

Universidade Federal do Rio de Janeiro  
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza  
Observatório do Valongo

ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DETALHADA  
DE ESTRELAS CANDIDATAS A GÊMEAS SOLARES

Leandro Di Bartolo

2005



ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DETALHADA  
DE ESTRELAS CANDIDATAS A GÊMEAS SOLARES

Leandro Di Bartolo

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-graduação em Astronomia, Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio de Janeiro, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Mestre em Astronomia.

Orientador: Gustavo Frederico Porto de Mello

Rio de Janeiro  
Agosto de 2005

Di Bartolo, Leandro  
Análise Espectroscópica Detalhada de Estrelas  
Candidatas a Gêmeas Solares / Leandro Di Bartolo.  
– UFRJ/OV, 2005.  
viii, 100f.: il; 29,7 cm.  
Orientador: Gustavo Frederico Porto de Mello  
Dissertação (mestrado) – UFRJ/OV/Programa de  
Pós-graduação em Astronomia, 2005.  
Referências Bibliográficas: f. 82-84.  
1. Gêmeas Solares. 2. Abundâncias Químicas.  
3. Estrelas Frias. I. Porto de Mello, Gustavo. II. Uni-  
versidade Federal do Rio de Janeiro, Observatório do  
Valongo, Programa de Pós-graduação em Astronomia.  
III. Título.

“Ora (dizeis) ouvir estrelas! Certo  
Perdeste o senso!” E eu vos direi, no entanto,  
Que, para ouvi-las muita vez desperto  
E abro as janelas, pálido de espanto...  
E conversamos toda noite, enquanto  
A Via Láctea, como um pálido aberto,  
Cintila. E, ao vir o Sol, saudoso e em pranto,  
Inda as procuro pelo céu deserto.  
Dizeis agora: “Tresloucado amigo!  
Que conversas com elas? Que sentido  
Tem o que dizes, quando não estão contigo?”  
E eu vos direi: “Amai para entendê-las!  
Pois só quem ama pode ter ouvido  
Capaz de ouvir e de entender estrelas  
Olavo Bilac — 1888

## AGRADECIMENTOS

Agradeço especialmente ao meu orientador Gustavo Porto de Mello por ter me propiciado toda uma infra-estrutura que muito contribuiu para o sucesso deste trabalho, no tempo exíguo atualmente exigido ao aluno de mestrado. Obrigado, também, pela redução de parte dos espectros OPD/LNA utilizados neste trabalho e, ainda, por ter observado tais espectros e idealizado este projeto de pesquisa. Sou extremamente grato ao apoio prestado ao longo de todo o trabalho e, em especial, nos momentos mais difíceis e em seu final. Estou certo de que a continuação de minha formação científica tendo como orientador o Gustavo será, uma vez mais, muito enriquecedora para mim não só como profissional, mas também como pessoa.

Agradeço a Licio da Silva por ter observado os espectros FEROS analisados neste trabalho, bem como pela correção das velocidades radiais.

Gostaria de agradecer também ao colega Eduardo del Peloso, meu ex-companheiro de sala, pela assistência dada em alguns domínios novos para mim da informática, pelo apoio prestado em diversas partes deste trabalho e também pelas valiosas discussões astrofísicas que muito contribuíram para o meu aprendizado (calouro que era em astrofísica ao ingressar no OV).

Meus sinceros agradecimentos aos colegas da pós-graduação do Valongo, que embora poucos são bons, por propiciarem um clima descontraído tão agradável e propício à pesquisa. Todas as conversas de corredor que, em meio à correria do mestrado, inevitável nos dias atuais, ajudam a arejar a cabeça e ensejam a produtividade. Agradeço em especial a meus amigos Luis Juracy Lemos pela grande amizade que construímos em tão pouco tempo e a Gustavo de Barros que, mesmo tendo sido meu calouro na UERJ, tornou-se amigo também nestes tempos de pós. Agradeço a vocês dois por compartilharem bons momentos, seja nos bares, sambas, forró, trilhas, praias, congressos da vida... Valeu amigos!

Uma pessoa que eu gostaria de fazer um agradecimento especial é ao amigo e ex-orientador Jaime Rocha. Obrigado não só por ter se colocado a disposição para as revisões da tese, mas principalmente pela confiança depositada durante quase toda a minha formação profissional, desde os tempos no campus do MAST/ON e UERJ (como aluno e orientando de monografia), até o presente. Obrigado pela disponibilidade existencial e

pela cumplicidade ao longo de anos tão importantes da minha vida. Obrigado também ao amigo Fabrício Casarejos. Embora o tempo e as circunstâncias nos tenham distanciado no último ano, nos levando para caminhos diferentes, gostaria de registrar que sinto saudade das muitas e boas discussões pretéritas sobre filosofia, ciência e a vida que muito me foram valiosas. Valeu amigos, vocês estarão sempre no coração.

Agradeço à minha namorada Denise Costa pelo apoio nas horas mais difíceis, pelo carinho e amor dedicados à minha pessoa. Agradeço também pelos bons momentos que compartilhamos juntos ao longo deste um ano de convivência, que muito contribuíram para a minha felicidade e, portanto, para o sucesso deste trabalho.

Agradeço ao pessoal lá de casa, minha querida família, pelo apoio, carinho e assistência dados sem os quais a realização deste projeto teria sido simplesmente impossível. Eu amo todos vocês: minha mãe Denise e minhas irmãs Tamara e Priscila, minha querida avó Marília e o grande homem que foi meu avô. Obrigado também ao meu querido pai.

Agradeço a todos os funcionários do Observatório do Valongo e a UFRJ pela estrutura fornecida, em especial a Rosa e a Heloisa, por sempre terem se mostradas solícitas para o encaminhamento de questões acadêmicas e burocráticas.

Ao LNA/OPD e ao ESO Sul pelas estruturas, sem as quais, não teria havido espectros para realização do presente trabalho.

Agradeço a CAPES pelo apoio prestado através da bolsa.

## RESUMO

### ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DETALHADA DE ESTRELAS CANDIDATAS A GÊMEAS SOLARES

Leandro Di Bartolo

Orientador: Gustavo Frederico Porto de Mello

Resumo da dissertação de Mestrado submetida ao Programa de Pós-graduação em Astronomia, do Observatório do Valongo da Universidade Federal do Rio de Janeiro — OV/UFRJ, como parte dos requisitos necessários a obtenção do título de Mestre em Astronomia.

Gêmeas Solares são definidas como estrelas de mesma massa, idade, parâmetros atmosféricos (temperatura, metalicidade e gravidade superficial), luminosidade, composição química, estado evolutivo, atividade cromosférica, depleção do Li, e demais características que o Sol. Tais objetos podem ajudar a responder à questão, ainda não inteiramente resolvida, de quão típico é o Sol com relação à população local de estrelas tipo G de meia idade. Por outro lado, tais estrelas são presumivelmente candidatas privilegiadas a possuírem sistemas planetários similares ao nosso, sendo, ainda, locais naturais para se procurar planetas telúricos habitados por formas de vida semelhantes à nossa e, ainda, para realizar pesquisas do programa SETI. Identificada HD146233 como a melhor gêmea já encontrada em Porto de Mello & da Silva (1997), seguiu-se uma investigação (da Silva (2000)) que encontrou diversas boas candidatas a gêmeas solares entre estrelas tipo G dentro de 50 parsecs de distância. Neste trabalho, nós investigamos detalhadamente as estrelas melhores candidatas a gêmeas e análogas provenientes desta investigação. É feita uma completa e detalhada análise espectroscópica destas estrelas, uniformemente baseada em espectros ESO/FEROS de alta resolução ( $R = 47.000$ ) e alta relação sinal/ruído ( $S/R \gtrsim 350$ ). Determinamos suas temperaturas efetivas, abundância do Fe, gravidade superficial e velocidade de microturbulência pelo equilíbrio de excitação & ionização de um grande número de linhas do Fe. Obtemos também a temperatura efetiva baseada em calibrações fotométricas e ajustes teóricos do perfil de  $H\alpha$ . Determinamos também as abundâncias de Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Y, Ba e Ce, além das componentes galácticas das velocidades estelares, da atividade cromosférica por meio de seu fluxo absoluto em  $H\alpha$  e em H & K do Ca II. Também avaliamos qualitativamente suas abundâncias

de Li. Obtivemos também suas massas e idades em diagramas HR teóricos. Realizamos, ao final, uma análise completa dos resultados em comparação com as propriedades do Sol, e encontramos diversas novas candidatas a gêmeas solares, discutindo em detalhes as suas propriedades.

**Palavras-chave:** Estrelas: tipo solar, Estrelas: gêmeas solares; Estrelas: atividade cromosférica; Estrelas: composição química; Estrelas: parâmetros atmosféricos.

Rio de Janeiro

Agosto de 2005

**ABSTRACT**

## DETAILED SPECTROSCOPY ANALYSIS OF SOLAR TWIN CANDIDATE STARS

Leandro Di Bartolo

Orientador: Gustavo Frederico Porto de Mello

Resumo da dissertação de Mestrado submetida ao Programa de Pós-graduação em Astronomia, do Observatório do Valongo da Universidade Federal do Rio de Janeiro — OV/UFRJ, como parte dos requisitos necessários a obtenção do título de Mestre em Astronomia.

Solar twins are defined as stars with the same mass, age, atmospheric parameters (temperature, metallicity, surface gravity) luminosity, chemical composition, evolutionary state, chromospheric activity, Li depletion, and other characteristics as the Sun. Such objects may help answer the still lingering question of how typical the Sun is with respect to the local stellar population of middle-aged G-type stars. On the other hand, such stars are presumably privileged candidates to possess planetary systems similar to our own, besides being natural places to look for telluric planets harboring life forms similar to those known to us, and for the SETI program researches. Upon identification of HD146233 as the best ever solar twin (Porto de Mello & da Silva (1997)), a following survey (da Silva (2000)) identified a number of further candidates to solar twin status among the G-type stars within 50 parsecs of the Sun. In this work, we investigate the best solar twin and solar analog candidates proposed by this survey. We perform a full and detailed spectroscopic fine analysis of such best candidates, uniformly based on high-resolution ( $R = 47.000$ ) and high signal-to-noise ratio ( $S/N \gtrsim 350$ ) ESO/FEROS spectra. We determine their effective temperatures, Fe abundances, surface gravities and microturbulence velocities by the excitation & ionization equilibria of a large number of Fe lines. These are supplemented by determinations of effective temperatures based on photometric calibrations and the theoretical fitting of  $H\alpha$  spectra. We also determine the abundances of Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Y, Ba and Ce, along with their galactic velocity components and degree of chromospheric activity as judged by the absolute flux of  $H\alpha$  and Ca II H & K spectra. We also qualitatively assess their Li abundances. Finally, we obtain their masses and ages in theoretical HR diagrams. These data are massed into a complete analysis of their properties compared to the solar ones.

We present a number of new solar twin candidates and discuss their properties in detail.

**Key Words:** Stars: solar-type, Stars: solar twins; Stars: chromospheric activity; Stars: chemical composition; Stars: atmospheric parameters.

Rio de Janeiro

Agosto de 2005

## ÍNDICE

AGRADECIMENTOS . . . . .	iv
RESUMO . . . . .	vi
ABSTRACT . . . . .	viii
ÍNDICE . . . . .	x
LISTA DE FIGURAS . . . . .	xiii
LISTA DE TABELAS . . . . .	xvi
LISTA DE NOTAÇÕES E ABREVIACÕES . . . . .	xvii
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
<b>2 Aquisição e Tratamento de Dados</b>	<b>8</b>
2.1 Seleção das Estrelas Candidatas . . . . .	8
2.2 Espectros FEROS Obtidos no ESO . . . . .	9
2.2.1 Observações . . . . .	9
2.2.2 Reduções . . . . .	12
2.3 Espectros Coudé Obtidos no OPD/LNA . . . . .	20
2.3.1 Observações . . . . .	20
2.3.2 Reduções . . . . .	21
<b>3 Parâmetros Atmosféricos e Abundâncias Elementares</b>	<b>23</b>
3.1 Método Diferencial de Análise . . . . .	27
3.2 Larguras Equivalentes - LE . . . . .	28
3.2.1 Seleção de Linhas . . . . .	29
3.2.2 Medição das LE's . . . . .	29
3.2.3 Testes das Linhas . . . . .	31
3.2.4 Lista Final de Linhas . . . . .	34
3.2.5 Correção das LE's . . . . .	36
3.2.6 Estimativa dos Erros . . . . .	37
3.3 Modelos de Atmosfera Utilizados . . . . .	39

3.4	Parâmetros Atômicos Utilizados . . . . .	43
3.4.1	Potencial de Excitação $\chi$ e $\log gf$ . . . . .	44
3.4.2	Estrutura Hiperfina (EHF) . . . . .	44
3.5	Obtenção dos Parâmetros Atmosféricos . . . . .	45
3.5.1	Metalicidade . . . . .	46
3.5.2	Temperatura Efetiva . . . . .	47
3.5.3	Microturbulência . . . . .	47
3.5.4	Gravidade Superficial . . . . .	49
3.5.5	Teste Estatístico das Abundâncias . . . . .	50
3.5.6	Parâmetros Espectroscópicos Encontrados . . . . .	51
3.5.7	Estimativa dos Erros . . . . .	52
3.6	Obtenção das Abundâncias Elementares . . . . .	53
3.6.1	Resultados das Abundâncias . . . . .	53
3.6.2	Estimativa dos Erros . . . . .	68
3.7	Temperatura Efetiva: Obtenções Independentes . . . . .	69
3.7.1	Calibrações Fotométricas e Respetivos Erros . . . . .	69
3.7.2	Ajuste do Perfil de $H\alpha$ e Respetivos Erros . . . . .	71
3.7.3	Temperatura Efetiva Adotada e Respetivo Erro . . . . .	78
<b>4</b>	<b>Análise Cinemática e Evolutiva</b>	<b>80</b>
4.1	Caracterização Cinemática . . . . .	80
4.1.1	Velocidades Radiais . . . . .	80
4.1.2	Movimento Próprio e Paralaxes . . . . .	83
4.1.3	Determinação da Velocidade Galáctica . . . . .	84
4.2	Estado Evolutivo . . . . .	87
4.2.1	Parâmetros Evolutivos via Diagramas Teóricos . . . . .	88
4.2.2	Atividade Cromosférica . . . . .	100
4.2.3	Depleção do Lítio . . . . .	106
<b>5</b>	<b>Discussão dos Resultados — Objetos Encontrados</b>	<b>111</b>
5.1	Compilação das Estrelas de Interesse . . . . .	115
5.1.1	Grupo 1 . . . . .	115
5.1.2	Grupo 2 . . . . .	118
5.1.3	Grupo 3 . . . . .	122
5.2	Lista dos Objetos por Ordem de Similaridade . . . . .	123

<b>6 Conclusões e Perspectivas</b>	<b>124</b>
6.1 Conclusões . . . . .	124
6.2 Perspectivas . . . . .	126
<b>Apêndices</b>	<b>128</b>
<b>A Linhas de Absorção Medidas</b>	<b>128</b>
<b>B Estrutura Hiperfina – EHF</b>	<b>145</b>
<b>Bibliografia</b>	<b>146</b>

# Lista de Figuras

2.1	Relação Sinal/Ruído dos Objeto . . . . .	12
2.2	Exemplo de espectro FEROS de $\lambda 4500$ até $\lambda 5900$ . . . . .	14
2.3	Exemplo de espectro FEROS de $\lambda 5900$ até $\lambda 7000$ . . . . .	14
2.4	Exemplo de Defeito no Espectro FEROS . . . . .	18
2.5	Exemplo de Defeito no Espectro FEROS Ampliado . . . . .	18
2.6	Exemplo de Corte em Descontinuidade do Espectro FEROS . . . . .	19
2.7	Exemplo de Normalização . . . . .	19
2.8	Exemplo de espectro de $H\alpha$ Normalizado . . . . .	21
3.1	Esquema Ilustrativo de uma Gaussiana . . . . .	30
3.2	Teste FWHM/ $\lambda$ Vs LE . . . . .	35
3.3	Teste profundidade/ $\lambda$ Vs LE . . . . .	36
3.4	Ajuste $LE_{nosso}$ vs. $LE_{Voigt}$ . . . . .	37
3.5	Dispersão em LE de HD 146233 e o Sol . . . . .	38
3.6	O Equilíbrio de Excitação: Temperatura Efetiva . . . . .	48
3.7	O Diagrama Abundância vs. LE e o Equilíbrio de Ionização: Microturbulência e $\log g$ . . . . .	49
3.8	Composição Química de BD+15 3364 . . . . .	55
3.9	Composição Química de HD 6512 . . . . .	55
3.10	Composição Química de HD 8291 (fev) . . . . .	56
3.11	Composição Química de HD 8291 (set) . . . . .	56
3.12	Composição Química de HD 12264 . . . . .	57
3.13	Composição Química de HD 28471 . . . . .	57
3.14	Composição Química de HD 32963 . . . . .	58
3.15	Composição Química de HD 66653 . . . . .	58
3.16	Composição Química de HD 68168 . . . . .	59
3.17	Composição Química de HD 71334 . . . . .	59

3.18	Composição Química de HD 88072 . . . . .	60
3.19	Composição Química de HD 88084 . . . . .	60
3.20	Composição Química de HD 98649 (fev) . . . . .	61
3.21	Composição Química de HD 98649 (ago) . . . . .	61
3.22	Composição Química de HD 117939 . . . . .	62
3.23	Composição Química de HD 118598 . . . . .	62
3.24	Composição Química de HD 138573 . . . . .	63
3.25	Composição Química de HD 146233 (1999) . . . . .	64
3.26	Composição Química de HD 146233 (2001) . . . . .	64
3.27	Composição Química de HD 150248 . . . . .	65
3.28	Composição Química de HD 159656 . . . . .	65
3.29	Composição Química de HD 164595 . . . . .	66
3.30	Composição Química de HD 207043 . . . . .	66
3.31	Composição Química de HD 216436 . . . . .	67
3.32	Composição Química de HD 221343 . . . . .	67
3.33	Ajuste de $H\alpha$ para Determinação Independente de $T_{ef}$ . . . . .	73
3.34	Influência dos Parâmetros Atmosféricos em $H\alpha$ . . . . .	75
3.35	Espectro $H\alpha$ Afetado Por Linhas Telúricas . . . . .	77
3.36	Asa Azul do Espectro $H\alpha$ Afetado Por Linhas Telúricas . . . . .	77
4.1	Comparação de $V_{rad}$ com Outros Autores . . . . .	82
4.2	Velocidade Galáctica: V vs. U . . . . .	86
4.3	Velocidade Galáctica: W vs. V . . . . .	86
4.4	Trajatórias Evolutivas para $[Fe/H]=0,00$ . Todas as estrelas de metalicidade entre -0,06 e 0,06 juntas no diagrama de $[Fe/H] = 0$ . . . . .	89
4.5	Trajatórias Evolutivas para $[Fe/H]=0,00$ . . . . .	90
4.6	Trajatórias Evolutivas para $[Fe/H]=+0,05$ . . . . .	91
4.7	Trajatórias Evolutivas para $[Fe/H]=-0,05$ . . . . .	91
4.8	Gráfico de $\log g$ evolutivo vs. $\log g$ de ionização . . . . .	92
4.9	Isócronas para $[Fe/H]=0,00$ , completo . . . . .	94
4.10	Isócronas para $[Fe/H]=0,00$ . . . . .	94
4.11	Isócronas para $[Fe/H] = +0,05$ . . . . .	95
4.12	Isócronas para $[Fe/H] = -0,05$ . . . . .	95
4.13	Erro em luminosidade vs. magnitude visual . . . . .	97
4.14	Espectro de Ca II HK do Sol . . . . .	102

4.15	Espectro de Ca II HK de HD 221343 . . . . .	103
4.16	Fluxos cromosféricos absolutos em HK Ca II vs. $T_{ef}$ para todas as estrelas da amostra . . . . .	104
4.17	Comparação do Espectro $H\alpha$ do Sol com o de HD 221343 . . . . .	105
4.18	Fluxo cromosférico em $H\alpha$ . A linha cheia refere ao fluxo médio obtido para o Sol e as linhas pontilhadas mostram os limites $2\sigma$ da incerteza. . . . .	106
4.19	Estrelas com a linha do Li mais fraca que a do Sol, grupo 1. . . . .	108
4.20	Estrelas com a linha do Li mais fraca que a do Sol, grupo 2. . . . .	108
4.21	Estrelas a linha do Li de Magnitude Muito Semelhante e Pouco Mais Intensa que a do Sol . . . . .	109
4.22	Estrelas com a Linha do Li Pouco Mais e Moderadamente Mais Intensa que a do Sol . . . . .	109
4.23	Estrelas com a Linha do Li Significativamente Mais Intensa que a do Sol .	110
5.1	Gráfico $T_{ef}$ vs. $[Fe/H]$ para todas as estrelas . . . . .	113
5.2	Gráfico $T_{ef}$ vs. $\log L/L_{\odot}$ para todas as estrelas . . . . .	114
5.3	Gráfico $T_{ef}$ vs. $\log g$ para todas as estrelas . . . . .	114

# Lista de Tabelas

2.1	Espectros FEROS e Magnitude V das Estrelas . . . . .	11
2.2	Limites de Cada Região de Normalização com os Elementos Químicos de Interesse . . . . .	16
2.3	Espectros $H\alpha$ do OPD/LNA e respectivas Missões . . . . .	20
2.4	Amostra Final: Espectros Obtidos . . . . .	22
3.1	Número de Linhas Observadas no Sol por Elemento Químico Analisado . .	35
3.2	Modelo de Atmosfera para o Sol . . . . .	41
3.3	Parâmetros Atmosféricos Adotados para o Sol . . . . .	46
3.4	Parâmetros Atmosféricos Espectroscópicos Obtidos . . . . .	51
3.5	Elementos Analisados por Grupo Nucleossintético . . . . .	53
3.6	Incertezas nas Abundâncias Calculadas . . . . .	70
3.7	Temperaturas derivadas Através dos Índices de Cor . . . . .	76
3.8	Temperaturas Pelos diferentes Métodos: Temperatura Final Adotada . . .	79
4.1	Velocidades Radiais . . . . .	81
4.2	Movimentos Próprios . . . . .	83
4.3	Velocidades Galácticas das Estrelas . . . . .	85
4.4	Parâmetros Evolutivos das Estrelas . . . . .	96
5.1	Parâmetros Finais das Estrelas . . . . .	112
A.1	Larguras Equivalentes Medidas . . . . .	129
A.2	Larguras Equivalentes Medidas, Demais Estrelas . . . . .	137
B.1	Estrutura HiperFina . . . . .	146
B.2	Continuação da Estrutura HiperFina . . . . .	147

# Lista de Notações e Abreviações

$\odot$	Relativo ao Sol
$\pi$	Paralaxe
$\lambda(\textit{lambda})$	Relativo ao comprimento de onda $\lambda = (\textit{lambda}) \text{ \AA}$
CB	Correção Bolométrica
DRS	<i>Data Reduction Software</i>
EHF	Estrutura HiperFina
ETL	Equilíbrio Termodinâmico Local
FEROS	<i>Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph</i>
FWHM	do inglês <i>Full Width Half Maximum</i> , i.e. largura a meia altura
HR	Diagrama Hertzsprung-Hussel de luminosidade <i>versus</i> cor (ou $T_{ef}$ )
IRAF	<i>Image Reduction and Analysis Facility</i> (pacote gratuito de redução de dados)
L	Luminosidade
LE	Largura Equivalente
$\log g$	Logaritmo da gravidade superficial
$\log gf$	Logaritmo do produto do peso estatístico $g$ pela probabilidade de transição (força de oscilador) $f$
MIDAS	<i>Munich Image Data Analysis Facility</i>
$M_V$	Magnitude absoluta na banda V
$M_{bol}$	Magnitude bolométrica
PLR	Padrão Local de Repouso
SP	Seqüência Principal
S/R	Relação sinal/ruído dos espectros
$T_{ef}$	Temperatura efetiva
ubvy	Cores do sistema Strömgren ubvy
UBV	Cores do sistema Johnson UBV
ZAMS	do inglês Zero Age Mean Sequence, i.e. estrelas da SP de idade zero

# Capítulo 1

## Introdução

Estrelas gêmeas solares são definidas como objetos idênticos ao Sol em *todas* as suas características astrofísicas (Cayrel de Strobel & Bentolila (1989)). O espectro de tais objetos hipotéticos deveria ser, por definição, indistinguível do solar. Assim, estes objetos também devem possuir parâmetros atmosféricos (como temperatura, metalicidade e gravidade), luminosidade, massa, idade, composição química, em especial a abundância do Li, campos de velocidade fotosféricos, campo magnético, rotação equatorial, atividade cromosférica, sismologia, etc, indistinguíveis do Sol dentro dos erros. Análogas solares, em contraste, seriam aquelas estrelas pouco menos evoluídas, ou pouco mais, possuindo as mesmas mesmas propriedades fotométricas do Sol.

Uma questão interessante que surge de imediato, levantada pela Dr. Cayrel de Strobel e seus colaboradores (Cayrel de Strobel et al. (1981)), em seu artigo pioneiro sobre o tema gêmeas solares, refere-se à plausibilidade de uma tal busca. Neste sentido, pergunta-se a autora: É possível, a uma distância razoável na nossa Galáxia, encontrar uma ou diversas estrelas que sejam praticamente iguais ao Sol?; E, a uma distância qualquer, seria possível identificar objetos, de fato, idênticos aos Sol? Ou não é fisicamente razoável procurar estrelas idênticas, assim como — segundo a autora — não há esperança de se encontrar dois seres humanos idênticos? Ela faz, ainda, a seguinte ponderação: a determinação dos parâmetros físicos das estrelas é afetada por erros e de nenhuma forma pode-se falar em estrelas que possuam exatamente as mesmas características. Como podemos notar, tais questões têm um fundo filosófico e epistemológico inegável, uma vez que se relacionam à própria questão de ser o Sol a única estrela conhecida a iluminar um planeta que possua vida, e das características que seriam necessárias (ou suficientes) para sua geração.

Gostaríamos de enfatizar que o conhecimento que temos de quão típico o Sol é entre as estrelas tipo-G da Galáxia, embora ainda incompleto, se deve em grande parte

a estudos observacionais. Para muitas questões interessantes acerca das características do Sol, previsões astrofísicas puramente teóricas isoladamente dificilmente poderiam afirmar que uma dada característica seja peculiar ou não de forma definitiva, pelo menos no estágio atual do conhecimento da evolução química da Galáxia, de dinâmica das estrelas, ou mesmo da influência de certos eventos ainda pouco estudados na teoria de evolução e nucleossíntese estelar; e mesmo que respondam-se de forma parcial deverão sempre ser comprovadas pelas observações.

A princípio, as teorias de evolução química da Galáxia, dinâmica das estrelas e evolução estelar, atuando conjuntamente, poderiam explicar as propriedades astrofísicas de todas as estrelas observadas através de um mapa completo de formação, evolução e dinâmica de cada uma delas. Entretanto, é difícil acreditar que este quadro de descrição completo da Galáxia poderá, em um dia próximo, concretizar-se, dados os desafios teóricos, observacionais ou mesmo epistemológicos envolvidos. Mesmo que menos geral e global, uma previsão teórica deve passar sempre pelo crivo da análise observacional para se confirmar, assim como a experiência serve ao físico, de forma que podemos dizer que elas são inerentes ao método utilizado, respectivamente, em astronomia e física. Mais ainda, tanto na física quanto na astronomia a experiência e a observação são inerentes ao método uma vez que servem como elo entre realidade e a própria construção de modelos e teorias.

Nos permitamos, neste momento, a adentrar, mesmo que de forma simples e rápida, às questões epistemológicas envolvidas. Embora as teorias utilizadas para obter equações que governam o comportamento dos astros sejam comprovadas pelo método experimental, não pode haver certeza que equações deste tipo sejam, de fato, válidas, uma vez que elas precisam levar em conta combinações, muitas vezes complexas, de muitos eventos e fenômenos físicos que ocorrem ao mesmo tempo e/ou, ainda, alguns dos fenômenos que ocorrem podem ser eventualmente desconhecidos. Assim, nenhuma garantia *a priori* de que nossas equações irão descrever bem o comportamento dos astros pode ser dada. Uma questão ainda mais sutil é que nenhuma garantia pode ser dada também quanto ao fato de serem ilimitadas as previsões provenientes do método científico como estruturado atualmente, pelo menos neste estágio do conhecimento, no sentido de que muitos processos considerados atuando ao mesmo tempo podem mudar o comportamento do sistema de forma que a soma das contribuições individuais de tais processos pode não ser uma boa descrição para o todo. Perspectivas deste tipo têm sido levantadas recentemente em física, por exemplo em física estatística, através das chamadas teorias de complexidade.

Uma exposição bastante rica do desafio de um novo fazer científico é encontrada em Prigogine (1996). Neste livro, o autor apresenta e discute uma proposta de formulação das

leis da Natureza em termos estatísticos como sendo uma nova e, com o próprio refinamento da investigação sobre o mundo, cada vez mais necessária etapa epistemológica no processo de construção do conhecimento científico. Nossa opinião própria é que, para astronomia em especial, este parece ser um discurso muito apropriado, em virtude da complexidade inerente aos fenômenos astronômicos; o estudo astronômico, diferente do estudo da física estrito senso, deve ser empreendido em estrelas, galáxias, e outras estruturas tais como elas aparecem na realidade, dito de outra forma, é impossível isolar em laboratório este ou aquele aspecto do fenômeno astronômico. De uma forma ou de outra, preso a um paradigma científico ou visando explorar um novo, a garantia mais cara e universal que temos em ciência é que nossas teorias devem ser sempre avaliadas e refinadas a partir de seu contato com a realidade, o que significa que, no fazer astronômico, teoria e observação devem caminhar cada vez mais lado a lado em busca de respostas e entendimento do mundo astronômico.

Existem diversas motivações concretas para buscar por estrelas gêmeas ou análogas ao Sol. Primeiro, porque a identificação de tais objetos poderia ajudar a resolver o problema histórico de se conhecer precisamente os índices de cor do Sol. Como o Sol é a estrela de que melhor se conhecem os parâmetros físicos, ele é muito utilizado como ponto zero em diversas calibrações fotométricas e em análises espectroscópicas diferenciais. O fato das cores do Sol não serem conhecidas com precisão, relaciona-se como o fato dele estar muito perto, sendo portanto muito brilhante e possuindo diâmetro angular resolvido, além de não poder ser observado à noite. Os satélites de alguns planetas, como Júpiter, que a princípio refletem o espectro do Sol, são muito úteis para se estudar as linhas espectrais do Sol e, a princípio, poderiam ser úteis para medir-se as cores solares. Entretanto, o padrão próprio de refletância destes satélites (albedo), mesmo que ele seja conhecido com alguma precisão, introduz erros que irão afetar a obtenção das cores solares bem mais que as das demais estrelas. Outra aplicação para uma estrela gêmea solar seria exatamente o estudo das curvas de refletância de corpos menores do sistema solar, como asteróides, cometas e satélites planetários, uma vez que tal estudo necessita de um objeto que represente o espectro do Sol no céu noturno para a retirada da assinatura espectroscópica intrínseca do Sol das observações. Tradicionalmente, são utilizadas estrelas de tipo G2V quaisquer para descontar a assinatura do Sol, o que introduz um erro, em última instância, não controlado.

Estrelas gêmeas e análogas ao Sol seriam também muito interessantes do ponto de vista de pesquisas de sistemas planetários. A descoberta de planetas em estrelas similares ao Sol, primeiro em 51 Pegasi (Mayor & Queloz (1995)) e, pouco depois, em 47 U Ma

e 70 Vir (Marcy & Butler (1996)), todas parecidas com o Sol, deu novo ânimo à esta possibilidade. No momento em que escrevemos, mais de 160 planetas extra-solares são conhecidos. E, com os recentes aprimoramentos técnicos (missões COROT e KEPLER), será possível identificar planetas de massa terrestre ao redor de estrelas no futuro próximo. Assim, estrelas gêmeas e análogas seriam presumivelmente um local privilegiado para procurar sistemas planetários parecidos como nosso e, portanto, seriam igualmente objetos privilegiados para programas SETI e ideais para a melhor compreensão de nosso próprio sistema solar. Acrescenta-se a isto a possibilidade de novos aprimoramentos técnicos, tais como as missões interferométricas, baseadas no espaço, *Terrestrial Planet Finder* (NASA) e *Darwin* (ESA), que serão capazes de identificar atmosferas planetárias fora do equilíbrio termodinâmico, através da assinatura espectroscópica do ozônio, evidência de processos fotossintéticos e possivelmente da presença de vida.

Uma outra motivação seria compreender melhor o Sol entre as estrelas G, buscando encaminhar as questões levantadas pela Dr. Cayrel de Strobel de se existem estrelas muito parecidas ou idênticas ao Sol. Até o presente momento, pouco se sabe sobre a representatividade do Sol entre as estrelas tipo-G, apesar de alguns esforços localizados que têm sido feitos neste sentido. Há evidência de que o Sol é uma estrela bastante rica em metais para a sua idade ou, alternativamente, muita velha para sua metalicidade (Rocha-Pinto & Maciel (1996), Rocha-Pinto (2000) e Rocha-Pinto et al. (2005)). Sua órbita galáctica mostra excentricidade bastante baixa quando comparada às demais estrelas de tipo solar da vizinhança (Cayrel de Strobel (1996)), o que proporciona uma órbita muito estável, e sua posição é bastante próxima do raio de co-rotação (Lépine et al. (2001)), na qual o número de passagens pelos braços espirais da Galáxia é minimizado, evento que pode ter relevância para a manutenção de uma biosfera complexa na Terra a longo prazo. Na verdade, o Sol parece ter alto valor da componente de rotação galáctica em comparação com as estrelas G de mesma metalicidade situadas na vizinhança solar (Cayrel de Strobel (1996)). E, por fim, o Sol parece fazer parte de uma população de estrelas bastante depletadas em lítio (Pasquini (1994)), podendo também apresentar atividade cromosférica inferior à média para a sua idade (Radick et al. (1998)), ao passo que sua rotação é aparentemente normal (Soderblom (1985)).

A busca por objetos semelhantes ao Sol teve início com o clássico trabalho de Hardorp (1978). Neste trabalho, e em trabalhos que o seguiram (por exemplo Hardorp (1982)), o autor compara espectros UV de resolução de  $20\text{\AA}$  a espectros refletidos pelos satélites de Júpiter e espectros do céu. Ele argumenta que, em virtude da alta sensibilidade de tal região aos parâmetros atmosféricos temperatura, gravidade e metalicidade, esta

região é especialmente interessante para uma tal busca. Segundo o escaneamento de baixa resolução, o autor separa os objetos interessantes encontrados em (1) indistinguível, (2) potencialmente igual (não observados suficientemente ainda) e (3) muito próximos do solar. A este trabalho pioneiro, seguiram-se diversos outros, baseados nas listas de Hardorp.

Cayrel de Strobel et al. (1981) lança a questão de se o levantamento baseado na comparação de espectros de  $20\text{\AA}$  de resolução seria capaz de discernir estrelas que podem ser chamadas de gêmeas solares, uma vez elas submetidas a uma refinada análise espectroscópica. No referido trabalho, a autora analisa espectros em placas fotográficas de alguns dos melhores objetos da lista de Hardorp, e chega à conclusão de que nenhum deles pode ser considerado gêmeo do Sol, uma vez que seus parâmetros diferiam significativamente dos parâmetros do Sol. Outros dois trabalhos, com espectros de muito melhor qualidade, deram seqüência a este primeiro trabalho, nomeadamente Cayrel de Strobel & Bentolila (1989) e Friel et al. (1993). No primeiro são investigadas mais estrelas da lista de Hardorp. A estrela HD 44594 é identificada como o caso mais próximo do Sol, embora possua conteúdo de metais significativamente maior que o Sol. No terceiro artigo da série, novamente são analisadas estrelas da lista de Hardorp. É realizada uma análise espectroscópica diferencial com relação ao Sol das estrelas HD 186408 e HD 186427 (16  $\text{syg}$  A e B, respectivamente). Estas estrelas mostraram possuir temperatura efetiva e metalicidade muito similares às do Sol, entretanto elas são mais evoluídas e menos ativas que ele. Todos estes resultados estão reunidos no artigo de revisão Cayrel de Strobel (1996).

Outros autores têm se interessado pela questão das gêmeas e diversos trabalhos aparecem na literatura nos anos 90. Entre eles, citamos o trabalho de Altamore et al. (1990) onde são reanalisadas no UV estrelas da lista de Hardorp. Os autores encontram que a estrela HD 44594 é a estrela de espectro UV mais próximo do Sol. Outro trabalho no UV (Fernley et al. (1996)) demonstra, de forma contundente, utilizando modelos ATLAS9 de Kurucz, que o espectro UV é muito sensível aos parâmetros atmosféricos, temperatura efetiva, metalidade e gravidade superficial, conforme havia argumentado Hardorp. Eles, então, investigam os fluxos IUE de algumas estrelas apontadas por Hardorp, em busca de análogas. As estrelas HD 44594, HD 186408 e HD 186427 são analisadas como tendo o espectro UV muito similar ao do Sol. Assim, até 1996 as melhores estrelas candidatas ao posto de gêmea eram HD 44594, HD 186408 e HD 186427, embora nenhuma delas possuísse parâmetros idênticos aos solares. Porto de Mello & da Silva (1997), entretanto, mostraram que todas estas estrelas, em termos de semelhança ao Sol, são inferiores à estrela HD 146233, citada por Hardorp como possuindo pouca semelhança fotométrica com

o Sol. Esta estrela ainda permanece como o caso mais próximo de gêmea solar, sendo mais parecida que qualquer outra estrela analisada anteriormente.

Fesenko (1994) realiza uma busca fotométrica, completa até  $V = 7, 2$  e  $\delta \geq -15^\circ$ , por estrelas análogas. Ele encontra que o caso mais próximo do solar é a estrela HD 164595. Mais recentemente, Glushneva et al. (2004) analisam espectrofotometricamente 16 estrelas (muitas das quais assinaladas por Hardorp) e conclui que nenhuma delas possui todos os parâmetros iguais aos do Sol, incluído as estrelas HD 44594, HD 186408, HD 186427 e HD 146233. Soubiran & Triaud (2004) utiliza espectros de alta resolução de diversas estrelas que possuem dados na biblioteca espectral ELODIE para buscar gêmeas solares. É realizada uma comparação, puramente diferencial, baseada em  $\chi^2$ , entre espectros das estrelas candidatas e o espectro do Sol (tomados na Lua e em Ceres). A estrela HD 146233 é encontrada como a que possui espectro mais parecido com o Sol. Assim, por um critério completamente independente de Porto de Mello & da Silva (1997) e, mesmo, independente de modelos, a estrela HD 146233 mantém o seu status de estrela de melhor gêmea solar conhecida.

Nosso trabalho se insere como refinamento de um levantamento prévio, fotométrico e espectroscópico, em busca de estrelas candidatas a gêmeas solares, completo na vizinhança solar até cerca de 50 parsecs (da Silva (2000)). Tal levantamento, realizou, primeiro, uma busca fotométrica de estrelas, completa até magnitude  $V_T = 8$ , comparando suas cores e magnitudes absolutas aos valores solares. Na verdade, a ferramenta principal utilizada neste trabalho para selecionar as estrelas foi um índice de similaridade, definido pelas cores  $(B - V)_{INCA}$ ,  $(B_T - V_T)_{Tycho}$  (provenientes de catálogos do satélite HIPPARCOS),  $(b - y)$  e o índice de cor  $m_1$  (fotometria Stromgren extraída de Olsen (1983), Olsen (1993) e Olsen (1994)). As estrelas que mostraram-se fotometricamente parecidas com o Sol, além de diversas outras, foram, então, investigadas espectroscopicamente utilizando-se espectros de média qualidade ( $S/R \sim 100 - 150$  e  $R = 20000$ ) no visível. Além disso, este trabalho lançou mão de espectros de baixa resolução no ultravioleta. Com isto, visava-se determinar se o índice de similaridade definido era útil como um primeiro critério para seleção de candidatas a gêmeas e análogas, o que, de fato, foi verificado. A lista de estrelas investigadas em nosso trabalho provém, então, deste completo levantamento, de forma que esperamos que nossa amostra contenha, de fato, os objetos mais interessantes.

O objetivo principal desta dissertação é dar continuidade às buscas por estrelas gêmeas solares e, assim, contribuir para o encaminhamento das diversas questões subjacentes relativas a estrelas de tipo solar. Investigaremos um conjunto restrito de estrelas que se mostraram excelentes candidatas à gêmeas e análogas solares, via uma refinada e com-

pleta análise espectroscópica, utilizando métodos e modelos realistas e atuais. Entretanto, um tal encaminhamento para a investigação de estrelas gêmeas solares somente será contundente se pudermos, a despeito das incertezas em análises observacionais, investigar em conjunto uma série de características das estrelas para melhor compreendermos e interpretar estes objetos. Isto porque, determinadas características das estrelas, são afetadas por grandes incertezas de forma que é necessário para o melhor entendimento destes objetos analisar o maior número de parâmetros possível em conjunto.

Neste sentido, o presente trabalho é o estudo mais completo já empreendido. Enfatizamos, ainda, que a maioria dos trabalhos que nos precederam utilizavam objetos da lista original de Hardorp, objetos que Cayrel de Strobel e colaboradores já provaram não serem gêmeas. Em nosso estudo, buscamos por objetos que possuam parâmetros atmosféricos (como temperatura, metalicidade e gravidade), luminosidade, massa, idade, composição química, em especial a abundância do Li, campos de velocidade fotosféricos e atividade cromosférica, indistinguíveis do Sol dentro dos erros inerentes à nossa análise espectroscópica.

Esta dissertação está dividida em seis capítulos e dois apêndices. No capítulo 2, descrevemos o processo de seleção, aquisição e o tratamento dos dados utilizados. No capítulo 3, são apresentadas as técnicas utilizadas na determinação dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias elementares via larguras equivalentes. Discutimos detalhadamente todos os procedimentos, princípios teóricos e dados das linhas utilizados. Mostramos os parâmetros atmosféricos calculados, bem como a estimativa dos erros, e gráficos com as abundâncias elementares obtidas para todas as estrelas da amostra. No capítulo 4, é descrita a obtenção dos parâmetros cinemáticos e evolutivos da amostra. No capítulo 5, empreendemos a discussão dos resultados conjugando-se todos os parâmetros obtidos, para avaliar as estrelas mais parecidas com o Sol. Os resultados desta análise são resumidos no capítulo 6, onde apresentamos também as conclusões e perspectivas deste trabalho.

# Capítulo 2

## Aquisição e Tratamento de Dados

### 2.1 Seleção das Estrelas Candidatas

O ponto de partida da nossa seleção foi o levantamento fotométrico e espectroscópico realizado por da Silva (2000) na vizinhança solar ( $r < 50$  parsecs) em busca por estrelas tipo G candidatas a gêmeas solares. Os parâmetros ali analisados para a eleição das candidatas foram somente  $T_{ef}$ ,  $[Fe/H]$  e  $M_{bol}$ , com base em espectros de menor qualidade que os nossos ( $R = 20000$  e  $S/R \sim 100 - 150$ ) e lançando mão de um índice fotométrico de similaridade definido pelos autores. Uma região observada ( $\lambda 6145$ ) foi utilizada para medir linhas do Fe e a outra, a região  $H\alpha$ , para calcular a temperatura e avaliar qualitativamente o fluxo cromosférico. Maiores informações devem ser buscadas no trabalho original.

O que deve ser sublinhado aqui é que o levantamento fotométrico e espectroscópico realizado no referido trabalho é completo até 40 parsecs, o que corresponde a estrelas mais brilhantes que  $V_T = 8$ , tomando a magnitudes absolutas do Sol  $M_{V_T}^{\odot} = 4,88$ . Entre os valores de magnitude  $8 < V_T < 9$  a completeza dos catálogos de fotometria Strömgen não é total, além dos abjetos serem mais difíceis de serem observados espectroscopicamente e das paralaxes fornecidas pelo HIPPARCOS possuírem erros maiores.

As estrelas por nós analisadas são as avaliadas como as melhores candidatas do amplo levantamento feito no referido trabalho. Além destas estrelas candidatas a gêmeas solares verdadeiras, integram a nossa lista estrelas que mostraram espectro ultravioleta (UV) indistinguível do solar, além de estrelas com os parâmetros atmosféricos muito parecidos com os do Sol, embora sejam diferentes em outras características tais como massa, idade, atividade (análogas solares). Assim, de acordo com cada grupo a que pertença, dividimos as estrelas de nossa amostra em quatro tipos, candidatas a (1) gêmeas (G), (2) a possuírem

espectro UV igual ao solar (UV), (3) a análogas solares (A) e, ainda, (4) estrelas com boa similaridade fotométrica (S), que não puderam ser analisadas no trabalho de da Silva (2000). Na tabela 2.1, apresentamos a lista de objetos analisados, especificando o seu tipo.

Sumarizemos algumas das principais características de nossa amostra. O limite de magnitude é  $V_T = 8,7$ : mesmo assim, pudemos garantir espectros de alta qualidade,  $S/R > 350$ , para quase toda a amostra, com a exceção de HD 88084. Este fato é desejável para uma análise fina de abundâncias e dos parâmetros, baseadas em larguras equivalentes, que pretendemos levar a cabo. Assim, dado o aparato instrumental de que dispomos (espectrógrafo+telescópio, ver seção 2.2), este limite garante que nossos espectros possuam alta relação sinal/ruído (S/R) num tempo de exposição razoável. As estrelas mais fracas levantadas no trabalho de da Silva (2000) também foram observadas, embora não tenha sido completo o levantamento nesta região. Outra característica importante é que nossa amostra não contém estrelas identificadas como binárias, pois estávamos interessados, desde o início, em estrelas com história evolutiva semelhante ao Sol. Além disso, estrelas muito boreais também não puderam ser observadas no hemisfério sul. Na verdade o levantamento de da Silva (2000) foi completo até declinações na faixa de  $\sim +40^\circ$ .

## 2.2 Espectros do *Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph* (FEROS) Obtidos no *European Southern Observatory* (ESO)

Para a determinação dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias dos elementos Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Y, Ba e Ce, utilizamos espectros obtidos com o FEROS (*Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*) alimentado pelo telescópio de 1,52 m do ESO (*European Southern Observatory*), em La Silla, Chile. O FEROS é um espectrógrafo *echelle* que caracteriza-se pela alta eficiência ( $\sim 20\%$ ) e alta estabilidade, e grande cobertura de seus espectros (de  $3560 \text{ \AA}$  a  $9200 \text{ \AA}$ , o que engloba todo o visível + região da linha HK do CaII no UV próximo), além da alta resolução ( $R = 48.000$ ).

### 2.2.1 Observações

Os espectros utilizados neste trabalho foram coletados em diversas missões ao longo dos meses de janeiro e fevereiro (dia 10 de janeiro e na missão de 30 de janeiro a 1º de

fevereiro), agosto (dias 7, 8 e 9) e setembro (dias 2, 8 e 9), todas no ano de 2001, por Lício da Silva. Adicionalmente, utilizamos um espectro de HD 88084 (único para este objeto) obtido em dezembro 1999 e mais três espectros de HD 146233 obtidos em agosto deste ano, para comparação com os espectros de 2001 deste objeto e averiguação da estabilidade entre as missões. Na tabela 2.1, estão apresentadas a quantidade de imagens obtidas para cada objeto tratado, bem como o tipo de similaridade a que a estrela está concorrendo, isto é gêmea verdadeira (G), análoga solar (A), estrelas com bom índice de similaridade em relação ao Sol (S) e estrelas com espectro UV muito parecido com o Sol (UV) (como discutido acima, na seção 2.1). De início dispúnhamos de um total de 94 espectros, onde agrupamos em 26 “objetos” a serem tratados separadamente (conforme a referida tabela 2.1) — são 22 estrelas analisadas, das quais 3 são tratadas separadamente nas duas missões em que foram observadas, e mais o Sol (representado pelo espectro refletido do satélite de Júpiter Ganimedes), o nosso objeto de referência para a análise diferencial (discutida na seção 3.1) que será empreendida no capítulo 3. Daqui pra frente iremos nos referir ao espectro do Sol refletido apenas como espectro do Sol. Acrescentamos que a opção de analisar separadamente os espectros das estrelas HD 8291, HD 98649 e HD 146233, nas diferentes missões, tem o intuito de averiguar a concordância dos resultados e testar, assim, a “estabilidade” dos espectros bem como a repetibilidade e a sistematicidade de nossas processo de redução e análise.

As relações sinal/ruído, para cada um de nossos objetos, são apresentadas também na tabela 2.1, bem como o índice de cor  $V$ . Na figura 2.1, apresentamos, comparativamente, as  $S/R$  dos objetos. Com exceção de HD 88084, que possui espectro de qualidade menor, vemos que todas as estrelas tem  $S/R \gtrsim 350$ , sendo que a maioria tem pelo menos  $S/R = 450$ . Chamamos a atenção para o fato de que tais  $S/R$  se referem aos espectros obtidos somados conforme a referida tabela 2.1. Elas foram estimadas a partir da média fornecida pelas estimativas individuais de 5 janelas do contínuo. As janelas foram escolhidas com o auxílio do *Solar Flux Atlas from 296 to 1300 nm* de Kurucz et al. (1984) — atlas este de altíssimo poder resolutor ( $R = 522.000$ ) e altíssima relação sinal/ruído ( $S/R \sim 3.000$ ), daqui por diante referido apenas como “Atlas Solar”. As barras de erros no gráfico são as dispersões entre as medidas das diferentes janelas para cada objeto, refletindo, portanto, o quanto a qualidade dos espectros varia em diferentes comprimentos de onda. Além disso, reflete também as incertezas na determinação de  $S/R$ . Repare que, como foi dito acima, as estrelas HD 8291, HD 98649 e HD 146233 tiveram suas imagens tratadas separadamente para as diferentes missões e, portanto, aparecem duas vezes no referido gráfico e na referida tabela. Chamamos a atenção para o fato de que as estrelas que aparecem duas vezes na

figura 2.1 são as que foram observadas separadamente em cada missão, correspondendo a divisão mostrada na tabela 2.1.

TABELA 2.1: Espectros FEROS e Magnitude V das Estrelas

HD <sup>a</sup>	No.	Grupo	V	S/R
(Sol)	1	–	–	510
(BD+15 3364)	6	G	8,66	450
6512	3	UV	8,15	550
8291 – FEV 01	2	UV	8,61	340
8291 – SET 01	3	UV	8,61	400
12264	5	G	7,99	470
28471	1	S	7,89	350
32963	3	UV	7,60	450
66653	3	UV	7,52	610
68168	2	UV	7,34	470
71334	4	G	7,81	540
88072	5	A	7,55	440
88084	1	S	7,52	220
98649 – FEV 01	3	G	8,00	380
98649 – AGO 01	1	G	8,00	330
117939	4	G	7,29	530
118598	4	G	8,19	490
138573	4	G	7,22	490
146233 – AGO 99	2	G	5,49	490
146233 – AGO 01	3	G	5,49	370
150248	5	G	7,03	500
159656	4	S	7,16	470
164595	3	G	7,07	440
207043	10	A	7,59	510
216436	6	A	8,61	420
221343	6	G	8,37	420

<sup>a</sup>Os objetos entre parênteses não possuem identificação HD: a estrela BD+15 3364 (número do catálogo de Bonner) por ser muito fraca e o Sol. As tabelas subseqüentes seguirão o mesmo padrão.

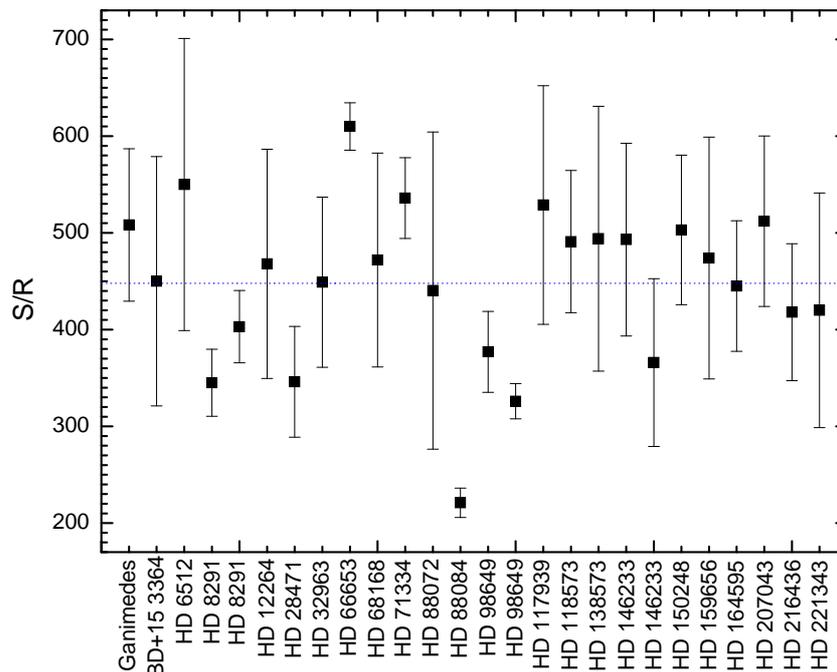


FIGURA 2.1: Estimativa da relação Sinal/Ruído para cada objeto com as respectivas dispersões.

## 2.2.2 Reduções

### Redução Automática

Utilizamos espectros FEROS reduzidos *on-line*. A redução *on-line* é executada automaticamente na saída das imagens a partir do aplicativo ESO-MIDAS (European Southern Observatory Munich Image Data Analysis System) por meio de um *script* denominado DRS (Data Reduction Software). Neste processo, as imagens de calibração obtidas previamente são utilizadas para a redução: o *bias*, que mede um efeito quântico do CCD que faz com que a contagem inicial ao se observar uma estrela seja diferente de zero, e a luz espalhada são subtraídos da imagem e dos *flat-field* e a média deste último é, então, dividida da imagem que é, por fim, extraída e calibrada em comprimento de onda por meio de um espectro de Tório-argônio. Os detalhes da redução são apresentados na seqüência:

- Primeiro são gerados arquivos de *bias* e de luz espalhada para cada imagem *flat-field*, sendo o *bias* determinado pela região de *overscan* da imagem, onde não há exposição à luz no CCD, e a luz espalhada pelo nível de exposição entre as ordens. Os *flat-fields* são, então, subtraídos de seus *bias* e luzes espalhadas sendo, posteriormente, promediados.

- As imagens do espectro estelar são subtraídas de seus respectivos *bias* e luzes espalhadas, que são, por sua vez, determinados da mesma forma que para os *flat-fields*.
- A imagem do espectro estelar é dividida pelo *flat-field* médio obtido anteriormente. Isto, além de corrigir as variações de sensibilidade pixel a pixel do CCD, remove a função *blaze* (curvaturas acentuadas presentes em cada ordem da imagem em espectrógrafos *echelle*).
- Uma relação entre pixel, número da ordem e comprimento de onda é determinada por comparação de um espectro de Tório-argônio com um catálogo de linhas. As ordens do espectro da estrela são extraídas (transformada de tridimensional “pixel X pixel X contagem” para Bidimensional “pixel X contagem”, somando as colunas perpendiculares a dispersão por critérios estatísticos de máxima verossimilhança) e calibradas em comprimento de onda usando esta relação.
- As ordens são, por fim, coladas para formar um único espectro cobrindo de  $\lambda = 3560\text{\AA}$  a  $\lambda = 9200\text{\AA}$ . O espectro é, então, corrigido do desvio Doppler devido à velocidade radial geocêntrica e topocêntrica, além de outros efeitos, restando apenas a velocidade radial heliocêntrica, isto é aquela devida apenas ao movimento do objeto em relação ao Sol.

Os espectros, assim saídos do telescópio (veja, como exemplo, o espectro de HD 68168 nas figuras 2.2 e 2.3), só precisam ser corrigidos da velocidade radial heliocêntrica do objeto e normalizados para que possamos medir as larguras equivalentes (LE's, ver seção 3.2) das linhas espectrais que serão utilizadas na análise espectroscópica (capítulo 3).

### Correção da Velocidade Radial

Todas as demais etapas da redução foram realizadas com tarefas do aplicativo IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) distribuído pela AURA (*Association of Universities for Research in Astronomy*). A correção do desvio Doppler, em virtude da estrela possuir uma velocidade radial com a qual ela se afasta ou se aproxima de nós, foi realizada por Lício da Silva. Repare que as correções geocêntrica e topocêntrica já foram realizadas pela redução *on-line* do FEROS, restando apenas corrigir o desvio Doppler devido ao movimento heliocêntrico do objeto. Para tal foram selecionadas algumas linhas bem distribuídas no espectro, para as quais foi comparado o comprimento de onda central observado (obtido através de um ajuste gaussiano, com a tarefa *splot*) com seus comprimentos de onda de repouso — como registrados no *The Solar Spectrum 2935 Å to*

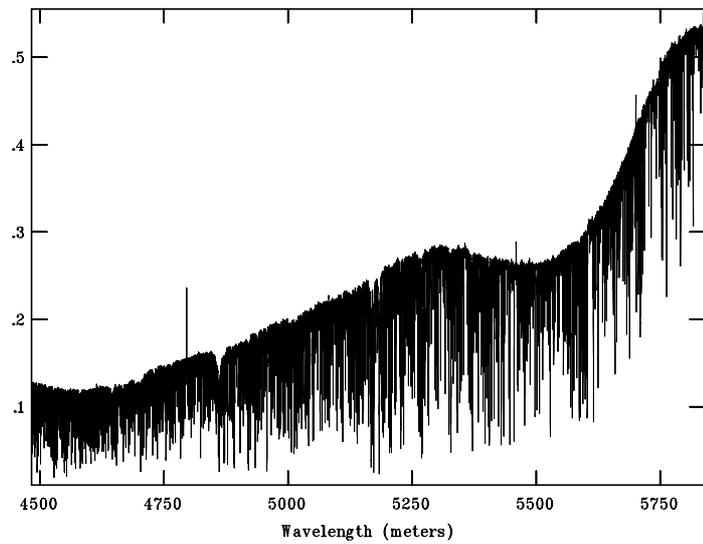


FIGURA 2.2: Exemplo de espectro FEROS ao final da redução *on-line* para a estrela HD 68168 (parte 1, cobertura de  $\lambda$ 4500 até cerca de  $\lambda$ 5900).

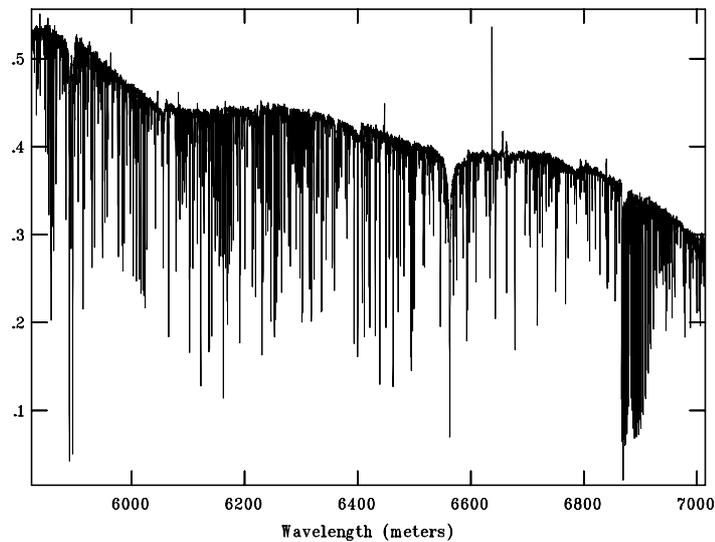


FIGURA 2.3: Exemplo de espectro FEROS ao final da redução *on-line* para a estrela HD 68168 (parte 2, cobertura de cerca de  $\lambda$ 5900 até  $\lambda$ 7000). Repare que a partir de cerca de  $\lambda$ 6830 o espectro fica altamente contaminado por linhas telúricas.

8770 Å de Moore et al. (1966), daqui por diante referenciado como “Catálogo Solar”. Foi determinada a velocidade radial da estrela utilizando uma média aritmética simples das

velocidades radiais fornecidas por cada uma das linha utilizadas — obtidas a partir da relação

$$v_{rad} = \frac{c(\lambda_{ob} - \lambda_{rep})}{\lambda_{rep}}, \quad (2.1)$$

onde os subscritos “*ob*” e “*rep*” referem-se, respectivamente, aos comprimentos de onda como observados no espectro e seus correspondentes comprimentos de onda de repouso. Os espectros foram, então, corrigidos um a um utilizando a respectiva velocidade radial encontrada com o uso da tarefa *dopcor*. Somente depois de corrigidos os espectros foram somados conforme adiantamos na tabela 2.1.

### Normalização do Contínuo

De posse dos espectros corrigidos das velocidades radiais estelares e somados, resta ainda a normalização do contínuo aparente. Este procedimento é necessário para que possamos medir a área das linhas, obtendo as respectivas larguras equivalentes (LE’s), que serão utilizadas posteriormente em nossas análises (capítulo 3) para obtenção dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias dos metais.

Em virtude da grande cobertura em comprimento de onda dos espectros FEROS de  $\lambda = 3560\text{\AA}$  até  $\lambda = 9200\text{\AA}$  (doravante referenciada como  $\lambda 3560 - \lambda 9200$ ), foi necessário dividi-los em regiões menores (que cobrissem apenas duas ou três centenas de angstroms) que se prestassem melhor ao processo de normalização. Basicamente, os critérios utilizados foram: escolha de regiões que apresentassem linhas espectrais de interesse (discutidas na seção 3.2.1), evitar regiões de contaminação por linhas telúricas (de origem atmosférica), bem como aquelas afetadas por linhas de grande intensidade que rebaixam o contínuo aparente, impossibilitando uma normalização confiável. Cada região (doravante utilizaremos a palavra “região” para designar estas seções em pedaços menores do espectro de grande cobertura) compreende cerca de  $300\text{\AA}$  de intervalo, e possui cerca de 50 linhas de interesse. Na tabela 2.3, identificamos as regiões utilizadas com seus respectivos comprimentos de onda inicial e final, intervalo em comprimento de onda, elementos de interesse e número total de linhas que se pretende utilizar.

Normalizamos cada uma das 8 regiões para cada uma das estrelas de nossa amostra seguindo um procedimento criterioso e sistemático com a utilização da tarefa *continuum*. Primeiro selecionamos um certo número de pontos candidatos a pontos do contínuo aparente com o auxílio do Atlas Solar (Kurucz et al. (1984)) de altíssima resolução e S/R. A utilização do Atlas Solar como guia para a escolha de pontos do contínuo se justifica

TABELA 2.2: Limites de Cada Região de Normalização

Região	$\lambda_{inicial}$	$\lambda_{final}$	$\Delta\lambda$	Elementos	n <sup>o</sup> de linhas
1	4500	4820	320	TiI e TiII, CrI e CrII, MnI, FeI e Fe2, CoI, CeII	50
2	4880	5165	285	TiI, CrI, FeI e FeII, NiI, YII	55
3	5190	5364	174	CaI, ScII, TiI e TiII, CrI e CrII, FeI e FeII, CoI, NiI, CuI, YII, CeII	49
4	5374	5614	240	SiI, CaI, ScII, TiI e TiII, CrII, MnI, FeI e FeII, CoI, NiI, YII	41
5	5610	5885	275	SiI, CaI, ScII, TiI, VI, CrI, FeI, CoI, NiI, BaII	46
6	5880	6213	333	SiI, CaI, TiI, VI, MnI, FeI e FeII, NiI, BaII	46
7	6193	6510	317	SiI, CaI, ScII, TiI, VI, CrI, FeI e FeII, BaII	38
8	6600	6870	270	SiI, ScII, FeI e FeII, CoI, NiI, YI	42

As colunas apresentam o número identificador da região, comprimento de onda inicial e final, intervalos em comprimento de onda, elementos químicos que possuem linhas na respectiva região e número total de linhas de interesse.

porque que sabemos que os espectros de nossas estrelas são, no mínimo, similares ao do Sol. Seleccionados os pontos candidatos a pontos do contínuo, ajustamos uma curva suave (função de Legendre geralmente de grau inferior a 4, mas em alguns casos de grau maior) passando por eles. Como se poderia imaginar, nem todos os pontos seleccionados originalmente passavam pela curva, e, assim, a escolha é revista até que todos os pontos passem pela curva ajustada e que tal ajuste seja satisfatório — tendo o Atlas Solar (Kurucz et al. (1984)) sempre como guia, para, por exemplo, verificar se regiões rebaixadas (ou elevadas) são reais ou se o ajuste precisa ser refeito. Uma vez que o ajuste esteja satisfatório, o espectro, então, é dividido por esta curva, resultando, assim, num espectro normalizado (com o contínuo deslocado para o valor constante igual a unidade). Um exemplo de espectro normalizado é apresentado na figura 2.7.

A existência de defeitos na maior parte dos espectros, apresentou-se como uma dificuldade adicional no decorrer do processo de normalização. A partir da quarta região de normalização, os espectros apresentaram descontinuidades no contínuo. Sabe-se que estas descontinuidades são defeitos introduzidos pela redução *on-line* do FEROS ao colar as ordens *echelle* para produzir um único espectro de grande cobertura, processo este tratado acima em *Redução Automática* nesta mesma seção. Como discutido em del Peloso (2003),

na verdade, estes defeitos ocorrem na região de intersecção entre as ordens, podendo gerar uma curvatura acentuada ou uma descontinuidade no contínuo aparente. O autor assinala que estas descontinuidades acontecem também em cada uma das ordens individuais, mesmo quando se muda o *script* DRS para não permitir a colagem das ordens. Isto nos leva a crer que não só o processo de colagem das ordens seja mal executado, mas também que a própria extração de cada uma das ordens apresenta pequenos problemas localizados em virtude da redução *on-line* do FEROS. Nossos espectros apresentaram descontinuidades na grande maioria das regiões de normalização a partir da região 4 e, por vezes, apresentam mais de uma descontinuidade numa mesma região. Outro problema, que, no entanto, ocorreu bem menos freqüentemente, foi a ocorrência de buracos no contínuo. Optamos por contornar os problemas da maneira mais simples possível, obedecendo aos preceitos básicos, conforme explicado a seguir. Quando era possível, seccionamos as regiões em pedaços menores de modo a excluir as regiões afetadas e normalizando separadamente cada pedaço. Quando os defeitos ocorriam muito próximo das extremidades da região, fomos obrigados a inutilizar tais extremidades afetadas pelo problema, pois uma seção muito curta não contém pontos e janelas do contínuo suficientes para uma normalização segura. Dada a multiplicação do trabalho de normalização em virtude das descontinuidades, por vezes optamos por normalizar apenas os pedaços que contivessem mais linhas de interesse, deixando de lado outros menos importantes. Para ilustrar o problema, veja na seqüência de figuras (figuras 2.4, 2.5, 2.6 e 2.7) o espectro da região 4 de HD 12264.

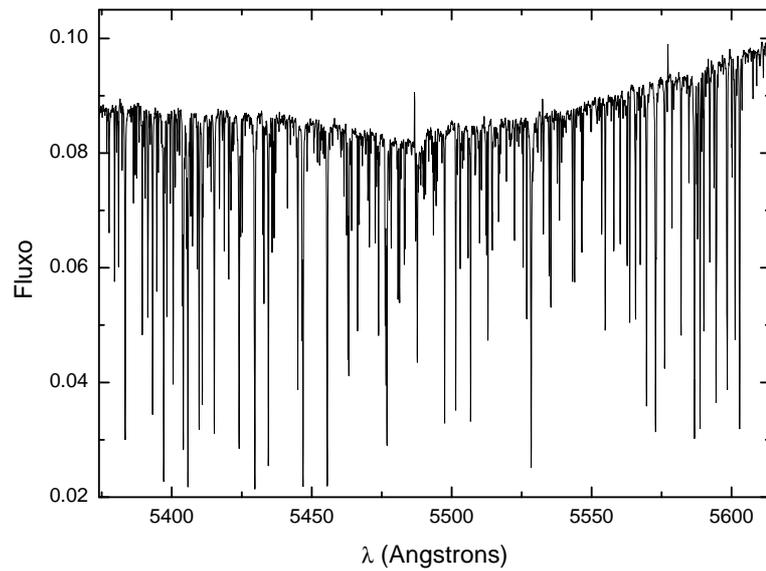


FIGURA 2.4: Exemplo de defeito no espectro FEROS. Mostramos uma descontinuidade no contínuo da região 4 do espectro de HD 12264.

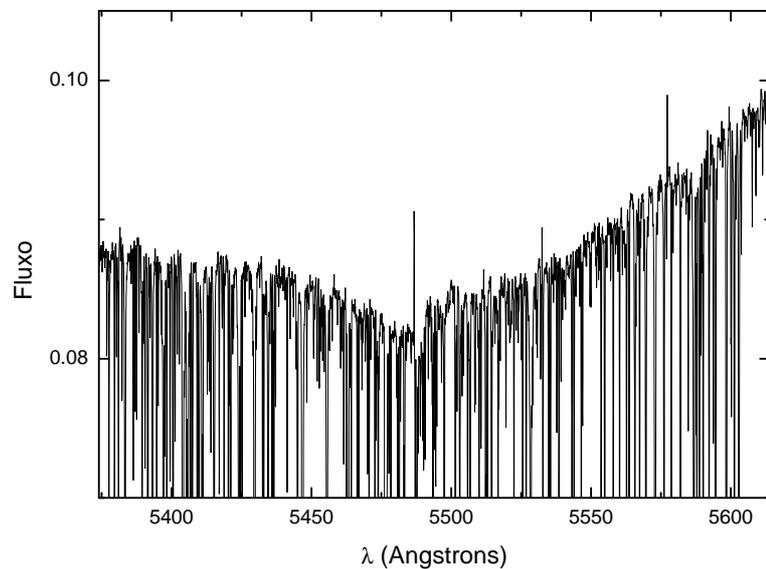


FIGURA 2.5: Ampliação da escala para melhor visualização da descontinuidade. A direita de  $\lambda 5488$  o contínuo apresenta curvatura distinta da região à esquerda dele. Assim, optamos por seccionar a região 4 em duas partes ( $\lambda 5374 - \lambda 5485$  e  $\lambda 5488 - \lambda 5588$ ) e normalizá-las separadamente.

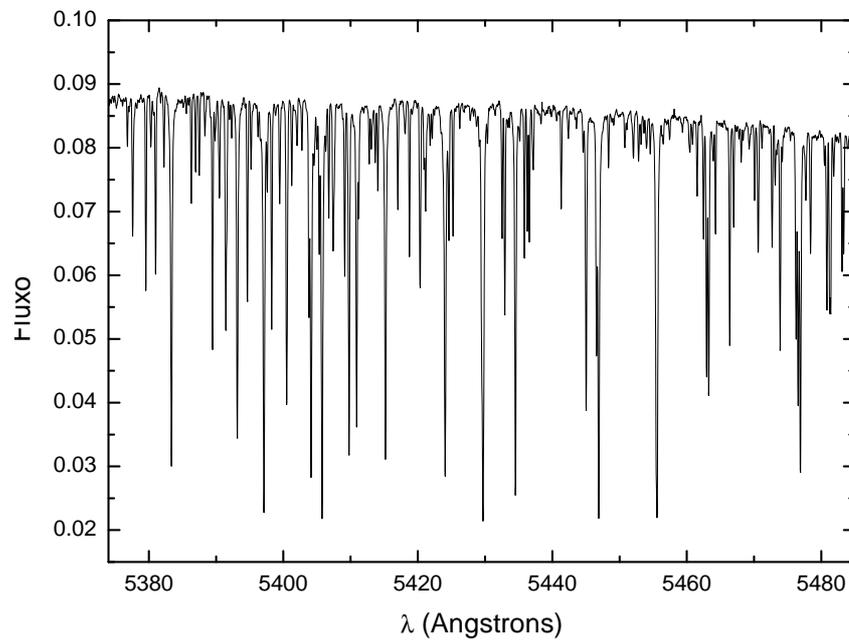


FIGURA 2.6: Corte na descontinuidade do espectro de HD 12264. Mostramos a primeira seção da região 4, antes da descontinuidade, de  $\lambda$  5474 até  $\lambda$  5585.

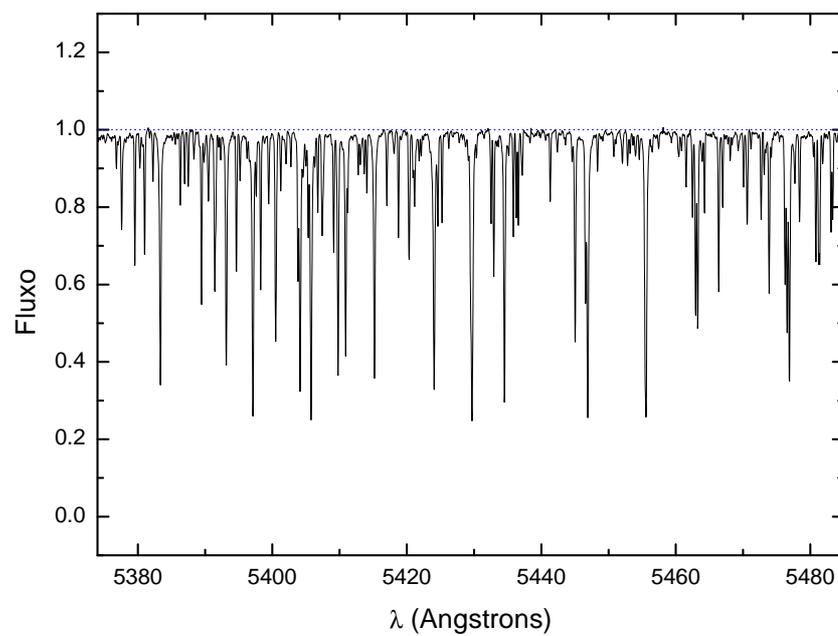


FIGURA 2.7: Normalização do espectro anterior.

## 2.3 Espectros do Espectrógrafo Coudé Obtidos no Observatório do Pico dos Dias do Laboratório Nacional de Astrofísica (OPD/LNA)

Um fato bem conhecido é que espectros obtidos com espectrógrafos *echelle* não se prestam ao estudo de linhas largas. Isto se deve ao fato de tais espectros possuírem uma função de *blaze* instrumental acentuada, acarretando distorção do perfil da linha em virtude de tal acentuada curvatura. Assim, os nossos espectros FEROS não são adequados para a obtenção da temperatura espectroscópica a partir do perfil de  $H\alpha$ . Para tal fim, utilizamos espectros obtidos com o espectrógrafo coudé alimentado pelo telescópio de 1,6 m do Observatório do Pico dos Dias administrado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica do Ministério da Ciência e Tecnologia — OPD/LNA–MCT.

### 2.3.1 Observações

Os espectros utilizados cobrem uma ampla faixa de tempo, desde 1997 até 2003. É claro que demos preferência aos espectros mais recentes, quando estes eram de qualidade suficiente ( $S/R \gtrsim 200$ ). Alguns dos espectros utilizados não são originais, tendo já sido publicados os resultados de temperatura obtido a partir deles (Lyra & Porto de Mello (2005)). Entretanto, nós os reanalisamos utilizando os parâmetros atmosféricos obtidos neste trabalho (ver seção 3.7.2). Na tabela 2.3, apresentamos os espectros utilizados, o ano da última observação, no caso de observações múltiplas, e a relação S/R do melhor espectro disponível.

TABELA 2.3: Espectros  $H\alpha$  do OPD/LNA e respectivas Missões

HD	ANO	S/R	HD	ANO	S/R	HD	ANO	S/R
(Ganimedes)	1999	430	88084	2002	150	150248	2001	170
(Lua)	2002	740	98649	1998	150	159656		120
8291	1998	110	117939	1998	130	164595	2001	260
12264	2002	150	118598	2002	140	207043	1999	170
28471	2002	110	138573	2001	310	216436	1998	110
71334	2002	170	146233	2002	440	221343	2001	170

### 2.3.2 Reduções

Os espectros LNA foram reduzidos um a um seguindo o procedimento convencional, a partir de rotinas do IRAF, por Gustavo Porto de Mello. Primeiro a luz espalhada e o *dark* foram corrigidos ajustando-se polinômios a regiões das imagens fora dos espectros. As variações de sensibilidade pixel a pixel do CCD foram corrigidas dividindo-se cada pixel da imagens pelo valor do *flat-field* já corrigido do *bias* e da luz espalhada. Os espectros foram então extraídos, somando-se as colunas perpendiculares à dispersão através de regras estatísticas de máxima verossimilhança, resultando num espectro linearizado. Em seguida os espectros foram postos em escala de comprimento de onda de repouso. Por fim, os espectros foram normalizados escolhendo-se pontos de contínuo (em regiões suficientemente distantes de  $H\alpha$  para que possam ser confiáveis o bastante) seguindo o mesmo critério utilizado nos espectros FEROS. Como exemplo apresentamos os espectro de  $H\alpha$  de HD 146233 na figura 2.8.

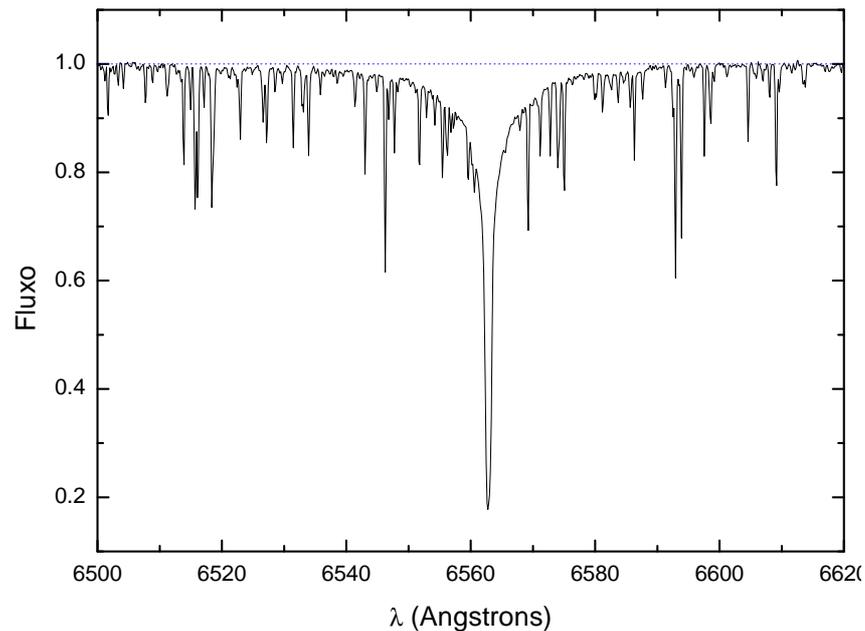


FIGURA 2.8: Exemplo de espectro de  $H\alpha$  normalizado para HD 146233.

TABELA 2.4: Amostra Final: Espectros Obtidos

HD	FEROS	OPD/LNA
(Sol)	✓	✓
(BD+15 3364)	✓	
6512	✓	
8291	✓	✓
12264	✓	✓
28471	✓	✓
32963	✓	
66653	✓	
68168	✓	
71334	✓	✓
88072	✓	
88084	✓	✓
98649	✓	✓
117939	✓	✓
118598	✓	✓
138573	✓	✓
146233	✓	✓
150248	✓	✓
159656	✓	✓
164595	✓	✓
207043	✓	✓
216436	✓	✓
221343	✓	✓

## Capítulo 3

# Parâmetros Atmosféricos e Abundâncias Elementares

A radiação efetivamente emitida por uma estrela é criada em seu núcleo, muito quente (tipicamente  $T \sim 10^7 - 10^8 K$ ), através das diversas reações termo-nucleares que lá ocorrem. Na seqüência principal (SP), na qual uma estrela típica passa cerca de 95 % de sua vida e onde todas as estrelas por nós analisadas encontram-se, ocorre essencialmente a conversão de hidrogênio (H) em hélio (He), gerando enormes quantidades de energia, principalmente sob a forma de radiação eletromagnética. Esta conversão de H em He pode se dar tanto através da cadeia próton-próton (cadeia p-p), dominante para estrelas de baixa massa, quanto através do ciclo CNO, dominante para estrelas de grande massa. No caso de estrelas de tipo solar, a cadeia p-p predomina.

De todo modo, ao deixar as camadas profundas onde são produzidas, esta radiação tem caráter contínuo e distribui-se em comprimentos de onda aproximadamente como a função de Planck da radiação de um corpo negro, com diferenças devido a efeitos de opacidade no interior estelar. Repare que, se a estrela fosse um corpo negro perfeito, a distribuição da energia emitida dependeria apenas de sua temperatura (parâmetro que caracteriza univocamente a planckiana). Se fosse este o caso, a temperatura seria igual em todos os seus pontos, caracterizando, assim, o equilíbrio termodinâmico completo. É evidente que a estrela está bastante longe deste tipo de equilíbrio. No entanto, uma aproximação muito boa para estrelas anãs de tipo solar é o chamado equilíbrio termodinâmico local (ETL) que evoca o equilíbrio termodinâmico camada a camada da atmosfera. O ETL é uma boa aproximação para atmosferas que apresentam um gradiente de temperatura suficientemente baixo, bem como campo de radiação não excessivamente intenso nem densidades muito baixas.

Fora das camadas mais profundas, não é criada nenhuma energia, mas esta é apenas transportada e modificada pelos diversos processos físicos de interação da radiação com a matéria das camadas pelas quais a radiação cruza. Tais processos, que apenas modificam a qualidade da radiação emergente, devem ser estudados em detalhes através de uma equação de transporte apropriada. No entanto, podemos compreendê-los qualitativamente analisando os principais processos de interação da radiação com a matéria que lá ocorrem. Sabemos de antemão que estes processos tanto poderão redistribuir a radiação em comprimentos de onda de forma “contínua”, isto é apenas modificando a forma da radiação contínua produzida no centro da estrela, quanto poderão absorver energia de um dado comprimento de onda, gerando as chamadas linhas espectrais. Na verdade, quando um feixe de radiação atravessa a fotosfera, parte de seus fótons podem ser retirados dele — o que é descrito na equação de transporte pela grandeza macroscópica chamada de coeficiente de absorção (precisando-se a rigor de um para cada comprimento de onda) — e, além disso, podem surgir fótons que não se encontravam antes no feixe, o que pode ser descrito também por uma grandeza macroscópica chamada de coeficiente da emissão. No caso em que a redistribuição é contínua, temos associados os processos ligado-livre (fotoionização) e livre-livre (espalhamento) dos átomos ao interagirem com a radiação e, no caso discreto, temos o processo ligado-ligado (excitação atômica). No caso contínuo, sublinhamos apenas que o hidrogênio tem papel fundamental em virtude de ser dominante na composição química das estrelas.

Vamos nos deter, entretanto, na segunda possibilidade, a discreta, associada à formação das linhas espectrais. A idéia é que, quando a diferença entre a energia de dois estados eletrônicos num átomo é igual à energia de um fóton que cruza o seu caminho, quanticamente existe uma probabilidade de que este fóton seja absorvido pelo elétron. Neste caso, a consequência é que o elétron é excitado a um nível de energia maior que o inicial, sendo que a diferença de energia entre os níveis é exatamente igual a energia do fóton absorvido. É através deste mecanismo que o contínuo de radiação, ao cruzar com os átomos das camadas exteriores, pode ter muitos fótons com energia específica retirados, originando as linhas espectrais. É claro que os átomos excitados desta forma poderão também se desexcitar (e isto geralmente ocorre em fração de segundo), emitindo um fóton com a energia correspondente à diferença entre os níveis. No entanto, este fóton não necessariamente irá viajar na mesma direção que antes. Desta forma, ocorre a remoção de fótons do feixe de radiação inicial num comprimento de onda específico, dando origem às chamadas linhas espectrais. Como os níveis de energia dos átomos dependem do número atômico e do número de elétrons, diferentes átomos, bem como diferentes estados de ionização

de um mesmo átomo, poderão retirar fótons de comprimentos de onda específicos. Em virtude deste fato, o comprimento de onda específico das linhas espectrais informa diretamente a presença na fotosfera estelar de elementos químicos e seus respectivos estados de excitação e ionização. Assim, recorrendo a modelos que descrevem as propriedades físicas da atmosfera estelar (conhecidos como modelos de atmosfera) e lançando mão da teoria de formação das raias espectrais, podemos calcular as abundâncias destes elementos tal como se apresentam na atmosfera da estrela. Existem duas formas básicas de estudar quantitativamente as abundâncias de metais: através de síntese espectral via teoria e através de utilização de larguras equivalentes. Os preceitos teóricos, entretanto, são os mesmos.

Como dissemos, é a equação de transporte que quantifica os processos ocorridos com a radiação. Em geral, uma equação de transporte descreve como a intensidade de radiação ( $I_\nu$ ) se modifica ao passar por uma região contendo matéria caracterizada por um coeficiente de absorção ( $\kappa_\nu$ ) e por um coeficiente de emissão ( $j_\nu$ ) ou, equivalentemente, por uma função fonte ( $S_\nu = j_\nu/\kappa_\nu$ ). Os coeficientes  $j_\nu$  e  $\kappa_\nu$  são coeficientes macroscópicos de que se lança mão para descrever os processos quânticos que ocorrem no meio. Estes processos, como discutimos acima, envolvem transições quânticas de estado nas quais os estados energéticos dos fótons e das partículas materiais com as quais eles interagem se modificam. Vejamos o caso particular de uma estrela. A radiação produzida no núcleo é contínua, similar à radiação de corpo negro caracterizada pela planckiana  $B_\nu(T)$ , com diferenças devido a efeitos de opacidade no meio estelar. Assim, ao deixar o núcleo, a intensidade de radiação  $I_\nu$  pode ter seu processo descrito pela equação

$$\cos \theta \frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = I_\nu - S_\nu \quad (3.1)$$

onde  $I_\nu$  é a intensidade de radiação e  $S_\nu$  é a função fonte e utilizamos a aproximação plano-paralela onde as camadas da atmosfera da estrela são tomadas como planos em virtude de possuírem uma pequena espessura em comparação com o raio da estrela. Para se ter uma idéia de quanto esta é uma boa hipótese, acrescentamos que a espessura da fotosfera do Sol é  $R_{fot\odot} = 700km$ , portanto 0,1% do raio do Sol ( $R_\odot = 700.000Km$ ). A solução da equação desta equação de transporte é dada por:

$$I_\nu(\tau_\nu, \theta) = \int_{\tau_\nu}^{\infty} S_\nu e^{-(t_\nu - \tau_\nu) \sec \theta} \sec \theta dt_\nu - \int_0^{\tau_\nu} S_\nu e^{-(t_\nu - \tau_\nu) \sec \theta} \sec \theta dt_\nu \quad (3.2)$$

onde o primeiro termo refere-se a radiação dirigida para fora da estrela (integrando de  $\tau_\nu$

até as camadas mais profundas que possuem altas opacidades) e o segundo termo refere-se a radiação dirigida para dentro da estrela (integrando de  $\tau_\nu = 0$  na superfície até um dado ponto  $\tau_\nu$ ).

Na verdade, não temos como estudar a intensidade emergente de uma estrela (com a exceção do Sol) pois não conseguimos resolvê-las espacialmente. Assim, a informação que chega a nós é uma soma das intensidades emitidas nos diversos pontos da estrela. O que medimos em nossos telescópios para o estudo astrofísico é o fluxo da estrela, que é definido como

$$F_\nu = \int I_\nu \cos\theta dw = \int_0^{2\pi} \int_0^{\pi/2} I_\nu \cos\theta \sin\theta d\theta d\varphi + \int_0^{2\pi} \int_{\pi/2}^\pi I_\nu \cos\theta \sin\theta d\theta d\varphi \quad (3.3)$$

Considerando a estrela isolada no espaço, o segundo termo é nulo, uma vez que não há radiação incidente sobre ela. Além disso, admitimos simetria azimutal ( $I_\nu$  independente de  $\varphi$ ) e, assim, ficamos com:

$$F_\nu = \int_0^{2\pi} d\varphi \int_0^{\pi/2} I_\nu \cos\theta \sin\theta d\theta = 2\pi \int_0^{\pi/2} I_\nu \cos\theta \sin\theta d\theta \quad (3.4)$$

A solução da equação de transporte radiativo para o fluxo pode ser obtida substituindo-se a solução formal analítica dada pela equação (3.2) na equação (3.3). O resultado é:

$$F_\nu(\tau_\nu) = 2\pi \int_{\tau_\nu}^\infty S_\nu(t_\nu) E_2(t_\nu - \tau_\nu) dt_\nu - 2\pi \int_0^{\tau_\nu} S_\nu(t_\nu) E_2(t_\nu - \tau_\nu) dt_\nu \quad (3.5)$$

Onde  $S_\nu$  é a função fonte e  $E_2$  é um termo de atenuação da família  $E_n(x) = \int_1^\infty e^{-xu}/u^n du$  conhecida como integrais exponenciais. Um caso especial de extremo interesse para nós é o fluxo na superfície da estrela ( $\tau_\nu = 0$ ). Trivialmente, vemos que ele é dado por:

$$F_\nu(0) = 2\pi \int_0^\infty S_\nu(t_\nu) E_2(t_\nu - \tau_\nu) dt_\nu \quad (3.6)$$

Esta equação fornece o espectro estelar teórico, a ser comparado com as observações, ou seja, fornece  $F(R)$  correspondente à posição  $r = R$  ( $R$  é o raio da estrela), a ser comparado com o fluxo observado na Terra,  $F(d)$  ( $d$  é a distancia à fonte). Vemos da equação (3.6) que o fluxo na superfície da estrela é composto pelo somatório da função fonte, correspondente a cada profundidade, ponderada por um fator de extinção apropriado para aquela profundidade. Na prática, esta soma é realizada da superfície até as camadas

que contribuem com um quantidade apreciável de energia na superfície (digamos  $\tau_\nu = 10$ ). Cabe adicionar que, para estrelas do tipo solar (que são as analisadas neste trabalho), o equilíbrio termodinâmico local (ETL) é uma boa aproximação, de forma que a função fonte é dada pela função de Planck da radiação de um corpo negro. Assim, vemos que o fluxo das estrelas é uma somatória de planckianas de diferentes temperaturas (diferentes  $\tau_\nu$ ) ponderadas pelos fatores de extinção apropriados.

### 3.1 Método Diferencial de Análise

Antes de entrar nos procedimentos técnicos da análise espectroscópica propriamente dita, faz-se necessário algumas palavras sobre a filosofia do método diferencial que iremos empregar na análise dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias químicas das estrelas da amostra. Por análise diferencial entendemos, de modo geral, o procedimento no qual todas as abundâncias e parâmetros atmosféricos são referenciadas a um objeto-padrão com parâmetros atmosféricos bem conhecidos, de modo que seja possível calcular um modelo atmosférico confiável utilizado para representar a formação das linhas deste objeto. Desta forma, os parâmetros atmosféricos e as abundâncias dos objetos analisados são obtidos na forma de diferenças entre eles na estrela em estudo e na estrela-padrão. O objetivo desta técnica é minimizar os eventuais erros sistemáticos nos resultados pelo seu cancelamento com os da estrela padrão. Reconhecidamente, a técnica diferencial permite obter resultados com erros muito pequenos nas abundâncias, tipicamente da ordem de 0,05 dex.

A análise diferencial trabalha com a hipótese bem razoável de que, garantida a homogeneidade dos dados observacionais e dos métodos de análise empregados, as únicas fontes importantes de erros a refletir sobre as abundâncias serão os fontes internas, que se traduzem pela incerteza das medidas de LE, incerteza nos parâmetros atmosféricos utilizados para calcular os modelos e, é claro, os erros advindos do próprio modelo atmosférico. Tais fontes de erro serão discutidas adiante e mencionemos por ora apenas que, em virtude das estrelas analisadas serem muito parecidas, esperamos que os erros nos modelos atmosféricos ajam de forma semelhante para todos os objetos, de forma que eles sejam cancelados quando expressos por suas diferenças da estrela padrão.

Neste trabalho, buscamos extrair o máximo das vantagens do método diferencial, através de criteriosos procedimentos. Assim, utilizamos na análise da composição química e dos parâmetros atmosféricos apenas dados FEROS altamente homogêneos, que foram normalizados através de um procedimento bastante sistemático e pela mesma pessoa; o espectro da estrela-padrão (o Sol) foi representado por um objeto pontual de brilho

comparável ao das estrelas da amostra. O astro utilizado para representar o Sol foi o satélite joviano Ganimedes. Chamamos a atenção para o fato de que, além de nossas estrelas serem candidatas à gêmeas do Sol, a escolha desta estrela como objeto-padrão possui outras vantagens altamente desejadas: trata-se da estrela mais bem estudada e que possui parâmetros atmosféricos mais bem conhecidos, sendo, portanto, ideal para gerar um bom modelo de atmosfera.

Por fim, salientamos que a utilização do método diferencial no caso deste trabalho dificilmente poderia cumprir mais seus objetivos do que em qualquer outro estudo. Isto porque, dado que os objetos analisados são todos muito parecidos, a análise diferencial tende a minimizar os erros sistemáticos da forma mais eficiente possível. Esperamos isto porque, além das estrelas serem de mesmo tipo espectral, as LE's de todas suas linhas são muito parecidas com às do Sol, de forma que qualquer desvio sistemático tende a ocorrer da mesma forma para as estrelas e o Sol e, portanto, expressando por diferenças os resultados, estaremos minimizando ao máximo fontes de erro espúrias e de difícil contabilização.

## 3.2 Larguras Equivalentes - LE

Nossa análise diferencial consiste em modelar a formação de linhas espectrais com a utilização de modelos de atmosfera apropriados, não através de síntese de linhas dos espectros mas sim de utilização da mediação da área das linhas (LE's). O fundamento teórico básico é que as linhas espectrais dependem dos parâmetros atmosféricos da estrela — da temperatura efetiva  $T_{ef}$ , da gravidade (geralmente em escala logarítmica)  $\log g$  e da metalicidade (freqüentemente  $[Fe/H]$ , símbolo este definido adiante na equação 3.16), a partir dos quais o modelo pode ser calculado —, de modo que uma análise com medidas de linhas espectrais pode conduzir à obtenção destes parâmetros. No entanto, o quadro é bastante complexo e precisamos recorrer a cálculos iterativos através de rotinas para obter as abundâncias associadas a cada uma das linhas medidas. Isto acontece porque os parâmetros tem um interdependência mútua, como pode ser visto de imediato lembrando que as opacidades dependem das abundâncias dos metais presentes na atmosfera estelar.

Por ora, nos concentremos nas larguras equivalentes e deixemos para as próximas seções as discussões de como as utilizaremos em nosso estudo. Mencionemos apenas que as linhas medidas dos diversos elementos tem a finalidade primeira de derivar suas abundâncias e que, destas abundâncias, iremos obter também os parâmetros atmosféricos como será discutido na seção 3.5. O que interessa por ora é que, no contexto em que iremos utilizar as linhas, apenas estamos interessados na quantidade de energia retirada

do contínuo estelar — exceção a isto é a linha do hidrogênio  $H\alpha$  cujo perfil será utilizado para calcular  $T_{ef}$  de forma independente (seção 3.7.2). Assim, estaremos interessados apenas na área das linhas, uma vez que este valor se relaciona com a quantidade presente de átomos que são fonte da opacidade específica associada àquela determinada linha e, portanto, a abundância do elemento em questão. Neste trabalho, utilizamos a grandeza conhecida como largura equivalente (LE) das linhas — que nada mais é do que uma medida de sua área — conforme será detalhado na seção 3.2.2.

### 3.2.1 Seleção de Linhas

As linhas foram cuidadosamente selecionadas nos próprios espectros FEROS a partir de espectros do Sol, utilizando o Atlas Solar (Kurucz et al. (1984)) e o Catálogo Solar (Moore et al. (1966)). Foram selecionadas linhas suficientemente isoladas e moderadamente intensas na faixa de  $\lambda 4500$ – $\lambda 6870$  para os seguintes elementos químicos: Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Y, Ba e Ce. Como veremos nas próximas seções, nem todas as linhas inicialmente selecionadas se mostraram adequadas para o nosso processo de medição automático (seção 3.2.2). Avaliamos este comportamento através de testes (seção 3.2.3) que realizamos para cada uma das linhas medidas. Assim, seguindo critérios estatísticos, diversas linhas foram abandonadas por apresentarem comportamento diferente do esperado no Sol e nem foram medidas nas estrelas da amostra. Linhas que se comportaram bem, entretanto, não necessariamente tiveram um bom comportamento nas demais estrelas e também foram abandonadas seguindo critérios estatísticos.

### 3.2.2 Medição das LE's

A largura equivalente (LE) de uma linha espectral é definida como

$$LE = \frac{1}{F_c} \int_0^\infty (F_c - F_\nu) d\nu,$$

onde  $F_c$  e  $F_\nu$  são, respectivamente, o fluxo no contínuo e na linha. Assim, no nosso caso, em que o espectro está com o contínuo normalizado ( $F_c = 1$ ), temos

$$LE = \int_0^\infty (1 - F_\nu) d\nu. \tag{3.7}$$

Assim, a LE é igual à área da linha espectral (veja a figura 3.1).

Na prática, para medir as larguras equivalentes das linhas escolhidas, nós utilizamos o aplicativo IRAF. A tarefa *splot*, por exemplo, ajusta uma curva (que pode ser uma

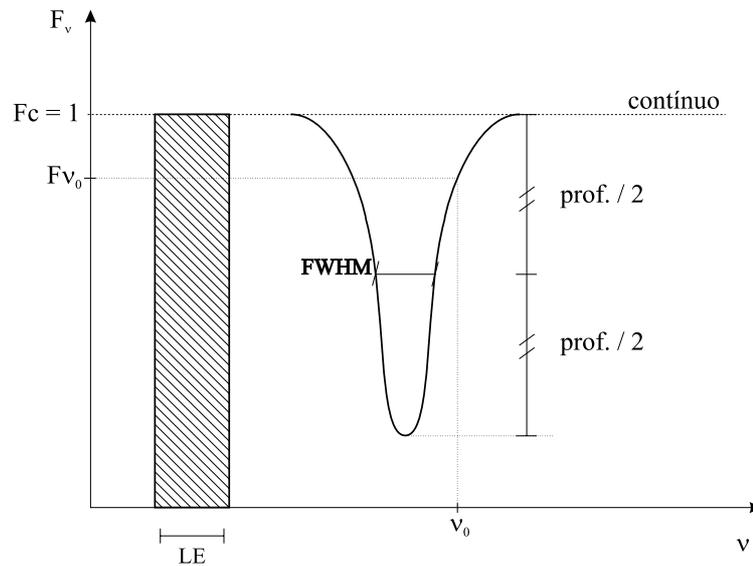


FIGURA 3.1: Esquema Ilustrativo de uma Gaussiana. A figura mostra os parâmetros fundamentais largura a meia altura (FWHM) e profundidade (prof.) da gaussiana. À esquerda, ilustramos a definição de Largura Equivalente (LE), onde a área do retângulo hachurado tem área igual a encerrada pela gaussiana.

gaussiana ou uma função de Voigt) escolhendo-se os limites inferior e superior em comprimento de onda, bem como o nível do contínuo. Com esta tarefa, pode-se medir as larguras equivalentes uma a uma, escolhendo os limites apropriados. No entanto, dada a grande quantidade de linhas utilizadas e a atual exigüidade de tempo para um projeto de mestrado, a medição manual se tornaria inviável. Assim, utilizamos a tarefa *bplot* que mede LE de forma automática através de um *script* onde se coloca as instruções para a medição. As informações principais que entram neste *script* são comprimento de onda dos limites da linha e do seu centro (ou centros no caso de ajuste duplo ou triplo) e a curva a ser ajustada (gaussiana ou função de Voigt) para cada linha a ser medida. Para escolher adequadamente os melhores comprimentos de onda, medimos manualmente cada uma das linhas no Sol, anotando os limites que geraram melhores ajustes. Para o comprimento de onda central, utilizamos os valores do Catálogo Solar Moore et al. (1966). Optamos por realizar ajustes gaussianos, uma vez que, para ajustar funções de Voigt, é necessário um número maior de parâmetros o que faz com que o ajuste se torne mais complexo e incerto. Além deste fato, mencionemos e sublinhemos, ainda, um fato instrumental de grande relevância aqui. Qual seja, o de que, para as linhas espectrais utilizadas aqui ( $LE \lesssim 100 \text{ m\AA}$ ), o perfil observado é aproximadamente gaussiano. Isto

acontece porque, para o nosso poder resolutor ( $R=48.000$ , o que não é excessivamente alto), a convolução do perfil real (função de Voigt) com o perfil instrumental (gaussiano), que é comparativamente largo, é, aproximadamente, uma gaussiana (como será mostrado na seção 3.2.3). De toda forma, depois de medidas as LE's, nós iremos compará-las com medidas realizadas através de funções de Voigt na seção 3.2.5.

### 3.2.3 Testes das Linhas

Cada uma das linhas previamente selecionadas foi medida e testada estatisticamente para avaliarmos se elas se comportavam de forma fisicamente coerente. Basicamente, conforme iremos detalhar abaixo, foram utilizados testes para averiguar se a largura a meia altura (FWHM, do inglês Full Width Half Maximum) e a profundidade das linhas (ver seção 3.1 que mostra esquematicamente a profundidade e a FWHM de uma linha) apresentavam o comportamento esperado. Além disso, verificamos também a significância estatística das linhas para eliminar as não significantes, conforme será discutido mais adiante. Antes de vermos como devem se comportar as linhas em termos de seu alargamento e de sua profundidade, esclareçamos a dinâmica geral de aplicação dos testes. Dentro da filosofia diferencial de análise, cada um dos testes foi realizado primeiro para as linhas do Sol. As linhas que não se comportaram bem foram eliminadas de nossa lista. Todas as linhas que se comportaram bem no Sol integraram a lista final de linhas a serem medidas nas demais estrelas. Algumas destas linhas, entretanto, não puderam ser medidas em algumas estrelas em virtude de defeitos nos espectros mencionados no final da seção 2.2.2. E, mesmo dentre as linhas que foram medidas nas demais estrelas, algumas não se comportaram bem e não foram utilizadas nas análises subsequentes baseadas em LE's e modelos ETL de atmosfera. Na próxima subseção (subseção 3.2.4), apresentamos uma tabela (tabela 3.1) com o número de linhas por elemento que foram utilizadas no Sol e no apêndice A, apresentamos a lista completa das linhas utilizadas, com os respectivos comprimentos de ondas e LE's medidas.

Passemos à investigação de como as linhas devem se comportar, para que fiquem claros os critérios utilizados para sua eliminação das análises. Sabemos que, em estrelas de tipo solar de baixa rotação, essencialmente, o mecanismo preponderante de alargamento intrínseco que ocorre nas linhas metálicas que iremos medir, até a parte saturada da curva de crescimento, é o alargamento Doppler térmico (maxwelliano). Um outro mecanismo de relevância é a microturbulência, um parâmetro de origem incerta (seção 3.5.3), responsável por um alargamento adicional de segunda ordem em linhas moderadamente intensas. Para

um determinado elemento, este alargamento preponderante deve se manter praticamente constante, uma vez que ele é devido ao efeito Doppler originado pela velocidade de agitação térmica dos átomos, que depende da temperatura  $T$  do meio e da massa  $m$  do átomo, sendo dada por

$$v_t = \sqrt{\frac{2kT}{m}}, \quad (3.8)$$

onde  $k$  é a constante de Boltzmann. O alargamento Doppler é, então, proporcional a  $v_t$ , sendo dado por

$$\frac{\Delta\lambda_D}{\lambda} = \frac{v_t}{c} = \frac{1}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}} = 4,30 \times 10^{-7} \sqrt{\frac{T}{\mu}}, \quad (3.9)$$

onde  $\mu$  é o peso atômico em unidades de massa atômica. Vemos, então, que ele será maior ou menor para as linhas dos elemento conforme ele for, respectivamente, mais leve ou mais pesado. Assim, por exemplo, o Si (o elemento mais leve utilizado), terá uma alargamento Doppler maior que o Ce (o elemento mais pesado utilizado). Por outro lado, como nossas estrelas são muito parecidas com o Sol, a influência da temperatura se mantém praticamente a mesma para as diferentes estrelas.

O perfil da linha é a convolução do perfil verdadeiro com o perfil instrumental, de forma que o alargamento observado da linha é uma combinação do alargamento Doppler com o alargamento instrumental, que é dado por

$$\frac{\Delta\lambda_I}{\lambda} = \frac{1}{R} = \frac{1}{48000} = 2,08 \times 10^{-5}. \quad (3.10)$$

Repare que a razão entre o alargamento instrumental o alargamento Doppler é dada por

$$R_{I/D} = 48,37 \sqrt{\frac{\mu}{T}}, \quad (3.11)$$

de forma que o alargamento instrumental é de cerca de 3,5 a 7,5 vezes maior que o alargamento Doppler, respectivamente, do Si ( $\mu = 28,09$ ) ao Ce ( $\mu = 140,12$ ), considerando a temperatura do Sol. Esperamos, portanto, que a FWHM (na verdade FWHM/ $\lambda$ ) das linhas possua um valor constante (dado pelo alargamento instrumental) com uma dispersão em torno da média (devido às diferenças entre os alargamentos Doppler para cada elemento e à dispersão estatística da medida de LE por ajuste de função, conforme veremos na seção 3.2.2).

O resultado que acabamos de ver é a base para um dos testes que aplicamos para verificar a qualidade das medidas das linhas medidas. Além disso, o outro teste aplicado

é uma consequência direta deste comportamento. Como a largura da linha dividida pelo comprimento de onda se mantém constante, o aumento da LE de uma linha é devido ao aumento da profundidade da linha. Assim, esperamos um comportamento linear da profundidade com a LE da linha. Na verdade, temos que a profundidade aumenta linearmente com  $LE/\lambda$ , pois  $LE \propto FWHM \times \text{profundidade}$  e  $FWHM \propto \lambda$  implica que profundidade  $\propto LE/\lambda$ . Assim, esperamos que exista um comportamento linear da profundidade da linha com  $LE/\lambda$ .

Como já deve ter ficado claro, os testes aplicados funcionaram como uma espécie de controle de qualidade das linhas medidas. Dadas as características da nossa análise, eles se mostram muito úteis. Primeiro porque todas as nossas linhas foram medidas automaticamente. Com isto algumas linhas podem ser afetadas por ruídos, contaminações não identificadas ou pequenos defeitos nos espectros. Segundo porque uma grande quantidade de linhas foi utilizada e, assim, podemos nos dar ao luxo de perder algumas linhas em prol de uma melhor qualidade das linhas que efetivamente irão entrar na análise.

Passemos ao detalhamento destes testes e aos critérios utilizados para eliminação das linhas:

### Significância Estatística da LE

A primeira exigência básica que impomos aos resultados da medição automática das linhas é que sua LE seja grande o suficiente para que tenha significância estatística. A idéia é a seguinte: quanto mais fracas são as linhas, mais sensíveis a ruídos e ao posicionamento do contínuo elas se tornam, de forma que elas têm uma maior probabilidade de terem seus perfis altamente afetados por ruídos. Atingi-se um limite de confiabilidade estatística da linha quando a sua LE tem a magnitude comparável ao erro que se comete na sua medição. Em consequência disto, linhas que possuem LE abaixo de um certo valor, que depende da qualidade dos espectros, não são confiáveis para serem utilizadas em nossa análise.

Com o intuito de utilizar apenas linhas significantes estatisticamente, fomos bem rigorosos: eliminamos todas as linhas que possuíam  $LE < 6m\text{Å}$ , o que representa cerca de três vezes nosso erro em LE ( $3\sigma$ ), como será discutido na seção 3.2.6.

### Teste de $FWHM/\lambda$ vs. LE

A  $FWHM/\lambda$  deve se manter constante para todas as LE's, com uma dada dispersão em torno da média. Assim, aplicamos o seguinte critério estatístico para assegurar a

qualidade das linhas, verificando as que não se comportaram como o esperado: eliminamos linhas fora dos  $2\sigma$  do valor médio de  $\text{FWHM}/\lambda$ . Apresentamos na figura 3.2 o gráfico utilizado para tal análise nas linhas do Sol. Reafirmamos que as linhas que se desviaram de mais de  $2\sigma$  da média foram excluídas de vez da lista de linhas a serem medidas nas demais estrelas. As linhas que passaram nos testes no Sol foram medidas nas outras estrelas, o que não significa necessariamente que elas apresentem bons resultados nelas. Em consequência disto, para cada uma das estrelas, realizamos tal teste, excluindo as linhas que se desviaram mais de  $2\sigma$  da média do comportamento esperado.

O gráfico 3.2, construído para as linhas do Sol, apresenta duas claras tendências. Primeiro, vemos que existe uma maior dispersão dos pontos em torno da média de  $\text{FWHM}/\lambda$  para linhas de baixa LE. Isto acontece porque que, para linhas fracas, a medição é mais sensível a qualquer flutuação devida a ruídos, pequenos defeitos no espectro ou mesmo ao posicionamento do contínuo. O segundo comportamento igualmente evidente é a tendência de aumento da largura da linha para as linhas intensas. Isto reflete que o ajuste gaussiano não está sendo uma boa representação para linhas intensas: ao tentar acompanhar o comportamento das linhas, o ajuste gaussiano aumenta a largura da gaussiana para tentar acompanhar as já pronunciadas asas de Voigt (especificamente do perfil de Lorentz). É importante mencionar que, numa análise diferencial como a nossa, tal efeito sistemático tende a se cancelar e não deve ser fonte apreciável de erro.

### Teste de Profundidade Vs $\text{LE}/\lambda$

Como vimos  $\text{FWHM}/\lambda$  tem um comportamento constante. Vimos também que uma consequência direta disto é que a LE da linha aumenta em virtude do aumento da profundidade da linha (já que a largura se mantém inalterada).

Portanto, para cada objeto, o gráfico Profundidade Vs  $\text{LE}/\lambda$  foi utilizado em conjunto com o teste de  $\text{FWHM}$ , em caráter meramente auxiliar, para excluir linhas cujo comportamento se destoasse do conjunto de pontos. Apresentamos na figura 3.3 o teste realizado para o Sol.

### 3.2.4 Lista Final de Linhas

As linhas efetivamente utilizadas para a análise dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias foram todas aquelas linhas medidas que passaram nos testes detalhados na seção anterior (seção 3.2.3). Na tabela 3.1 apresentamos o número de linhas, para cada elemento, medidas no Sol.

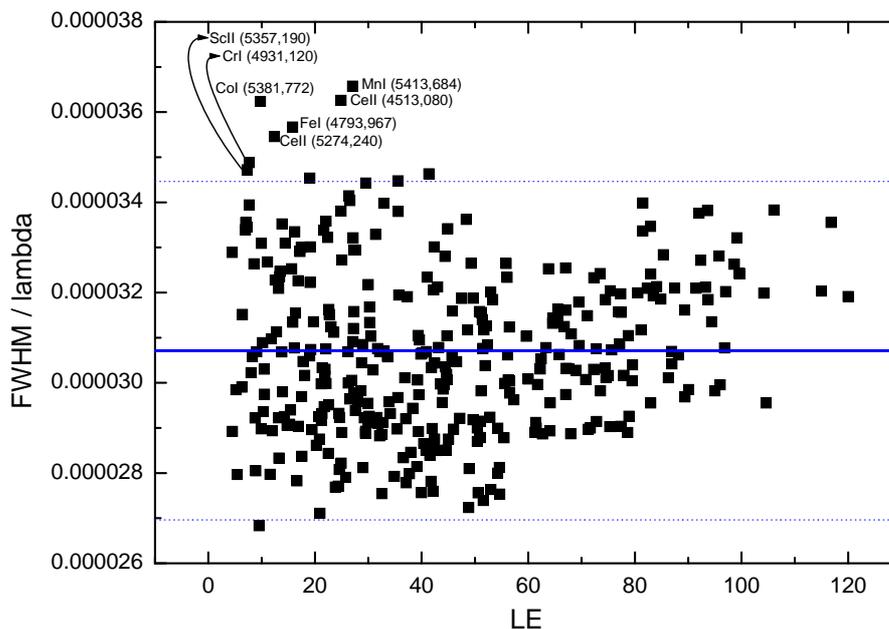


FIGURA 3.2: Teste  $\text{FWHM}/\lambda$  Vs LE para as linhas do Sol. A linha contínua mostra o valor médio de  $\text{FWHM}/\lambda$  e a pontilhada as variações de  $2\sigma$  para mais e para menos em torno da média.

TABELA 3.1: Número de Linhas Observadas no Sol por Elemento Químico Analisado

Elemento	No. de Linhas	Elemento	No. de Linhas	Elemento	No. de Linhas
SI 1	15	CR 1	24	NI 1	30
CA 1	12	CR 2	6	CU 1	2
SC 2	7	MN 1	8	Y 1	1
TI 1	28	FE 1	144	Y 2	5
TI 2	9	FE 2	16	BA 2	3
V 1	7	CO 1	12	CE 2	3

No Apêndice A, apresentamos os detalhes de tais linhas com as respectivas LE's medidas nas estrelas e respectivos parâmetros atômicos utilizados (ver seção 3.4). Lembramos que as linhas que aparecem com a indicação “—” tanto podem ter sido excluídas em virtude de não terem passado nos testes como em virtude não terem podido ser medidas por defeitos nos espectros (como mencionados na seção 2.2.2).

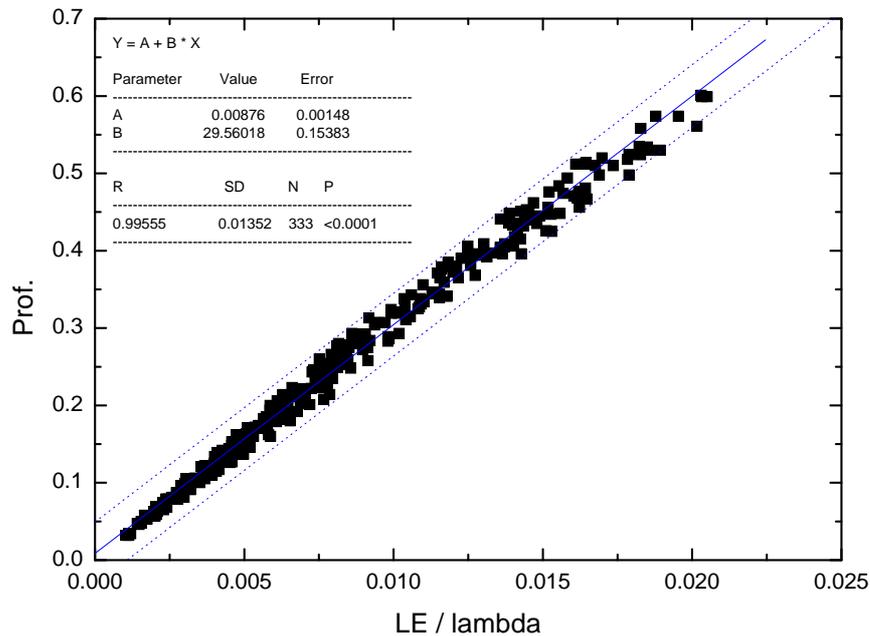
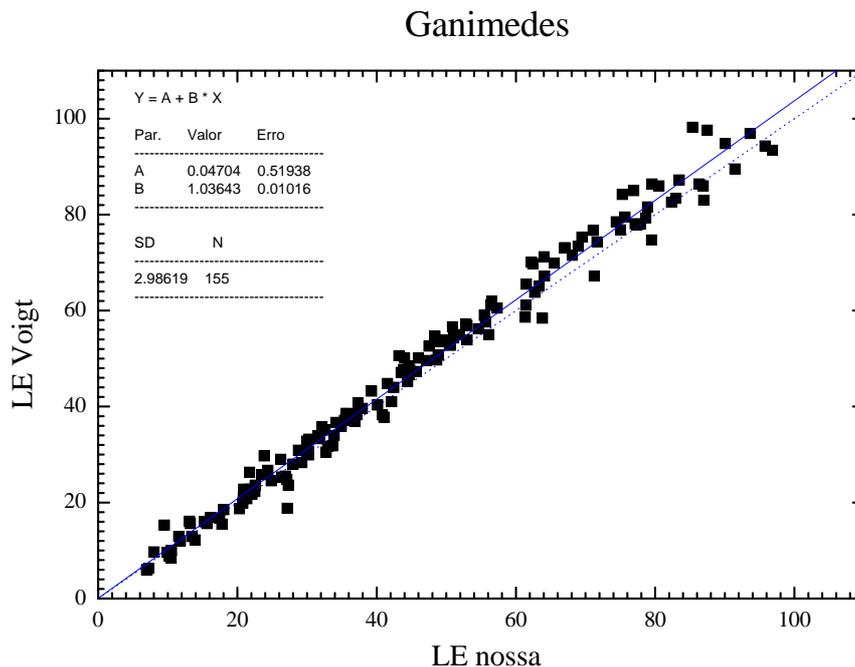


FIGURA 3.3: Teste profundidade Vs  $LE/\lambda$  para as linhas do Sol. A linha contínua é o ajuste linear, e as linhas pontilhadas são os ajustes variados de  $3\sigma$  para mais e para menos.

### 3.2.5 Correção das LE's

Para medir as LE's, nós utilizamos ajustes gaussianos, ao invés de utilizar os perfis de Voigt como seria mais rigoroso. Como vimos, isto foi feito porque o ajuste através de perfis de Voigt tem um número maior de parâmetros a serem ajustados, o que acaba gerando ajustes mais difíceis de analisar que os ajustes gaussianos. Além disso, argumentamos que, para as nossas condições instrumentais, os perfis das linhas observados são muito próximos de uma gaussiana, pois o resultado da convolução do perfil gaussiano instrumental com o perfil de Voigt verdadeiro é gaussiano no nosso caso (em que o perfil instrumental é mais largo que o verdadeiro). Entretanto, é altamente desejável que possamos comparar nossas medidas com a de outros autores. Para tal, confrontamos nossas medidas de LE's no Sol com medidas de LE's empreendidas por ajuste de função de Voigt no Atlas Solar de Kurucz et al. (1984), trabalho este realizado por Meylan et al. (1993). No gráfico 3.4, mostramos o ajuste linear entre as medidas de LE de Voigt, extraídas do referido trabalho, e as nossas, para um total de 155 linhas em comum.

Para eliminar qualquer efeito pelo fato de termos ajustados gaussianas ao invés de perfis de Voigt e ainda minimizar possíveis problemas sistemáticos na determinação do

FIGURA 3.4: Ajuste  $LE_{nossa}$  vs.  $LE_{Voigt}$ .

contínuo aparente, bem como permitir comparação direta de nossas LE's com as de outros autores, utilizamos esta transformação linear para corrigir nossas LE's para a escala de Voigt, onde o coeficiente linear foi desprezado em virtude de não possuir qualquer significância estatística. O procedimento que adotamos se justifica pela altíssima resolução e a altíssima relação S/R do Atlas Solar, de forma que as medidas de LE's obtidas por ajuste de Voigt a partir deste atlas possuem um erro muito menor que o nosso, podendo ser consideradas as verdadeiras LE's. Como nossas LE's mostram-se na média 3,6 % menores que as de Meylan et al. (1993), aplicamos a seguinte transformação em todas as LE medidas:

$$LE = 1,036 \times LE_{med} \quad (3.12)$$

### 3.2.6 Estimativa dos Erros

É importante sabermos o erro típico que estamos cometendo ao medir as LE's pois ele será a principal fonte de erro de nossa análise de abundância (seção 3.6) que se seguirá. O desvio padrão do gráfico de LE's medidas no Sol vs. LE's de Voigt, mostrado na figura 3.4, já nos fornece um indicativo deste erro, uma vez que o erro cometido por nós é bem maior que os cometidos nas LE de Voigt. No entanto, não é correto dizer que estas medidas de

Meylan et al. (1993) estejam completamente livres de erro, de forma que o desvio padrão de aproximadamente  $3 m\text{\AA}$  é devido a composição dos nossos erros com os erros daquele trabalho.

Para estimarmos os erros em nossa análise, optamos por escolher a estrela HD 146233 observada em agosto de 2001. Esta escolha foi baseada nos seguintes fatos: ela é uma estrela a princípio com os parâmetros indistinguíveis do Sol e, portanto, deve ser característica da nossa amostra. Além disso, a relação S/R de seu espectro ( $S/R \sim 360$ ) é menor que a média, de forma que estaremos sendo rigorosos na determinação dos erros. Para avaliar os erros cometidos em LE, verificamos a dispersão entre as medidas na gêmea HD 146233 e no Sol. Veja o gráfico das LE's de HD 146233 contra as LE's do Sol na figura 3.5.

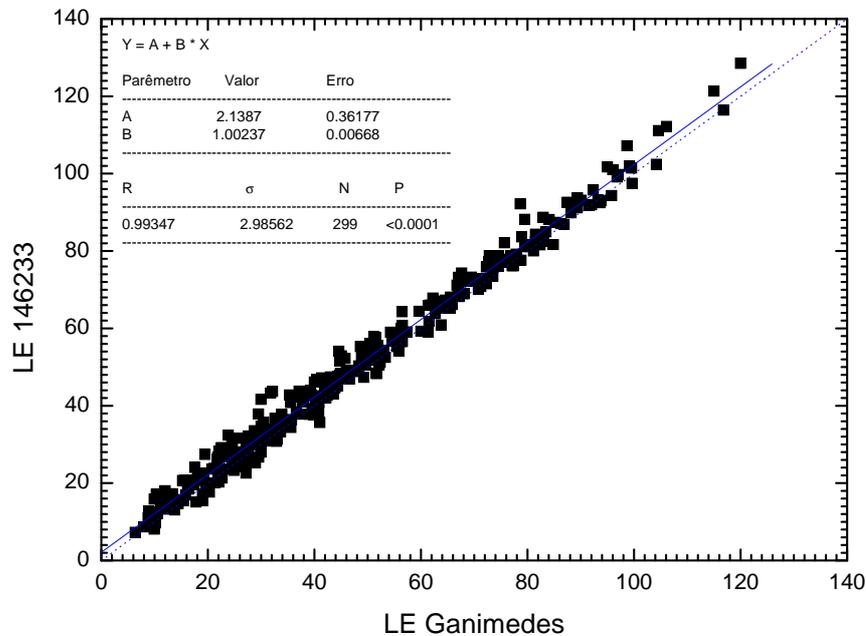


FIGURA 3.5: Dispersão entre LE's de HD 146233 e o Sol. É mostrado no gráfico os parâmetros do ajuste linear (em linha contínua), o número de linhas utilizadas e o desvio padrão ( $\sigma$ ). A linha pontilhada é a bissetriz.

O erro total (desvio padrão  $\sigma$  no gráfico 3.5) é devido aos erros individuais no Sol e em HD 146233. Assim, aproximamos o erro total ( $\Delta LE_{total}$ ) pela composição quadrática dos erros individuais ( $\Delta LE_{Sol}$  e  $\Delta LE_{HD146233}$ ), que por sua vez foram considerados de mesma magnitude ( $\Delta LE$ ), obtemos a expressão que utilizamos para estimar os erros em LE:

$$\begin{aligned}
\Delta LE_{total}^2 &= \Delta LE_{Sol}^2 + \Delta LE_{HD146233}^2 \\
\Delta LE_{total}^2 &= \Delta LE^2 + \Delta LE^2 = 2\Delta LE^2 \\
\Delta LE &= \sqrt{\frac{\Delta LE_{total}^2}{2}}
\end{aligned} \tag{3.13}$$

Como o erro total obtido foi de  $2,99 m\text{\AA}$ , temos que o erro em largura equivalente das nossas medidas é:

$$\Delta LE = \sqrt{\frac{2,99^2}{2}} = 2,1m\text{\AA} \tag{3.14}$$

Chamamos a atenção para o fato de que a dispersão é razoavelmente constante entre  $\sim 10 - 120m\text{\AA}$ , de forma que foi o valor adotado para todas as nossas linhas.

### 3.3 Modelos de Atmosfera Utilizados

Tanto nas determinações de temperatura efetiva pelo ajuste do perfil teórico de  $H\alpha$ , quanto nas determinações de abundâncias — seja através de síntese espectral ou, como no nosso caso, através da utilização de LE's — e de parâmetros atmosféricos, os modelos de atmosferas possuem um papel central. De fato, eles são ferramentas imprescindíveis na análise do espectro estelar. No nosso caso, eles serão utilizados para modelar a formação das linhas na atmosfera estelar, tanto as linhas do Fe e dos metais que nos forneceram os parâmetros atmosféricos e as abundâncias de metais quanto o perfil de  $H\alpha$  que nos permitirá obter uma boa determinação de temperatura independentemente.

Um modelo de atmosfera nada mais é do que uma descrição física das camadas mais externas de uma estrela (as únicas que contribuem para o espectro da estrela), de como variam os parâmetros termodinâmicos com a profundidade ou, de forma equivalente porém mais usual, com a profundidade ótica. Dada a complexidade do assunto, geralmente são feitas algumas aproximações que tornam o problema solúvel computacionalmente pelos métodos atuais. Algumas destas simplificações são bastante realistas, outras apenas traduzem a dificuldade de se tratar do problema sob toda a sua complexidade. Exemplos destes dois casos são:

- Equilíbrio termodinâmico local (ETL). Esta é uma aproximação muito boa para o nosso caso: esperamos que os efeitos NETL não sejam importantes para as linhas medidas. Além deste fato, os modelos NETL disponíveis atualmente, em muitos casos, carecem de opacidades mais realistas, como as encontradas nos modelos ETL;

- Simetria esférica. São desconsiderados os desvios da forma esférica da estrela, bem como a rotação em torno do seu próprio eixo, o que faria com que a estrela ficasse achatada nos pólos. Sabe-se que o Sol tem este achatamento, embora ele seja muito pequeno em termos percentuais. Assim, esperamos que, para estrelas com velocidades de rotação próximas às solares, como deve ser o caso de todas as nossas estrelas, espera-se um desvio plenamente desprezível da esfericidade;
- Aproximação plano-paralela. As camadas mais externas (fotosfera), as únicas consideradas no modelo, são tratadas como sendo localmente planas e paralelas umas às outras. Isto faz com que todas as variáveis físicas sejam função apenas de uma única coordenada espacial, a profundidade da camada. Esta aproximação é válida para estrelas da seqüência principal onde a razão entre a espessura da fotosfera e o raio da estrela é muito pequena. Para o Sol, como vimos, a fotosfera tem cerca de 0,1 % do seu raio total. Esta aproximação torna-se inadequada para estrelas evoluídas como as supergigantes vermelhas;
- Constância dos parâmetros atmosféricos em uma dada camada. Nos modelos, a atmosfera da estrela é dividida em diversas camadas ( $\sim 50$ ) que são tratadas, dentro da aproximação de ETL, tendo parâmetros termodinâmicos constantes;
- Equilíbrio hidrostático. Isto significa que a fotosfera não está sofrendo aceleração e durante longos períodos tem seu raio invariante, de forma que a pressão gravitacional equilibra a pressão dos gases e da radiação para fora. Como as estrelas tipo G permanecem milhões de anos na seqüência principal (SP), sem alterar apreciavelmente seu raio, elas devem encontrarem-se estritamente em equilíbrio hidrostático. Dito de outra forma, qualquer mudança no equilíbrio de forças traria conseqüências visíveis em escalas de tempo muito pequenas;
- A estrutura fina é negligenciada. Detalhes na estrutura da matéria como granulações, manchas e proeminências são completamente ignorados;
- Os campos magnéticos são negligenciados.

Os modelos de atmosfera por nós utilizados são derivados de Edvardsson et al. (1993) e os detalhes específicos devem ser buscados diretamente nesta fonte. Aqui exporemos apenas as características principais que são mais relevantes para nossa análise. Os modelos são válidos para estrelas com temperaturas efetivas entre 5250 e 6000 K, gravidade superficial ( $\log g$ , onde  $g$  é dado em  $\text{cm/s}^2$ ) entre 2,5 e 5,0 dex e metalicidade de -2,3 a +0,3 dex. Eles

foram calculados através de um programa gentilmente cedido pela Dra. Monique Spite (Observatório de Meudon, Paris), que interpola, para 45 camadas, os valores de temperatura  $T$  em função da profundidade óptica,  $T(\tau)$ , tabelados por Edvardsson et al. (1993), utilizando as hipóteses usuais de camadas plano-paralelas, equilíbrio termodinâmico local (ETL) e fluxo constante nas camadas. Tais modelos são, na verdade, um desenvolvimento dos programas de Gustafsson et al. (1975) e incluem o bloqueamento de milhões de linhas, anteriormente desconhecidas, que solucionam o problema da baixa opacidade no ultravioleta. Os dados de entrada para a geração dos modelos são: temperatura efetiva ( $T_{ef}$ ), metalicidade ( $[Fe/H]$ ), gravidade superficial ( $\log g$ ) e a razão populacional entre os átomos de hélio e hidrogênio ( $n_{He}/n_H$ ). Um parâmetro adicional utilizado é a chamada velocidade de microturbulência, embora não seja característico, em sentido estrito, de um modelo atmosférico. Tal parâmetro é introduzido *ad hoc* para explicar o alargamento adicional observado nas linhas espectrais moderadamente intensas, que o alargamento Doppler sozinho não é capaz de explicar (ver seção 3.5.3).

Os valores de metalicidade que utilizamos para os cálculos dos modelos de atmosfera foram  $[Fe/H]$ , símbolo que será definido em 3.16. Os parâmetros atmosféricos fundamentais utilizados para o Sol são  $T_{ef} = 5780$  K,  $[Fe/H] = 0$  dex (por definição),  $\log g = 4,44$  dex,  $\xi = 1,0$  km/s e  $n_{He}/n_H = 0,1$ . Para exemplificar, apresentamos na seqüência (tabela 3.2) o resultado do cálculo do modelo de atmosfera para o Sol, mostrando como varia camada a camada a temperatura  $T$ , a densidade colunar de hidrogênio  $N_H$  (número de átomos de H por  $cm^2$ ), a pressão eletrônica  $P_e$  e a pressão do gás  $P_g$ . Para as demais estrelas, utilizamos um processo iterativo para obtenção dos parâmetros atmosféricos, calculando modelos de atmosfera a cada iteração, conforme descrito na próxima seção.

TABELA 3.2: Modelo de Atmosfera para o Sol

$T$	$\log N_H$	$P_e$	$P_g$	$\log \tau_{5000}$
K	$10^{22}$	$10^{-1}$ dina/cm <sup>2</sup>	$10^3$ dina/cm <sup>2</sup>	
4462	3,103	1,534	2,002	-3,500
4480	3,556	1,658	2,309	-3,398
4504	4,009	1,871	2,587	-3,300
4521	4,597	2,134	2,985	-3,198
4545	5,186	2,410	3,346	-3,100
4562	5,946	2,748	3,860	-2,997

continua na próxima página

TABELA 3.2: Modelo de Atmosfera para o Sol (continuação)

$T$	$\log N_H$	$P_e$	$P_g$	$\log \tau_{5000}$
4585	6,705	3,100	4,326	-2,900
4602	7,685	3,535	4,991	-2,797
4626	8,665	3,983	5,591	-2,700
4641	9,928	4,535	6,449	-2,597
4663	11,191	5,101	7,221	-2,500
4681	12,818	5,815	8,328	-2,397
4703	14,445	6,537	9,320	-2,300
4720	16,542	7,442	10,749	-2,197
4742	18,638	8,362	12,025	-2,100
4762	21,338	9,543	13,869	-1,997
4785	24,039	10,721	15,510	-1,900
4806	27,518	12,244	17,889	-1,796
4833	30,998	13,793	20,000	-1,700
4859	35,479	15,815	23,069	-1,596
4892	39,960	17,904	25,783	-1,500
4924	45,727	20,628	29,737	-1,396
4966	51,494	23,523	33,224	-1,300
5009	58,899	27,376	38,307	-1,196
5059	66,304	31,424	42,780	-1,100
5116	75,764	37,063	49,268	-0,996
5184	85,224	43,273	54,988	-0,900
5259	97,141	52,060	63,122	-0,796
5346	109,060	62,353	70,365	-0,700
5449	123,510	77,843	80,084	-0,597
5562	137,970	98,106	89,019	-0,500
5697	154,070	130,330	99,537	-0,399
5843	170,180	178,000	109,800	-0,300
6012	185,890	255,320	119,940	-0,203
6211	201,600	389,860	130,070	-0,100
6421	214,780	603,160	138,580	-0,006

continua na próxima página

TABELA 3.2: Modelo de Atmosfera para o Sol (continuação)

$T$	$\log N_H$	$P_e$	$P_g$	$\log \tau_{5000}$
6689	227,950	1026,700	147,080	0,100
6957	237,500	1692,100	153,240	0,190
7338	247,040	3259,600	159,400	0,300
7648	253,730	5334,300	163,710	0,394
7925	260,410	8042,500	168,020	0,500
8157	266,370	11152,000	171,860	0,599
8365	272,320	14754,000	175,700	0,700
8563	278,380	19004,000	179,630	0,801
8739	284,440	23642,000	183,530	0,900

### 3.4 Parâmetros Atômicos Utilizados

Para modelar a formação das linhas com a utilização de modelos de atmosfera, é necessário o conhecimento dos parâmetros atômicos intrínsecos envolvidos em sua formação. Isto é, além dos parâmetros atmosféricos estelares, é necessária a utilização de parâmetros atômicos para caracterizar cada linha, associada à presença de elementos na atmosfera estelar e que, portanto, relaciona-se à opacidade responsável pela sua formação. Assim, precisamos fornecer o potencial de excitação  $\chi$  e os chamados gf's (peso estatístico  $g$  e força de oscilador) das transições atômicas, associados a parâmetros intrínsecos dos átomos. A seguinte expressão (Barbuy, 1982) da opacidade atômica permite visualizar quais estes parâmetros envolvidos:

$$\kappa_a(\lambda) = \frac{\pi^{(3/2)} e^2}{m_e c^2} \lambda^2 Z g f N_Z 10^{-\chi \theta \frac{H(a,v)}{\Delta \lambda_D} (1 - e^{-\frac{hc}{\lambda k T}})} \quad (3.15)$$

onde  $m_e$  é a massa do elétron,  $c$  é a velocidade da luz,  $\lambda$  é o comprimento de onda da transição,  $Z$  é a abundância do elemento formador da linha por massa,  $g$  é o peso estatístico e  $f$  é a probabilidade de transição (conhecida também como força de oscilador) quântica entre os níveis eletrônicos envolvidos na transição,  $N_Z$  é a população do nível inferior da transição,  $\chi$  é o potencial de ionização da transição,  $\theta = 5040/T_{ef}(K)$ , onde  $T$  é a temperatura,  $\Delta \lambda_D$  é o alargamento Doppler,  $H(a, v)$  é a função de Hjertings,  $h$  é constante de Planck e  $k$  é a constante de Boltzmann.

Da equação 3.15, vemos também que a abundância é inversamente proporcional ao valor de  $gf$ , sendo também influenciada pelo valor de  $\chi$ , de forma que a utilização de parâmetro pouco precisos pode levar a uma determinação errônea das abundâncias. Historicamente, a incerteza na determinação dos  $gf$ 's tem consistido num grande problema para o cálculo de abundâncias estelares, embora, recentemente, este problema encontrasse bastante diminuído em virtude da disponibilidade crescente de parâmetros de boa qualidade. Entretanto, é justamente neste aspecto que a análise diferencial apresenta as maiores vantagens em relação aos demais métodos de análise. Abaixo discutimos os parâmetros atômicos utilizados em nossos cálculos.

### 3.4.1 Potencial de Excitação $\chi$ e $\log gf$

Os potenciais de excitação  $\chi$  de cada uma das linhas utilizados foram extraídos do Catálogo Solar de Moore et al. (1966). Consistentemente com a filosofia da análise diferencial, utilizamos valores de  $gf$ 's calculados para o Sol. A rotina especial RAIITGF — derivada da rotina RAIIT (fornecido pela Dra. Spite) que calcula as abundâncias linha a linha — calcula os  $\log gf$ 's das linhas forçando que as LE's medidas no Sol reproduzam as abundâncias padrão do Sol. As abundâncias solares utilizadas foram as recentemente obtidas por Asplund et al. (2004) que revisaram os valores anteriormente aceitos de Anders & Grevesse (1989) e Grevesse & Noels (1993). O procedimento de utilizar valores solares para os  $gf$ 's deve ser encarado com um dos principais alicerces do método diferencial empregado na análise que será empregado. Desta forma, evitamos as históricas incertezas e inomogeneidades nos valores de  $gf$ 's (embora grandes progressos estejam sendo feitos nesta área). Conforme será quantificado posteriormente, este procedimento, embora elimine uma fonte de erro sistemático, introduz um erro aleatório a mais, uma vez que os  $gf$ 's solares calculados desta forma são afetados pelos mesmos erros que afetam as LE's, uma vez que são determinados a partir das LE's solares.

### 3.4.2 Estrutura Hiperfina (EHF)

É bem conhecido que, em átomos que possuem número ímpar de bárions, há interação entre o spin líquido do núcleo e o spin eletrônico. Esta interação, de pequena magnitude se comparada às demais, é responsável por quebrar a degenerescência no número quântico de spin e gerar a chamada estrutura hiperfina (EHF). Nestes elementos com número ímpar de bárions, cada transição atômica é dividida em um série de subtransições que originam linhas espectrais de comprimentos de onda levemente deslocados do  $\lambda$  da transição se

desconsiderada a EHF. Esta nova estrutura de linhas que surge corresponde a transições de estado de spin eletrônicos.

O raciocínio que fizemos para explicar a formação das linhas (no início da seção 3.2) pode ser imediatamente generalizado: fótons de comprimentos de onda específicos podem ser absorvidos pelo átomo fazendo com que o elétron vá de um estado inicial para um mesmo estado excitado de diferentes configurações de spin eletrônico. A EHF de uma linha é vista, entretanto, como uma única linha, em virtude da resolução dos espectros, freqüentemente um pouco mais larga que as demais. No entanto, a EHF faz com que a opacidade diminua no centro da linha, de forma que um cálculo que não a leve em conta tende a superestimar as abundâncias encontradas. Assim, para um cálculo correto das abundâncias é necessário considerar a estrutura das linhas da EHF, o que é feito introduzindo os (Log gf)'s de cada uma das sublinhas com seus respectivos espaçamentos em comprimento de onda.

Os átomos Si, Ca, Ti, Cr, Ni, Y, Ba e Ce, com número pares de bárions, não possuem EHF, tendo sido tratados com dados atômicos conforme conforme descrevemos acima (seção 3.4.1). Já para o átomo de Y, os efeitos da EHF são desprezíveis sobre o cálculo de abundância (Steffen (1985)). Para os elementos Sc, V, Mn, Co e Cu, levamos em conta a EHF nos cálculos, que foram realizados através da rotina RAITTH.

O procedimento utilizado para o cálculo dos gf's da EHF é semelhante ao caso sem EHF, com algumas diferenças óbvias. Dada a escassez de dados na literatura, fomos obrigados a coletá-los em diferentes fontes os dados de EHF. Os dados de que precisamos são o espaçamento das sublinhas e o espaçamento dos gf's. No entanto, a escolha de diferentes fontes de dados e sua conseqüente heterogeneidade tem influência desprezível nos cálculos, sendo somente importante a adoção de uma EHF qualquer (del Peloso et al. (2005)). Deslocamos, então, os comprimentos de onda  $\lambda_n$  das componentes de um valor constante a fim de que o centro de gravidade da EHF coincidissem com centro da linha como consta no Catálogo Solar de Moore et al. (1966). Os parâmetros atômicos das linhas com EHF são mostrados no apêndice B.

### 3.5 Obtenção dos Parâmetros Atmosféricos

Os parâmetros atmosféricos foram determinados com a utilização de um programa principal (desenvolvido por Ronaldo Oliveira da Silva e Gustavo F. Porto de Mello, Observatório do Valongo/UFRJ), que controla uma série de outras rotinas de forma iterativa, conforme os princípios teóricos discutidos em detalhes nos próximos itens. O programa

funciona integradamente com as rotinas de cálculo de modelo de atmosfera (seção 3.3) e de abundâncias de linhas do Fe I e do Fe II (com a rotina RAIIT, ver seção 3.5.1 para detalhes), e com a utilização dos parâmetros atômicos conforme a seção 3.4. A idéia básica é que, a partir de parâmetros atmosféricos ( $T_{ef}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ,  $\log g$  e microturbulência) de entrada, o programa calcula um modelo de atmosfera e roda a rotina RAIIT de cálculo de abundâncias. Os parâmetros atmosféricos são, então, variados automaticamente a fim de se avaliar a convergência, buscando-se que sejam satisfeitas as seguintes exigências:

- a metalicidade calculada (tomada como a média simples das abundâncias para cada uma das linhas) seja igual a de entrada,
- o equilíbrio de excitação seja satisfeito,
- a abundância das linhas fracas seja igual a das linhas fortes e
- o equilíbrio de ionização seja satisfeito.

Abaixo detalharemos o significado astrofísico destas exigências.

Antes, entretanto, esclarecemos que as LE's das linhas do Fe utilizadas — assim como as dos outros elementos, utilizadas posteriormente — são aquelas já corrigidas para a escala de Voigt, conforme a equação (3.12), sendo considerados como parâmetros iniciais aqueles do Sol (tabela 3.3).

TABELA 3.3: Parâmetros Atmosféricos Adotados para o Sol

$T_{ef}$	$\Theta$	$[\text{Fe}/\text{H}]$	$\log g$	$\xi$	$n_{\text{He}}/n_{\text{H}}$
5780	0,872	0,000	4,44	1,00	0,100

São mostradas a temperatura efetiva  $T_{ef}$ , o parâmetro  $\Theta = 5040/T_{ef}$ , a metalicidade  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , a gravidade superficial  $\log g$  e a razão de átomos de He por átomos de H  $n_{\text{He}}/n_{\text{H}}$ .

### 3.5.1 Metalicidade

A metalicidade  $[\text{Fe}/\text{H}]$  é o primeiro parâmetro testado pelo programa, onde o símbolo  $[E1/E2]$  expressa a razão de abundância da estrela em relação ao Sol em escala logarítmica. Em termos precisos, ele é definido por:

$$[E1/E2] = \log(E1/E2)_* - \log(E1/E2)_\odot \quad (3.16)$$

onde a estrela é identificada pelo símbolo subscrito  $*$  e o Sol pelo símbolo  $\odot$ .

Partindo dos valores solares (tabela 3.3), o programa primeiro interpola um modelo de atmosfera. Ele, então, executa a rotina RAIIT que obtém as abundâncias para cada linha do Fe I e do Fe II utilizando o modelo calculado e os gf's solares. O programa principal calcula, então, a média das abundâncias sob todas as linhas Fe I e a compara ao valor da metalicidade de entrada. Se o valor diferir de um valor especificado ou mais, a metalicidade sofre um incremento de modo a diminuir esta diferença e o programa retorna ao início. Caso contrário, a abundância convergiu e o programa testa os demais parâmetros. Note que os quatro parâmetros são calculados em conjunto e de forma iterativa. Portanto, ao serem modificados os demais parâmetros, a abundância precisará ser recalculada e o programa retorna ao início.

### 3.5.2 Temperatura Efetiva

Na seqüência, o programa testa o equilíbrio de excitação das linhas do Fe I. A idéia é que não há nenhuma razão para que as diferentes linhas do Fe I forneçam diferentes abundâncias. Dito de forma mais precisa, as diferentes linhas associadas a diferentes excitações eletrônicas (potenciais de excitação  $\chi$ ) devem fornecer sempre o mesmo valor de abundância dentro de uma dispersão esperada. Observe que não há nenhuma razão especial intrínseca para termos utilizado o Fe I neste processo, mas fizemos isto somente porque trata-se da espécie de maior número de linhas. Para obter a temperatura, o programa principal executa uma rotina que faz um ajuste linear para todos os pontos do Fe I (ver figura 3.6), calculando o coeficiente angular da reta e o erro em sua determinação (na verdade o programa não gera gráficos, mas apenas faz o teste dos parâmetros do ajuste). Se houver tendência de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  com LE, isto é se a reta apresentar coeficiente angular diferente de zero, estipulando-se uma certa tolerância que é fração do erro no coeficiente angular, então a temperatura sofre o incremento adequado ( $\Delta\Theta = \pm 0,001$ ) e o programa retorna ao início. Caso contrário, testa-se a microturbulência.

### 3.5.3 Microturbulência

A velocidade de microturbulência, embora não seja característica de um modelo de atmosfera, é um parâmetro evocado para explicar um alargamento adicional observado nas linhas espectrais. Isto é, além do alargamento devido ao movimento relativo entre o átomo e o fóton que originam a linha espectral — conhecido como alargamento Doppler térmico —, existe ainda um processo físico pouco compreendido que faz com que os perfis das

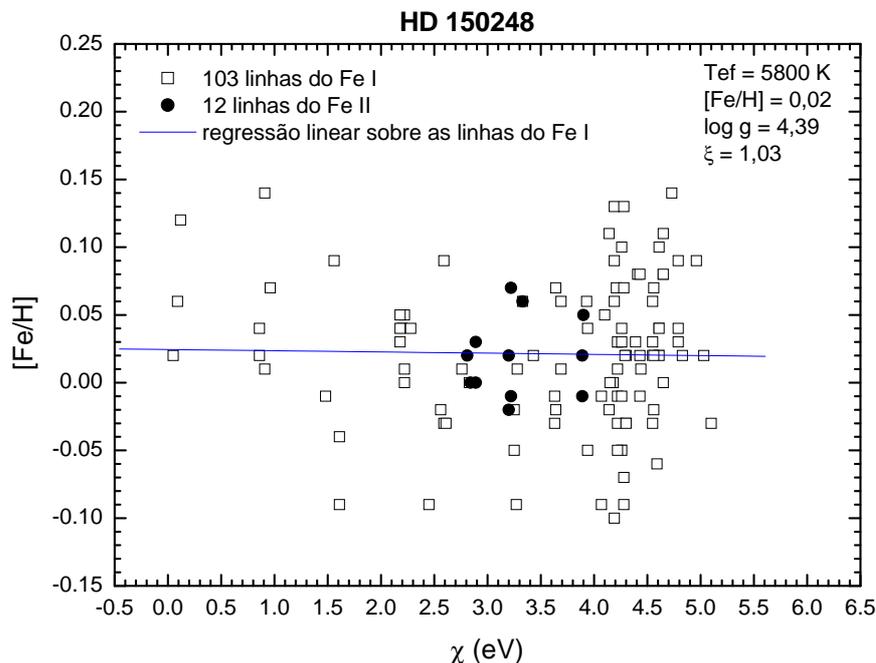


FIGURA 3.6: Mostramos o ajuste linear entre a abundância individual de cada linha do Fe I e seu respectivo potencial de ionização para a estrela HD 150248. O equilíbrio de excitação das linhas do Fe I fornece a temperatura efetiva de excitação. Os parâmetros atmosféricos utilizados estão mostrados e cada uma das linhas do Fe I (quadrado vazado) e do Fe II (círculo cheio) também. O acordo entre as abundâncias das linhas fracas e intensas do Fe I determina a microturbulência. O acordo entre as linhas do Fe I e do Fe II, isto é o equilíbrio de ionização, fornece log g.

linhas se alarguem. Alguns autores identificaram este alargamento adicional a campos de velocidades, daí o nome velocidade de microturbulência. Na verdade, tal parâmetro é introduzido de forma completamente *ad hoc* para que os modelos dêem conta de reproduzir a formação das linhas. Desta forma, ele expressa fragilidades intrínsecas na teoria das atmosferas estelares que provavelmente só serão eliminadas a médio ou longo prazo com a obtenção de um tratamento fisicamente consistente dos fenômenos de turbulência, como sinalizam interpretações promissoras recentes utilizando modelos de atmosfera 3D (Gray (2003)). De toda forma, independente de sua origem, este alargamento adicional — que iremos nos referir daqui por diante apenas como microturbulência ( $\xi$ ) — tem a característica de atrasar a saturação das linhas moderadamente intensas ( $40 \text{ m}\text{\AA} < LE$

$< 150 \text{ m}\text{\AA}$ ), influenciando nas medidas de sua LE. Assim, a microturbulência pode ser extraída através de um diagrama como o da figura 3.7. Esperamos que, se a microturbulência estiver correta, a abundância das linhas não dependa de sua LE.

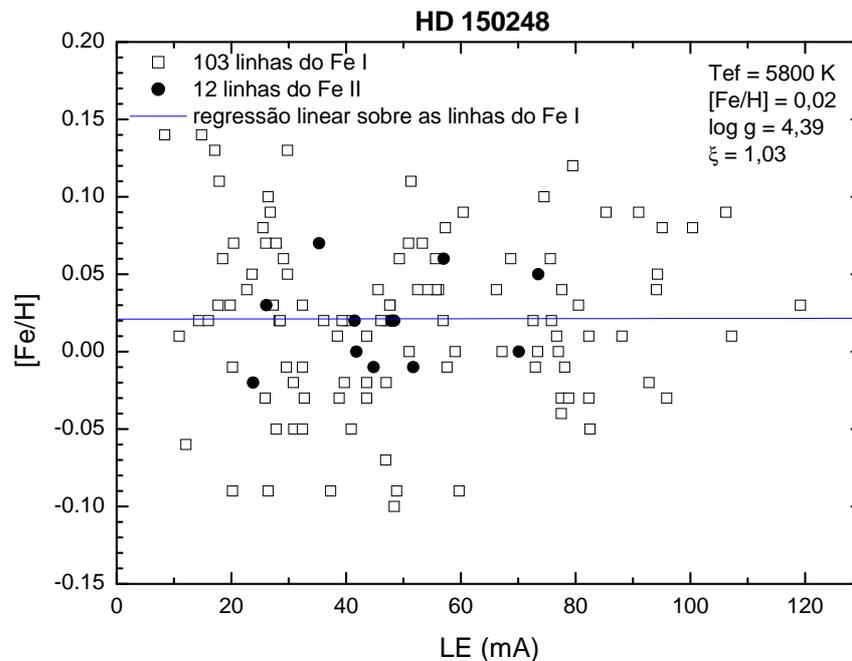


FIGURA 3.7: Microturbulência e  $\log g$ : o diagrama abundância vs. LE e o Equilíbrio de Ionização. Mostramos o ajuste linear sobre as linhas do Fe I para a estrela HD 150248.

### 3.5.4 Gravidade Superficial

A gravidade superficial é extraída através do equilíbrio de ionização entre as linhas do Fe I e as do Fe II. Em estrelas de tipo solar, a maior parte dos átomos de Fe encontra-se ionizada (na forma Fe II), sendo a metalicidade indicada pelas linhas do Fe II bastante sensível a mudanças de gravidade superficial e pouco sensível a mudanças de temperatura efetiva. Além disso, aumentar a gravidade significa aumentar a pressão eletrônica do meio. Assim, o aumento da gravidade desfavorece a população de Fe II e a diminuição da gravidade favorece a população de Fe II. O equilíbrio de ionização é atingido quando as populações do Fe I e do Fe II coincidem. Veja como exemplo os gráficos acima (figuras 3.6 e 3.7) e repare que a distribuição dos pontos de Fe I e de Fe II se dá em torno da média.

### 3.5.5 Teste Estatístico das Abundâncias

Mesmos tendo excluído as linhas de comportamento ruim (seção 3.2.3), ainda assim, ao final do processo de convergência do programa de obtenção dos parâmetros atmosféricos, verificamos através de gráficos de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs.  $\chi$  o comportamento das linhas. Excluimos as linhas que apresentaram uma abundância fora de  $2\sigma$  da distribuição e voltamos a rodar o programa. O processo foi realizado até a convergência.

### 3.5.6 Parâmetros Espectroscópicos Encontrados

Na tabela 3.4 abaixo, apresentamos o resultado de nossa análise espectroscópica dos parâmetros atmosféricos, baseada em LE's, para as estrelas da nossa amostra, com os respectivos erros, conforme será descrito na seção 3.5.7 e adispersão observada em  $[\text{Fe}/\text{H}]$ .

TABELA 3.4: Parâmetros Atmosféricos Espectroscópicos Obtidos

HD	$\Theta$	T	$\sigma(T)$	$[\text{FeI}/\text{H}]$	$\sigma([\text{FeI}/\text{H}])$	$\log g$	$\sigma(\log g)$	$\xi$	$\sigma(\xi)$
unidades		K	K	dex	dex	dex	dex	Km/s	Km/s
(BD+15 3364)	0,879	5734	20	0,011	0,070	4,30	0,1	1,03	0,03
6512	0,854	5902	20	0,152	0,064	4,38	0,1	1,11	0,03
8291 – FEV 01	0,873	5773	20	-0,046	0,059	4,46	0,1	0,99	0,03
8291 – SET 01	0,866	5820	20	0,003	0,065	4,48	0,1	0,94	0,03
12264	0,864	5833	20	0,035	0,046	4,44	0,1	1,02	0,03
28471	0,873	5773	20	0,024	0,061	4,29	0,1	1,01	0,03
32963	0,871	5786	20	0,064	0,061	4,37	0,1	1,18	0,03
66653	0,861	5854	20	0,137	0,049	4,44	0,1	1,12	0,03
68168	0,873	5773	20	0,131	0,041	4,39	0,1	1,09	0,03
71334	0,885	5695	20	-0,079	0,038	4,38	0,1	0,99	0,03
88072	0,870	5793	20	0,026	0,041	4,39	0,1	1,08	0,03
88084	0,866	5820	20	0,071	0,100	4,54	0,1	0,97	0,03
98649 – FEV 01	0,882	5714	20	-0,053	0,047	4,34	0,1	1,05	0,03
98649 – AGO 01	0,882	5714	20	-0,019	0,048	4,31	0,1	1,00	0,03
117939	0,884	5701	20	-0,167	0,039	4,34	0,1	0,92	0,03
118598	0,878	5740	20	-0,029	0,041	4,36	0,1	1,02	0,03
138573	0,878	5740	20	-0,007	0,041	4,36	0,1	0,98	0,03
146233 – AGO 99	0,869	5800	20	0,039	0,030	4,40	0,1	1,06	0,03
146233 – AGO 01	0,863	5840	20	0,069	0,064	4,44	0,1	1,07	0,03
150248	0,869	5800	20	0,021	0,055	4,39	0,1	1,03	0,03
159656	0,859	5867	20	0,090	0,066	4,32	0,1	1,16	0,03
164595	0,875	5760	20	-0,055	0,066	4,36	0,1	1,04	0,03
207043	0,868	5806	20	0,034	0,060	4,50	0,1	1,12	0,03
216436	0,882	5714	20	-0,052	0,058	4,40	0,1	0,95	0,03
221343	0,860	5860	20	0,109	0,061	4,48	0,1	1,15	0,03

### 3.5.7 Estimativa dos Erros

Para a determinação dos erros de nossa análise é desejável escolhermos um objeto representativo de nossa amostra. Assim, para este fim escolhemos a melhor gêmea conhecida anteriormente a este trabalho, a estrela HD 146233 (HR 6060), a mesma estrela utilizada na estimativa dos erros em LE. Assim, como argumentamos na seção 3.2.6, estaremos propositalmente sendo rigorosos na estimativa dos erros. O mesmo objeto será utilizado posteriormente também para a determinação dos erros nas abundâncias dos metais. Por ora, avaliaremos apenas os erros internos na determinação dos parâmetros atmosféricos, para posteriormente verificar suas influências no erro na determinação das abundâncias.

O erro em metalicidade foi avaliado através da média entre as dispersões observadas. Esta dispersão é o desvio padrão da abundância fornecida pelas diferentes linhas do Fe I. O valor adotado foi rigoroso, sendo igual a 0,06 dex, sendo coincidentemente a mesma dispersão observada em HD 146233 (observada em 2001). Como pode ser visto na tabela 3.4, este é um valor bem representativo para o erro máximo cometido. Apenas a estrela HD 88084 possui erro significativamente maior, em virtude de seu espectro possuir S/R bem inferior a média (conforme mostra a figura 2.1).

Como a temperatura é calculada através do equilíbrio de excitação (ver seção 3.5.2), o erro na inclinação da reta no diagrama  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs.  $\chi$  para as linha do Fe I fornece uma medida da sua incerteza. Assim, para obter o erro interno em temperatura, nós variamos somente a temperatura (mantendo os demais parâmetros fixos) até que a inclinação da reta fosse numericamente igual (ou levemente maior) ao erro na sua determinação. Encontramos o valor de  $\sigma(T) = 20K$ .

De forma análoga ao que foi feito para a temperatura, a determinação do erro em microturbulência foi obtida igualando o erro na determinação do coeficiente angular do ajuste linear de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs. LE, feito para as linhas do Fe I, ao coeficiente angular. Obtivemos um valor de 0,030 Km/s para o erro interno.

Os erros em log g foram estimados variando-se seu valor até que a diferença entre as médias das abundâncias de Fe I e Fe II fossem igual ao erro médio em  $[\text{Fe}/\text{H}]$  (adotado como 0,06 dex). Obtivemos para o erro em log g o valor de 0,1 dex.

Os erros obtidos estão mostrados na tabela 3.4, juntamente com os parâmetros atmosféricos finais obtidos para todas as estrelas.

## 3.6 Obtenção das Abundâncias Elementares

Na seção anterior, determinamos os parâmetros atmosféricos iterativamente com base nos equilíbrios de excitação e ionização de um grande número de linha do Fe, modelando suas formações na fotosfera estelar utilizando a rotina RAIIT e modelos de atmosfera. Agora, utilizando o mesmo procedimento e seguindo a mesma filosofia, iremos obter as abundâncias elementares diferenciais em relação ao Sol para uma série de elementos químicos de interesse (tabela 3.5) utilizando os parâmetros atmosféricos ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ,  $T_{ef}$ ,  $\log g$  e microturbulência  $\xi$ ) calculados anteriormente (tabela 3.4). Como fizemos com o Fe, utilizamos a rotina RAIIT para calcular as abundâncias dos demais elementos utilizando  $gf$ 's solares conforme descrito na seção 3.4.

Conforme foi detalhado na seção (3.4.2), a estrutura hiperfina (EHF) foi levada em conta para os elementos Sc, V, Mn, Co, Cu, através de uma rotina chamada RAIITH, que leva em conta as componentes da EHF através dos valores de  $gf$  das componentes. Os  $gf$ 's das componentes da EHF utilizados encontram-se no apêndice B. Recapitulamos também que os efeitos de EHF para os elementos Y e Ce — que a rigor possuem número ímpar de bárions e, portanto, possuem EHF — foram desprezados em virtude de serem muito pequenos (conforme o argumento de Steffen (1985) explicado na referida seção). Na tabela a seguir (3.5), mostramos os elementos químicos analisados, separamos em três grupos de possíveis origens nucleossintéticas distintas. Chamamos atenção para o Cu que é um elemento de transição: ele tanto pode ser visto o mais pesado dos elementos do grupo do Fe, como um dos mais leves elementos do processo-s.

TABELA 3.5: Elementos Analisados por Grupo Nucleossintético

Grupo Nucleossintético	Elementos
Metais leves	Si, Ca, Sc, Ti
Grupo do ferro	V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu
Processo-s	Cu, Y, Ba e Ce

### 3.6.1 Resultados das Abundâncias

Mostramos a seguir gráficos contendo todas as abundâncias químicas calculadas para todas as estrelas da amostra. Como dissemos, todas as abundâncias são diferenciais em relação ao Sol, sendo definidas por expressões da forma (3.16). Temos, então, que uma

estrela com  $[Mn/Fe]=0,3$  — independente do excesso ou escassez de Mn em relação ao Fe (Mn/Fe) no Sol — possui

$$[Mn/Fe] = \log(Mn/Fe)_* - \log(Mn/Fe)_\odot = \log \left[ \frac{(Mn/Fe)_*}{(Mn/Fe)_\odot} \right]$$

$$\frac{(Mn/Fe)_*}{(Mn/Fe)_\odot} = 10^{[Mn/Fe]} = 10^{0,3} = 2, \quad (3.17)$$

isto é duas vezes mais átomos de Mn em relação ao Fe que o Sol.

As barras de erro mostradas referem-se à dispersão interna entre as abundâncias de cada linha ou ao erro teórico interno (seção 3.6.2). Na verdade, utilizamos sempre o maior deles, sendo, em geral, a dispersão interna menor que o erro teórico.

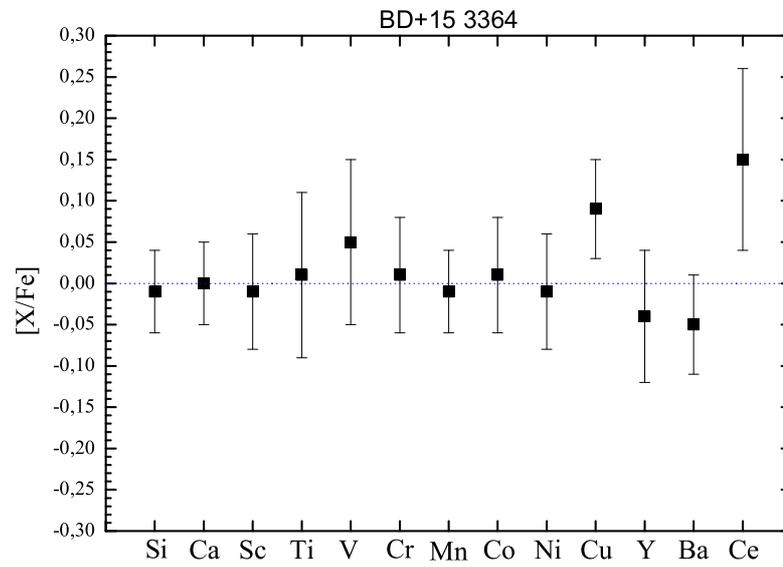


FIGURA 3.8: Composição Química de BD+15 3364.

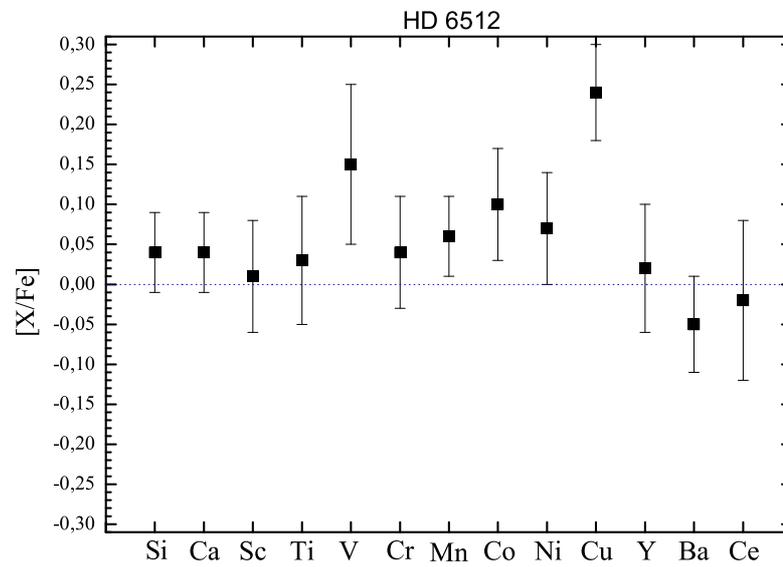


FIGURA 3.9: Composição Química de HD 6512.

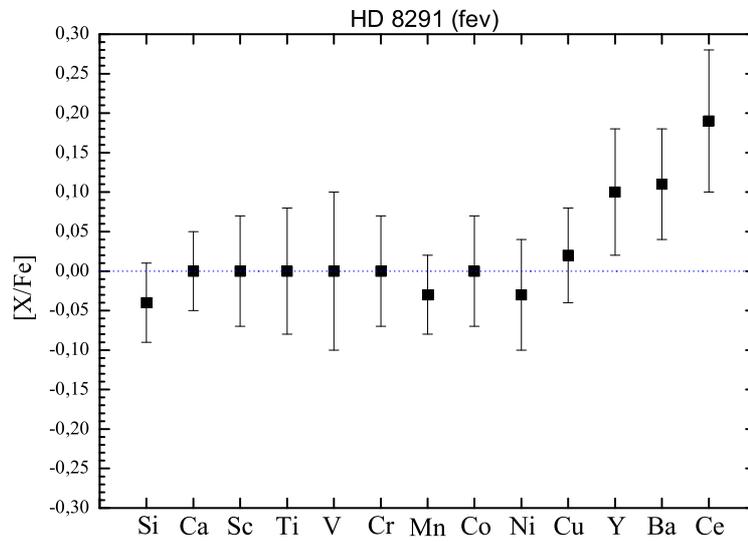


FIGURA 3.10: Composição Química de HD 8291 (feb).

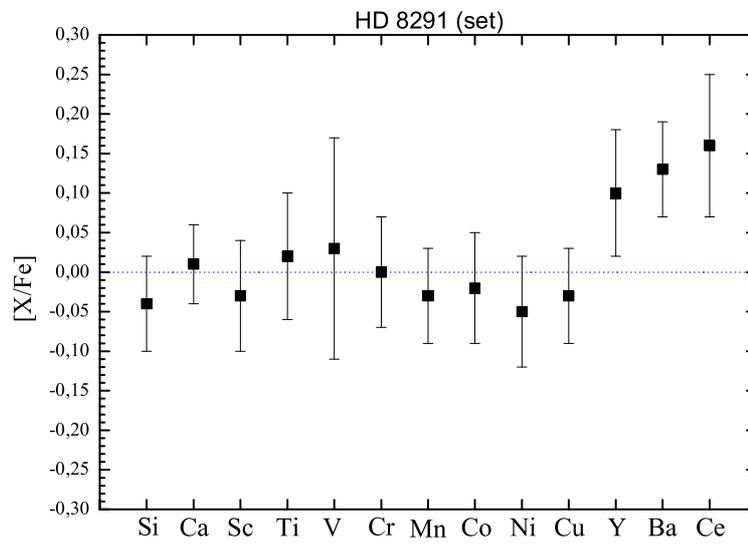


FIGURA 3.11: Composição Química de HD 8291 (set).

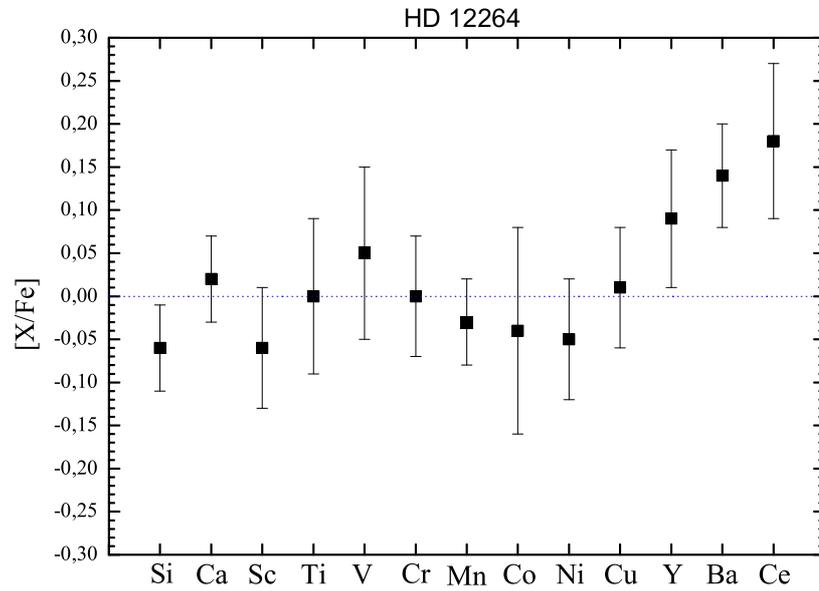


FIGURA 3.12: Composição Química de HD 12264.

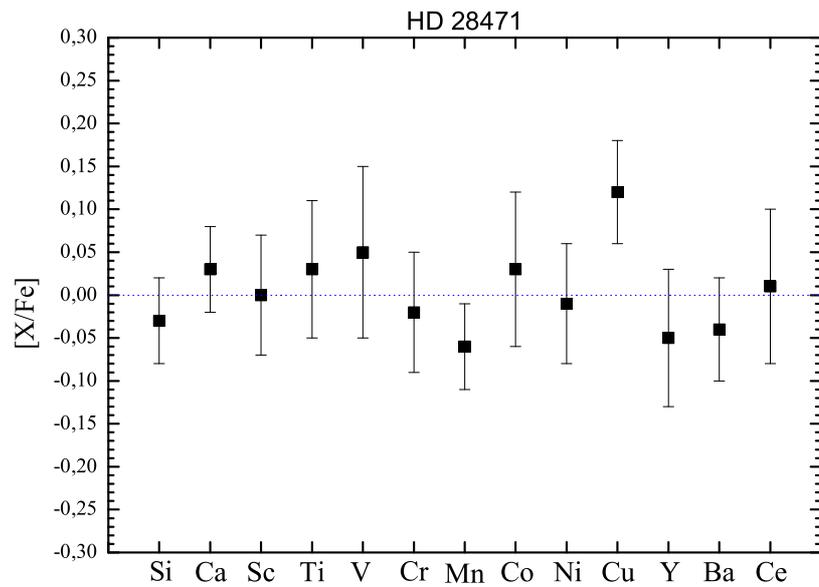


FIGURA 3.13: Composição Química de HD 28471.

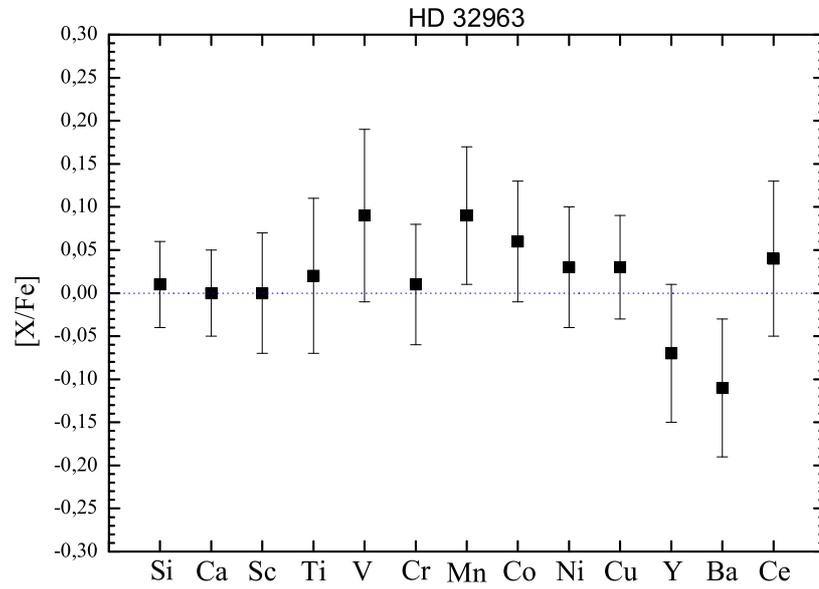


FIGURA 3.14: Composição Química de HD 32963.

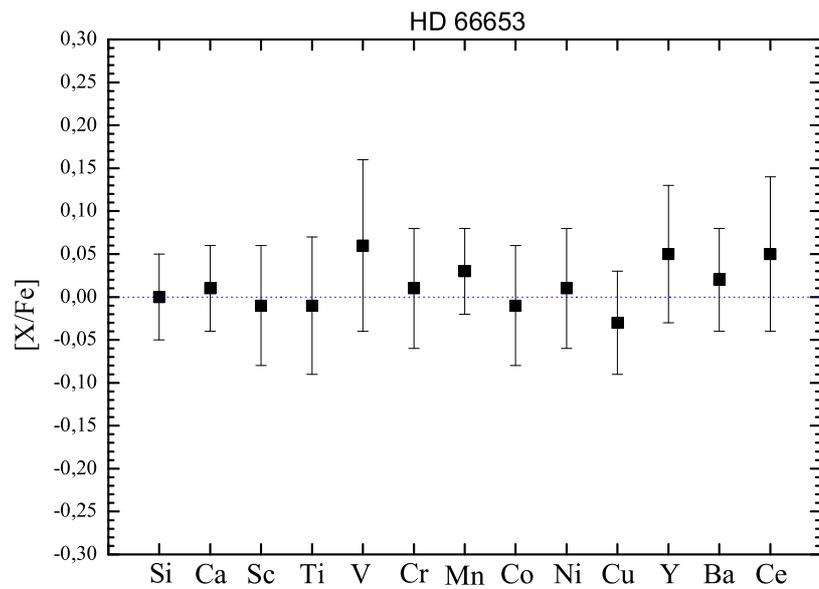


FIGURA 3.15: Composição Química de HD 66653.

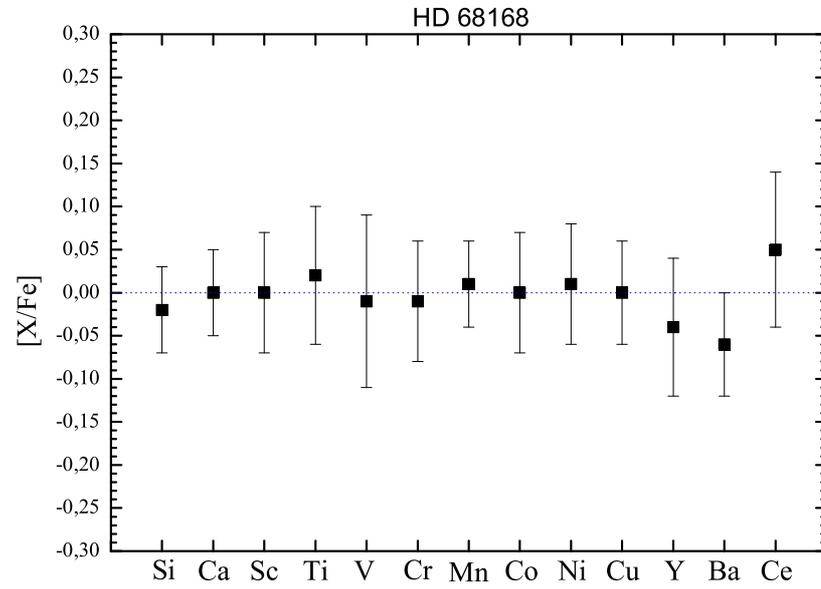


FIGURA 3.16: Composição Química de HD 68168.

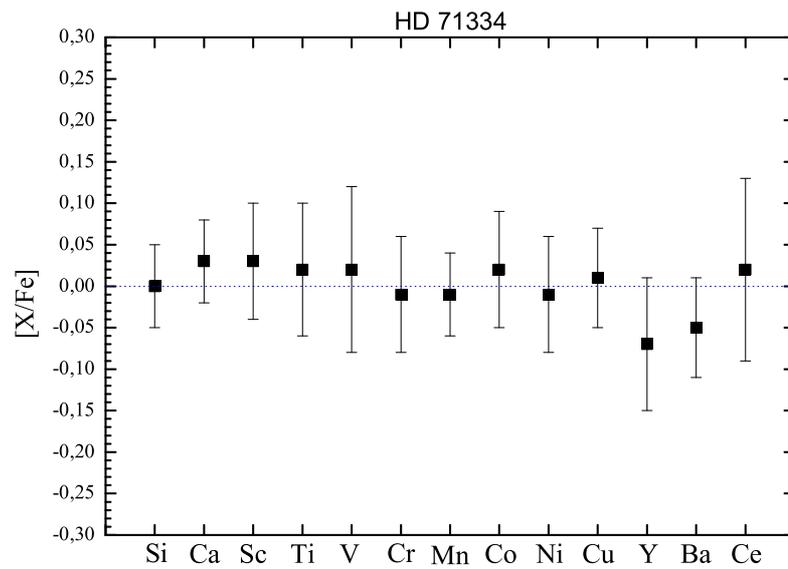


FIGURA 3.17: Composição Química de HD 71334.

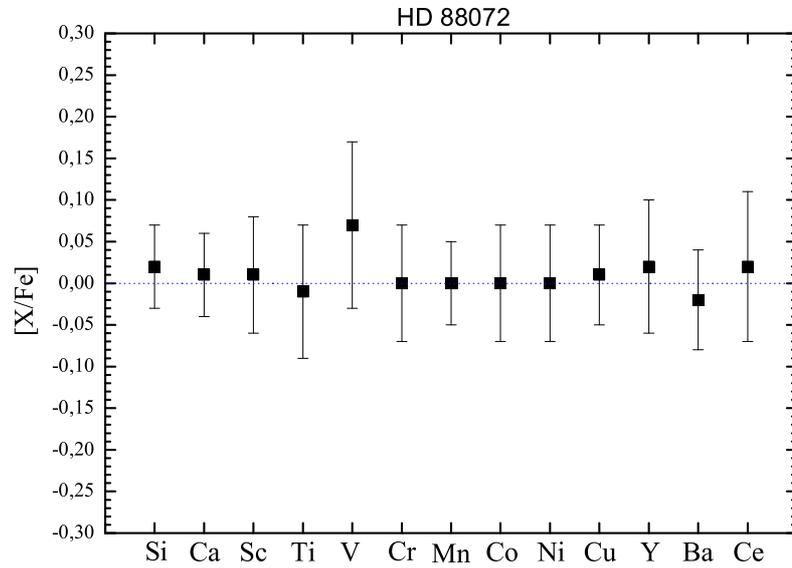


FIGURA 3.18: Composição Química de HD 88072.

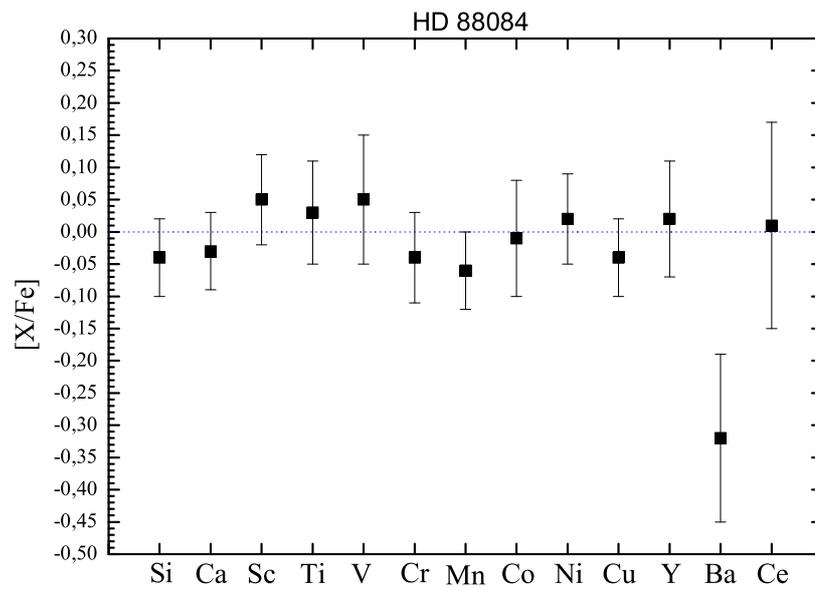


FIGURA 3.19: Composição Química de HD 88084.

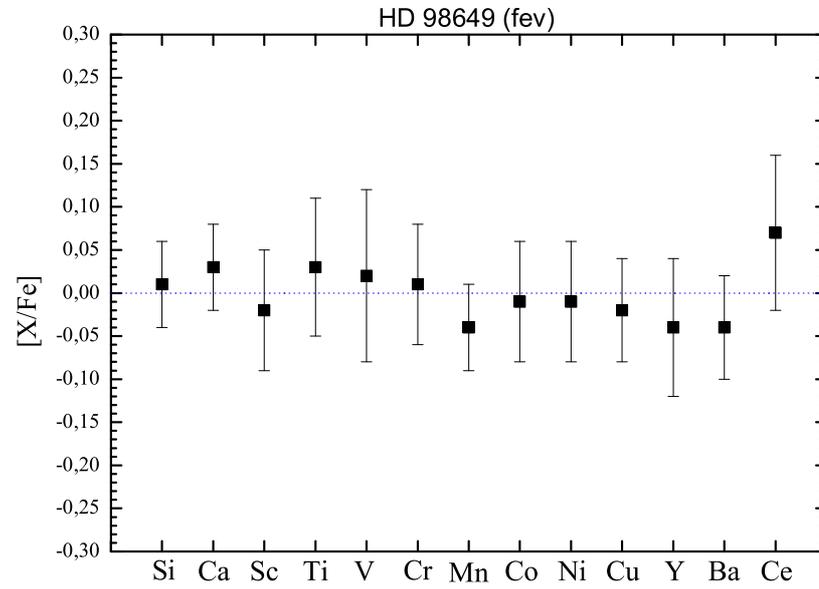


FIGURA 3.20: Composição Química de HD 98649 (fev).

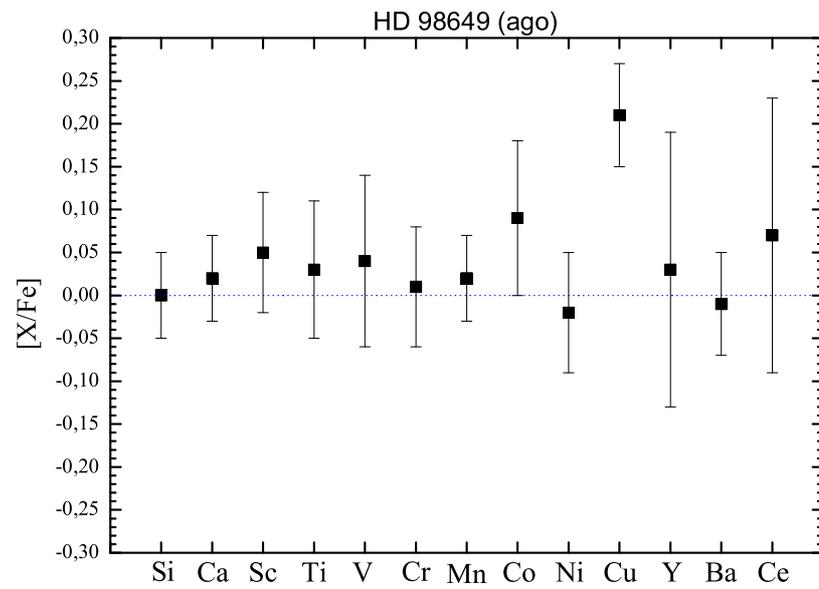


FIGURA 3.21: Composição Química de HD 98649 (ago).

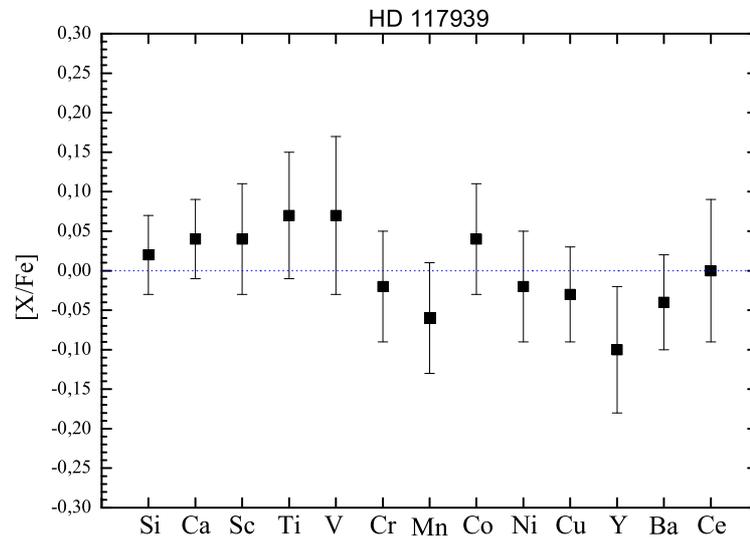


FIGURA 3.22: Composição Química de HD 117939.

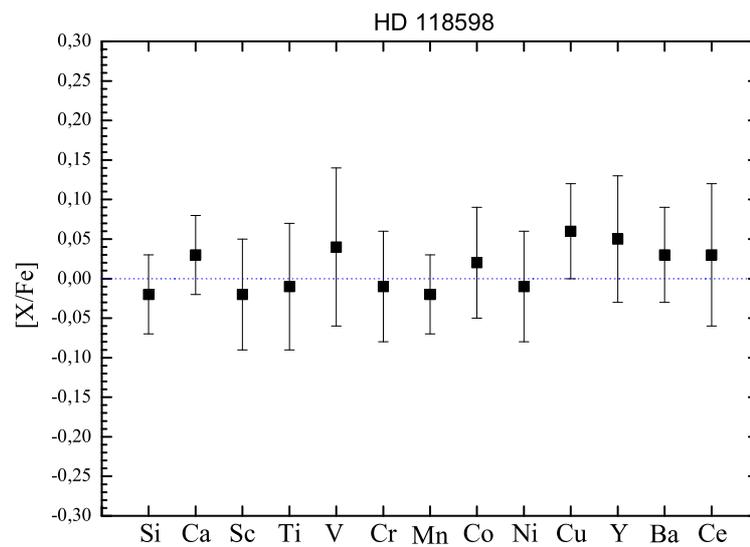


FIGURA 3.23: Composição Química de HD 118598.

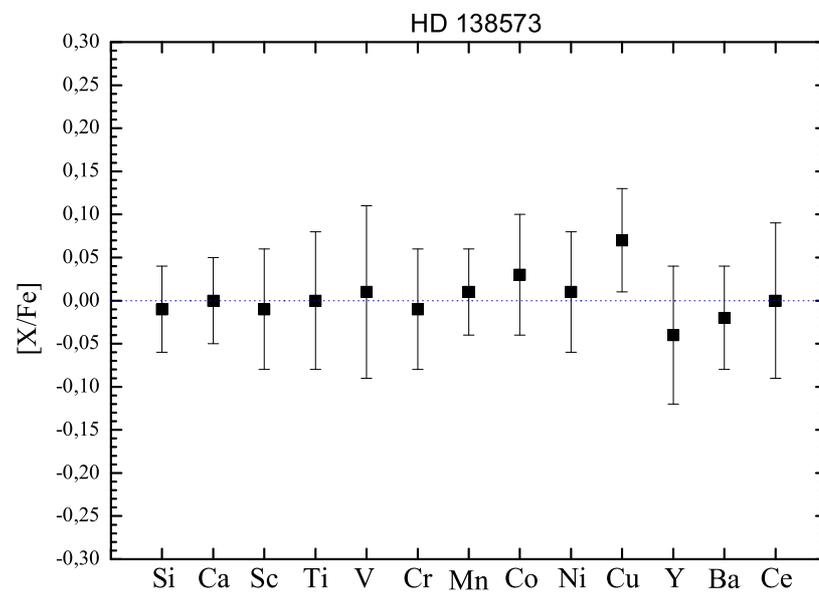


FIGURA 3.24: Composição Química de HD 138573.

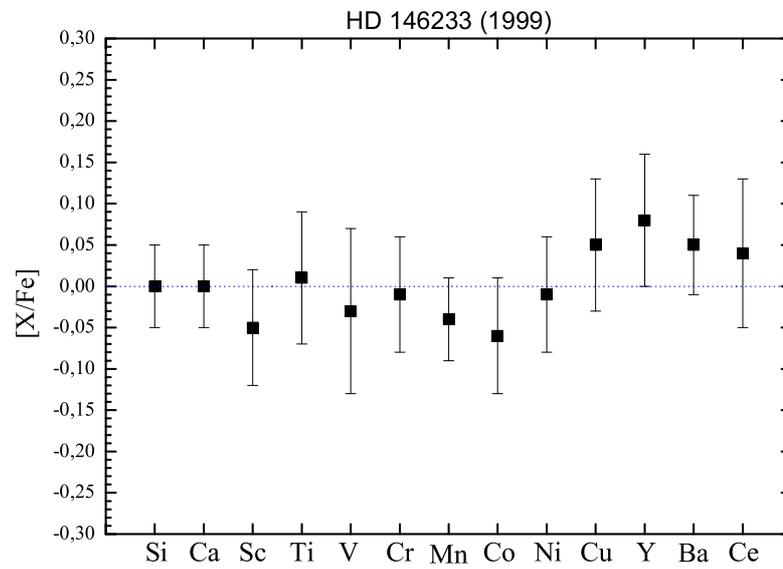


FIGURA 3.25: Composição Química de HD 146233 (1999).

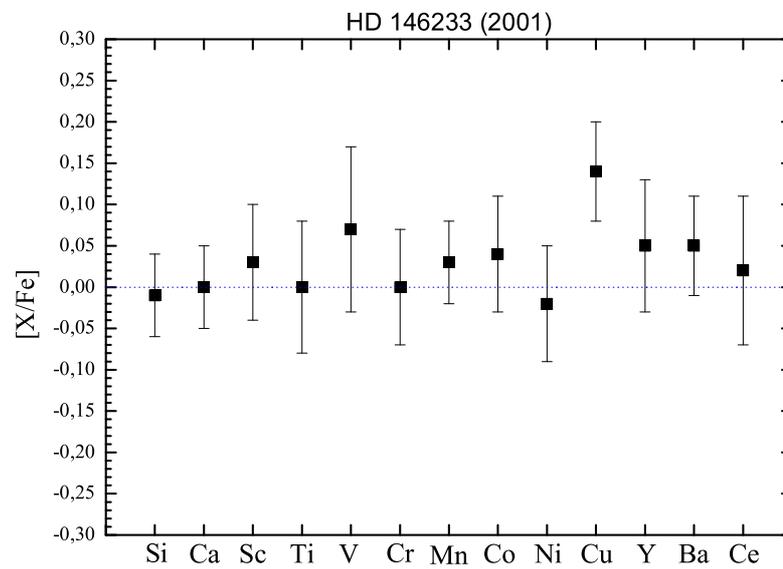


FIGURA 3.26: Composição Química de HD 146233 (2001).

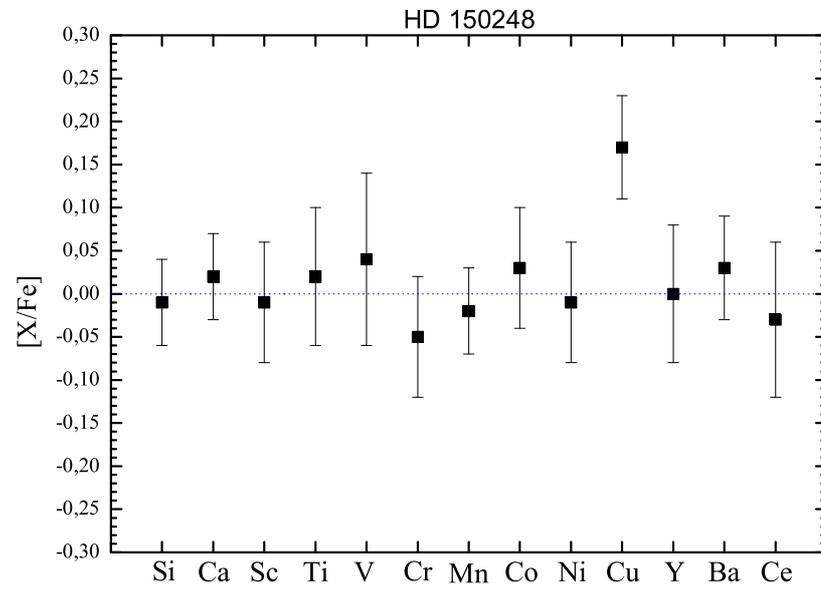


FIGURA 3.27: Composição Química de HD 150248.

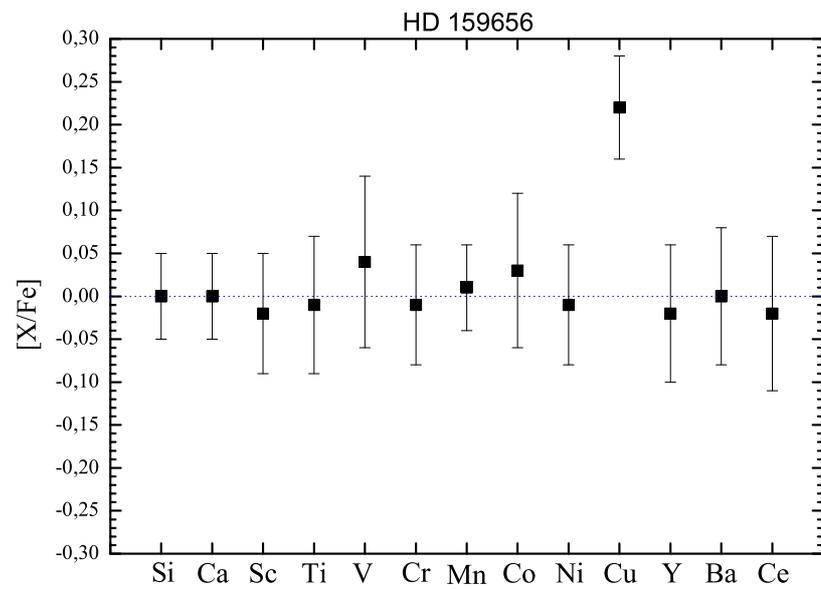


FIGURA 3.28: Composição Química de HD 159656.

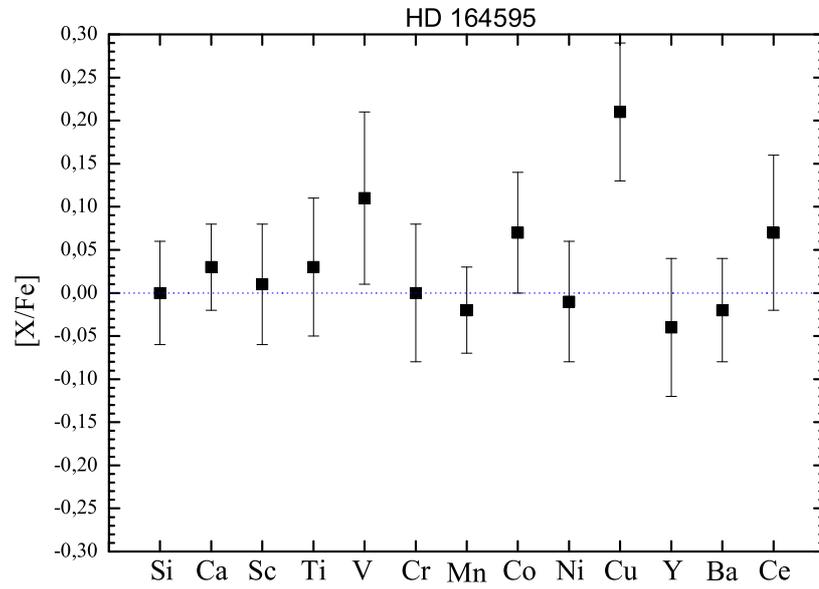


FIGURA 3.29: Composição Química de HD 164595.

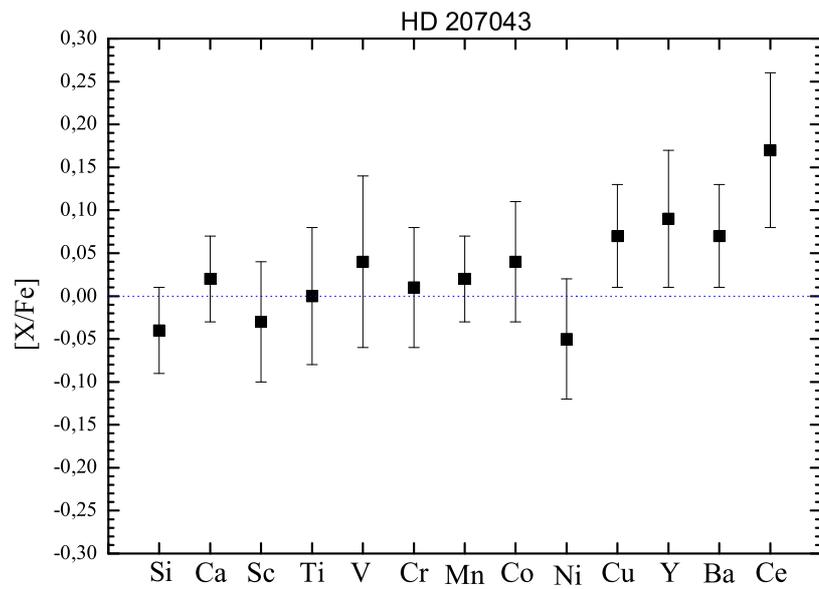


FIGURA 3.30: Composição Química de HD 207043.

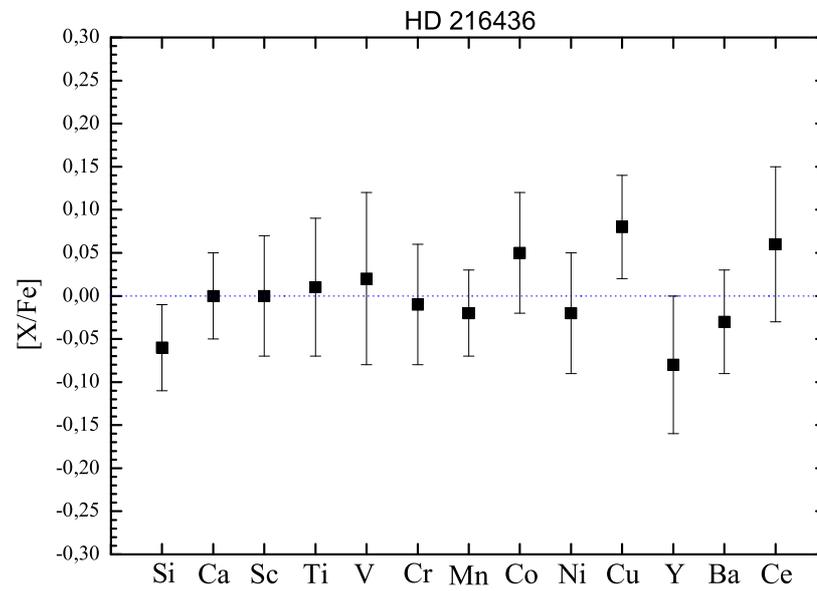


FIGURA 3.31: Composição Química de HD 216436.

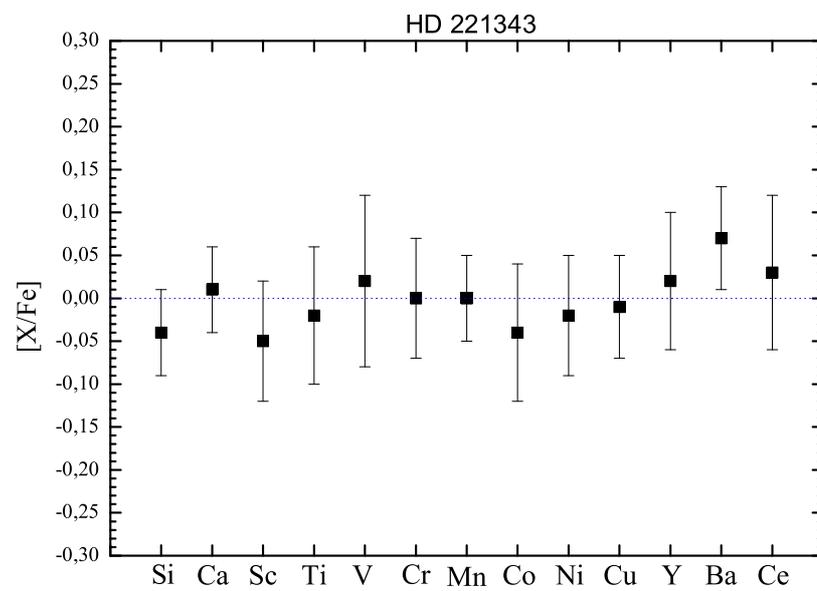


FIGURA 3.32: Composição Química de HD 221343.

### 3.6.2 Estimativa dos Erros

Uma avaliação dos erros cometidos em nossa determinação de abundâncias é fundamental para o propósito deste trabalho. Somente poderemos saber se uma dada estrela possui ou não o padrão de abundâncias solar, e com que confiabilidade, se avaliamos corretamente os erros na determinação das abundâncias.

Uma análise completa da influência das diferentes fontes de erro atuando conjuntamente, entretanto, é um empreendimento cuja complexidade foge ao escopo deste trabalho. Uma forma usual de avaliar os erros, plenamente viável e satisfatória dentro dos objetivos deste trabalho, é analisar a influência individual das diversas fontes de erro. Podemos prontamente identificá-las:

- Erros nos parâmetros atmosféricos;
- Erros nas larguras equivalentes;
- Erros nos parâmetros atômicos;
- Erros nos modelos de atmosfera.

Sabemos que cada uma das fontes de erro afeta de modo diverso as abundâncias das diferentes espécies químicas consideradas. Por exemplo, o comportamento de cada elemento (e mesmo de cada linha) na atmosfera é influenciado de forma diferente pelas mudanças nos parâmetros atmosféricos, de forma que os erros nos parâmetros atmosféricos podem afetar mais ou afetar menos diferentes elementos. Igualmente, erros em LE podem afetar mais ou menos linhas da mesma espécie conforme o parâmetro atômico  $\log gf$  seja maior ou menor. Um fato bem conhecido é que a influência dos parâmetros atmosféricos nas abundâncias são canceladas quando consideramos razões de abundâncias (como definido na equação 3.16), como por exemplo  $[\text{Elemento}/\text{Fe}]$  para espécies cujas linhas na atmosfera estelar têm comportamento semelhante. Em virtude disso, expressaremos nossos resultados através de razões de abundâncias, o que deve ser encarado como inerente ao procedimento diferencial de análise que adotamos (veja a seção 3.1).

Em uma análise diferencial como a nossa, as fontes de erro mais importantes nas abundâncias finais são as incertezas nas LE's medidas e, em menor parte, nos parâmetros atmosféricos obtidos — que foram adotados para o cálculo dos modelos de atmosfera. Uma fonte de erro adicional, de magnitude tão importante quanto aquela originada pelos erros em LE's, são os erros em  $\log gf$ . Estes erros estão intimamente ligados aos erros em LE. Em virtude do nosso procedimento diferencial de forçar os  $\log gf$ 's a fornecerem

os valores solares de abundância e do comportamento linear entre  $\log gf$  e abundância fornecida por uma linha (da parte linear da curva de crescimento que é o caso de quase todas as nossas linhas), o erro em LE gera um desvio em abundância correspondente ao que o erro em  $\log gf$  ocasiona. Assim, a contribuição do erro em  $\log gf$  é igual à contribuição de LE. Portanto, na prática, a contribuição de LE para o erro total é dupla.

Na tabela 3.6, apresentamos a estimativa dos erros teóricos, obtidos recalculando-se as abundâncias para a estrela HD 146233 (observada em 2001). Cada uma das colunas da tabela apresenta o efeito individual nas abundâncias ([Elemento/Fe I] ou [Elemento/Fe II]) em virtude do erro nos parâmetros atmosféricos e nas medidas de LE. Expressamos o erro em termos de razão de Fe neutro ou ionizado se deve ao fato do elemento possuir comportamento similar a um ou outro estado de ionização conforme seja neutro ou ionizado. Assim, para obtermos os efeitos das fontes de erro na abundância, variamos individualmente cada um dos parâmetros atmosféricos de  $1\sigma$  (mantendo os demais fixos) e as LE's de seu erro, calculando o desvio das abundâncias correspondentes para cada elemento, incluindo o Fe I e o Fe II. Por exemplo, o erro em abundância devido ao erro em LE é

$$\begin{aligned} \Delta LE &= [El/Fe](LE; T; [Fe/H]; \xi; \log g) \\ &- [El/Fe](LE = LE + 2, 1; T; [Fe/H]; \xi; \log g), \end{aligned} \quad (3.18)$$

onde a primeira razão de abundâncias refere-se, obviamente, ao cálculo com os parâmetros atmosféricos espectroscópicos da estrela (apresentados em 3.4) e a LE corrigida pela equação 3.12, conforme explicamos na seção 3.2.5; a segunda razão refere-se ao cálculo utilizando LE's somadas do erro em LE (que é  $2,1m\text{\AA}$ , conforme calculamos na seção 3.2.6).

## 3.7 Temperatura Efetiva: Obtenções Independentes

Além da temperatura efetiva obtida através do equilíbrio de excitação de mais de 100 linhas do Fe I, utilizamos outros dois critérios independentes para sua obtenção com o intuito de comparar nossas  $T_{ef}^{ex}$  e tornar nossas medidas mais robustas, e utilizar temperaturas efetivas finais melhores para a subsequente análise evolutiva.

### 3.7.1 Calibrações Fotométricas e Respectivos Erros

Um fato bem conhecido é a dependência da temperatura efetiva das estrelas de tipo F até tipo K com a inclinação do contínuo de Paschen (ver por exemplo Gray (1976)). Os

TABELA 3.6: Incertezas nas Abundâncias Calculadas

Razão	N	$\sigma(\text{LE})$ +2,1 mÅ	$\sigma(\text{T})$ +20 K	$\sigma([\text{Fe}/\text{H}])$ +0,06 dex	$\sigma(\xi)$ +0,03 km/s	$\sigma(\log g)$ +0,1 dex	$\sigma(\text{total})$ em dex
[FeI/H]	124	-0,05	-0,02	-0,01	0,00	0,01	0,07
[FeII/H]	15	-0,05	0,01	-0,02	0,01	-0,03	0,08
[SiI/FeI]	14	-0,03	0,01	0,00	0,00	-0,01	0,05
[CaI/FeI]	12	-0,03	0,01	0,00	0,01	0,02	0,05
[ScII/FeI]	6	-0,05	-0,01	0,00	0,00	0,00	0,07
EHF		-0,05	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	0,07
[TiI/FeI]	21	-0,06	0,00	0,01	0,00	0,00	0,08
[TiII/FeII]	9	-0,05	-0,01	-0,01	0,00	0,00	0,07
[VI/FeI]	3	-0,06	0,00	0,01	0,00	0,00	0,09
EHF		-0,07	0,03	0,01	0,00	-0,01	0,10
[CrI/FeI]	20	-0,05	0,00	0,00	0,01	0,01	0,07
[CrII/FeI]	6	-0,05	0,00	0,00	0,00	0,00	0,07
[MnI/FeI]	8	-0,04	0,00	0,00	0,01	0,01	0,06
EHF		-0,03	0,03	0,01	0,00	0,00	0,05
[CoI/FeI]	9	-0,06	0,00	0,00	0,00	-0,01	0,08
EHF		-0,04	0,03	0,00	0,00	-0,01	0,07
[NiI/FeI]	25	-0,05	0,00	0,00	0,00	0,00	0,07
[CuI/FeI]	1	-0,04	0,01	0,00	0,01	0,00	0,06
EHF		-0,04	0,03	0,00	0,01	0,00	0,06
[YI/FeI]	1	-0,07	0,00	0,01	0,00	-0,01	0,10
[YII/FeII]	5	-0,06	-0,01	0,00	0,00	0,00	0,08
[BaII/FeII]	3	-0,03	-0,01	-0,01	0,00	0,03	0,06
[CeII/FeII]	2	-0,06	-0,01	-0,01	0,00	-0,01	0,09

A primeira coluna discrimina a razão de abundância, a segunda o número de linhas utilizadas para averiguar os erros em HD 146233. As demais colunas fornecem os erros associados a cada um dos parâmetros (para maiores detalhes veja o texto). As linhas EHF fornecem os erros considerando a EHF da razão imediatamente acima.

índices de cor ( $B - V$ ), ( $B_t - V_t$ ) e ( $b - y$ ) — referentes ao sistema fotométricos de Johnson, ao catálogo Tycho do satélite HIPPARCOS e ao sistema de Strömgren, respectivamente — são sensíveis à inclinação do contínuo de Paschen, de forma que uma calibração baseada nestes índices é um bom indicativo de temperatura. Para tal, utilizaremos as calibrações

de Porto de Mello (1996). Apresentamos a seguir tais calibrações, com as respectivas incertezas conforme assinalado pelo autor:

$$T_{ef}(B - V) = 7747 - 3016 (B - V) \{1, 0 - 0, 15 [Fe/H]\} \quad \sigma = 65K \quad (3.19)$$

$$T_{ef}(b - y) = 8124 - 5743 (b - y) \{1, 0 - 0, 10 [Fe/H]\} \quad \sigma = 55K \quad (3.20)$$

$$T_{ef}(B_T - V_T) = 7551 - 2406 (B_T - V_T) \{1, 0 - 0, 20 [Fe/H]\} \quad \sigma = 64K \quad (3.21)$$

Na tabela 3.7, apresentamos o resultado obtido. As cores do Sol apresentadas são derivadas de Porto de Mello & da Silva (1997), sendo as cores  $(B_T - V_T)$  e  $(b - y)$ , não obtida no referido trabalho, obtidas utilizando o mesmo método e os mesmos dados. Repare que a concordância entre a temperatura fornecida pelas diferentes cores é excelente, sendo a dispersão interna média  $\sigma = 20K$  (média simples da ultima coluna da tabela 3.7). Este fato, entretanto, não deve ter importância superestimada, pois ele não reflete os erros externos. Ele se deve principalmente ao fato de que as três calibrações estão quantificando a mesma coisa: a inclinação do contínuo de Paschen. Na verdade, esperamos erros externos maiores, na faixa de 2% de  $T_{ef}$ , em virtude das próprias incertezas inerentes às temperaturas utilizadas para a construção da calibração (Blackwell & Lynas-Gray (1994)). A princípio, a incerteza interna formal da temperatura fotométrica foram obtidas através da expressão de Beers (1953):

$$\sigma(T_{ef}^{fot}) = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^N \sigma_i^2}{N^2}}. \quad (3.22)$$

Compondo os valores de  $\sigma$  mostrados nas equações (3.19), (3.20) e (3.21), obtemos um valor de 35 K para o erro na temperatura fotométrica média. Adotamos, entretanto, o valor mais realista de

$$\sigma(T_{ef}^{fot}) = 60K, \quad (3.23)$$

levando em conta o fato de que as  $T_{ef}$ 's usadas na construção das calibrações possuem erro externo de cerca de 1-2 %. A composição de três calibrações com erro de 2% em  $T_{ef}$  fornece o valor de 60 K.

### 3.7.2 Ajuste do Perfil de $H\alpha$ e Respetivos Erros

É bem conhecido o fato do perfil da linha  $H\alpha$  (correspondente à transição entre os níveis quânticos  $n=2$  e  $n=3$  do átomo de hidrogênio) ser um excelente indicador da temperatura

efetiva da estrela. Assim, os espectros obtidos no OPD/LNA foram utilizados como critério independente para a obtenção de  $T_{ef}$ .

A linha  $H\alpha$  é boa para obtenção de temperatura efetiva em virtude de suas asas serem muito sensíveis a variações na temperatura efetiva da estrela e pouco sensíveis aos demais parâmetros atmosféricos, como metalicidade e  $\log g$  (veja Fuhrmann et al. (1994) por exemplo). Na figura 3.34, reproduzimos uma figura de Fuhrmann et al. (1993) que ilustra muito bem este fato.

Os programas utilizados para cálculo dos perfis teóricos são rotinas de Praderie (1967), gentilmente postos à disposição do grupo pela autora. Estas rotinas levam em conta os alargamentos radiativo, Doppler, Stark e de ressonância (sendo este último o mecanismo preponderante) através da teoria quase-estática. Por questão de consistência interna, os modelos atmosféricos utilizados são os mesmos utilizados para derivação dos parâmetros atmosféricos, calculados com os parâmetros atmosférico espectroscópicos encontrados (tabela 3.4).

De maneira geral, para a obtenção da temperatura efetiva via perfis  $H\alpha$ , utilizamos um programa apresentado em Lyra & Porto de Mello (2005), desenvolvido pelos autores. Este programa utiliza janelas menos contaminadas por linhas telúricas entre  $\lambda 6556$ - $\lambda 6562$  (asa azul) e  $\lambda 6564$ - $\lambda 6569$  (asa vermelha) para interpolar a temperatura fornecida pixel a pixel do espectro observado. O espectro é comparado e interpolado utilizando-se uma rede de 5 espectros teóricos calculados em torno da temperatura de excitação — um espectro com temperatura  $T=T_{ef}^{exc}$  e mais 4 espectros com temperaturas em torno dela ( $T_{ef}^{exc} + 100$ ,  $T_{ef}^{exc} + 50$ ,  $T_{ef}^{exc} - 50$  e  $T_{ef}^{exc} - 100$ ). É feita, então, uma média das temperaturas efetivas fornecidas por cada pixel utilizado, considerando um peso 2 para os pixel da asa vermelha (que é a mais livre de linhas telúricas, e, portanto, a mais confiável). Em seguida o programa elimina os pixel cuja temperatura esteja fora de  $2\sigma$  da média, além de realizar o teste Kolmogorov-Smirnov, e recalcula a média até a completa convergência.

As temperaturas calculadas pelo código foram inspecionadas através de comparação direta (realizada visualmente) comparando o espectro observado com o espectro teórico calculado com a temperatura obtida pelo programa (veja a figura 3.33). Verificamos que, para alguns espectros (geralmente de S/R baixo) o programa não foi capaz de calcular a temperatura satisfatoriamente: (a) No primeiro caso, o programa, ao excluir os  $2\sigma$  sucessivamente, acaba por excluir pontos demais do espectro (nestes casos, geralmente, restam 10 ou menos pontos), de forma que a temperatura obtida através da média fornecida por cada pixel fica visivelmente ruim quando comparada à melhor solução (obtida visualmente). (b) No outro caso, o  $\sigma$  entre os diferentes pixels fica muito alto ( $\gtrsim 100$  K),

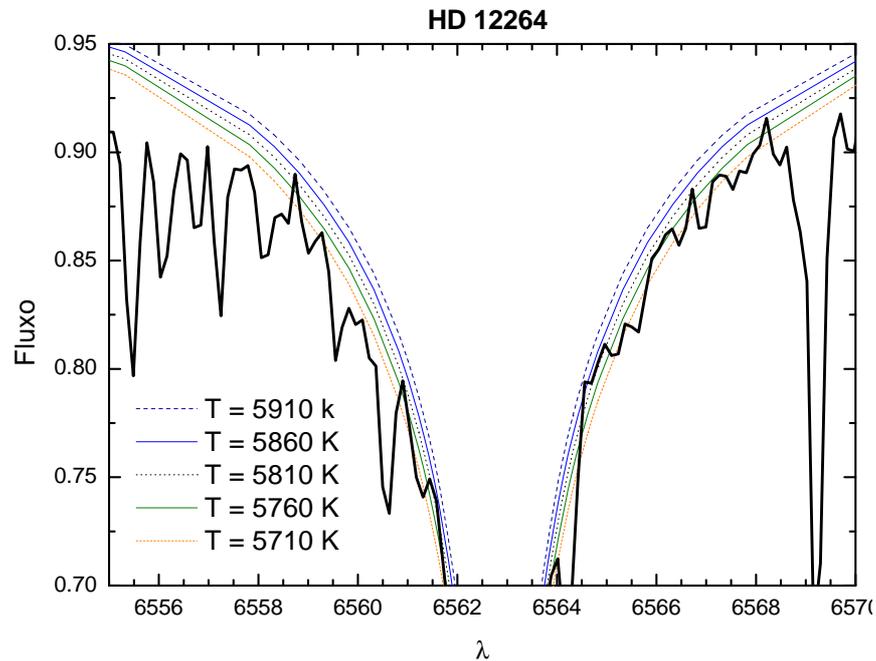


FIGURA 3.33: Ajuste de  $H\alpha$  para determinação Independente de  $T_{ef}$ .

mas ocorre a convergência ainda para um número grande de pixels. Neste caso, entretanto, verificamos que o programa não foi capaz de excluir pixels visivelmente rebaixados por contaminações telúricas e/ou ruídos. Assim, a rotina acaba por utilizar tais pixels (que possuem temperatura mais baixa), contaminando a temperatura final. Em ambos os casos, realizamos a interpolação manualmente, considerando apenas os melhores pixels disponíveis dentre aquelas janelas utilizadas pelo programa.

Mostramos ao final da seção as temperaturas obtidas através do ajuste de  $H\alpha$ . Estimamos os erros através da composição quadrática das diferentes fontes de erro que influenciam o processo. São eles: (a) Erros no cálculo dos perfis teóricos em virtude das incertezas nos parâmetros atmosféricos adotados. (b) Erros introduzidos em virtude da normalização do espectro  $H\alpha$ . Os erros do tipo (a) foram estimados calculando os espectros teóricos com cada um dos parâmetros atmosféricos adotados deslocado de suas respectivas incertezas e verificando o efeito no cálculo de  $T_{ef}$ . Já o erro devido ao contínuo,

foi estimado em 40 K. Obtivemos os seguintes valores:

$$\sigma_{\log g}(T_{ef}) = 10K \quad (3.24)$$

$$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}(T_{ef}) = 3K \quad (3.25)$$

$$\sigma_{\xi}(T_{ef}) = 2K \quad (3.26)$$

$$\sigma_{cont}(T_{ef}) = 40K \quad (3.27)$$

A composição quadrática destes erros, forneceu um valor de 40 K. Entretanto, nossos espectros foram grandemente influenciados por linhas telúricas (figura 3.36), e uma avaliação independente do erro feito através do desvio padrão fornecido pelos diferentes pixels utilizados em cada espectro, forneceu um valor de 60 K, valor este que adotamos.

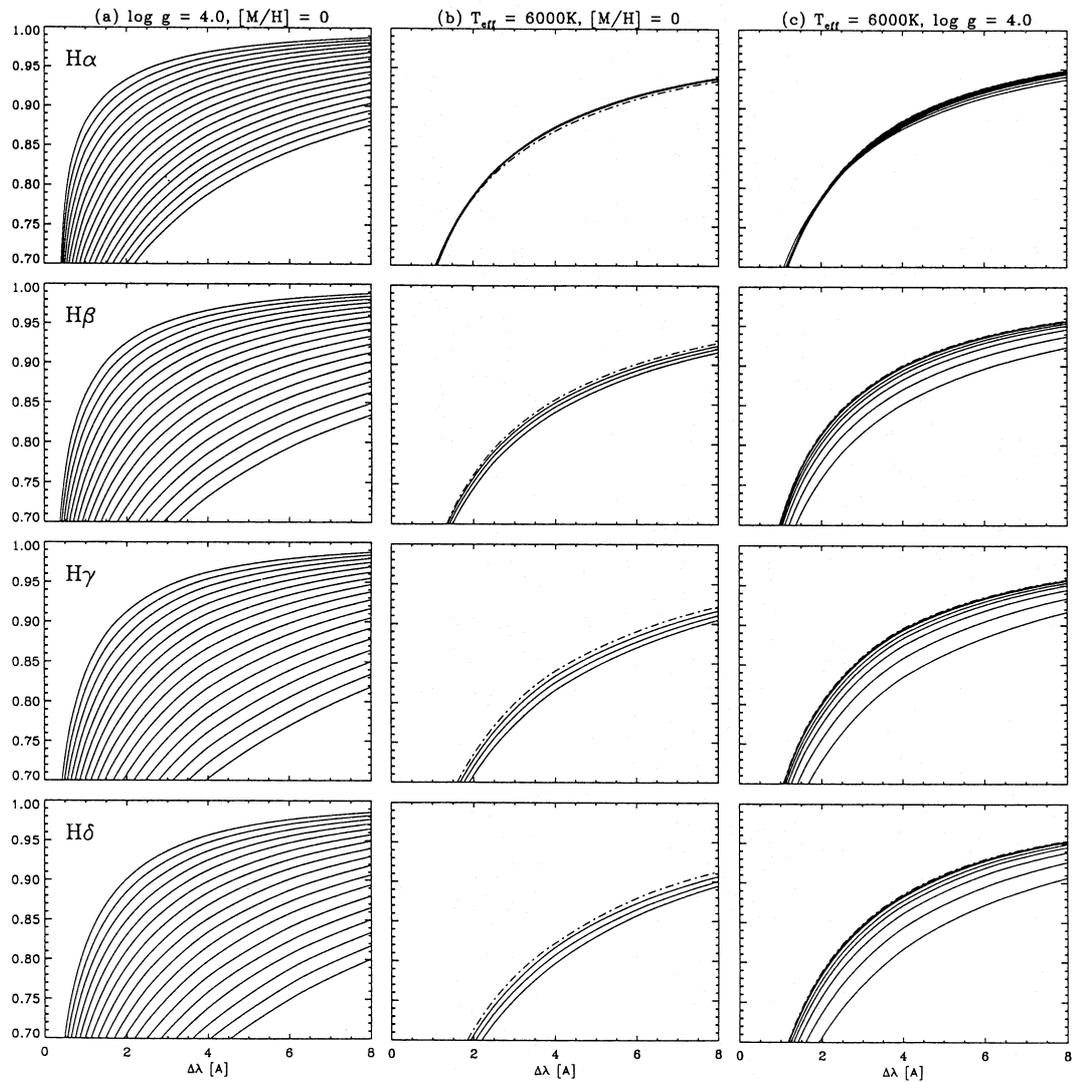


FIGURA 3.34: Influência dos Parâmetros Atmosféricos em  $H\alpha$ . (a) variando a  $T_{\text{eff}}$  de 5.000 K (acima) a 6.700 K (abaixo), com incremento de 100 K. (b) variando a gravidade superficial  $\text{Log } g$  de 3,0 a 4,5 (linha traço-pontilhada), com  $\Delta \text{Log } g = 0,5$ . (c) variando a metalicidade  $[\text{Fe}/\text{H}]$  de -3,5 (acima) a 0,0 (abaixo).

TABELA 3.7: Temperaturas derivadas Através dos Índices de Cor

HD	$(B - V)$	$(B_t - V_t)$	$(b - y)$	$T(B - V)$	$T(B_T - V_T)$	$T(b - y)$	$T_{med}$	$\sigma$
				K	K	K	K	
(Sol)	0,654	0,733	0,407	–	–	–	5780	0
(BD+15 3364)	0,647	0,733	0,411	5799	5791	5766	5783	14
6512	0,656	0,746	0,407	5814	5811	5822	5816	5
8291	0,638	0,736	–	5810	5764	–	5787	–
8291	0,638	0,736	–	5824	5781	–	5802	–
12264	0,660	0,736	0,401	5767	5793	5829	5800	26
28471	0,650	0,717	0,399	5799	5840	5842	5829	19
32963	0,664	0,743	0,403	5764	5786	5824	5795	26
66653	0,655	0,726	0,400	5813	5854	5859	5844	20
68168	0,667	0,729	0,419	5775	5843	5749	5785	40
71334	0,643	0,746	0,408	5785	5728	5762	5758	22
88072	0,647	0,753	0,404	5803	5749	5810	5790	27
88084	0,649	0,712	0,399	5810	5862	5849	5842	21
98649	0,658	0,741	0,405	5747	5749	5786	5763	19
98649	0,658	0,741	0,405	5757	5761	5794	5773	17
117939	0,669	0,738	0,409	5679	5716	5736	5713	24
118598	0,652	0,721	0,407	5772	5806	5780	5785	14
138573	0,656	0,745	0,413	5766	5756	5750	5757	7
146233	0,652	0,736	0,400	5792	5794	5836	5810	21
146233	0,652	0,736	0,400	5801	5805	5843	5819	20
150248	0,653	0,740	0,412	5784	5778	5763	5774	9
159656	0,641	0,711	0,410	5840	5871	5791	5829	34
164595	0,635	0,722	0,404	5816	5795	5791	5799	11
207043	0,660	0,737	0,410	5767	5790	5777	5778	9
216436	0,676	0,740	0,415	5692	5752	5728	5725	23
221343	0,657	0,733	0,404	5798	5826	5829	5819	14

Apresentamos na primeira coluna o número HD da estrela, nas seis seguintes as cores e respectivas temperaturas fornecidas por cada cor e, por fim, a temperatura média e a dispersão observada entre as três medidas. A fotometria uvby foi tomada de Olsen (1983), Olsen (1993) e Olsen (1994), e transformada quando necessário para o sistema de Olsen (1983).  $(B - V)$  e  $(B_T - V_T)$  foram tomadas do HIPPARCOS.

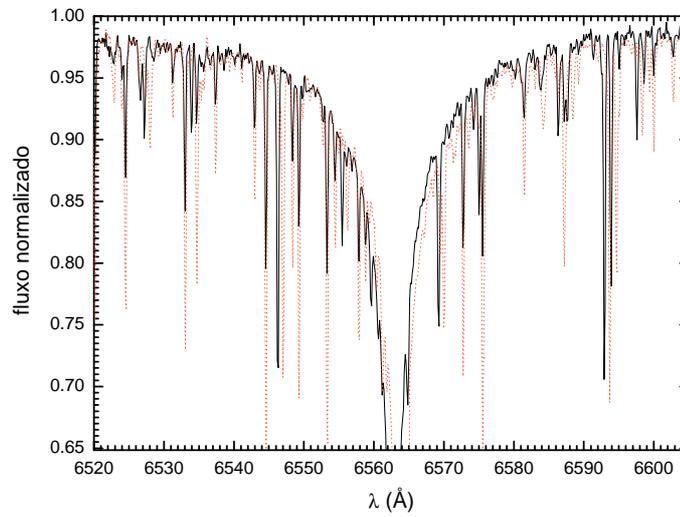


FIGURA 3.35: Espectro  $H\alpha$  Afetado Por Linhas Telúricas. Comparação entre dois espectros do mesmo objeto, em épocas do ano diferentes, sendo uma no verão e outra no inverno. O espectro foi deslocado para que as linhas telúricas caíssem no mesmo comprimento de onda.

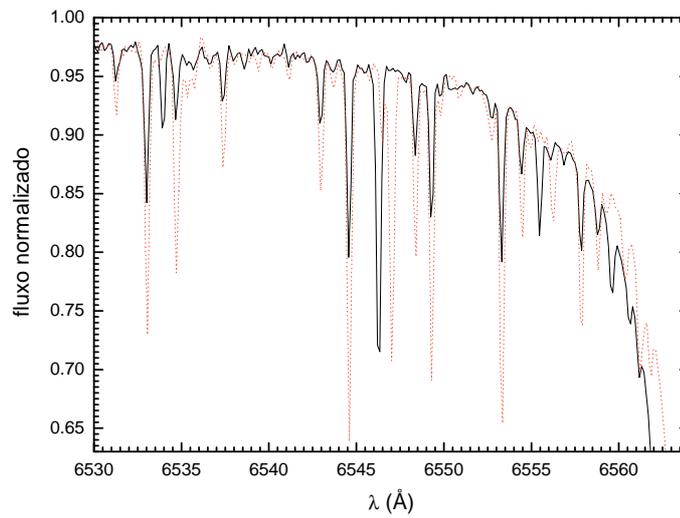


FIGURA 3.36: O mesmo que antes, ampliando a asa azul de  $H\alpha$ . Vê-se claramente linhas telúricas de intensidade muito maior no espectro pontilhado (obtido no verão).

### 3.7.3 Temperatura Efetiva Adotada e Respetivo Erro

Obtivemos a temperatura efetiva das estrelas das amostra através de três critérios independentes. Apresentamos na tabela 3.8 as temperaturas obtidas através dos destes diferentes métodos, bem como a temperatura final adotada calculada através da média ponderada pelo inverso das incertezas, isto é:

$$T_{ef} = \frac{\frac{T_{ef}^{ion}}{\sigma_{ion}^2} + \frac{T_{ef}^{fot}}{\sigma_{fot}^2} + \frac{T_{ef}^{H\alpha}}{\sigma_{H\alpha}^2}}{1/\sigma_{ion}^2 + 1/\sigma_{fot}^2 + 1/\sigma_{H\alpha}^2} \quad (3.28)$$

A incerteza total foi calculada através da fórmula:

$$\begin{aligned} \sigma(T_{ef}) &= \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^N \sigma_i^2}{N^2}} \\ &= \sqrt{\frac{20^2 + 60^2 + 60^2}{3^2}} = 29K \end{aligned} \quad (3.29)$$

Assim, o erro adotado foi de  $\sigma(T_{ef}) = 30K$ .

Chamamos a atenção para o fato de as temperaturas concordam entre as diferentes missões em que as estrelas HD 8291, HD 98649 e HD 146233 foram observadas, mostrando a repetibilidade de todo o processo.

TABELA 3.8: Temperaturas Pelos diferentes Métodos:  
Temperatura Final Adotada

HD	$T_{ef}$ (fot)	$T_{ef}$ (esp)	$T_{ef}$ ( $H\alpha$ )	$T_{ef}$ (média)
	K	K	K	K
(BD+15 3364)	5780	5730	5770	5740
6512	5820	5900	–	5890
8291 - FEV 01	5790	5770	5810	5780
8291 - SET 01	5800	5820	5810	5820
12264	5800	5830	5810	5830
28471	5830	5830	5740	5820
32963	5800	5790	–	5790
66653	5840	5870	–	5870
68168	5790	5770	–	5770
71334	5760	5700	5730	5710
88072	5790	5790	–	5790
88084	5840	5820	5820	5820
98649 - FEV 01	5760	5710	5790	5720
98649 - AGO 01	5770	5710	5790	5720
117939	5710	5700	5650	5700
118598	5790	5740	5730	5740
138573	5760	5740	5740	5740
146233 - AGO 99	5810	5800	5780	5800
146233 - AGO01	5820	5840	5780	5830
150248	5770	5800	5740	5790
159656	5830	5870	5850	5860
164595	5800	5760	5770	5760
207043	5780	5810	5750	5800
216436	5750	5710	5770	5720
221343	5820	5860	5790	5850

Mostramos o resultado das temperaturas obtidas para todas as estrelas e a média calculada conforme explica o texto. Repare o bom acordo entre as diferentes missões das estrelas observadas mais de uma vez. Os valores de  $T_{ef}$  foram arredondados para a dezena.

# Capítulo 4

## Análise Cinemática e Evolutiva

### 4.1 Caracterização Cinemática

#### 4.1.1 Velocidades Radiais

Para obtenção das velocidades radiais, seguimos exatamente o procedimento descrito no tópico *Correção da Velocidade Radial*. Sumarizando o procedimento utilizado: foram utilizadas linhas do Fe I suficientemente isoladas; para cada uma destas linhas, calculamos a velocidade radial correspondente utilizando a fórmula (2.1); tomamos a média dos valores para cada linha como a velocidade radial da estrela e a dispersão como o erro típico. Para maiores detalhes, recorrer a seção citada. Na tabela 4.1, apresentamos os valores obtidos, com os respectivos erros, em comparação com os valores da literatura e na figura 4.1 apresentamos um gráfico comparando as nossas velocidades radiais com as da literatura.

Obtivemos as velocidades radiais de todas as estrelas com a exceção da HD 159656, para qual houve perda de informação no processo de redução *on-line*, de forma que não foi possível obter sua velocidade radial a partir de seus espectros FEROS. Entretanto, o erro de sua velocidade radial encontrada na literatura é suficientemente baixo, de forma que sua utilização é plenamente satisfatória.

TABELA 4.1: Comparação entre as Velocidades Radiais Obtidas com os Espectros FEROS e as da Literatura

HD	$V_{rad}$ (liter.) Km/s	Erro	$V_{rad}$ (nosso) Km/s	$\sigma(V_{rad})$
(bd+15 3364)	13,1	10,6	25,90	0,10
6512	9,9	0,2	10,90	0,08
8291	–	–	6,99	0,14
12264	19,1	0,1	19,70	0,11
28471	52,7	2	55,16	0,10
32963	-62,9	2	-62,30	0,10
66653	25,7	5	23,25	0,06
68168	8,5	2	9,37	0,08
71334	16	5	17,50	0,08
88072	-18,4	0,1	-17,50	0,11
88084	-23,4	0,1	-22,63	0,16
98649	3,8	0,2	4,41	0,10
117939	83,6	2	82,41	0,09
118598	-0,4	0,5	-5,11	0,06
138573	-33	5	-35,54	0,07
146233	10,6	2	11,97	0,09
150248	65,9	0,9	67,26	0,09
159656	2,4	2,3	–	–
164595	7,2	2	2,49	0,12
207043	-0,3	0,1	0,69	0,10
216436	-0,9	0,1	0,02	0,08
221343	20,1	0,2	20,48	0,11

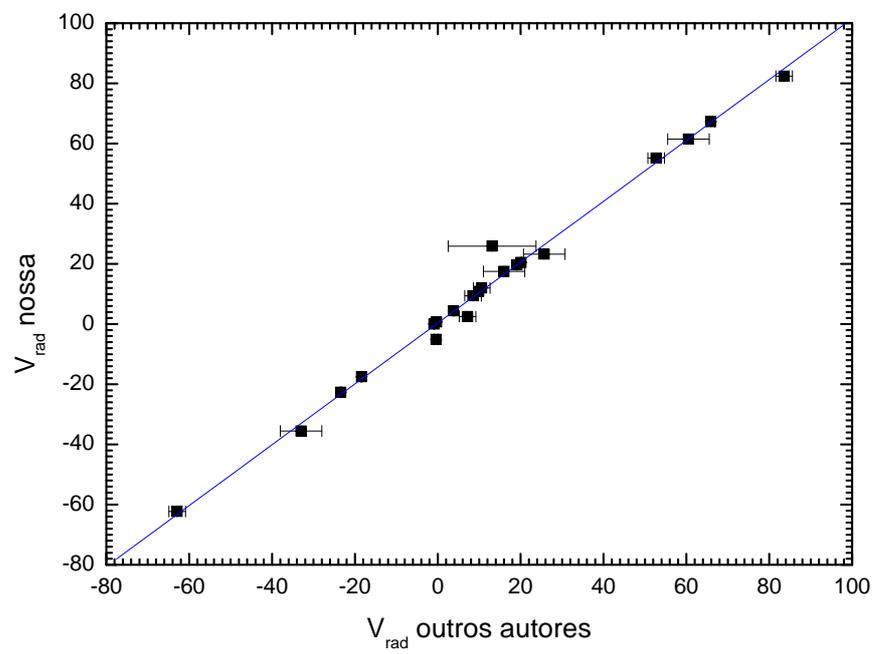


FIGURA 4.1: Comparação entre as velocidades radiais obtidas com os espectros FEROS e as de outros autores. As velocidades são dadas em Km/s.

### 4.1.2 Movimento Próprio e Paralaxes

O movimento próprio das estrelas, em conjunto com a sua distância (ou, equivalentemente, sua paralaxe), informa as componentes da velocidade perpendiculares à radial (nas direções  $\hat{\theta}$  e  $\hat{\phi}$  das coordenadas esféricas). Os dados utilizados são provenientes do satélite HIPPARCOS.

TABELA 4.2: Movimentos Próprios e Paralaxes Extraídos do HIPPARCOS e Respectivos Erros

HD	$\mu_\alpha$ "/ano	$\sigma(\mu_\alpha)$	$\mu_\delta$ "/ano	$\sigma(\mu_\delta)$	$\pi$ "	$\sigma(\pi)$
(BD+15 3364)	-0,0624200	0,0009300	-0,1878200	0,0007200	0,0167300	0,0011600
6512	+0,1652200	0,0010400	-0,0143200	0,0007600	0,0208400	0,0010000
8291	+0,0443600	0,0012900	-0,1595500	0,0009400	0,0170600	0,0011900
12264	+0,0486800	0,0009700	-0,0209100	0,0007400	0,0228000	0,0011800
28471	-0,0612800	0,0005100	0,3216000	0,0007400	0,0231300	0,0006400
32963	-0,0691700	0,0009900	-0,0669600	0,0005600	0,0283800	0,0010800
66653	-0,1223700	0,0005700	+0,2310200	0,0004600	0,0276200	0,0005900
68168	-0,0407100	0,0010400	-0,2585200	0,0007700	0,0294500	0,0010200
71334	+0,1392200	0,0004800	-0,2913800	0,0006400	0,0257400	0,0008600
88072	-0,2034800	0,0010100	-0,0078200	0,0006700	0,0269600	0,0009700
88084	-0,0933000	0,0008300	-0,1971500	0,0006100	0,0283700	0,0008200
98649	-0,1996000	0,0007300	-0,1775400	0,0006600	0,0233800	0,0010000
117939	+0,4460300	0,0007200	-0,3926700	0,0005700	0,0330800	0,0008400
118598	-0,1946700	0,0011600	+0,0897700	0,0007300	0,0205700	0,0009900
138573	-0,0060900	0,0008800	+0,1586900	0,0006400	0,0323500	0,0008500
146233	+0,2321600	0,0010400	-0,4958400	0,0007200	0,0713000	0,0008900
150248	+0,0702500	0,0008200	-0,0945400	0,0006900	0,0351800	0,0010100
159656	+0,1820700	0,0011100	-0,3577500	0,0008500	0,0298000	0,0009300
164595	-0,1393800	0,0005600	0,1733400	0,0006000	0,0345700	0,0007300
207043	+0,1016400	0,0008600	-0,0875300	0,0005400	0,0294300	0,0008900
216436	+0,3195300	0,0007200	-0,2054000	0,0006900	0,0161400	0,0009700
221343	+0,1049300	0,0006900	-0,0516300	0,0007100	0,0190600	0,0010600

### 4.1.3 Determinação da Velocidade Galáctica

A velocidade galáctica de uma estrela é definida pelas componentes  $U$ ,  $V$  e  $W$  que são, respectivamente, a velocidade na direção do centro galáctico, a velocidade de rotação galáctica e a velocidade na direção do pólo norte galáctico. Para obter a velocidade galáctica das estrelas, é feita uma transformação de coordenadas. Na verdade, o sistema de eixos ortogonais definido pelos vetores velocidade radial, movimento próprio em  $\hat{\theta}$  e movimento próprio em  $\hat{\phi}$  (em conjunto com a paralaxe, é claro) é rotacionado para o sistema de vetores  $U V W$ , isto é, é realizada uma transformação ortogonal de coordenadas. Para realizar esta transformação para todas as nossas estrelas, utilizamos um programa desenvolvido por Eduardo del Peloso (Observatório Nacional, RJ), que lança mão de equações de transformação de Wooley et al. (1970). Este programa utiliza diretamente como dados de entrada as velocidades radiais, os movimentos próprios e a paralaxes das estrelas. Na tabela 4.3, apresentamos as componentes das velocidades galácticas das estrelas, com os respectivos erros, tanto em relação ao Sol com em relação ao padrão local de repouso (PRL). Nos gráficos 4.2 e 4.3, mostramos os padrões cinemáticos dos objetos.

Com respeito ao padrão cinemático de nossa amostra, duas coisas chamaram a nossa atenção. A primeira delas pode ser vista a partir do gráfico 4.2: as estrelas da nossa amostra se movem mais lentamente que Sol com respeito à rotação galáctica; apenas 3 das 22 estrelas apresentam uma velocidade maior que a solar. Este resultado já foi notado por Delhaye (1965). Além disso, sabemos que a excentricidade da órbita do Sol é pequena, estando ele próximo da zona de co-rotação galáctica (Lépine et al. (2001)), isto é se movem em conjunto com os braços espirais galácticos. Embora não tenhamos calculado a excentricidade das órbitas galácticas das estrelas de nossa amostra, o fato de elas possuírem componentes  $V$  de rotação galáctica bastante diferentes da do Sol, estando todas elas na vizinhança solar, mostra que a excentricidade da órbita destas estrelas deve ser sensivelmente maior que a do Sol. Assim, mesmo dentre uma amostra de estrelas candidatas a gêmeas, com parâmetros atmosféricos muito semelhantes solares, e portanto também, em princípio, idades, o Sol se mostra atípico nesta característica.

A segunda característica curiosa é que quase todas as estrelas possuem a tendência inversa do Sol em seus movimentos perpendiculares ao disco, embora isto pareça apenas uma coincidência em virtude de nossa pequena amostra. Tomadas em conjunto, as velocidades das estrelas são compatíveis com uma pertinência ao disco fino da Galáxia, ou, em alguns casos, possivelmente ao disco espesso.

TABELA 4.3: Velocidades Galácticas das Estrelas

HD	U	$U_{\odot}$	$\sigma(U)$	V	$V_{\odot}$	$\sigma(V)$	W	$W_{\odot}$	$\sigma(W)$
	Km/s			Km/s			Km/s		
SOL	10			5,3			7,2		
6512	-23,2	-33,2	1,5	-12,1	-17,4	1,3	-1,1	-8,3	0,4
8291	17,9	7,9	0,9	-31,8	-37,1	2,8	-19,9	-27,1	1,5
12264	-1,7	-11,7	0,5	-3,9	-9,2	0,8	-9,7	-16,9	0,4
28471	-46,8	-56,8	1,7	-24,2	-29,5	0,8	-50,5	-57,7	0,9
32963	73,6	63,6	0,4	-0,5	-5,8	0,6	1,5	-5,7	0,7
66653	-34,6	-44,6	1,0	-12,4	-17,7	0,6	11,8	4,6	0,4
68168	10,1	0,1	0,5	-34,8	-40,1	1,4	-8,7	-15,9	0,8
71334	57,0	47,0	1,9	-31,4	-36,7	0,9	-4,0	-11,2	0,5
88072	-11,3	-21,3	1,1	9,0	3,7	0,7	-26,2	-33,4	0,9
88084	21,4	11,4	0,4	3,3	-2,0	0,9	-33,9	-41,1	0,9
98649	-4,6	-14,6	0,9	-28,2	-33,5	1,5	-29,8	-37,0	1,8
117939	106,5	96,5	1,5	-43,9	-49,2	0,7	-19,5	-26,7	1,6
118598	-30,4	-40,4	2,0	-5,1	-10,4	1,0	27,3	20,1	1,2
138573	-27,0	-37,0	0,5	14,3	9,0	0,8	-11,7	-18,9	0,4
146233	37,4	27,4	0,4	-9,4	-14,7	0,7	-15,1	-22,3	0,5
150248	71,2	61,2	0,4	-23,4	-28,7	0,6	-5,5	-12,7	0,6
153364	67,2	57,2	2,7	-17,6	-22,9	2,8	8,7	1,5	0,6
159656	-0,4	-10,4	2,3	-30,4	-35,7	1,3	-41,0	-48,2	1,8
164595	-8,0	-18,0	0,5	9,1	3,8	0,6	29,7	22,5	0,6
207043	2,2	-7,8	0,6	-9,6	-14,9	0,8	3,5	-3,7	0,5
216436	-22,1	-32,1	4,7	-57,9	-63,2	4,8	20,8	13,6	0,7
221343	8,3	-1,7	1,2	-17,7	-23,0	1,3	-10,0	-17,2	0,4

UVW são as componentes em relação ao padrão local de repouso (PLR) e  $U_{\odot}V_{\odot}W_{\odot}$ , em relação ao Sol. Para maiores detalhes vide texto.

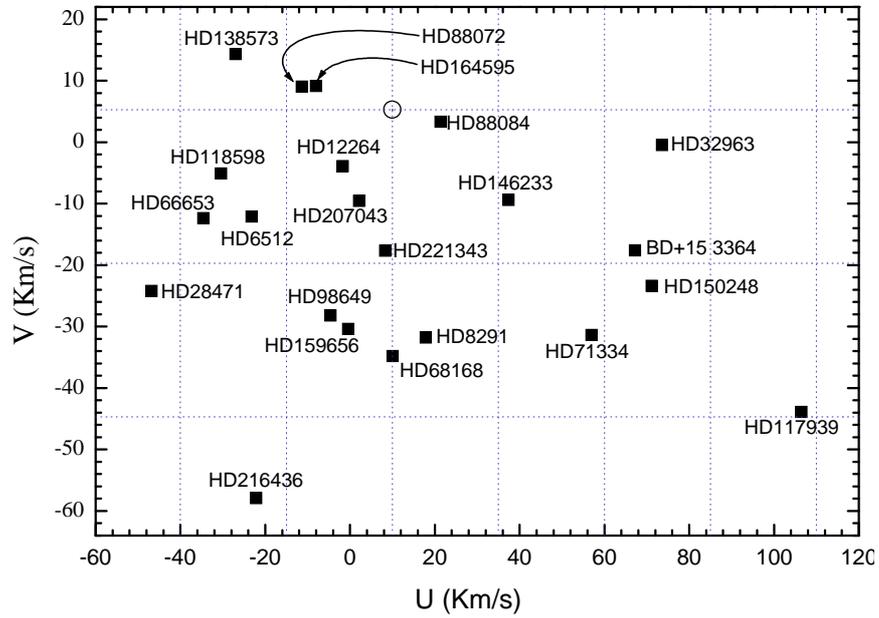


FIGURA 4.2: Velocidade Galáctica:  $V$  vs.  $U$ . Os valores mostrados são em relação ao PLR.

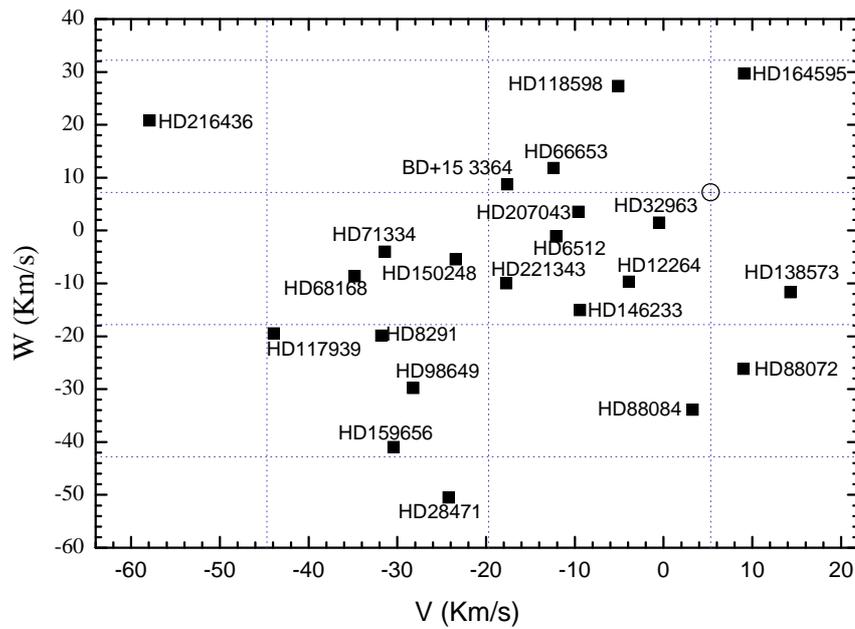


FIGURA 4.3: Velocidade Galáctica:  $W$  vs.  $V$ .

## 4.2 Estado Evolutivo

O problema da determinação dos parâmetros evolutivos massa e idade de estrelas é um problema que em si poderia ser tema de uma dissertação. Aqui estamos interessados apenas em utilizar métodos bem estabelecidos que apresentem os melhores resultados possíveis. A forma padrão e mais elegante de se obter a massa e a idade de uma estrela é através da comparação de trajetórias teóricas de massas constantes (isóbaras) e de idades constantes (isócronas) com a posição das estrelas no diagrama HR. Esta é, sem dúvida, uma forma muito elegante. Tanto as isóbaras (doravante referenciada como trajetórias evolutivas) como as isócronas devem ser calculadas para uma metalicidade específica. Além disso, obviamente, elas dependem de modelos de evolução estelar. Dependendo da região ocupada pela estrela no diagrama HR, este método pode fornecer uma grande incerteza em virtude do erro na  $T_{ef}$ , mesmo tendo sido reduzidos enormemente os erros em luminosidade, em virtude das paralaxes mais acuradas fornecidas pelo satélite HIPPARCOS.

Não existe um caminho mais fundamental para cálculo da idade de uma estrela do que a comparação com trajetórias teóricas isócronas, exceto para o Sol em que datação radioativa em meteoritos é possível. O caso ideal para utilização de isócronas é em aglomerados de estrelas, onde as estrelas se formam todas num curto intervalo de tempo. Para massa, entretanto, um cálculo mais fundamental é possível, somente em sistemas binários, através da utilização direta de uma teoria de gravitação. Entretanto, estamos buscando estrelas gêmeas e deliberadamente não temos nenhuma estrela deste tipo em nossa amostra. Além disso, a obtenção da massa estelar baseada em astrosismologia também é uma possibilidade que recentemente tem se tornado possível tecnicamente, exigindo porém dados de altíssima qualidade, e portanto limitada a sua aplicação a poucas estrelas.

Existem alguns indicadores indiretos do estado evolutivo de uma estrela. Por exemplo, a abundância do elemento lítio já foi extensamente considerada na literatura como um indicador de idade: quanto maior é a sua depleção, mais tempo a estrela precisou para “consumir” a quantidade que aparece a menos do que se espera. Também é bem conhecido que a atividade cromosférica e a idade são fortemente correlacionados, de forma que esperamos que estrelas jovens sejam mais magneticamente ativas que estrelas velhas.

### 4.2.1 Parâmetros Evolutivos via Diagramas Teóricos

Primeiro iremos obter a massa e a idade das estrelas de nossa amostra, utilizando diagramas HR teóricos evolutivos ( $\log L/L_{\odot}$  vs.  $\log T_{ef}$ ). Da massa obtida, calculamos prontamente a gravidade superficial, através de uma conhecida expressão.

Para obter massa e idade, primeiro precisamos da temperatura  $T_{ef}$  e luminosidade  $L$  de todas as estrelas para localizá-las no diagrama HR. A  $T_{ef}$  utilizada foi a descrita na seção 3.7.3, sendo que para as estrelas analisadas separadamente em cada missão em que foram observadas utilizamos a média simples entre as missões. A luminosidade  $L$  foi calculada a partir do índice de cor  $V$  e da paralaxe do HIPPARCOS e da correção bolométrica para todos os objetos. Sabemos que a luminosidade se relaciona com a magnitude bolométrica absoluta ( $M_{bol}$ ), que é uma medida de magnitude absoluta referente à luminosidade integrada em todos os comprimentos de onda da estrela. A relação entre a luminosidade e a magnitude bolométrica é dada pela expressão:

$$M_{bol} - M_{bol}^{\odot} = -2,5 \log\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right). \quad (4.1)$$

Entretanto, a magnitude bolométrica  $M_{bol}$  é uma grandeza que encontra algumas dificuldades práticas para ser medida. Na superfície da Terra ela não pode ser medida uma vez que a atmosfera não é transparente em todos os comprimentos de onda e grande parte da energia proveniente da estrela é atenuada ao passar através dela. Assim, recorre-se à chamada correção bolométrica, que é uma medida da diferença entre a magnitude bolométrica e a magnitude na banda  $V$  ( $M_V$  do sistema UBV de Johnson), que pode ser facilmente medida na superfície da Terra. Temos, portanto, que

$$M_{bol} = M_V + CB. \quad (4.2)$$

Por fim, é claro que a magnitude absoluta  $M_V$  relaciona-se com a magnitude aparente  $V$  e a distância da estrela (ou a equivalentemente a paralaxe  $\pi$ ). A conhecida expressão é dada por

$$M_V = V + 5 + 5 \log\pi. \quad (4.3)$$

Das expressões (4.1), (4.2) e (4.3), facilmente chegamos à expressão que nos permitirá calcular a luminosidade das estrelas se conhecidas a magnitude aparente  $V$ , a magnitude bolométrica do Sol  $M_{bol}^{\odot}$ , a correção bolométrica  $CB$  e a paralaxe das estrelas:

$$\log\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right) = -0,4 (V + 5 + 5 \log\pi + CB - M_{bol}^{\odot}). \quad (4.4)$$

Obtemos a  $CB$  através da calibração de Habets & Heintze (1981).

### Massa

Para obtenção das massas, via diagrama HR teórico, dividimos as estrelas em faixas de metalicidade de 0,05 dex de intervalo. Por exemplo, estrelas com metalicidade entre -0,025 e +0,025 são agrupadas em um mesmo diagrama, utilizando a mesma grade de trajetórias teóricas calculadas considerando  $[Fe/H] = 0$ . As trajetórias teóricas utilizadas são de Yi et al. (2003) e Kim et al. (2002).

A seguir mostramos os diferentes diagramas para cada faixa de metalicidade. Ao final do seção 5.1.2, apresentaremos uma tabela com os resultados obtidos para todos os parâmetros evolutivos e a estimativa das respectivas incertezas. Mas antes mostremos um interessante gráfico incluindo, nas trajetórias calculadas para  $[Fe/H]=0$ , todas as estrelas que possuam metalicidade zero dentro do erro, isto é cuja metalicidade esteja entre  $-0,06 < [Fe/H] < 0,06$ , excluindo aquelas que possuem metalicidade entre  $-0,025 < [Fe/H] < 0,025$  (uma vez que tais estrelas já serão mostradas na figura 4.5 e, assim, gostaríamos de não sobrecarregar a figura).

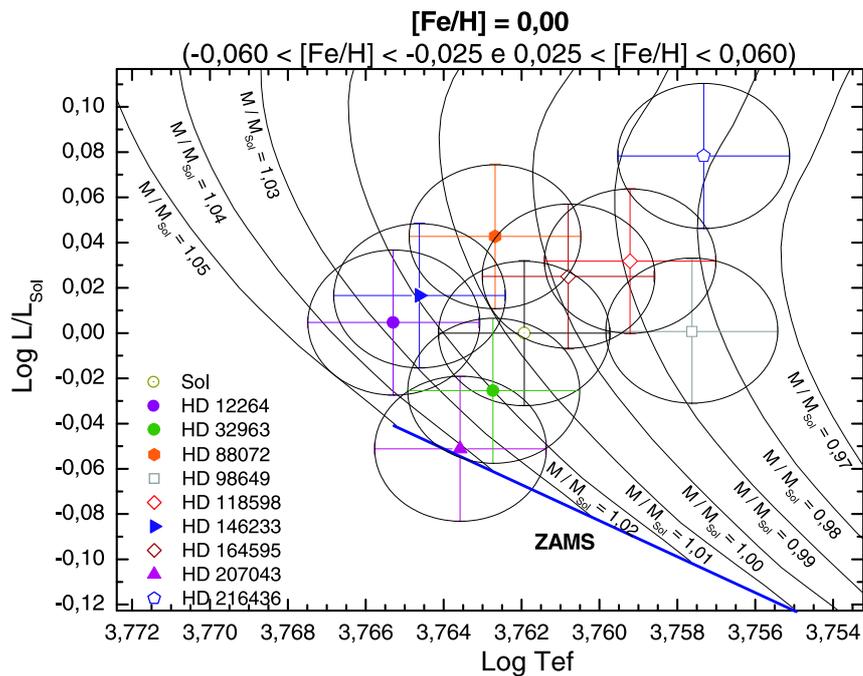


FIGURA 4.4: Trajetórias Evolutivas para  $[Fe/H]=0,00$ . Todas as estrelas de metalicidade entre -0,06 e 0,06 juntas no diagrama de  $[Fe/H] = 0$ .

Passemos, agora, aos gráficos utilizados para a interpolação da massa, por faixa de metalicidade de 0,05 de intervalo. Ao final, na tabela 4.4, apresentamos conjuntamente

o resultado completo obtido para os parâmetros evolutivos das estrelas da amostra. Chamamos a atenção para o fato de que a massa obtida para o Sol foi 1,01 massas solares, assim realizamos a correção de ponto zero subtraindo de todas as massas obtidas o valor de 0,01 massas solares.

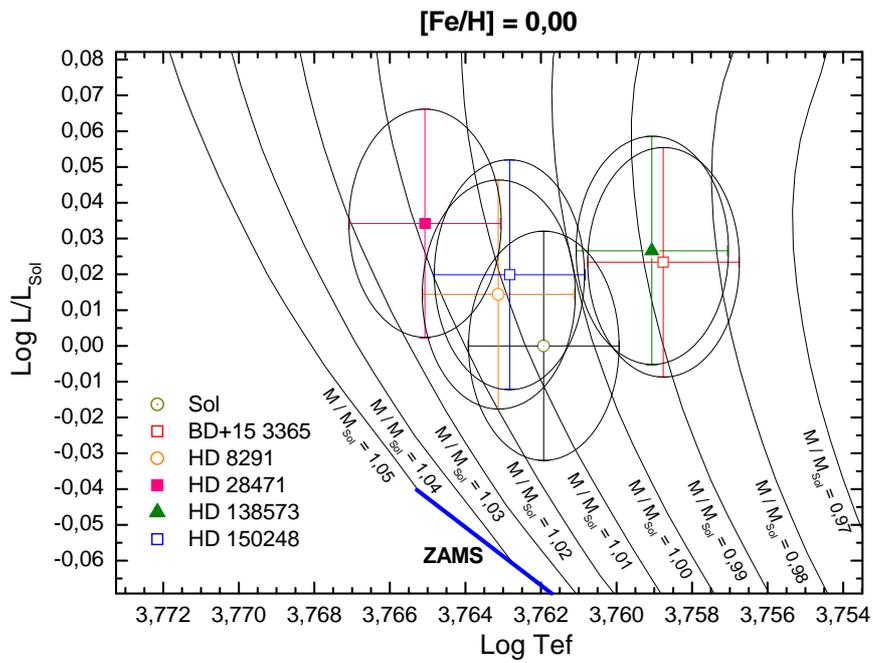


FIGURA 4.5: Trajetórias Evolutivas para  $[Fe/H]=0,00$

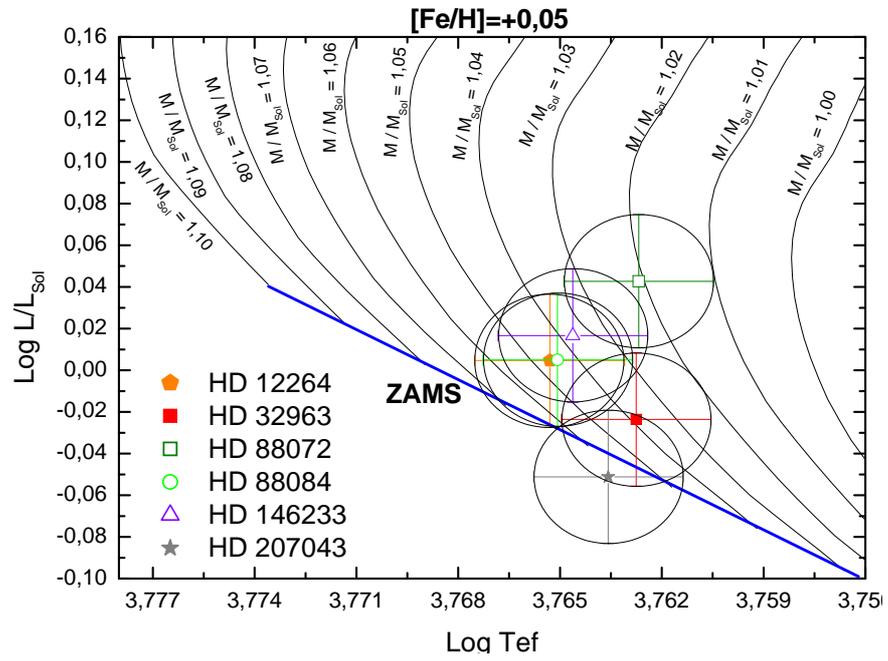


FIGURA 4.6: Trajetórias Evolutivas para  $[Fe/H]=+0,05$

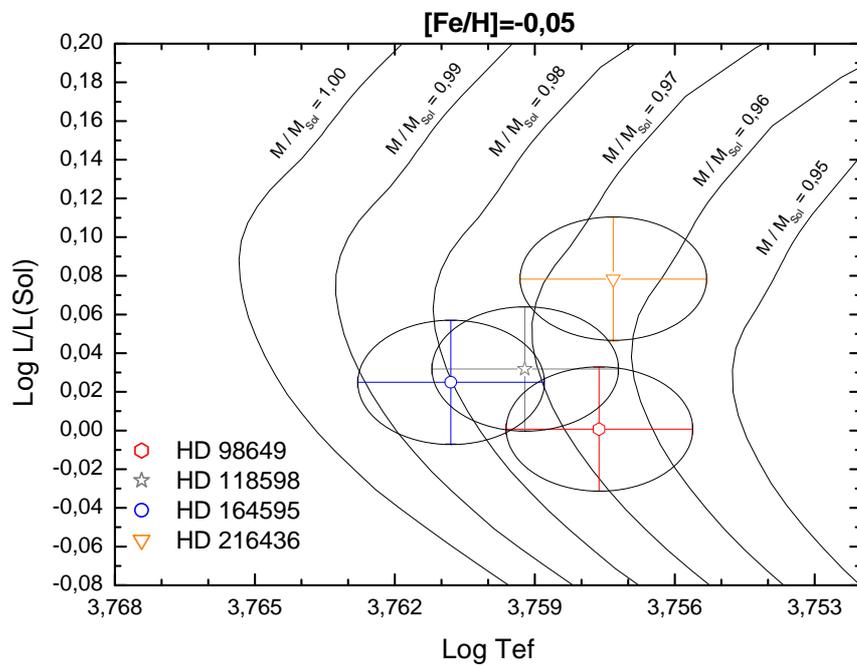


FIGURA 4.7: Trajetórias Evolutivas para  $[Fe/H]=-0,05$

### Gravidade Superficial Evolutiva e Gravidade Adotada

Obtida a massa das estrelas, voltamos a calcular suas gravidades superficiais a partir das massas determinadas. Isto nos será útil como comparação com as gravidades superficiais obtidas através do equilíbrio de ionização (seção 3.5). Para tal, utilizamos a conhecida expressão que relaciona a massa, temperatura e luminosidade da estrela com sua gravidade superficial:

$$\log\left(\frac{g}{g_{\odot}}\right) = \log\left(\frac{M}{M_{\odot}}\right) + 4 \log\left(\frac{T_{ef}}{T_{ef\odot}}\right) - \log\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right) \quad (4.5)$$

Apresentamos abaixo um gráfico (figura 4.8) comparativo entre  $\log g$  obtido e o  $\log g$  de ionização. Vemos do gráfico que, apesar do índice de correlação ser somente um pouco maior do que 50% e do ajuste linear se mostrar sensivelmente diferente da bissetriz, todos os pontos encontram-se a  $1 \sigma$  do erro em  $\log g$  de ionização. Isto mostra um bom acordo entre as medidas.

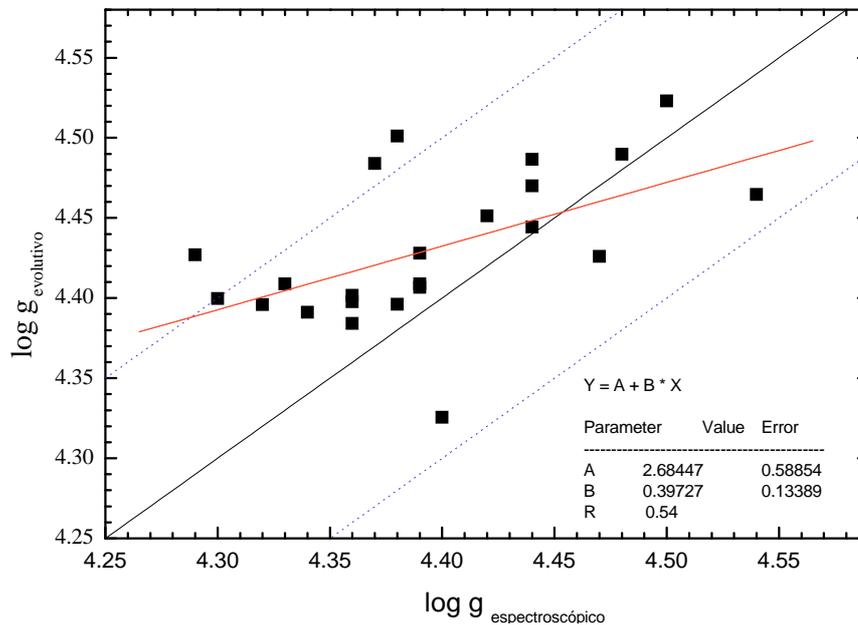


FIGURA 4.8: Gráfico de  $\log g$  evolutivo vs.  $\log g$  de ionização

O valor de  $\log g$  final adotado foi calculado a partir da média entre as duas medidas ponderada pelos inverso dos respectivos erros. O erro em  $\log g$  de ionização foi obtido na seção 3.5.7 como  $\sigma_{ion} = 0,1$  dex. O erro em  $\log g_{evol}$ , como será mostrado na seção 4.2.1, é  $\sigma_{evol} = 0,04$ . Assim, utilizamos a seguinte expressão para  $\log g$  final e seu respectivo

erro:

$$\log g = \frac{\frac{\log g_{ion}}{\sigma_{ion}^2} + \frac{\log g_{evol}}{\sigma_{evol}^2}}{1/\sigma_{ion}^2 + 1/\sigma_{evol}^2} \quad (4.6)$$

$$\begin{aligned} \sigma(\log g) &= \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^N \sigma_i^2}{N^2}} \\ &= \sqrt{\frac{0,10^2 + 0,04^2}{2^2}} = 0,05dex \end{aligned} \quad (4.7)$$

O resultado da gravidade evolutiva calculada para todas as estrelas é mostrado ao final desta seção, na tabela 4.4, em comparação com os valores da gravidade de ionização, onde mostramos também o valor adotado, junto com os demais parâmetros evolutivos.

### Idade

Para obtenção da idade das estrelas, via diagrama HR, utilizamos procedimentos idênticos àqueles que utilizamos para a massa, isto é, agrupamos estrelas em intervalos de 0,05 dex de metalicidade e interpolamos a idade olhando a posição da estrela no diagrama teórico. As isócronas teóricas utilizadas são de Yi et al. (2003) e Kim et al. (2002).

Abaixo apresentamos os gráficos das principais candidatas e ao final (tabela 4.4) mostramos todos resultados evolutivos compilados. A idade das estrelas foi interpolada diretamente dos diagramas. Como a idade fornecida para o Sol foi 4,1 Gano, nós realizamos uma correção de ponto zero somando 0,04 Gano em todas as idades interpoladas, de forma que a idade do Sol ficou 4,5 Gano.

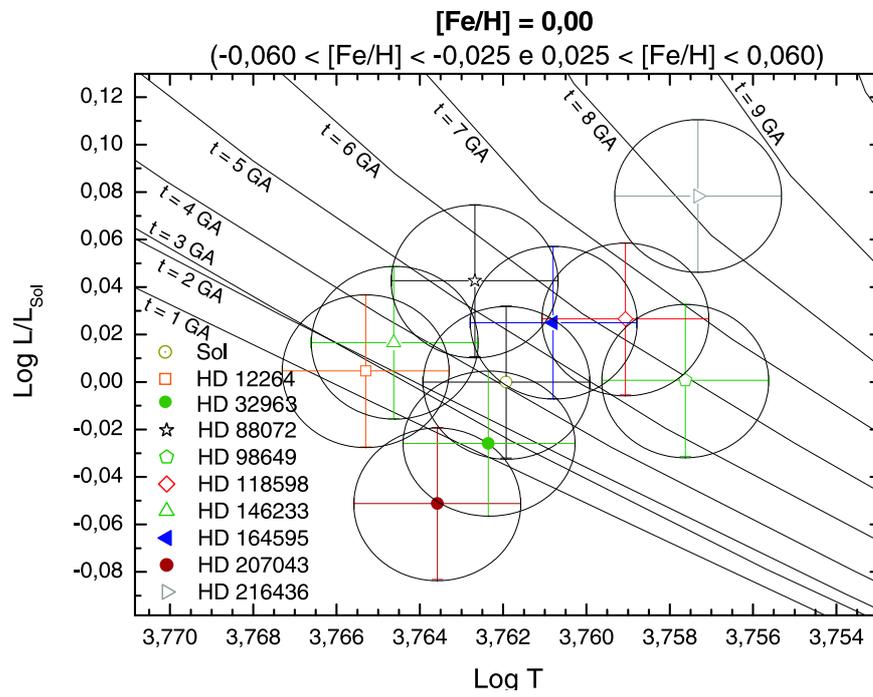


FIGURA 4.9: Isócronas para  $[Fe/H]=0,00$ , completo

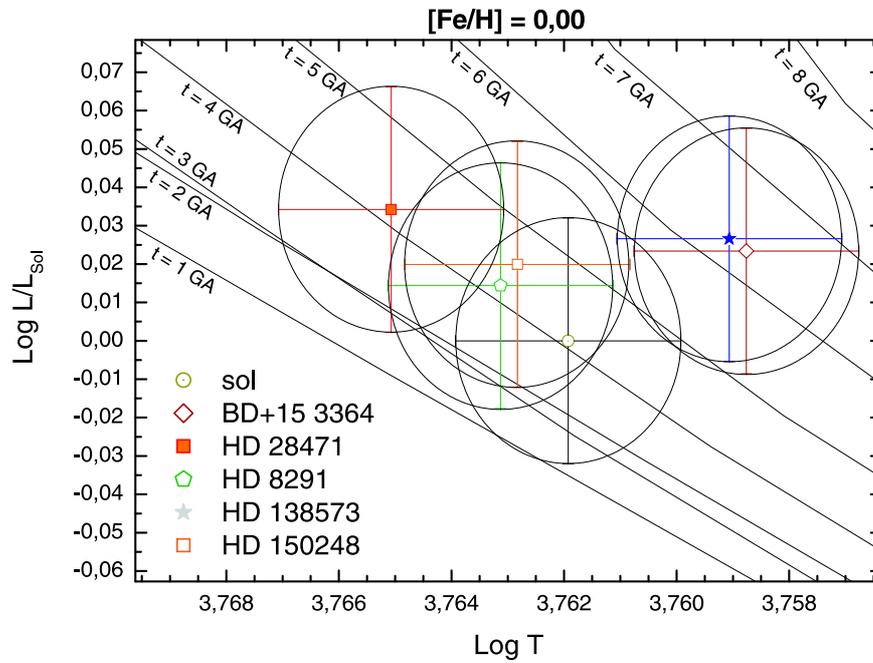


FIGURA 4.10: Isócronas para  $[Fe/H]=0,00$

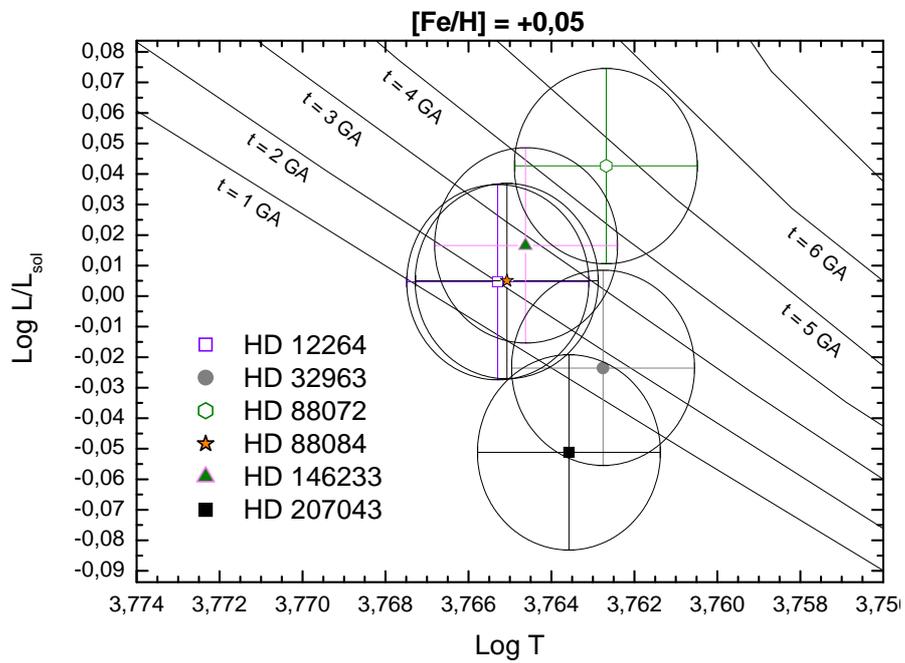


FIGURA 4.11: Isócronas para  $[\text{Fe}/\text{H}] = +0,05$

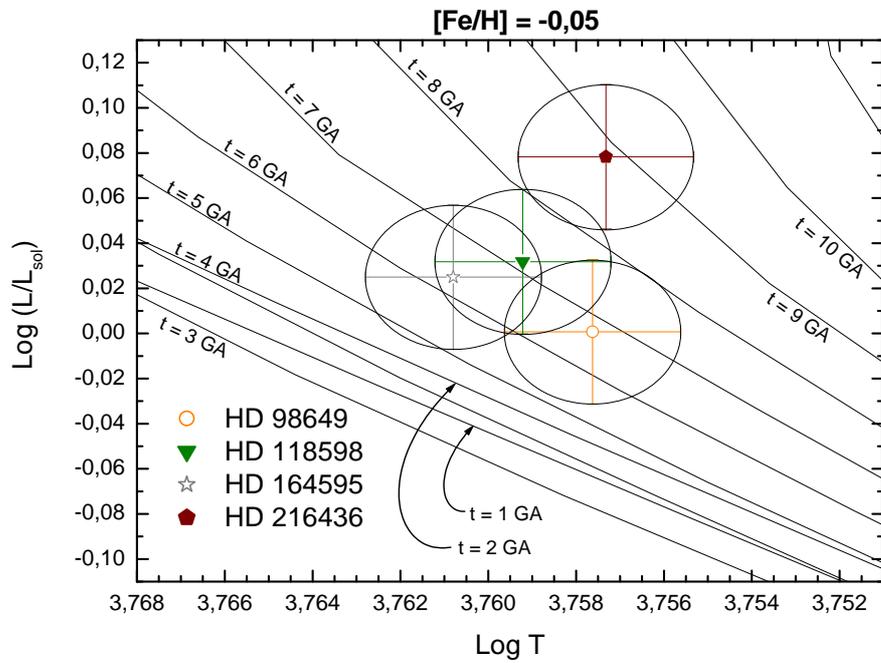


FIGURA 4.12: Isócronas para  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,05$

TABELA 4.4: Parâmetros Evolutivos das Estrelas

HD	log L/L <sub>☉</sub> dex	M/M <sub>☉</sub>	Idade Gano	log g (ev.) dex	log g (ion.) dex	log g dex
(SOL)	0,0000	1,00	4,5	4,44	4,44	4,44
(BD+15 3364)	0,0234	0,98	6,7	4,40	4,30	4,39
6512	0,0136	1,09	ZAMS	4,50	4,38	4,48
8291	0,0144	1,00	4,6	4,43	4,47	4,43
12264	0,0047	1,04	2,4	4,47	4,44	4,47
28471	0,0342	1,01	4,6	4,43	4,29	4,41
32963	-0,0236	1,03	2,0	4,48	4,37	4,47
66653	0,0208	1,09	ZAMS	4,49	4,44	4,48
68168	0,0522	1,04	4,7	4,41	4,39	4,40
71334	-0,0048	0,93	8,2	4,40	4,38	4,39
88072	0,0427	1,01	5,1	4,41	4,39	4,41
88084	0,0050	1,03	2,5	4,46	4,54	4,48
98649	0,0007	0,96	7,1	4,41	4,33	4,40
117939	-0,0128	0,91	9,3	4,39	4,34	4,38
118598	0,0318	0,96	7,6	4,38	4,36	4,38
138573	0,0266	0,98	6,7	4,40	4,36	4,39
146233	0,0166	1,03	3,2	4,45	4,42	4,45
150248	0,0199	1,00	4,9	4,43	4,39	4,42
159656	0,0988	1,06	4,3	4,40	4,32	4,39
164595	0,0250	0,97	6,7	4,40	4,36	4,40
207043	-0,0512	1,05	ZAMS	4,52	4,50	4,52
216436	0,0783	0,95	9,2	4,33	4,40	4,34
221343	0,0046	1,07	ZAMS	4,49	4,48	4,49

A primeira coluna é a indentificação da estrela pelo seu número de catálogo, a segunda coluna refere-se à luminosidade calculada com dados do HIPPARCOS, a terceira é a massa obtida em termos de massas solares, a quarta é a idade corrigida de ponto zero para a idade solar ser 4,5 Gano, a quinta coluna é a gravidade obtida a partir da massa, a sexta é a gravidade de ionização, e a última é a gravidade adotada.

### Estimativa dos Erros

Mostramos na figura 4.13 o comportamento do erro em  $L$  com a magnitude visual  $V$ . A fonte preponderante da incerteza provém do erro em paralaxe, dado pelo HIPPARCOS. Como era de se esperar, quanto maior a magnitude visual, o que significa que a estrela está mais distante (um vez que as magnitudes absolutas são todas próximas à solare), maior é a incerteza. O erro médio obtido em  $\log L$  é 0,032, valor este que adotamos para todos os nossos objetos.

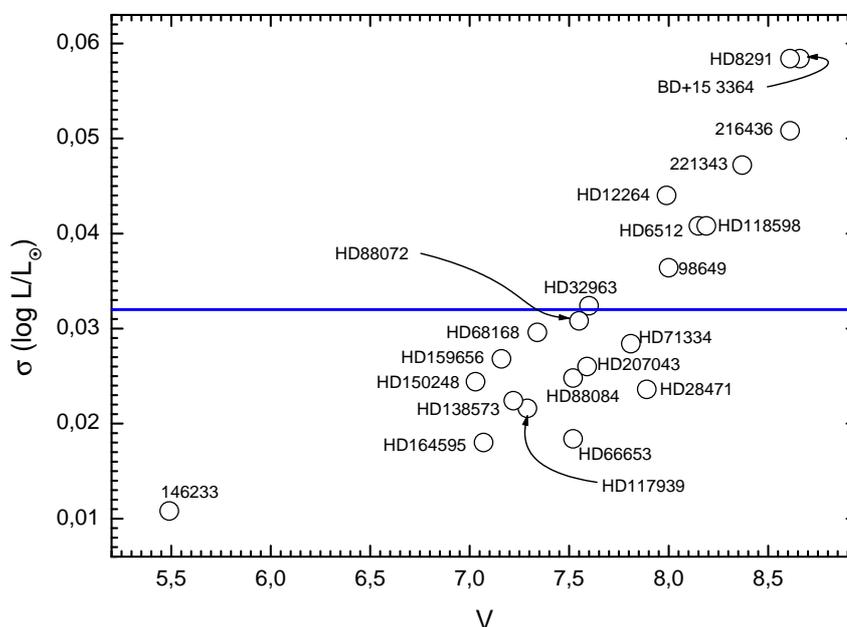


FIGURA 4.13: Erro em luminosidade vs. magnitude visual

As fontes de erros em massa e idade são as incertezas em  $L$ ,  $T_{ef}$  e  $[Fe/H]$ . Dividamos estas fontes de erro em dois grupos: (a) No primeiro grupo estão as incertezas em  $L$  e  $T_{ef}$ , cujos efeitos podem ser estimados olhando diretamente a posição das barras de erro nos diagramas HR utilizados para derivar massa e idade. (b) No segundo grupo está a incerteza em  $[Fe/H]$ .

Começemos pelo primeiro grupo. É possível ver de imediato que as influências de  $L$  e  $T_{ef}$  variam de estrela para estrela, dependendo da posição em que se encontram no diagrama HR. Isto porque em algumas regiões as trajetórias evolutivas e as isócronas teóricas podem estar mais próximas ou mais afastadas umas das outras, fazendo com que os erros sejam, no primeiro caso, maiores e, no segundo caso, menores. Para o caso das isócronas existem, ainda, regiões em que as curvas se cruzam, aumentando ainda

mais as incertezas em tais regiões. Por uma infeliz coincidência, o Sol encontra-se na região do diagrama à qual está associada a maior incerteza dentre os casos mostrados acima. Nesta região, as incertezas podem se situar entre 2 e 3 Gano. Para o caso das trajetórias evolutivas, a região do Sol no diagrama HR apresenta erros menores que 0,02 massas solares. Como estamos interessados em gêmeas, estimemos os erros para objetos que se encontram próximos ao *locus* do Sol no digrama HR. Vamos utilizar a estrela HD 150248 que se encontra numa região do diagrama HR bem próxima do Sol. O erros para esta estrela, devidos a luminosidade e temperatura, são representativos das melhores candidatas a gêmeas que encontramos, e são sensivelmente menores que 0,02 massas solares. Para idade, os erros são menores que 2 Gano. Adotemos os seguintes valores:

$$\sigma_{L,T_{ef}}(M/M_{\odot}) = 0,02 \quad (4.8)$$

$$\sigma_{L,T_{ef}}(idade) = 2 \text{ Gano} \quad (4.9)$$

Investiguemos agora a influência de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  na massa e na idade. Para tal, utilizamos as estrelas que se encontram em dois diagramas de metalicidades diferentes. Para a estrela HD 88084 encontramos uma diferença de 0,015 em massa e 0,7 Gano em idade. Para HD 146233, encontramos 0,019 em massa e 0,8 Gano. Assim, os erros em massa e idade devido à incerteza em  $[\text{Fe}/\text{H}]$  têm os seguintes valores:

$$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}(M/M_{\odot}) = 0,02 \quad (4.10)$$

$$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}(idade) = 1 \text{ Gano} \quad (4.11)$$

Compondo quadraticamente os valores encontrados nas expressões (4.8) e (4.10) (e da mesma forma (4.9) e (4.11)), obtemos finalmente a estimativa dos erros em massa e idade:

$$\sigma(M/M_{\odot}) = \sqrt{0,02^2 + 0,02^2} \cong 0,03 \quad (4.12)$$

$$\sigma(idade) = \sqrt{2^2 + 1^2} \cong 2,3 \text{ Gano} \quad (4.13)$$

Mantendo a nossa avaliação rigorosa de erros, adotamos, respectivamente, para os erros em massa e idade, os valores de 0,03 massas solares e 3 Gano.

Resta estimarmos os erros log g evolutivo. Podemos estimá-lo através da composição das influências individuais das incertezas nos parâmetros que influenciam em seu cálculo. São estes parâmetros os seguintes:  $T_{ef}$ ,  $\log L/L_{\odot}$  e massa. No entanto, deve reparar que  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ,  $T_{ef}$  e  $L$  afetam também o valor da massa, fato este que já foi levado em consideração na estimativa do erro total na massa. Um fator de segunda ordem, que será

desprezado em virtude da sua influência ser pequena, é a influência da metalicidade na temperatura final, uma vez que seu valor entra nas calibrações de temperatura fotométrica.

Para avaliar as influências individuais de cada um dos parâmetros envolvidos, procedemos como antes: variamos de  $1 \sigma$  cada um dos parâmetros um a um mantendo os demais constantes. Utilizando a estrela HD 150248, encontramos os seguintes desvios:

$$\sigma_T(\log g) = 0,01 \quad (4.14)$$

$$\sigma_L(\log g) = 0,03 \quad (4.15)$$

$$\sigma_{massa}(\log g) = 0,02 \quad (4.16)$$

A composição quadrática destes erros é

$$\sigma(\log g) \cong 0,04 \quad (4.17)$$

Tomamos este valor como o erro na gravidade superficial “evolutiva”. O erro na gravidade superficial adotada foi discutido na seção 4.2.1, tendo sido adotado o valor de 0,05 dex.

### 4.2.2 Atividade Cromosférica

Como é bem conhecido, a determinação de idades via trajetórias evolutivas teóricas pode apresentar alguns problemas. Em regiões do diagrama HR, para determinadas metalicidades, diferentes idades se cruzam de forma que, se a estrela encontra-se em uma destas regiões a incerteza na sua idade é grande. Além disso, objetos com idades negativas ou idades maiores que a própria idade da Galáxia podem ocorrer, mostrando que as incertezas externas do método podem não ser desprezíveis em alguns casos. No nosso caso, não tivemos problemas sérios. No entanto, a região do Sol apresenta superposições de isócronas, de forma que as incertezas se tornam grandes para as estrelas mais próximas do Sol no diagrama HR que são, a princípio, nossos, melhores objetos. A estrela HD 207043, por sua vez, forneceu um idade ligeiramente negativa. Entretanto, em virtude do erro em luminosidade e temperatura efetiva, podemos afirmar apenas que a sua idade é compatível com uma estrela ZAMS (*zero ago mean sequence star*, isto é estrela da seqüência principal de idade zero). Outros casos são as estrelas HD 6512 e HD 66653 que são compatíveis com ZAMS.

Para os casos em que a determinação de idade via diagrama HR não fornece um bom resultado, existem métodos indiretos de averiguar a idade de uma estrela. A atividade cromosférica é um indicativo de idade muito útil nestes casos. Além disso, para estrelas de idade solar, a atividade cromosférica, conectada com a presença de campos magnéticos, convecção superficial e rotação diferencial, é uma característica tão interessante quanto importante, de forma que devemos exigir que uma legítima gêmea possua o mesmo padrão que o Sol.

Detalhes dos processos que ocorrem na cromosfera, que originam a emissão de radiação devem ser procurados na literatura especializada. Mencionemos resumindo ao essencial apenas que, diferente do fluxo fotosférico, tais processos são de origem não térmica associados a campos magnéticos primordiais, rotação diferencial e convecção das camadas mais externas da estrela. O efeito dínamo é evocado para explicar a origem dos campos magnéticos no gás em convecção e rotação diferencial. Com um tal cenário, a estrela emitiria ventos de partículas carregadas em virtude de instabilidades locais e de inhomogeneidades no campo. Ao serem expulsas, tais partículas são obrigadas a seguirem as linhas de campo magnético, emitindo radiação eletromagnética e carregando momento angular em consequência. A radiação emitida é, então, o *link* observacional que nos possibilita estudar os processos cromosféricos.

As partículas carregadas do vento são obrigadas a seguir as linhas do campo magnético,

carregando momento angular. Isto acontece simplesmente porque, ao espiralarem no campo magnético, as partículas exercem um torque na estrela. Assim, vê-se claramente que existe uma correlação entre atividade cromosférica e idade, uma vez que a contínua perda de momento angular faz com que o dínamo que origina os campos magnéticos vá reduzindo a eficiência e, em conseqüência, os campos magnéticos vão decrescendo, bem como a emissão de vento.

Estudamos a atividade cromosférica das estrelas medindo a quantidade absoluta de energia emitida em bandas estreitas no centro de linhas intensas. Mais precisamente, calculamos os fluxos cromosféricos absolutos através de medidas do fluxo observado em duas bandas em torno de linhas intensas, uma estreita e outra mais larga. As linhas estudadas foram  $H\alpha$  e o duplete H K do CaII, das quais a segunda tem sido extensamente investigada na literatura, enquanto que os trabalhos envolvendo a primeira destas linhas são bastante escassos (ver Lyra & Porto de Mello (2005)). Como se sabe, o fluxo cromosférico é muito menos intenso que o fluxo fotosférico que, por sua vez, é praticamente o único responsável pelo espectro visível inteiro. Assim, o motivo pelo qual calculamos o fluxo cromosférico no centro de linhas intensas reside no fato de que, em tais regiões, o fluxo fotosférico se torna muito menor que o contínuo, de forma que o fluxo cromosférico passa a ser distinguível. Dito de outra maneira, a razão  $F_{crom}/F_{fot}$  se torna apreciável no centro de tais linhas, onde a opacidade fotosférica é máxima.

Apresentemos agora uma descrição mais detalhada do método utilizado para a medição dos fluxos. Tanto no caso de  $H\alpha$  como no caso do duplete H K do CaII utilizamos métodos e procedimentos idênticos, com a exceção de algumas calibrações de que precisamos lançar mão. Como veremos estas calibrações são necessárias para o cálculo do fluxo e, obviamente, são diferentes para cada linha. A idéia geral do método empregado é que o fluxo absoluto cromosférico pode ser obtido através de medidas de fluxos totais relativos (como observados nos espectros) em duas bandas em torno das linhas, uma estreita (fluxo  $\Phi_{pq}$ ), que se concentra no centro da linha, e outra mais larga (fluxo  $\Phi_{gr}$ ) que cobre a linha inteira, sendo tais fluxos obtidos diretamente por integração dos espectros.

A razão entre os fluxos absolutos totais (fotosférico + cromosférico) na banda mais larga ( $F_{gr}$ ) e na banda mais estreita ( $F_{pq}$ ) pode ser facilmente calculado a partir dos fluxos relativos medidos. Temos a seguinte relação

$$\frac{F_{pq}}{F_{gr}} = \frac{\Phi_{pq}}{\Phi_{gr}} \quad (4.18)$$

$$F_{pq} = \frac{\Phi_{pq}}{\Phi_{gr}} F_{gr} . \quad (4.19)$$

O fluxo absoluto no centro da linha  $F_{pq}$  é o fluxo total, considerando-se a contribuição fotosférica e cromosférica desta região somadas, isto é  $F_{pq} = F_{fot} + F_{crom}$ . Assim, temos que

$$F_{crom} = \frac{\Phi_{pq}}{\Phi_{gr}} F_{gr} - F_{fot}. \quad (4.20)$$

Logo, para obter o fluxo cromosférico absoluto  $F_{crom}$  necessitamos, além dos fluxos relativos medidos  $\Phi_{pq}$  e  $\Phi_{gr}$ , saber qual o fluxo absoluto na banda mais larga  $F_{gr}$  e qual o fluxo na banda estreita devido apenas a fotosfera  $F_{fot}$ . Para tais grandezas, nós utilizamos calibrações presentes na literatura.

### Linhas H e K do CaII

Antes de discutir a parte técnica das calibrações utilizadas para o cálculo de fluxo cromosférico, vejamos um exemplo de espectro FEROS desta região para um objetos interessante. Nas figuras 4.14 e 4.15 a seguir, mostramos o Sol e a estrela HD 221343.

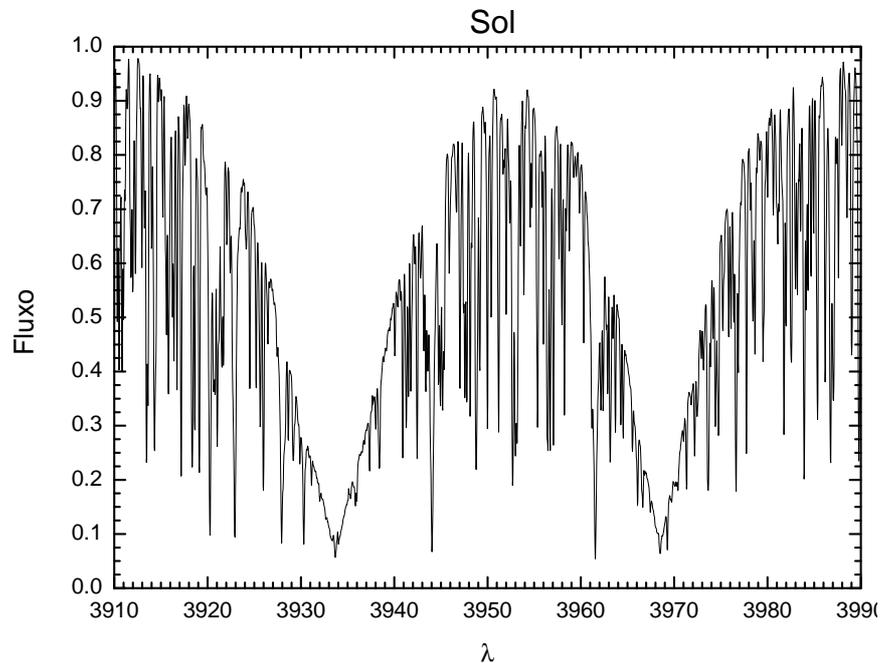


FIGURA 4.14: Espectro de Ca II HK do Sol

É possível ver, sem fazer nenhum cálculo, que a estrela HD 221343 possui uma emissão no centro de linhas K e H bem maior do que o Sol, o que indica uma maior atividade

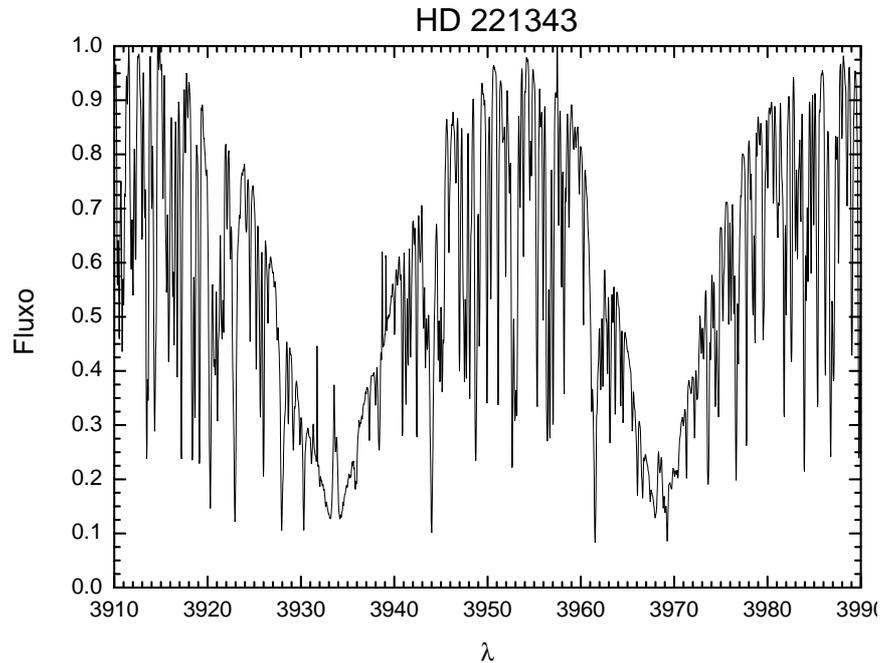


FIGURA 4.15: Espectro de Ca II HK de HD 221343

cromosférica. A medida de fluxo cromosférico absoluto visa, então, medir justamente esta emissão cromosférica no centro de cada uma destas linhas do CaII.

Passemos agora a discutir as calibrações e as bandas fotométricas utilizadas. A banda mais larga utilizada tem um intervalo de  $50\text{Å}$  e engloba as duas linhas ( $\lambda 3925 - \lambda 3975$ ). Para tal banda, encontramos em Linsky (1979) a seguinte calibração do fluxo absoluto  $F_{gr}$  em função da cor (V-R)

$$F_{gr} = 8264 - 3076(V - R) . \quad (4.21)$$

De tal expressão, eliminamos  $(V - R)$  através da seguinte calibração de Porto de Mello (1996):

$$T_{ef} = 8465 - 5005(V - R) \quad (4.22)$$

A banda mais estreita utilizada tem intervalo de  $1\text{Å}$  em torno de cada uma das linhas do dubleto. Utilizamos uma calibração de Rodrigues (2004) para subtrair a contribuição fotosférica  $F_{fot}$  do fluxo medido. Neste trabalho, para cada uma das linhas do dubleto, a autora monta um diagrama de fluxo absoluto total  $F_{pq}$  vs.  $T_{ef}$ . É observado assim um envoltório de estrelas quietas (com fluxos absolutos menores), composto principalmente de estrelas subgigantes reconhecidamente muito pouco ativas. Foi ajustada uma curvas (de

fluxo em função de  $T_{ef}$ ) neste envoltório. Fazendo a hipótese de que o fluxo cromosférico é nulo nesta curva de estrelas quietas, Rodrigues (2004) obtém o fluxo fofosférico absoluto em função de  $T_{ef}$  dado pelo ajuste. Apresentamos, abaixo, as expressões encontradas que utilizamos para cada uma das linhas do CaII (já em unidades de  $10^5 \text{ erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ )

$$F_{fot}(K) = 209,73536 - 0,0784T_{ef} + 7,4684 \times 10^{-6}T_{ef}^2 \quad (4.23)$$

$$F_{fot}(H) = 216,87631 - 0,0821T_{ef} + 7,911 \times 10^{-6}T_{ef}^2. \quad (4.24)$$

O gráfico abaixo (figura 4.16) apresentamos os resultados obtidos.

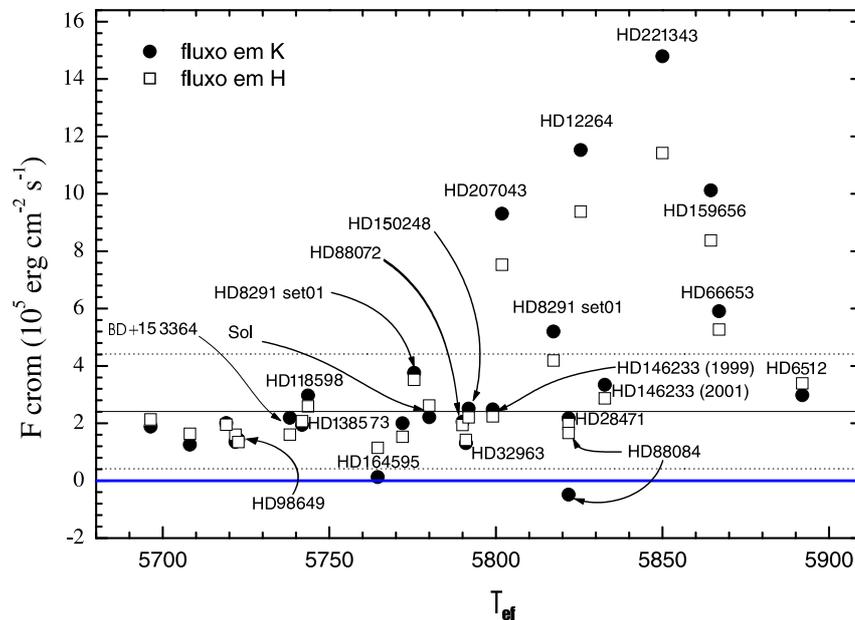


FIGURA 4.16: Fluxos cromosféricos absolutos obtidos para as estrelas da amostra em função da temperatura. Os círculos referem-se aos fluxos em K e os quadrados em H, que mostram bom acordo para as estrelas de atividade solar. Para as estrelas ativas o fluxo em K é sistematicamente maior. A linha cheia refere ao fluxo médio obtido para o Sol e as linhas pontilhadas mostram os limites  $2\sigma$  da incerteza.

### Linha $H\alpha$

Como exemplo, apresentamos abaixo o espectro  $H\alpha$  de HD 221343 em comparação com o Sol. É possível ver novamente que esta estrela possui atividade cromosférica maior que a do Sol.

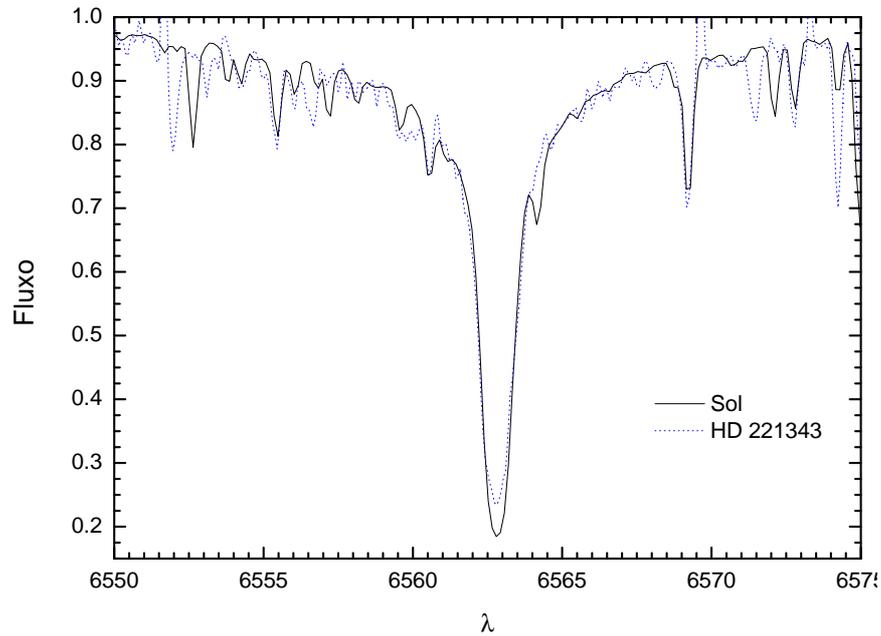


FIGURA 4.17: Comparação do espectro de  $H\alpha$  do Sol com o de HD 221343. Repare que o preenchimento cromosférico no centro da linha de HD 221343 é sensivelmente maior que o Sol, indicando uma maior atividade.

Apresentemos agora os detalhes técnicos da derivação do fluxo cromosférico de nossos espectros  $H\alpha$ . A banda mais larga utilizada foi de  $50\text{\AA}$  ( $\lambda 6550 - \lambda 6600$ ) e a banda estreita tem uma largura de  $1,7\text{\AA}$  em torno do centro de  $H\alpha$ . As calibrações utilizadas encontram-se no trabalho de Lyra & Porto de Mello (2005), apresentadas a seguir

$$F_{gr} = 7,602 - 1,4430(V - R) . \quad (4.25)$$

Onde utilizamos, como no caso de HK do CaII, a calibração dada pela equação (4.22) para eliminar a cor ( $V - R$ ), utilizando em seu lugar  $T_{ef}$ .

Para subtrair o fluxo fotosférico do fluxo absoluto total, utilizamos uma expressão que encontra-se no trabalho supracitado que segue a mesma idéia utilizada para HK do CaII; é feito um ajuste de uma curva passando pelos pontos de menor atividade (as estrelas subgigantes) onde se arbitra fluxo cromosférico igual a zero. O ajuste utilizado foi (em

unidades de  $10^5 \text{ erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ )

$$\begin{aligned}
 F_{\text{tot}} = & 37,06 + 0,02(T_{\text{ef}} - 5500) + 3,65 \times 10^{-6}(T_{\text{ef}} - 5500)^2 \\
 & - 9,37 \times 10^{-10}(T_{\text{ef}} - 5500)^3 - 5,05 \times 10^{-12}(T_{\text{ef}} - 5500)^4 \\
 & + 2,22 \times 10^{-15}(T_{\text{ef}} - 5500)^5 + 2,51 \times 10^{-17}(T_{\text{ef}} - 5500)^6
 \end{aligned} \tag{4.26}$$

Apresentamos os resultados no gráfico a seguir.

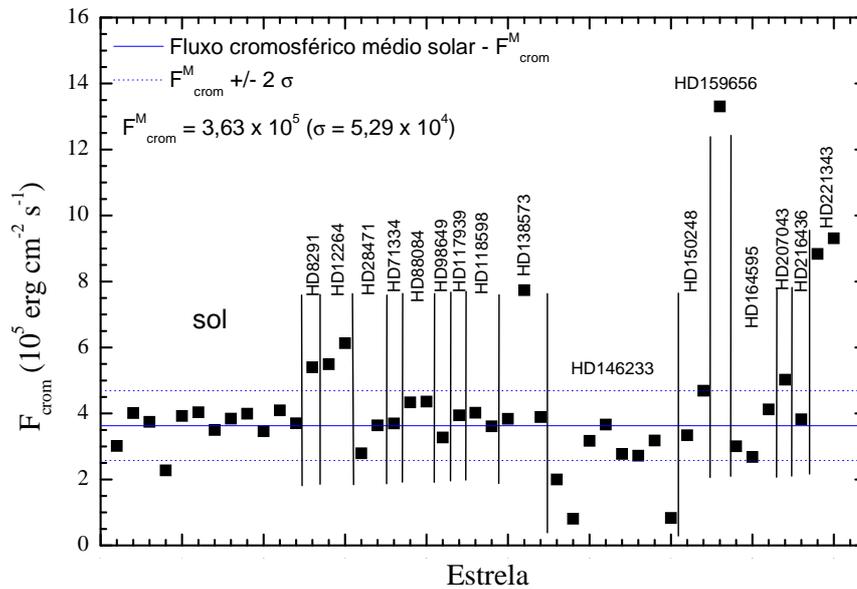


FIGURA 4.18: Fluxo cromosférico em  $H\alpha$ . A linha cheia refere ao fluxo médio obtido para o Sol e as linhas pontilhadas mostram os limites  $2\sigma$  da incerteza.

### 4.2.3 Depleção do Lítio

O Li é um elemento-chave em astrofísica, sendo importante desde a cosmologia — em virtude de ser um elemento criado nos primórdios do universo, de forma que uma medida precisa de sua abundância original poderia prover a razão cósmica entre bárions e fótons do universo primordial, fornecendo um vínculo fundamental ao modelo padrão de nucleossíntese do Big Bang — até o estudo da evolução química da Galáxia e dos processos que ocorrem no interior das estrelas. Podemos dividir o problema do Li em duas partes distintas: como, onde e quando ocorre sua produção e como, onde e quando ocorre sua depleção (Pasquini (1994)). No nosso caso, estamos interessados em achar estrelas iguais

ao Sol em todas as características, o que inclui a quantidade de Li. Assim, é importantes delinear o problema da depleção do Li. De qualquer forma, o estudo do Li em tais estrelas apresenta relevância por si só.

É fato bem conhecido que o Li é destruído no interior de estrelas de tipo solar. Entretanto, tal destruição tem sido interpretada de diferentes formas, sendo a mais propalada aquela associada a processos de mistura do Li no interior estelar. O Li seria, segundo esta interpretação, destruído através de reações termonucleares ocorridas a temperaturas relativamente baixas ( $\sim 2.5 \times 10^6$  K) encontradas no interior de estrelas tipo solar. Além disso, para que esta depleção seja eficiente, deve haver ainda movimentos convectivos em regiões profundas o suficiente para misturar continuamente o material das regiões mais externas para as regiões mais profundas onde o Li é destruído. Combinados estes dois fatores num cenário simples, a abundância do Li cairia com o tempo de forma bem comportada. Entretanto, alguns trabalhos a partir da década de 1980 mostram claramente que o Li não é um bom indicador de idade para estrelas tipo-Sol (Pasquini (1994)). Uma série de resultados observacionais e as diversas tentativas de explicação que tem sido dadas para tentar o problema da depleção do Li, sugerindo um cenário complexo de destruição do Li. As explicações teóricas vão desde a difusão turbulenta ocasionada por movimentos de rotação diferenciais (Zahn (1992)) e efeitos devido a ondas gravitacionais, até a perda de momento angular pela estrela em virtude de formação de sistema planetário (Zahn (1992) e Zahn (1994)). Embora controverso, o Li parece ser um elemento sensível a diversos eventos que podem ocorrer no interior estelar, de forma que avaliar nossos objetos quanto ao conteúdo de Li se mostra uma investigação muito interessante.

Abaixo, apresentamos o dubleto do Li em  $\lambda 6708$  para as estrelas analisadas neste trabalho. Nossa investigação é apenas qualitativa para averiguar a presença do Li na atmosfera de nossas estrelas. Dividimos a amostra em grupos, conforme a intensidade da linha. Estes grupos estão apresentados abaixo nas figuras 4.19, 4.20, 4.21, 4.22, 4.23.

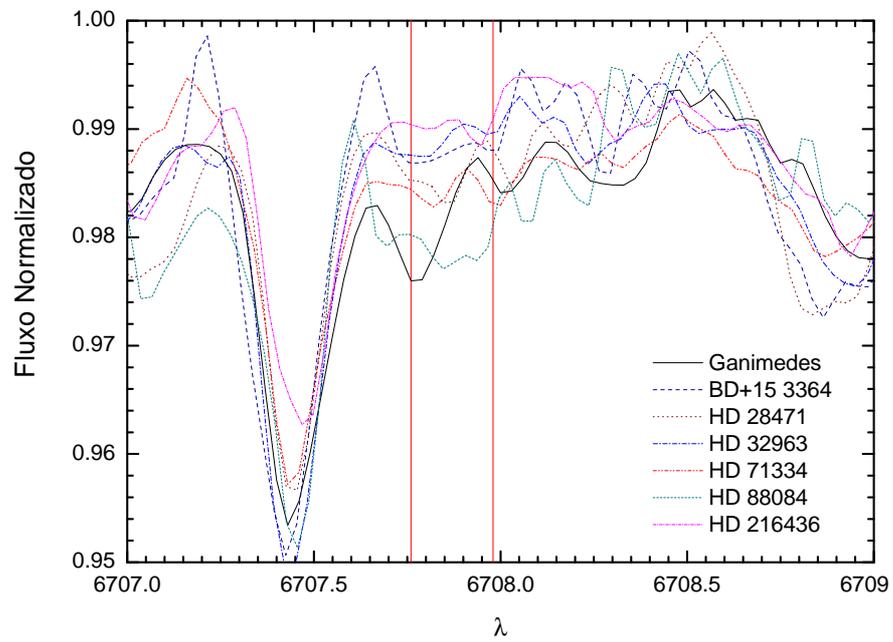


FIGURA 4.19: Estrelas com a linha do Li mais fraca que a do Sol, grupo 1. As linhas verticais se referem ao centro de cada uma das linhas do duplete conforme o Catalogo Solar (Moore et al. (1966)).

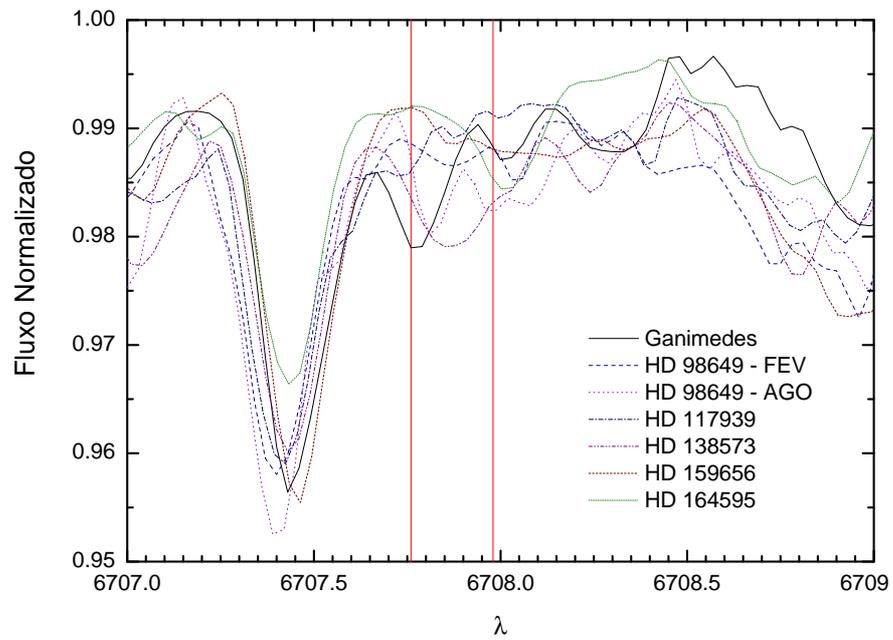


FIGURA 4.20: Estrelas com a linha do Li mais fraca que a do Sol, grupo 2.

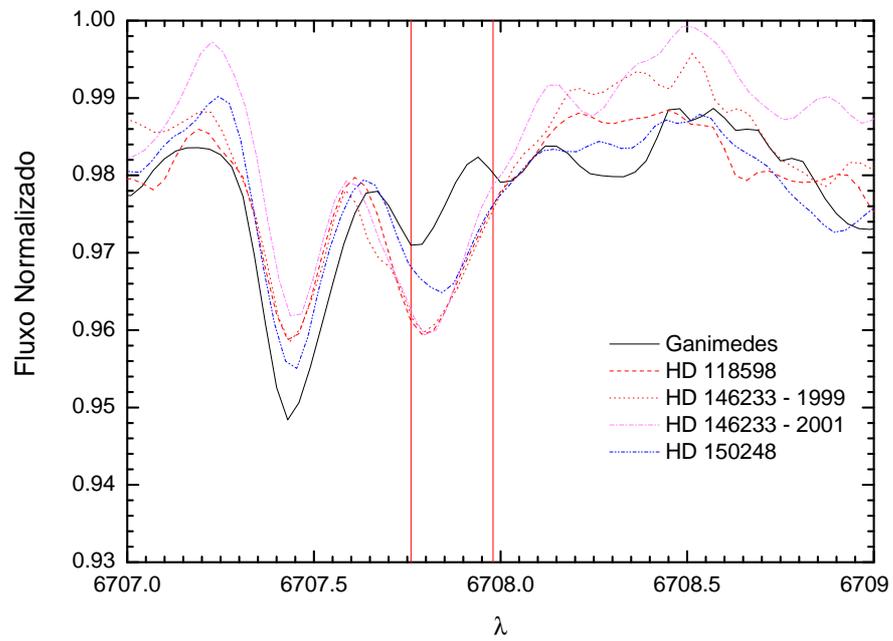


FIGURA 4.21: Estrelas a linha do Li de magnitude muito semelhante e pouco mais intensa que a do Sol.

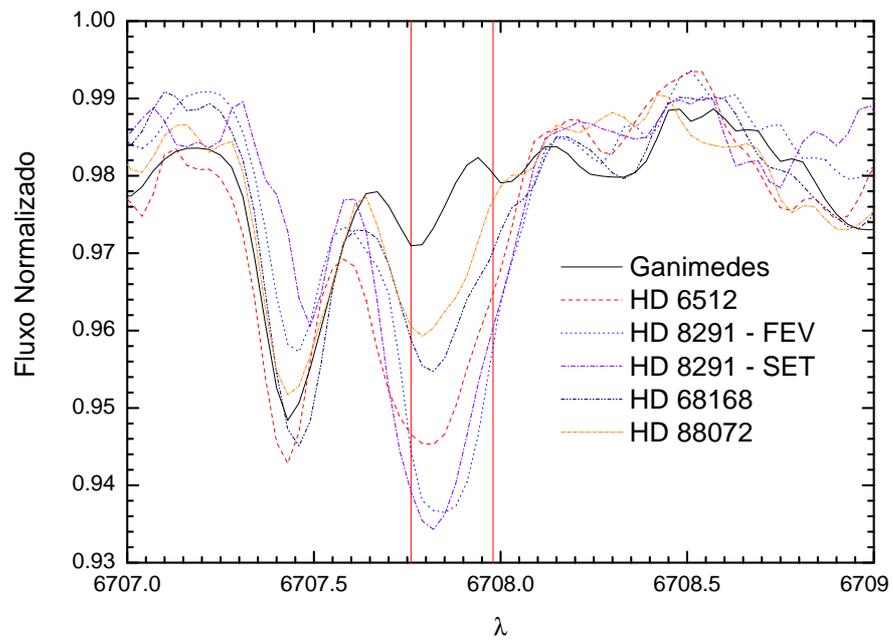


FIGURA 4.22: Estrelas com a linha do Li pouco mais e moderadamente mais intensa que a do Sol.

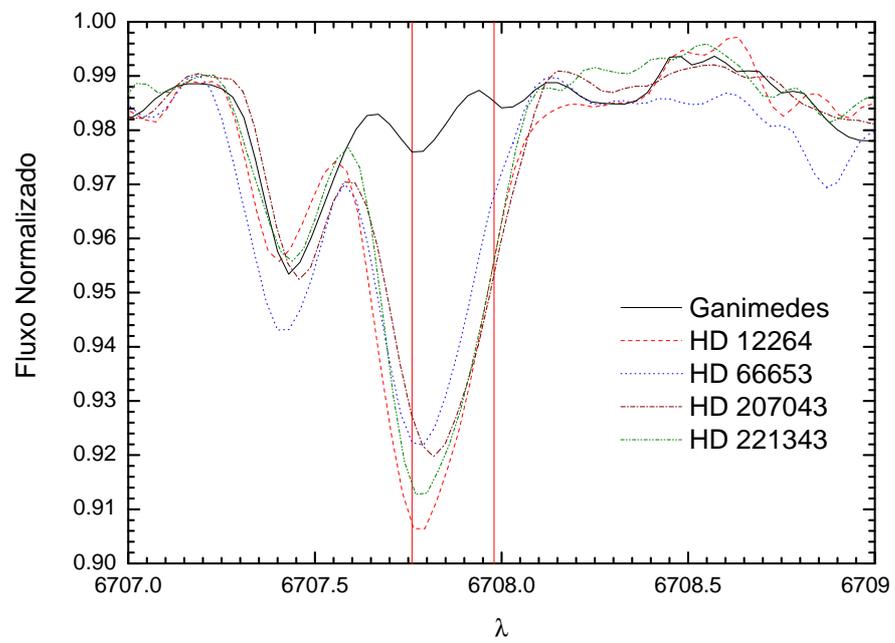


FIGURA 4.23: Estrelas com a linha do Li significativamente mais intensa que a do Sol.

## Capítulo 5

# Discussão dos Resultados — Objetos Encontrados

Neste capítulo, discutimos articuladamente os principais resultados obtidos através de diagramas de todas as estrelas em conjunto com o intuito de verificar as possíveis gêmeas encontradas e estrelas similares ao Sol e inventariar suas características astrofísicas. Iremos, portanto, dialogar constantemente com as tabelas e gráficos apresentados nos capítulos anteriores, que serão referenciados quando necessário. Para facilitar a discussão, apresentamos abaixo um tabela com os resultados finais para os principais parâmetros obtidos. Para as estrelas que foram tratadas separadamente nas duas missões em que foram observadas, fizemos a média simples entre os parâmetros obtidos para cada uma destas missões. Apresentamos, na seqüência, gráficos mostrando em conjunto os parâmetros atmosféricos finais das estrelas para separá-las quanto à sua similaridade com o Sol. Colocamos sempre a temperatura na ordenada em cada um dos três gráficos, uma vez que este é o parâmetro mais bem estabelecido neste trabalho, com uma excelente concordância entre os diferentes métodos utilizados. Os demais parâmetros fundamentais luminosidade, metalicidade e gravidade superficial foram utilizados em cada um dos três gráficos construídos em conjunto com  $T_{ef}$ . Com base nestes diagramas, dividimos as estrelas em três grupos, conforme a sua maior proximidade com os parâmetros dos Sol, quando, então, discutimos cada um dos objetos encontrados levantando também os demais aspectos estudados neste trabalho. Em cada um dos gráficos, indicamos os limites de  $1 \sigma$  e de  $2 \sigma$  em torno dos valores do Sol através dos retângulos desenhados. A posição das estrelas em relação aos retângulos de erro foram os critérios utilizados para separação das estrelas em grupos.

TABELA 5.1: Parâmetros Finais das Estrelas

HD	grupo	d	log L	$\sigma(\log L)$	$T_{ef}$	[Fe/H]	log g	$\xi$	M/M $_{\odot}$	Idade	HK Ca II	H $\alpha$	Li
(Sol)			0,000	-	5780	0,00	4,44	1,00	1,00	4,5	2,41 $\pm$ 2,00	3,63 $\pm$ 1,06	$\odot$
(BD+15 3364)	2	60	0,023	0,058	5738	0,01	4,39	1,03	0,98	6,7	1,90	-	-
6512	3	48	0,014	0,041	5892	0,15	4,48	1,11	1,09	ZAMS	3,18	-	++
8291	1	59	0,014	0,058	5796	0,02	4,43	0,97	1,00	4,6	4,17	5,40	++
12264	2	44	0,005	0,044	5825	0,04	4,47	1,02	1,04	2,4	10,45	5,81	++
28471	2	43	0,034	0,024	5822	0,02	4,41	1,01	1,01	4,6	2,07	3,21	-
32963	1	35	-0,024	0,032	5791	0,06	4,47	1,18	1,03	2,0	1,36	-	-
66653	3	36	0,021	0,018	5867	0,14	4,48	1,12	1,09	ZAMS	5,59	-	++
68168	3	34	0,052	0,030	5772	0,13	4,40	1,09	1,04	4,7	1,76	-	+
71334	3	39	-0,005	0,028	5708	-0,08	4,39	0,99	0,93	8,2	1,44	3,70	-
88072	1	37	0,043	0,031	5790	0,03	4,41	1,08	1,01	5,1	1,99	-	+
88084	2	35	0,005	0,025	5822	0,07	4,48	0,97	1,03	2,5	0,59	4,35	$\odot$
98649	2	43	0,001	0,036	5723	-0,02	4,40	1,03	0,96	7,1	1,43	3,27	$\odot$
117939	3	30	-0,013	0,022	5696	-0,17	4,38	0,92	0,91	9,3	2,01	3,94	$\odot$
118598	2	49	0,032	0,041	5744	-0,03	4,38	1,02	0,96	7,6	2,78	3,82	+
138573	2	31	0,027	0,022	5742	-0,01	4,39	0,98	0,98	6,7	2,01	5,15	$\odot$
146233	2	14	0,017	0,011	5816	0,05	4,45	1,07	1,03	3,2	2,73	2,39	+
150248	1	28	0,020	0,024	5792	0,02	4,42	1,03	1,00	4,9	2,36	4,01	$\odot$
159656	3	34	0,099	0,027	5865	0,09	4,39	1,16	1,06	4,3	9,24	13,30	-
164595	1	29	0,025	0,018	5765	-0,06	4,40	1,04	0,97	6,7	0,63	3,27	-
207043	1	34	-0,051	0,026	5802	0,03	4,52	1,12	1,05	ZAMS	8,41	5,02	++
216436	3	62	0,078	0,051	5719	-0,05	4,34	0,95	0,95	9,2	1,98	3,82	-
221343	3	52	0,005	0,047	5850	0,11	4,49	1,15	1,07	ZAMS	13,11	9,07	++

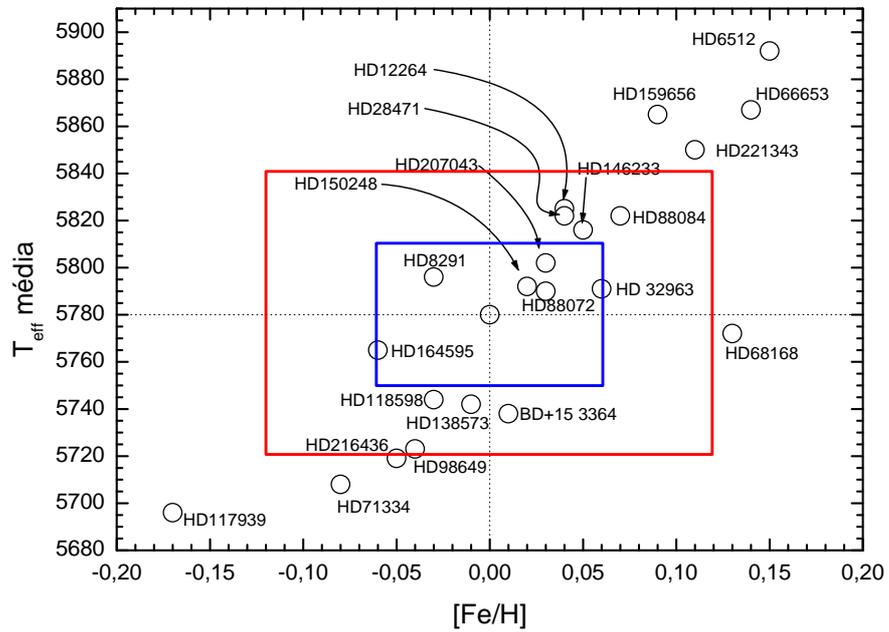


FIGURA 5.1: Gráfico  $T_{ef}$  vs.  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . O Sol esta no centro e as caixas correspondem aos limites 1  $\sigma$  e 2  $\sigma$  das incertezas encontradas.

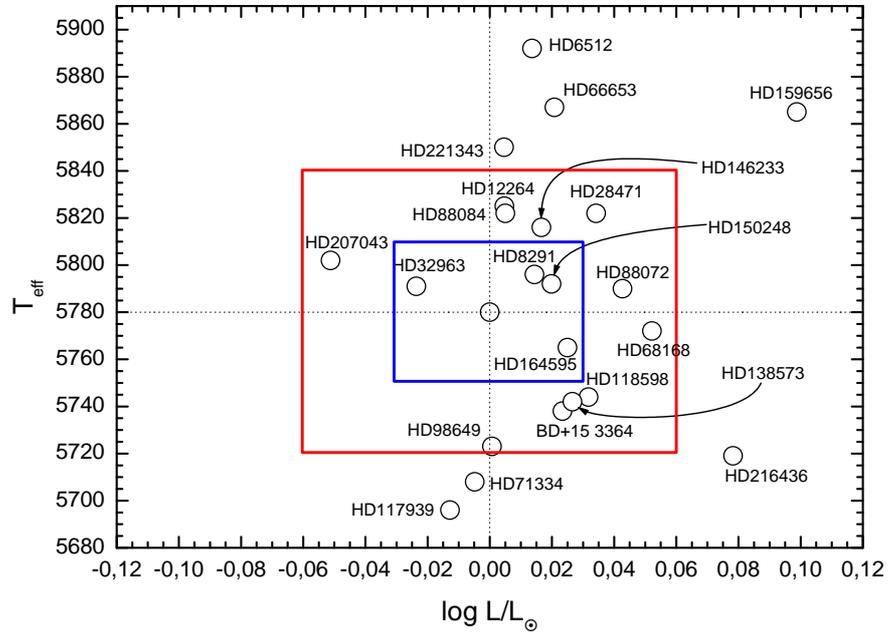


FIGURA 5.2: O mesmo que o anterior para  $T_{ef}$  vs.  $\log L/L_{\odot}$ .

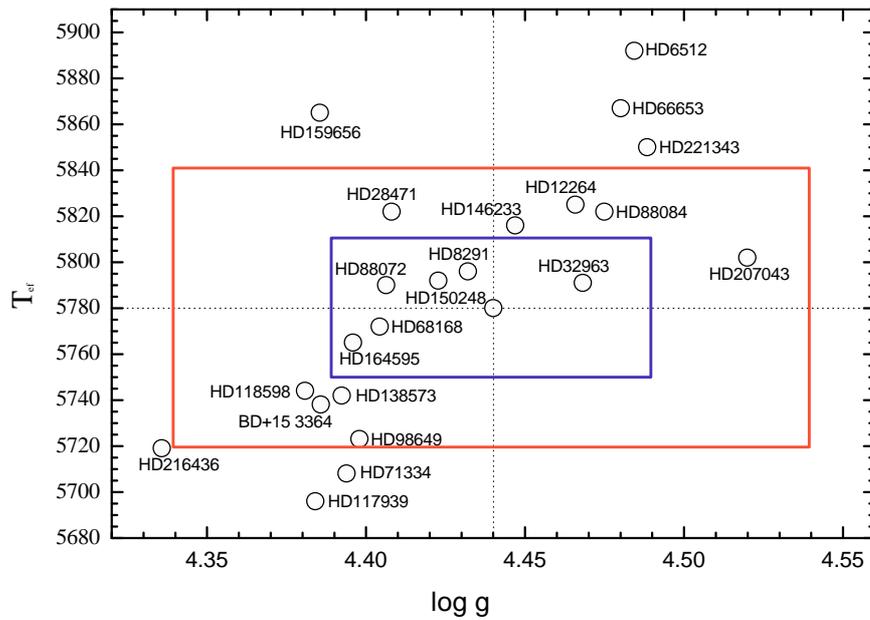


FIGURA 5.3: O mesmo que o anterior para  $T_{ef}$  vs.  $\log g$ .

## 5.1 Compilação das Estrelas de Interesse

Apresentamos, agora, as estrelas estudadas divididas em três grupos conforme sua maior proximidade com os parâmetros do Sol, compilando os resultados obtidos para cada objeto. Suas características astrofísicas serão discutidas; detalhamos suas diferenças individuais em relação ao Sol e discutimos articuladamente todos os resultados obtidos para melhor compreender os objetos.

### 5.1.1 Grupo 1

Neste grupo, estão as estrelas HD 8291, HD 32963, HD 150248, HD 164595 que apresentam os parâmetros atmosféricos ( $\log g$ ,  $T_{ef}$ ,  $[Fe/H]$ ) e a luminosidade indistinguíveis dos solares, considerando-se os erros adotados. Assim, todas elas estão dentro das três caixas  $1\sigma$  nos gráficos acima. Além destas estrelas, colocamos também neste grupo duas estrelas, HD 207043, HD 88072, que se encontram na caixa  $1\sigma$  do gráfico de  $T_{ef}$  vs.  $[Fe/H]$ .

- HD 8291

Seus parâmetros atmosféricos são indistinguíveis dos solares. Mesmo a microturbulência encontra-se no limite ( $1\sigma$ ) do erro. Os parâmetros evolutivos desta estrela são igualmente indistinguíveis do Sol dentro dos erros da análise ( $1\sigma$ ), embora o erro em luminosidade para esta estrela seja quase o dobro do erro médio adotado em  $\log L/L_{\odot}$ . A atividade cromosférica desta estrela parece ser ligeiramente mais alta que a do Sol, sendo seus fluxos cromosféricos medidos, tanto em  $H\alpha$  com em HK do Ca II, um pouco superiores a  $2\sigma$  do fluxo do Sol. A linha do Li, entretanto, se mostra muito mais intensa que a do Sol. Como os parâmetros atmosféricos desta estrela são solares, isto indica que a abundância do Li é consideravelmente maior nela do que no Sol. Uma característica interessante de HD 8291 é que ela possui padrão de abundâncias \* solar, com a exceção dos elementos do processo-s medidos, isto é Y, Ba e Ce, possuindo excessos entre cerca de 0,10 e 0,15 dex. Portanto, esta estrela pode ser considerada um gêmea, mas com a interessante característica de ser mais ativa que o Sol, e ter depletado menos Li.

- HD 32963

Embora nossos resultados sugiram que sua metalicidade seja maior (0,06 dex) que

---

\*Sempre que falarmos em abundâncias nesta seção estaremos nos referindo à razão  $[x/Fe]$ , para um elemento x qualquer ou mesmo para nos referirmos ao comportamento dos elementos em geral.

a do Sol, ela encontra-se dentro do erro adotado neste parâmetro. Além disso, a dispersão encontrada para a sua metalicidade possui o mesmo valor, sugerindo que o erro adotado é bem realista para o caso desta estrela em particular. Assim, tanto quanto podemos afirmar, esta estrela possui metalicidade solar. Sua microturbulência, entretanto, se mostrou bem maior que a do Sol. Sua massa parece um pouco maior, no entanto ela pode ser considerada solar dentro do erro limite de  $1\sigma$ . Esta estrela parece ser jovem pela sua posição no diagrama HR, todavia sua atividade cromosférica em H e K é solar. Tal fato sugere que esta estrela tenha uma idade próxima da do Sol. O limite superior de sua idade, a  $1\sigma$ , é cerca de 5,0 Gano, o que é compatível com a idade solar. Esta estrela possui, ainda, a linha do Li extremamente fraca, dentre as três estrelas mais fracas em Li da nossa amostra, o que reforça a tendência de ser uma estrela de idade solar. Um fato interessante para esta discussão é que das outras duas estrelas com linha do Li comparável a ela, a BD+15 3364 e a HD 28471, a primeira é bem velha e a segunda é ligeiramente mais velha que o Sol. Quanto ao padrão de abundância, a diferença mais evidente do padrão solar é que a estrela é pobre em Ba, um elemento do processo-s. Outras tendências menos evidentes, por se encontrarem próximas à barra de erro são: um pequeno excesso nos elemento (do grupo do Fe) V, Mn e Co e um empobrecimento em outro elemento do processo-s, o Y. Cumpre ressaltar que esta estrela, segundo da Silva (2000), não possui boa similaridade fotométrica com o Sol sequer ao nível de  $3\sigma$ , o que poderia representar uma falha neste critério pelo menos para este caso específico.

- HD 88072

Esta estrela possui os parâmetros atmosféricos indistinguíveis do Sol a  $1\sigma$ , com a exceção do parâmetro adicional de microturbulência que é um pouco mais alto. A sua luminosidade, entretanto, parece ser maior, estando  $\log L/L_{\odot}=0,012$  dex acima do erro em luminosidade. Sua massa e sua idade são indistinguíveis da solar, dentro dos erros. Sua atividade cromosférica parecesse ser de mesma magnitude que a do Sol, uma vez que seu fluxo cromosférico absoluto é indistinguível do solar considerando-se os erros. A linha do Li nesta estrela é somente um pouco mais intensa que a do Sol. Seu padrão de abundâncias é igual ao do Sol: a abundância de todos os elementos calculados (exceto um) encontra-se entre -0,02 e +0,02 dex estando completamente dentro das incertezas. O elemento V é o único elemento que possui abundância pouco maior, sendo ela 0,07 dex, valor este que está também

dentro do erro neste elemento. Levando em conta que da Silva (2000) encontra boa similaridade fotométrica com o Sol para esta estrela, podemos concluir que, mesmo tendo luminosidade possivelmente maior que a do Sol, ela é uma razoável candidata a gêmea solar.

- HD 150248

Possui todos os parâmetros atmosféricos completamente indistinguíveis dos solares. A luminosidade também é indistinguível da solar, mesmo se considerado o seu menor erro que a média da amostra. Seus parâmetros evolutivos são praticamente idênticos aos do Sol, estando esta estrela muito próxima do Sol no diagrama HR. Assim, podemos afirmar que apresenta idade e massa solar dentro do erro. O fluxo cromosférico obtido em HK do Ca II é idêntico ao do Sol e o da linha  $H\alpha$  é também indistinguível a  $1\sigma$ . Além de toda esta semelhança em todas as características astrofísicas investigadas, HD 150248 possui ainda a linha do Li praticamente de mesma magnitude que a do Sol, sendo de toda a amostra a linha mais parecida. Este resultado é extremamente interessante e sugere uma história evolutiva idêntica ao Sol. A abundância dos demais elementos é indistinguível da solar dentro da margem de erro (sempre  $|[x/Fe]| < 0,05$ ). A única exceção é o elemento Cu que possui um excesso de 0,12 dex. Por todas estas características, esta estrela pode ser considerada *a melhor gêmea solar deste trabalho e a melhor jamais encontrada com uma boa margem de confiabilidade*.

- HD 164595

Os resultados sugerem que esta estrela possa ser ligeiramente pobre em metais. Entretanto, esta leve diferença está dentro do erro. Sua luminosidade se mostra pouco maior que a do Sol quando consideramos o erro da luminosidade para este objeto (ao invés de usar o erro médio que adotamos), mas mesmo assim dentro de  $2\sigma$ . A gravidade superficial e a microturbulência são solares. A massa é solar dentro do erro. A idade obtida sugere que ela seja levemente evoluída o que é consistente com a maior luminosidade. Outro indício disto é que a atividade cromosférica parece ser ligeiramente menor que a solar. A sua linha do Li é menos intensa que a do Sol. O seu padrão de abundâncias mostra um excesso em alguns elementos do grupo do Fe: um excesso moderado ( $\sim 0,10$  dex) para o Co e o V e um excesso maior ( $\sim 0,20$  dex) para o Cu. Esta estrela, é a segunda melhor gêmea encontrada neste trabalho, ficando atrás apenas da HD 150248. Fesenko (1994) a considera a melhor análoga solar de todo o céu, segundo seu levantamento fotométrico bastante completo.

- HD 207043 e Grupo ZAMS de Cores Similares às Solares?

Esta estrela não parece ser uma gêmea solar. Dos parâmetros atmosféricos, a metalicidade e  $T_{ef}$  encontra-se dentro da caixa  $1\sigma$ , estando fora dela apenas  $\log g$ . Na verdade, sua gravidade é a maior encontrada neste trabalho, embora esteja dentro da caixa  $2\sigma$  de erro. Isto revela, como pode ser verificado na figura 5.3, que  $\log g$  não é um bom parâmetro para distinguir as estrelas em nossa análise. A microturbulência desta estrela também encontra-se entre as maiores obtidas. Além disso, seus parâmetros evolutivos, massa e idade, são visivelmente diferentes dos solares. No entanto, esta estrela parece revelar um resultado interessante. Em conjunto com as estrelas HD 6512, HD 66653 e HD 221343 (ver grupo 3), a HD 207043 parece pertencer a um grupo de estrelas muito jovens (ZAMS), cromosfericamente ativas, com mais Li e mais massivas que o Sol que simulam as cores solares. Outra característica de grupo é a metalicidade e a microturbulência bem maior que a solar ( $\gtrsim 1,1$  Km/s e  $\gtrsim 0,1$  dex) e a temperatura significativamente maior, embora para o caso específico da HD 207043 a metalicidade e a temperatura obtidas foram apenas levemente maiores que a solar (encontrando-se dentro da caixa  $1\sigma$ ). Em geral, a luminosidade destas estrelas é igual à solar dentro dos erros. Na verdade, apenas a HD 207043 tem a luminosidade fora de  $1\sigma$ . A abundância de HD 207043 é solar dentro dos erros para os elementos mais leves que o Cu. Para os elementos mais pesados observa-se uma abundância maior que a solar: os elementos Cu, Y e Ba tem  $[x/Fe] \sim 0,10$  dex e, para o Ce,  $\gtrsim 0,15$ . O padrão de abundâncias das demais estrelas quentes e ricas é bastante diversificado, não apresentando qualquer sistematicidade a ser levantada. Como os parâmetros  $T_{ef}$  e  $[Fe/H]$  são muito semelhantes aos do Sol, e dada a boa similaridade fotométrica com o Sol encontrada por da Silva (2000), a estrela HD 207043 pode ser considerada uma análoga solar.

### 5.1.2 Grupo 2

Este grupo identifica as estrelas que podem ser análogas solares, embora não tenham se encaixado no grupo acima. A maioria delas possui similaridade fotométrica com o Sol melhor que  $2\sigma$ , embora algumas delas a possuam apenas dentro de  $3\sigma$ . Tais estrelas se encontram a  $2\sigma$  do valor solar nos principais parâmetros, estando contidas, portanto, entre a caixa  $1\sigma$  e a caixa  $2\sigma$  nos três gráficos apresentados acima; repare que basta que a temperatura difira ligeiramente de  $1\sigma$  do valor solar para isto ocorrer. Várias delas poderiam ser consideradas gêmeas solares de segunda classe, a partir dos resultados e

incertezas da tabela 5.1. É interessante observar que suas propriedades de atividade magnética e abundância do Li são diversificadas. Vejamos caso a caso estas estrelas:

- BD+15 3364

Esta estrela é bem parecida com o Sol, podendo ser considerada uma análoga. Ela ficou de fora das caixas  $1\sigma$  apenas por que sua temperatura difere um pouco da solar. Entretanto, ela possui luminosidade e metalicidade iguais as do Sol a  $1\sigma$ , assim como a microturbulência e os parâmetros evolutivos massa e idade. Apenas sua gravidade é um pouco baixa, embora difira apenas 0,07 dex da solar o que se encontra no limiar de  $1\sigma$ . Além disso, esta estrela possui fluxo cromosférico em HK do Ca II indistinguível daquele do Sol. Sua linha do Li é ligeiramente mais fraca. O padrão de abundância desta estrela se mostra idêntico para o Ni e todos os elementos mais leves que ele. O Cu e o Ce possuem abundância maiores que as solares pelos respectivos valores de 0,10 e 0,15 dex. É observado um comportamento inverso ao Ce para os demais elementos do processo-s medidos: eles parecem possuir um empobrecimento de cerca de 0,05 dex, embora tais valores estejam dentro das incertezas. Pode ser considerada uma análoga, embora sua similaridade fotométrica com o Sol seja apenas razoável. É interessante notar que Hardorp (1982) a considerou como uma das estrelas de espectro UV mais semelhantes ao Sol em todo o Céu.

- HD 12264

Esta estrela parece ser levemente rica e quente, embora sua luminosidade pareça ser quase que perfeitamente solar (embora o erro seja sensivelmente maior que a média em  $\log L$  para esta estrela). Sua gravidade e microturbulência também fornecem um valor solar dentro de  $1\sigma$ . Sua posição no diagrama HR indica uma massa 5% maior que a do Sol sensivelmente maior que o erro e sua idade encontra-se no limiar de  $1\sigma$  do valor solar com 2 Gano. A linha do Li nesta estrela é a mais intensa dentre as investigadas neste trabalho, o que sugere que ela seja de fato jovem. Além disso, ela é uma estrela dentre as mais ativas, com o segundo maior fluxo cromosférico em HK calculado, somente atrás da HD 221343. O fluxo cromosférico em  $H\alpha$  também é claramente maior que o solar. Esta estrela possui claro excesso dos elementos do processo-s e, talvez, leves deficiências nos metais leves Si e Sc. Apesar de sua alta atividade, ela pode ser considerada pelo menos uma análoga solar, embora sua similaridade fotométrica com o Sol seja apenas razoável.

- HD 28471

Sua metalicidade, gravidade e microturbulência são solares a  $1\sigma$  e sua luminosidade

e temperatura são levemente maiores, embora compatíveis às solares a  $2\sigma$ . Os parâmetros evolutivos são solares a  $1\sigma$ , sendo sua idade a que bate melhor com a do Sol dentre as estrelas analisadas. O valores dos fluxos cromosféricos calculados igualam-se perfeitamente aos solares, sendo a linha do Li menos intensa que a do Sol. A abundância de metais é próxima da solar, havendo excesso claro apenas Cu. Podemos dizer que esta estrela é pelo menos análoga ao Sol, uma vez que possui boa similaridade fotométrica com o Sol (da Silva (2000)).

- HD 88084

Esta estrela parece ser rica e um pouco mais quente que o Sol. Entretanto, dada a qualidade inferior do espectro deste objeto, o valor de  $[Fe/H]$  encontra-se dentro da dispersão encontrada em metalicidade que foi de 0,10 dex. Esta estrela possui, ainda, microturbulência pouco maior, no limiar do erro. A sua gravidade tem o valor próximo, dentro de  $1\sigma$  do solar. Ela tem uma posição quase idêntica à estrela HD 12264, discutida acima, no digrama HR; sua luminosidade é solar e ela parece ser pouco mais massiva e mais jovem, embora ambas encontrem-se no limiar de  $1\sigma$  do erro. Os resultados de atividade cromosférica não são conclusivos, por haver uma pequena discrepância entre os fluxos em HK e em  $H\alpha$ , mas parecem ser solares dentro do erro, uma vez que somente o fluxo na linha K do Ca II apareceu com um valor baixo, sendo os demais solares. O Li desta estrela parece ser da ordem do solar, embora a normalização da região que contem esta linha esta parecendo discrepante das demais normalização, fato que se explica pela qualidade bem inferior do espectro desta estrela em comparação com as demais. Uma característica peculiar desta estrela é sua grande deficiência em Ba (cerca de 0,30 dex). Ela pode ser considerada uma análoga embora sua similaridade fotométrica com o Sol seja apenas razoável.

- HD 98649

Embora pareça ser consideravelmente fria, esta estrela possui o valor calculado de luminosidade mais próximo do solar dentre as estrelas da amostra. Sua gravidade e microturbulência concordam com as solares a  $1\sigma$ . Entretanto, ela parece ser um pouco mais massiva e mais velha que o Sol, sendo sua atividade cromosférica levemente menor — embora não se possa afirmar isto por se encontrar a uma fração de  $1\sigma$  do valor solar — além da linha do Li levemente menos intensa. Esta estrela possui padrão solar de abundância, apenas com a dúvida no elemento Ba que se mostra discrepante entre as duas missões. Ela pode ser considerada uma análoga.

- HD 118598

Esta estrela é muito parecida com a HD 98649 discutida anteriormente, à exceção do seu Li, cuja linha é mais intensa que a do Sol, todos os demais parâmetros são parecidos com os de HD 98649. Seria uma gêmea da HD 98649? Pode ser considerada uma análoga.

- HD 138573

Outra estrela parecida com as duas anteriores. Cabe observar que esta estrela parece ter atividade igual a solar, mas das três medidas de fluxo cromosférico absoluto em  $H\alpha$  apenas uma se mostrou sensivelmente maior que a do Sol. Esta estrela pode ser considerada também uma análoga, embora sua similaridade fotométrica com o Sol seja apenas razoável.

- HD 146233

Esta estrela tem uma importância grande na literatura de gêmeas e análogas solares. Ela constitui uma exceção as demais estrelas investigadas neste trabalho pois, depois de identificada como o caso mais próximo de gêmea solar já encontrado (Porto de Mello & da Silva (1997)), esta estrela foi estudada em diversos trabalhos conforme já mencionado, sendo as demais estrelas aqui analisadas ainda não estudadas, sendo a literatura a seu respeito extremamente pobre, pelo menos até o momento em que escrevemos. Porto de Mello & da Silva (1997) encontram valores para os parâmetros atmosféricos muito próximos aos nossos, sendo os erros daquela análise semelhantes aos nossos. O único caso em que a concordância ficou fora de  $1\sigma$  do erro foi para a microturbulência, para qual encontramos um valor 0,05 maior (se deslocamos o ponto zero, isto é considerando apenas a diferença do valor solar que é o que importa numa análise diferencial). Assim, esta estrela se mostrou muito ligeiramente rica e quente, embora próximo às barras de erro a  $1\sigma$ . Quanto aos parâmetros evolutivos, esta estrela é um pouco mais luminosa que o Sol, se consideramos o pequeno erro em luminosidade que o HIPPARCOS forneceu para ela, sendo sua posição no diagrama HR relativamente próxima da posição do Sol. O resultado de sua massa e idade via curvas teóricas recentes e bem estabelecidas na literatura (Yi et al. (2003) e Kim et al. (2002), ver seção ) indica que ela seja um pouco mais massiva e mais jovem que o Sol, embora estes valores encontrem-se dentro do erro. Os resultados do fluxo cromosférico na região HK mostraram-se ligeiramente maiores que o do Sol numa missão e solar em outra, enquanto o respectivo fluxo em  $H\alpha$  se mostrou pouco abaixo do solar. Assim, não confirmamos o resultado de Hall & Lockwood (2000)

que encontra uma atividade cromosférica maior que a do Sol para esta estrela. Ela certamente pode ser considerada uma análoga, é a mais brilhante e mais próxima de todas as estrelas da amostra, e permanece uma estrela muito semelhante ao Sol em todos os parâmetros astrofísicos.

### 5.1.3 Grupo 3

Neste grupo, encontram-se as estrelas que possuem todos os parâmetros atmosféricos diferentes do Sol a mais de  $2\sigma$ , possuindo, portanto, inequivocamente parâmetros atmosféricos diferentes dos solares. Alguma destas estrelas possuem os índices que cor parecidos com o Sol, em virtude de possuírem uma combinação de parâmetros atmosféricos específica de parâmetros atmosféricos, como serem frias e pobres em metais ou quentes e ricas em metais. Alguns destes objetos podem ser úteis como representantes das cores solares.

- HD 6512  
Esta estrela é quente e rica e possui ótima similaridade fotométrica com o Sol.
- HD 66653  
Esta estrela também é quente e rica e possui também ótima similaridade fotométrica com o Sol.
- HD 68168  
Esta estrela é somente rica, tendo  $T_{ef}$  solar, e não possui, como o esperado, boa similaridade fotométrica com o Sol.
- HD 71334  
Esta estrela é fria e pobre e possui ótima similaridade fotométrica com o Sol.
- HD 117939  
Esta estrela é fria e pobre e possui ótima similaridade. fotométrica com o Sol.
- HD 159656  
Esta estrela é quente, rica e luminosa e possui boa similaridade fotométrica com o Sol.
- HD 216436  
Esta estrela é fria, mais luminosa que o Sol e não possui boa similaridade fotométrica com o Sol.

- HD 221343

Esta estrela é quente e rica. Entretanto, ela não possui boa similaridade fotométrica com o Sol.

## 5.2 Lista dos Objetos por Ordem de Similaridade

Abaixo, apresentamos em ordem decrescente similaridade, segundo os parâmetros obtidos de nossa análise, as estrelas mais parecidas com o Sol encontradas neste trabalho, levando em conta todos os aspectos investigados.

1. HD 150248
2. HD 164595
3. HD 8291
4. HD 88072
5. HD 32963
6. HD 118598
7. HD 146233
8. HD 28471
9. HD 98649
10. HD 138573

# Capítulo 6

## Conclusões e Perspectivas

### 6.1 Conclusões

Nos dois capítulos 3 e 4, extraímos uma série de resultados referentes às características das estrelas de nossa amostra, empreendendo uma ampla análise espectroscópica dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias de metais, assim como realizamos uma completa análise evolutiva e derivamos os parâmetros cinemáticos principais.

A temperatura efetiva foi obtida através de três critérios independentes: a partir do equilíbrio de excitação de mais de uma centena de linhas do Fe I, de calibrações fotométricas de três diferentes cores e via comparação do perfil  $H\alpha$  com espectros teóricos. A  $T_{ef}$  média obtida combinado-se estes três critérios forneceu um valor de 30 K para seu erro. A gravidade superficial foi determinada combinado-se dois critérios: via equilíbrio de ionização de linhas do Fe e via uma conhecida expressão em função da massa derivada por diagrama HR teórico, temperatura efetiva e luminosidade.

Analizamos também o padrão cinemático da amostra, através da obtenção das velocidades galácticas das estrelas e de diagramas das componentes da velocidade em comparação com o Sol. Empreendemos a análise evolutiva, determinando massas e idades via diagrama HR teórico. Como suporte à análise evolutiva, além do interesse em si que tais questões possuem em astrofísica, obtivemos também os fluxos cromosféricos absolutos em  $H\alpha$  e nas linhas HK do Ca II, e analisamos qualitativamente a presença do Li na atmosfera das estrelas.

Em resumo, encontramos cinco novas ótimas candidatas a gêmeas solares, embora uma seja ativa e uma não pareça ter boa similaridade fotométrica com o Sol. Identificamos diversas estrelas como gêmeas de segunda classe, sendo todas também bastante semelhantes

ao Sol, embora possam possuir pequenas diferenças em alguns parâmetros.

A estrela HD 150248, se mostrou a estrela mais parecida com o Sol jamais encontrada. Além de todos os parâmetros atmosféricos desta estrela serem rigorosamente indistinguíveis dos solares, esta estrela parece possuir, ainda, massa solar e encontrar-se no mesmo estado evolutivo da estrela central de nosso sistema solar. Uma característica muito interessante desta estrela é o fato da linha do Li ser de mesma magnitude que a linha do Sol, o que demonstra que esta estrela depletou Li de forma muito parecida com o Sol. Tal fato sugere que a história evolutiva de HD 150248 seja idêntica à do Sol. Sua quantidade solar de Li poderia sugerir, segundo alguns autores, Zahn (1992), Zahn (1994) e King et al. (1997), a existência de um sistema planetário ao redor desta estrela, uma vez que a perda do momento angular em favor dos planetas poderia estar associada à depleção do Li. Além disso, uma vez que esta estrela tem todas as propriedades astrofísicas indistinguíveis da do Sol, existe, a priori, a possibilidade de que tais sistemas possam ser parecidos com o nosso sistema solar. Assim, sugerimos que este objeto receba atenção por parte do programa SETI, tanto quanto dos grupos dedicados à busca de planetas extrasolares.

Além da HD 150248, encontramos outros objetos com parâmetros indistinguíveis dos do Sol, HD 164595 (avaliada, independentemente, como análoga solar por Fesenko (1994)), HD 8291, HD 32963 e HD 88072, além de outros objetos que possivelmente têm os mesmos parâmetros atmosféricos que o Sol. A idéia de que estrelas com os parâmetros parecidos com os do Sol podem abordar planetas parecidos com a terra é, no presente estágio do nosso conhecimento, bastante especulativa, embora pareça natural. Tal fato pode ser explicado pelas dificuldades técnicas atuais de detecção de planetas de baixa massa. Há evidências, entretanto, de que estrelas com metalicidade maior que o Sol são mais propícias à formação de sistemas planetários. Por exemplo, Santos et al. (2004) em seu recente estudo observacional chegam à conclusão de que estrelas mais ricas em metais possuem maior probabilidade de possuírem os chamados Júpiteres quentes, que são planetas gigantes gasosos muito próximos da estrela central. Além disso, é interessante mencionar que as futuras sondas interferométricas TPF (NASA) e Darwin (ESA), estudarão planetas até quase o limite da massa terrestre, buscando verificar se existe a assinatura espectroscópica infravermelha da linha do ozônio em sua atmosfera, que é característica de que processos fotossintéticos biológicos estariam em curso no planeta. As gêmeas solares, como candidatas naturais a possuírem sistemas planetários como o nosso, seriam interessantes alvos para estas missões. Assim, a questão de se estrelas gêmeas e análogas com metalicidade solar tem boa probabilidade de abrigarem planetas poderá ser respondida

num futuro breve.

## 6.2 Perspectivas

Dividimos em dois ramos principais as perspectivas para complementar este trabalho: o primeiro grupo se refere à revisão de alguns resultados pontuais que mostraram necessitar de maiores averiguações apenas na fase final do trabalho e que, portanto, não houve tempo hábil para realiza-las e, no segundo grupo, colocamos as perspectivas novas de seguimento e refinamento deste trabalho, para complementar a investigação. No primeiro grupo de perspectivas, mencionemos o único caso a ser investigado seria o problema que o Cu apresentou no objeto HD 98649: em uma das missões tal elemento apresentou abundância de 0,20 dex, enquanto na outra a abundância foi solar. Assim, será necessário investigar qual o problema que ocorreu. É bem provável que seja um mal ajuste realizado pelo processo automático de medida de LE não detectado que ficou camuflado nos variados testes realizados. Como foram medidas apenas duas linhas para este elemento, o critério final de eliminação de linhas fora dos  $2\sigma$  em abundância não funciona e, mesmo para diferenças grandes entre as duas linhas, fomos obrigados a utilizar a média delas. Seria desejável também averiguar os demais objetos com abundâncias suspeitas em Cu e outros elementos com linhas “difíceis” e com poucas linhas como o Ba e o Ce.

Como perspectivas futuras de trabalho novo relevante a ser feito, pretendemos realizar a análise quantitativa da abundância do Li, através de síntese espectral da linha disponível em nossos espectros em  $\lambda 6708$  que avaliamos apenas qualitativamente neste trabalho. Isto porque, embora tenhamos comprovado que a maioria das estrelas investigadas possuem parâmetros muito próximos dos solares, tais parâmetros influenciam na formação da linha do Li avaliada qualitativamente, de forma que não podemos comparar as abundâncias de Li apenas através da intensidade da linha, a não ser para o caso das estrelas que possuem os mesmos parâmetros do Sol. Outro resultado interessante seria medir linhas dos processo-s e processo-r e de outros elementos com linhas “difíceis” disponíveis nos espectros FEROS (exemplo destes casos são C, Na, Mg, Zn, Sr, Zr, Pr, Nd, Sm, Eu e Gd) para completar a análise de abundâncias. Para tal teríamos que medir manualmente suas linhas. Resultados adicionais que esperamos extrair são os seguintes: o cálculo da rotação projetada *v seni* das estrelas através de síntese de linhas e calcular o raio médio e a excentricidade de suas órbitas galácticas. Esperamos também que, de posse do raio médio, conjuntamente com as velocidades galácticas obtidas, teremos condições melhores para avaliar os dados de abundância das estrelas, investigando melhor suas possíveis correlações

com estes parâmetros. Isto porque o raio médio é um excelente indicador da região de formação da estrela na Galáxia.

Um trabalho interessante que poderia ser feito, seria realizar uma análise espectroscópica detalhada em outras estrelas provenientes do levantamento de da Silva (2000). Além disso, seria interessante avaliar o espectro UV das melhores estrelas encontradas em nosso trabalho, para inspecioná-los quanto à similaridade com tal região do Sol. Como sabemos, o espectro UV é extremamente sensível a  $T_{ef}$ ,  $[Fe/H]$  e  $\log g$ , de forma que as gêmeas encontradas devem ser muito similares ao Sol nesta região. Uma opção interessante para a análise da similaridade destes espectros com o do Sol seria a comparação direta deles com o espectro do Sol pixel a pixel como faz Soubiran & Triaud (2004) em sua investigação de gêmeas solares, num método que se pode dizer puramente diferencial, sem a utilização de qualquer consideração teórica e independente de modelo e, por isto mesmo, um interessante método para pôr a prova pelo menos as melhores candidatas e aquelas que mostraram o espectro UV muito parecido com o solar, em virtude de sua relevância astronômica.

# Apêndice A

## Linhas de Absorção Medidas

Este apêndice contém tabelas com todas as linhas de absorção que tiveram suas larguras equivalentes (LE's) efetivamente utilizadas, ordenadas por número atômico do elemento e por comprimento de onda para um dado elemento. São três partes, cada qual com um dado conjunto de estrelas ordenadas. As LE's selecionadas são aquelas que puderam ser medidas no Sol, num total de 325 linhas — onde descartamos, para todas as estrelas, aquelas linhas que não puderam ser medidas no Sol por problemas no espectro FEROS, além das que não passaram nos testes estatísticos e das que se mostraram muito fracas para serem confiáveis estatisticamente, conforme seção (3.2.3). Dentre as linhas selecionadas no Sol, algumas linhas não puderam ser medidas em algumas estrelas em virtude, também, de defeito nos espectros FEROS ou de não terem passado nos testes estatísticos ou de terem se mostrado muito fracas. Nestes casos, aparece um “—” no lugar da respectiva medida da LE. Os seguintes dados são apresentados, respectivamente, nas tabelas: comprimento de onda central (em  $\text{\AA}$ ) utilizado no *script* de medição automática das linhas pela rotina *bplot* do IRAF (do Catálogo Solar de Moore et al. (1966)), identificação do elemento e de seu estado de ionização, potencial de excitação do nível inferior da transição eletrônica em eV (do mesmo catálogo),  $\log gf$  solar e as LE's, medidas pelo ajuste de gaussianas, obtidas para cada estrela (em  $m\text{\AA}$ ). Enfatizamos que as medidas não estão corrigidas para a escala de Voigt, sendo simplesmente o resultado saído da tarefa *bplot*.

TABELA A.1: Larguras Equivalentes Medidas no Sol e nas Primeiras Estrelas

$\lambda$ Å	Id	$\chi$ eV	log gf	Sol em mÅ	BD+15 3364	HD6512	HD8291 fev	HD8291 set	HD12264	HD28471	HD32963	HD6653	HD68168	HD71334	HD8072	HD8084
5517,552	Si I	5,08	-2,367	16,20	15,41	24,18	14,27	18,76	13,94	17,70	15,48	20,49	20,04	15,49	19,08	16,82
5665,563	Si I	4,92	-1,912	43,02	45,49	54,54	41,02	40,42	44,01	46,10	47,20	50,48	51,03	41,32	46,80	42,33
5684,493	Si I	4,95	-1,492	67,01	65,65	75,13	60,33	59,30	63,18	64,18	75,62	71,84	71,33	61,80	70,85	—
5690,433	Si I	4,93	-1,684	56,06	50,62	62,62	49,38	48,47	50,77	51,56	60,73	60,39	59,47	51,88	57,22	57,92
5701,108	Si I	4,93	-1,879	44,39	42,40	52,42	39,77	38,80	40,35	41,74	50,49	49,93	49,80	40,76	48,05	50,49
5708,405	Si I	4,95	-1,278	81,50	81,68	91,77	75,90	77,00	78,61	80,95	84,58	88,36	86,28	76,74	83,32	86,57
5793,079	Si I	4,93	-1,856	45,77	50,44	63,64	45,13	46,60	46,66	48,57	53,19	55,71	54,91	45,29	50,91	61,61
6125,026	Si I	5,61	-1,442	35,61	38,43	44,69	32,15	34,80	36,69	35,79	39,67	43,38	44,09	33,58	37,26	41,38
6131,577	Si I	5,61	-1,604	27,28	27,20	33,97	24,42	25,97	26,57	29,12	30,00	32,44	32,13	25,55	28,23	25,94
6131,858	Si I	5,61	-1,597	27,61	29,62	34,59	26,11	25,63	27,45	25,17	31,45	34,06	33,64	26,25	29,73	25,43
6142,494	Si I	5,62	-1,403	37,34	39,04	48,09	32,86	37,06	36,70	37,61	42,46	47,29	43,04	37,06	39,66	—
6145,020	Si I	5,61	-1,325	42,28	41,27	51,98	36,15	38,86	38,79	42,12	47,08	48,61	46,56	38,59	45,08	—
6243,823	Si I	5,61	-1,207	49,72	—	—	47,93	—	—	—	56,40	59,17	59,01	47,51	53,10	48,83
6244,476	Si I	5,61	-1,241	47,52	—	61,95	48,72	—	—	—	54,26	57,40	58,60	45,42	51,35	49,53
6721,844	Si I	5,86	-1,027	48,37	50,23	60,96	42,78	48,53	45,71	52,15	54,91	58,26	58,22	46,94	50,36	45,62
5261,708	Ca I	2,52	-0,494	106,10	104,60	114,60	107,40	105,30	107,40	104,10	110,70	113,80	114,40	106,20	109,40	104,60
5581,979	Ca I	2,52	-0,581	99,56	99,40	106,70	95,51	97,88	100,10	98,00	101,40	106,10	107,10	97,90	101,00	105,60
5590,126	Ca I	2,52	-0,616	97,04	97,49	102,80	96,38	95,23	100,40	96,88	101,70	103,20	103,20	96,34	97,96	100,60
5867,572	Ca I	2,93	-1,526	26,24	28,49	31,84	26,24	26,92	28,19	29,78	29,73	32,64	35,30	27,53	27,50	32,66
6161,295	Ca I	2,52	-1,048	71,11	70,93	76,91	69,42	71,41	72,26	74,74	78,00	80,30	80,24	72,77	73,20	71,83
6163,754	Ca I	2,52	-1,075	69,58	69,73	77,40	67,67	69,92	68,52	74,35	74,59	75,65	79,19	68,34	70,81	71,79
6166,440	Ca I	2,52	-0,989	74,43	74,47	80,09	73,29	73,48	74,85	75,23	79,80	81,12	82,99	76,92	76,81	76,86
6169,044	Ca I	2,52	-0,591	99,63	101,80	103,50	97,06	97,84	98,85	101,80	102,70	105,50	104,60	96,35	99,69	97,66
6169,564	Ca I	2,52	-0,375	116,80	118,20	122,10	115,40	116,80	120,60	119,70	122,10	124,90	126,40	117,60	119,00	118,20
6455,605	Ca I	2,52	-1,233	61,43	64,22	70,30	59,80	60,96	62,52	63,10	67,42	68,10	69,90	62,69	64,26	67,52
6471,668	Ca I	2,52	-0,667	95,03	99,00	101,70	107,30	96,46	96,35	98,57	101,20	102,30	102,20	96,15	99,76	93,11
6499,654	Ca I	2,52	-0,742	90,08	88,91	97,19	89,01	86,69	91,40	89,79	95,82	97,95	101,00	93,44	92,98	88,55
5318,361	Sc II	1,36	-1,610	15,64	21,63	20,19	17,42	16,71	17,22	21,36	20,85	18,01	21,78	15,90	18,78	—
5526,821	Sc II	1,77	0,302	79,55	84,91	90,48	75,25	76,98	78,08	86,13	83,29	86,24	87,16	79,10	81,65	81,41
5657,880	Sc II	1,51	-0,111	72,77	73,55	81,82	67,13	64,28	69,57	74,90	74,79	78,50	78,52	71,94	73,17	74,66
5684,198	Sc II	1,51	-0,794	42,46	41,47	53,05	35,81	36,68	37,35	42,74	46,40	48,35	48,40	41,51	45,21	—
6245,620	Sc II	1,51	-0,945	36,61	—	45,52	35,25	—	—	—	42,74	43,59	47,17	38,79	40,62	41,21
6320,843	Sc II	1,50	-1,624	12,55	14,38	18,00	10,25	10,15	10,48	15,77	—	15,61	15,29	12,98	14,61	—
6604,600	Sc II	1,36	-1,050	39,42	—	—	39,29	40,83	38,10	—	45,30	44,69	46,65	39,13	41,92	47,06
4518,032	Sc II	0,83	-0,014	82,35	81,88	84,83	75,87	80,16	77,90	80,89	84,05	81,13	85,60	79,47	80,27	—
4548,770	Ti I	0,83	-0,200	74,59	76,22	81,65	75,18	76,19	77,31	80,15	82,13	80,36	84,73	75,60	77,66	79,17
4555,492	Ti I	0,85	-0,273	70,79	71,92	72,06	68,31	68,99	69,10	70,24	75,61	72,34	77,32	69,75	71,06	72,05
4562,637	Ti I	0,02	-2,524	13,78	17,49	14,74	18,17	15,73	15,72	16,16	18,57	15,49	20,26	14,05	15,45	14,83
4617,276	Ti I	1,75	0,465	67,12	74,62	72,84	63,13	66,30	68,89	68,05	73,01	74,80	73,20	70,77	66,82	62,96
4758,124	Ti I	2,25	0,478	47,16	50,68	49,43	47,36	46,65	45,81	47,78	53,20	51,86	56,94	48,16	49,49	54,50
4759,276	Ti I	2,25	0,548	50,46	54,19	51,92	51,16	49,05	47,98	50,54	55,85	53,95	59,23	49,98	52,90	55,82

continua Tabela A.1 na próxima página

TABELA A.1: Larguras Equivalentes Medidas no Sol e nas Primeiras Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	$\chi$	log gf	Sol	BD+15 3364	HD6512	HD8291	HD12264	HD28471	HD32963	HD66653	HD68168	HD71334	HD88072	HD88082
4926,154	Ti I	0,82	-1,919	9,94	12,74	11,34	7,46	13,51	12,99	12,42	8,49	9,13	8,49	9,21	—
5022,874	Ti I	0,83	-0,021	84,86	85,72	85,51	79,95	78,78	80,41	85,17	85,35	90,57	82,24	81,64	79,02
5024,850	Ti I	0,82	-0,167	78,79	81,44	82,38	76,68	76,19	81,03	81,03	82,17	86,11	76,34	77,51	73,20
5071,491	Ti I	1,46	-0,541	35,72	39,16	43,35	30,98	32,87	38,24	39,82	39,82	42,95	35,04	36,07	41,07
5113,447	Ti I	1,44	-0,625	32,98	48,14	33,32	27,46	35,32	36,66	35,01	32,70	36,97	30,91	32,42	33,48
5145,468	Ti I	1,46	-0,501	37,72	47,64	49,61	39,33	39,96	46,47	48,08	45,33	49,76	43,26	42,97	39,83
5147,482	Ti I	0,00	-1,834	42,43	49,18	49,77	41,85	45,16	42,79	50,70	46,17	51,46	45,48	45,22	42,90
5152,190	Ti I	0,02	-1,890	39,10	42,38	42,90	39,05	38,82	43,30	44,25	42,18	47,32	42,20	39,37	39,51
5192,978	Ti I	0,02	-0,726	88,18	89,76	91,60	91,03	88,44	89,66	92,16	92,36	98,66	92,10	90,30	92,37
5211,206	Ti I	0,84	-1,897	10,32	10,97	17,71	—	12,88	13,30	15,63	12,04	17,57	11,26	13,09	8913,000
5219,706	Ti I	0,02	-2,099	29,96	35,81	41,46	30,67	28,75	33,59	38,39	34,37	38,29	32,60	32,50	32,50
5295,784	Ti I	1,07	-1,472	15,25	14,90	18,85	16,20	13,95	16,82	16,95	17,96	19,95	16,93	15,76	17,42
5426,258	Ti I	0,02	-2,845	8,01	10,04	11,79	—	9,87	11,70	17,39	13,14	12,48	10,14	8,97	—
5471,205	Ti I	1,44	-1,327	10,19	9,39	12,23	10,54	12,55	8,75	16,92	12,21	12,42	10,79	8,90	14,58
5490,159	Ti I	1,46	-0,768	26,91	35,34	32,81	24,16	33,27	35,65	33,50	30,17	33,91	27,40	26,46	32,95
5648,578	Ti I	2,49	-0,256	11,58	12,72	17,64	14,57	14,32	14,55	16,17	14,04	17,88	13,72	14,15	—
5739,483	Ti I	2,25	-0,586	9,52	13,20	—	9,88	12,41	13,33	—	—	12,59	—	11,78	16,39
5866,461	Ti I	1,07	-0,635	51,07	54,20	55,84	47,62	49,93	47,90	55,77	55,19	61,37	52,33	53,64	59,29
6098,664	Ti I	3,06	0,051	7,29	11,18	—	—	8,07	9,62	11,04	—	11,45	9,34	8,81	15,51
6126,224	Ti I	1,07	-1,242	24,55	27,16	28,19	25,01	25,73	27,06	29,39	29,46	32,41	27,90	26,20	29,29
6258,110	Ti I	1,44	-0,219	54,60	59,44	62,62	55,06	53,86	57,72	62,50	60,34	65,11	59,22	58,36	61,65
4524,691	Ti I	1,23	-2,621	35,59	35,92	38,13	31,12	32,16	34,40	33,18	36,04	36,35	30,52	31,34	30,63
4568,328	Ti II	1,22	-2,769	30,01	37,70	37,70	33,68	31,41	31,55	36,67	39,40	38,59	33,60	35,76	29,55
4583,415	Ti II	1,16	-2,693	35,54	44,09	42,92	33,81	34,39	39,88	42,01	41,27	42,57	36,97	37,63	34,28
4657,204	Ti II	1,24	-2,130	56,27	65,93	69,45	54,60	59,10	60,77	66,53	66,91	66,60	61,30	62,77	58,39
4798,537	Ti II	1,08	-2,390	52,35	48,68	52,42	45,79	43,07	48,55	52,33	51,30	54,10	48,48	49,70	53,11
5211,535	Ti II	2,59	-1,356	35,39	39,24	49,18	36,51	34,09	41,70	40,24	39,22	43,03	33,47	37,65	35,96
5336,794	Ti II	1,58	-1,379	75,68	81,27	85,36	75,14	74,56	83,47	84,23	80,19	85,08	75,79	79,40	77,42
5381,028	Ti II	1,57	-1,636	65,50	60,43	70,25	60,71	58,77	61,97	68,54	68,95	70,71	62,34	65,53	75,11
5418,775	Ti II	1,58	-1,975	50,89	51,67	59,14	50,05	49,60	52,46	62,95	59,66	57,93	51,64	52,97	51,29
5670,858	V I	1,08	-0,404	21,17	26,63	29,20	20,09	22,73	26,13	26,39	25,56	29,19	21,93	24,07	26,41
5727,661	V I	1,05	-0,665	13,81	14,37	13,09	10,72	10,39	12,91	15,73	11,43	13,85	10,20	11,21	—
6135,370	V I	1,05	-0,731	12,80	14,73	19,21	13,85	14,96	12,97	18,17	16,34	16,57	14,21	16,99	—
6199,186	V I	—	-1,328	17,20	19,10	—	16,47	11,78	—	20,93	20,86	22,26	17,02	16,80	19,17
6199,186	V I	0,29	-1,340	16,83	—	—	—	—	—	—	7,13	—	16,21	—	19,06
6216,358	V I	0,28	-0,787	39,35	—	—	—	—	—	—	47,46	—	41,37	—	40,67
6274,658	V I	0,27	-1,690	8,91	—	14,74	—	13,09	13,38	14,07	11,80	16,43	12,53	11,87	—
6285,165	V I	0,28	-1,439	14,43	21,04	—	23,93	13,42	16,47	20,11	17,02	17,73	14,44	21,18	17,35
4545,962	V I	0,94	-1,223	93,22	90,08	93,99	86,80	88,09	87,80	94,20	94,79	96,17	88,01	90,44	88,62
4575,113	Cr I	3,37	-0,873	13,35	—	18,39	20,09	16,49	—	21,09	19,13	19,66	—	16,74	14,69
4616,132	Cr I	0,98	-1,188	93,74	98,41	98,42	89,24	92,91	91,66	98,74	100,70	98,25	93,62	92,95	81,71
4626,182	Cr I	0,97	-1,331	86,90	90,82	92,88	84,83	85,93	84,15	91,94	91,08	92,38	87,03	87,49	82,15
4708,019	Cr I	3,17	0,105	64,63	71,50	73,55	61,80	67,21	64,60	71,17	74,10	72,32	65,00	65,84	59,90
4737,355	Cr I	3,09	-0,051	59,63	62,31	66,99	56,25	59,39	57,51	65,29	67,99	68,64	58,45	61,45	64,70

continua Tabela A.1 na próxima página

TABELA A.1: Larguras Equivalentes Medidas no Sol e nas Primeiras Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	$\chi$	log gf	Sol	BD+15 3364	HD6512	HD8291	HD8291	HD12264	HD28471	HD32963	HD6653	HD68168	HD71334	HD88072	HD88082
4756,117	Cr I	3,10	0,131	68,96	72,11	72,48	67,63	67,34	68,63	66,64	73,11	72,66	74,79	65,54	70,57	78,24
4801,031	Cr I	3,12	-0,094	56,13	56,29	58,99	53,89	52,36	54,79	53,59	58,61	60,65	61,78	52,98	55,28	57,14
4936,341	Cr I	3,11	-0,194	51,39	53,46	59,62	49,37	50,18	52,90	50,40	58,45	59,11	57,77	53,24	53,19	51,78
4964,933	Cr I	0,94	-2,453	41,56	44,62	45,20	40,75	43,06	42,11	43,93	47,17	45,89	51,96	41,98	42,81	46,94
5200,185	Cr I	3,38	-0,525	24,63	22,12	32,31	28,14	23,95	25,93	26,29	31,22	30,98	32,34	25,74	26,12	22,20
5214,130	Cr I	3,37	-0,674	19,46	24,50	29,53	20,94	21,30	22,54	24,01	25,88	22,08	24,98	17,83	22,89	21,06
5238,969	Cr I	2,71	-1,088	27,16	21,25	27,21	21,30	16,14	20,67	20,81	21,30	22,50	23,67	18,69	21,52	19,01
5247,574	Cr I	0,96	-1,420	86,30	89,30	94,37	88,30	85,54	87,10	87,97	94,05	92,56	96,93	88,77	91,70	87,10
5272,003	Cr I	3,45	-0,329	30,23	32,65	40,77	34,41	33,45	32,34	35,39	33,20	36,33	36,66	28,97	33,25	24,95
5287,183	Cr I	3,44	-0,873	12,00	15,09	21,46	16,37	16,19	13,32	15,79	14,98	17,19	16,53	13,40	15,81	12,54
5296,702	Cr I	0,98	-1,202	96,84	95,34	101,10	96,07	94,59	96,62	95,49	101,40	102,60	103,60	96,73	98,58	98,68
5300,751	Cr I	0,98	-1,949	62,70	65,41	70,56	60,96	60,85	62,50	63,61	67,98	67,54	70,25	62,41	64,77	74,29
5304,185	Cr I	3,46	-0,673	16,90	14,73	19,71	18,48	16,03	16,36	15,56	23,74	21,77	21,19	17,41	18,51	18,02
5318,776	Cr I	3,44	-0,701	16,62	21,94	25,10	20,40	19,40	21,57	25,51	23,66	21,60	23,66	16,57	21,48	—
5628,650	Cr I	3,42	-0,644	19,23	—	20,01	14,74	—	18,86	17,86	17,52	18,95	16,11	16,11	15,47	20,99
5648,279	Cr I	3,82	-0,838	6,38	7,78	11,15	10,37	9,54	8,87	10,10	8,00	8,57	9,36	6,16	7,00	—
5787,926	Cr I	3,32	-0,545	26,56	51,90	56,40	49,16	46,83	49,91	50,93	55,78	55,55	56,78	48,41	52,56	—
6330,096	Cr I	0,94	-2,820	29,01	31,81	34,39	27,92	27,44	29,68	30,47	37,70	31,90	36,78	30,78	32,59	—
4588,204	Cr I	4,07	-0,555	75,39	80,21	84,85	73,28	73,71	80,61	77,73	80,06	84,91	78,79	73,13	76,18	72,36
4592,057	Cr II	4,07	-1,107	52,98	61,08	62,77	50,12	54,19	59,42	58,72	58,04	61,76	58,92	51,59	54,26	49,50
5305,866	Cr II	3,83	-1,978	28,01	27,87	36,93	24,98	25,35	28,21	28,62	31,08	31,80	31,70	24,52	30,21	32,61
5308,429	Cr II	4,07	-1,766	27,57	28,18	34,67	26,75	25,89	28,10	30,19	30,15	33,08	30,84	25,40	29,41	27,26
5313,585	Cr II	4,07	-1,520	36,86	38,51	47,30	33,93	33,93	37,06	37,16	41,12	40,99	41,01	33,05	39,50	45,38
5502,092	Cr II	4,17	-1,747	24,88	23,71	30,48	23,17	22,10	22,06	24,77	28,74	29,86	29,35	22,05	26,31	27,77
4502,221	Cr II	2,92	-0,360	64,60	69,26	72,43	61,32	69,47	67,19	63,70	70,11	69,54	69,94	62,40	66,36	61,61
4626,538	Mn I	4,71	0,376	31,37	36,43	39,81	26,14	30,55	31,82	27,42	38,09	42,13	37,64	31,22	30,94	24,96
4739,113	Mn I	2,94	-0,420	61,74	64,44	69,83	58,54	58,61	60,16	57,28	69,67	69,72	71,94	59,45	63,87	58,12
5394,706	Mn I	0,00	-2,777	81,50	87,51	89,89	74,94	77,27	75,99	81,33	101,90	88,59	98,46	82,22	85,76	75,35
5399,479	Mn I	3,85	-0,051	41,38	43,20	56,22	39,97	40,49	41,44	40,85	56,11	54,35	54,68	40,18	44,90	41,57
5432,548	Mn I	0,00	-3,504	53,32	54,19	59,58	49,30	47,71	47,24	51,42	74,34	61,85	67,58	53,71	54,29	54,95
6013,497	Mn I	3,07	0,215	92,02	88,73	98,71	84,43	81,91	86,82	86,39	101,50	99,70	100,10	86,43	92,58	94,79
6021,803	Mn I	3,07	0,328	99,16	100,30	107,80	93,59	91,97	95,71	95,82	106,10	106,00	107,90	95,71	99,42	103,20
4523,407	Mn I	3,65	-1,706	51,70	45,83	50,39	42,92	46,88	44,41	44,47	50,37	50,19	51,27	43,56	47,17	50,56
4537,676	Fe I	3,27	-2,737	22,69	17,62	21,44	15,81	19,01	18,34	20,32	19,95	20,87	22,48	16,26	18,16	22,02
4556,932	Fe I	3,25	-2,543	30,90	31,57	32,39	29,59	29,30	29,85	27,35	34,52	35,12	37,48	28,43	31,10	33,19
4585,343	Fe I	4,61	-1,521	22,07	29,16	30,09	23,40	22,63	29,20	—	28,56	30,33	29,96	22,41	24,96	17,58
4593,533	Fe I	3,94	-1,873	32,14	39,90	36,25	30,86	34,17	37,33	35,51	38,98	38,25	40,24	32,06	32,44	26,07
4598,125	Fe I	3,28	-1,338	85,35	88,72	92,75	85,89	85,80	87,63	85,31	91,69	95,17	93,39	86,14	87,68	87,20
4602,008	Fe I	1,61	-2,982	77,14	77,14	81,06	73,66	74,91	75,24	73,80	81,67	81,63	81,11	77,63	76,37	77,94
4741,535	Fe I	2,83	-1,937	75,03	78,60	77,89	73,92	73,14	74,82	73,14	79,24	80,86	81,46	75,21	76,04	74,79
4749,952	Fe I	4,56	-1,165	39,59	43,83	43,90	41,99	38,07	41,61	40,11	45,91	45,00	47,76	36,88	42,17	43,76
4798,270	Fe I	4,19	-1,236	52,14	47,40	52,06	48,31	43,99	43,56	45,69	52,32	52,92	54,20	47,03	48,95	50,04
4798,736	Fe I	1,61	-3,927	39,86	36,45	37,71	36,55	31,44	32,29	33,93	41,13	40,07	42,92	36,46	36,22	39,24
4808,158	Fe I	3,25	-2,492	33,65	34,46	36,21	31,22	32,39	32,22	33,12	35,43	37,01	38,70	31,22	31,96	33,83

continua Tabela A.1 na próxima página

TABELA A.1: Larguras Equivalentes Medidas no Sol e nas Primeiras Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	$\chi$	log gf	Sol	BD+15 3364	HD6512	HD8291	HD8291	HD12264	HD28471	HD32963	HD66653	HD68168	HD71334	HD88072	HD88082
4907,735	Fe I	3,43	-1,535	69,49	72,23	76,96	71,60	68,09	69,37	70,26	75,29	76,18	76,28	70,82	73,06	71,61
4908,032	Fe I	4,22	-1,352	44,90	47,70	52,57	46,61	43,14	45,07	45,04	52,33	52,95	53,16	46,32	49,11	48,97
4911,782	Fe I	3,93	-1,480	51,18	55,77	62,07	53,19	54,38	53,81	56,10	57,17	60,48	60,57	53,00	54,14	54,38
4961,920	Fe I	3,63	-2,241	29,26	31,23	33,23	28,38	30,59	29,34	29,45	34,17	33,70	36,57	28,46	30,43	35,35
4962,576	Fe I	4,18	-1,137	57,32	58,99	63,19	54,48	57,30	57,61	57,05	62,91	61,43	64,98	55,23	59,34	63,02
4969,922	Fe I	4,22	-0,680	80,55	82,28	86,69	80,58	81,53	81,21	83,60	84,89	85,19	89,33	77,77	81,06	83,30
5023,189	Fe I	4,28	-1,210	49,27	42,66	52,82	43,64	45,96	47,31	47,31	48,81	52,04	52,74	43,36	45,36	40,02
5025,082	Fe I	4,26	-1,664	28,95	30,00	31,11	24,40	24,64	24,90	28,75	30,28	29,76	32,78	24,34	27,47	19,76
5025,305	Fe I	4,28	-1,632	29,54	30,22	33,28	25,34	29,58	24,41	26,86	29,29	30,23	30,29	22,47	24,29	19,13
5054,647	Fe I	3,64	-1,845	46,57	44,30	53,66	41,13	40,68	42,23	42,42	48,70	50,76	51,55	42,54	44,86	45,31
5067,155	Fe I	4,22	-0,733	77,37	77,56	80,88	72,78	74,64	76,43	75,48	79,57	82,29	81,76	74,93	75,65	84,11
5072,677	Fe I	4,22	-0,821	72,31	73,37	78,41	54,31	68,06	71,00	71,49	74,15	78,89	78,41	71,20	71,98	74,24
5109,657	Fe I	4,30	-0,580	82,93	90,17	91,63	80,44	84,39	88,63	92,46	87,89	90,75	90,89	80,37	85,27	81,41
5127,368	Fe I	0,91	-3,137	104,20	108,20	108,40	104,10	102,60	104,70	107,10	109,90	109,30	112,00	105,30	107,10	102,70
5127,688	Fe I	0,05	-5,803	27,23	34,19	-	26,66	25,93	27,07	30,63	34,55	30,83	34,88	29,95	31,09	31,41
5196,065	Fe I	4,26	-0,701	77,42	77,48	83,66	78,95	76,49	79,27	78,40	83,23	82,77	84,71	76,19	78,77	80,01
5197,942	Fe I	4,30	-1,421	38,32	39,14	47,52	40,88	36,48	40,90	41,07	44,52	45,04	47,88	37,31	41,28	40,80
5213,812	Fe I	3,94	-2,627	9,09	12,20	-	13,10	12,70	13,98	14,46	15,66	10,49	15,04	9,69	13,03	-
5223,190	Fe I	3,63	-2,192	31,79	38,65	46,06	31,83	30,46	34,62	37,57	35,50	35,53	39,46	31,13	34,16	30,24
5225,534	Fe I	0,11	-4,443	79,48	85,11	90,77	76,59	77,63	81,94	83,87	82,70	81,74	85,50	79,10	79,62	73,76
5242,500	Fe I	3,63	-0,908	95,79	92,41	101,50	92,28	91,97	92,79	91,06	96,21	97,24	99,05	91,17	94,80	87,18
5243,783	Fe I	4,26	-0,769	73,50	64,49	75,90	65,77	64,53	69,99	64,30	71,49	72,77	73,47	65,91	70,31	61,06
5247,058	Fe I	0,09	-4,684	71,25	73,78	74,84	74,44	70,23	69,48	73,98	76,65	75,56	80,47	74,45	74,80	72,09
5250,216	Fe I	0,12	-4,611	72,84	78,48	83,16	75,27	74,36	75,26	76,25	80,43	78,10	83,13	76,00	78,04	72,71
5320,040	Fe I	3,64	-2,419	22,57	25,58	27,92	23,20	23,37	24,77	27,01	27,85	25,80	29,09	21,98	24,82	22,21
5321,114	Fe I	4,43	-1,175	44,76	46,55	53,08	42,33	43,92	47,26	47,80	51,53	49,73	51,06	42,96	46,47	45,44
5332,908	Fe I	1,56	-2,665	98,67	103,80	107,50	99,36	98,47	102,30	105,10	106,60	104,80	109,10	97,61	100,10	97,46
5379,581	Fe I	3,69	-1,440	64,13	63,93	72,52	63,91	63,33	63,66	62,92	68,33	67,36	71,06	62,28	65,54	70,86
5389,486	Fe I	4,41	-0,427	87,48	89,46	95,98	88,44	88,60	89,63	88,05	94,92	94,68	96,00	86,57	89,50	86,89
5395,222	Fe I	4,44	-1,689	21,76	27,33	30,78	26,11	26,61	25,53	26,57	33,00	29,32	29,41	22,43	24,39	19,06
5412,791	Fe I	4,43	-1,695	21,90	23,96	30,66	24,53	25,92	22,53	23,43	35,86	31,38	31,22	22,33	25,17	16,58
5432,955	Fe I	4,44	-0,610	74,50	76,02	84,02	72,86	72,37	75,42	74,57	86,99	85,88	83,05	73,26	75,72	79,55
5436,302	Fe I	4,39	-1,219	44,44	44,85	51,25	42,03	41,63	42,69	44,20	61,00	53,62	50,81	42,53	44,32	48,00
5473,168	Fe I	4,19	-1,922	21,89	22,33	23,99	20,21	23,24	21,24	21,24	-	27,05	28,27	19,90	23,13	25,24
5483,108	Fe I	4,15	-1,333	49,65	47,07	-	48,14	45,64	45,19	47,65	58,52	54,38	55,30	47,00	50,50	48,32
5491,845	Fe I	4,19	-2,098	16,15	17,61	23,57	15,69	16,87	20,11	17,08	20,06	19,08	21,27	14,06	16,25	19,09
5494,474	Fe I	4,07	-1,788	31,74	34,78	38,59	30,14	29,62	32,80	33,23	41,39	38,98	39,89	31,05	33,53	33,29
5508,419	Fe I	4,96	-1,193	22,40	29,07	31,75	18,45	21,79	24,01	29,51	29,80	-	28,98	22,59	22,61	24,39
5522,454	Fe I	4,21	-1,352	46,00	49,50	54,78	46,08	47,91	46,10	48,65	49,18	52,11	55,12	46,19	49,51	45,47
5560,200	Fe I	4,43	-0,945	56,54	55,93	62,41	51,33	53,53	55,19	55,38	57,47	58,93	60,71	51,92	54,68	71,81
5577,028	Fe I	5,03	-1,421	13,25	14,14	18,81	14,92	15,37	13,83	16,34	14,85	10,97	10,24	-	13,37	20,90
5587,581	Fe I	4,14	-1,475	43,21	43,35	49,30	37,00	41,07	42,68	43,30	48,27	46,25	51,22	40,80	44,99	44,71
5635,831	Fe I	4,26	-1,394	41,86	36,37	44,60	35,89	38,22	38,07	37,90	43,71	42,94	45,01	37,37	38,87	33,26
5636,705	Fe I	3,64	-2,305	27,31	19,30	26,70	21,73	19,05	21,19	21,54	24,61	27,99	27,81	22,74	23,40	20,55

continua Tabela A.1 na próxima página

TABELA A.1: Larguras Equivalentes Medidas no Sol e nas Primeiras Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	$\chi$	log gf	Sol	BD+15 3364	HD6512	HD8291	HD8291	HD12264	HD28471	HD32963	HD66653	HD68168	HD71334	HD88072	HD88082
5638,271	Fe I	4,22	-0,636	83,46	80,19	84,44	81,89	77,46	82,15	81,45	82,65	89,44	89,33	81,57	81,46	79,08
5641,448	Fe I	4,26	-0,882	67,63	71,19	76,93	68,89	67,43	69,92	72,92	73,78	77,10	78,80	69,36	72,75	75,89
5646,689	Fe I	4,26	-2,351	8,79	12,10	13,67	10,51	12,07	11,93	16,40	-	11,87	12,43	8,21	8,82	-
5649,996	Fe I	5,10	-0,704	39,47	36,50	46,32	39,47	35,93	37,58	39,63	43,65	45,79	45,03	37,61	41,72	55,00
5652,327	Fe I	4,26	-1,656	29,95	32,99	32,45	28,41	27,46	30,67	33,22	32,11	33,05	35,73	27,95	30,43	36,71
5661,354	Fe I	4,28	-1,772	24,49	26,00	31,63	25,78	23,63	26,28	26,17	29,94	30,37	31,96	24,19	27,64	24,28
5680,248	Fe I	4,19	-2,215	13,14	16,64	-	16,00	16,00	-	16,99	17,21	19,66	22,10	13,93	17,90	23,08
5701,557	Fe I	2,56	-1,922	91,47	86,58	92,98	85,90	85,57	87,99	84,68	97,57	93,69	95,83	87,96	92,49	94,28
5705,473	Fe I	4,30	-1,324	43,53	41,46	46,29	38,29	37,94	42,35	39,82	46,83	47,41	47,98	39,18	43,25	47,47
5731,772	Fe I	4,26	-0,984	62,44	63,12	67,44	58,90	-	61,76	61,00	65,70	67,09	67,98	59,43	62,62	60,66
5738,240	Fe I	4,22	-2,070	16,34	17,17	20,56	16,79	-	18,96	18,19	22,97	20,76	19,74	15,64	18,97	20,48
5811,919	Fe I	4,14	-2,222	14,28	18,25	19,81	13,91	18,29	16,48	21,48	14,96	16,09	18,55	12,91	13,78	15,59
5814,815	Fe I	4,28	-1,792	23,85	29,01	36,53	25,32	27,13	28,00	30,24	30,59	31,13	31,50	25,39	28,33	29,90
5835,109	Fe I	4,26	-1,978	18,06	17,97	-	14,59	20,64	20,31	20,33	19,75	20,90	22,50	17,96	18,65	19,22
5849,691	Fe I	3,69	-2,812	10,54	10,84	10,87	9,04	-	6,84	-	10,16	10,92	13,62	7,87	10,84	16,04
5852,228	Fe I	4,55	-1,093	43,88	44,85	49,90	40,35	43,68	43,94	45,68	46,61	47,82	50,53	40,87	45,73	45,93
5855,086	Fe I	4,61	-1,402	27,12	26,39	31,25	29,93	26,10	25,70	29,48	27,64	30,00	30,65	23,54	25,68	34,53
5856,096	Fe I	4,29	-1,472	37,03	36,47	42,32	35,11	35,88	37,16	37,88	39,74	40,71	45,22	34,73	36,78	50,49
5859,596	Fe I	4,55	-0,484	76,93	76,56	81,83	73,94	73,78	76,85	76,13	78,26	80,62	83,75	73,81	77,94	81,99
5916,257	Fe I	2,45	-2,688	61,34	-	66,69	60,83	-	-	-	75,37	60,94	67,24	57,15	-	57,22
5927,797	Fe I	4,65	-0,991	44,58	51,56	53,50	53,55	45,90	48,87	50,94	50,79	57,04	57,89	47,22	47,92	48,19
5929,682	Fe I	4,55	-1,078	44,71	49,68	55,36	45,18	49,03	49,53	48,48	59,11	49,83	55,56	45,71	50,52	49,42
5930,191	Fe I	4,65	-0,176	92,37	95,04	103,60	98,81	97,62	99,92	92,55	104,30	101,50	104,10	91,37	98,30	94,37
5956,706	Fe I	0,86	-4,411	54,66	58,25	59,70	55,45	52,03	53,54	58,09	61,67	57,94	62,95	57,72	56,93	55,84
6005,551	Fe I	2,59	-3,354	26,51	27,16	26,51	23,15	23,50	24,01	26,34	31,85	31,14	32,01	25,68	27,20	32,38
6007,968	Fe I	4,65	-0,593	65,84	65,79	71,85	60,16	63,71	66,90	63,30	69,19	73,03	72,29	63,51	66,72	67,33
6012,212	Fe I	2,22	-3,700	27,30	26,91	31,29	28,45	22,37	24,31	25,66	32,06	34,21	35,52	25,13	29,00	45,08
6078,499	Fe I	4,79	-0,206	82,97	-	92,83	-	93,48	78,61	-	91,25	91,62	92,82	80,82	91,85	79,88
6079,016	Fe I	4,65	-0,859	51,51	-	59,81	-	66,81	47,75	-	59,52	56,46	60,11	49,57	53,30	49,22
6082,718	Fe I	2,22	-3,474	37,13	-	44,98	-	-	-	-	46,43	42,72	42,12	37,25	40,38	47,92
6120,249	Fe I	0,91	-5,795	6,29	10,13	9386,00	6,06	19,40	18,32	20,67	22,69	22,50	24,76	18,43	20,56	23,81
6137,002	Fe I	2,20	-2,662	73,56	73,74	76,91	71,44	73,21	73,50	73,27	78,47	79,95	80,76	72,90	73,87	74,62
6151,623	Fe I	2,18	-3,163	52,99	55,00	57,04	51,96	53,29	51,32	53,29	57,35	56,98	58,85	53,58	53,97	54,51
6159,382	Fe I	4,61	-1,767	14,77	16,63	18,17	16,19	18,52	15,37	17,62	18,79	17,63	18,67	15,46	17,50	18,48
6173,341	Fe I	2,22	-2,692	71,65	72,25	75,24	68,33	68,73	70,53	71,59	75,63	76,60	77,47	72,49	72,96	85,34
6187,995	Fe I	3,94	-1,496	51,91	53,10	58,54	51,67	58,60	49,18	51,88	54,96	56,18	58,08	50,71	52,80	53,91
6199,508	Fe I	2,56	-4,119	7,03	7,16	8663,00	9,56	6,34	-	7,15	7,02	20,02	8,70	6,76	-	8177,00
6200,321	Fe I	2,61	-2,184	77,89	80,27	84,07	76,12	75,25	76,94	78,76	81,51	6,71	83,58	75,78	79,40	80,07
6200,321	Fe I	2,56	-4,123	6,97	-	-	-	-	-	-	-	81,23	-	6,16	-	7332,00
6200,321	Fe I	2,61	-2,183	77,92	-	-	-	-	-	-	-	81,84	-	75,32	-	79,58
6213,437	Fe I	2,22	-2,358	86,97	-	-	-	-	-	-	-	91,67	-	85,48	-	90,40
6219,287	Fe I	2,20	-2,239	94,41	-	-	-	-	-	-	-	102,00	-	95,28	-	102,40
6226,740	Fe I	3,88	-1,990	31,61	-	-	-	-	-	-	-	39,74	-	32,76	-	33,55

continua Tabela A.1 na próxima página

TABELA A.1: Larguras Equivalentes Medidas no Sol e nas Primeiras Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	$\chi$	log gf	Sol	BD+15 3364	HD6512	HD8291	HD8291	HD12264	HD28471	HD32963	HD6653	HD68168	HD71334	HD88072	HD88082
6240,653	Fe I	2,22	-3,176	50,60	—	—	49,63	—	—	—	56,02	54,06	60,36	49,96	51,86	56,94
6265,141	Fe I	2,18	-2,355	89,40	91,94	—	88,50	86,40	87,65	89,31	94,15	96,06	96,65	89,34	90,59	97,69
6271,283	Fe I	3,33	-2,665	25,77	30,73	31,24	24,13	24,39	27,16	28,03	30,39	29,95	30,94	25,02	26,41	28,80
6297,799	Fe I	2,22	-2,541	78,65	81,44	83,77	108,80	74,39	77,68	78,62	84,93	83,69	86,92	79,81	84,21	80,84
6315,814	Fe I	4,07	-1,388	51,59	45,47	49,90	44,19	39,93	42,79	44,58	—	53,18	51,98	45,40	49,00	—
6322,694	Fe I	2,59	-2,190	78,91	87,07	87,15	77,29	76,11	76,40	85,24	85,11	84,11	87,39	79,95	81,35	—
6358,687	Fe I	0,86	-3,612	89,35	90,16	96,32	86,66	88,93	86,60	86,32	99,33	95,94	102,40	91,02	92,23	89,56
6380,750	Fe I	4,19	-1,225	54,30	56,33	62,14	47,79	54,52	54,27	55,87	58,28	62,46	62,44	54,86	56,19	58,00
6385,726	Fe I	4,73	-1,810	11,11	14,03	15,88	12,05	11,40	11,59	13,74	13,57	17,70	16,29	—	12,21	—
6392,538	Fe I	2,28	-3,832	20,77	20,96	23,82	19,38	20,74	22,12	21,33	23,93	26,74	25,33	22,03	20,84	—
6430,856	Fe I	2,18	-1,952	115,00	—	121,10	114,50	109,00	—	111,50	122,50	125,60	125,90	116,70	117,80	120,90
6498,945	Fe I	0,96	-4,487	48,84	53,21	54,60	44,86	47,07	47,22	50,81	55,77	53,08	57,38	51,82	52,11	58,95
6608,044	Fe I	2,28	-3,840	20,85	—	—	20,34	20,95	26,57	—	24,96	20,92	26,25	20,63	21,61	26,44
6627,560	Fe I	4,55	-1,349	32,76	34,61	39,24	32,62	28,01	31,96	34,63	37,21	37,01	39,21	32,83	32,51	26,55
6633,427	Fe I	4,83	-1,067	33,61	34,63	37,79	32,91	30,31	33,38	35,02	37,47	39,17	42,46	34,68	35,07	45,17
6633,758	Fe I	4,56	-0,569	72,30	73,52	78,55	68,40	69,72	72,48	70,77	77,43	77,46	79,85	71,63	73,52	82,01
6634,123	Fe I	4,79	-0,925	42,38	44,57	50,51	39,20	38,51	41,76	41,83	47,47	46,49	50,34	40,77	43,78	49,05
6699,136	Fe I	4,59	-1,863	13,19	—	14,45	11,71	12,97	12,36	13,54	11,15	14,71	14,73	12,41	—	—
6703,576	Fe I	2,76	-2,862	42,17	42,69	46,63	39,24	38,53	41,42	38,62	44,33	45,61	46,32	41,58	41,85	41,09
6705,105	Fe I	4,61	-0,920	51,02	52,64	58,77	47,13	50,49	52,36	48,59	54,32	59,60	58,25	49,28	53,79	49,73
6710,323	Fe I	1,48	-4,650	20,29	20,30	22,15	16,81	18,67	16,97	19,10	20,05	23,49	23,27	20,44	19,07	18,71
6713,745	Fe I	4,79	-1,309	25,05	28,03	30,67	23,82	23,76	25,95	27,55	25,25	28,09	31,89	24,09	25,72	21,73
6725,364	Fe I	4,10	-2,063	21,36	26,19	26,38	21,46	21,15	20,22	23,84	24,02	24,11	24,97	20,78	23,16	29,73
6726,673	Fe I	4,61	-0,962	48,92	54,37	56,88	49,13	49,35	52,48	52,84	55,42	57,27	57,64	49,15	52,63	48,76
6732,068	Fe I	4,58	-1,992	10,50	—	—	—	7,29	13,49	11,23	—	—	12,92	—	11,65	11,21
6733,153	Fe I	4,64	-1,327	30,18	33,89	—	28,47	28,12	29,57	32,87	34,57	36,51	35,98	28,17	31,81	31,84
6750,164	Fe I	2,42	-2,417	77,40	78,68	—	75,73	75,54	75,70	76,91	—	84,20	85,90	79,35	79,76	79,41
6752,716	Fe I	4,64	-1,109	40,16	40,05	—	36,24	36,78	38,77	39,81	—	46,92	45,07	38,47	41,33	41,30
6786,860	Fe I	4,19	-1,771	29,47	29,97	—	28,07	32,52	31,65	29,47	—	37,88	33,87	29,29	32,36	44,23
6806,856	Fe I	2,73	-2,926	40,82	36,80	—	—	14,63	16,25	16,01	—	20,00	—	16,47	18,19	27,35
6810,267	Fe I	4,61	-0,837	55,48	—	—	—	36,12	35,07	37,92	—	41,57	—	37,93	39,15	48,00
6820,374	Fe I	4,64	-1,115	40,00	—	—	—	42,59	42,75	—	—	51,18	—	46,21	46,58	—
6828,596	Fe I	4,64	-0,698	61,50	—	—	—	57,13	59,69	—	—	67,15	—	60,85	62,96	55,90
6837,013	Fe I	4,59	-1,579	22,09	—	—	—	20,66	22,85	—	—	26,14	—	20,88	21,93	25,86
6839,835	Fe I	2,56	-3,228	34,92	—	—	—	33,56	—	—	—	44,21	—	—	35,02	38,62
6842,689	Fe I	4,64	-1,059	42,81	—	—	—	41,19	43,32	—	—	49,76	—	44,05	45,54	43,08
6843,655	Fe I	4,55	-0,730	64,06	—	—	—	62,21	65,33	—	—	72,28	—	65,71	66,25	69,49
6855,166	Fe I	4,56	-0,526	75,29	—	—	—	73,77	80,83	—	—	82,43	—	74,84	76,10	75,11
6855,723	Fe I	4,61	-1,582	21,33	—	—	—	23,48	26,47	—	—	26,62	—	21,37	24,01	26,29
6857,251	Fe I	4,07	-2,014	24,38	—	—	—	25,82	28,61	—	—	30,92	—	24,69	26,84	32,05
6858,155	Fe I	4,61	-0,862	54,27	—	—	—	53,16	56,68	—	—	61,87	—	54,73	57,97	56,91
6861,945	Fe I	2,42	-3,712	20,94	—	—	—	18,88	21,62	—	—	25,29	—	22,19	22,28	23,85
6862,496	Fe I	4,56	-1,352	32,55	—	—	—	29,26	32,17	—	—	36,38	—	30,92	34,82	37,07

continua Tabela A.1 na próxima página

TABELA A.1: Larguras Equivalentes Medidas no Sol e nas Primeiras Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	$\chi$	log gf	Sol	BD-15 3364	HD6512	HD8291	HD8291	HD12264	HD28471	HD32963	HD66653	HD68168	HD71334	HD88072	HD88082
4576,339	Fe I	2,84	-2,896	66,77	72,67	75,58	61,20	67,43	71,96	71,64	73,44	75,51	74,39	65,61	69,61	67,80
4656,981	Fe II	2,89	-3,563	39,27	50,39	52,67	40,95	43,11	45,81	43,77	49,00	51,79	49,59	41,68	46,48	41,40
4993,352	Fe II	2,81	-3,508	44,75	49,52	54,33	38,49	43,41	44,20	50,16	46,55	46,43	49,06	38,68	44,31	40,52
5197,576	Fe II	3,23	-2,157	84,09	85,02	96,06	84,48	80,70	87,85	86,47	87,74	90,39	89,44	81,47	86,26	87,91
5234,630	Fe II	3,22	-1,985	93,63	92,12	101,30	87,11	91,01	96,78	93,41	90,22	94,25	94,25	84,79	90,95	96,91
5264,808	Fe II	3,33	-2,858	51,17	57,30	66,61	52,54	52,71	53,56	57,64	55,53	59,71	58,72	51,41	56,31	51,48
5325,560	Fe II	3,22	-3,024	48,63	52,33	59,14	47,50	46,80	49,11	52,49	53,55	53,39	53,39	44,21	50,79	51,43
5414,075	Fe II	3,22	-3,491	30,49	32,17	40,98	30,22	31,26	32,16	33,04	42,72	41,35	37,79	30,41	32,70	26,94
5425,259	Fe II	3,20	-3,165	44,02	44,33	54,58	44,17	43,37	44,17	45,50	42,66	45,41	48,70	42,36	46,41	47,42
6084,105	Fe II	3,20	-3,737	22,51	—	31,77	—	—	—	22,91	26,26	27,65	25,13	19,68	23,99	35,26
6149,249	Fe II	3,89	-2,670	37,96	40,22	48,67	36,11	37,59	40,77	39,91	45,19	45,36	45,40	37,65	41,18	41,89
6247,562	Fe II	3,89	-2,215	56,54	—	67,88	56,90	—	—	—	60,20	65,63	64,26	54,79	58,55	55,68
6369,463	Fe II	2,89	-4,026	23,02	22,84	27,84	20,79	21,19	19,77	20,38	24,62	26,84	26,28	20,19	24,16	23,13
6383,715	Fe II	5,55	-2,066	9,93	—	17,49	9,78	10,64	11,78	13,20	13,23	18,04	13,63	13,56	13,21	—
6416,928	Fe II	3,89	-2,575	41,98	41,38	53,10	38,90	36,32	43,68	42,94	48,75	49,23	48,31	39,50	43,55	48,88
6456,391	Fe II	3,90	-1,969	67,03	70,44	78,11	65,29	65,14	69,54	69,48	71,04	76,50	72,05	64,70	70,24	73,22
4792,862	Fe II	3,25	0,111	41,04	37,61	40,13	34,95	31,62	29,23	35,49	31,62	40,46	45,94	36,10	37,87	38,31
4813,479	Co I	3,21	0,297	50,86	57,46	63,89	35,41	37,01	51,41	33,24	58,23	62,69	54,82	53,46	49,84	53,75
5212,691	Co I	3,51	-0,131	21,66	25,82	34,75	21,43	22,92	29,99	22,92	30,91	24,93	—	20,55	24,93	25,16
5280,633	Co I	3,63	0,007	22,60	24,55	32,51	23,97	22,18	22,65	26,41	26,95	28,79	29,05	24,58	24,80	25,60
5301,047	Co I	1,71	-1,757	26,38	24,94	32,03	24,17	24,55	20,37	28,36	30,54	25,92	32,71	22,92	26,55	—
5342,708	Co I	4,02	0,614	32,15	41,93	45,91	31,71	29,33	36,21	41,02	39,73	38,05	41,26	33,72	36,12	35,14
5359,203	Co I	4,15	0,140	11,81	23,64	17,72	11,32	9,99	16,27	24,43	14,44	13,49	15,62	11,71	12,67	—
5454,580	Co I	4,07	0,268	17,44	19,44	23,15	19,20	16,66	16,27	—	31,59	23,63	22,29	15,83	18,36	21,62
5483,364	Co I	1,71	-1,063	55,85	54,34	—	48,26	48,05	46,28	52,81	67,57	58,00	68,47	54,39	55,89	55,26
5647,241	Co I	2,28	-1,530	15,41	20,41	21,91	16,44	16,91	16,82	21,37	20,27	18,79	21,87	17,14	17,91	23,05
6455,001	Co I	3,63	-0,136	19,09	21,77	23,36	15,44	16,34	17,73	23,41	26,90	23,54	26,07	20,18	20,43	24,44
6814,961	Co I	1,96	-1,620	25,05	27,44	—	22,32	22,02	21,50	28,02	—	27,82	—	28,13	25,65	18,20
4935,834	Co I	3,94	-0,243	66,99	69,05	75,98	63,41	65,08	66,21	66,17	72,44	73,64	73,85	66,90	68,86	71,40
4946,034	Ni I	3,80	-1,126	30,28	29,61	37,93	27,12	27,80	27,71	26,86	35,00	35,81	35,18	29,57	29,89	35,02
4953,212	Ni I	3,74	-0,543	59,99	62,40	66,85	55,27	56,79	57,48	60,55	64,76	63,85	66,80	57,25	60,65	57,77
5010,943	Ni I	3,63	-0,564	63,81	57,51	65,76	52,40	54,53	54,20	56,72	61,22	63,18	63,93	53,19	58,06	48,93
5032,733	Ni I	3,90	-0,973	32,91	36,55	41,34	28,13	35,44	29,98	37,58	35,50	36,06	39,00	28,04	31,20	24,95
5094,418	Ni I	3,83	-1,044	32,60	42,82	43,75	31,87	33,25	34,30	39,39	41,15	38,29	41,08	30,44	38,49	32,98
5197,170	Ni I	3,90	-1,074	28,65	29,54	36,97	29,92	25,77	28,44	31,02	32,72	34,13	37,76	27,53	30,28	33,29
5220,296	Ni I	3,74	-1,207	29,52	32,98	43,72	28,67	25,26	29,42	33,50	34,85	34,20	37,27	27,98	31,63	30,48
5392,330	Ni I	4,15	-1,211	15,84	15,67	23,56	19,12	17,73	16,71	16,60	25,87	20,47	20,64	15,07	16,97	17,57
5435,866	Ni I	1,99	-2,281	55,64	54,85	62,96	52,28	51,94	51,09	54,08	71,72	63,35	64,47	55,13	56,25	56,85
5452,850	Ni I	3,84	-1,397	19,14	21,28	26,70	18,37	16,54	20,63	18,97	—	25,88	25,92	18,47	20,45	—
5494,888	Ni I	4,10	-1,027	23,54	27,16	32,00	29,10	29,10	25,10	29,10	29,94	29,41	31,58	23,02	25,21	25,04
5587,868	Ni I	1,93	-2,168	63,34	62,64	69,74	55,45	58,92	62,99	61,21	68,82	67,21	71,59	61,08	63,30	67,54
5625,328	Ni I	4,09	-0,542	45,68	—	—	40,14	—	—	58,49	50,06	50,86	51,06	43,40	44,91	41,65
5628,354	Ni I	4,09	-1,078	22,09	—	22,89	17,06	—	19,66	20,43	19,54	21,70	22,90	17,44	17,08	23,34
5637,123	Ni I	4,09	-0,641	40,88	33,46	43,58	35,54	32,53	35,78	36,58	39,93	43,37	43,34	35,79	36,96	29,88

continua Tabela A.1 na próxima página

TABELA A.1: Larguras Equivalentes Medidas no Sol e nas Primeiras Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	$\chi$	log gf	Sol	BD-15 3364	HD6512	HD8291	HD8291	HD12264	HD28471	HD32963	HD66653	HD68168	HD71334	HD88072	HD88082
5847,006	Ni I	1,68	-3,336	24,92	26,73	30,76	22,29	25,42	22,69	26,50	30,97	29,49	31,82	24,77	27,60	29,64
6086,288	Ni I	4,26	-0,408	45,05	50,14	57,35	-	40,64	-	47,38	51,70	52,90	54,36	43,68	46,51	51,64
6176,816	Ni I	4,09	-0,114	68,09	68,38	76,31	62,13	61,68	63,04	67,55	75,96	59,95	75,00	68,24	69,32	69,33
6177,253	Ni I	1,83	-3,372	19,01	19,27	23,86	17,27	15,03	14,95	19,95	20,98	19,54	22,25	18,14	19,30	18,37
6186,717	Ni I	4,10	-0,795	33,90	35,16	42,79	32,84	29,88	31,76	35,55	40,20	40,29	39,94	31,95	37,10	30,70
6191,189	Ni I	1,68	-2,040	81,16	83,74	89,79	75,28	73,81	75,97	80,34	86,81	85,71	88,29	80,77	82,89	81,95
6327,604	Ni I	1,68	-2,961	41,76	45,34	49,30	35,35	37,28	37,99	43,57	49,93	44,62	49,90	41,78	43,84	40,95
6370,357	Ni I	3,54	-1,715	19,04	20,19	-	16,37	18,10	-	14,91	20,10	-	21,06	-	19,15	15,37
6378,256	Ni I	4,15	-0,749	34,17	35,53	43,45	-	-	31,00	-	-	40,27	-	33,43	-	40,02
6635,137	Ni I	4,42	-0,629	28,77	30,67	38,87	29,88	24,48	28,90	30,86	35,28	34,30	39,02	30,73	31,08	35,18
6643,638	Ni I	1,68	-1,787	96,02	98,46	106,50	93,40	92,83	97,27	97,57	104,70	101,50	108,90	98,65	99,55	-
6767,784	Ni I	1,83	-1,912	82,98	85,49	-	80,67	79,17	80,41	81,42	-	89,03	89,46	83,00	84,38	88,59
6772,321	Ni I	3,66	-0,827	52,81	56,18	-	50,14	49,24	50,55	56,11	-	61,44	58,99	52,64	54,07	54,58
6842,043	Ni I	3,66	-1,011	44,20	-	-	-	42,49	45,34	-	-	52,92	-	47,06	47,86	48,76
5218,209	Cu I	3,82	0,359	56,46	60,93	72,34	53,83	51,98	54,41	62,04	62,12	61,65	64,42	55,43	57,57	55,54
5220,086	Cu I	3,82	-0,572	17,50	22,34	30,07	17,62	16,61	19,34	23,02	20,83	18,81	20,99	16,60	18,88	18,08
6793,628	Y I	0,07	0,222	19,73	20,84	-	-	20,69	18,37	19,30	-	26,14	-	21,60	20,26	27,37
4883,690	Y II	1,08	0,178	62,25	64,14	68,95	74,85	63,03	66,91	63,71	64,67	69,02	64,28	58,20	67,05	64,97
4900,124	Y II	1,03	0,218	65,56	63,23	70,71	67,82	66,43	66,25	64,18	66,60	71,15	67,79	60,90	67,95	65,09
5087,426	Y II	1,08	-0,175	50,46	56,03	58,68	52,05	52,39	57,31	53,84	55,00	58,67	55,94	46,92	54,58	54,69
5200,415	Y II	0,99	-0,542	40,41	40,77	48,16	43,03	39,78	43,93	38,61	44,27	46,88	45,56	37,89	42,88	38,12
5402,783	Y II	1,84	-0,511	13,91	14,08	17,19	15,20	18,48	17,19	14,76	20,89	19,62	16,92	12,38	14,80	10,56
5853,688	Ba II	0,60	-0,687	67,98	67,69	69,82	69,04	72,47	74,70	69,49	67,17	73,38	72,04	65,14	69,32	-
6141,727	Ba II	0,70	0,252	120,00	120,60	124,40	127,60	128,90	134,90	119,10	121,70	130,70	124,00	117,50	122,40	90,20
6496,908	Ba II	0,60	-0,054	104,60	104,00	108,60	118,50	110,20	116,80	101,60	108,70	113,80	107,70	100,20	106,70	91,26
4562,367	Ce II	0,48	0,357	26,21	29,55	25,60	29,56	30,32	30,41	28,13	31,69	29,08	32,03	24,84	28,98	29,83
4628,160	Ce II	0,52	0,234	21,20	30,19	25,60	24,50	25,87	27,92	24,62	27,56	29,31	25,48	25,49	22,44	18,01
4773,959	Ce II	0,92	0,333	13,46	21,74	17,40	19,52	16,08	19,74	-	14,62	16,07	18,25	11,78	15,14	-

TABELA A.2: Larguras Equivalentes Medidas nas Demais Estrelas

Apêndice A.

Linhas de Absorção Medidas

$\lambda$ Å	Id	$\chi$ eV	Log gf	HD98649 fev	HD98649 ago	HD117939	HD118598	HD138573	HD146233 1999	HD146233 2001	HD150248	HD159656	HD164595	HD207043	HD216436	HD221343
5517,552	Si I	5,08	-2,367	17,68	18,57	14,66	15,50	18,63	18,32	19,03	16,78	21,04	14,03	18,78	17,81	18,88
5665,563	Si I	4,92	-1,912	41,88	47,59	37,32	44,70	43,71	46,70	47,46	47,91	50,42	45,04	45,49	42,35	47,66
5684,493	Si I	4,95	-1,492	63,25	67,49	59,63	62,98	65,64	70,41	68,74	66,32	68,19	61,20	65,12	60,79	67,38
5690,433	Si I	4,93	-1,684	52,53	52,83	47,05	50,71	52,62	56,72	58,50	54,10	56,29	50,49	52,12	48,34	55,63
5701,108	Si I	4,93	-1,879	43,14	42,47	36,52	42,64	42,71	45,65	45,04	43,89	45,13	39,29	41,77	38,52	45,23
5708,405	Si I	4,95	-1,278	82,03	78,57	-	79,33	80,78	83,06	84,32	82,36	85,30	76,39	83,04	76,45	83,81
5793,079	Si I	4,93	-1,856	47,48	46,11	40,80	47,52	48,24	49,67	52,19	49,15	53,23	49,63	48,68	47,55	52,58
6125,026	Si I	5,61	-1,442	33,06	32,95	29,21	33,81	34,36	37,95	36,35	36,78	40,69	36,85	34,19	31,11	40,01
6131,577	Si I	5,61	-1,604	25,35	26,03	22,05	25,31	27,22	29,09	29,81	27,38	31,34	26,24	26,02	23,86	30,98
6131,858	Si I	5,61	-1,597	25,07	27,19	22,06	24,28	27,04	29,17	29,27	27,91	30,72	27,54	26,12	22,90	28,25
6142,494	Si I	5,62	-1,403	37,07	40,20	32,01	37,43	39,24	39,28	42,29	40,55	42,87	39,73	39,08	34,56	41,14
6145,020	Si I	5,61	-1,325	40,64	42,18	36,18	40,09	40,39	43,62	44,87	45,21	45,78	40,43	40,05	35,78	44,49
6243,823	Si I	5,61	-1,207	50,13	-	44,56	-	49,64	-	-	-	59,83	-	-	-	56,78
6244,476	Si I	5,61	-1,241	48,18	-	45,68	45,60	48,07	-	48,80	-	56,50	-	48,90	43,03	55,50
6721,844	Si I	5,86	-1,027	50,08	51,16	40,76	43,96	47,48	51,31	50,29	47,60	52,36	41,69	47,15	42,33	52,53
5261,708	Ca I	2,52	-0,494	109,20	111,70	99,45	107,30	106,80	108,50	112,20	107,10	108,60	103,10	112,70	104,60	109,00
5581,979	Ca I	2,52	-0,581	101,10	98,72	96,36	98,73	100,00	102,30	101,40	99,28	102,10	97,47	104,40	98,61	103,80
5590,126	Ca I	2,52	-0,616	98,48	94,67	93,74	96,19	96,93	98,76	99,79	96,91	99,02	95,27	101,50	95,02	103,40
5867,572	Ca I	2,93	-1,526	27,80	26,24	26,24	27,57	27,14	28,30	28,03	28,98	27,68	25,84	30,51	27,84	30,72
6161,295	Ca I	2,52	-1,048	73,14	75,66	66,47	73,52	69,73	72,99	72,87	71,93	71,19	70,42	76,26	69,30	77,08
6163,754	Ca I	2,52	-1,075	71,12	67,87	63,15	69,15	67,93	70,76	72,32	70,55	72,54	65,70	76,92	67,33	75,83
6166,440	Ca I	2,52	-0,989	74,65	76,50	69,99	76,08	73,48	75,91	76,36	75,96	74,43	73,23	77,45	72,73	79,28
6169,044	Ca I	2,52	-0,591	98,56	98,36	91,75	97,08	96,24	98,60	97,49	97,97	96,50	96,23	102,10	96,32	104,90
6169,564	Ca I	2,52	-0,375	117,80	116,80	110,40	118,00	115,70	119,40	116,40	117,00	115,20	115,50	123,40	115,60	125,80
6455,605	Ca I	2,52	-1,233	63,63	63,88	56,28	64,47	61,60	62,52	65,94	64,17	63,05	62,44	65,71	63,86	68,67
6471,668	Ca I	2,52	-0,667	98,09	99,29	90,41	99,69	96,76	104,20	101,70	98,68	102,60	95,12	100,80	94,82	107,30
6499,654	Ca I	2,52	-0,742	90,83	91,97	83,42	93,25	92,37	90,93	93,13	90,25	92,55	90,54	95,81	89,83	99,01
5318,361	Sc II	1,36	-1,610	17,80	20,62	15,49	15,46	16,26	17,05	20,71	18,61	20,59	16,63	19,65	18,75	-
5526,821	Sc II	1,77	0,302	79,99	79,62	76,20	80,05	81,42	82,59	81,06	82,99	88,04	80,78	79,32	77,59	83,60
5657,880	Sc II	1,51	-0,111	70,49	76,90	68,02	72,03	72,81	73,46	77,15	75,07	80,25	70,94	70,29	67,84	73,50
5684,198	Sc II	1,51	-0,794	44,31	42,68	38,40	40,78	44,25	44,01	45,43	42,94	45,64	43,53	41,45	39,99	38,95
6245,620	Sc II	1,51	-0,945	41,47	-	38,38	37,24	37,67	-	38,43	-	44,96	38,13	34,01	33,34	37,50
6320,843	Sc II	1,50	-1,624	13,07	-	11,94	12,05	11,07	12,55	13,23	11,97	14,06	11,20	12,26	11,24	13,68
6604,600	Sc II	1,36	-1,050	40,19	-	36,28	-	44,47	-	-	-	-	-	-	-	-
4518,032	Sc II	0,83	-0,014	79,76	82,10	76,59	79,55	81,61	84,39	81,56	81,22	81,15	80,92	83,87	82,17	83,82
4548,770	Ti I	0,83	-0,200	78,21	79,81	75,61	77,15	78,87	80,81	78,71	79,42	79,59	78,49	80,29	77,86	80,65
4555,492	Ti I	0,85	-0,273	71,51	72,79	67,71	69,06	70,01	74,61	70,20	70,33	70,98	70,49	72,56	68,65	73,07
4562,637	Ti I	0,82	-2,524	16,38	15,48	16,30	12,22	14,62	15,84	13,03	14,76	13,72	15,21	15,22	12,65	15,21
4617,276	Ti I	1,75	0,465	69,28	70,29	65,83	69,02	68,91	66,77	68,20	67,93	70,11	68,38	71,40	68,01	68,92
4758,124	Ti I	2,25	0,478	49,85	50,28	47,28	45,43	47,09	48,68	49,12	47,58	48,25	46,28	50,26	45,75	49,86
4759,276	Ti I	2,25	0,548	51,80	50,53	50,71	47,56	49,77	51,24	51,86	50,88	50,62	49,24	52,46	48,60	52,39

continua Tabela A.1 na próxima página

TABELA A.2: Larguras Equivalentes Medidas nas Demais Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	X	Log gf	hd98649	hd98649	hd117939	hd118598	hd138573	hd146233	hd146233	hd150248	hd159656	hd164595	hd207043	hd216438	hd221343
4926,154	Ti I	0,82	-1,919	10,63	—	8,64	8,65	11,78	14,61	8,09	—	9,91	12,02	10,93	12,16	9,21
5022,874	Ti I	0,83	-0,021	79,25	84,06	79,47	80,59	80,38	84,61	81,65	82,90	81,62	80,43	82,20	82,70	83,96
5024,850	Ti I	0,82	-0,167	77,31	79,42	74,66	77,79	77,07	79,23	77,60	79,17	77,98	77,37	77,94	78,63	79,60
5071,491	Ti I	1,46	-0,541	35,29	43,67	31,46	36,35	34,73	35,49	36,41	37,08	36,55	35,41	37,17	37,04	39,03
5113,447	Ti I	1,44	-0,625	35,05	33,83	30,46	30,13	30,19	37,92	31,33	30,65	29,25	31,48	32,38	30,81	34,69
5145,468	Ti I	1,46	-0,501	44,57	47,54	40,96	44,68	45,80	41,77	40,99	43,44	43,69	44,44	43,81	43,59	42,84
5147,482	Ti I	0,00	-1,834	48,39	47,69	41,21	45,17	46,01	45,21	42,79	45,21	43,85	44,42	47,62	46,21	44,37
5152,190	Ti I	0,02	-1,890	42,59	42,60	37,64	40,92	41,58	40,70	37,75	41,93	38,90	40,19	42,28	41,27	40,45
5192,978	Ti I	0,02	-0,726	91,76	88,54	89,15	88,90	89,15	89,51	89,86	88,41	87,32	87,75	91,19	89,40	93,02
5211,206	Ti I	0,84	-1,897	13,81	19,07	—	13,72	11,24	11,67	17,13	17,03	18,21	—	19,04	—	14,22
5219,706	Ti I	0,02	-2,089	32,68	43,15	29,12	35,80	33,13	34,96	41,62	40,46	39,50	41,64	43,93	42,91	35,00
5295,784	Ti I	1,07	-1,472	16,76	22,05	13,84	16,76	17,80	16,36	20,69	15,14	15,57	13,73	18,11	16,95	16,04
5426,258	Ti I	0,02	-2,845	12,33	—	9,24	9,90	9793,00	9,35	8,66	10,92	11,33	10,29	10,20	10,16	10,86
5471,205	Ti I	1,44	-1,327	—	12,06	8,21	12,63	11,59	10,75	9,69	—	11,50	10,17	10,84	9,32	13,14
5490,159	Ti I	1,46	-0,768	27,92	29,85	25,47	29,65	30,38	26,07	28,15	28,13	28,19	32,58	26,46	29,37	34,49
5648,578	Ti I	2,49	-0,256	13,57	16,23	15,17	13,38	13,99	12,48	14,68	13,70	13,43	13,90	15,50	14,30	15,09
5739,483	Ti I	2,25	-0,586	—	—	—	13,33	13,37	—	11,42	10,98	10,64	—	12,87	14,05	—
5866,461	Ti I	1,07	-0,635	53,49	53,35	52,03	51,28	53,40	52,90	53,57	53,84	51,37	50,91	54,24	53,56	53,40
6098,664	Ti I	3,06	0,051	—	—	9,65	—	10,25	7,55	—	—	10,37	7,96	11,49	12,18	10,18
6126,224	Ti I	1,07	-1,242	26,96	25,66	24,49	24,27	24,58	27,61	24,50	26,95	25,41	27,66	25,83	25,51	27,12
6258,110	Ti I	1,44	-0,219	58,16	—	55,66	57,86	59,93	—	56,69	56,51	57,25	57,40	61,64	62,22	59,33
4524,691	Ti I	1,23	-2,621	33,41	39,00	30,73	30,69	32,12	39,09	34,36	36,31	36,81	33,05	34,53	31,81	37,25
4568,328	Ti II	1,22	-2,769	35,10	34,75	32,83	31,93	33,54	36,54	34,75	33,25	36,78	31,64	33,56	30,91	33,81
4583,415	Ti II	1,16	-2,693	39,34	39,98	34,41	37,27	37,09	37,20	40,82	39,04	41,61	39,45	37,97	36,20	35,82
4657,204	Ti II	1,24	-2,130	62,29	58,54	60,11	60,24	60,49	57,02	59,90	59,71	65,50	59,44	60,26	58,13	60,61
4798,537	Ti II	1,08	-2,390	45,72	49,91	47,14	47,28	48,67	52,63	51,16	48,31	50,13	47,44	46,76	45,32	47,15
5336,794	Ti II	1,58	-1,379	77,92	81,82	76,34	75,72	74,91	80,45	82,10	80,13	85,22	79,28	79,58	77,62	81,78
5211,535	Ti II	2,59	-1,356	35,92	40,90	35,42	38,32	36,85	36,98	42,78	40,73	44,36	39,00	38,68	37,44	36,94
5381,028	Ti II	1,57	-1,636	64,01	61,69	60,71	62,55	62,72	67,60	65,14	64,82	68,71	61,96	63,22	60,32	65,87
5418,775	Ti II	1,58	-1,975	52,43	52,68	48,17	51,80	51,74	55,22	55,02	54,69	57,33	51,03	49,83	46,51	54,08
5670,858	V I	1,08	-0,404	22,87	25,86	20,55	22,18	22,70	24,92	23,75	24,26	22,60	25,00	25,63	23,58	25,87
5727,661	V I	1,05	-0,665	13,41	—	—	10,92	12,83	11,50	—	13,45	12,06	9,52	13,69	14,34	14,34
6135,370	V I	1,05	-0,731	15,12	13,93	13,09	15,00	17,79	14,19	15,51	14,19	15,10	15,33	15,97	15,10	12,48
6199,186	V I	—	-1,328	18,79	18,57	—	—	—	—	—	—	16,48	18,50	20,29	20,32	18,96
6199,186	V I	0,29	-1,340	—	19,42	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	17,00
6216,358	V I	0,28	-0,787	—	38,96	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	44,20
6274,658	V I	0,27	-1,690	11,39	—	—	13,26	—	10,87	12,77	19,20	13,04	—	16,77	19,22	—
6285,165	V I	0,28	-1,439	18,12	—	14,03	16,27	13,43	12,61	14,73	15,12	18,18	—	14,15	13,86	20,78
4545,962	V I	0,94	-1,223	90,44	93,84	84,30	89,32	90,21	96,17	93,26	91,02	93,38	88,19	94,27	88,15	95,83
4575,113	Cr I	3,37	-0,873	—	17,61	—	14,37	15,61	—	17,22	—	18,63	—	16,44	13,71	18,20
4616,132	Cr I	0,98	-1,188	92,07	83,67	88,12	93,00	93,38	93,61	93,05	92,44	98,39	91,60	98,04	92,37	98,88
4626,182	Cr I	0,97	-1,331	87,64	87,26	82,40	86,92	87,09	88,17	86,86	85,17	92,26	85,44	92,38	86,94	93,42

TABELA A.2: Larguras Equivalentes Medidas nas Demais Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	X	Log gf	hd98649	hd98649	hd117939	hd118598	hd138573	hd146233	hd146233	hd150248	hd159656	hd164595	hd207043	hd216438	hd221343
4708,019	Cr I	3,17	0,105	65,10	64,35	57,99	67,58	66,50	68,44	67,31	63,97	66,11	64,74	70,97	65,45	68,67
4737,355	Cr I	3,09	-0,051	59,37	61,65	52,84	61,39	61,10	62,01	64,40	60,73	61,89	58,19	64,92	58,31	63,09
4756,117	Cr I	3,10	0,131	70,21	70,32	62,81	66,58	68,27	70,63	72,15	68,02	69,74	66,00	71,67	66,01	73,90
4801,031	Cr I	3,12	-0,094	55,13	56,83	49,69	53,17	53,57	57,86	56,51	54,54	54,02	53,50	56,47	53,07	57,68
4936,341	Cr I	3,11	-0,194	51,05	54,76	45,09	53,45	54,82	58,04	53,98	52,45	54,54	52,93	55,14	51,44	55,12
4964,933	Cr I	0,94	-2,453	42,42	44,50	37,01	41,73	42,26	42,86	42,59	42,74	43,10	40,95	46,75	44,06	46,18
5200,185	Cr I	3,38	-0,525	25,34	23,50	20,18	25,74	24,87	26,39	28,69	25,08	27,25	23,84	29,19	26,60	28,62
5214,130	Cr I	3,37	-0,674	23,50	24,98	15,45	22,38	20,54	23,35	27,39	25,18	26,80	24,19	26,86	23,32	24,11
5238,969	Cr I	2,71	-1,088	22,95	24,73	18,55	22,32	21,20	29,39	22,58	21,65	22,83	21,47	22,97	19,50	22,92
5247,574	Cr I	0,96	-1,420	90,44	86,52	83,67	89,21	87,12	89,74	87,08	88,55	90,21	88,32	91,51	87,49	92,33
5272,003	Cr I	3,45	-0,329	32,91	33,39	25,59	33,23	31,92	30,42	34,60	32,18	35,62	31,68	36,78	32,18	36,42
5287,183	Cr I	3,44	-0,873	15,92	16,08	10,13	16,69	16,41	13,26	18,03	14,33	15,68	15,31	16,24	14,77	16,04
5296,702	Cr I	0,98	-1,202	96,39	101,10	90,65	98,74	98,73	98,14	99,12	95,94	98,95	95,31	101,50	97,74	102,60
5300,751	Cr I	0,98	-1,949	64,33	64,71	56,92	63,31	64,64	65,33	63,84	61,95	62,87	62,24	66,10	65,26	67,16
5304,185	Cr I	3,46	-0,673	17,42	22,81	13,65	19,56	17,16	18,93	20,26	16,58	19,41	17,43	20,33	18,41	20,50
5318,776	Cr I	3,44	-0,701	20,47	23,04	17,13	19,95	19,87	21,69	—	21,52	21,80	19,34	21,88	20,70	25,65
5628,650	Cr I	3,42	-0,644	17,15	20,50	13,18	18,67	17,63	21,36	20,71	16,45	17,51	14,12	18,37	16,59	20,82
5648,279	Cr I	3,82	-0,838	6,03	9,56	8,14	—	7809,00	7,02	7,26	6,49	8,36	10,23	—	—	8,70
5787,926	Cr I	3,32	-0,545	49,78	54,64	43,15	53,24	49,69	—	57,68	50,13	51,96	52,98	53,59	50,41	57,24
6330,096	Cr I	0,94	-2,820	30,66	—	26,03	33,17	29,17	30,22	30,81	30,84	31,33	28,23	32,14	30,18	35,26
4588,204	Cr I	4,07	-0,555	73,32	73,20	67,46	72,83	74,32	76,51	77,06	71,51	77,06	74,03	76,21	70,05	82,18
4592,057	Cr II	4,07	-1,107	52,76	51,56	46,77	52,77	52,56	55,93	54,16	50,77	59,96	53,16	54,63	48,64	57,62
5305,866	Cr II	3,83	-1,978	27,01	31,20	20,69	28,25	28,39	30,63	31,19	25,85	31,67	27,18	29,19	31,11	31,11
5308,429	Cr II	4,07	-1,766	27,15	28,10	21,51	27,34	26,35	29,74	32,17	26,87	30,88	24,88	26,77	24,75	31,97
5313,585	Cr II	4,07	-1,520	36,55	38,80	30,92	36,15	36,12	37,95	42,49	36,61	42,53	35,37	38,48	34,90	41,99
5502,092	Cr II	4,17	-1,747	24,99	19,73	21,88	20,47	23,46	23,17	23,27	21,71	27,65	20,23	22,53	20,63	26,40
4502,221	Cr II	2,92	-0,360	64,55	67,09	56,00	61,36	64,23	65,45	65,43	62,46	67,10	62,40	67,83	64,20	71,51
4626,538	Mn I	4,71	0,376	30,86	29,89	23,07	30,04	30,64	31,51	30,87	28,22	37,93	27,87	35,39	27,66	34,09
5394,706	Mn I	0,00	-2,777	86,37	86,96	70,03	82,88	86,61	82,99	82,44	84,69	81,62	80,52	85,25	82,89	87,74
5399,479	Mn I	3,85	-0,051	41,61	44,09	31,51	—	46,50	43,44	47,20	43,66	47,55	39,15	46,93	38,24	51,25
5432,548	Mn I	0,00	-3,504	55,66	56,44	43,50	52,45	56,58	53,97	52,48	50,83	52,52	50,31	54,86	53,51	56,77
6013,497	Mn I	3,07	0,215	87,11	89,52	74,25	87,42	89,71	91,81	91,94	89,23	91,92	84,23	91,37	83,71	94,63
6021,803	Mn I	3,07	0,328	96,69	96,40	84,35	96,57	100,10	100,90	101,90	99,14	101,20	93,07	102,00	96,69	103,30
4523,407	Mn I	3,65	-1,706	43,34	45,82	37,89	44,32	46,45	52,87	48,28	45,69	48,06	44,76	50,19	45,34	52,41
4537,676	Fe I	3,27	-2,737	—	20,98	13,73	17,60	19,24	24,58	21,31	19,51	22,21	18,36	21,18	18,58	22,54
4556,932	Fe I	3,25	-2,543	31,40	30,79	26,07	29,35	30,57	34,12	31,98	29,70	33,01	28,93	33,19	28,38	34,12
4585,343	Fe I	4,61	-1,521	25,74	29,84	20,38	24,23	24,23	24,55	28,32	25,48	26,86	26,10	28,87	24,49	27,26
4593,533	Fe I	3,94	-1,873	32,92	32,59	26,82	32,97	31,54	34,00	32,72	29,85	34,72	33,11	34,71	29,40	36,06
4598,125	Fe I	3,28	-1,338	87,55	87,18	80,54	87,23	86,93	89,07	87,40	85,08	89,80	82,03	90,88	85,21	90,67
4602,008	Fe I	1,61	-2,982	77,08	78,31	71,72	76,18	76,89	79,23	76,18	74,76	78,48	75,40	78,76	77,11	77,11
4741,535	Fe I	2,83	-1,937	75,75	76,40	71,07	74,98	75,29	76,63	77,84	74,28	76,44	73,91	78,13	73,88	78,09

continua Tabela A.1 na próxima página

TABELA A.2: Larguras Equivalentes Medidas nas Demais Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	X	Log gf	hd98649	hd98649	hd117939	hd118598	hd138573	hd146233	hd146233	hd150248	hd159656	hd164595	hd207043	hd216438	hd221343
4749,952	Fe I	4,56	-1,165	39,73	38,53	34,84	36,23	38,96	40,99	39,25	38,30	41,70	37,03	42,08	35,89	43,92
4798,270	Fe I	4,19	-1,236	50,04	50,17	42,72	45,82	47,71	52,47	50,52	46,76	49,45	44,29	48,55	45,07	49,82
4798,736	Fe I	1,61	-3,927	38,93	42,18	33,04	33,51	36,58	39,28	37,62	35,99	35,38	34,51	36,78	36,08	37,06
4808,158	Fe I	3,25	-2,492	32,43	35,15	28,54	32,11	31,67	33,00	33,29	31,28	33,28	31,91	34,19	30,99	35,11
4907,735	Fe I	3,43	-1,535	70,10	70,45	63,36	71,24	73,29	77,46	73,25	70,04	74,04	69,33	73,37	70,86	74,24
4908,032	Fe I	4,22	-1,352	45,94	47,03	39,07	47,86	48,48	54,11	48,36	46,08	50,16	44,62	48,63	44,58	49,21
4911,782	Fe I	3,93	-1,480	53,52	53,94	46,35	54,55	56,45	58,99	56,12	53,63	58,19	51,96	56,46	52,69	56,34
4961,920	Fe I	3,63	-2,241	28,39	30,21	23,37	27,18	28,59	31,37	30,51	28,52	30,11	26,70	30,72	28,15	33,14
4962,576	Fe I	4,18	-1,137	57,01	57,54	50,01	56,29	56,32	60,11	59,09	56,97	58,29	54,75	59,76	56,21	62,79
4969,922	Fe I	4,22	-0,680	78,74	78,80	74,23	79,84	80,69	81,74	81,61	79,46	81,76	77,67	84,90	79,56	86,98
5023,189	Fe I	4,28	-1,210	44,66	44,66	40,65	44,19	43,39	49,83	47,31	45,27	46,03	44,08	45,20	43,38	49,93
5025,305	Fe I	4,28	-1,632	23,49	27,89	20,61	27,46	24,65	27,16	25,27	26,80	28,18	25,44	25,95	26,43	27,25
5054,647	Fe I	3,64	-1,845	42,44	51,07	37,37	45,15	45,52	44,92	46,90	45,37	46,94	42,45	44,86	46,08	47,10
5067,155	Fe I	4,22	-0,733	72,62	77,40	66,94	76,01	75,06	76,35	76,16	74,84	77,34	73,74	76,88	75,25	79,56
5072,677	Fe I	4,22	-0,821	68,27	74,43	62,89	70,11	70,18	71,39	71,49	70,48	73,22	69,72	72,85	69,98	76,22
5109,657	Fe I	4,30	-0,580	83,65	83,62	74,49	81,41	80,05	90,12	83,69	79,49	83,53	80,14	87,13	79,04	92,37
5127,368	Fe I	0,91	-3,137	106,70	105,50	102,10	103,90	105,80	108,70	102,40	103,50	106,60	103,30	107,60	104,70	108,50
5127,688	Fe I	0,05	-5,803	31,44	28,52	28,80	26,55	28,76	32,46	24,69	27,35	26,78	27,85	28,88	29,57	27,66
5196,065	Fe I	4,26	-0,701	76,22	76,78	71,84	77,54	77,53	77,83	77,74	75,42	77,44	74,97	81,55	77,35	83,85
5197,942	Fe I	4,30	-1,421	39,99	39,27	33,87	39,07	39,15	39,77	42,73	38,60	41,84	37,22	40,99	38,27	43,12
5213,812	Fe I	3,94	-2,627	12,67	17,63	8,50	-	11,53	12,22	-	14,72	16,78	-	-	-	12,89
5223,190	Fe I	3,63	-2,192	32,74	44,38	27,02	35,42	33,52	37,00	43,29	43,18	39,96	41,11	44,42	41,40	36,66
5225,534	Fe I	0,11	-4,443	80,71	88,40	73,50	83,98	81,43	83,92	88,18	85,11	87,46	86,64	91,05	88,89	86,38
5242,500	Fe I	3,63	-0,908	93,17	93,38	84,31	93,78	92,19	99,33	94,34	92,60	95,31	92,00	96,89	92,92	95,22
5243,783	Fe I	4,26	-0,769	66,94	71,17	58,67	69,68	68,55	73,53	73,51	66,49	69,17	65,85	72,31	66,49	68,79
5247,058	Fe I	0,09	-4,684	75,73	72,00	69,30	73,12	70,51	73,40	70,82	72,98	72,03	72,16	73,26	71,20	73,02
5250,216	Fe I	0,12	-4,611	77,38	76,61	69,40	76,79	76,61	78,36	78,81	76,76	76,99	76,77	80,18	77,30	78,06
5320,040	Fe I	3,64	-2,419	24,00	26,65	21,00	24,65	22,81	24,55	29,17	25,11	25,96	23,85	27,59	25,18	28,69
5321,114	Fe I	4,43	-1,175	44,86	48,73	39,93	44,13	45,15	47,47	51,63	45,33	48,60	44,23	49,88	46,22	50,89
5332,908	Fe I	1,56	-2,665	100,40	107,20	95,69	100,20	99,79	99,48	107,20	102,50	108,50	99,75	108,60	102,90	108,80
5379,581	Fe I	3,69	-1,440	64,25	64,24	58,46	64,99	66,47	67,03	67,05	66,33	67,61	64,97	67,97	64,19	68,56
5389,486	Fe I	4,41	-0,427	88,60	89,99	80,77	91,49	90,72	88,73	92,57	91,79	92,57	88,15	94,82	88,81	95,79
5395,222	Fe I	4,44	-1,689	25,53	25,87	19,13	27,13	26,46	25,71	26,25	28,16	28,96	27,14	27,97	23,53	31,60
5412,791	Fe I	4,43	-1,695	22,87	26,49	18,64	27,45	24,59	23,84	26,65	24,64	27,24	24,78	27,01	23,69	29,90
5432,955	Fe I	4,44	-0,610	74,89	73,94	67,59	73,89	74,22	78,38	76,03	74,01	77,88	72,03	76,54	70,43	82,45
5436,302	Fe I	4,39	-1,219	43,60	47,10	38,63	45,06	45,46	46,08	47,63	45,94	47,08	41,18	46,44	41,42	47,61
5473,168	Fe I	4,19	-1,922	22,71	22,78	19,04	23,38	23,32	27,07	22,37	30,61	24,05	20,28	24,40	21,43	24,81
5483,108	Fe I	4,15	-1,333	48,69	47,47	43,16	49,91	50,62	51,52	50,54	49,23	50,21	47,06	-	51,09	51,48
5491,845	Fe I	4,19	-2,098	16,44	17,47	11,11	16,84	19,57	14,18	20,74	17,81	21,21	18,42	14,39	16,60	21,75
5494,474	Fe I	4,07	-1,788	31,43	32,02	28,24	33,45	33,45	31,08	34,02	31,24	35,65	30,87	34,13	32,24	37,52
5508,419	Fe I	4,96	-1,193	20,75	23,12	19,50	23,45	24,96	23,86	23,15	25,88	26,31	22,48	23,46	21,80	28,08

continua Tabela A.1 na próxima página

TABELA A.2: Larguras Equivalentes Medidas nas Demais Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	X	Log gf	hd98649	hd98649	hd117939	hd118598	hd138573	hd146233	hd146233	hd150248	hd159656	hd164595	hd207043	hd216438	hd221343
5522,454	Fe I	4,21	-1,352	45,27	47,04	41,27	48,24	49,22	46,80	49,05	49,17	49,94	46,15	49,66	46,72	51,37
5560,200	Fe I	4,43	-0,945	53,69	54,27	47,53	55,11	56,13	56,72	56,58	55,60	56,54	53,94	55,37	54,30	58,07
5577,028	Fe I	5,03	-1,421	13,40	—	10,23	—	14,86	14,64	16,64	13,81	13,83	9,32	14,62	14,00	14,70
5587,581	Fe I	4,14	-1,475	42,63	42,69	37,05	41,60	42,63	43,46	44,11	42,11	45,28	41,11	44,14	41,79	48,05
5635,831	Fe I	4,26	-1,394	38,62	41,84	33,16	38,73	38,26	45,88	42,36	39,46	40,77	36,20	41,65	39,22	41,95
5636,705	Fe I	3,64	-2,305	22,26	30,75	20,19	22,62	23,44	29,93	26,75	21,07	22,41	20,01	24,40	22,79	25,27
5638,271	Fe I	4,22	-0,636	80,32	84,67	76,54	81,05	81,12	87,12	84,97	79,63	81,91	77,00	85,60	79,78	86,76
5641,448	Fe I	4,26	-0,882	70,80	72,93	63,04	70,85	70,60	74,22	74,30	71,89	73,96	66,13	72,80	69,70	75,85
5646,689	Fe I	4,26	-2,351	8,65	16,50	9,34	12,89	10,34	11,22	11,07	12,33	13,84	13,29	13,67	—	14,40
5649,996	Fe I	5,10	-0,704	39,37	41,69	33,88	37,00	38,37	40,70	42,79	37,43	40,07	35,68	40,79	37,13	43,00
5652,327	Fe I	4,26	-1,656	28,63	30,66	25,04	28,87	27,51	30,35	27,96	31,27	32,48	29,89	31,68	29,25	34,40
5661,354	Fe I	4,28	-1,772	25,54	30,52	21,68	26,54	27,01	28,01	30,83	26,79	28,12	25,05	27,47	25,21	28,60
5680,248	Fe I	4,19	-2,215	—	16,75	14,50	15,32	15,95	14,40	17,25	16,52	16,92	16,03	16,72	15,49	17,39
5701,557	Fe I	2,56	-1,922	89,09	92,47	82,49	86,58	88,77	91,57	91,81	89,62	88,85	86,25	90,45	87,40	92,91
5705,473	Fe I	4,30	-1,324	39,69	42,80	35,50	41,89	41,51	44,02	43,00	42,09	42,16	39,00	43,23	38,20	46,08
5731,772	Fe I	4,26	-0,984	61,23	61,41	55,07	62,45	62,37	62,43	66,16	63,89	65,23	59,32	63,91	61,31	64,98
5738,240	Fe I	4,22	-2,070	15,75	17,17	11,25	17,78	17,36	—	18,43	17,09	18,82	15,43	17,97	17,05	19,45
5811,919	Fe I	4,14	-2,222	12,88	14,31	12,55	13,78	12,78	14,87	15,65	17,28	16,55	16,10	15,63	16,40	20,09
5814,815	Fe I	4,28	-1,792	27,34	29,38	21,69	28,74	28,01	25,54	32,38	28,75	30,37	28,28	30,43	28,51	30,28
5835,109	Fe I	4,26	-1,978	18,24	19,89	15,98	19,29	19,20	21,31	21,28	19,09	20,20	19,63	20,86	20,42	20,90
5849,691	Fe I	3,69	-2,812	9,03	12,69	6,61	8,61	8,944,00	10,86	12,50	10,55	10,97	7,46	9,01	9,05	10,34
5852,228	Fe I	4,55	-1,093	42,46	41,36	37,30	41,55	44,11	46,51	44,60	44,49	44,62	40,63	45,26	43,41	47,11
5855,086	Fe I	4,61	-1,402	24,39	23,14	21,38	24,14	24,96	28,48	25,58	27,47	27,10	24,50	26,13	24,61	28,18
5856,096	Fe I	4,29	-1,472	33,95	35,80	30,64	36,94	36,83	39,41	37,80	37,93	38,92	36,11	40,01	37,96	40,31
5859,596	Fe I	4,55	-0,484	76,50	74,87	68,63	73,94	74,70	79,50	78,72	77,71	77,50	73,51	79,38	75,10	82,03
5916,257	Fe I	2,45	-2,688	61,73	—	—	—	—	—	59,06	57,63	56,64	—	60,60	57,52	—
5927,797	Fe I	4,65	-0,991	45,04	48,52	41,47	49,53	49,58	—	54,10	49,47	51,65	48,32	51,98	48,10	55,09
5929,682	Fe I	4,55	-1,078	44,85	40,11	40,25	45,40	47,91	—	47,02	47,62	49,09	45,74	49,90	46,28	53,16
5930,191	Fe I	4,65	-0,176	94,94	89,14	85,96	94,00	95,43	—	95,78	96,93	99,04	94,56	99,70	93,95	105,10
5956,706	Fe I	0,86	-4,411	58,67	59,91	63,40	55,93	56,76	55,16	58,38	54,87	52,28	53,98	56,88	57,06	56,56
6005,551	Fe I	2,59	-3,354	26,80	25,02	20,62	23,99	24,94	28,04	24,54	24,98	24,82	21,80	25,20	24,06	28,23
6007,968	Fe I	4,65	-0,593	63,36	64,17	58,94	62,56	64,27	68,44	66,14	64,88	65,84	61,80	68,24	63,56	70,20
6012,212	Fe I	2,22	-3,700	26,95	27,95	21,75	26,76	27,90	28,18	29,73	28,75	29,19	24,11	28,48	24,81	29,54
6078,499	Fe I	4,79	-0,206	83,73	—	—	—	—	—	88,72	87,82	87,94	—	86,17	80,11	—
6079,016	Fe I	4,65	-0,859	51,22	43,65	44,93	—	52,02	50,61	57,66	55,30	57,26	—	56,73	50,93	—
6082,718	Fe I	2,22	-3,474	40,51	27,88	33,21	38,47	39,40	40,43	43,78	37,12	38,50	—	41,45	39,90	—
6098,250	Fe I	4,56	-1,717	20,36	20,36	16,13	20,38	22,14	19,79	24,04	19,69	22,08	18,33	23,67	22,52	—
6120,249	Fe I	0,91	-5,795	9,47	13,03	6,62	6,52	7,667,00	6,88	—	8,06	8,45	6,69	6,77	7,54	7,35
6137,002	Fe I	2,20	-2,662	72,57	74,36	66,96	72,96	73,50	74,53	76,21	74,90	75,43	72,69	77,04	73,53	78,22
6151,623	Fe I	2,18	-3,163	51,26	54,43	47,82	52,40	53,91	54,07	54,33	54,14	53,46	52,54	53,48	52,14	54,52
6159,382	Fe I	4,61	-1,767	17,80	15,69	12,58	15,31	15,00	17,43	15,73	15,48	17,87	16,05	16,30	15,09	16,26
6173,341	Fe I	2,22	-2,692	72,34	73,47	67,64	69,56	71,39	71,70	72,82	70,85	71,13	70,18	73,39	71,22	75,75

continua Tabela A.1 na próxima página

TABELA A.2: Larguras Equivalentes Medidas nas Demais Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	X	Log gf	hd98649	hd98649	hd117939	hd118598	hd138573	hd146233	hd146233	hd150248	hd159656	hd164595	hd207043	hd216438	hd221343
6187,995	Fe I	3,94	-1,496	53,20	51,53	46,00	51,05	51,94	53,31	55,53	53,77	52,57	48,22	53,60	51,37	57,24
6199,508	Fe I	2,56	-4,119	8,75	7,95	-	-	-	-	-	-	6,82	7,59	9,02	9,24	8,80
6200,321	Fe I	2,61	-2,184	79,69	78,45	70,19	76,19	78,31	78,66	79,17	76,07	75,91	75,89	80,89	78,47	82,00
6199,508	Fe I	2,56	-4,123	-	6,47	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	7,82
6200,321	Fe I	2,61	-2,183	-	77,86	-	-	-	-	-	-	79,43	-	-	-	82,85
6213,437	Fe I	2,22	-2,358	-	84,96	-	-	-	-	-	-	92,40	-	-	-	95,06
6219,287	Fe I	2,20	-2,239	-	92,77	-	-	-	-	-	-	98,72	-	-	-	102,90
6226,740	Fe I	3,88	-1,990	-	34,41	-	-	-	-	-	-	39,10	-	-	-	39,96
6240,653	Fe I	2,22	-3,176	52,75	46,26	-	-	-	-	-	-	56,80	-	-	-	57,34
6265,141	Fe I	2,18	-2,355	90,10	-	82,73	91,31	91,18	-	93,76	90,99	94,77	87,44	93,43	91,08	98,20
6271,283	Fe I	3,33	-2,665	24,07	24,66	24,66	30,42	28,36	-	31,57	28,05	33,33	25,61	28,70	26,08	34,49
6297,799	Fe I	2,22	-2,541	78,90	74,96	74,96	85,75	78,48	83,05	92,16	96,71	96,21	81,94	80,65	79,06	105,50
6315,814	Fe I	4,07	-1,388	45,17	40,84	40,84	44,40	44,07	46,74	48,43	47,14	48,01	43,24	45,84	42,04	50,53
6322,694	Fe I	2,59	-2,190	81,04	81,04	80,40	78,14	81,53	82,43	83,64	82,33	82,91	76,72	82,38	80,31	86,77
6358,687	Fe I	0,86	-3,612	91,64	-	82,05	89,81	89,48	91,50	91,14	90,79	89,92	87,78	92,88	89,78	95,01
6380,750	Fe I	4,19	-1,225	55,53	-	49,61	57,16	55,45	56,33	59,00	58,25	58,44	52,96	57,83	54,49	60,46
6385,726	Fe I	4,73	-1,810	14,00	-	-	13,76	13,30	-	15,22	14,30	16,03	12,76	14,11	13,48	-
6392,538	Fe I	2,28	-3,832	20,79	-	20,08	21,93	21,50	22,82	23,62	21,94	21,58	20,00	23,50	21,92	24,11
6430,856	Fe I	2,18	-1,952	117,80	-	108,20	116,40	118,30	117,80	121,30	115,10	121,40	-	125,00	116,70	-
6498,945	Fe I	0,96	-4,487	52,34	52,78	46,43	52,42	52,77	50,10	52,92	51,48	50,52	49,34	51,83	50,97	53,45
6608,044	Fe I	2,28	-3,840	20,36	-	19,56	-	22,92	-	-	-	-	-	-	-	-
6627,560	Fe I	4,55	-1,349	36,08	33,69	27,37	33,14	32,58	-	34,38	31,58	33,94	32,52	33,28	31,49	-
6633,427	Fe I	4,83	-1,067	33,87	32,73	26,22	31,22	32,27	-	35,44	34,84	35,80	32,36	36,88	34,34	-
6633,758	Fe I	4,56	-0,569	73,65	71,25	63,94	70,29	72,37	-	75,86	73,15	73,36	70,32	75,80	71,23	-
6634,123	Fe I	4,79	-0,925	41,04	44,87	34,46	40,70	40,82	-	46,08	44,01	46,17	40,84	43,74	41,24	-
6699,136	Fe I	4,59	-1,863	10,76	12,54	10,59	12,86	12,20	13,91	13,56	11,64	15,67	10,65	10,83	-	13,55
6703,576	Fe I	2,76	-2,862	39,19	39,50	36,47	40,65	42,18	41,73	42,02	42,05	42,75	37,60	41,91	39,36	43,33
6705,105	Fe I	4,61	-0,920	49,61	50,00	43,35	51,10	54,41	53,78	52,75	52,29	54,16	47,20	52,72	48,53	52,25
6710,323	Fe I	1,48	-4,650	18,97	21,64	17,55	20,03	21,48	19,61	17,67	19,47	17,79	16,62	19,84	18,45	18,69
6713,745	Fe I	4,79	-1,309	25,17	24,89	20,52	24,12	25,29	26,83	25,52	26,39	28,01	20,05	25,39	23,25	28,20
6725,364	Fe I	4,10	-2,063	24,35	23,16	16,27	19,43	19,17	20,81	20,07	22,78	22,64	19,55	20,70	24,26	24,26
6726,673	Fe I	4,61	-0,992	50,06	50,81	42,85	50,35	49,95	51,55	51,55	50,65	52,04	48,26	54,30	-	55,60
6732,068	Fe I	4,58	-1,992	-	-	-	11,32	12,04	-	12,04	-	-	-	-	-	-
6733,153	Fe I	4,64	-1,327	29,25	30,11	25,94	27,12	28,26	32,17	32,17	-	-	-	-	-	33,48
6750,164	Fe I	2,42	-2,417	76,76	78,26	71,69	77,08	76,73	78,56	78,56	-	-	-	-	-	81,28
6752,716	Fe I	4,64	-1,109	41,07	39,24	32,54	37,73	38,97	40,47	40,47	-	-	-	-	-	43,29
6786,860	Fe I	4,19	-1,771	29,09	-	-	30,25	27,43	29,96	29,96	-	-	-	-	-	33,44
6793,273	Fe I	4,07	-2,202	-	-	-	14,58	17,37	15,12	15,12	-	-	-	-	-	18,21
6806,856	Fe I	2,73	-2,926	-	-	33,47	-	-	38,54	38,54	-	-	-	-	-	40,38
6810,267	Fe I	4,61	-0,837	50,00	-	50,00	-	54,75	55,29	55,29	-	-	-	-	-	58,65
6820,374	Fe I	4,64	-1,115	36,25	-	36,25	44,65	45,58	46,13	46,13	-	-	-	-	-	-
6828,596	Fe I	4,64	-0,698	52,74	-	52,74	60,17	60,60	61,77	61,77	-	-	-	-	-	-

continua Tabela A.1 na próxima página

TABELA A.2: Larguras Equivalentes Medidas nas Demais Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	X	Log gf	hd98649	hd98649	hd117939	hd118598	hd138573	hd146233	hd146233	hd150248	hd159656	hd164595	hd207043	hd216438	hd221343
6837,013	Fe I	4,59	-1,579	-	-	16,82	23,12	23,00	-	-	-	-	-	-	-	-
6839,835	Fe I	2,56	-3,228	-	-	29,81	-	34,47	-	-	-	-	-	-	-	-
6842,689	Fe I	4,64	-1,059	-	-	34,42	41,40	43,44	-	-	-	-	-	-	-	-
6843,655	Fe I	4,55	-0,730	-	-	58,00	64,53	65,20	-	-	-	-	-	-	-	-
6855,166	Fe I	4,56	-0,526	-	-	67,63	76,55	75,73	-	-	-	-	-	-	-	-
6855,723	Fe I	4,61	-1,582	-	-	18,69	21,57	22,82	-	-	-	-	-	-	-	-
6857,251	Fe I	4,07	-2,014	-	-	20,92	26,01	27,28	-	-	-	-	-	-	-	-
6858,155	Fe I	4,61	-0,862	-	-	47,90	55,08	54,25	-	-	-	-	-	-	-	-
6861,945	Fe I	2,42	-3,712	-	-	17,48	20,28	21,92	-	-	-	-	-	-	-	-
6862,496	Fe I	4,56	-1,352	-	-	25,05	32,89	33,10	-	-	-	-	-	-	-	-
4576,339	Fe I	2,84	-2,896	68,99	68,99	63,84	68,20	68,20	71,04	71,19	67,63	75,49	68,37	69,58	64,05	70,40
4656,981	Fe II	2,89	-3,563	38,70	42,05	37,01	42,83	42,08	43,12	43,97	40,39	48,97	40,24	46,01	39,78	45,73
4993,352	Fe II	2,81	-3,508	-	-	36,11	44,43	42,04	46,93	47,77	46,71	52,34	46,48	46,18	45,68	46,31
5197,576	Fe II	3,23	-2,157	81,40	81,40	78,06	83,58	82,88	86,73	88,13	82,05	92,42	81,66	85,76	81,57	91,28
5234,630	Fe II	3,22	-1,985	85,89	85,89	79,99	89,96	88,23	97,94	92,45	88,43	99,59	87,54	92,59	85,26	100,40
5264,808	Fe II	3,33	-2,858	53,84	53,84	47,25	57,39	56,14	50,57	57,95	55,01	62,34	55,40	57,44	52,64	57,46
5325,560	Fe II	3,22	-3,024	47,24	47,24	42,49	48,78	47,55	50,14	55,31	49,89	55,57	47,89	51,30	48,06	55,18
5414,075	Fe II	3,22	-3,491	30,91	30,91	25,94	32,81	32,47	32,60	35,75	34,10	37,92	30,75	32,58	28,43	39,56
5425,259	Fe II	3,20	-3,165	43,84	43,84	38,43	45,08	44,78	47,57	45,61	46,22	51,72	44,64	44,97	42,07	49,40
6084,105	Fe II	3,20	-3,737	22,17	22,17	17,73	20,90	24,09	-	27,99	22,99	27,57	18,06	21,18	18,81	-
6149,249	Fe II	3,89	-2,670	36,25	36,25	32,13	40,74	39,02	39,94	41,74	40,02	44,88	39,89	39,89	35,98	41,86
6247,562	Fe II	3,89	-2,215	55,95	55,95	51,56	58,60	58,42	-	60,79	-	66,79	56,14	59,04	53,12	61,33
6369,463	Fe II	2,89	-4,026	21,95	21,95	20,28	24,10	20,14	22,20	23,61	25,14	26,48	21,87	20,96	19,68	25,36
6383,715	Fe II	5,55	-2,066	-	-	8,47	14,52	11,87	13,70	15,83	13,24	15,29	11,92	13,86	12,71	15,67
6416,928	Fe II	3,89	-2,575	42,44	42,44	35,04	40,77	-	46,46	44,33	43,25	48,01	38,89	44,72	40,02	47,65
6456,391	Fe II	3,90	-1,969	65,12	65,12	59,80	70,35	68,42	70,79	73,19	70,98	77,64	66,75	68,83	65,92	76,23
4792,862	Fe II	3,25	0,111	37,27	37,27	33,14	33,63	36,25	39,54	35,67	37,04	37,29	34,11	33,82	31,64	35,78
4813,479	Co I	3,21	0,297	-	-	53,27	49,97	52,84	53,34	52,48	55,86	53,77	52,46	44,79	44,34	51,64
5212,691	Co I	3,51	-0,131	26,50	26,50	-	23,82	24,65	22,91	-	-	31,46	26,60	-	-	25,85
5280,633	Co I	3,63	0,007	25,08	25,08	19,85	25,24	26,17	21,45	26,73	24,82	27,33	22,45	26,41	23,32	25,92
5301,047	Co I	1,71	-1,757	26,14	26,14	25,87	24,53	27,19	24,07	27,04	24,72	29,27	23,85	24,54	25,22	26,85
5342,708	Co I	4,02	0,614	33,56	33,56	44,92	32,60	34,50	36,50	43,71	42,21	42,70	39,84	41,38	38,94	42,41
5359,203	Co I	4,15	0,140	11,38	11,38	10,17	13,93	13,47	13,52	15,66	14,54	16,46	13,04	15,14	13,25	19,38
5454,580	Co I	4,07	0,268	20,61	20,61	14,79	18,44	18,42	17,26	19,63	21,07	19,39	17,73	16,97	17,59	17,98
5483,364	Co I	1,71	-1,063	54,21	54,21	48,81	53,40	57,63	54,84	54,09	54,18	54,25	52,46	-	53,26	53,34
5647,241	Co I	2,28	-1,530	16,82	16,82	16,11	19,01	18,03	16,46	15,50	17,72	19,61	19,92	18,60	19,88	18,26
6455,001	Co I	3,63	-0,136	19,77	19,77	18,90	19,08	20,58	16,26	22,58	20,27	18,87	20,69	19,44	21,54	20,99
6814,961	Co I	1,96	-1,620	-	-	23,60	26,24	26,79	24,24	24,24	-	-	-	-	-	21,82
4935,834	Co I	3,94	-0,243	66,33	66,33	65,89	66,56	71,26	72,28	69,28	66,96	71,64	66,92	68,71	64,98	70,35
4946,034	Ni I	3,80	-1,126	28,17	28,17	30,92	29,15	34,23	33,12	32,63	29,59	33,91	27,96	31,49	28,35	31,79
4953,212	Ni I	3,74	-0,543	58,14	58,14	59,33	58,55	60,68	61,60	59,27	58,63	61,83	58,59	59,85	61,79	61,79
5010,943	Ni I	3,63	-0,564	54,34	54,34	48,17	55,61	56,48	65,05	60,91	55,73	59,20	51,61	55,36	53,46	59,64

continua Tabela A.1 na próxima página

TABELA A.2: Larguras Equivalentes Medidas nas Demais Estrelas (continuação)

$\lambda$	Id	X	Log gf	hd98649	hd98649	hd117939	hd118598	hd138573	hd146233	hd146233	hd150248	hd159656	hd164595	hd207043	hd216438	hd221343
5032,733	Ni I	3,90	-0,973	30,25	32,86	23,53	31,58	31,52	34,70	30,80	31,91	34,06	32,63	29,23	30,87	33,41
5094,418	Ni I	3,83	-1,044	36,69	42,27	31,27	34,70	34,13	32,02	36,73	38,44	41,04	35,51	35,58	34,17	38,34
5197,170	Ni I	3,90	-1,074	28,66	25,42	23,12	28,77	28,29	29,20	30,27	27,08	31,53	27,36	29,53	26,77	32,95
5220,296	Ni I	3,74	-1,207	28,17	37,35	23,75	32,45	31,24	34,48	37,89	37,30	40,76	34,62	36,53	30,21	33,65
5392,330	Ni I	4,15	-1,211	16,13	-	13,93	18,82	17,66	16,24	16,91	19,33	18,44	18,39	20,03	15,85	19,81
5435,866	Ni I	1,99	-2,281	55,66	56,49	48,95	54,76	56,88	55,45	57,69	55,46	58,40	53,14	54,09	52,10	57,82
5452,850	Ni I	3,84	-1,397	19,43	20,52	16,77	19,86	20,69	20,31	20,77	22,47	21,26	20,12	22,51	19,26	21,91
5494,888	Ni I	4,10	-1,027	24,51	24,59	20,10	24,28	26,15	22,95	27,02	25,54	31,26	23,99	23,25	22,21	30,32
5587,868	Ni I	1,93	-2,168	63,97	60,20	57,93	63,66	64,23	62,87	65,19	63,65	66,07	61,91	63,53	61,73	67,36
5625,328	Ni I	4,09	-0,542	-	-	-	46,00	47,33	48,20	46,94	45,46	46,82	41,78	42,43	39,31	58,26
5628,354	Ni I	4,09	-1,078	17,49	18,64	13,70	19,90	19,80	23,44	20,27	17,26	20,22	15,58	18,42	16,60	21,18
5637,123	Ni I	4,09	-0,641	37,08	42,57	31,51	37,49	37,86	44,07	40,81	35,00	37,94	31,78	38,89	34,19	39,91
5847,006	Ni I	1,68	-3,336	25,57	29,82	21,37	23,81	26,77	26,04	26,70	26,16	26,68	23,55	24,69	24,44	27,68
6086,288	Ni I	4,26	-0,408	45,38	50,67	40,97	47,91	48,11	47,51	52,90	48,35	52,10	44,30	47,83	44,64	50,01
6176,816	Ni I	4,09	-0,114	66,90	67,06	59,04	66,85	65,92	69,02	68,89	67,23	69,27	65,44	67,81	63,95	71,37
6177,253	Ni I	1,83	-3,372	19,29	17,59	14,60	16,20	17,31	18,30	17,13	17,44	17,26	16,35	19,14	17,31	20,49
6186,717	Ni I	4,10	-0,795	35,98	33,55	29,41	35,46	34,17	35,69	37,77	35,20	37,24	33,08	34,47	32,07	36,65
6191,189	Ni I	1,68	-2,040	83,64	83,20	75,44	79,74	80,81	82,04	80,02	81,36	81,97	77,33	80,33	78,86	83,70
6327,604	Ni I	1,68	-2,961	41,52	-	39,02	40,85	42,64	43,32	41,99	42,80	45,05	40,34	41,90	40,43	45,66
6370,357	Ni I	3,54	-1,715	-	-	-	15,56	18,82	-	15,51	-	19,87	-	15,62	-	21,07
6378,256	Ni I	4,15	-0,749	34,15	-	28,83	36,62	36,66	37,93	-	35,85	37,14	32,81	-	31,93	38,57
6635,137	Ni I	4,42	-0,629	30,51	31,91	23,16	29,06	31,15	-	33,54	30,39	33,16	29,04	33,30	30,57	-
6643,638	Ni I	1,68	-1,787	99,63	100,10	90,89	-	100,40	-	101,00	96,65	98,12	95,94	98,82	97,10	-
6767,784	Ni I	1,83	-1,912	83,82	81,82	76,73	83,82	83,63	82,50	82,50	-	-	-	-	-	85,77
6772,321	Ni I	3,66	-0,827	54,21	49,79	44,96	53,39	54,11	52,95	52,95	-	-	-	-	-	56,04
6842,043	Ni I	3,66	-1,011	-	-	35,67	43,45	45,37	-	-	-	-	-	-	-	-
5218,209	Cu I	3,82	0,359	54,90	64,63	49,28	58,64	58,53	58,86	64,28	64,01	68,45	62,25	62,40	59,29	60,53
5220,086	Cu I	3,82	-0,572	18,28	24,47	13,53	19,36	20,66	22,76	-	24,43	28,67	25,41	-	-	19,25
6793,628	Y I	0,07	0,222	-	-	-	18,30	18,62	18,60	18,60	-	-	-	-	-	22,62
4883,690	Y II	1,08	0,178	61,60	67,94	55,24	66,46	62,47	68,53	67,85	65,39	71,34	62,47	68,93	58,57	68,67
4900,124	Y II	1,03	0,218	61,98	59,11	55,16	66,97	64,01	75,25	68,08	63,82	70,53	61,88	69,45	58,71	66,55
5087,426	Y II	1,08	-0,175	51,88	58,90	43,62	52,38	50,34	52,80	56,02	53,16	56,57	50,84	56,54	49,38	56,35
5290,415	Y II	0,99	-0,542	40,42	41,14	33,46	42,83	39,77	45,12	46,85	40,71	42,81	38,72	45,10	35,69	44,67
5402,783	Y II	1,84	-0,511	14,10	15,53	10,76	15,15	12,65	15,84	15,40	15,65	15,74	13,85	17,75	11,07	18,75
5853,688	Ba II	0,60	-0,687	66,91	66,68	62,03	68,36	66,14	74,76	72,76	70,45	71,26	66,82	72,33	64,99	74,75
6141,727	Ba II	0,70	0,252	119,40	121,30	110,80	125,80	120,50	126,80	128,50	125,50	129,20	119,20	136,20	119,20	134,90
6496,908	Ba II	0,60	-0,054	105,30	108,90	96,87	109,90	104,90	109,60	111,10	107,70	114,00	104,50	114,80	100,80	118,80
4562,367	Ce II	0,48	0,357	27,49	26,49	24,22	27,15	26,05	30,89	27,30	25,97	27,65	28,26	30,88	25,09	27,87
4628,160	Ce II	0,52	0,234	26,00	28,89	20,93	24,18	22,61	24,68	23,78	21,68	27,12	23,75	29,45	22,85	22,70
4773,959	Ce II	0,92	0,333	-	-	10,54	14,20	14,86	14,18	-	-	15,22	-	17,39	16,11	18,01

## Apêndice B

### Estrutura Hiperfina – EHF

Os dados de EHF utilizadas foram colhidas de diferentes fontes. O código utilizado nas tabelas abaixo, ao lado do identificador do elemento, é: S, de Steffen (1985); K, de Kurucz (2005) e P, de del Peloso (2003). Voltamos a reforçar a idéia apresentada em del Peloso et al. (2005) de que a existência de heterogeneidade na fonte dos dados de EHF tem influência desprezível nos cálculos, sendo somente importante a adoção de alguma EHF. Os comprimentos de onda de cada uma das componentes, apresentados na tabela abaixo, foram deslocados de um valor constante de forma que o centro de gravidade de cada conjunto coincidissem com o centro da linha utilizado (isto é aqueles extraídos de Moore et al. (1966)). Os log gf's das componentes, por sua vez, foram deslocados de um valor constante para fornecerem abundância zero para o Sol. Dito de outra forma, utilizamos log gf's solares.

TABELA B.1: Estrutura HiperFina

$\lambda$	Log gf	$\lambda$	Log gf	$\lambda$	Log gf	$\lambda$	Log gf
5318,361	ScII (S)	6604,618	-1,686	4502,208	0,163	5394,743	-1,679
5318,321	-2,282	6604,637	-1,797	4502,215	-0,755	5394,757	-2,855
5318,354	-2,382	————	————	4502,218	0,023	5394,759	-1,980
5318,387	-2,167	5670,858	VI (S)	4502,220	-1,972	5394,760	-1,901
5318,406	-2,278	5670,840	-0,910	4502,223	-0,579	5394,770	-2,934
————	————	5670,858	-0,910	4502,225	-0,135	5394,771	-2,156
5526,821	ScII (S)	5670,876	-0,910	4502,227	-1,620	5394,772	-2,186
5526,777	-0,815	————	————	4502,229	-0,553	————	————
5526,810	-0,722	5727,661	VI (S)	4502,231	-0,319	5399,479	MnI (S)
5526,843	-0,930	5727,079	0,824	4502,232	-1,495	5399,530	-1,585
5526,862	-0,819	5727,061	0,824	4502,234	-0,620	5399,496	-2,214
————	————	5727,043	0,824	4502,235	-0,541	5399,473	-1,835
5657,880	ScII (S)	————	————	4502,236	-1,574	5399,440	-1,736
5657,836	-1,165	6135,370	VI (S)	4502,237	-0,796	5399,429	-1,926
5657,869	-1,072	6135,352	-1,220	4502,238	-0,826	————	————
5657,902	-1,280	6135,370	-1,220	————	————	5432,548	MnI (S)
5657,921	-1,169	6135,388	-1,220	4626,538	MnI (S)	5432,511	-4,328
————	————	————	————	4626,467	-0,928	5432,539	-4,414
5684,198	ScII (S)	6199,186	VI (S)	4626,507	-0,133	5432,564	-4,524
5684,154	-1,585	6199,168	-1,830	4626,533	-0,381	5432,583	-4,669
5684,187	-1,492	6199,186	-1,830	4626,568	-0,183	5432,597	-4,763
5684,220	-1,700	6199,204	-1,830	4626,576	-0,477	————	————
5684,239	-1,589	————	————	————	————	6013,497	MnI (S)
————	————	6216,358	VI (S)	4739,113	MnI (S)	6013,473	-0,574
6245,620	ScII (S)	6216,340	-1,330	4739,088	-1,259	6013,485	-0,784
6245,576	-1,686	6216,358	-1,330	4739,102	-1,400	6013,500	-0,915
6245,609	-1,797	6216,376	-1,330	4739,115	-1,555	6013,518	-0,594
6245,642	-1,589	————	————	4739,134	-1,112	6013,536	-1,172
6245,661	-1,682	6274,658	VI (S)	4739,156	-2,462	————	————
————	————	6274,640	-2,170	————	————	6021,803	MnI (S)
6320,843	ScII (S)	6274,658	-2,170	5394,706	MnI (K)	6021,765	-1,206
6320,884	-2,270	6274,676	-2,170	5394,655	-1,197	6021,781	-1,057
6320,865	-2,381	————	————	5394,686	-2,115	6021,798	-0,226
6320,832	-2,173	6285,165	VI (S)	5394,690	-1,337	6021,807	-0,443
6320,799	-2,266	6285,147	-1,930	5394,713	-3,332	6021,815	-0,308
————	————	6285,165	-1,930	5394,716	-1,939	————	————
6604,600	ScII (S)	6285,183	-1,930	5394,719	-1,495	————	————
6604,552	-1,801	————	————	5394,738	-2,980	————	————
6604,585	-1,894	4502,221	MnI (K)	5394,741	-1,913	————	————

TABELA B.2: Continuação da Estrutura HiperFina

$\lambda$	Log gf						
4792,862	CoI (S)	5280,666	-1,740	5483,364	CoI (K)	6454,993	-1,067
4792,818	-1,955	————	————	5483,343	-0,586	6454,993	-0,564
4792,834	-1,302	5301,047	CoI (P)	5483,343	-0,301	6455,056	-2,254
4792,847	-0,794	5301,014	-1,426	5483,343	-0,556	6455,056	-1,140
4792,862	-0,372	5301,023	-0,727	5483,347	-0,556	6455,056	-0,448
4792,871	-0,335	5301,032	-1,246	5483,347	-0,113	6455,129	-0,300
————	————	5301,040	-1,019	5483,347	-0,168	————	————
4813,479	CoI (S)	5301,046	-1,212	5483,353	-0,607	6814,961	CoI (K)
4813,431	-1,396	5301,049	-1,426	5483,353	-0,022	6814,907	-0,497
4813,454	-0,919	5301,054	-1,426	5483,353	0,087	6814,932	-0,383
4813,472	-0,375	5301,058	-1,277	5483,361	-0,732	6814,941	-0,086
4813,484	-0,309	5301,062	-1,246	5483,361	0,000	6814,954	-0,508
4813,495	-0,438	5301,064	-2,147	5483,361	0,285	6814,961	-0,702
————	————	5301,068	-1,477	5483,370	-0,954	6814,986	-0,684
5212,691	CoI (S)	5301,071	-3,426	5483,370	-0,054	6814,995	-0,497
5212,560	-1,573	5301,071	-1,212	5483,370	0,449	6815,005	-0,383
5212,602	-0,866	5301,076	-1,736	5483,380	-1,364	6815,009	-0,508
5212,631	-0,735	5301,077	-1,277	5483,380	-0,250	————	————
5212,670	-0,914	5301,080	-1,477	5483,380	0,590	5218,209	CuI (S)
5212,705	-0,902	————	————	————	————	5218,199	-1,346
————	————	5342,708	CoI (S)	5647,241	CoI (S)	5218,201	-0,870
5280,633	CoI (P)	5342,647	-0,117	5647,204	-2,158	5218,203	-1,000
5280,566	-2,764	5342,690	-0,192	5647,213	-2,233	5218,205	-0,280
5280,573	-1,852	5342,724	-0,278	5647,247	-2,319	5218,209	-0,502
5280,590	-2,542	5342,751	-0,383	5647,274	-2,424	5218,211	-0,502
5280,595	-1,642	5342,776	-0,330	5647,304	-2,371	5218,214	-0,156
5280,610	-2,445	————	————	————	————	————	————
5280,612	-0,843	5359,203	CoI (S)	6455,001	CoI (K)	5220,086	CuI (S)
5280,613	-1,567	5359,142	-0,482	6454,847	-1,476	5220,076	-2,246
5280,627	-2,445	5359,185	-0,557	6454,847	-1,409	5220,078	-1,770
5280,629	-1,562	5359,219	-0,643	6454,847	-1,213	5220,080	-1,900
5280,629	-0,949	5359,246	-0,748	6454,868	-2,108	5220,082	-1,191
5280,641	-1,610	5359,271	-0,695	6454,868	-1,213	5220,086	-1,402
5280,641	-2,613	————	————	6454,868	-1,009	5220,088	-1,402
5280,642	-1,065	5454,580	CoI (S)	6454,899	-1,953	5220,091	-1,076
5280,651	-1,713	5454,630	-0,290	6454,899	-1,108	————	————
5280,653	-1,194	5454,605	-0,237	6454,899	-0,839	————	————
5280,657	-1,909	5454,578	-0,342	6454,941	-1,953	————	————
5280,660	-1,339	5454,544	-0,428	6454,941	-1,061	————	————
5280,665	-1,980	5454,501	-0,503	6454,941	-0,693	————	————
5280,665	-1,509	————	————	6454,993	-2,050	————	————

# Referências Bibliográficas

- Altamore, A.; Rossi, C.; Rossi, L. & Villada de Arnedo, M. 1990, A & A, 234, 332.
- Anders, E. & Grevesse, N. 1989, Geochim. Cosmochim. Acta, 53 197.
- Asplund, M.; Grevesse, N. & Sauval A. J. 2004, *The solar chemical composition*, astro-ph.
- Beers, Y. 1953, *Introdution to the Theory os Erros*, Addison-Wesley Publishing Co. Inc., pag. 29.
- Blackwell, D. E. & Lynas-Gray, A. E. 1994, A&A, 282, 899.
- Cayrel de Strobel, G. 1996, A&AR, 7, 243.
- Cayrel de Strobel & Bentolila, C. 1989, A&A, 211, 324.
- Cayrel de Strobel, G.; Knowles, N.; Hernandez, G. & Bentolila, C. 1981, A&A, 94, 1.
- Curcio, J. A.; Drummeter, L. F. & Knestrick, G. L. 1964, Applied Optics, v.3, No.12, p. 1401.
- da Silva, R. 2000, Monografia de Conclusão de Graduação, Observatório do Valongo/UFRJ, Rio de Janeiro, Brasil.
- Delhaye, J. 1965, in Kuiper G. P. (ed) Star and Stellar Sustems 5, 61, The University of Chicago Press.
- del Peloso, E. F.; da Silva, L. & Porto de Mello, G. F. 2005, *in press* (ver astro-ph).
- del Peloso, E. F. 2003, Tese do Doutorado, CNPq/Observatório Nacional, Rio de Janeiro, Brasil.
- Edvardsson, B.; Andersen, J.; Gustafsson, B.; Lambert, D. L.; Nissen, P. E. & Tomkin, J. 1993, A&A, 275, 101.

- Fernley, J.; Neckel, H.; Solano, E. & Wamsteker, W. 1996, A&A, 311, 245.
- Fesenko, B. I. 1994, ARep, 38, 262.
- Friel, E.; Cayrel de Strobel, G.; Chmielewski, Spite, M.; Y.; Lèbre, A. & Bentolila, C. 1981, A&A, 274, 825.
- Fuhrmann, K.; Axer, M. & Gehren, T. 1994, A&A, 285, 585.
- Fuhrmann, K.; Axer, M. & Gehren, T. 1993, A&A, 271, 451.
- Glushneva, I. N.; Shenavrin, V. I. & Roshchina 2004, ARep, 77, 285.
- Gray, D. F. 2003, Proceeding, IAU Symposium vol. 210, *Modeling of Stellar Atmospheres*, p.287.
- Gray, D. F. 1976, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, John Wiley & Sons Inc.
- Grevesse, N. & Noels, A. 1993, em *Origin and Evolution os the Elements*, eds. N. Prantzos, E. Vagioni-Flam e M. Cassé, p. 14.
- Gustafsson, B.; Bell, K. A.; Eriksson, K. E. & Nordlund, A. 1975, A&A, 42, 407.
- Habets, G. M. J. & Heintze, J. R. W. 1981, A&AS, 46, 193.
- Hall, J. C. & Lockwood, G. W. 2000, ApJ, 545, L43.
- Hardorp, J. 1981, A&A, 105, 120.
- Hardorp, J. 1977, A&A, 63, 383.
- Kim, Y. -C; Demarque, P; Yi, S. & Alexander, D. R. 2002 ApJ, 143, 499.
- King, J. R; Belyannis, C. P.; Hiltgen, D. D.; Stephens, A.; Cunha, K. & Boesgaard, A. M. 1997, ApJ, 113, 1872.
- Kurucz, R. L. 2005, lista de linhas *on line* da web, endereço eletrônico: “<http://kurucz.harvard.edu/linelists.html>” acessado em janeiro.
- Kurucz, R. L.; Furenlid, I.; Brault, J., & Testerman, L. 1984, *The Solar Flux Atlas from 296 nm to 1300 nm*, National Solar Observatory.
- Lépine, J. R. D.; Mishurov, Yu. N. & Dedikov, S. Yu. 2001, ApJ, 546, 234.

- Linsky, J. L. 1979, ApJ, 41, 47.
- Lyra, W. & Porto de Mello, G. F. 2005, A&A, 431, 329.
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, Nature, 378, 355.
- Marcy, G. M. & Butler, S. E. 1996, Meeting of the ASS January 1996.
- Meylan, T.; Furenlid, I.; Wiggs, M. S. & Kurucz, R. L. 1993, ApJS, 85, 163.
- Moore, C. E.; Minnaert, M. G. J. & Houtgast, J. 1966, *The Solar Spectrum 2935 Å to 8770 Å*, National Bureau of Standards Monograph, Washington: US Government Printing Office (USGPO), 1966.
- Olsen, E. H. 1994, A&A, 104, 429.
- Olsen, E. H. 1993, A&A, 102, 89.
- Olsen, E. H. 1983, A&A, 54, 55.
- Pasquini, L.; Liu, Q. & Pallavicini 1994, A&A, 287, 191.
- Pasquini, L. 1992, A&A, 266, 347.
- Porto de Mello, G. F. & da Silva, L. 1997, ApJ, 482, 89.
- Porto de Mello, G. F. 1996, Tese do Doutorado, CNPq/Observatório Nacional, Rio de Janeiro, Brasil.
- Praderie, F. 1967, Ann. Astrophys., 30, 31.
- Prigogine, Ilya 1996, *O Fim das Certezas*, Ed. Unesp, São Paulo.
- Radick, R. R.; Lockwood, G. W.; Skiff, B. A. & Baliunas, S. L. 1998, ApJS, 118, 239.
- Randich, S.; Sestito, P. & Pallavicini 2003, A&A, 399, 133.
- Rocha-Pinto, H., Porto de Mello, G. F.; Maciel, W.; Bragança, G. A. & Rangel, R. 2005, BASBr, vol.23, no.1, p.129.
- Rocha-Pinto 2000, Tese de Doutorado, IAG/USP, Brasil.
- Rocha-Pinto, H. & Maciel, W. 1996, A&A, 111, 222.

- Rodrigues, G. R. K. 2004, Monografia de Conclusão de Graduação, Observatório do Valongo/UFRJ, Rio de Janeiro, Brasil.
- Santos, N.C.; Israelian, G. & Mayor, M. 2004, *A&A*, 415, 1153
- Smiljanic, R. H. S. 2003, Monografia de Conclusão de Graduação, Observatório do Valongo/UFRJ, Rio de Janeiro, Brasil.
- Soderblom, D. R. 1985, *AJ*, 90, 2103.
- Soubiran, C. & Triaud, A. 2004, *A&A*, 418, 1089.
- Spite, F. & Spite, M. 1982 *A&A*, 115, 357.
- Steffen, M. 1985, *A&AS*, 59, 403.
- Strömgren, B. 1965, *QJRAS*, 4, 8.
- Willtrop, R. V. 1964, *Mem. R.A.S.*, 69, 83.
- Wilson, O. C. 1968, *ApJ*, 153, 221.
- Wooley, R.; Epps, E. A.; Penston, M. J. & Poccock, S. B. 1979, *Roy. Obs. Ann.*, 5.
- Yi, S.; Kim, Y.-C & Demarque, P. 2003 *ApJS*, 144, 159.
- Zahn, J. P. 1994, *A&AS*, 288, 829.
- Zahn, J. P. 1992, *A&AS*, 265, 115.