+00	D02	—	—	61	20	52
4548.77	Ti I	0.830	0.447E+00	MFK	37	—	—	—	—

Continuação da Tabela 28

λ (Å)	Espécie	χ (eV)	gf	Ref	Larguras equivalentes (mÅ)				
					BD +00 271	BD +00 452	SAO 157038	HD 214164	HD 219221
4617.28	Ti I	1.750	0.245E+01	MFK	26	29	28	24	20
4758.12	Ti I	2.250	0.263E+01	MFK	19	—	—	—	—
4759.28	Ti I	2.250	0.324E+01	MFK	—	38	—	16	14
4820.41	Ti I	1.500	0.363E+00	MFK	15	—	—	—	—
4981.71	Ti I	0.840	3.162e+00	MFK	88	101	—	71	67
4999.51	Ti I	0.830	0.178E+01	S96	79	85	69	66	55
5016.17	Ti I	0.850	0.269E+00	MFK	—	—	—	20	19
5022.87	Ti I	0.830	0.372E+00	MFK	—	—	—	22	22
5039.96	Ti I	0.020	0.741E-01	MFK	32	42	28	29	22
5173.75	Ti I	0.000	0.759E-01	MFK	—	—	—	23	25
5210.39	Ti I	0.050	0.132E+00	MFK	36	44	34	34	31
5866.46	Ti I	1.07	1.345e-01	E93	11	—	—	—	—
6258.11	Ti I	1.440	0.437E+00	MFK	12	—	—	—	12
6261.10	Ti I	1.43	3.311e-01	B86	15	—	—	—	—
4290.22	Ti II	1.160	7.589e-02	M95	—	—	—	112	—
4337.92	Ti II	1.080	7.413e-02	M95	124	—	—	—	—
4399.77	Ti II	1.240	5.370e-02	M95	124	—	—	—	—
4417.72	Ti II	1.170	3.715e-02	M95	117	139	—	111	—
4443.81	Ti II	1.080	1.945e-01	M95	—	—	—	—	127
4450.49	Ti II	1.080	3.548e-02	M95	—	—	120	—	—
4468.50	Ti II	1.130	2.512e-01	M95	—	—	—	—	138
4563.76	Ti II	1.220	1.096e-01	M95	—	—	146	—	—
4589.95	Ti II	1.240	2.239e-02	C06	—	101	99	91	81
4779.99	Ti II	2.050	4.266e-02	V93	80	85	75	69	55
4798.52	Ti II	1.080	2.138e-03	VWR	—	73	47	—	43
4805.08	Ti II	2.060	1.096e-01	S96	114	130	—	99	80
4865.62	Ti II	1.120	1.549e-03	C06	—	—	—	31	25
5010.21	Ti II	3.095	5.012e-02	VWR	40	40	23	22	24
5154.03	Ti II	1.570	1.202e-02	S96	84	—	—	75	65

Continuação da Tabela 28

λ (Å)	Espécie	χ (eV)	gf	Ref	Larguras equivalentes (mÅ)				
					BD +00 271	BD +00 452	SAO 157038	HD 214164	HD 219221
5185.91	Ti II	0.890	3.467e-02	C06	87	85	79	70	60
5211.54	Ti II	2.590	1.413e-02	VWR	30	—	—	—	19
5226.54	Ti II	1.570	5.012e-02	M95	120	—	—	—	—
5336.79	Ti II	1.580	1.995e-02	M95	80	91	87	83	68
5381.01	Ti II	1.570	8.318e-03	M95	69	70	58	56	52
4254.34	Cr I	0.000	7.691e-01	MFK	—	—	—	139	131
4274.80	Cr I	0.000	5.875e-01	MFK	—	—	—	—	130
4289.72	Cr I	0.000	4.355e-01	MFK	—	—	—	—	125
4936.34	Cr I	3.110	0.603E+00	MFK	—	—	—	17	—
5247.57	Cr I	0.960	0.234E-01	MFK	40	—	—	25	22
5296.70	Cr I	0.98	4.074e-02	GS	52	47	42	40	32
5300.75	Cr I	0.98	7.413e-03	GS	—	27	—	14	—
5345.81	Cr I	1.000	1.047e-01	MFK	76	81	—	64	49
5348.33	Cr I	1.00	5.129e-02	GS	63	62	54	41	36
5409.80	Cr I	1.030	1.905e-01	MFK	97	111	90	78	67
5783.87	Cr I	3.32	5.129e-01	GS	13	—	—	—	—
5787.93	Cr I	3.32	8.317e-01	GS	20	22	—	—	—
4252.63	Cr II	3.860	1.549e-02	S96	25	47	32	34	24
4558.65	Cr II	4.070	3.467e-01	S96	113	129	97	—	—
4588.20	Cr II	4.070	2.344e-01	S96	98	104	95	84	70
4592.06	Cr II	4.070	5.888e-02	S96	—	—	63	53	41
4812.35	Cr II	3.860	1.096e-02	S96	36	53	28	27	16
4848.25	Cr II	3.860	7.079e-02	S96	76	86	66	72	58
4876.40	Cr II	3.850	3.548e-02	S96	73	—	—	—	—
5237.32	Cr II	4.070	6.918e-02	S96	70	74	63	60	45
5305.87	Cr II	3.830	1.622e-02	S96	30	37	26	—	21
5308.43	Cr II	4.260	2.818e-02	S96	43	47	27	23	—
5313.59	Cr II	4.070	5.888e-02	S96	57	67	45	—	—
4904.42	Ni I	3.542	0.646E+00	S96	60	69	55	48	46

Continuação da Tabela 28

λ (Å)	Espécie	χ (eV)	gf	Ref	Larguras equivalentes (mÅ)				
					BD +00 271	BD +00 452	SAO 157038	HD 214164	HD 219221
4935.83	Ni I	3.941	0.457E+00	MFK	23	42	—	22	15
4953.21	Ni I	3.740	0.240E+00	MFK	30	23	—	17	14
5010.94	Ni I	3.635	0.126E+00	MFK	22	25	14	—	16
5084.11	Ni I	3.68	6.607e-01	E93	69	77	54	51	34
5115.40	Ni I	3.83	5.248e-01	R03	50	55	39	38	37
5578.73	Ni I	1.677	0.214E-02	MFK	19	13	—	—	—
5587.87	Ni I	1.935	0.427E-02	MFK	19	19	—	—	—
5760.84	Ni I	4.106	0.155E+00	MFK	17	—	—	—	—
5805.23	Ni I	4.168	0.251E+00	MFK	—	12	—	13	—
6086.29	Ni I	4.266	0.339E+00	MFK	11	18	—	12	—
6108.12	Ni I	1.677	0.324E-02	MFK	—	27	—	12	16
6111.08	Ni I	4.089	0.148E+00	MFK	12	—	—	—	—
6176.82	Ni I	4.09	5.450e-01	R03	30	48	—	29	27
6482.80	Ni I	1.94	2.344e-02	MFW	—	—	—	15	15
6643.64	Ni I	1.68	9.332e-03	MFW	42	52	—	36	28
6767.77	Ni I	1.83	6.761e-03	MFW	—	50	—	39	25
6772.32	Ni I	3.66	1.072e-01	R03	42	—	—	13	18
7788.93	Ni I	1.95	1.023e-02	E93	—	35	35	35	21
4722.16	Zn I	4.01	4.074e-01	BG80	50	64	47	41	33
4810.53	Zn I	4.06	6.761e-01	BG80	51	63	52	46	40
4883.68	Y II	1.08	1.175e+00	SN96	—	74	42	65	46
4900.12	Y II	1.030	1.169e+00	SN96	95	106	—	—	—
5087.43	Y II	1.08	6.761e-01	SN96	53	68	42	47	32
5123.21	Y II	0.990	1.175e-01	SN96	—	—	—	—	—
5200.41	Y II	0.99	2.692e-01	SN96	41	—	—	36	23
5402.78	Y II	1.84	3.631e-01	R03	—	19	—	—	—
4486.91	Ce II	0.30	4.365e-01	SM96	—	—	—	15	13
4562.37	Ce II	0.48	2.138e+00	SM96	—	—	—	24	11

Referências: BG80: Biémont & Godefroid, (1980); D02: Depagne *et al.*, (2002); DS91: Drake & Smith, (1991); E93: Edvardsson *et al.*, (1993); GS: Gratton & Sneden, (1988); MFW: Martin, Fuhr & Wiese, (1988); PS: Preston & Sneden, (2001); R03: Reddy *et al.*, (2003); S86: Smith *et al.*, (1986); SM96: Smith *et al.*, (1996); SN96: Sneden *et al.*, (1996); WSM: Wiese, Smith & Miles, (1969); S96: Smalley, 1996; R99: Reddy *et al.*, 1999; C07: Carretta *et al.*, 2007; M94: McWilliam *et al.*, 1994; C03: Chen *et al.*, 2003; MFK: Martin *et al.*, 1999; B86: Blackwell *et al.*, 1986; MFW: Martin *et al.*, 1988; VWR: Van Winckel & Reyniers, 2000; M95: McWilliam *et al.*, 1995; C06: Cohen *et al.*, 2006; V93: Venn, 1993.