

Observatório Nacional/MCT
Divisão de Pós-Graduação

*A Evolução da Razão de Abundâncias
Th/Eu no Disco Galáctico e seu Uso como
Cronômetro*

Autor: Eduardo Fernandez del Peloso

Orientador: Licio da Silva

Tese apresentada como requisito parcial para a obtenção do grau de
Doutor em Astrofísica

Rio de Janeiro, julho de 2003

Agradecimentos

Ao meu orientador, Dr. Licio da Silva. A ele devo um agradecimento especial, por me acolher e me apoiar na retomada de meu doutoramento, após uma interrupção de mais de três anos. Seu suporte começou antes mesmo de meu efetivo reingresso, através de observações necessárias à tese, e continuou firme ao longo dos últimos dois anos. Sua dedicação a mim, como aluno, deveria servir de exemplo a todos orientadores. Espero que possamos manter um relacionamento profissional juntos ainda durante muitos anos!

Ao meu grande amigo e colega Gustavo Frederico Porto de Mello. Sua ajuda durante todo o doutorado me foi absolutamente imprescindível. Sempre disposto a me auxiliar tanto com seus conhecimentos teóricos quanto observacionais e de análise de dados, foi uma das duas pessoas mais importantes para mim nesta fase final de minha formação como pesquisador. Esta tese não poderia ter sido concluída sem ele.

À Dra. Lilia Irmeli Arany Prado, pelos cálculos de evolução química da Galáxia e nucleocosmocronologia e pela ajuda com a revisão do capítulo 5 e do apêndice C.

A todos os colegas da pós-graduação do ON, pela amizade, companheirismo e por tantas ajudas prestadas ao longo destes $1\frac{1}{2} + 2\frac{1}{2}$ anos de doutoramento.

A Jaime e Fátima, pela amizade e pelos bons momentos durante o estágio docência CAPES, na UERJ.

Ao carinho e atenção de minha mãe, meu irmão, minha avó e meus sogros, que sempre demonstraram grande apoio e interesse pelo meu trabalho.

A minha esposa e meus filhos, por compartilharem suas vidas comigo.

À CAPES, pela bolsa de estudos.

Resumo

O objetivo deste trabalho é estimar uma idade para o disco Galáctico através da nucleocosmocronologia da razão de abundâncias [Th/Eu] e investigar a incerteza associada a esta estimativa. A nucleocosmocronologia emprega abundâncias de núclídeos radioativos na datação de escalas de tempo astrofísicas. O ^{232}Th é um núclídeo radioativo com meia-vida de 14 Gano, enquanto que os dois isótopos mais abundantes do Eu, que é usado como elemento de comparação, são estáveis. O decaimento radioativo do Th modifica as razões de abundâncias [Th/Eu], fornecendo assim um meio de sondar a escala de formação das populações estelares.

Para tanto, foi selecionada uma amostra de 20 estrelas anãs ou subgigantes de tipos espectrais F5 a G9, com $5600\text{ K} < T_{\text{ef}} < 6300\text{ K}$ e $-0,84 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0,28$. Parâmetros atmosféricos homogêneos foram determinados através de um procedimento iterativo totalmente auto-consistente. As temperaturas efetivas foram determinadas pela média de dois critérios independentes: calibrações fotométricas de até cinco índices diferentes e ajuste de modelos teóricos ao perfil da linha $\text{H}\alpha$. As gravidades superficiais foram determinadas utilizando massas estelares estimadas por trajetórias evolutivas. As velocidades de microturbulência e metalicidades foram determinadas por análise espectral detalhada diferencial em relação ao Sol, utilizando linha de Fe I e Fe II. As abundâncias dos elementos que contaminam as linhas de Th e Eu analisadas - Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Ce, Nd e Sm - foram determinadas por nós espectroscopicamente, levando em consideração as estruturas hiperfinas do V, Mn e Co. As abundâncias de Eu foram determinadas por síntese espectral da linha localizada em $4129,72\text{ \AA}$, incluindo nos cálculos sua estrutura hiperfina completa e seu desvio isotópico. As abundâncias de Th foram obtidas por síntese espectral da linha em $4019,13\text{ \AA}$. Uma comparação destas abundâncias com outros resultados da literatura demonstra que nossos valores apresentam dispersão 2 a 3 vezes menor que qualquer trabalho anterior. As idades estelares individuais foram determinadas através de curvas isócronas teóricas no diagrama HR, utilizando 2 conjuntos de curvas de trabalhos independentes, para fins de comparação.

Foi utilizado um modelo de evolução química do disco Galáctico para a análise nucleocosmocronológica do gráfico [Th/Eu] vs. [Fe/H]. Este modelo leva em consideração o atraso na produção de elementos cuja síntese é realizada por processos cuja escala de tempo não pode ser desprezada em comparação com a idade do disco, como o Fe (sin-

tetizado majoritariamente em supernovas tipo Ia, com escalas de tempo da ordem de 1 Gano). Foi considerada a formação de *refugos*, que são compostos pelos remanescentes da evolução estelar, pelos resíduos da formação de estrelas de baixa massa (planetas, cometas, etc.) e por quaisquer outros objetos de massa não-estelar. A formação de resíduos tem o efeito indireto de diluir o meio interestelar, levando a um enriquecimento mais lento deste e a um bom ajuste de diversos vínculos da evolução química da Galáxia, como a distribuição de metalicidades das anãs-G da vizinhança solar. Os efeitos da destruição do Th por reações fotonucleares nas regiões de queima de hidrogênio nos interiores estelares também foram considerados. Uma estimativa da idade do disco foi obtida pela comparação de dados da literatura para a razão de produção Th/Eu e abundâncias solares de Th e Eu com o modelo de evolução química. Obtivemos $9,9_{-3,2}^{+3,8}$ Gano. Os dados estelares foram comparados a curvas calculadas para quatro idades assumidas para o disco Galáctico - 6, 9, 12 e 15 Gano - e foi determinada a idade que melhor ajusta este dados. O erro desta determinação foi estimado através de uma simulação Monte Carlo dos erros observacionais. O valor encontrado foi $8,2 \pm 1,9$ Gano. O valor final considerado para o disco Galáctico, correspondente à interseção das duas estimativas - $8,4 \pm 1,7$ Gano - é compatível com as determinações mais recentes obtidas do resfriamento de anãs brancas, que favorecem uma baixa idade para o disco ($\lesssim 10$ Gyr).

Palavras-chave: Galáxia: nucleocosmocronologia; Galáxia: evolução química; estrelas: abundâncias elementares; estrelas: parâmetros atmosféricos.

Abstract

The objective of this work is to estimate an age for the Galactic disk through the use of [Th/Eu] abundance ratio nucleocosmochronology and investigate the uncertainty of this estimate. Nucleocosmochronology is the use of radioactive nuclide abundances to determine time scales for astrophysical events. ^{232}Th is a radioactive nuclide with a 14 Gyr half-life, whereas the two most abundant isotopes of Eu, used as comparison element, are stable. Th radioactive decay changes the [Th/Eu] abundance ratio, providing a way to probe the stellar population formation time scales.

With this purpose, we selected a sample of 20 dwarf/subgiant stars with spectral types ranging from F5 to G9, and with $5600\text{ K} < T_{\text{eff}} < 6300\text{ K}$ and $-0,84 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0,28$. Atmospheric parameters were determined using a totally self-consistent iterative procedure. Effective temperatures were determined through the average of two independent criteria: a photometric calibration which employs up to five different indices and theoretical fits to observed $\text{H}\alpha$ line profiles. Surface gravities were determined using stellar masses evaluated from evolutionary tracks. Microturbulence velocities and metallicities were determined through detailed, differential spectral analysis relative to the Sun, employing Fe I and Fe II lines. Abundances of the elements that contaminate the Th and Eu spectral regions - Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Ce, Nd and Sm - were determined spectroscopically by us, taking into consideration the V, Mn and Co hyperfine structures. Eu abundances were determined through the spectral synthesis of its 4129.72 \AA line, including in the calculations its complete hyperfine structure and isotope shift. Th abundances were determined through the spectral synthesis of its 4019.13 \AA line. A comparison of these abundances with other results from the literature show that our data have a scatter 2 to 3 times lower than any previous work. Individual stellar ages were determined using 2 independent sets of isochrone curves.

Nucleocosmochronologic analysis of the [Th/Eu] vs. [Fe/H] diagram was accomplished with the use of a Galactic disk chemical evolution model. This model takes into consideration the delay in the production of elements that are synthesized in processes whose time scales cannot be neglected when compared to the Galactic disk age, like Fe (which is synthesized mainly in type Ia supernovae, with a 1 Gyr typical time scale). The formation of *refuses* were taken into account. The refuses are comprised of the stellar evolution remnants, low-mass star formation residues (planets, comets, etc.) and any other non-stellar

mass objects. Residue formation has the indirect effect of diluting the interstellar medium, which leads to slower enrichment of the latter and to a good fit to various Galactic chemical evolution constraints, like the metallicity distribution of G dwarfs in the solar neighbourhood. The effects of Th destruction by photonuclear reactions in the hydrogen burning regions of stellar interiors were also allowed for. We estimated the Galactic disk age comparing literature data on the Th/Eu production ratio and solar Th and Eu abundances with the chemical evolution model; we obtained $9.9_{-3.2}^{+3.8}$ Gyr. Our stellar data were compared to curves calculated for four disk ages - 6, 9, 12 and 15 Gyr - and the age that best fits the data was evaluated. To estimate the age uncertainty we performed a Monte Carlo simulation of the abundance errors. We obtained 8.2 ± 1.9 Gyr. The final value, which corresponds to the intersection of the two estimates - 8.4 ± 1.7 Gyr - is compatible with the latest white dwarf cooling estimations, which favor a low disk age ($\lesssim 10$ Gyr).

Key Words: Galaxy: nucleocosmochronology; Galaxy: chemical evolution; stars: elemental abundances; stars: atmospheric parameters.

Índice

Agradecimentos	i
Resumo	ii
Abstract	iv
Índice	vi
Lista de Figuras	ix
Lista de Tabelas	xiii
Lista de Abreviações	xv
1 Introdução	1
2 Aquisição e Tratamento de Dados	6
2.1 Seleção da Amostra	6
2.2 Caracterização Cinemática da Amostra	8
2.3 Espectros FEROS Obtidos no ESO	10
2.3.1 Observações	10
2.3.2 Reduções	12
2.4 Espectros CES Obtidos no ESO	17
2.4.1 Observações	17
2.4.2 Reduções	20
2.5 Espectros Coudé Obtidos no LNA	20
2.5.1 Observações	20
2.5.2 Reduções	21
3 Parâmetros Atmosféricos e Abundâncias Elementares	23
3.1 Processo Iterativo de Determinação dos Parâmetros Atmosféricos	23
3.2 Modelos de Atmosfera e Funções de Partição	25
3.3 Determinação das Temperaturas Efetivas	25
3.3.1 Temperatura Efetiva por Calibração Fotométrica	25

3.3.2	Temperatura Efetiva pelo Ajuste do Perfil de $H\alpha$	27
3.3.3	Temperaturas Efetivas Adotadas	29
3.4	Determinação das Gravidades Superficiais	31
3.5	Determinação das Velocidades de Microturbulência e Metalicidades	33
3.5.1	Medição das Larguras Equivalentes	34
3.5.2	Análise Espectroscópica	37
3.6	Parâmetros Atmosféricos Adotados	41
3.7	Determinação das Abundâncias Elementares	42
3.7.1	Determinação dos Erros das Abundâncias Elementares	43
3.8	Abundâncias Elementares Adotadas	50
4	Síntese Espectral	61
4.1	Európio	62
4.1.1	Determinação das Abundâncias	62
4.1.2	Determinação das Incertezas	68
4.1.3	Comparação com Resultados de Outros Autores	69
4.2	Tório	74
4.2.1	Determinação das Abundâncias	74
4.2.2	Determinação das Incertezas	79
4.2.3	Comparação com Resultados de Outros Autores	82
5	Datação de Estrelas e do Disco Galáctico	87
5.1	Datação Estelar via Diagramas de Isócronas	87
5.2	Datação de Estrelas Ultra Pobres em Metais via Nucleocosmocronologia	95
5.3	Datação do Disco Galáctico via Nucleocosmocronologia do [Th/Eu]	97
5.3.1	Modelo de Evolução Química: Descrição	97
5.3.2	Modelo de Evolução Química: Vínculos Observacionais e Constantes Utilizadas	100
5.3.3	A Idade do Disco Galáctico	104
6	Conclusões e Perspectivas	109
6.1	Conclusões	109
6.2	Perspectivas	111
	Apêndices	112

A	Linhas de Absorção Medidas	112
B	Componentes de Estrutura Hiperfina	123
C	Determinação da Idade do Disco Galáctico e de sua Incerteza	139
	C.1 Idade	139
	C.2 Incerteza	141
	Referências	145

Lista de Figuras

2.1	Diagrama de V vs. $[Fe/H]$ para as estrelas de nossa amostra.	11
2.2	Exemplo de espectro FEROS com as ordens coladas (HD 20766).	13
2.3	Exemplo de uma ordem completa dos espectros FEROS (ordem <i>echelle</i> #20 de HD 20766)	15
2.4	Exemplo de normalização de uma ordem FEROS já cortada (ordem <i>echelle</i> #20 de HD 20766)	15
2.5	Exemplo de uma ordem FEROS normalizada (ordem <i>echelle</i> #20 de HD 20766)	16
2.6	Ampliação da figura 2.5 entre os comprimentos de onda 5140 Å e 5155 Å.	16
2.7	Exemplo de um espectro CES, observado com o telescópio de 3,60m, na região da linha de Th II em 4019,13 Å (HD 20807).	18
2.8	Exemplo de um espectro CES, observado com o CAT, na região da linha de Th II em 4019,13 Å (HD 20807).	18
2.9	Exemplo de um espectro CES, observado com o CAT, na região da linha de Eu II em 4129,72 Å (HD 20807).	19
2.10	Exemplo de um espectro LNA (HD 20807).	21
3.1	Fluxograma lógico do processo de determinação dos parâmetros atmosféricos.	24
3.2	Determinação da temperatura efetiva do Sol pelo ajuste de perfis teóricos de $H\alpha$	29
3.3	Exemplo de um diagrama evolutivo com curvas de mesma massa para $Z = 0,0200$	32
3.4	Exemplo de uma interpolação em metalicidade entre diagramas evolutivos (HD 9562).	33
3.5	Comparação entre as LEs medidas por nós no Sol com as medidas no atlas solar por Meylan et al. 1993.	37

3.6	Diferenças percentuais entre as LEs medidas por nós no Sol e as medidas no atlas solar por Meylan et al. 1993.	38
3.7	Exemplo de gráfico de profundidade versus LE para linhas de Fe.	39
3.8	Exemplo de gráfico utilizado na determinação de velocidade de microturbulência.	40
3.9	Estrelas escolhidas como padrões na determinação das incertezas das abundâncias.	44
3.10	Diferenças percentuais entre as LEs medidas para linhas de Fe I em HD 22879 e HD 76932.	45
3.11	Diagrama [Ce/Fe] vs. [Fe/H] para as 20 estrelas da amostra e para o Sol.	56
3.12	Diagrama [Cr/Fe] vs. [Fe/H] para as 20 estrelas da amostra e para o Sol.	56
3.13	Diagrama [Nd/Fe] vs. [Fe/H] para as 18 estrelas da amostra que tiveram a abundância deste elemento determinada e para o Sol.	57
3.14	Diagrama [Ni/Fe] vs. [Fe/H] para as 20 estrelas da amostra e para o Sol.	57
3.15	Diagrama [Sm/Fe] vs. [Fe/H] para as 20 estrelas da amostra e para o Sol.	58
3.16	Diagrama [Ti/Fe] vs. [Fe/H] para as 20 estrelas da amostra e para o Sol.	58
3.17	Diagrama [V/Fe] vs. [Fe/H] para as 18 estrelas da amostra que tiveram a abundância deste elemento determinada e para o Sol.	59
3.18	Diagrama [Mn/Fe] vs. [Fe/H] para as 20 estrelas da amostra e para o Sol.	59
3.19	Diagrama [Co/Fe] vs. [Fe/H] para as 20 estrelas da amostra e para o Sol.	60
4.1	Região espectral da linha de Eu II em 4129,72 Å, para o Sol.	65
4.2	Exemplos de síntese da região espectral da linha de Eu II em 4129,72 Å.	66
4.3	Comparação entre as abundâncias de Eu determinadas utilizando espectros CES e FEROS.	67
4.4	Diagrama [Eu/Fe] vs. [Fe/H] para as 20 estrelas da amostra.	68
4.5	Comparação entre as abundâncias de [Fe/H] determinadas por nós e por Edvardsson et al. 1993.	70
4.6	Comparação entre as abundâncias de [Eu/H] determinadas por nós e por WTL95 e KE02.	72
4.7	Diagrama de [Eu/H] vs. [Fe/H] para as estrelas deste trabalho e as de WTL95 e KE02.	72
4.8	Comparação entre as abundâncias de [Eu/Fe] determinadas por nós e por WTL95 e KE02.	73

4.9	Diagrama de $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para as estrelas deste trabalho e as de WTL95 e KE02.	73
4.10	Região espectral da linha de Th II em 4019,13 Å, para o Sol.	75
4.11	Exemplos de síntese da região espectral da linha de Th II em 4019,13 Å.	77
4.12	Comparação entre as abundâncias de Th determinadas utilizando espectros CES obtidos com o CAT e com o telescópio de 3,60m.	78
4.13	Diagrama $[\text{Th}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para as 20 estrelas da amostra.	79
4.14	Comparação entre as abundâncias de $[\text{Th}/\text{H}]$ determinadas por nós e por MKB92.	83
4.15	Diagrama de $[\text{Th}/\text{H}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para as estrelas deste trabalho e as de MKB92.	83
4.16	Comparação entre as abundâncias de $[\text{Th}/\text{Fe}]$ determinadas por nós e por MKB92.	84
4.17	Diagrama de $[\text{Th}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para as estrelas deste trabalho e as de MKB92.	84
4.18	Comparação entre a EHF da linha de Co I em 4019,132 Å utilizada por nós com a utilizada por MKB92.	86
5.1	Exemplo de um diagrama HR com curvas isócronas para $Z = 0,0200$	88
5.2	Exemplo de uma interpolação em metalicidade entre diagramas HR com curvas isócronas (HD 9562).	89
5.3	Critério para o desenvolvimento de núcleo convectivo nas isócronas de Y^2	93
5.4	Exemplo de um diagrama HR com curvas isócronas de Y^2 para HD 199288.	94
5.5	Comparação entre as idades estelares determinadas pelas curvas isócronas de Y^2 e Gen92/93.	95
5.6	Fases do modelo de EQDG adotado.	100
5.7	Distribuição de metalicidades das anãs G da vizinhança solar.	102
5.8	Diagrama da idade assumida para o disco Galáctico vs. parâmetro χ do modelo de EQDG.	107
5.9	Diagrama $[\text{Th}/\text{Eu}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para as 20 estrelas da amostra e para o Sol.	108
C.1	Ajustes polinomiais às curvas $[\text{Th}/\text{Eu}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ do modelo de EQDG.	140
C.2	Determinação da melhor idade para o disco Galáctico.	140
C.3	Distribuição das idades do disco Galáctico obtidas após a soma de erros aleatórios gaussianos às razões de abundâncias $[\text{Th}/\text{Eu}]$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ das estrelas da amostra.	142

C.4	Ajuste gaussiano à distribuição de idades.	143
C.5	Função utilizada na determinação da média da distribuição de idades. . . .	143
C.6	Funções utilizadas na determinação da variância e do desvio médio absoluto da distribuição de idades.	144

Lista de Tabelas

2.1	Critérios utilizados na seleção da amostra	7
2.2	Amostra final	9
2.3	Componentes das velocidades espaciais no sistema Galáctico para as estrelas de nossa amostra.	11
2.4	Amostra final: espectros obtidos	22
3.1	Dados fotométricos e metalicidades para as estrelas da amostra.	26
3.2	Incertezas dos Ajustes de Perfis de $H\alpha$	30
3.3	Ordens selecionadas nos espectros FEROS.	35
3.4	Parâmetros atmosféricos adotados.	41
3.5	Análise dos erros das abundâncias [elemento/H], para os elementos analisados através de LEs.	48
3.6	Análise dos erros das abundâncias [elemento/Fe], para os elementos analisados através de LEs.	49
3.7	Abundâncias de Fe e Ce em relação ao H.	52
3.8	Abundâncias de Cr, Nd e Ni em relação ao H.	53
3.9	Abundâncias de Sm, Ti e V em relação ao H.	54
3.10	Abundâncias de Mn e Co em relação ao H.	55
4.1	Linhas utilizadas na síntese da linha de Eu II em 4129,72 Å.	63
4.2	Linhas utilizadas na síntese da linha de Th II em 4019,13 Å.	74
4.3	Análise dos erros das abundâncias de [Eu/H], [Eu/Fe], [Th/H], [Th/Fe] e [Th/Fe].	80
4.4	Abundâncias [Eu/H], [Th/H] e [Th/Eu], juntamente com seus erros em relação ao H e ao Fe, para todas as estrelas da amostra.	81
5.1	Idades obtidas com curvas isócronas de Gen92/93 e seus respectivos erros.	91
5.2	Idades obtidas com curvas isócronas de Y^2 e seus respectivos erros.	92

5.3	Parâmetros do modelo de EQDG adotado.	103
A.1	Linhas de absorção de V, Ce, Co e Cr no Sol e em HD 2151 a HD 52298.	113
A.2	Linhas de absorção de V, Ce, Co e Cr em HD 59984 a HD 203608.	114
A.3	Linhas de absorção de Mn, Nd, Ni e Sm no Sol e em HD 2151 a HD 52298.	115
A.4	Linhas de absorção de Mn, Nd, Ni e Sm em HD 59984 a HD 203608.	116
A.5	Linhas de absorção de Ti no Sol e em HD 2151 a HD 52298.	117
A.6	Linhas de absorção de Ti em HD 59984 a HD 203608.	118
A.7	Linhas de absorção de Fe no Sol e em HD 2151 a HD 52298.	119
A.8	Continuação da tabela A.7.	120
A.9	Linhas de absorção de Fe em HD 59984 a HD 203608.	121
A.10	Continuação da tabela A.9.	122
B.1	Cálculo da EHF da linha de CoI em 4019,132 Å.	125
B.2	O mesmo que a tabela B.1, para a linha de CoI em 4019,293 Å.	126
B.3	O mesmo que a tabela B.1, para a linha de CoI em 4019,297 Å.	127
B.4	Cálculo da EHF da linha de CoI em 4749,662 Å.	128
B.5	O mesmo que a tabela B.4, para a linha de CoI em 5212,691 Å.	129
B.6	O mesmo que a tabela B.4, para a linha de CoI em 5280,629 Å.	130
B.7	O mesmo que a tabela B.4, para a linha de CoI em 5301,047 Å.	131
B.8	O mesmo que a tabela B.4, para a linha de CoI em 5342,708 Å.	132
B.9	O mesmo que a tabela B.4, para a linha de CoI em 5454,572 Å.	133
B.10	O mesmo que a tabela B.4, para a linha de CoI em 5647,234 Å.	134
B.11	O mesmo que a tabela B.4, para a linha de CoI em 6188,996 Å.	135
B.12	Cálculo da EHF da linha de EuII em 4129,725 Å.	136
B.13	EHF das linhas de V, segundo Kurucz (2003)	137
B.14	EHF das linhas de Mn, segundo Kurucz (2003)	138

Lista de Abreviações

AGB	<i>asymptotic giant branch</i>
CAT	<i>Coudé Auxiliary Telescope</i>
CB	correção bolométrica
CES	<i>Coudé Echelle Spectrometer</i>
DRS	<i>Data Reduction Software</i>
EHF	estrutura hiperfina
EQG	evolução química da Galáxia
EQDG	evolução química do disco Galáctico
ETL	equilíbrio termodinâmico local
FEROS	<i>Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph</i>
FMI	função de massa inicial
FWHM	<i>full width half maximum</i>
Gen92/93	Schaller et al. (1992), Charbonnel et al. (1993) e Schaerer et al. (1993)
IRAF	<i>Image Reduction and Analysis Facility</i>
KE02	Koch & Edvardsson (2002)
LE	largura equivalente
MIDAS	<i>Munich Image Data Analysis Facility</i>
MK	Morgan-Keenan
MKB92	Morell et al. (1992)
PLR	padrão local de repouso
PT95	Pagel & Tautvaišienė (1995)
S/R	sinal/ruído
UPM	ultra pobre em metais
VALD	<i>Vienna Atomic Line Database</i>
WTL95	Woolf et al. (1995)
Y ²	Kim et al. (2002)

Capítulo 1

Introdução

A astrofísica, como ciência que busca determinar características físicas e químicas dos mais diversos corpos celestes, lida com uma grande variedade de grandezas e técnicas de análise de dados observacionais. Das diversas grandezas fundamentais que sempre se deseja conhecer sobre os objetos de estudo da astrofísica, a idade é uma das que mais depende de métodos indiretos de determinação. Distâncias a muitos objetos próximos, dentro do sistema solar ou da vizinhança solar, podem ser determinadas de forma bastante direta, quer por meio de radar quer por paralaxes trigonométricas. Massas de objetos do sistema solar e de estrelas binárias podem ser determinadas por dinâmica orbital. No entanto, não existem métodos tão diretos para a determinação das idades.

Diversos métodos podem ser empregados na datação de estrelas: ajuste de curvas isócronas ao diagrama HR, resfriamento das anãs brancas, calibrações entre atividade cromosférica e idade, calibrações entre velocidade de rotação e idade, e a nucleocosmocronologia. As curvas isócronas são curvas calculadas segundo as teorias de evolução estelar, representando o *locus* no diagrama HR de estrelas com uma mesma idade. Os cálculos são extremamente complexos e dependem de um grande número de parâmetros físicos que são conhecidos com diferentes graus de incerteza. Muitos aspectos importantes da evolução estelar são pouco conhecidos e podem ter influência forte no resultado dos cálculos das curvas isócronas. O efeito da rotação estelar, por exemplo, só foi introduzido nestes cálculos muito recentemente. Determinações de idades de anãs brancas pelos seus tempos de resfriamento sofrem de problemas semelhantes, dependendo de modelos de evolução estelar e de cálculos de física de matéria degenerada. Os métodos que utilizam atividades cromosféricas e velocidades de rotação são métodos secundários que necessitam das idades isocronais para serem calibrados.

A nucleocosmocronologia é um método de datação de objetos celestes que se vale

de abundâncias de núclídeos radioativos de modo semelhante à datação de amostras arqueológicas por ^{14}C . Este método consiste em comparar as abundâncias destes núclídeos com as abundâncias de seus núclídeos-filhos, com abundâncias de outros elementos estáveis gerados por processos nucleossintéticos semelhantes ou pelo mesmo processo. Assim, podem ser estimadas escalas de tempo para a nucleossíntese destes núclídeos, que por sua vez podem determinar ou limitar as escalas de tempo de formação do sistema solar, da Galáxia* e até mesmo do próprio Universo. Dependendo do tempo de meia-vida do núclídeo utilizado na análise, as diferentes escalas de tempo podem ser sondadas.

O primeiro trabalho de datação nucleocoscronológica foi realizado por Rutherford (1929) que, analisando abundâncias de ^{235}U e ^{238}U , pode definir uma escala de tempo aproximada para a duração da nucleossíntese deste elemento. Desde então, técnicas foram desenvolvidas para a datação do Sistema Solar utilizando diferentes pares de cronômetros em meteoritos (^{238}U - ^{206}Pb , ^{235}U - ^{207}Pb , ^{232}Th - ^{208}Pb , ^{40}K - ^{40}Ar , ^{87}Rb - ^{87}Sr , ^{147}Sm - ^{143}Nd , ^{187}Re - ^{187}Os , entre outros). As determinações mais precisas da idade do Sistema Solar atualmente disponíveis são exatamente as realizadas com estes cronômetros (ver, por exemplo, Bahcall et al. 1995).

Análises com o objetivo de determinar escalas de tempo para a nucleossíntese na Galáxia são dependentes de estimativas teóricas das razões de produção dos núclídeos utilizados. Uma teoria para o cálculo destas razões de produção se tornou disponível, pela primeira vez, com os trabalhos de Burbidge et al. (1957) e Cameron (1957), que determinaram que os actínídeos (U, Th, etc.) resultam do processo-r, provavelmente em supernovas. Desde então, diversos trabalhos avançaram os conhecimentos teóricos da nucleocoscronologia, com aplicações de abundâncias meteoríticas. A utilização de abundâncias estelares é bem mais recente, tendo surgido com o trabalho de Butcher (1987).

O inovador trabalho de Butcher foi a primeira análise nucleocoscronológica a utilizar abundâncias estelares, ao invés de meteoríticas. Butcher estimou a razão de abundâncias $[\text{Th}/\text{Nd}]^\dagger$ para uma amostra de 20 anãs G do disco Galáctico. O Th, que existe sob forma de apenas um isótopo com massa atômica 232, foi escolhido como núclídeo-pai do

*Neste trabalho, convencionamos escrever as palavras Galáxia, Galáctico e Galáctica com inicial maiúscula sempre que estas se referirem à *nossa* Galáxia.

†Utilizaremos, neste trabalho, as notações espectroscópicas usuais para abundâncias e razões de abundâncias. Nestas, para dois elementos A e B quaisquer, $\log \epsilon(\text{A}) \equiv \log_{10}(\text{N}_\text{A}/\text{N}_\text{H}) + 12,0$; $\text{A}/\text{B} \equiv \text{N}_\text{A}/\text{N}_\text{B}$ e $[\text{A}/\text{B}] \equiv \log(\text{N}_\text{A}/\text{N}_\text{B})_* - \log(\text{N}_\text{A}/\text{N}_\text{B})_\odot$, onde N_elemento é a abundância do elemento em questão em átomos/cm³ e “*” e “ \odot ” representam a estrela e o Sol, respectivamente. Os valores $\log \epsilon(\text{A})$ serão referidos como abundâncias *absolutas* do elemento A.

cronômetro por ter uma linha mensurável na região visível do espectro, o que permite a determinação de sua abundância, e por ter meia-vida longa o suficiente (14,05 Gano) para permitir a datação em escalas de tempo longas, da ordem do Gano. Até então, as técnicas de nucleocosmocronologia consistiam em comparar as abundâncias do nuclídeo-pai com as do nuclídeo-filho. No entanto, o nuclídeo-filho do ^{232}Th é o ^{208}Pb , e não é possível determinar abundâncias de Pb em anãs G do disco, porque suas linhas são muito fracas e contaminadas. Butcher se aproveitou de que há uma linha de Nd próxima à linha do Th e utilizou este elemento como elemento de comparação. Isto é admissível porque o Nd é, como o Th, um elemento gerado pelos processos de captura de nêutrons, e suas histórias de nucleossíntese na Galáxia seriam portanto semelhantes. Não tendo detectado variações na razão de abundâncias $[\text{Th}/\text{Nd}]$ com as idades estelares, Butcher concluiu que a idade da Galáxia seria de, no máximo, 10 Gano.

O trabalho de Butcher, apesar de inovador em seus fundamentos, sofre de diversas fraquezas. A amostra do trabalho contém quase que somente estrelas de metalicidades aproximadamente solares, com apenas dois objetos com $[\text{Fe}/\text{H}] < -0,4$. Os parâmetros atmosféricos utilizados são altamente heterogêneos, tendo alguns sido retirados da literatura de diversas fontes. O autor não determinou *abundâncias* propriamente ditas, mas apenas assumiu que a razão de abundâncias Th/Nd pode ser estimada pela razão entre as larguras equivalentes (LEs) das linhas. A determinação das LEs foi feita por síntese espectral utilizando uma lista de linhas muito simplificada e incompleta, e modelos de atmosfera também muito simplificados, com apenas uma camada. Mas o problema mais grave foi a escolha do elemento de comparação, o Nd. Este elemento é sintetizado em frações quase iguais pelo processo-r (53%) e pelo processo-s (47%), enquanto que o Th é produzido exclusivamente pelo processo-r (Burriss et al. 2000). Estes dois processos nucleossintéticos têm origem em sítios astrofísicos diferentes, com escalas de tempo de produção diferentes. Por isto, suas razões de produção sofrem variações ao longo da vida da Galáxia, e modelos complexos (e mais sujeitos a incertezas) de evolução química da Galáxia (EQG) seriam necessários para poder interpretar corretamente a evolução do $[\text{Th}/\text{Nd}]$. Butcher argumentou que estes efeitos seriam muito pequenos, mas o fez apenas porque as medidas pouco precisas da época indicavam razões de abundâncias elementos-s/Fe e elementos-r/Fe semelhantes, ao menos para estrelas do disco. Porém, hoje se sabe que estes processos nucleossintéticos levam a padrões de abundâncias muito diferenciados. O modelo de EQG utilizado para interpretar as razões de abundâncias obtidas era muito simplificado.

Pagel (1989b) propôs o Eu como elemento de comparação, pois este é 97% formado

pelo processo-r. Assim, as razões de abundâncias $[\text{Th}/\text{Eu}]$ são constituídas por um par de elementos produzidos quase que puramente pelo mesmo processo nucleossintético, num mesmo sítio astrofísico e que, portanto, têm evoluções semelhantes, facilitando sobremaneira a análise. Da Silva et al. (1990) determinaram a razão de abundâncias $[\text{Th}/\text{Eu}]$ para apenas quatro estrelas da amostra de Butcher, sendo o único trabalho até hoje publicado com determinações de razões de abundâncias $[\text{Th}/\text{Eu}]$ para estrelas do disco. François et al. (1993) estenderam o trabalho de da Silva et al. às baixas metalicidades, analisando oito estrelas do halo, apesar de não terem incluído nenhuma análise cronológica das abundâncias obtidas.

Snedden et al. (1996) realizaram a primeira datação estelar individual pela nucleocosmocronologia do Th/Eu em uma estrela *ultra pobre em metais* (UPM; termo definido pelos autores como estrelas com metalicidades $[\text{Fe}/\text{H}] < -2,5$). Desde então, diversos trabalhos foram publicados com abundâncias de Th e Eu e datações em estrelas UPM do halo, tanto do campo quanto de aglomerados globulares. Estas estrelas suscitam considerável interesse porque seriam tão velhas que teriam sido formadas muito no início da vida da Galáxia, e seus elementos pesados teriam sido produzidos em apenas alguns poucos episódios de nucleossíntese exclusivamente através do processo-r. Isto permite introduzir importantes simplificações na análise cronológica, de modo que a determinação da idade da estrela pode ser feita sem a necessidade de cálculos de EQG.

A datação do disco Galáctico através da nucleocosmocronologia é um processo complexo que não tem sido objeto de estudo desde da Silva et al. (1990). Dada a relativa facilidade com que se pode obter idades estelares individuais através das razões Th/Eu para estrelas UPM, a literatura atual sobre a nucleocosmocronologia em estrelas tem sido totalmente dominada por estes objetos. O objetivo desta tese é retomar o estudo da datação do disco Galáctico utilizando as razões de abundâncias $[\text{Th}/\text{Eu}]$, atacando todas as fraquezas supracitadas do trabalho de Butcher. Para tanto, selecionamos uma amostra de 20 anãs e subgigantes de tipos espectrais F tardio e G com metalicidades que mostram bem, estatisticamente, toda a faixa do disco, entre $-1,00$ e $+0,30$. Os parâmetros atmosféricos foram todos obtidos por nós através de diversos critérios, incluindo uma análise espectroscópica detalhada. As abundâncias do Th e do Eu foram determinadas através de síntese espectral das linhas em $4019,13 \text{ \AA}$ e $4129,72 \text{ \AA}$, respectivamente, utilizando uma lista de linhas extensa (que inclui estruturas hiperfinas e deslocamentos isotópicos), modelos de atmosfera modernos e as abundâncias dos elementos que contaminam as linhas de Th e Eu por nós determinadas. As abundâncias obtidas foram analisadas com a ajuda de um modelo de EQG moderno e que ajusta bem os vínculos observacionais.

Esta tese está dividida em seis capítulos e três apêndices. No capítulo 2 descrevemos o processo de seleção, aquisição e tratamento dos dados utilizados. No capítulo 3 são apresentadas as técnicas utilizadas na determinação dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias dos elementos presentes nas regiões espectrais das linhas de Th e Eu utilizadas. As linhas de absorção utilizadas na determinação destas abundâncias estão listadas no apêndice A. Também são apresentados os resultados e seus erros estimados. No capítulo 4 é descrita a obtenção das abundâncias de Th e Eu por síntese espectral, juntamente com os resultados e erros associados. Os cálculos e resultados das estruturas hiperfinas utilizadas na determinação das abundâncias de Mn, V, Co e Eu são apresentados no apêndice B. O capítulo 5 contém as análises cronológicas dos dados obtidos. Foram determinadas idades evolutivas (através de curvas isócronas) para cada estrela individualmente, e foi realizada a análise nucleocosmocronológica com o objetivo de estimar a idade do disco Galáctico. Uma descrição detalhada desta análise, juntamente com a determinação do erro da idade do disco, se encontra no apêndice C. Os resultados obtidos nesta tese estão resumidos no capítulo 6, assim como as perspectivas para trabalhos futuros na área.

Capítulo 2

Aquisição e Tratamento de Dados

2.1 Seleção da Amostra

A fonte inicial para a seleção da amostra foi o catálogo do satélite Hipparcos (Perryman & ESA 1997), que tem magnitude limite $V = 12,4$ e é completo até $V = 7,3$. Começando por este catálogo garantimos que os objetos selecionados teriam paralaxes bem determinadas, o que é muito importante para que possamos obter massas e idades por diagramas evolutivos com erros pequenos.

Diversos critérios de corte foram aplicados simultaneamente (ver tabela 2.1). Inicialmente, eliminamos objetos com paralaxes menores do que $0,010''$, garantindo incertezas mínimas nas magnitudes bolométricas. Só foram mantidas na amostra estrelas com declinação $\delta \leq 20^\circ$, para possibilitar a observação em telescópios do hemisfério sul, e com magnitude $V \leq 7,0$, de modo a tornar possível a obtenção de espectros de altas resolução e razão sinal/ruído com exposições não maiores do que 3 horas.

Os cortes posteriores visaram selecionar os objetos mais adequados ao estudo nucleocosmocronológico do disco Galáctico. Foram aceitas apenas estrelas de tipos espectrais MK F5-K, porque estas têm tempos de vida maiores ou da ordem da idade da Galáxia, de forma que todas as que já nasceram ainda estão na seqüência principal. Além disto, a linha de Th II utilizada na determinação das abundâncias ($4019,13 \text{ \AA}$) é fraca demais, em estrelas fora desta faixa espectral, para ser medida. As classes de luminosidade foram restritas a MK IV e V, ou seja, anãs e subgigantes. Isto objetiva excluir estrelas evoluídas cujas abundâncias fotosféricas possam ter sido alteradas por episódios de dragagem e que apresentam importantes efeitos de desvios do equilíbrio termodinâmico local (efeitos *não-ETL*). Como a análise espectroscópica que seria realizada seria diferencial em

TABELA 2.1: Critérios utilizados na seleção da amostra

Critério	Faixa de valores	Objetivo
Magnitude visual	$\leq 7,0$	Permitir a obtenção de espectros de alta resolução e alta razão sinal/ruído com exposições curtas (≤ 3 h).
Declinação	$\leq +20^\circ$	Permitir a observação em telescópios localizados no hemisfério sul.
Paralaxe	$\geq 0,010''$	Permitir a determinação de massas e idades evolutivas com alta precisão.
Tipo espectral MK	[F5; K]	Estrelas com tempos de vida maiores ou da ordem da idade atual da Galáxia. Linha de Th II com LE mensurável.
Classe de Luminosidade MK	[IV; V]	Estrelas não evoluídas, com abundâncias fotosféricas não contaminadas por dragagem. Redução dos efeitos não-ETL.
Índice de cor (B-V)	[0,45; 0,82]	Temp. efetivas próximas da do Sol, para tornar mais precisa a análise espectroscópica <i>diferencial</i> .
Metalicidade [Fe/H]	$\geq -1,00$	Estrelas do <i>disco</i> Galáctico.
Duplicidade	Ausência	Evitar contaminações na fotometria e nos espectros.
Idade	Determinável	Permitir a análise da evolução de razões de abundâncias com a idade.

relação ao Sol, limitamos a amostra a estrelas com parâmetros atmosféricos semelhantes aos dele. Para tanto, o índice de cor (B-V) foi restrito ao intervalo $[+0,45; +0,82]$ de forma a restringir as temperaturas efetivas fotométricas a $T_{\text{ef}\odot} \pm 400$ K.

O objetivo desta tese é a determinação da idade do *disco* Galáctico. Como as estrelas desta componente da Galáxia apresentam metalicidades $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -1,00$, eliminamos todas as estrelas que não satisfizessem este critério e também estrelas que não tivessem metalicidades determinadas por análise espectroscópica detalhada. O corte foi feito com o auxílio do catálogo de determinações espectroscópicas de $[\text{Fe}/\text{H}]$ de Cayrel de Strobel et al. (2001).

Estrelas com duplicidade, suspeita ou comprovada, que pudesse comprometer os ín-

lices fotométricos ou espectros devido a contaminações, foram eliminadas da amostra. Este corte foi realizado por consulta ao Bright Star Catalogue (Hoffleit & Warren 1995) e ao catálogo Hipparcos (Perryman & ESA 1997). Foi então examinada a possibilidade de determinação das idades estelares através de diagramas evolutivos. Isto é importante por permitir que se realize uma comparação entre as idades estelares individuais e a idade estimada para o disco Galáctico. Foram utilizadas as curvas isócronas de Schaller et al. (1992), Charbonnel et al. (1993) e Schaerer et al. (1993) (doravante denominados Gen92/93) com temperaturas efetivas e metalicidades médias de Cayrel de Strobel et al. (2001). Para permanecer na amostra, uma estrela precisava se encontrar entre curvas isócronas em pelo menos dois diagramas evolutivos de metalicidades diferentes.

Para alguns intervalos de metalicidade, um número excessivo de estrelas permaneceu na amostra. Foram selecionadas 3 a 4 estrelas por intervalo de 0,25 dex, partindo de -1,00. A amostra final é composta de 20 estrelas de tipos espectrais MK F5 a G8, anãs e subgigantes. Estas estrelas são apresentadas na tabela 2.2. Os dados obtidos em missões de observação são discutidos, juntamente com suas respectivas reduções, nas seções a seguir e uma lista dos espectros pode ser vista na tabela 2.4 (ao final do capítulo).

2.2 Caracterização Cinemática da Amostra

Ao selecionar apenas objetos com paralaxes trigonométricas $\pi \geq 0,010''$ reduzimos muito a probabilidade de contaminações da amostra por estrelas do halo, visto que apenas cerca de 0,1% das estrelas da vizinhança solar pertencem a esta população (Buser 2000). Foi aplicado também um critério de corte cujo único objetivo é reduzir ainda mais esta contaminação, que foi eliminar objetos com $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1,00$. Este critério não pode ser considerado perfeito, pois existe uma interseção entre as distribuições de metalicidade do halo e do disco, ou seja, existem estrelas do halo com $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -1,00$ (Carney et al. 1996). Com o intuito de verificar se houve ou não alguma contaminação, realizamos um estudo cinemático dos objetos selecionados. Para tal, determinamos as componentes da velocidade espacial no sistema Galáctico, U, V e W. Estas foram calculadas por um código por nós desenvolvido com base na formulação de Johnson & Soderblom (1987), utilizando a matriz de transformação de coordenadas definida em Perryman et al. (1998). O código calcula as componentes da velocidade em relação ao Sol, e depois as converte ao padrão local de repouso (PLR) utilizando a velocidade do Sol em relação a este, tomada de Dehnen & Binney (1998). Foi adotado um sistema de coordenadas dextrógiro, em que U, V e W são positivos na direção do centro Galáctico, da rotação Galáctica e do polo norte

TABELA 2.2: Amostra final

HD	HR	HIP	Nome	A.R. 2000.0 (h m s)	DEC 2000.0 (g m s)	Paralaxe (10^{-3} ")	V	Tipo espec. e Classe lum.
2151	98	2021	β Hyi	00 25 45	-77 15 15	133,78	2,80	G1 IV
9562	448	7276	–	01 33 43	-07 01 31	33,71	5,76	G3 V
16417	772	12186	λ^2 For	02 36 59	-34 34 41	39,16	5,78	G1 V
20766	1006	15330	ζ^1 Ret	03 17 46	-62 34 31	82,51	5,54	G3–5 V
20807	1010	15371	ζ^2 Ret	03 18 13	-62 30 23	82,79	5,24	G2 V
22484	1101	16852	10 Tau	03 36 52	+00 24 06	72,89	4,28	F8 V
22879	–	17417	–	03 40 22	-03 13 01	41,07	6,74	F7–8 V
30562	1536	22336	–	04 48 36	-05 40 27	37,73	5,77	G5 V
43947	–	30067	–	06 19 40	+16 00 48	36,32	6,63	F8 V
52298	–	33495	–	06 57 45	-52 38 55	27,38	6,94	F5–6 V
59984	2883	36640	–	07 32 06	-08 52 53	33,40	5,93	G5–8 V
63077	3018	37853	171 Pup	07 45 35	-34 10 21	65,79	5,37	G0 V
76932	3578	44075	–	08 58 44	-16 07 58	46,90	5,86	F7–8 IV–V
102365	4523	57443	–	11 46 31	-40 30 01	108,23	4,91	G3–5 V
128620	5459	71683	α Cen A	14 39 37	-60 50 02	742,12	-0,01	G2 V
131117	5542	72772	–	14 52 33	-30 34 38	24,99	6,29	G0-1 V
160691	6585	86796	μ Ara	17 44 09	-51 50 03	65,46	5,15	G3 IV–V
196378	7875	101983	ϕ^2 Pav	20 40 03	-60 32 56	41,33	5,12	F7 V
199288	–	103458	–	20 57 40	-44 07 46	46,26	6,52	G0 V
203608	8181	105858	γ Pav	21 26 27	-65 21 58	108,50	4,22	F7 V

Referências: Coordenadas: SIMBAD (sistema FK5); paralaxes: catálogo Hipparcos (Perryman & ESA 1997); magnitudes visuais: Bright Star Catalogue (Hoffleit & Warren 1995) para estrelas com HR e SIMBAD para aquelas sem HR; tipos espectrais e classes de luminosidade: Michigan Catalogue of HD Stars (Houk & Cowley 1994; Houk 1993, 1994; Houk & Smith-Moore 1994; Houk & Swift 2000) para todas estrelas, com exceção de HD 182572 e HD 196755 (Bright Star Catalogue) e HD 43047 (Fehrenbach 1961).

Galáctico, respectivamente. Os parâmetros de entrada do código são: ascensão reta, declinação, paralaxe, movimentos próprios em ascensão reta e declinação, e velocidade radial, juntamente com os seus respectivos erros. Todos estes parâmetros foram retirados do catálogo Hipparcos (Perryman & ESA 1997), com exceção das velocidades radiais, que foram obtidas por nós quando da correção do desvio doppler dos espectro FEROS (ver subseção 2.3.2). Quatro de nossas estrelas têm velocidades radiais determinadas com os

espectrômetros CORAVEL (Udry et al. 1999), e há excelente concordância com os nossos valores (desvio padrão $\sigma = 0,05$ km/s). Os resultados se encontram na tabela 2.3.

Não é possível separar completamente as populações estelares do disco e do halo utilizando apenas critérios cinemáticos ou de metalicidade, independentemente. Assim como existem interseções em metalicidade entre estas componentes da Galáxia, também existem interseções cinemáticas. No entanto, a separação pode ser realizada de maneira mais eficaz se usarmos estes critérios simultaneamente. Schuster et al. (1993) mostraram que as estrelas do halo que têm metalicidades maiores do que $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,00$ têm componentes V de suas velocidades menores que as estrelas do disco de mesma metalicidade, e que é possível separar as populações através de um corte no gráfico V vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$. Traçando este gráfico para as estrelas de nossa amostra (figura 2.1) podemos ver que todas se encontram bastante afastadas da linha de corte, caracterizando-as como pertencentes ao disco. Mesmo levando em consideração que as metalicidades utilizadas foram extraídas da literatura (ver tabela 3.1) e poderiam apresentar erros, estes teriam de ser de, no mínimo, 0,50 dex para que alguma estrela pudesse ultrapassar a linha de corte. Obviamente, este método também não é perfeito, sendo possível haver estrelas do halo acima da linha de corte, mas nossas estrelas estão muito afastadas e a possibilidade de alguma pertencer ao halo é muito remota.

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

2.3.1 Observações

Para a determinação dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias dos elementos presentes nas regiões espectrais das linhas do Eu (4129,72 Å) e do Th (4019,13 Å), foram obtidos espectros com o espectrógrafo FEROS alimentado pelo telescópio de 1,52 m do ESO, em La Silla, para todas as estrelas da amostra e para o céu diurno (espectro solar). As observações foram realizadas em 2 missões, em março e agosto de 2001, pelo autor e Lício da Silva, dentro do acordo ESO/ON. Os espectros têm alta resolução nominal ($R = 48.000$), razão sinal/ruído ($S/R \gtrsim 300$) e cobertura (4000 Å a 9200 Å).

TABELA 2.3: Componentes das velocidades espaciais no sistema Galáctico para as estrelas de nossa amostra, em relação ao PLR. Todos os valores estão em km/s.

HD	U	erro _U	V	erro _V	W	erro _W
2151	-50,4	1,2	-41,9	0,9	-24,5	0,4
9562	+1,4	0,5	-21,2	0,8	+20,2	0,4
16417	+32,1	0,5	-18,4	0,7	-2	0,4
20766	-60,5	0,9	-42,1	0,9	+22,8	0,6
20807	-60,0	0,8	-41,3	0,9	+23,2	0,6
22484	+11,2	0,4	-10	0,6	-34,8	0,5
22879	-99,7	0,6	-80,5	1,6	-37,7	0,9
30562	-42,1	0,5	-67,5	1,3	-13,9	0,6
43947	-29,8	2,0	-6,1	0,8	+4,6	0,4
52298	+70,9	1,2	+1,4	0,6	-15,2	0,6
59984	+9,1	0,8	-74,8	1,0	-21,8	0,8
63077	-137,1	1,0	-55,6	0,8	+45,9	0,5
76932	-38,1	0,4	-84,9	0,7	+76,7	0,8
102365	-49,7	0,7	-33,7	0,7	+12,5	0,4
128620	-21,1	0,7	+7,3	0,9	+19,8	0,4
131117	-50,2	1,5	-29,6	1,8	+17,4	1,0
160691	-3,6	0,4	-3,2	0,6	+3,2	0,4
196378	-55,2	1,2	-42,6	1,2	+5,9	1,0
199288	+32,7	0,8	-96,4	1,9	+51,8	1,0
203608	-2,7	0,4	+48,9	0,6	+12,6	0,4

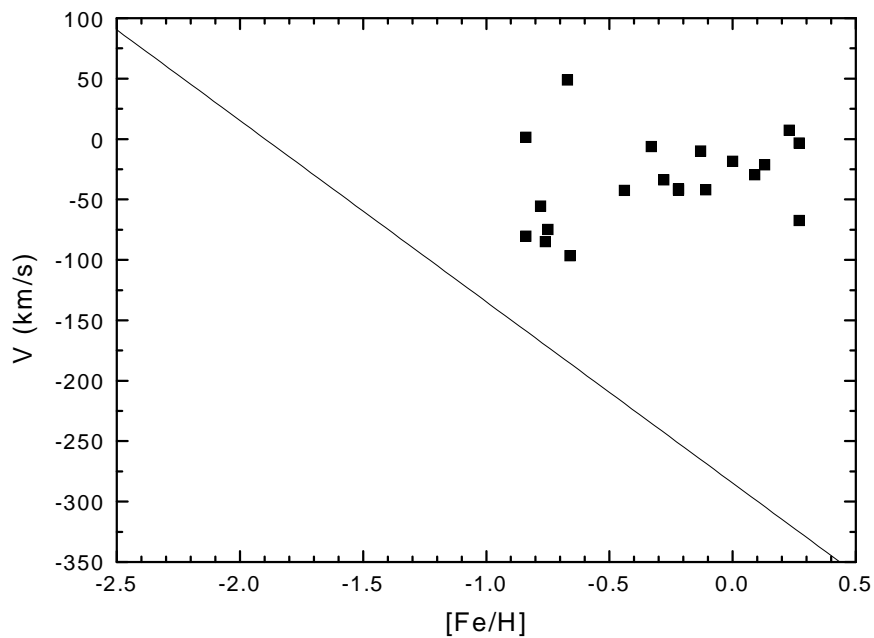


FIGURA 2.1: Diagrama de V vs. $[Fe/H]$ para as estrelas de nossa amostra. A linha diagonal é a linha de corte entre as populações do halo (abaixo da linha) e do disco (acima dela).

2.3.2 Reduções

Os espectros FEROS são reduzidos *online* por um *script* denominado DRS (*Data Reduction Software*) que é executado dentro do aplicativo ESO-MIDAS (*European Southern Observatory Munich Image Data Analysis System*). Este *script* faz uso de imagens de calibração que foram obtidas anteriormente, em geral durante o dia. São os seguintes os passos da redução:

- Subtraímos dos *flat-fields* seus *bias* e luzes espalhadas e depois os promediamos. O *bias* é determinado pela região de *overscan* da imagem e a luz espalhada é determinada pelo nível de exposição entre as ordens.
- Subtraímos da imagem do espectro estelar o *bias* e a luz espalhada, que são determinados da mesma forma que para os *flat-fields*.
- A imagem do espectro estelar é dividida pelo *flat-field* médio. Isto corrige as variações de sensibilidade pixel a pixel do CCD e remove a função *blaze* da rede *echelle*.
- Uma relação entre pixel, número da ordem e comprimento de onda é determinada por comparação de um espectro de ThAr com um catálogo de linhas. As ordens do espectro da estrela são extraídas e calibradas em comprimento de onda usando esta relação.
- As ordens são, por *default*, coladas para formar um único espectro cobrindo de 4000 Å a 9200 Å (o *script* permite que não seja feita esta colagem). O espectro é corrigido da velocidade radial baricêntrica.

O processo de colagem das ordens, no entanto, não é bem executado, gerando descon- tinuidades ou curvaturas fortes nas interseções entre elas (vide figura 2.2). Isto diminui a segurança do processo de normalização do contínuo porque fica difícil discernir entre a curvatura “natural” do espectro e a provocada pela colagem. Optamos então por reduzir novamente os espectros usando o mesmo *script* DRS, desta vez sem realizar a colagem. Todas as etapas posteriores da redução foram realizadas através do aplicativo IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) distribuído pela AURA (*Association of Universities for Research in Astronomy*).

Descobrimos, após a nova redução, que existe também uma descontinuidade em cada uma das ordens individuais. Na figura 2.3 podemos ver, como exemplo, a ordem 20 de HD 20766. Esta descontinuidade se apresenta sempre no mesmo pixel para todos os espectros obtidos em observações numa mesma noite, mas varia de localização entre

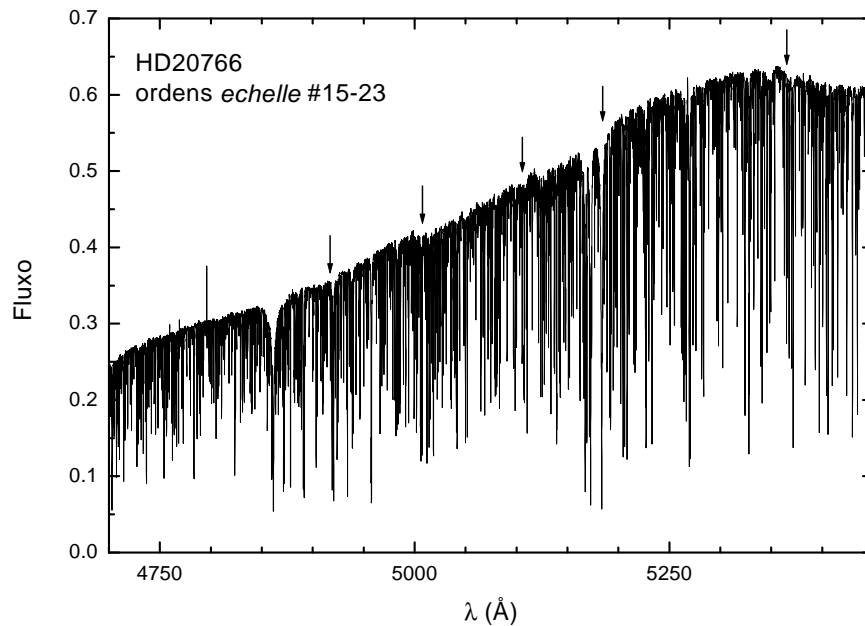


FIGURA 2.2: Exemplo de espectro FEROS com as ordens coladas. São mostradas as ordens *echelle* #15-23 de HD 20766. As setas indicam os comprimentos de onda aproximados onde interseções entre ordens causam descontinuidades ou curvaturas fortes que prejudicam a normalização do contínuo.

diferentes noites. Corrigimos este problema da maneira mais simples: cortamos a parte das ordens com comprimentos de onda menores que o das descontinuidades, mantendo apenas as partes de curvaturas mais suaves (na figura 2.3 cortamos o espectro na linha vertical pontilhada, mantendo apenas a parte da direita). Após este corte cada ordem teve seu desvio Doppler, devido à velocidade radial da estrela, corrigido. Para determinar os valores das velocidades radiais a serem utilizados na correção, selecionamos algumas linhas isoladas em uma determinada ordem e comparamos seus comprimentos de onda observados (determinados por ajustes de gaussianas) com seus comprimentos de onda de repouso do Catálogo do Espectro Solar de Utrecht (Moore et al. 1966). Determinamos uma velocidade radial para cada uma destas linhas, pela fórmula $v.r. = (\lambda_{\text{observado}} - \lambda_{\text{repouso}}) \cdot c / \lambda_{\text{repouso}}$, e tiramos a média de todas as linhas para cada estrela. Note que as velocidades radiais assim determinadas são as estelares, visto que o *script* DRS já corrige os espectros das velocidades radiais baricêntricas. Por fim, estrelas que foram observadas mais de uma vez tiveram seus espectros promediados ponderadamente, onde os pesos utilizados foram as razões sinal/ruído estimadas pelo desvio quadrático médio de algumas

janelas de contínuo (regiões livres de linhas de absorção).

Os espectros de cada ordem foram normalizados segundo seus contínuos. Foram ajustados polinômios de Legendre de ordem 2 a 5 a um conjunto de janelas de contínuo. Estas janelas foram selecionadas entre os pontos altos do espectro por comparação com o atlas solar de Kurucz et al. (1984) (doravante referido apenas como “atlas solar”), procurando regiões livres da influência de linhas de absorção. Ao selecionar as janelas de contínuo para ajuste foi levado em consideração que os espectros e o atlas solar têm resoluções consideravelmente diferentes e que em estrelas mais ricas que o Sol, sendo estas linhas mais importantes, algumas janelas não poderiam ser aproveitadas. Um exemplo de normalização pode ser visto na figura 2.4. Na figura 2.5 podemos ver esta mesma ordem já normalizada. A figura 2.6 mostra uma ampliação da figura 2.5 entre os comprimentos de onda 5140 Å e 5155 Å, para apreciação da qualidade típica dos espectros FEROS obtidos. As linhas metálicas que foram medidas estão assinaladas (ver seção 3.7). Nem todas as ordens foram normalizadas. Apenas algumas ordens foram selecionadas, com base em critérios descritos na subseção 3.5.1.

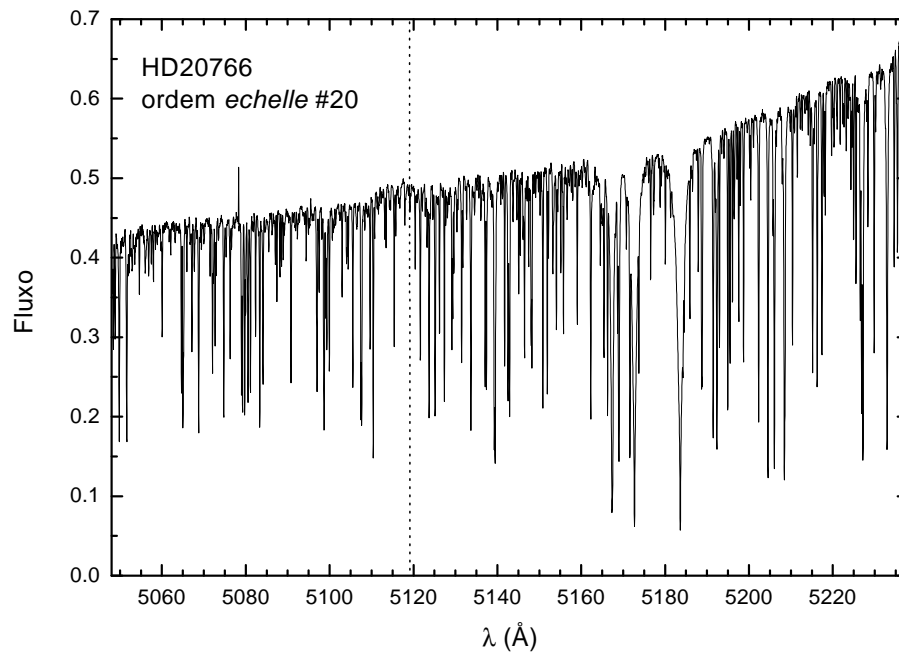


FIGURA 2.3: Exemplo de uma ordem completa dos espectros FEROS (ordem *echelle* #20 de HD 20766)

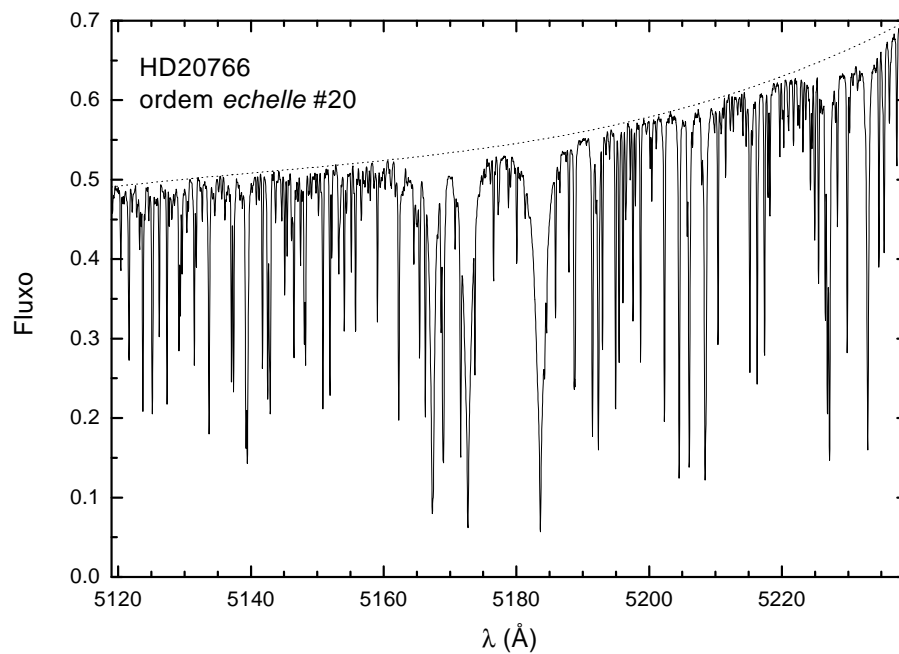


FIGURA 2.4: Exemplo de normalização de uma ordem FEROS já cortada (ordem *echelle* #20 de HD 20766)

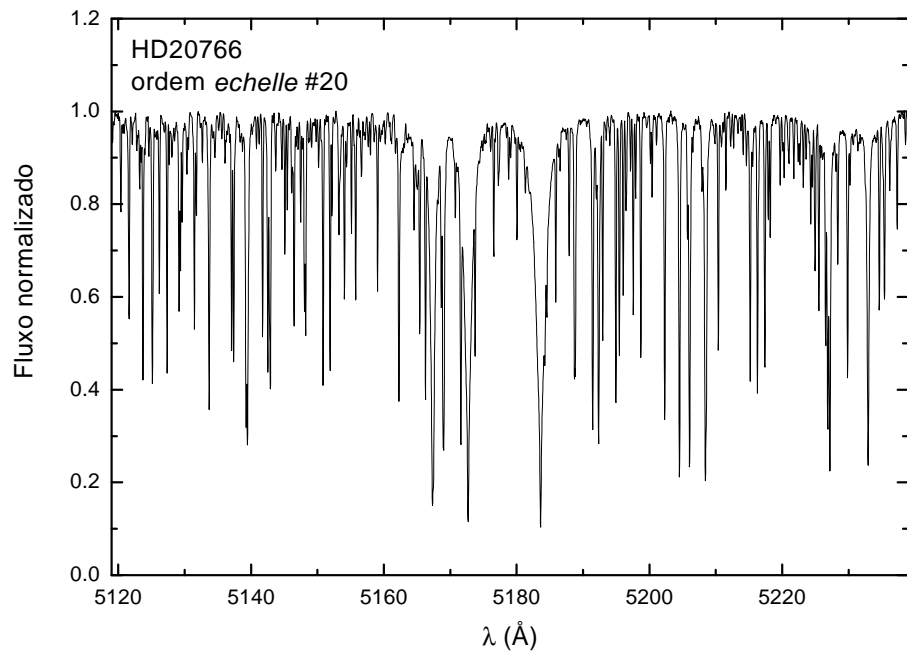


FIGURA 2.5: Exemplo de uma ordem FEROS normalizada (ordem *echelle* #20 de HD 20766)

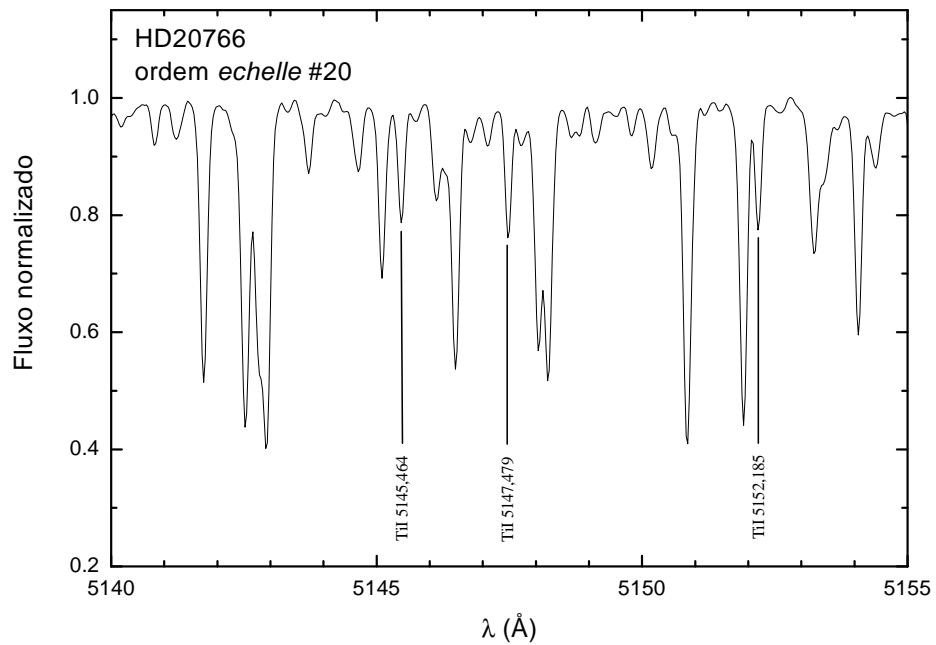


FIGURA 2.6: Ampliação da figura 2.5 entre os comprimentos de onda 5140 Å e 5155 Å. As linhas metálicas que foram medidas estão assinaladas (ver seção 3.7)

2.4 Espectros do CES (*Coudé Echelle Spectrometer*) Obtidos no ESO

2.4.1 Observações

Para a determinação das abundâncias de Eu e Th, foram obtidos espectros com o espectrógrafo CES alimentado pelo telescópio de 3,60m do ESO, em La Silla, para 16 das 20 estrelas da amostra e para o céu diurno. As observações foram realizadas em janeiro de 2002, pelo autor e Licio da Silva. Os espectros foram obtidos utilizando o *image slicer* de alta resolução, com poder resolutor *nominal* $R \sim 235.000$. No entanto, problemas não determinados ocorridos durante as observações degradaram o poder resolutor efetivo, resultando em $R \sim 130.000$. Os espectros foram centrados na linha de absorção do Th II em $4019,13 \text{ \AA}$ e têm cobertura de 27 \AA . Dada a baixa eficiência do espectrógrafo em 4000 \AA , limitamos a razão S/R a ~ 200 para as estrelas com magnitude $V \geq 6$ e ~ 300 para as mais brilhantes. Na figura 2.7 podemos ver um exemplo destes espectros para HD 20807.

Também obtivemos espectros com o espectrógrafo CES alimentado pelo Coudé Auxiliary Telescope (CAT) do ESO, em La Silla. As observações foram realizadas em agosto de 1998 por Licio da Silva. As regiões espectrais observadas foram a da linha de Th II em $4019,13 \text{ \AA}$ (para 9 estrelas da amostra) e a da linha de Eu II em $4129,72 \text{ \AA}$ (para 8 estrelas da amostra), com coberturas de 18 \AA . Os espectros têm poder resolutor nominal $R = 100.000$ para a região do Th e $R = 50.000$ para a região do Eu, e alta razão sinal/ruído ($S/R \sim 300$). O espectro do Sol também foi obtido pela observação do céu diurno, em ambas regiões espectrais e com os mesmos poderes resolutores. Nas figuras 2.8 e 2.9 podemos ver exemplos destes espectros para HD 20807.

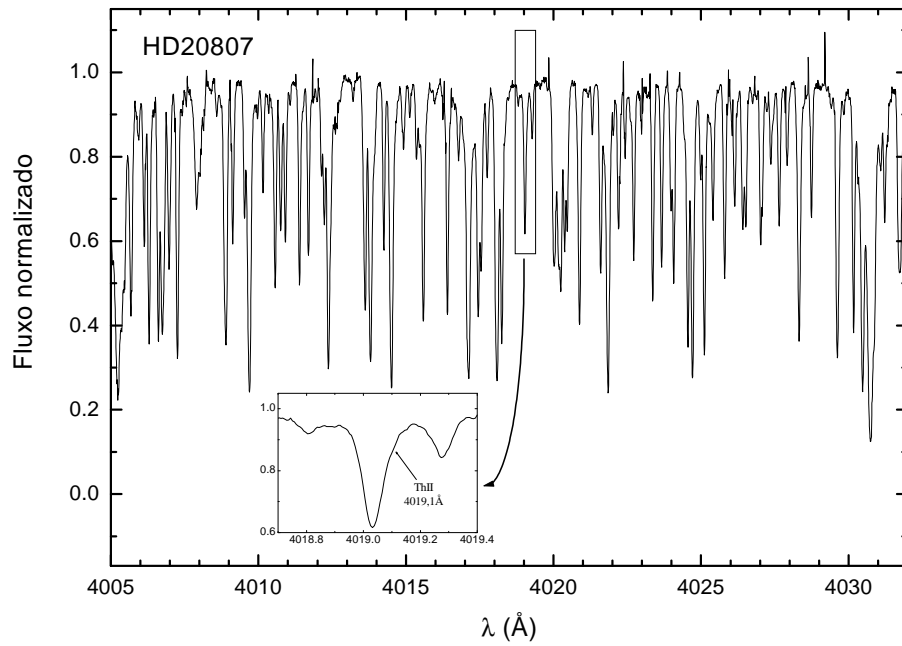


FIGURA 2.7: Exemplo de um espectro CES, observado com o telescópio de 3,60m, na região da linha de Th II em 4019,13 Å (HD 20807).

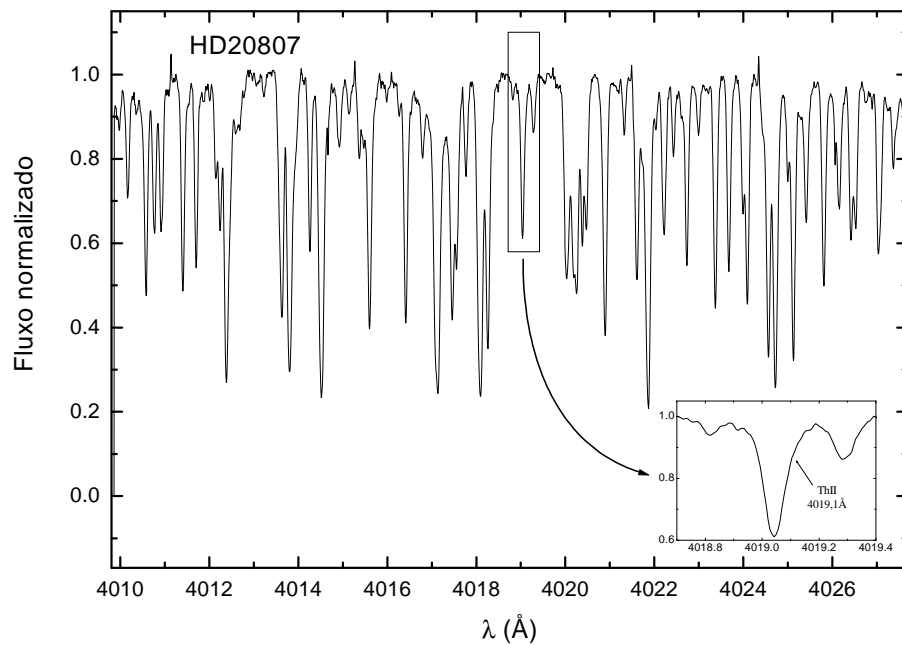


FIGURA 2.8: Exemplo de um espectro CES, observado com o CAT, na região da linha de Th II em 4019,13 Å (HD 20807).

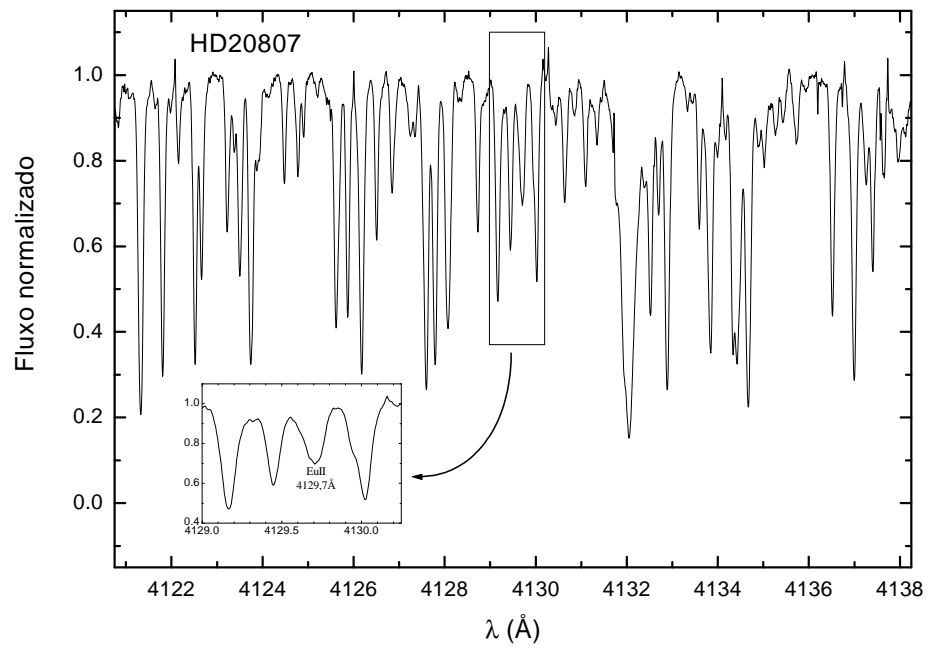


FIGURA 2.9: Exemplo de um espectro CES, observado com o CAT, na região da linha de Eu II em 4129,72 Å (HD 20807).

2.4.2 Reduções

Os espectros CES foram reduzidos de modo convencional, com a ajuda de rotinas ESO-MIDAS. Foram promediadas as imagens de *bias*, *flat-fields* e estelares (quando algum objeto foi observado mais de uma vez numa mesma noite). O *bias* médio foi subtraído das imagens estelares e do *flat-field* médio. O *flat-field* médio foi normalizado, dividindo cada linha perpendicular à dispersão pela média perpendicular à dispersão. As imagens estelares foram então divididas pelo *flat-field* normalizado. Para um espectro CES obtido com o telescópio de 3,60m, um passo extra deve ser feito antes de se realizar esta divisão. Como estes espectros foram obtidos utilizando um *image slicer*, é preciso averiguar se não há deslocamento perpendicular à dispersão entre a imagem estelar e o *flat-field* normalizado. Havendo deslocamento, deve ser utilizado um outro *flat-field* normalizado. Em seguida, foi feita a extração do espectro. A calibração pixel-comprimento de onda foi obtida com a ajuda de um espectro de calibração de ThAr. Os espectros CES tiveram seus desvios Doppler corrigidos pela comparação dos comprimentos de onda de algumas linhas com seus comprimentos de onda de repouso, e foram normalizados da mesma forma que os espectros FEROS (subseção 2.3.2). Estrelas que foram observadas mais de uma vez em noites diferentes *não* tiveram seus espectros promediados.

2.5 Espectros do Espectrógrafo Coudé Obtidos no Observatório do Pico dos Dias/LNA

2.5.1 Observações

Como é conhecido, espectros obtidos com espectrógrafos *echelle* não se prestam para o estudo dos perfis de linhas largas, devido à acentuada curvatura do contínuo destes espectros. Por isto, para a determinação das temperaturas efetivas das estrelas a partir dos perfis de $H\alpha$, foram usados espectros obtidos com o espectrógrafo coudé alimentado pelo telescópio de 1,60m do Observatório do Pico dos Dias/MCT, para todas as estrelas da amostra (com exceção de HD 9562) e para o céu diurno. As observações foram realizadas em 5 missões, em maio e outubro de 2000 e maio, agosto e outubro de 2002, pelo Dr. Gustavo F. Porto de Mello (Observatório do Valongo/UFRJ), que gentilmente nos cedeu os espectros. Estes têm poder resolutor nominal $R \sim 20.000$ e razão sinal/ruído $S/R > 200$. São centrados na linha de Balmer $H\alpha$ ($6562,8 \text{ \AA}$) e têm cerca de 140 \AA de cobertura. Na figura 2.10 podemos ver um exemplo destes espectros para HD 20807.

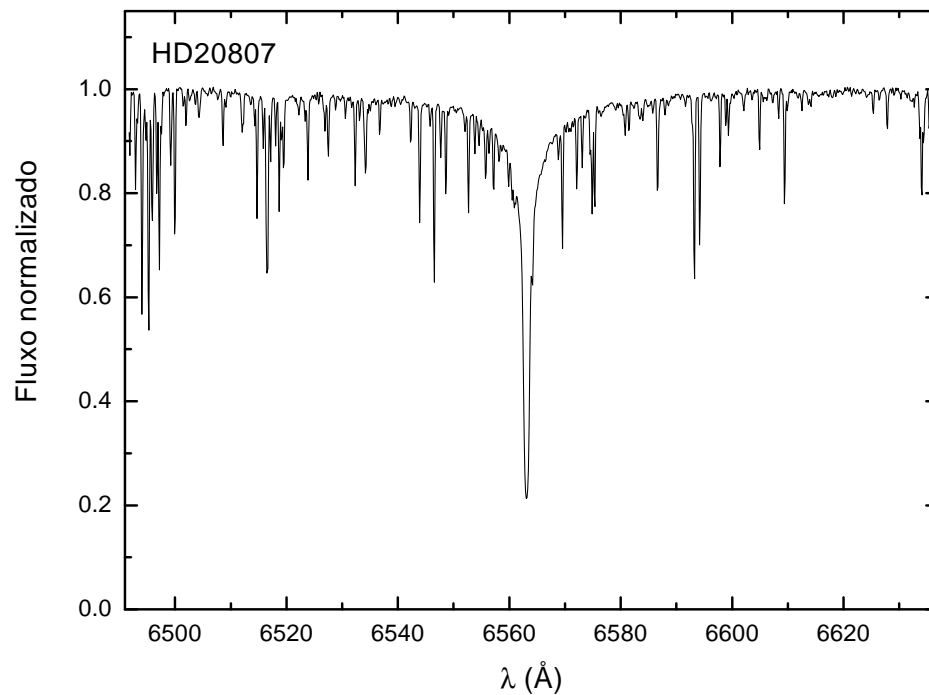


FIGURA 2.10: Exemplo de um espectro LNA (HD 20807).

2.5.2 Reduções

Os espectros LNA foram reduzidos com o procedimento convencional, utilizando rotinas IRAF. Imagens de *bias* foram promediadas, normalizadas por polinômios bidimensionais e subtraídas das imagens das estrelas e *flat-fields*. A luz espalhada e o *dark* foram corrigidos ajustando-se polinômios a regiões das imagens fora dos espectros. Variações de sensibilidade pixel a pixel do CCD foram compensadas dividindo as imagens pelos *flat-fields* já corrigidos de *bias* e luz espalhada. Os espectros foram então linearizados. Uma calibração pixel-comprimento de onda foi criada para cada espectro estelar usando suas próprias linhas, sendo todos corrigidos para o referencial de repouso. Os espectros LNA foram normalizados da mesma forma que os espectros FEROS (subseção 2.3.2).

TABELA 2.4: Amostra final: espectros obtidos

HD	FEROS	CES+3,60m	CES+CAT		LNA
			Tório	Európio	
2151	✓	✓	✓	✓	✓
9562	✓	✓			
16417	✓	✓			✓
20766	✓	✓	✓		✓
20807	✓	✓	✓	✓	✓
22484	✓	✓	✓	✓	✓
22879	✓	✓			✓
30562	✓	✓			✓
43947	✓	✓			✓
52298	✓	✓			✓
59984	✓	✓			✓
63077	✓	✓		✓	✓
76932	✓	✓			✓
102365	✓	✓			✓
128620	✓	✓	✓	✓	✓
131117	✓	✓			✓
160691	✓		✓	✓	✓
196378	✓		✓	✓	✓
199288	✓		✓		✓
203608	✓		✓	✓	✓

Capítulo 3

Parâmetros Atmosféricos e Abundâncias Elementares

3.1 Processo Iterativo de Determinação dos Parâmetros Atmosféricos

A determinação dos parâmetros atmosféricos estelares (temperatura efetiva, gravidade superficial, metalicidade e velocidade de microturbulência) é feita por um processo iterativo.

O processo parte da metalicidade retirada da literatura, que é utilizada na determinação da temperatura efetiva por calibração fotométrica (ver subseção 3.3.1). É feita então a determinação da gravidade superficial utilizando massa obtida por diagramas evolutivos (ver seção 3.4). Em seguida é determinada uma temperatura efetiva pelo ajuste de perfis de $H\alpha$ (ver subseção 3.3.2). Esta é promediada com a fotométrica e é feita a determinação da metalicidade e da velocidade de microturbulência (ver seção 3.5) por análise espectroscópica. A temperatura fotométrica é reavaliada em função da nova metalicidade e a nova estimativa é promediada com a temperatura de $H\alpha$. A iteração é repetida pelo menos uma vez, partindo da determinação da gravidade superficial. Se na segunda iteração os parâmetros atmosféricos forem iguais aos da iteração anterior, o processo convergiu e é interrompido. Se não, faz-se uma terceira iteração e nova comparação dos parâmetros. O processo prossegue até a convergência.

Um fluxograma do processo pode ser visto na figura 3.1. Os parâmetros atmosféricos utilizados como dados de entrada em cada passo são os dados de saída do passo anterior. A temperatura efetiva utilizada é sempre a média das últimas determinações por fotometria

e ajuste de perfil de $H\alpha$ para todas as estrelas, com exceção de HD 9562 e HD 128620. Como HD 9562 não teve espectro de $H\alpha$ observado, apenas a temperatura fotométrica foi utilizada. Como HD 128620 é muito brilhante, e sua fotometria não é confiável, apenas a temperatura de $H\alpha$ foi utilizada.

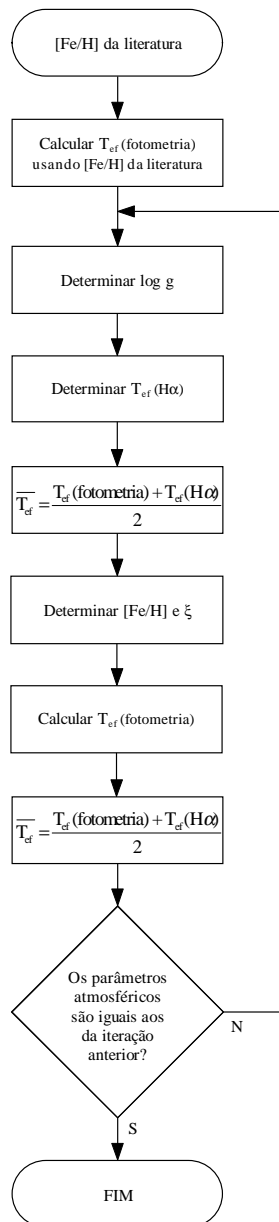


FIGURA 3.1: Fluxograma lógico do processo de determinação dos parâmetros atmosféricos. Detalhes do processo são descritos no texto.

3.2 Modelos de Atmosfera e Funções de Partição

As determinações das temperaturas efetivas pelo ajuste de perfis teóricos de $H\alpha$, assim como as determinações das abundâncias elementares, tanto utilizando LEs quanto síntese espectral, fazem uso de modelos de atmosferas. Os modelos utilizados são os de Edvardsson et al. (1993), gentilmente cedidos pelo Dr. Bengt Edvardsson da Universidade de Uppsala, Suécia. Estes modelos foram calculados segundo as hipóteses usuais de camadas plano-paralelas, fluxo constante nas camadas e equilíbrio termodinâmico local (ETL). Os modelos levam em consideração o bloqueamento por linhas e a inclusão de um grande número de linhas, anteriormente desconhecidas, solucionando o problema da baixa opacidade no ultravioleta. A convecção é tratada pela aproximação de comprimento de mistura, com parâmetro $l/H_p = 1,5$. As leis $T(\tau)$ são interpoladas por um código gentilmente cedido pela Dra. Monique Spite do Observatório de Paris-Meudon-Nançay, França. Para o cálculo dos modelos de atmosfera utilizamos $[Fe/H]$ como metalicidade.

As funções de partição utilizadas em todas as etapas deste trabalho foram calculadas segundo a aproximação polinomial de Irwin (1981) para todos os elementos, com exceção do Th. Para o Th foram utilizadas funções de partição calculadas a partir de dados de H. Holweger, que constam em Morell et al. (1992) como “private communication”. Os dados de Irwin não são adequados porque, para os estados ionizados uma e duas vezes do Th, ele escalona dados de um elemento de massa menor ao longo de seqüências iso-eletrônicas, por falta de dados para o Th em si. Já Holweger realizou seus cálculos da maneira usual, somando um grande número de níveis atômicos, para o Th e não para um elemento de massa semelhante.

3.3 Determinação das Temperaturas Efetivas

3.3.1 Temperatura Efetiva por Calibração Fotométrica

Na tabela 3.1 listamos os dados fotométricos levantados na literatura, juntamente com as metalicidades utilizadas no primeiro passo do processo iterativo de determinação dos parâmetros atmosféricos. A única estrela que não consta da tabela é HD 128620 (α Cen A), pois, como dissemos, ela é muito brilhante e sua fotometria é pouco confiável. As cores ($b-y$) de Grønbech & Olsen (1976, 1977) e Crawford et al. (1970) estão originalmente no sistema fotométrico de Olsen (1983). Como a calibração que utiliza ($b-y$) foi desenvolvida no sistema de Olsen (1993), convertemos os dados dos trabalhos citados acima segundo a

relação

$$(b - y)_{\text{Olsen1993}} = 0,8858 * (b - y)_{\text{Olsen1983}} + 0,0532, \quad (3.1)$$

que é a equação 1 de Olsen (1993). Os valores que constam na tabela já são os convertidos. As metalicidades foram determinadas exclusivamente por análises espectroscópicas.

TABELA 3.1: Dados fotométricos e metalicidades para as estrelas da amostra. As metalicidades tiradas da literatura foram utilizadas apenas na determinação das temperaturas fotométricas no primeiro passo do processo iterativo.

HD	(B-V)	Ref.	(b-y)	Ref.	(V-K)	Ref.	β	Ref.	(B _T -V _T)	Ref.	[Fe/H]	Ref.
2151	0.62	1	0.379	3	—	—	2.597	11	—	—	-0,11	15
9562	0.64	1	0.408	3	1.422	13	2.585	10	0.709	14	+0,13	16
16417	0.66	1	0.412	3	—	—	—	—	0.730	14	+0,00	17
20766	0.64	1	0.404	4	1.537	13	2.586	5	—	—	-0,22	18
20807	0.60	1	0.383	4	—	—	2.592	5	—	—	-0,22	18
22484	0.58	1	0.363	3	1.363	13	2.608	5	0.626	14	-0,13	19
22879	0.54	2	0.369	3	—	—	—	—	0.581	14	-0,84	20
30562	0.62	1	0.403	3	1.410	13	2.610	5	0.709	14	+0,27	21
43947	—	—	0.377	6	—	—	2.598	6	0.604	14	-0,33	19
52298	0.46	2	0.320	3	—	—	—	—	0.500	14	-0,84	22
59984	0.54	1	0.354	7	—	—	2.599	5	0.566	14	-0,75	23
63077	0.60	1	0.387	5	—	—	2.590	5	—	—	-0,78	23
76932	0.53	1	0.368	5	1.410	13	2.595	5	0.556	14	-0,76	16
102365	0.66	1	0.411	3	—	—	2.588	6	—	—	-0,28	24
131117	0.60	1	0.389	4	—	—	2.621	9	0.662	14	+0,09	16
160691	0.70	1	0.433	3	—	—	—	—	0.786	14	+0,27	24
196378	0.53	1	0.369	5	—	—	2.609	5	0.579	14	-0,44	23
199288	0.59	2	0.393	6	—	—	2.588	6	0.638	14	-0,66	25
203608	0.49	1	0.338	8	1.310	12	2.611	8	0.522	14	-0,67	23

Referências:

1. Hoffleit & Warren (1995)
2. Mermilliod (1987)
3. Olsen (1994)
4. Olsen (1993)
5. Grønbech & Olsen (1976, 1977)
6. Olsen (1983)
7. Manfroid & Sterken (1987)
8. Crawford et al. (1970)
9. Olsen & Perry (1984)
10. Crawford et al. (1966)
11. Hauck & Mermilliod (1998)
12. Koornneef (1983)
13. di Benedetto (1998)
14. Perryman & ESA (1997)
15. Castro et al. (1999)
16. Gratton et al. (1996)
17. Gehren (1981)
18. del Peloso et al. (2000)
19. Chen et al. (2000)
20. Fuhrmann (1998)
21. da Silva & Porto de Mello (2000)
22. Hartmann & Gehren (1988)
23. Edvardsson et al. (1993)
24. Porto de Mello (2002)
25. Axer et al. (1994)

As calibrações utilizadas são as de Porto de Mello (1996):

$$T_{\text{ef}}(K) = 7747 - 3016 (B-V) \{1 - 0,15 [\text{Fe}/\text{H}]\}, \quad \sigma = 65 K \quad (3.2)$$

$$T_{\text{ef}}(K) = 8481 - 6516 (b-y) \{1 - 0,09 [\text{Fe}/\text{H}]\}, \quad \sigma = 55 K \quad (3.3)$$

$$T_{\text{ef}}(K) = 8974 - 2880 (V-K) + 440 (V-K)^2, \quad \sigma = 50 K \quad (3.4)$$

$$T_{\text{ef}}(K) = \sqrt{\beta - 2}, 349, \quad \sigma = 70 K \quad (3.5)$$

$$T_{\text{ef}}(K) = 7551 - 2406 (B_T - V_T) \{1 - 0,2 [\text{Fe}/\text{H}]\}, \quad \sigma = 64 K \quad (3.6)$$

As temperaturas fotométricas médias para cada estrela foram determinadas pelo método da máxima verossimilhança, ou seja, tomando uma média ponderada com o inverso do quadrado das incertezas como pesos:

$$\overline{T_{\text{ef}}} = \frac{\sum_{i=1}^N \frac{T_{\text{ef } i}}{\sigma_i^2}}{\sum_{i=1}^N \frac{1}{\sigma_i^2}}, \quad (3.7)$$

onde N é o número de calibrações usadas. A incerteza da temperatura fotométrica média é obtida através da expressão de Beers (1953):

$$\sigma(\text{média}) = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^N \sigma_i^2}{N^2}}. \quad (3.8)$$

Como nem todas as estrelas têm dados fotométricos para todas as cores, a incerteza da temperatura média varia entre 27 K e 37 K. Dada a pequena variação das incertezas da temperatura média (± 5 K), adotamos um valor único - $\sigma(\text{média}) = 32$ K - para todas as estrelas.

3.3.2 Temperatura Efetiva pelo Ajuste do Perfil de $H\alpha$

Os perfis das linhas de Balmer já foram estudados detalhadamente por diversos autores (Gehren 1981; Fuhrmann et al. 1993, 1994; Gratton et al. 1996; Cowley & Castelli 2002) e mostraram-se, para estrelas frias, muito sensíveis a variações de temperatura efetiva mas pouco sensíveis a variações de gravidade superficial, velocidade de microturbulência, metalicidade e parâmetro de comprimento de mistura. Dentre todas as linhas de Balmer, $H\alpha$ é a menos sensível à temperatura efetiva. No entanto, diversos fatores tornam $H\alpha$ mais adequada à determinação da temperatura do que as outras: menor sensibilidade aos outros parâmetros atmosféricos, menor contaminação do perfil por linhas metálicas, comprimento de onda no qual os CCDs têm maior eficiência quântica (o que permite a obtenção de espectros com maior razão S/R).

Pela comparação de perfis teóricos calculados para diferentes temperaturas efetivas com espectros observados, podemos estimar estas. Para tanto foram utilizados os espectros obtidos no LNA (seção 2.5). O código utilizado no cálculo dos perfis teóricos foi desenvolvido a partir das rotinas originais de Praderie (1967), gentilmente cedidas pela autora. O código leva em consideração os alargamentos radiativo, Doppler, Stark e de ressonância utilizando a teoria quase-estática. O alargamento Stark é calculado pelo método de Vidal et al. (1971) e o alargamento de ressonância segundo Cayrel & Traving (1960).

A determinação da temperatura efetiva é feita com a ajuda de um código, desenvolvido por Magalhães & da Silva (1990), que permite visualizar o espectro observado de $H\alpha$ e cinco perfis teóricos calculados para diferentes temperaturas. Nosso procedimento consistiu em calcular um perfil teórico para a temperatura fotométrica e 4 outros com variações de -100 K, -50 K, $+50$ K e $+100$ K. A região central da linha não é considerada na comparação dos perfis teóricos com o espectro observado porque é formada nas camadas superiores da atmosfera, onde a aproximação do ETL não é mais válida. Somente a partir de 1 \AA do centro a análise se torna confiável. Muito longe do centro, o perfil perde sensibilidade a variações de temperatura porque se aproxima assintoticamente do contínuo (se confundindo com perfis de outras temperaturas). A região mais adequada para análise se situa entre 1 \AA e 7 \AA do centro da linha.

Como forma de verificar a precisão do procedimento e determinar alguma correção, caso seja necessária, determinamos a temperatura efetiva do Sol, utilizando o espectro do céu diurno. Para tanto foram adotados os seguintes parâmetros atmosféricos para o Sol:

- $T_{\text{ef}} = 5777$ K (Neckel 1986)
- $\log g(\text{cm/s}^2) = 4,44$
- $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,00$ (por definição)
- velocidade de microturbulência $\xi = 1,15$ km/s (Edvardsson et al. 1993)

A temperatura estimada foi de 5767 K (ver figura 3.2). Para compensar esta pequena discrepância, uma correção aditiva de $+10$ K foi aplicada a todas as temperaturas efetivas determinadas por ajustes de perfis de $H\alpha$.

O erro interno das estimativas de temperaturas efetivas pelo ajuste de perfis de $H\alpha$ foi estimado utilizando o Sol como referência. A influência das incertezas dos parâmetros atmosféricos (gravidade superficial, metalicidade e velocidade de microturbulência) foi avaliada modificando estes, independentemente, de valores considerados como representativos dos seus erros prováveis e redeterminando a temperatura efetiva. A influência

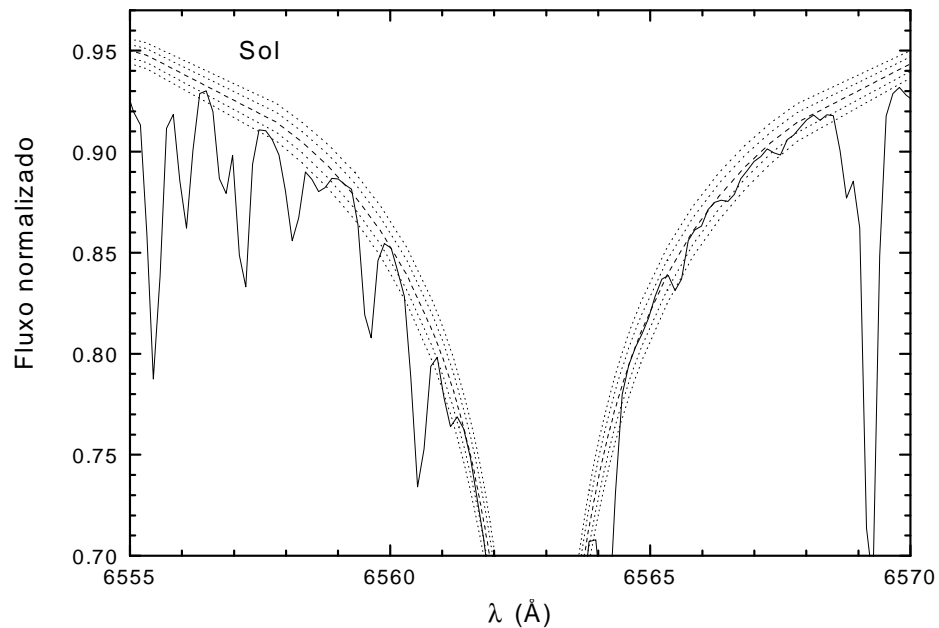


FIGURA 3.2: Ajuste de perfis teóricos de $H\alpha$ para a determinação da temperatura efetiva do Sol. A linha cheia é o perfil observado, a tracejada é o perfil calculado para a temperatura adotada (5767 K) e as pontilhadas são perfis diferindo de -100 K, -50 K, $+50$ K e $+100$ K.

da incerteza do traçado do contínuo foi determinada estimando nova temperatura efetiva após ter multiplicado os fluxos do espectro do céu por 1,002, porque o ajuste polinomial do contínuo dos espectros na região de $H\alpha$ tem erro-padrão interno médio $\sigma = 0,002$. A incerteza derivada do erro pessoal da escolha do perfil teórico que melhor ajusta o espectro observado foi estimada em ~ 20 K e o erro gerado pelas diferenças do perfil escolhido para cada uma das asas, azul e vermelha, também em ~ 20 K. O erro interno total é obtido pela raiz quadrada da soma dos quadrados das incertezas (mutuamente independentes) descritas acima, e vale 43 K (ver tabela 3.2)

3.3.3 Temperaturas Efetivas Adotadas

A temperatura efetiva adotada para cada estrela foi a média aritmética da temperatura fotométrica média e de $H\alpha$. A incerteza da temperatura adotada foi determinada pela equação 3.8 utilizando as incertezas das temperaturas que entraram na média (32 K para a fotométrica média e 43 K para $H\alpha$), resultando em 27 K.

TABELA 3.2: Incertezas das Temperaturas Efetivas Determinadas pelo Ajuste de Perfis da Linha de Balmer $H\alpha$

Parâmetro	Erro provável no parâmetro	Erro provável na temp. efetiva
Contínuo	0,2%	25 K
log g	0,2 dex	20 K
[Fe/H]	0,08 dex	5 K
ξ	0,1 km/s	5 K
Pessoal	—	20 K
Dif. entre asas	—	20 K
TOTAL	—	43 K

3.4 Determinação das Gravidades Superficiais

As gravidades superficiais foram calculadas em função da luminosidade e da massa pela conhecida expressão

$$\log\left(\frac{g}{g_{\odot}}\right) = \log\left(\frac{m}{m_{\odot}}\right) + 4 \log\left(\frac{T_{\text{ef}}}{T_{\text{ef}\odot}}\right) + 0,4(M_{\text{bol}} - M_{\text{bol}\odot}), \quad (3.9)$$

na qual adotamos $M_{\text{bol}\odot} = 4,75$. Este valor é derivado de $V_{\odot} = -26,75$ (Neckel 1986), resultando em $M_{V\odot} = 4,82$ e tomando $CB_{\odot} = -0,07$. Substituindo também a temperatura efetiva e gravidade superficial solares obtemos:

$$\log g = \log(m/m_{\odot}) + 4 \log(T_{\text{ef}}) + 0,4M_{\text{bol}} - 12,51. \quad (3.10)$$

As massas foram estimadas com a ajuda dos diagramas evolutivos de Gen92/93. Nestes diagramas são traçadas curvas evolutivas para 0,80, 0,90, 1,00, 1,25 e 1,50 massas solares para 5 diferentes metalicidades ($Z = 0,0010, 0,0040, 0,0080, 0,0200$ e $0,0400$, onde $Z_{\odot} = 0,0188$). A luminosidade das estrelas é determinada pela expressão

$$L = L_{\odot} 10^{-0,4(M_{\text{bol}} - M_{\text{bol}\odot})} \quad (3.11)$$

com

$$M_{\text{bol}} = m_V + CB - 5 \log\left(\frac{100}{\pi}\right) \quad (3.12)$$

onde π é a paralaxe da estrela em milissegundos de arco.

Para obtermos as correções bolométricas CB utilizamos a tabela VIII de Habets & Heintze (1981), que contém temperaturas efetivas e correções bolométricas para estrelas da seqüência principal, e ajustamos um polinômio de terceiro grau aos pontos com temperaturas efetivas entre 5510 K e 6400 K (faixa esta que engloba as temperaturas das estrelas da amostra). No trabalho citado, a CB solar vale $-0,34$. Somamos então $+0,27$ mag à expressão obtida, da maneira a termos $CB_{\odot} = -0,07$. O polinômio ajustado é

$$CB = -58,848039 + 0,027199x - 4,215436 \cdot 10^{-6}x^2 + 2,195577 \cdot 10^{-10}x^3 \quad (3.13)$$

Para diagramas de cada metalicidade, uma estimativa de massa é obtida por interpolação entre as curvas de mesma massa para cada estrela. Nem todas estrelas têm valores para todas metalicidades, pois em alguns diagramas algumas estrelas não estão localizadas *entre* curvas (ver figura 3.3 para um exemplo de diagrama evolutivo para $Z = 0,0200$ com as estrelas plotadas). Uma interpolação *não*-linear é feita em metalicidade, segundo

a função $m = a - b \cdot c^Z$ (ver figura 3.4 para um exemplo para HD 9562). A metalicidade é obtida pela expressão

$$Z = Z_{\odot} 10^{[\text{Fe}/\text{H}]} \quad (3.14)$$

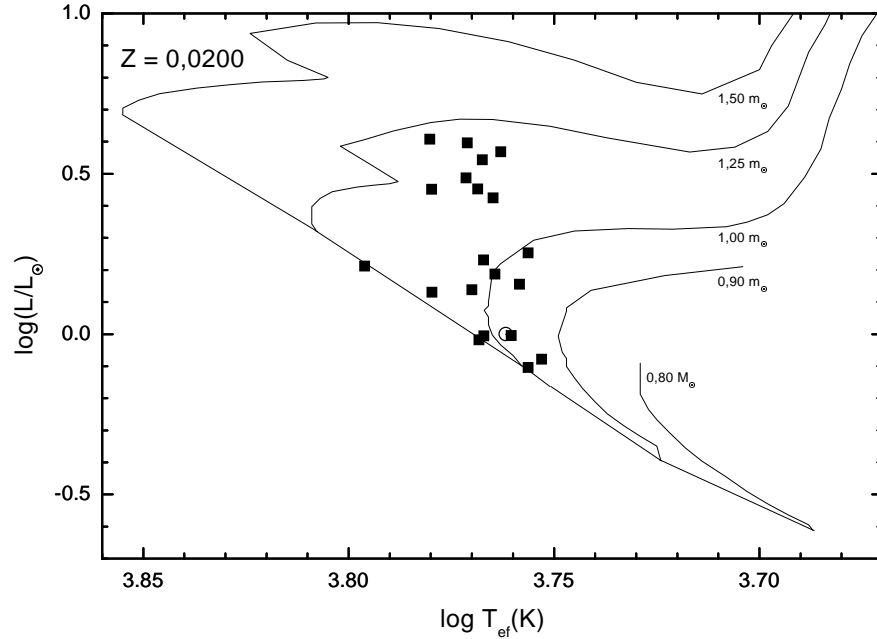


FIGURA 3.3: Exemplo de um diagrama evolutivo com curvas de mesma massa para $Z = 0,0200$. As massas estão indicadas junto às curvas. Cada quadrado representa uma estrela da amostra, e o Sol está representado pelo símbolo \odot .

A massa do Sol determinada pelos diagramas evolutivos é de $0,972 m_{\odot}$. Para compensar esta pequena discrepância, uma correção aditiva de $+0,028 m_{\odot}$ foi aplicada a todas as massas estelares obtidas pelos diagramas.

A incerteza da determinação da massa é função da posição da estrela no diagrama HR. Estrelas que se encontram em posições nas quais as curvas de diferentes massas estão muito próximas têm maiores erros. No entanto, para fins de simplificação, iremos adotar um erro médio de $0,03 m_{\odot}$ para todas as estrelas. A incerteza da gravidade superficial pode ser obtida aplicando à equação 3.10 as regras de propagação de erros, com as quais se obtém que

$$\sigma_{\log g} = \sqrt{\sigma_{\log(m/m_{\odot})}^2 + 16 \cdot \sigma_{\log T_{\text{ef}}}^2}, \quad (3.15)$$

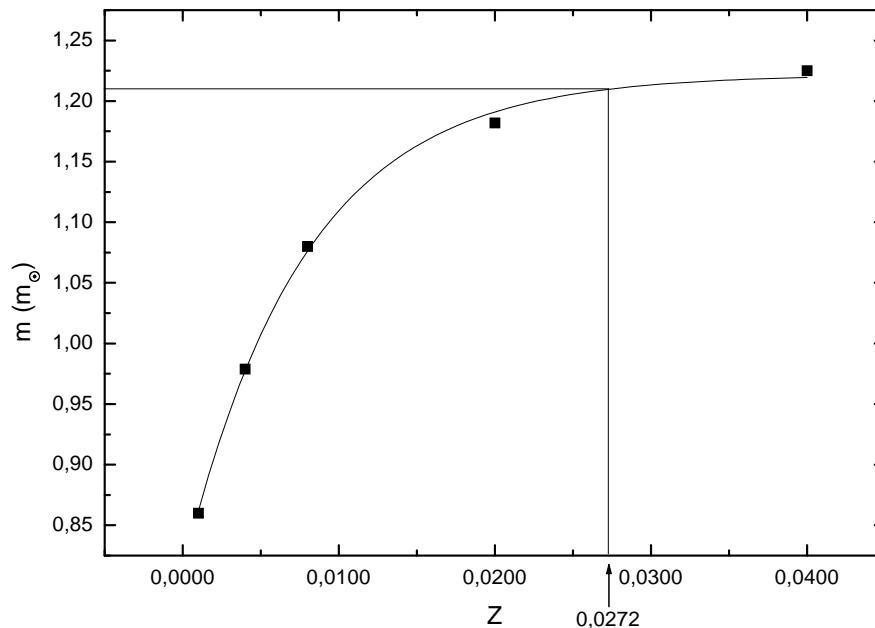


FIGURA 3.4: Exemplo de uma interpolação em metalicidade entre diagramas evolutivos (HD 9562). A curva ajustada tem forma funcional $m = a - b \cdot c^Z$. O valor de Z usado na interpolação está assinalado com uma seta no eixo das abcissas.

onde o erro da magnitude absoluta bolométrica foi considerado desprezível. Tomando as massas estelares e temperaturas efetivas típicas da nossa amostra ($1 m_{\odot}$ e ~ 6000 K), temos $\sigma_{\log T_{\text{ef}}} = 1,9 \cdot 10^{-3}$ e $\sigma_{\log(m/m_{\odot})} = 1,3 \cdot 10^{-2}$, o que nos dá $\sigma_{\log g} = 0,02$. Este erro não leva em consideração os erros intrínsecos dos cálculos dos diagramas evolutivos, que são de difícil avaliação.

3.5 Determinação das Velocidades de Microturbulência e Metalicidades

As velocidades de microturbulência e metalicidades foram determinadas por análise espectroscópica detalhada, diferencial em relação ao Sol. Numa análise diferencial, o Sol é tratado da mesma forma que as outras estrelas da amostra: os espectros são obtidos sob as mesmas condições, com as mesmas resoluções e razões sinal/ruído e com os mesmos equipamentos; os modelos de atmosfera e códigos de análise utilizados são os mesmos. Deste modo, os erros sistemáticos e eventuais efeitos não-ETL que afetam a análise são

semelhantes, se cancelando parcialmente. Foram utilizadas medidas de LEs de linhas de Fe I e Fe II nos espectros do Sol e das estrelas obtidos com o espectrógrafo FEROS.

3.5.1 Medição das Larguras Equivalentes

Não estamos interessados apenas nas linhas de ferro que são utilizadas como medida de metalicidade, mas também nas de outros elementos que contaminam as regiões espectrais das linhas de Th II em 4019,13 Å (V, Cr, Mn, Co, Ni, Ce e Nd) e de Eu II em 4129,72 Å (Ti, V, Cr, Co, Ce, Nd e Sm). Uma lista inicial das linhas a serem medidas foi montada com base em Moore et al. (1966), Steffen (1985), Cayrel de Strobel & Bentolila (1989), Brown & Wallerstein (1992), Furenlid & Meylan (1990) e Meylan et al. (1993). Linhas muito fortes, com LEs superiores a 110 mÅ no Sol, foram descartadas. Estas linhas se encontram na região saturada da curva de crescimento, o que aumenta muito a dependência da abundância determinada através delas com a velocidade de microturbulência. Todas as linhas julgadas suficientemente isoladas de asas de linhas fortes e de linhas fracas em suas asas, foram selecionadas.

Nem todas as ordens de cada espectro foram utilizadas, tendo sido feita uma seleção de acordo com os critérios descritos a seguir. Ordens que não contêm um número significativo de linhas dos elementos desejados foram eliminadas. O que se entende por “número significativo” varia de elemento para elemento. Todas as ordens que contêm linhas dos elementos menos representados no espectro, como o Nd e o Ce, foram selecionadas, enquanto que ordens que contêm apenas um pequeno número de linhas de elementos bem representados, como o Cr e o Ti, foram eliminadas. Ordens com comprimento de onda inferior a 4000 Å foram desconsideradas por terem uma forte densidade de linhas, o que rebaixa o contínuo e torna difícil a identificação de janelas para normalização. Além disto, se torna muito difícil selecionar linhas suficientemente isoladas e sem contaminações. Ordens com comprimento de onda acima de 7000 Å foram desconsideradas por serem excessivamente contaminadas por linhas atmosféricas. Foram selecionadas 11 ordens (9, 14, 15, 16, 19, 20, 21, 22, 24, 27 e 30), cujos limites em comprimento de onda se encontram na tabela 3.3. Estas ordens abrangem uma cobertura total de 1326 Å.

O perfil teórico das linhas espectrais é denominado perfil de Voigt. Ele resulta da convolução do perfil de Lorentz, que domina as asas das linhas, com o perfil gaussiano, que domina a região central. O perfil de Lorentz das asas tem sua origem no alargamento colisional e se torna mais evidente em linhas fortes ($LE \gtrsim 110 \text{ mÅ}$). Portanto, linhas fracas e moderadamente intensas têm seus perfis teóricos quase totalmente gaussianos. O perfil

TABELA 3.3: Ordens selecionadas nos espectros FEROS. São apresentados os limites em comprimento de onda de cada ordem inteira e da parte utilizada após o corte da descontinuidade (ver subseção 2.3.2)

Ordem	Limites (Å) (ordem completa)	Limites (Å) (ordem cortada)
9	4039–4192	4102–4192
14	4442–4608	4508–4608
15	4532–4704	4600–4704
16	4627–4802	4695–4802
19	4935–5115	5007–5115
20	5047–5238	5080–5235
21	5164–5355	5238–5355
22	5287–5487	5365–5485
24	5551–5762	5630–5762
27	6001–6228	6087–6228
30	6530–6777	6625–6777

observado de uma linha é a convolução de seu perfil teórico com um perfil instrumental, característico do espectrógrafo utilizado. Este perfil instrumental é gaussiano. Para a resolução dos espectros FEROS a largura do perfil instrumental é muito maior que a largura do perfil teórico das linhas, dominando completamente a convolução. Assim, os perfis observados das linhas podem ser ajustados por gaussianas com excelente acurácia. As LEs das linhas foram determinadas pela integral do perfil gaussiano ajustado às linhas, o que permite levar em consideração a área total das asas e não apenas a área da parte da gaussiana isolada de contaminações.

Como forma de checar a precisão das LEs medidas, plotamos nossas larguras equivalentes para o Sol contra as medidas por Meylan et al. (1993). As LEs de Meylan et al. (1993) foram medidas por ajustes de perfis de Voigt no atlas solar, que tem poder resolutor e razão sinal/ruído altíssimos ($R = 522.000$ e $S/R = 3000$, entre 4500 \AA e 6450 \AA). Das 172 linhas medidas por nós no Sol, 81 têm medidas feitas no atlas solar. A relação entre as medidas, que pode ser vista na figura 3.5, apresenta baixa dispersão ($\sigma = 2,9 \text{ m\AA}$) e alto coeficiente de correlação linear ($R = 0,994$), comprovando a qualidade das medidas de larguras equivalentes. Esta relação, a saber

$$LE_{\text{Meylan et al. 1993}} = (1,03463 \pm 0,00649) \cdot LE_{\text{este trabalho}}, \quad (3.16)$$

foi utilizada para corrigir todas as larguras equivalentes no Sol e em todas as estrelas da amostra. A diferença percentual média entre as nossas medidas e as do atlas solar é de $-2,5\%$, não apresentando tendências com a largura equivalente do atlas (ver figura 3.6). Os maiores desvios percentuais para as linhas mais fracas são esperados por serem estas mais sujeitas a erros. Mais de 86% das linhas concordam a um nível de 10% .

Nem todas as linhas que foram medidas no Sol o foram em todas as estrelas. Dada a dispersão de $2,9 \text{ m\AA}$ na comparação das LEs medidas por nós com as de Meylan et al. (1993), descartamos todas as linhas de Fe com LEs menores que 6 m\AA ($\sim 2\sigma$). Linhas mais fracas foram permitidas para os outros elementos, visto que estes contam com um número mais reduzido de linhas, e um corte em 6 m\AA seria muito restritivo. Quando o código utilizado na medição das LEs ajusta uma gaussiana ao perfil de uma linha, ele não só nos fornece a LE como também a largura a meia altura ($FWHM$, do inglês *full-width half-maximum*) e a profundidade. Para linhas de comprimento de onda próximos, existe uma relação linear entre a LE e a profundidade. Foram feitos gráficos de LE versus profundidade para todas as linhas de Fe, em intervalos de comprimento de onda de 250 \AA . Todas as linhas com diferenças maiores que 2σ da relação linear foram descartadas (ver exemplo na figura 3.7). Linhas de Fe também sofreram seleção pela análise da $FWHM$.

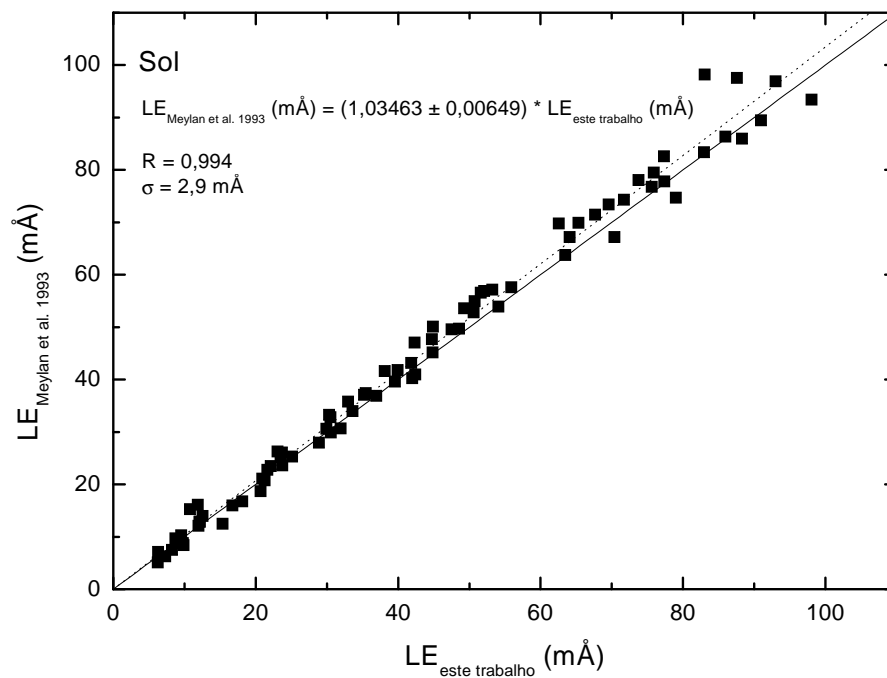


FIGURA 3.5: Comparação entre as LEs medidas por nós no Sol com as medidas no atlas solar por Meylan et al. 1993. A linha cheia é a bissetriz do quadrante e a linha pontilhada é um ajuste linear. Parâmetros da relação encontram-se na figura.

Esta não apresenta tendência com a LE e varia aleatoriamente dentro de um limite estreito (poucas dezenas de mÅ). Foram feitas então médias das FWHM, novamente em faixas de 250 Å de LE. Todas as linhas que tinham FWHM diferindo mais de 2σ da média foram descartadas. Como exemplo, na faixa de 6500 Å a 6750 Å em HD 43947, as linhas de Fe tem $FWHM = 0,235 \pm 0,030$. Uma linha, em 6745.105 Å, foi descartada por ter $FWHM = 0,325$. Esta linha pode ter alguma contaminação não detectada durante a seleção, ou pode estar afetada por ruído.

3.5.2 Análise Espectroscópica

Para todas as linhas medidas no Sol, foram determinados valores de $\log gf$ denominados “solares”. O código utilizado é baseado em rotinas originalmente desenvolvidas pela Dra. Monique Spite, e fornece o $\log gf$ que torna a abundância *calculada* a partir da linha igual à abundância *solar padrão* fornecida por Grevesse & Sauval (1998). Para cada estrela, todas as abundâncias elementares foram determinadas usando estes $\log gf$ solares.

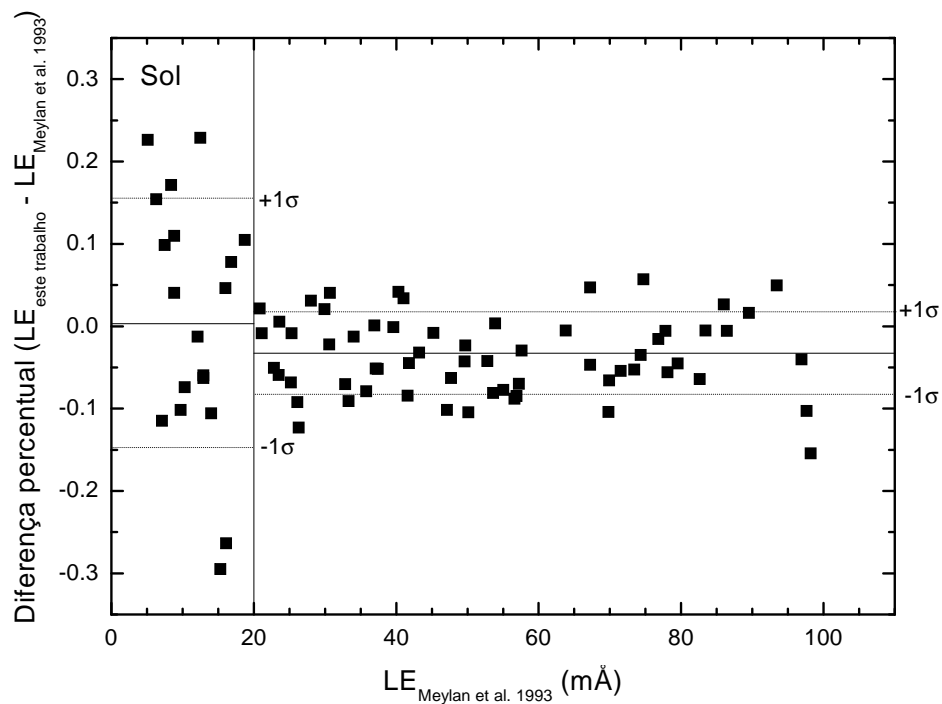


FIGURA 3.6: Diferenças percentuais entre as LEs medidas por nós no Sol e as medidas no atlas solar por Meylan et al. 1993. As linhas cheias horizontais representam as diferenças percentuais médias para as duas faixas de LEs (menores e maiores que 20 m\AA) e as linhas pontilhadas representam estes valores médios somados e subtraídos aos seus desvios padrão ($\pm 1\sigma$).

O processo de determinação das metalicidades e velocidades de microturbulência é iterativo. Primeiramente calcula-se as abundâncias estelares de ferro linha a linha por um código muito semelhante ao descrito acima. A única diferença é que, desta vez, os $\log gf$ são fixos e a abundância é calculada para cada linha. A metalicidade do modelo de atmosferas é modificada e novas abundâncias são calculadas até que a abundância média das linhas de ferro seja igual a abundância usada para o cálculo do modelo. Então é avaliada a velocidade de microturbulência.

A velocidade de microturbulência é obtida pela análise da tendência num gráfico de $[\text{Fe}/\text{H}]$ versus LE para todas as linha de Fe. Uma reta é ajustada e considera-se que a velocidade de microturbulência utilizada no cálculo das abundâncias é a correta se o coeficiente angular da reta for desprezível frente ao erro de sua determinação ($\leq 0,25 \cdot \sigma$), ou

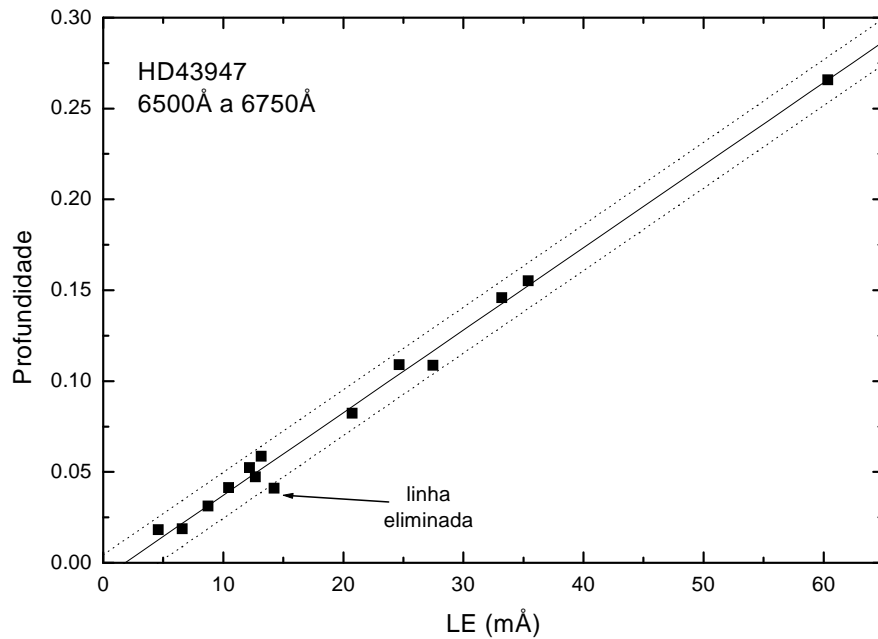


FIGURA 3.7: Exemplo de gráfico de profundidade versus LE para linhas de Fe (HD 43947; linhas entre 6500 Å e 6750 Å). A linha cheia representa um ajuste linear, e as linhas pontilhadas representam este ajuste somado de $\pm 2\sigma$. Uma linha eliminada está assinalada.

seja, se a abundância não depender da LE das linhas (ver exemplo gráfico na figura 3.8). Se o coeficiente angular não for desprezível, modifica-se o valor da velocidade de microturbulência e recalculam-se as abundâncias. O processo iterativo volta então à análise da metalicidade (parágrafo anterior). Quando houver convergência da metalicidade e da velocidade de microturbulência, termina o processo. É importante ressaltar que a temperatura efetiva e a gravidade superficial permanecem sempre constantes.

Na prática, o processo é feito por um código, desenvolvido por Ronaldo Oliveira da Silva (Observatório do Valongo/UFRJ) e pelo Dr. Gustavo F. Porto de Mello, no qual a metalicidade e a velocidade de microturbulência são variados automaticamente e a tendência de $[\text{Fe}/\text{H}]$ versus LE é avaliada numericamente, sem a geração de gráfico.

As abundâncias de Fe obtidas através de linhas de Fe I e Fe II concordam muito bem entre si, suas diferenças sendo sempre menores que as dispersões entre as linhas (ver tabela 3.7). Estas diferenças não exibem dependência com nenhum parâmetro atmosférico. Assim, verificamos que o equilíbrio de ionização foi satisfeito em nossa análise. As abundâncias de Fe adotadas foram as obtidas pelas médias de todas as linhas de Fe I

e Fe II, para cada estrela.

As incertezas da metalicidade foram determinadas pelo mesmo método utilizado na determinação das incertezas das abundâncias dos outros elementos (ver subseção 3.7.1). As incertezas da velocidade de microturbulência foram determinadas variando esta até que o erro do coeficiente angular da reta que ajusta aos dados $[\text{Fe}/\text{H}]$ versus LE fosse igual ao próprio coeficiente. Verificamos que as incertezas encontradas apresentam dependência com a metalicidade, podendo ser divididas em três faixas:

$$\sigma_{\xi} = \begin{cases} 0,05 \text{ km/s} & \text{se } [\text{Fe}/\text{H}] \geq -0,30 \\ 0,13 \text{ km/s} & \text{se } -0,67 \leq [\text{Fe}/\text{H}] < -0,30 \\ 0,23 \text{ km/s} & \text{se } [\text{Fe}/\text{H}] < -0,67 \end{cases}$$

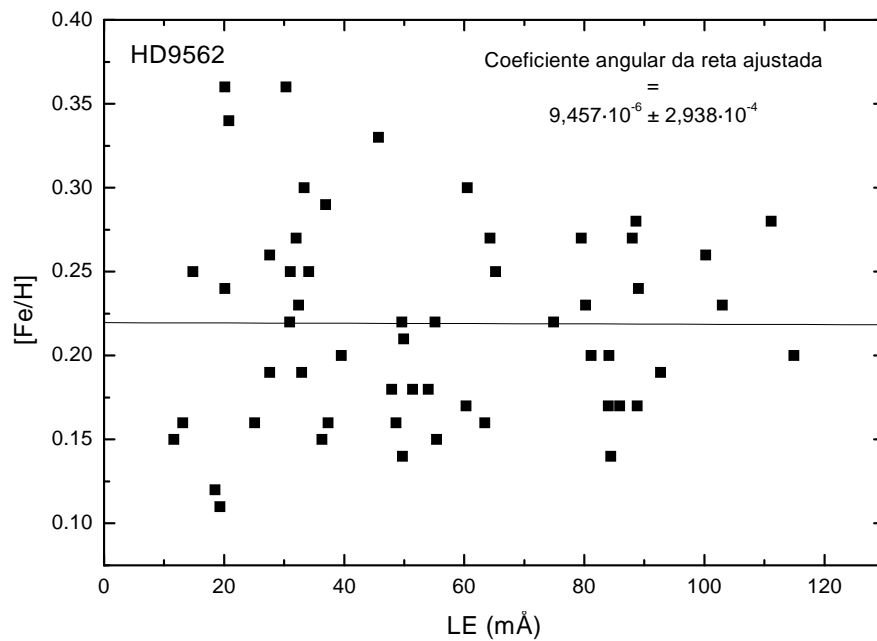


FIGURA 3.8: Exemplo de gráfico utilizado na determinação de velocidade de microturbulência. A linha é um ajuste linear, cujo coeficiente angular está assinalado.

3.6 Parâmetros Atmosféricos Adotados

Os valores finais adotados para os parâmetros atmosféricos das estrelas da amostra se encontram na tabela 3.4.

TABELA 3.4: Parâmetros atmosféricos adotados. Os erros das temperaturas efetivas e gravidades superficiais são os mesmos para todas as estrelas: 27 K e 0,02 dex, respectivamente.

HD	T_{ef} (K)	$\log g$	[Fe/H]	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	ξ (km/s)	σ_{ξ}
2151	5854	3,98	-0,03	0,09	1,32	0,05
9562	5794	3,95	+0,16	0,09	1,45	0,05
16417	5918	4,07	+0,13	0,09	1,38	0,05
20766	5706	4,50	-0,21	0,09	1,01	0,05
20807	5865	4,48	-0,23	0,10	1,18	0,05
22484	6023	4,11	-0,03	0,09	1,44	0,05
22879	5849	4,34	-0,76	0,12	0,69	0,23
30562	5869	4,09	+0,19	0,09	1,51	0,05
43947	5889	4,32	-0,27	0,10	1,02	0,05
52298	6253	4,41	-0,31	0,10	1,44	0,13
59984	5908	3,96	-0,67	0,11	1,07	0,13
63077	5733	4,15	-0,76	0,11	0,78	0,23
76932	5850	4,14	-0,84	0,11	0,84	0,23
102365	5663	4,43	-0,29	0,09	1,05	0,05
128620	5813	4,30	+0,26	0,09	1,23	0,05
131117	5904	3,96	+0,10	0,09	1,49	0,05
160691	5706	4,19	+0,28	0,09	1,27	0,05
196378	6029	3,97	-0,37	0,10	1,64	0,13
199288	5760	4,35	-0,59	0,10	0,84	0,13
203608	6022	4,31	-0,67	0,11	1,18	0,23

3.7 Determinação das Abundâncias Elementares

As abundâncias dos demais elementos analisados foram determinadas com o mesmo código utilizado na determinação das abundâncias de Fe. No entanto, neste caso os parâmetros atmosféricos utilizados foram os adotados para cada estrela. Os $\log gf$ utilizados foram solares, obtidos com o mesmo processo usado na determinação dos $\log gf$ das linhas de Fe.

As abundâncias foram obtidas pela média aritmética simples da abundância de todas as linhas do elemento, independente do estado de ionização. Quando a dispersão entre as abundâncias obtidas para cada linha era menor ou igual a 0,10 dex, foram eliminadas aquelas cuja abundância correspondente divergisse em mais do que 2σ da média. Quando a dispersão era maior do que 0,10 dex, foram eliminadas aquelas que divergissem em mais de 1σ . O número de linhas mantidas, após estes cortes, consta das tabelas que contém as abundâncias adotadas (tabelas 3.7 a 3.10) - ver seção 3.8. Tabelas contendo comprimento de onda central, identificação do elemento e de seu estado de ionização, potencial de excitação do nível inferior da transição eletrônica, $\log gf$ solar e as LEs, para todas as linhas mantidas em cada estrela, encontram-se no apêndice A.

comprimento de onda as LEs de todas as linhas mantidas, para todas as estrelas

Elementos com números ímpares de bárions possuem *spin* nuclear não-nulo, cuja interação com o *spin* eletrônico quebra a degenerescência de subníveis eletrônicos gerando um desdobramento destes denominado estrutura hiperfina (EHF). O que seria apenas uma linha com um comprimento de onda definido se torna um série de linhas com comprimentos de onda próximos e intensidades menores, cujo centro de gravidade coincide com o que a linha teria se não houvesse EHF. A soma destas várias componentes atrasa a saturação da linha, diminuindo a opacidade no seu centro e fazendo com que uma abundância maior do que a verdadeira seja inferida para a linha. Para resoluções da ordem da do FEROS, o perfil das linhas que têm EHF importante permanece gaussiano, e as LEs podem ser medidas por ajuste de gaussianas. A EHF foi levada em conta para 8 linhas de Co nos espectros FEROS e 3 nos espectros CES (região da linha do Th II), 6 linhas de Mn (FEROS) e 6 linhas de V (FEROS). Para o Ce, Nd e Sm a EHF também seria, teoricamente, importante. Mas na prática, para estes elementos, o efeito é desprezível ou as linhas são suficientemente fracas para que a abundância inferida independa da adoção ou não da EHF (Steffen 1985). A linha de Eu II em 4129,72 Å também teve sua EHF levada em consideração, assim como seu desvio isotópico (ver capítulo 4 e apêndice B).

Para as linhas de V e Mn, os comprimentos de onda das componentes de cada linha

foram tomados da lista de linhas de Kurucz (2003). Para as linhas de Co e para a linha de Eu, as componentes foram calculadas por nós. As listas de linhas destes três elementos, com todas as componentes e uma descrição detalhada do cálculo do Co estão no apêndice B.

As abundâncias dos elementos para os quais foi considerada a EHF são obtidas com um código derivado do que é utilizado para os elementos sem EHF, utilizando as LEs medidas com ajustes gaussianos. Os $\log gf$ solares foram determinados forçando a abundância obtida pelo código com as LEs solares a concordar com a abundância *solar padrão* fornecida por Grevesse & Sauval (1998) e mantendo fixos os valores relativos para cada componente de acordo com os calculados por White & Eliason em 1933 e tabelados em Condon & Shortley (1967). Para as 3 linhas de CoI que se encontram na região do Th II e para a linha de Eu II, foram calculados $\log gf$ de cada componente com base nos $\log gf$ totais de laboratório de cada linha, mantendo as intensidades relativas fixas pelos valores de White & Eliason. A análise prossegue de maneira idêntica àquela dos elementos sem EHF.

3.7.1 Determinação dos Erros das Abundâncias Elementares

As abundâncias elementares determinadas utilizando LEs medidas estão sujeitas a três fontes de erros: erros dos parâmetros atmosféricos, das larguras equivalentes e dos modelos atmosféricos. Se estes erros fossem independentes um do outro, o erro total poderia ser estimado pela raiz quadrada da soma dos quadrados dos erros. No entanto, não há independência estatística entre os erros, o que pode ser visto facilmente quando lembramos do caráter iterativo do processo de análise. Assim sendo, a composição quadrática dos erros nos fornece uma estimativa do erro máximo. Dada a complexidade da interdependência dos erros, que torna praticamente impossível a separação destes, utilizaremos a composição quadrática como estimativa.

Escolhemos quatro estrelas como padrões dos erros da amostra, com temperaturas efetivas e metalicidades extremas: HD 160691 (rica e fria), HD 22484 (rica e quente), HD 63077 (pobre e fria) e HD 59984 (pobre e quente). Preferimos não usar HD 203608 pois ela não tem nenhuma linha de V ou Nd medida, o que impossibilitaria a estimativa dos erros das abundâncias destes elementos (ver figura 3.9). Inicialmente determinamos os erros da abundância do Fe. Para tanto, avaliamos a influência das diversas fontes de erro independentemente. A influência das incertezas da temperatura efetiva, gravidade superficial e velocidade de microturbulência foram obtidas recalculando as abundâncias de Fe usando os parâmetros atmosféricos adotados, mas modificando independentemente

cada um destes parâmetros, somando os seus erros (+27 K, +0,02 dex e +0,05 km/s para as estrelas ricas e de +0,23 km/s para as estrelas pobres, respectivamente). A diferença entre a abundância de Fe adotada e a obtida com o parâmetro modificado é a nossa estimativa do erro causado pela incerteza do parâmetro.

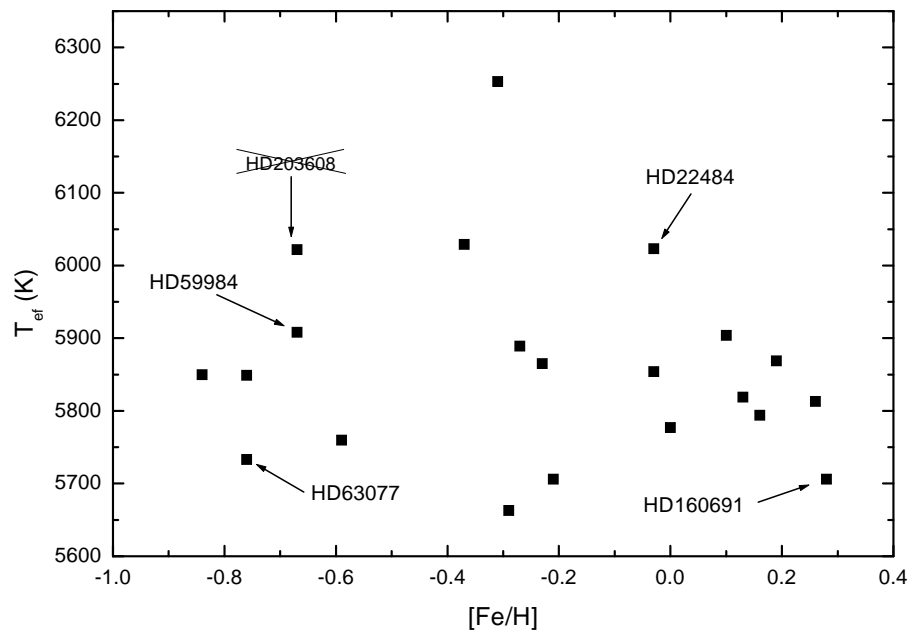


FIGURA 3.9: Estrelas escolhidas como padrões na determinação das incertezas das abundâncias. A estrela HD 203608 não foi escolhida por não ter linhas medidas de V e Nd, apesar de ter parâmetros ainda mais extremos que HD 59984. As temperaturas efetivas e metalicidades são as adotadas.

A influência de incertezas das LEs foi determinada recalculando as abundâncias utilizando LEs modificadas de valores percentuais que foram obtidos pela comparação das LEs solares medidas por nós com as de Meylan et al. (1993) (ver figura 3.6). Esta comparação permite a estimativa de erros originados nas incertezas da medida das LEs em si, como por exemplo erros causados por ruído no espectro, e também originados pela incerteza da determinação do contínuo. A diferença percentual entre as duas medidas apresenta dispersão de 15% para as linhas com LE menor que 20 mÅ e 5% para aquelas com LE maior que 20 Å. As LEs das linhas de Fe foram, então, aumentadas destes valores percentuais. Isto só foi realizado para as duas estrelas padrão ricas. Para as estrelas pobres, a influência de erros do contínuo é maior do que a estimada pela comparação das LEs

solares, porque as LEs são consideravelmente menores. Em compensação, os erros da determinação do contínuo são menores, porque as janelas de contínuo são mais numerosas e maiores. Foram então comparadas as LEs de HD 22879 e HD 76943, que são duas estrelas pobres com parâmetros atmosféricos muito semelhantes, em particular com iguais temperaturas efetivas. Neste caso, foram comparadas apenas linhas de Fe I, com o objetivo de minimizar o efeito da diferença de $\log g$ entre as estrelas. As diferenças percentuais obtidas são de 19% para linhas com LE menores que 15 mÅ e 5% para LEs maiores que 15 mÅ (ver figura 3.10). A influência dos erros dos $\log gf$ solares utilizados é advinda, principalmente, das incertezas das LEs solares. Os erros das abundâncias causados pelas incertezas dos $\log gf$ são quase sempre iguais aos erros causados pelas incertezas das LEs propriamente ditas, variando no máximo em 0,01 dex (Porto de Mello 2002). Assim sendo, adotamos como erro causado pelas incertezas de $\log gf$ os mesmos valores determinados para a influência de incertezas das LEs.

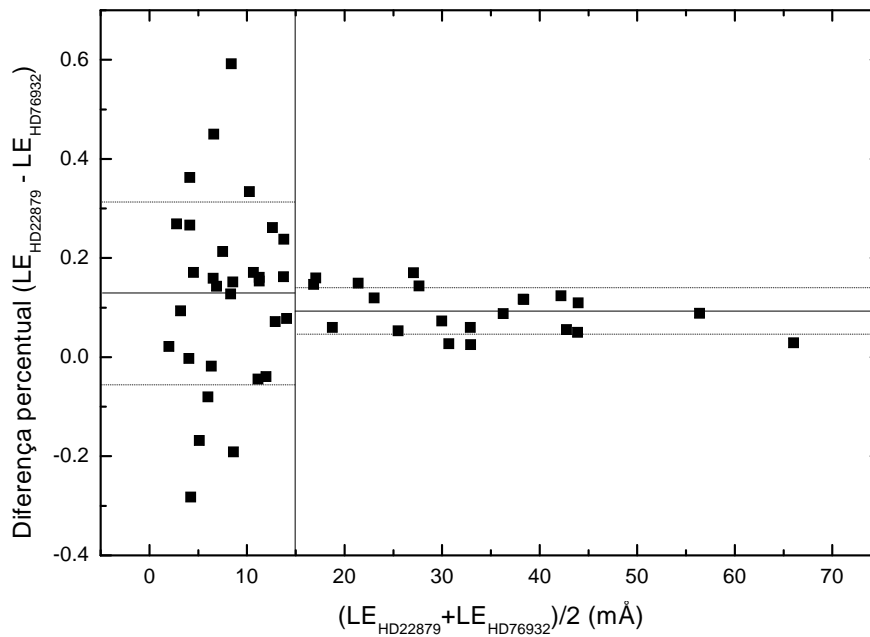


FIGURA 3.10: Diferenças percentuais entre as LEs medidas para linhas de Fe I em HD 22879 e HD 76932. As linhas cheias horizontais representam as diferenças percentuais médias para as duas faixas de LEs (menores e maiores que 15 mÅ) e as linhas pontilhadas representam estes valores médios somados e subtraídos de seus desvios padrão ($\pm 1\sigma$).

A influência da incerteza da metalicidade na abundância de Fe é o próprio erro do Fe. Ou seja, a rigor, a determinação do erro da abundância do Fe é um processo iterativo. Como passo inicial, as abundâncias de Fe foram modificadas do valor da dispersão média entre as linhas de Fe, para todas as estrelas da amostra (0,07 dex). Como pode ser apreciado na tabela final da análise dos erros das abundâncias [elemento/H] (tabela 3.5), a influência da incerteza da metalicidade é extremamente baixa. O erro causado pela incerteza deste parâmetro teria de ser 0,04 dex maior do que é para que a incerteza final da abundância de Fe fosse aumentada de 0,01 dex. Num segundo passo, a abundância do Fe seria modificada de seu erro total estimado pela composição quadrática de todas as fontes de incerteza (obtidas no passo anterior). Mas, dada a pouca sensibilidade a este parâmetro, o primeiro passo foi suficiente. Os erros adotados para as outras estrelas foram determinados pela média ponderada dos erros das quatro estrelas padrão, utilizando como pesos o inverso das distâncias da estrela em questão a cada uma das estrelas padrão, no plano T_{ef} vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$.

Os erros para os outros elementos foram estimados da mesma maneira que os erros do Fe. Apesar de termos atribuído, para cada estrela, um erro da abundância de Fe calculado individualmente, um valor único de 0,10 dex foi adotado para uso na determinação dos erros das abundâncias dos outros elementos, dada a pouca sensibilidade das abundâncias à metalicidade do modelo.

É importante ressaltar que os erros calculados pelo processo descrito acima são para as abundâncias em relação ao hidrogênio, ou seja, [elemento/H]. Os erros das abundâncias em relação ao Fe são consideravelmente menores, pois o Fe sofre modificações no mesmo sentido que os outros elementos quando há variação em algum parâmetro, e assim os erros se cancelam parcialmente. Os erros de [elemento/Fe] (ver tabela 3.6) podem ser obtidos simplesmente subtraindo os erros de $[\text{Fe}/\text{H}]$ dos erros de [elemento/H].

Uma comparação dos erros calculados para [elemento/H] com as dispersões entre as linhas de um mesmo elemento mostra que os erros são quase sempre maiores que as dispersões. Isto demonstra que, apesar das incertezas das LEs serem a principal contribuição para os erros das abundâncias, as incertezas dos outros parâmetros não podem ser desprezadas. Alguns fatores, como proximidade em comprimento de onda ou potencial de excitação, podem contribuir para um acordo fortuito entre as linhas, diminuindo artificialmente a dispersão entre elas. Nos raros casos em que a dispersão entre as linhas é maior que o erro calculado, adotamos como erro de [elemento/H] a dispersão no lugar do valor calculado. Comparando os erros calculados de [elemento/Fe] com as dispersões, podemos ver que as dispersões são, quase sempre, consideravelmente maiores que os valores

calculados. Novamente, adotamos o maior dos dois valores como erro de [elemento/Fe].

TABELA 3.5: Análise dos erros das abundâncias [elemento/H], para os elementos analisados através de LEs. A última linha contém a média dos valores “TOTAIS” das 4 estrelas.

Parâm.	Δ parâm.	HD	Erros nas abundâncias de											média				
			[Fe/H]	[Ce/H]	[Cr/H]	[Nd/H]	[Ni/H]	[Sm/H]	[Ti/H]	[V/H]	[Mn/H]	[Co/H]						
T_{ef}	+27K	160691	+0,01	+0,00	+0,02	+0,01	+0,02	+0,01	+0,02	+0,01	+0,02	+0,03	+0,02	+0,02	+0,02	+0,01		
		22484	+0,02	+0,01	+0,02	+0,01	+0,02	+0,01	+0,02	+0,01	+0,02	+0,03	+0,03	+0,03	+0,03	+0,02	+0,01	
		63077	+0,02	+0,01	+0,01	+0,01	+0,02	+0,01	+0,02	+0,01	+0,02	+0,03	+0,02	+0,02	+0,02	+0,02	+0,01	
		59984	+0,02	+0,01	+0,02	+0,02	+0,02	+0,01	+0,02	+0,01	+0,02	+0,03	+0,03	+0,03	+0,02	+0,02	+0,01	
$\log g$	+0,02	160691	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	
		22484	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,01	
		63077	+0,00	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00
		59984	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,01	+0,01
[Fe/H]	Fe: +0,07 Demais elementos: +0,10	160691	+0,01	+0,03	+0,01	+0,04	+0,01	+0,04	+0,01	+0,04	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00	+0,01	+0,02	+0,01	
		22484	+0,00	+0,03	+0,01	+0,03	+0,01	+0,03	+0,01	+0,03	+0,01	+0,00	+0,00	+0,00	+0,01	+0,01	+0,01	
		63077	+0,00	+0,02	+0,01	+0,03	+0,00	+0,01	+0,03	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00	+0,00	+0,00	+0,01	+0,01
		59984	+0,00	+0,02	+0,01	+0,02	+0,01	+0,01	+0,02	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01
ξ	+0,05 km/s +0,23 km/s	160691	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	-0,02	-0,01	-0,02	-0,01	-0,02	+0,00	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	
		22484	-0,01	-0,01	-0,02	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	
		63077	-0,03	-0,02	-0,04	-0,01	+0,00	-0,01	-0,03	-0,01	-0,03	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01	
		59984	-0,03	-0,01	-0,04	-0,01	-0,01	-0,01	-0,03	-0,01	-0,03	-0,00	-0,00	-0,00	-0,00	-0,01	-0,01	
LE	LE<20mÅ: +15% LE>20mÅ: +5% LE<15mÅ: +19% LE>15mÅ: +5%	160691	+0,06	+0,04	+0,07	+0,05	+0,07	+0,04	+0,07	+0,04	+0,07	+0,04	+0,06	+0,03	+0,06	+0,05	+0,01	
		22484	+0,06	+0,06	+0,07	+0,08	+0,06	+0,08	+0,06	+0,08	+0,06	+0,08	+0,08	+0,03	+0,06	+0,06	+0,06	
		63077	+0,07	+0,10	+0,08	+0,10	+0,10	+0,10	+0,10	+0,05	+0,09	+0,09	+0,09	+0,06	+0,09	+0,08	+0,08	
		59984	+0,06	+0,09	+0,06	+0,10	+0,08	+0,09	+0,06	+0,06	+0,10	+0,10	+0,10	+0,05	+0,08	+0,08	+0,08	
TOTAL		160691	0,09	0,09	0,10	0,12	0,09	0,12	0,09	0,12	0,09	0,12	0,05	0,09	0,08	±0,02		
		22484	0,09	0,07	0,10	0,08	0,10	0,07	0,10	0,06	0,09	0,06	0,09	0,05	0,10	±0,02		
		63077	0,09	0,13	0,10	0,14	0,12	0,13	0,09	0,14	0,08	0,14	0,08	0,12	0,12	±0,02		
		59984	0,11	0,14	0,12	0,15	0,14	0,14	0,08	0,13	0,09	0,14	0,08	0,13	0,11	±0,02		
média			0,10	0,11	0,11	0,12	0,11	0,12	0,09	0,12	0,11	0,11	0,08	0,10	0,10			
			±0,01	±0,03	±0,01	±0,03	±0,02	±0,03	±0,01	±0,04	±0,02	±0,04	±0,02	±0,04	±0,03			

OBSERVAÇÃO: Os erros associados às incertezas das LEs e $\log gf$ são iguais. Os apresentados na tabela correspondem a cada um deles, e não ao erro conjunto destas duas fontes. Portanto, no cálculo das incertezas TOTAIS eles devem ser considerados duas vezes.

TABELA 3.6: Análise dos erros das abundâncias [elemento/Fe], para os elementos analisados através de LEs. Estes erros são obtidos calculando $\text{erro}([\text{elemento}/\text{H}]) - \text{erro}([\text{Fe}/\text{H}])$. A última linha contém a média dos valores “TOTAIS” das 4 estrelas.

Parâm.	Δ parâm.	HD	Erros nas abundâncias de											média	
			[Ce/Fe]	[Cr/Fe]	[Nd/Fe]	[Ni/Fe]	[Sm/Fe]	[Ti/Fe]	[V/Fe]	[Mn/Fe]	[Co/Fe]				
T_{ef}	+27K	160691	-0,01	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,02	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01 $\pm 0,01$
		22484	-0,01	+0,00	-0,01	+0,00	-0,01	+0,00	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00 $\pm 0,01$
		63077	-0,01	-0,01	-0,01	+0,00	-0,01	+0,00	+0,01	+0,01	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00 $\pm 0,01$
		59984	-0,01	+0,00	+0,00	+0,00	-0,01	+0,00	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00	+0,00	+0,00 $\pm 0,01$
$\log g$	+0,02	160691	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00 $\pm 0,01$
		22484	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,01 $\pm 0,01$
		63077	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00 $\pm 0,01$
		59984	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00	+0,00	+0,02	+0,00	+0,02	+0,01 $\pm 0,01$
$[\text{Fe}/\text{H}]$	+0,10	160691	+0,02	+0,00	+0,03	+0,00	+0,03	+0,00	+0,00	+0,03	+0,00	+0,00	-0,01	+0,00	+0,01 $\pm 0,01$
		22484	+0,03	+0,01	+0,03	+0,01	+0,03	+0,01	+0,01	+0,00	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,01 $\pm 0,01$
		63077	+0,02	+0,01	+0,03	+0,00	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00	+0,00	+0,00	+0,01 $\pm 0,01$
		59984	+0,02	+0,01	+0,02	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01 $\pm 0,01$
ξ	+0,05 km/s	160691	+0,00	+0,00	+0,00	-0,01	+0,00	-0,01	+0,00	-0,01	+0,01	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00 $\pm 0,01$
		22484	+0,00	-0,01	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,00	+0,01	+0,00	+0,00	+0,00 $\pm 0,01$
		63077	+0,01	-0,01	+0,02	+0,03	+0,02	+0,00	+0,02	+0,02	+0,03	+0,03	+0,03	+0,03	+0,02 $\pm 0,01$
		59984	+0,02	-0,01	+0,02	+0,02	+0,02	+0,02	+0,00	+0,03	+0,03	+0,03	+0,03	+0,03	+0,02 $\pm 0,01$
LE	$\log gf$	LE<20mÅ: +15%	-0,02	+0,01	-0,01	+0,01	-0,02	+0,01	-0,02	+0,01	-0,02	+0,00	-0,02	+0,00	-0,01 $\pm 0,02$
		LE>20mÅ: +5%	+0,00	+0,01	+0,02	+0,00	+0,02	+0,00	+0,02	+0,00	+0,02	-0,03	+0,00	+0,00	+0,00 $\pm 0,02$
		LE<15mÅ: +19%	+0,03	+0,01	+0,03	+0,03	+0,03	-0,02	+0,02	+0,02	-0,01	+0,02	-0,01	+0,02	+0,02 $\pm 0,02$
		LE>15mÅ: +5%	+0,03	+0,00	+0,04	+0,02	+0,03	+0,00	+0,04	+0,00	+0,04	-0,01	+0,02	+0,02	+0,02 $\pm 0,02$
TOTAL		160691	0,04	0,02	0,03	0,02	0,04	0,02	0,04	0,02	0,04	0,01	0,04	0,03 $\pm 0,01$	
		22484	0,03	0,02	0,04	0,01	0,04	0,01	0,03	0,03	0,04	0,02	0,02	0,03 $\pm 0,01$	
		63077	0,05	0,02	0,06	0,05	0,05	0,03	0,04	0,03	0,04	0,03	0,04	0,04 $\pm 0,01$	
		59984	0,05	0,01	0,06	0,04	0,05	0,01	0,06	0,04	0,05	0,04	0,05	0,04 $\pm 0,02$	
média		0,04	0,02	0,05	0,03	0,05	0,02	0,04	0,02	0,04	0,03	0,04	0,03 $\pm 0,01$		

OBSERVAÇÃO: Os erros associados às incertezas das LEs e $\log gf$ são iguais. Os apresentados na tabela correspondem a cada um deles, e não ao erro conjunto destas duas fontes. Portanto, no cálculo das incertezas TOTAIS eles devem ser considerados duas vezes.

3.8 Abundâncias Elementares Adotadas

Nas tabelas 3.7 a 3.10 são apresentadas as abundâncias adotadas para todos os elementos que foram analisados utilizando LEs, em relação ao H. O número de linhas utilizado na determinação da abundância de cada elemento varia de estrela para estrela por três motivos. Em algumas estrelas, algumas linhas não puderam ser medidas por se encontrarem fora da região normalizada, visto que as janelas utilizadas para efetuar a normalização dos espectros FEROS sofrem variação segundo características específicas de cada espectro, como razão sinal/ruído e intensidade das linhas espectrais. Em segundo lugar, sempre existe a possibilidade de que uma determinada linha tenha seu perfil destruído por raios cósmicos no CCD ou ruído. Finalmente, algumas linhas foram eliminadas por fornecerem abundâncias que destoavam muito fortemente da média de todas as linhas daquele elemento (ver seção 3.7).

As abundâncias de que precisamos para as sínteses das linhas de Th e Eu são relativas ao hidrogênio, ou seja, [elemento/H]. No entanto, como forma de verificar a qualidade e possíveis problemas em nossas determinações de abundâncias, traçamos os gráficos de [elemento/Fe] vs. [Fe/H], que podem ser vistos nas figuras 3.11 a 3.19. Como estes gráficos são a ferramenta mais básica no estudo da EQG, e seus comportamentos esperados são razoavelmente bem conhecidos, eles evidenciam melhor possíveis problemas do que gráficos [elemento/H] vs. [Fe/H]. O Sol também foi plotado, pois deve ser considerado como mais um objeto de nossa amostra. Todos os gráficos têm os mesmos limites na abscissa e na ordenada, de modo a facilitar comparações. Em alguns casos, é clara a existência de alguns *outliers*, ou seja, pontos com abundâncias problemáticas pois estão em claro desacordo com um comportamento facilmente identificável. Nos casos mais marcantes, as abundâncias destes elementos foram substituídas, quando de seu uso nos cálculos de síntese espectral das linhas do Th e Eu (ver capítulo 4), pelos valores que teriam se tivessem concordância perfeita com o comportamento evidenciado no gráfico. Para tanto, foram ajustadas curvas exponenciais aos pontos bem comportados. As abundâncias de Nd e V para HD 196378 e HD 203608, que não têm linhas destes elementos, foram estimadas também desta maneira. *Outliers* identificados nas figuras como *possíveis* não sofreram este tratamento. Poderia se pensar que as abundâncias discrepantes seriam indícios de peculiaridades químicas. No entanto, as estrelas que apresentam estas discrepâncias as apresentam para apenas alguns dos elementos analisados. Se houvesse variações reais nas abundâncias, se esperaria que estas se reproduzissem em todos os elementos gerados pelo mesmo processo nucleossintético. Como exemplo, as estrelas que apresentam problemas

nas abundâncias de Ni, que é gerado pelo processo- α , não apresentam problemas nas abundâncias de Co, que é gerado pelo mesmo processo. Isto indica que as anomalias no Ni não são reais. É necessário ressaltar que as quatro estrelas que apresentam elementos com alguma inconsistência em suas abundâncias (HD 59984, HD 63077, HD 76932 e HD 203608) são pobres em metais, com $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0,67$, e portanto são mais sensíveis a ruídos e erros do posicionamento do contínuo.

TABELA 3.7: Abundâncias de Fe e Ce em relação ao H. São apresentados o número de linhas efetivamente utilizadas na determinação das abundâncias, a dispersão entre as abundâncias destas linhas e as incertezas calculadas segundo o método descrito na subseção 3.7.1 para $[\text{elemento}/\text{H}]$ e $[\text{elemento}/\text{Fe}]$.

HD	[Fe/H]	$\sigma_{\text{Fe/H}}$	[FeII/H]	$\sigma_{\text{FeII/H}}$	[Fe/H]	$\sigma_{\text{Fe/H}}$	erro _[Fe/H]	[Ce/H]	$\sigma_{\text{Ce/H}}$	erro _[Ce/H]	[Ce/Fe]	erro _[Ce/Fe]
2151	-0,03	0,08	-0,03	0,05	-0,03	0,08	0,09	-0,12	0,10	0,10	0,04	0,04
9562	+0,16	0,06	+0,19	0,04	+0,16	0,06	0,09	-0,04	0,05	0,10	0,04	0,04
16417	+0,13	0,04	+0,12	0,03	+0,13	0,04	0,09	+0,03	0,06	0,10	0,04	0,04
20766	-0,21	0,05	-0,21	0,05	-0,21	0,05	0,09	-0,22	0,06	0,11	0,04	0,04
20807	-0,23	0,04	-0,25	0,04	-0,23	0,04	0,10	-0,31	0,07	0,10	0,04	0,04
22484	-0,03	0,07	-0,03	0,05	-0,03	0,07	0,09	-0,14	0,07	0,07	0,03	0,03
22879	-0,75	0,12	-0,80	0,08	-0,76	0,12	0,10	-0,72	0,05	0,13	0,05	0,05
30562	+0,19	0,05	+0,19	0,04	+0,19	0,05	0,09	+0,14	0,05	0,10	0,04	0,04
43947	-0,28	0,06	-0,22	0,06	-0,27	0,07	0,10	-0,29	0,07	0,11	0,04	0,04
52298	-0,31	0,06	-0,28	0,06	-0,31	0,06	0,10	-0,27	0,09	0,10	0,04	0,04
59984	-0,67	0,10	-0,68	0,11	-0,67	0,01	0,11	-0,81	0,04	0,14	0,05	0,05
63077	-0,76	0,12	-0,78	0,10	-0,76	0,11	0,09	-0,80	0,03	0,13	0,05	0,05
76932	-0,84	0,11	-0,84	0,10	-0,84	0,11	0,10	-0,81	0,08	0,13	0,05	0,05
102365	-0,28	0,05	-0,33	0,05	-0,29	0,05	0,09	-0,38	0,08	0,11	0,04	0,04
128620	+0,26	0,06	+0,26	0,04	+0,26	0,06	0,09	+0,15	0,08	0,10	0,04	0,04
131117	+0,09	0,05	+0,14	0,05	+0,10	0,05	0,09	-0,03	0,05	0,09	0,04	0,04
160691	+0,27	0,05	+0,33	0,03	+0,28	0,05	0,09	+0,18	0,06	0,09	0,04	0,04
196378	-0,37	0,08	-0,33	0,06	-0,37	0,07	0,10	-0,41	0,03	0,11	0,04	0,04
199288	-0,59	0,07	-0,59	0,06	-0,59	0,06	0,10	-0,66	0,07	0,12	0,05	0,05
203608	-0,68	0,10	-0,60	0,11	-0,67	0,11	0,10	-0,73	0,09	0,12	0,05	0,05

TABELA 3.8: Abundâncias de Cr, Nd e Ni em relação ao H. São apresentados o número de linhas efetivamente utilizadas na determinação das abundâncias, a dispersão entre as abundâncias destas linhas e as incertezas calculadas segundo o método descrito na subseção 3.7.1 para [elemento/H] e [elemento/Fe]. Para o Nd não são apresentadas as dispersões, pois as abundâncias deste elemento foram determinadas utilizando menos de três linhas.

HD	[Cr/H]	N	$\sigma_{[Cr/H]}$	erro _[Cr/H]	erro _[Cr/Fe]	[Nd/H]	N	erro _[Nd/H]	erro _[Nd/Fe]	[Ni/H]	N	$\sigma_{[Ni/H]}$	erro _[Ni/H]	erro _[Ni/Fe]
2151	-0,04	19	0,06	0,10	0,02	-0,03	2	0,11	0,04	-0,04	11	0,05	0,11	0,02
9562	+0,18	20	0,07	0,10	0,02	+0,06	2	0,12	0,04	+0,20	11	0,09	0,10	0,02
16417	+0,14	19	0,04	0,10	0,02	+0,06	2	0,12	0,04	+0,14	11	0,03	0,10	0,02
20766	-0,21	19	0,06	0,10	0,02	-0,10	2	0,12	0,05	-0,22	11	0,07	0,11	0,03
20807	-0,23	19	0,08	0,11	0,02	-0,12	2	0,12	0,05	-0,23	10	0,07	0,11	0,03
22484	-0,03	20	0,07	0,10	0,02	+0,04	2	0,08	0,04	-0,07	9	0,05	0,10	0,01
22879	-0,69	13	0,10	0,11	0,01	-0,29	2	0,14	0,06	-0,79	9	0,14	0,13	0,04
30562	+0,20	19	0,08	0,10	0,02	+0,16	2	0,11	0,04	+0,23	11	0,07	0,10	0,02
43947	-0,27	20	0,08	0,11	0,02	-0,17	2	0,12	0,05	-0,31	12	0,10	0,11	0,03
52298	-0,30	17	0,13	0,11	0,02	-0,10	2	0,12	0,05	-0,38	5	0,05	0,11	0,03
59984	-0,67	17	0,13	0,12	0,01	-0,47	2	0,15	0,06	-0,71	6	0,10	0,14	0,04
63077	-0,67	11	0,07	0,10	0,02	-0,40	2	0,14	0,06	-0,62	7	0,09	0,12	0,05
76932	-0,76	10	0,07	0,11	0,02	-0,44	2	0,14	0,06	-0,80	7	0,09	0,12	0,04
102365	-0,28	19	0,06	0,10	0,02	-0,13	2	0,13	0,05	-0,29	10	0,05	0,11	0,03
128620	+0,26	20	0,06	0,10	0,02	+0,28	2	0,12	0,04	+0,28	9	0,04	0,10	0,02
131117	+0,11	19	0,06	0,10	0,02	+0,10	2	0,11	0,04	+0,12	12	0,04	0,11	0,02
160691	+0,28	19	0,04	0,10	0,02	+0,14	2	0,12	0,03	+0,34	11	0,04	0,09	0,02
196378	-0,38	14	0,08	0,11	0,02	-	0	-	-	-0,40	8	0,11	0,12	0,03
199288	-0,59	14	0,06	0,11	0,02	-0,32	1	0,13	0,05	-0,63	6	0,05	0,12	0,04
203608	-0,69	9	0,09	0,11	0,01	-	0	-	-	-0,74	5	0,09	0,12	0,03

TABELA 3.9: Abundâncias de Sm, Ti e V em relação ao H. São apresentados o número de linhas efetivamente utilizadas na determinação das abundâncias, a dispersão entre as abundâncias destas linhas e as incertezas calculadas segundo o método descrito na subseção 3.7.1 para [elemento/H] e [elemento/Fe]. Para o Sm não são apresentadas as dispersões, pois as abundâncias deste elemento foram determinadas utilizando apenas uma linha.

HD	[Sm/H]	N	erro _[Sm/H]	erro _[Sm/Fe]	[Ti/H]	N	σ _[Ti/H]	erro _[Ti/H]	erro _[Ti/Fe]	[V/H]	N	σ _[V/H]	erro _[V/H]	erro _[V/Fe]
2151	-0,24	1	0,11	0,04	+0,00	29	0,12	0,09	0,02	+0,02	4	0,01	0,10	0,04
9562	+0,06	1	0,11	0,04	+0,15	29	0,09	0,09	0,02	+0,16	6	0,07	0,11	0,04
16417	+0,06	1	0,11	0,04	+0,14	28	0,06	0,09	0,02	+0,18	6	0,07	0,11	0,04
20766	-0,11	1	0,12	0,04	-0,16	29	0,06	0,09	0,02	-0,25	5	0,07	0,11	0,04
20807	-0,19	1	0,11	0,04	-0,18	28	0,07	0,09	0,02	-0,23	4	0,03	0,11	0,04
22484	-0,13	1	0,07	0,04	+0,01	28	0,09	0,10	0,01	+0,06	4	0,08	0,06	0,03
22879	-0,49	1	0,13	0,05	-0,46	27	0,10	0,09	0,02	-0,50	4	0,15	0,13	0,05
30562	+0,14	1	0,11	0,04	+0,22	28	0,06	0,09	0,02	+0,23	6	0,10	0,10	0,04
43947	-0,28	1	0,11	0,04	-0,23	27	0,10	0,09	0,02	-0,12	4	0,08	0,11	0,04
52298	-0,29	1	0,11	0,04	-0,23	25	0,12	0,09	0,02	-0,26	2	0,09	0,10	0,04
59984	-0,74	1	0,14	0,05	-0,48	28	0,12	0,08	0,01	-0,44	4	0,08	0,13	0,06
63077	-0,85	1	0,13	0,05	-0,48	25	0,09	0,09	0,03	-0,27	2	0,07	0,14	0,04
76932	-0,93	1	0,13	0,05	-0,57	27	0,08	0,09	0,02	-0,51	3	0,17	0,13	0,05
102365	-0,23	1	0,12	0,05	-0,17	28	0,05	0,09	0,02	-0,28	4	0,08	0,12	0,04
128620	+0,26	1	0,11	0,04	+0,29	27	0,08	0,09	0,02	+0,29	6	0,10	0,11	0,04
131117	-0,11	1	0,10	0,04	+0,09	29	0,06	0,09	0,02	+0,06	6	0,08	0,10	0,04
160691	+0,28	1	0,12	0,04	+0,30	29	0,07	0,09	0,02	+0,25	4	0,06	0,12	0,04
196378	-0,24	1	0,11	0,05	-0,30	20	0,08	0,09	0,01	-	0	-	-	0,04
199288	-0,39	1	0,13	0,05	-0,38	22	0,09	0,09	0,02	-0,33	3	0,02	0,13	0,04
203608	-0,62	1	0,12	0,05	-0,62	20	0,12	0,09	0,02	-	0	-	-	0,05

TABELA 3.10: Abundâncias de Mn e Co em relação ao H. São apresentados o número de linhas efetivamente utilizadas na determinação das abundâncias, a dispersão entre as abundâncias destas linhas e as incertezas calculadas segundo o método descrito na subseção 3.7.1 para [elemento/H] e [elemento/Fe].

HD	[Mn/H]	N	$\sigma_{[Mn/H]}$	erro _[Mn/H]	erro _[Mn/Fe]	[Co/H]	N	$\sigma_{[Co/H]}$	erro _[Co/H]	erro _[Co/Fe]
2151	-0,09	6	0,04	0,08	0,03	+0,04	7	0,03	0,09	0,03
9562	+0,16	6	0,05	0,07	0,02	+0,18	7	0,07	0,09	0,04
16417	+0,14	6	0,03	0,07	0,03	+0,16	8	0,04	0,09	0,04
20766	-0,30	5	0,03	0,08	0,03	-0,22	8	0,06	0,10	0,04
20807	-0,29	6	0,03	0,08	0,03	-0,20	8	0,06	0,09	0,04
22484	-0,07	6	0,03	0,09	0,04	-0,01	8	0,08	0,05	0,02
22879	-0,96	3	0,10	0,08	0,03	-0,55	6	0,09	0,12	0,04
30562	+0,18	6	0,02	0,07	0,03	+0,24	8	0,06	0,09	0,03
43947	-0,41	6	0,09	0,08	0,03	-0,29	8	0,06	0,09	0,04
52298	-0,39	6	0,09	0,08	0,03	-0,23	5	0,08	0,09	0,03
59984	-0,83	6	0,09	0,09	0,04	-0,54	6	0,10	0,13	0,05
63077	-0,82	5	0,08	0,08	0,03	-0,53	6	0,07	0,12	0,04
76932	-1,01	2	0,06	0,08	0,03	-0,61	4	0,02	0,11	0,04
102365	-0,37	6	0,02	0,08	0,03	-0,23	8	0,05	0,10	0,04
128620	+0,29	6	0,04	0,07	0,02	+0,30	8	0,06	0,09	0,04
131117	+0,06	6	0,04	0,08	0,03	+0,05	8	0,04	0,08	0,03
160691	+0,32	6	0,05	0,05	0,01	+0,29	8	0,04	0,09	0,04
196378	-0,44	3	0,01	0,08	0,03	-0,31	2	0,17	0,09	0,04
199288	-0,77	3	0,02	0,08	0,03	-0,39	4	0,05	0,11	0,04
203608	-0,70	3	0,06	0,08	0,03	-0,18	3	0,09	0,11	0,04

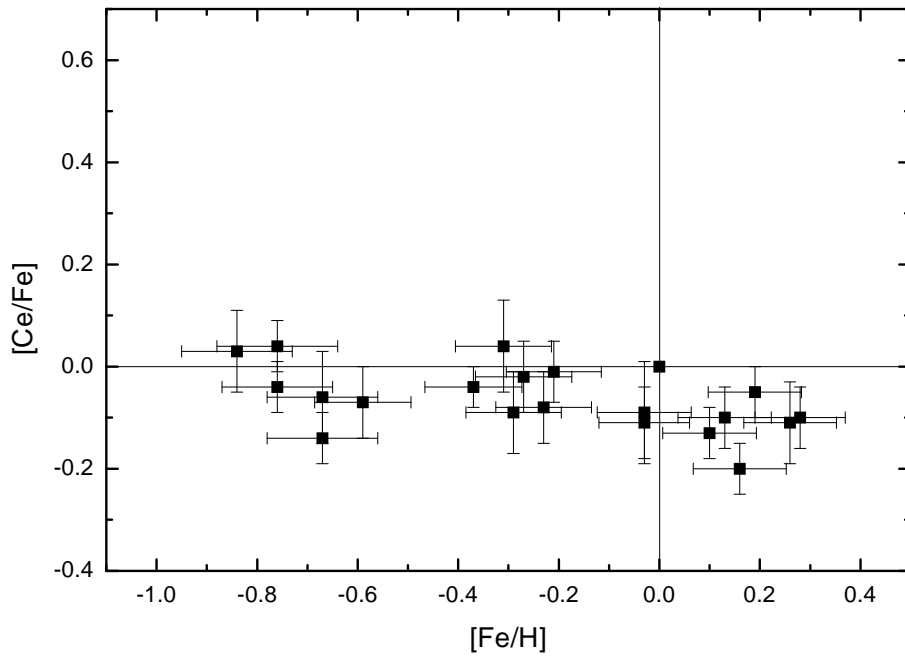


FIGURA 3.11: Diagrama [Ce/Fe] vs. [Fe/H] para as 20 estrelas da amostra e para o Sol.

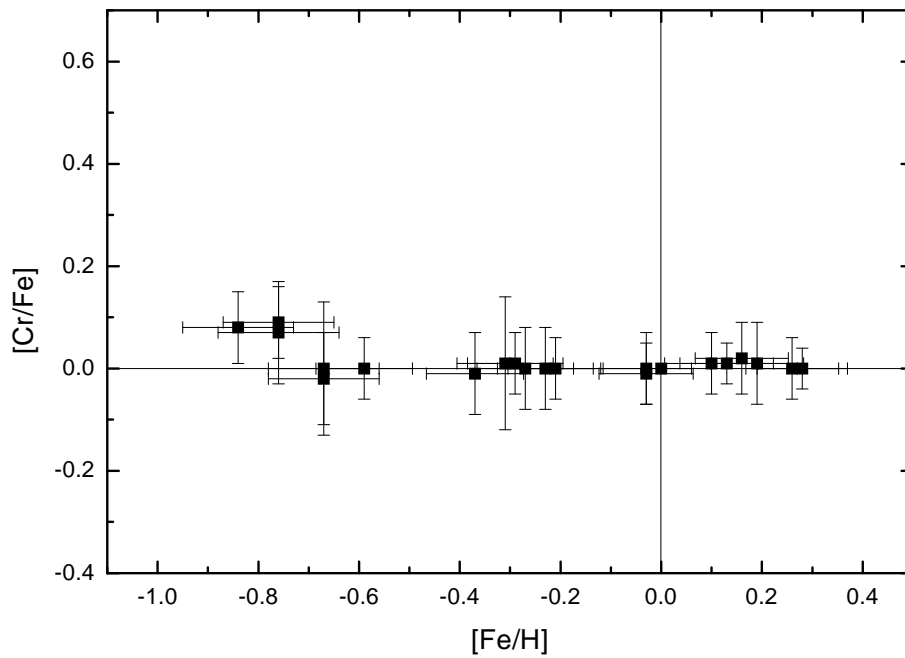


FIGURA 3.12: Diagrama [Cr/Fe] vs. [Fe/H] para as 20 estrelas da amostra e para o Sol.

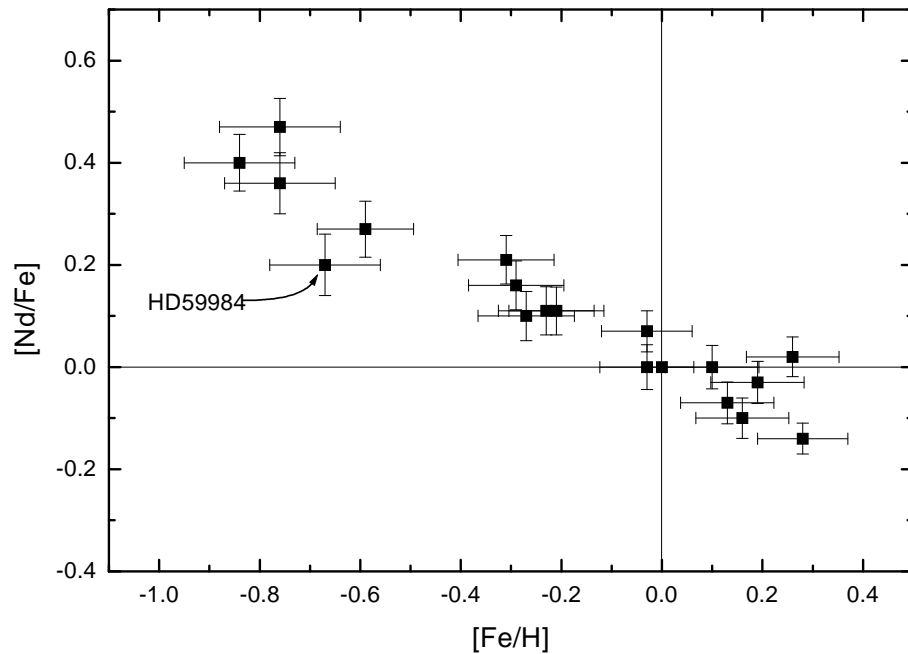


FIGURA 3.13: Diagrama $[Nd/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as 18 estrelas da amostra que tiveram a abundância deste elemento determinada e para o Sol. Um possível *outlier* (HD 59984) está indicado.

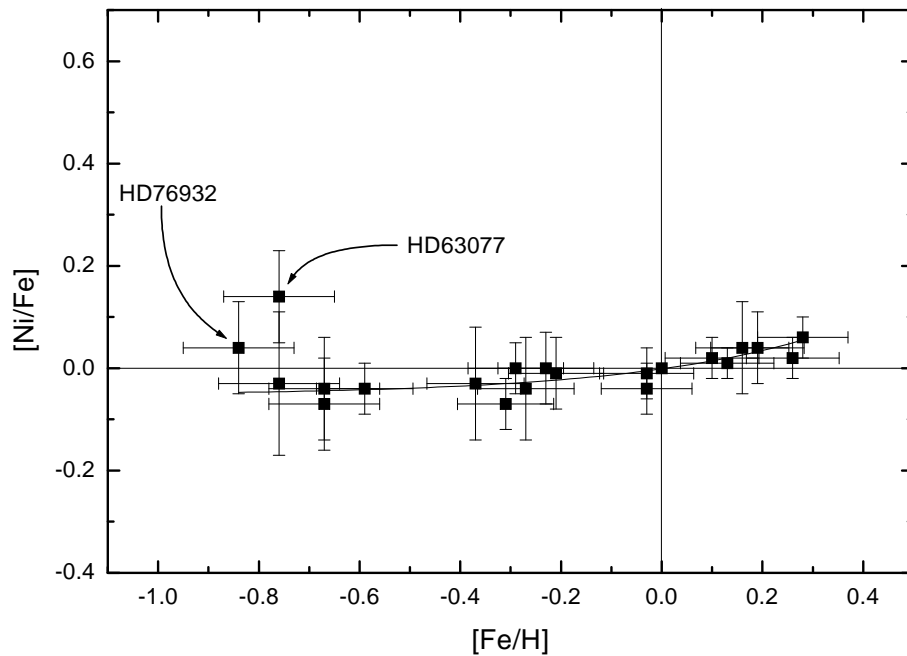


FIGURA 3.14: Diagrama $[Ni/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as 20 estrelas da amostra e para o Sol. Dois prováveis *outliers* (HD 63077 e HD 76932) estão indicados. A curva contínua é um ajuste exponencial aos pontos bem comportados.

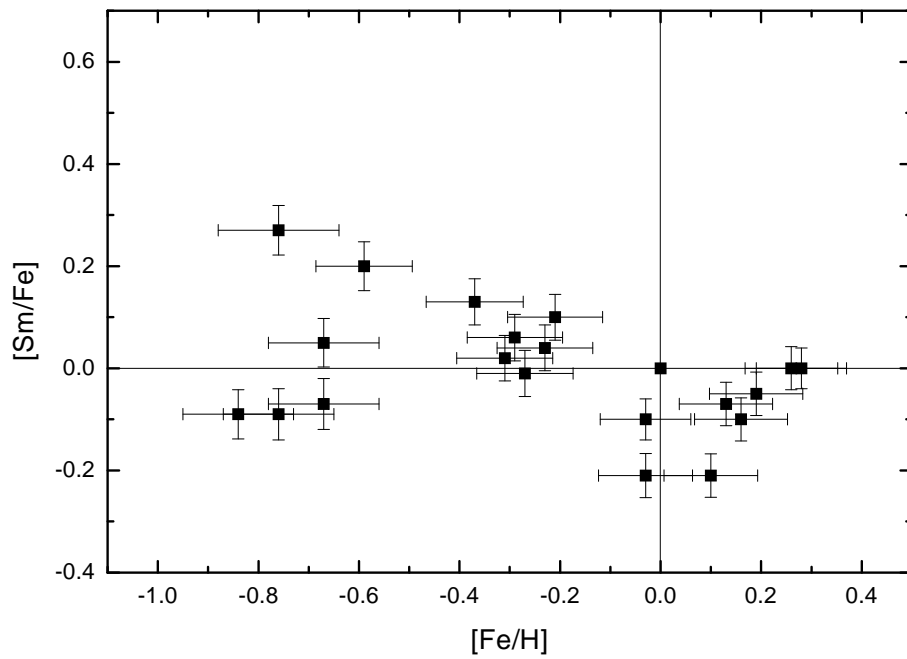


FIGURA 3.15: Diagrama $[Sm/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as 20 estrelas da amostra e para o Sol.

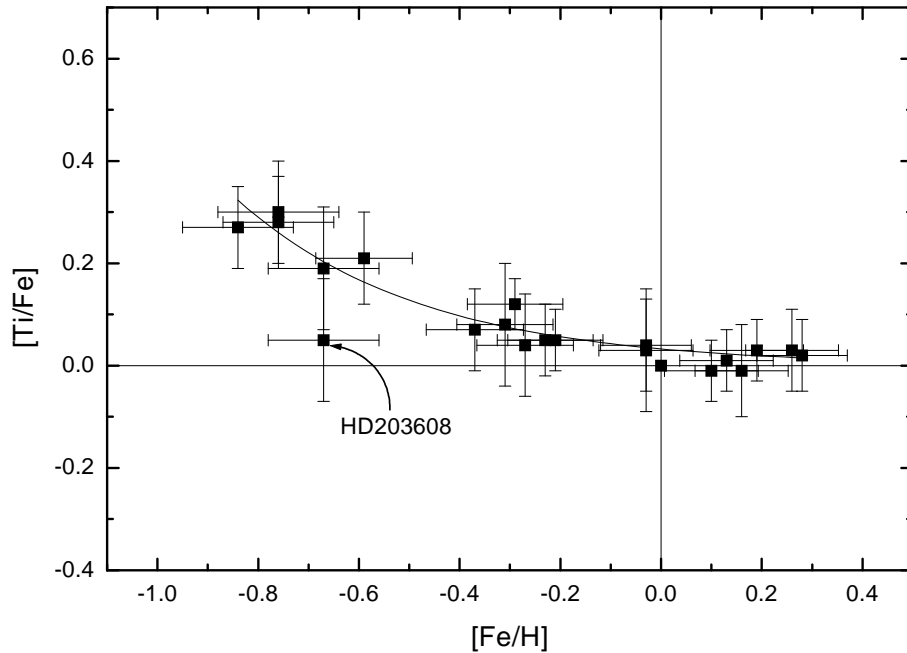


FIGURA 3.16: Diagrama $[Ti/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as 20 estrelas da amostra e para o Sol. Um claro *outlier* (HD 203608) está indicado. A curva contínua é um ajuste exponencial aos pontos bem comportados.

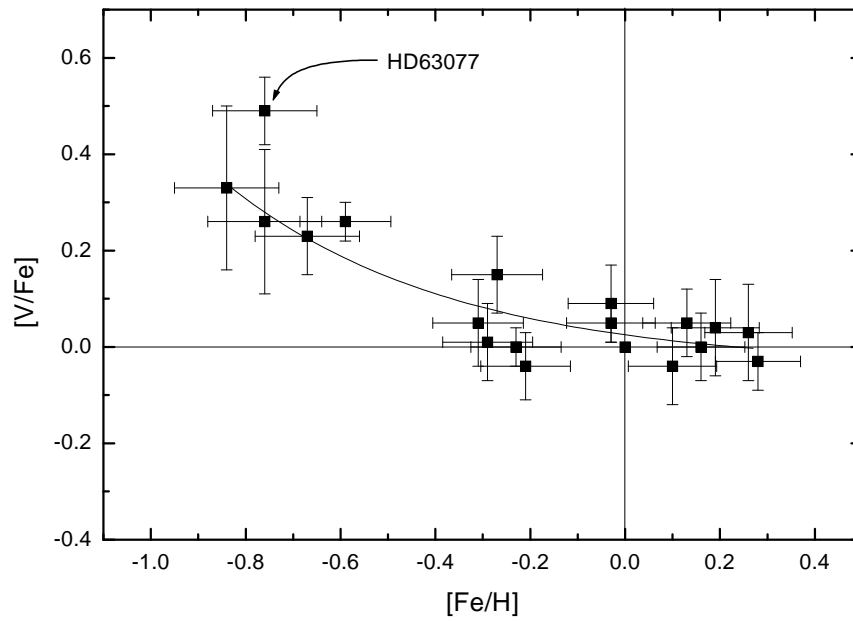


FIGURA 3.17: Diagrama $[V/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as 18 estrelas da amostra que tiveram a abundância deste elemento determinada e para o Sol. Um claro *outlier* (HD 63077) está indicado. A curva contínua é um ajuste exponencial aos pontos bem comportados.

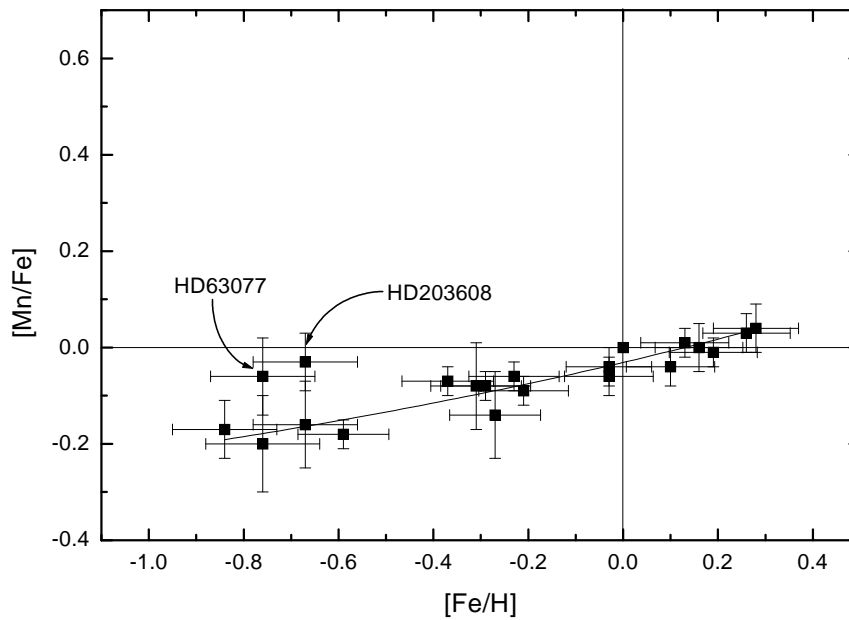


FIGURA 3.18: Diagrama $[Mn/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as 20 estrelas da amostra e para o Sol. Dois prováveis *outliers* (HD 63077 e HD 203608) estão indicados. A curva contínua é um ajuste exponencial aos pontos bem comportados.

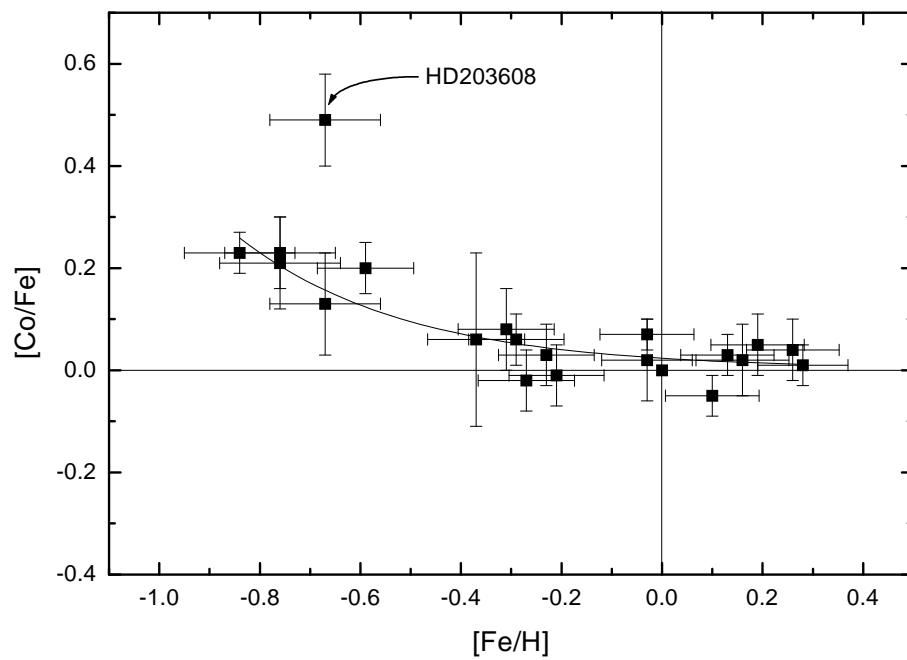


FIGURA 3.19: Diagrama $[Co/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as 20 estrelas da amostra e para o Sol. Um claro *outlier* (HD 203608) está indicado. A curva contínua é um ajuste exponencial aos pontos bem comportados.

Capítulo 4

Síntese Espectral

A determinação das abundâncias de Th e Eu é feita com a ajuda de uma única linha de absorção de cada um destes elementos. A única linha forte e não contaminada o suficiente para permitir uma análise confiável da abundância do Th é a linha de Th II localizada em 4019,13 Å. Mesmo assim, esta linha encontra-se misturada a diversas outras, e faz-se necessário utilizar a técnica de síntese espectral na análise. Uma outra linha citada na literatura, localizada em 4086,5 Å, é fraca demais, apesar de bem mais isolada de contaminações. O Eu também só conta com uma linha forte e não contaminada o suficiente para permitir uma acurada determinação de sua abundância. No entanto, esta linha de Eu II, localizada em 4129,72 Å, tem um perfil significativamente não-gaussiano, o que nos impede de determinar sua LE de maneira confiável, sendo necessário fazer uso de síntese espectral. Em estrelas de outros tipos espectrais e outras classes de luminosidade, como em gigantes, por exemplo, é possível utilizar outras linhas de Th e Eu. No entanto, isto não ocorre para as estrelas de nossa amostra (anãs e subgigantes de tipos espectrais F tardio e G).

O código utilizado no cálculo do espectro sintético foi desenvolvido pela Dra. Monique Spite, e gentilmente cedido pela autora. Este código calcula o espectro sintético com base numa lista de linhas com seus respectivos parâmetros atômicos. Os parâmetros necessários são $\log gf$ e potencial de excitação do nível inferior da transição (χ) em eV. Os modelos de atmosfera utilizados nos cálculos foram os mesmos que os da análise através de LEs (ver subseção 3.3.2). Os parâmetros atmosféricos utilizados foram os adotados (ver tabela 3.4). O código efetua a convolução do espectro sintético com um perfil gaussiano, cuja largura é dada pelo usuário, e com um perfil de rotação, sendo $v \sin i$ um parâmetro de entrada, também definido pelo usuário.

4.1 Európio

4.1.1 Determinação das Abundâncias

Nos cálculos do espectro sintético da linha de Eu II em 4129,72 Å foram levados em consideração a estrutura hiperfina e o desvio isotópico desta (ver tabela B.12). Por conta destes fenômenos, o perfil desta linha é marcadamente não-gaussiano, apresentando a asa azul mais pronunciada do que a vermelha, como pode ser visto no detalhe da figura 2.9.

A lista de linhas utilizadas na síntese da região em torno da linha do Eu II foi construída com base nas listas de Kurucz (2003) e do Vienna Atomic Line Database - VALD (Kupka et al. 1999). Inicialmente foram mantidas todas as linhas encontradas entre 4128,4 Å e 4130,4 Å, nas referidas listas. O primeiro corte aplicado eliminou todas as linhas de elementos ionizados 2 ou mais vezes e todas as linhas cujo potencial de excitação do nível inferior da transição fosse maior do que 10 eV, uma vez que estas não são observadas nas fotosferas de estrelas com temperaturas tão baixas quanto as da nossa amostra. Foram então calculados espectros sintéticos para as quatro estrelas com extremos de temperatura efetiva e metalicidade (HD 22484, HD 59984, HD 63077 e HD 203608; ver figura 3.9), utilizando $\log gf$ de laboratório. As linhas que apresentaram LEs menores do que 0,01 mÅ nas quatro estrelas foram descartadas. A linha de Sc I em 4129,750 Å, citada como importante por Mashonkina & Gehren (2000), apresenta LE desprezível nas 4 estrelas padrão. Foram mantidas 22 linhas de Ti, V, Cr, Fe, Co, Nb, Ru, Ce, Pr, Nd, Sm e Dy, além da própria linha de Eu. Os comprimentos de onda adotados foram os da lista do VALD. Com o intuito de melhorar o ajuste do espectro sintético ao espectro observado do Sol, três linhas artificiais de Fe I (Lawler et al. 2001; Koch & Edvardsson 2002) foram acrescentadas à lista final, que se encontra na tabela 4.1.

Adotamos 1,8 km/s para a velocidade de rotação projetada ($v \sin i$) do disco solar integrado (Mashonkina 2000; Mashonkina & Gehren 2000). A largura do perfil gaussiano utilizado para levar em consideração a macroturbulência e o alargamento instrumental foi obtida pelo ajuste da linha de Fe II em 4128,742 Å, que é suficientemente livre de contaminações, em especial em sua asa azul (Woolf et al. 1995; Koch & Edvardsson 2002). Os $\log gf$ solares foram determinados mantendo as abundâncias fixas em seus valores solares (Grevesse & Sauval 1998) e ajustando o espectro sintético ao espectro observado do Sol. Apenas as linhas mais fortes, de Ti, Cr e Fe, puderam ter seus $\log gf$ ajustados. As linhas mais fracas tiveram seus $\log gf$ mantidos fixos em seus valores de laboratório, que foram retirados da lista do VALD. Foi adotado para a linha de Eu II o

TABELA 4.1: Linhas utilizadas na síntese da linha de Eu II em 4129,72 Å. A linha de Eu II foi substituída, nos cálculos, pelas componentes de sua estrutura hiperfina, segundo a tabela B.12. Estão assinaladas para quais linhas foi determinado $\log gf$ solar; para as outras foi utilizado o valor de laboratório.

λ (Å)	Elemento	χ (eV)	$\log gf_{\text{CES}}$	$\log gf_{\text{FEROS}}$	$\log gf$ solar	Obs.
4128,742	Fe II	2,580	-3,832	-3,554	✓	
4129,000	Cr I	4,210	-2,603	-2,603		
4129,040	Ru I	1,730	-1,030	-1,030		
4129,147	Pr II	1,040	-0,100	-0,100		
4129,159	Ti II	1,890	-2,330	-2,210	✓	
4129,166	Ti I	2,320	+0,131	+0,251	✓	
4129,165	Cr I	3,010	-1,948	-1,948		
4129,174	Ce II	0,740	-0,901	-0,901		
4129,196	Cr I	2,910	-1,374	-1,254	✓	
4129,220	Fe I	3,420	-2,280	-2,160	✓	
4129,220	Sm II	0,250	-1,123	-1,123		
4129,425	Dy II	0,540	-0,522	-0,522		
4129,426	Nb I	0,090	-0,780	-0,780		
4129,461	Fe I	3,400	-2,180	-1,920	✓	
4129,530	Fe I	3,140	-3,425	-3,455	✓	artificial
4129,610	Fe I	3,500	-3,700	-3,730	✓	artificial
4129,643	Ti I	2,240	-1,987	-1,987		
4129,657	Ti I	2,780	-2,297	-2,297		
4129,721	Eu II	0,000	+0,173	+0,173		EHF
4129,817	Co I	3,810	-1,808	-1,808		
4129,837	Nd II	2,020	-0,543	-0,543		
4129,965	Fe I	2,670	-3,390	-3,290	✓	artificial
4129,994	VI	2,260	-1,769	-1,769		
4130,037	Fe I	1,560	-4,195	-4,030	✓	
4130,038	Fe I	3,110	-2,385	-2,225	✓	
4130,068	Fe I	3,700	-3,763	-3,763		
4130,073	Cr I	2,910	-1,971	-1,971		

Referências: ver texto.

valor de $\log gf$ determinado por Komarovskii (1991) e a sua abundância foi modificada até o espectro sintético ajustar o observado.* O processo é iterativo, exigindo modificações alternadas do perfil gaussiano (que muda a *forma* das linhas) e dos $\log gf$ (que muda as *LEs* da linhas). Como foram utilizados espectros da região do Eu provenientes de dois instrumentos diferentes (FEROS e CES), o processo de ajuste dos $\log gf$ solares e abundância solar do Eu foi executado duas vezes. A abundância solar *absoluta* de Eu obtida foi +0,50 para o FEROS e +0,40 para o CES. O valor de $[Eu/H]$ para uma estrela pode ser obtido subtraindo valor solar de sua abundância na escala absoluta ($\log \epsilon(Eu)_* - \log \epsilon(Eu)_\odot$). Na figura 4.1 podemos ver o espectro observado do Sol obtido com o FEROS, juntamente com o resultado da síntese e as principais linhas que compõem o espectro total.

Para a síntese do Eu nas estrelas da amostra, foram utilizadas as abundâncias [elemento/H] dos elementos presentes na região espectral em questão determinados utilizando LEs nos espectros FEROS (ver tabelas 3.7 a 3.10). Pequenos ajustes foram permitidos às abundâncias de Ti, Cr e Fe (dentro dos erros de suas determinações) de modo a melhorar o ajuste do espectro sintético. As abundâncias dos elementos para os quais não medimos nenhuma linha foram determinadas escalonando as abundâncias solares seguindo algum elemento que seja produzido pelo mesmo processo nucleossintético. Achemos por bem escalonar também as abundâncias do Sm, em vez de utilizar as abundância por nós determinadas, porque estas o foram com apenas uma linha e os resultados apresentam grande dispersão e ausência de comportamento bem definido (ver figura 3.15). O Sm e o Dy foram escalonados seguindo o Eu (produção majoritária pelo processo-r) e o Nb, Ru e Pr seguiram o Nd (produção pelos processos r e s), de acordo com Burris et al. (2000). Note-se que a influência destas linhas é marginal, posto que elas são muito fracas e não estão centradas na linha do Eu. As velocidades de rotação projetadas $v \sin i$ e o perfil gaussiano de alargamento instrumental e de macroturbulência foram determinadas pelo

*Convém ressaltar que, quando realizamos o ajuste do espectro solar, podemos modificar a abundância de um determinado elemento, ou seu $\log gf$. Estes procedimentos são totalmente equivalentes, visto que a abundância aparece multiplicada pelo gf nas equações que descrevem o perfil de uma linha de absorção, e o efeito de modificar um é o mesmo que o de modificar o outro. Como nossa análise é diferencial em relação ao Sol, apenas razões de abundâncias são importantes para nós, e não as abundâncias absolutas. Se um determinado elemento têm diversas linhas, é necessário ajustar seus $\log gf$, visto que modificações em sua abundância influenciariam todas as linhas da mesma maneira, não sendo possível corrigir os diferentes desvios entre o espectro observado e as linhas. Se há apenas uma linha, a escolha de qual parâmetro é modificado, a abundância ou o $\log gf$, é apenas uma questão de praticidade durante a análise. Escolhemos modificar a abundância do Eu porque a linha é composta por 32 componentes, e é muito mais prático modificar um parâmetro (a abundância) do que 32 (os $\log gf$ das componentes).

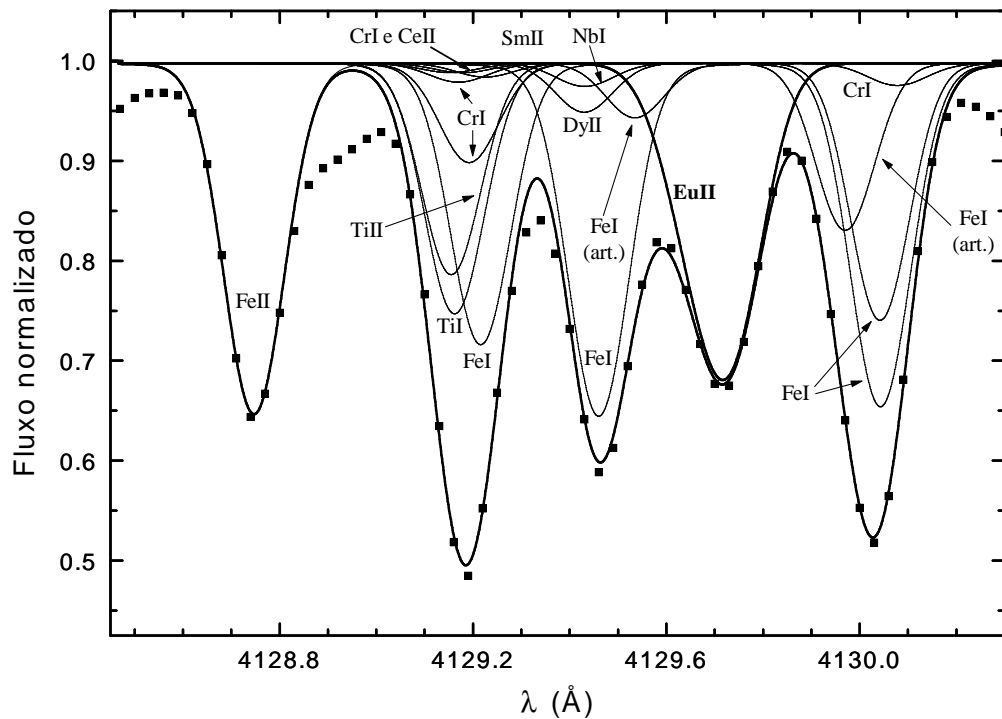


FIGURA 4.1: Região espectral da linha de Eu II em 4129,72 Å, para o Sol. As duas linhas espessas representam o espectro sintético total e a linha de Eu II. As linhas finas representam as linhas mais fortes da região, incluindo duas linhas artificiais de FeI. Os pontos são o espectro observado FEROS para o Sol.

ajuste da linha de Fe II em 4128,742 Å.

Para as estrelas que têm mais de um espectro observado, a síntese foi feita de maneira independente para cada um deles e os resultados foram promediados. Entre espectros diferentes de uma mesma estrela não foram encontradas diferenças maiores do que 0,02 dex. Exemplos de síntese espectral da região do Eu podem ser vistos na figura 4.2 para as duas estrelas com abundâncias extremas deste elemento que foram observadas com o FEROS e com o CES (HD 63077 e HD 160691). A maior amostragem dos espectros CES permite um maior discernimento da EHF da linha do Eu, mesmo sendo o poder resolutor destes espectros aproximadamente igual ao dos espectros FEROS.

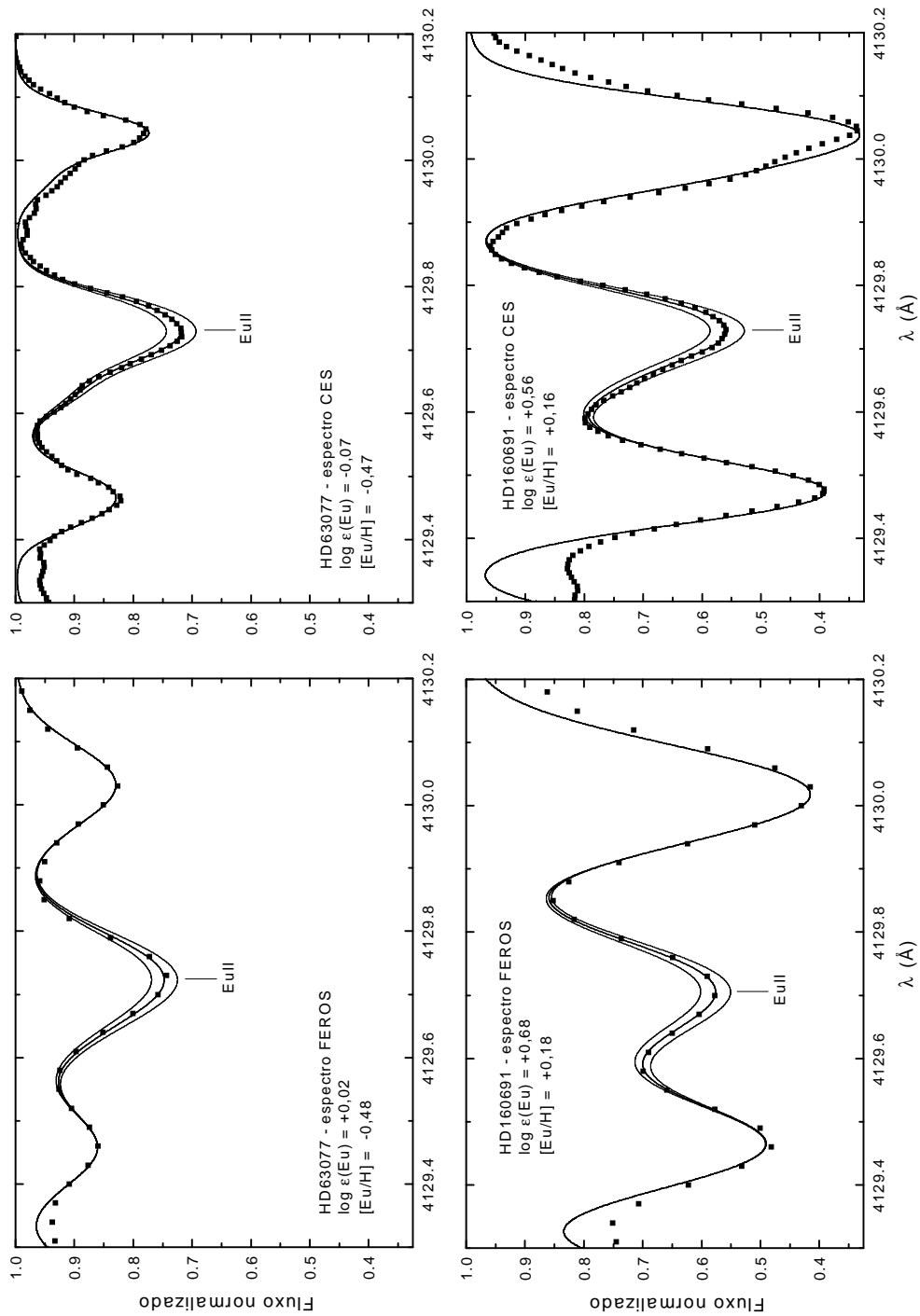


FIGURA 4.2: Exemplos de síntese da região espectral da linha de Eu II em 4129,72 Å. São apresentadas duas estrelas com abundâncias extremas de Eu (HD 63077 e HD 160691), observadas com o FEROS e com o CES. Os pontos são os espectros observados. As curvas espessas são os espectros sintéticos que melhor ajustam os espectros observados, com as abundâncias de Eu que constam nas figuras. As linhas finas representam variações de $\pm 0,05$ dex em $\log \epsilon(\text{Eu})$. Observe o efeito da maior amostragem dos espectros CES. As abundâncias indicadas são as que melhor ajustam os espectros apresentados, e não os valores médios adotados que constam na tabela 4.4.

As abundâncias de Eu obtidas com espectros CES e FEROS são comparadas na figura 4.3. Um ajuste linear foi calculado, e a expressão resultante foi utilizada para corrigir as abundâncias de Eu determinadas com os espectros do FEROS para o sistema do CES. Conseguimos assim dois conjuntos de abundâncias de Eu: um totalmente homogêneo, obtido com espectros FEROS, e outro obtido parcialmente com espectros do CES e parcialmente com espectros do FEROS corrigidos para o sistema CES. Plotamos então as abundâncias $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para ambos conjuntos de dados, de modo a poder analisar qual apresenta menos dispersão, e poder então escolher um como adotado (ver figura 4.4). Ajustando uma reta aos dados, observamos uma dispersão σ ligeiramente menor para o conjunto de dados no sistema CES e, por isto, adotamos este conjunto para as análises subsequentes.

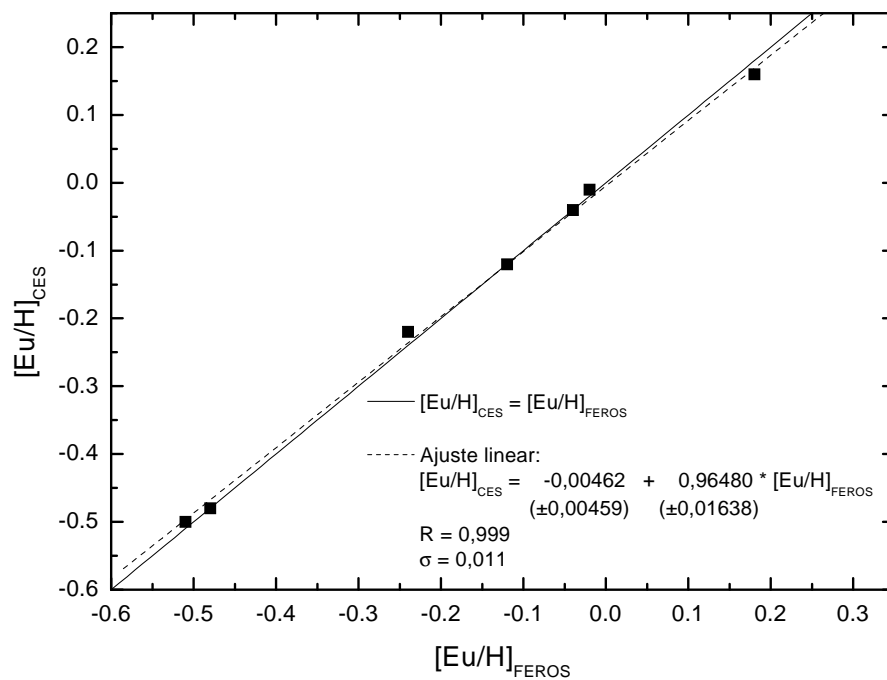


FIGURA 4.3: Comparação entre as abundâncias de Eu determinadas utilizando espectros CES e FEROS. A linha cheia é a bissetriz do quadrante, e a linha tracejada é um ajuste linear, cujos parâmetros estão na figura.

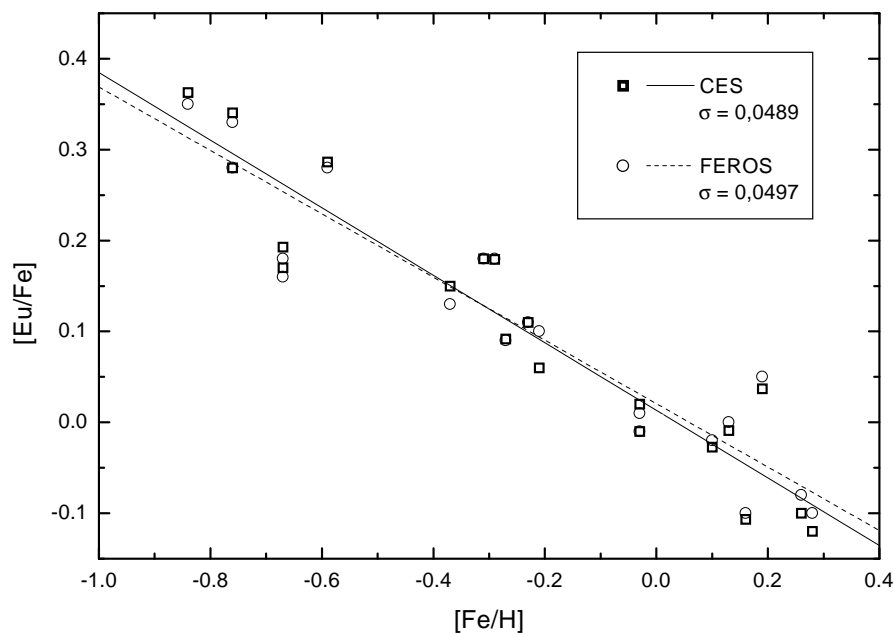


FIGURA 4.4: Diagrama $[Eu/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as 20 estrelas da amostra. São apresentadas as abundâncias obtidas com os espectros CES e FEROS. As retas cheia e tracejada são ajustes lineares a estes dois conjuntos de dados, cujas dispersões estão indicadas na legenda. Note que os dados do CES são ligeiramente melhores que os do FEROS.

4.1.2 Determinação das Incertezas

As incertezas das abundâncias de $[Eu/H]$ foram estimadas num processo muito semelhante ao utilizado para as abundâncias determinadas com o uso de LEs, para as mesmas quatro estrelas. No lugar de HD 59984 como estrela pobre e quente, foi usada HD 203608, que tem temperatura efetiva maior. Os parâmetros atmosféricos foram variados independentemente e as sínteses refeitas. A incerteza do posicionamento do contínuo é o fator preponderante na incerteza das abundâncias de Eu. A incerteza do contínuo é maior para estrelas ricas, pois estas têm linhas de absorção mais fortes, que rebaixam o contínuo aparente, dificultando a localização de boas janelas para efetuar a normalização. Para estimar a influência da incerteza do contínuo, multiplicamos o fluxo dos espectros das estrelas ricas (HD 22484 e HD 160691) por 0,98 e o das estrelas pobres (HD 63077 e HD 203608) por 0,99, e refizemos a análise. As incertezas de $[Eu/H]$, $[Eu/Fe]$, $[Th/H]$, $[Th/Fe]$ e $[Th/Eu]$ para as estrelas padrão podem ser vistas na tabela 4.3, ao final da subseção 4.2.2. As in-

certezas da metalicidade e do contínuo dominam claramente os erros das abundâncias de Eu. Variações na velocidade de microturbulência não apresentam efeitos na abundância do Eu. Isto ocorre porque a estrutura hiperfina da linha a alarga tanto que a torna praticamente não-saturada, conforme encontrado por Woolf et al. (1995, WTL95), Lawler et al. (2001) e Koch & Edvardsson (2002, KE02). Os erros das abundâncias relativas ao Fe ([elemento/Fe]) foram obtidas simplesmente subtraindo os erros de [Fe/H] dos de [elemento/H], como foi feito com os erros dos elementos com LEs medidas. Da mesma forma, os erros de [Th/Eu] foram obtidos subtraindo os erros de [Eu/H] dos de [Th/H]. Os erros totais são obtidos compondo quadraticamente os erros associados a cada parâmetro. Como na análise de erros da subseção 3.7.1, os erros adotados para as outras estrelas foram determinados pela média ponderada dos erros das quatro estrelas padrão, utilizando como pesos o inverso das distâncias da estrela em questão a cada uma das estrelas padrão, no plano T_{ef} vs. [Fe/H]. As abundâncias [Eu/H], [Th/H] e [Th/Eu], com seus erros em relação ao H e ao Fe, para todas as estrelas da amostra estão na tabela 4.4, também no final da subseção 4.2.2.

Efeitos não-ETL nas abundâncias derivadas pela linha de Eu II em 4129,72 Å foram calculados por Mashonkina & Gehren (2000). O nível fundamental se mostra ligeiramente subpovoado e os demais níveis ligeiramente superpovoados. Isto acarreta em uma pequena diferença nas abundâncias que seriam obtidas caso nosso método trabalhasse com abundâncias absolutas. Como aplicamos um tratamento diferencial à análise, derivando $\log gf$ solares, estas pequenas diferenças se cancelam parcialmente, tornando-se desprezíveis (Woolf et al. 1995; Koch & Edvardsson 2002).

4.1.3 Comparação com Resultados de Outros Autores

Os melhores e mais completos trabalhos com determinações de abundâncias de Eu em estrelas do disco Galáctico são WTL95 e KE02. Outros trabalhos citados na literatura (Butcher 1975; Zhao 1994; Gratton & Sneden 1994; Mashonkina & Gehren 2000; Mishenina & Kovtyukh 2001) apresentam problemas, como amostras muito reduzidas ou análises pouco cuidadosas, e não foram usados para comparação com nossos dados. A amostra de WTL95 e KE02 consiste de uma sub-amostra de Edvardsson et al. (1993), e foram utilizados seus parâmetros atmosféricos e abundâncias de Fe. A abundância de Eu foi obtida por síntese espectral da mesma linha que nós utilizamos, localizada em 4129,72 Å. O processo de análise descrito é fundamentalmente idêntico ao nosso. KE02 agregaram a base de dados de WTL95 à sua própria base por meio de uma simples conversão linear,

obtida pela comparação das duas. É esta base de dados conjunta que foi utilizada para comparação com nossos dados.

Como nosso objetivo é comparar as abundâncias de Eu, e não as de Fe, corrigimos as abundâncias de Fe de Edvardsson et al. (1993) utilizadas por WTL95 e KE02, transformando-as para o nosso sistema de abundâncias. Esta correção foi obtida por um ajuste linear ao gráfico onde comparamos as abundâncias de Fe de Edvardsson et al. (1993) com as nossas (ver figura 4.5). As abundâncias de $[Eu/Fe]$ de WTL95 e KE02 foram recalculadas, subtraindo os valores corrigidos de $[Fe/H]$ de seus valores de $[Eu/H]$.

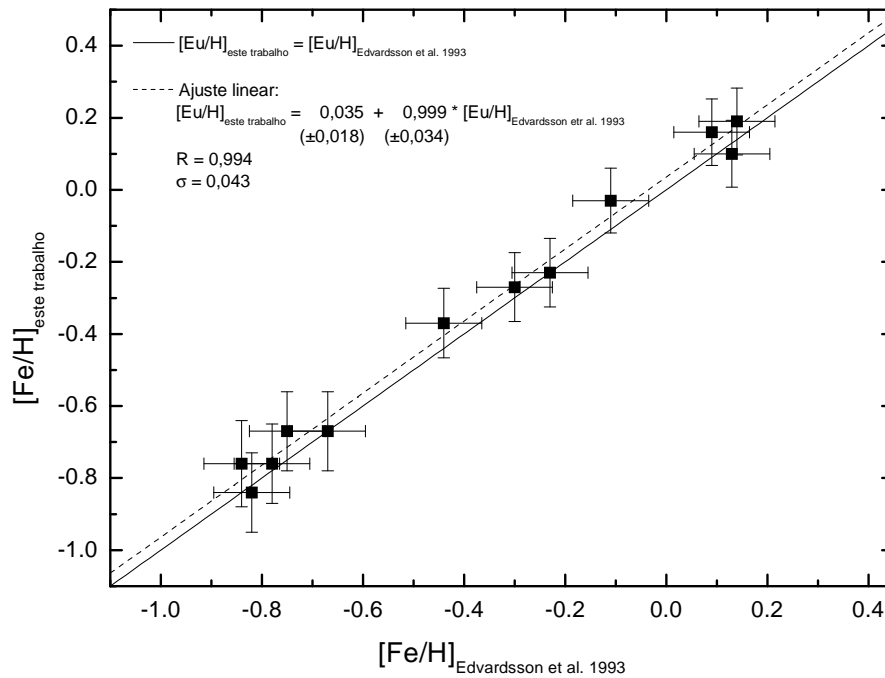


FIGURA 4.5: Comparação entre as abundâncias de $[Fe/H]$ determinadas por nós e por Edvardsson et al. 1993. A linha cheia é a bissetriz do quadrante e a tracejada é um ajuste linear.

Das 125 estrelas de WTL95 e KE02, 11 estão também em nossa amostra. A figura 4.6 mostra a comparação entre as abundâncias $[Eu/H]$ por nós determinadas com as de WTL95 e KE02, para estas estrelas em comum. A concordância é boa, com coeficiente de correlação $R = 0,932$ satisfatório e dispersão razoavelmente baixa ($\sigma = 0,103$), quando levamos em conta o pequeno número de pontos. O ajuste linear não pode ser distinguido da bissetriz do quadrante com boa significância estatística, visto que tem coeficientes pouco acurados, quando comparados com os erros de suas determinações e com a

dispersão do ajuste. Na figura 4.7 é mostrado um gráfico de $[\text{Eu}/\text{H}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para todas as estrelas do nosso trabalho e da base comum de WTL95 e KE02. A comparação é perfeita, e mesmo com uma amostra 6 vezes menor, nossos resultados apresentam dispersão 36% menor (ajustando retas encontramos uma dispersão de 0,050 para nossos resultados e 0,078 para os resultados de WTL95 e KE02).

Na figura 4.8 podemos ver uma comparação entre as abundâncias $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ por nós determinadas com as de WTL95 e KE02, para as estrelas em comum. O diagrama $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para as duas bases de dados (figura 4.9) mostra que nossos resultados seguem exatamente o mesmo comportamento, mas com dispersão menor (0,050 para os nossos resultados, e 0,078 para os de WTL95 e KE02).

WTL95 e KE02 demonstraram, através de simulações Monte Carlo do espalhamento dos dados, que este não é real, mas resultado principalmente de erros observacionais, analíticos e sistemáticos. A comparação de nossos resultados com os de WTL95 e KE02 demonstra que conseguimos obter um conjunto de abundâncias de Eu com alta precisão, visto que este segue um comportamento semelhante ao já evidenciado nestes e em outros trabalhos, mas com dispersão consideravelmente menor. Esta redução na dispersão tem origem em diversas melhorias introduzidas na análise por este trabalho, tais como o uso de parâmetros atmosféricos obtidos por nós através de análise espectral detalhada e totalmente auto-consistente.

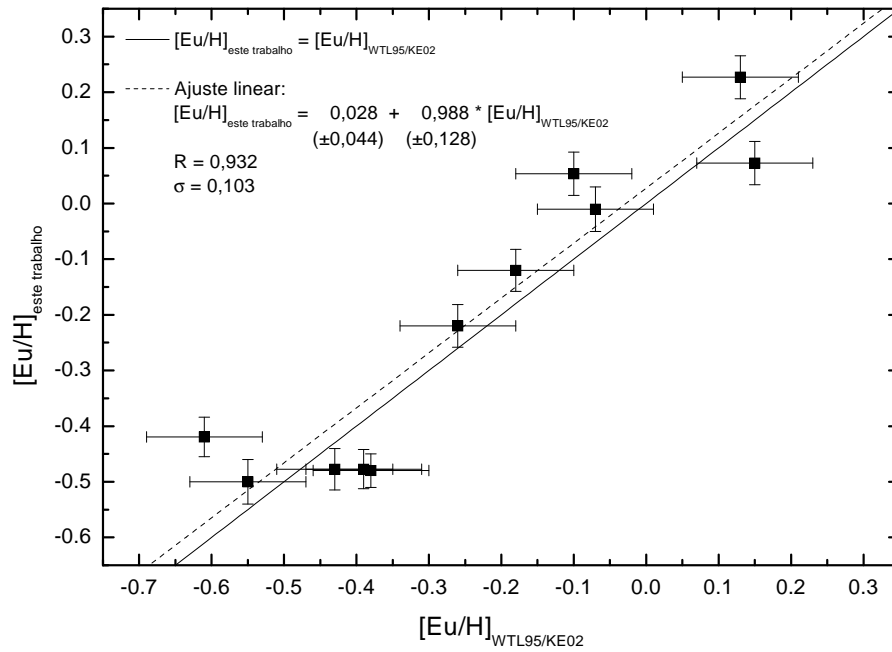


FIGURA 4.6: Comparação entre as abundâncias de $[Eu/H]$ determinadas por nós e por WTL95 e KE02. A linha cheia é a bissetriz do quadrante e a tracejada é um ajuste linear.

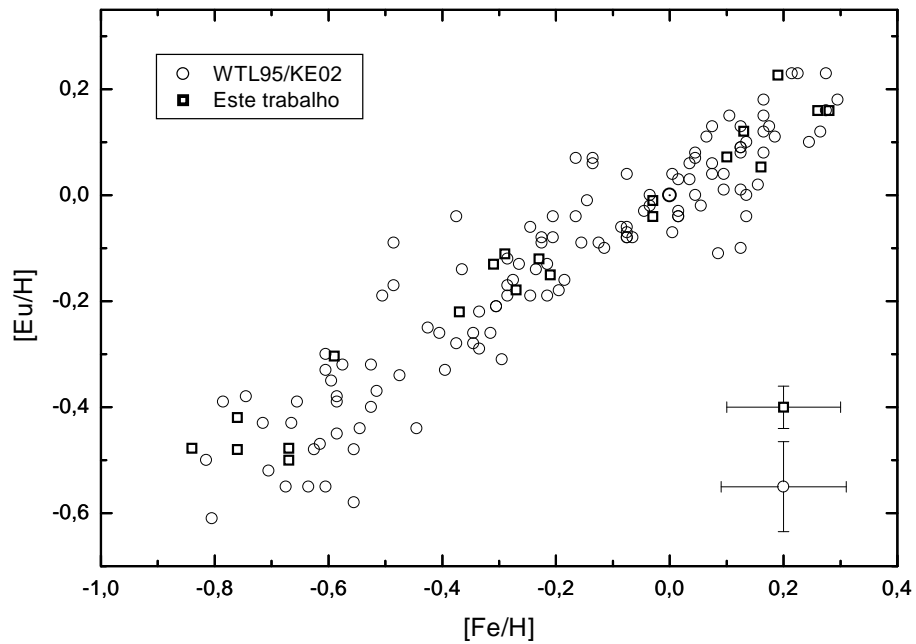


FIGURA 4.7: Diagrama de $[Eu/H]$ vs. $[Fe/H]$ para as estrelas deste trabalho e as de WTL95 e KE02. Barras de erro médias para os 2 conjuntos de dados podem ser vistas no canto inferior direito.

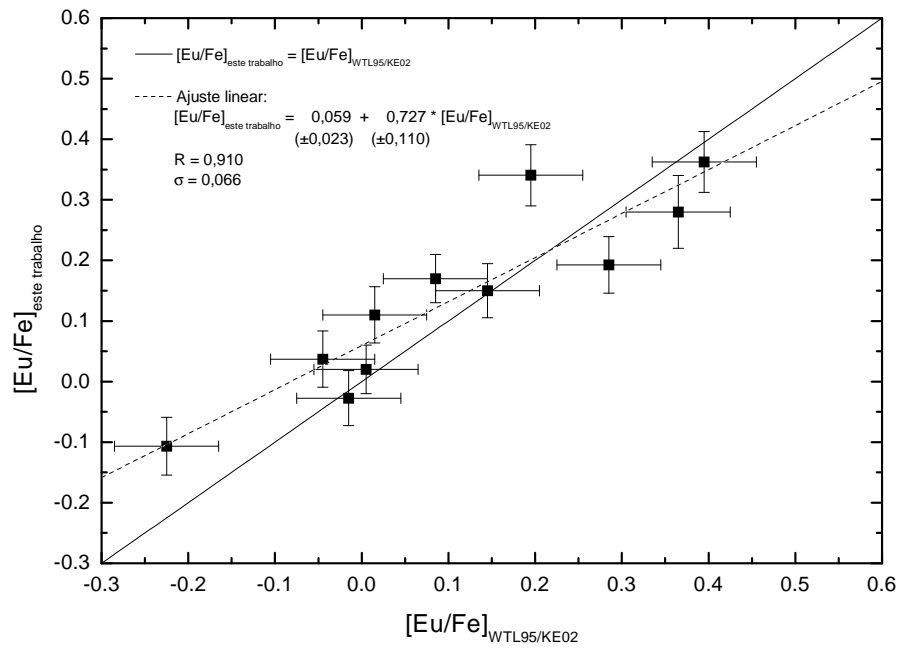


FIGURA 4.8: Comparação entre as abundâncias de $[Eu/Fe]$ determinadas por nós e por WTL95 e KE02. A linha cheia é a bissetriz do quadrante e a tracejada é um ajuste linear.

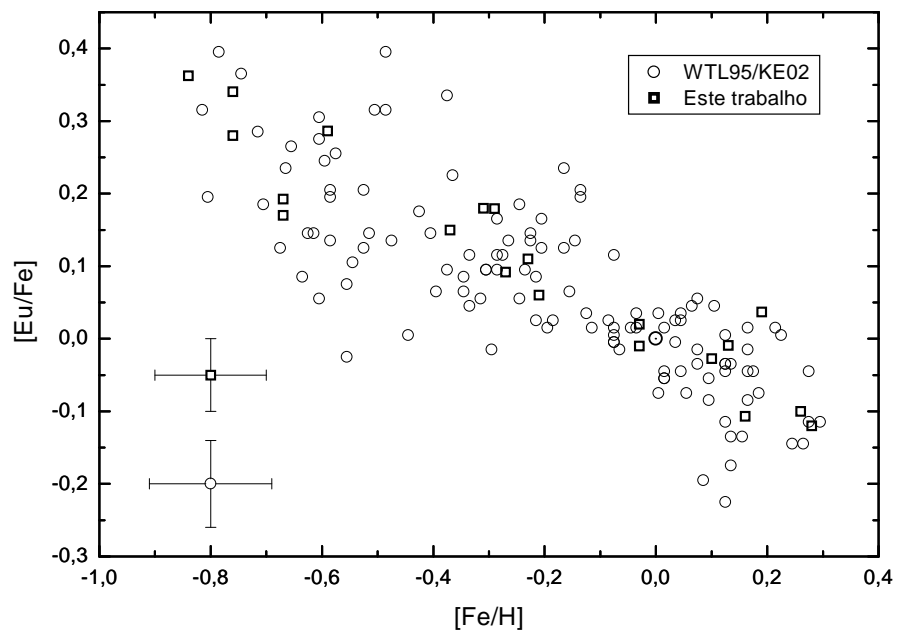


FIGURA 4.9: Diagrama de $[Eu/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as estrelas deste trabalho e as de WTL95 e KE02. Barras de erro médias para os 2 conjuntos de dados podem ser vistas no canto inferior esquerdo.

4.2 Tório

4.2.1 Determinação das Abundâncias

A lista de linhas utilizadas na síntese da região em torno da linha do Th II (4018,9 Å a 4019,5 Å) foi construída de maneira idêntica à lista da a síntese da linha de Eu II (subseção 4.1.1). Foram mantidas 14 linhas de V, Mn, Fe, Co, Ni, W, Ce e U, além da própria linha de Th. Os comprimentos de onda adotados foram os da lista do VALD, com exceção das linhas de Fe I em 4019,043 Å, Ni I em 4019,067 Å e Th II em 4019,130 Å, que foram determinados em laboratório por Learner et al. (1991) com precisão melhor do que 0,0005 Å, e das linhas de Co I, que foram calculados utilizando os números de onda de seus níveis eletrônicos segundo referências contidas nas tabelas B.1 a B.3. Com o objetivo de melhor ajustar o espectro sintético ao espectro observado do Sol, uma linha artificial de Fe II (Morell et al. 1992; François et al. 1993) foi acrescentada à lista final, que se encontra na tabela 4.2.

TABELA 4.2: Linhas utilizadas na síntese da linha de Th II em 4019,13 Å. As linhas de Co I foram substituídas, nos cálculos, pelas componentes de suas estruturas hiperfinas, segundo as tabelas B.1 a B.3. Estão assinaladas para quais linhas foi determinado $\log gf$ solar; para as outras foi utilizado o valor de laboratório.

λ (Å)	Elemento	χ (eV)	$\log gf_{3,60m}$	$\log gf_{CAT}$	$\log gf$ solar	Obs.
4018,986	U II	0,04	-1,391	-1,391		
4018,999	Mn I	4,35	-1,497	-1,497		
4019,036	V II	3,75	-2,704	-2,704		
4019,042	Mn I	4,67	-1,031	-1,026	✓	
4019,043	Fe I	2,61	-3,150	-3,145	✓	
4019,057	Ce II	1,01	-0,470	-0,445	✓	
4019,067	Ni I	1,94	-3,404	-3,329	✓	
4019,130	Th II	0,00	-0,228	-0,228		
4019,132	Co I	2,28	-2,270	-2,270		EHF
4019,134	VI	1,80	-1,300	-1,300		
4019,206	Fe II	3,00	-5,380	-5,425	✓	artificial
4019,228	W I	0,41	-2,200	-2,200		
4019,293	Co I	0,58	-3,232	-3,232		EHF
4019,297	Co I	0,63	-3,769	-3,769		EHF

Referências: ver texto.

A largura do perfil gaussiano utilizado para levar em consideração a macroturbulência e o alargamento instrumental foi obtida pelo ajuste das linhas de Co I em 4019,293 Å e 4019,297 Å. Os $\log gf$ solares foram determinados ajustando o espectro sintético ao espectro observado do Sol e mantendo as abundâncias fixas em seus valores solares (Grevesse & Sauval 1998). Apenas as linhas mais fortes, de Mn, Fe, Ce e Ni, tiveram seus $\log gf$ ajustados. As linhas mais fracas tiveram seus $\log gf$ mantidos fixos em seus valores de laboratório, que foram retirados da lista do VALD. O $\log gf$ da linha de Th II foi mantido fixo em seu valor de laboratório (Nilsson et al. 2002) e a abundância foi modificada até o espectro sintético ajustar o observado. O processo é iterativo, exigindo modificações alternadas do perfil gaussiano (que muda a *forma* das linhas) e dos $\log gf$ (que muda as *LEs* da linhas). O processo de ajuste dos $\log gf$ solares e abundância solar do Th foi feito independentemente para cada telescópio usado (3,60m e CAT). A abundância solar absoluta de Th obtida foi -0,01 para o 3,60m e +0,00 para o CAT. Na figura 4.10 podemos ver o espectro observado do Sol obtido com o 3,60m, juntamente com o resultado da síntese e as principais linhas que compõem o espectro total.

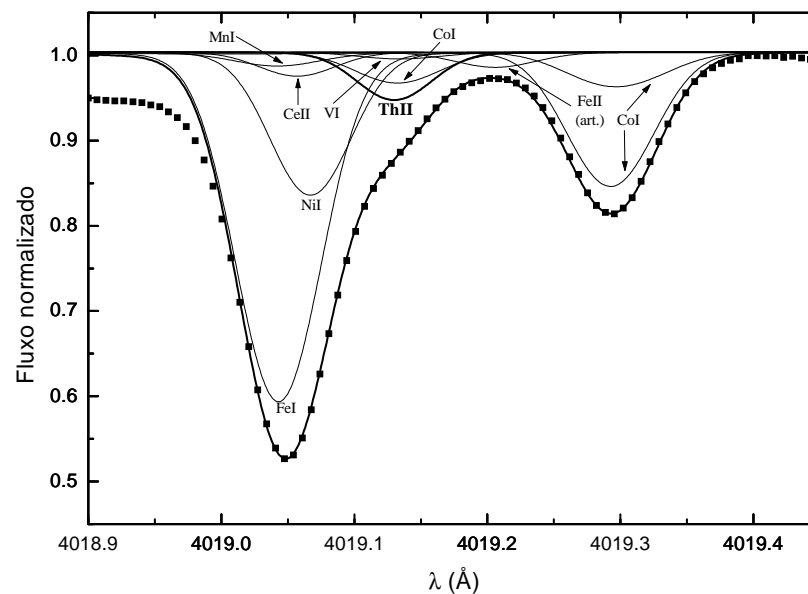


FIGURA 4.10: Região espectral da linha de Th II em 4019,13 Å, para o Sol. As duas linhas espessas representam o espectro sintético total e a linha de Th II. As linhas finas representam as linhas mais fortes da região, incluindo uma linha artificial de Fe II. Os pontos são o espectro observado CES, obtido com o telescópio de 3,60m, para o Sol.

Para a síntese do Th nas estrelas da amostra, foram utilizadas as abundâncias [ele-

mento/H] dos elementos presentes na região espectral em questão, determinados utilizando LEs nos espectros FEROS (ver tabelas 3.7 a 3.10). Pequenos ajustes foram permitidos às abundâncias de Mn, Fe, Ce e Ni (dentro dos erros de suas determinações) de modo a melhorar o ajuste do espectro sintético. As abundâncias de W, para o qual não medimos nenhuma linha, foram determinadas escalonando as abundâncias solares seguindo a abundância do Fe. As abundâncias de U foram estimadas partindo da hipótese simplista de que a abundância [U/H] no momento da formação da estrela independe de sua metalicidade. Aliamos esta hipótese a uma relação idade-metalicidade linear muito simplificada, na qual uma estrela com [Fe/H] = -1,00 tem 10 Gano e uma com [Fe/H] = 0,00 tem 4,57 Gano, ou seja, $\text{idade}(\text{Gano}) = 4,57 - 5,43 \cdot [\text{Fe}/\text{H}]$, obtendo então a relação $[\text{U}/\text{H}] = -0,50 + 0,37 \cdot [\text{Fe}/\text{H}]$. Note-se que as linhas de W e U estão consideravelmente afastadas da linha do Th e têm LEs que não ultrapassam 0,2 mÅ para as estrelas mais ricas, o que mostra a pequena importância que têm na determinação da abundância do Th. As velocidades de rotação projetadas $v \sin i$ utilizadas foram as determinadas na análise do Eu, e o perfil gaussiano de alargamento instrumental e de macroturbulência foi determinado pelo ajuste das linhas de Co I em 4019,293 Å e 4019,297 Å.

Para as estrelas que têm mais de um espectro observado, a síntese foi feita de maneira independente para cada um deles e os resultados foram promediados. Entre espectros diferentes de uma mesma estrela não foram encontradas diferenças maiores do que 0,02 dex. Exemplos de síntese espectral da região do Th podem ser vistos na figura 4.11 para as duas estrelas com abundâncias extremas deste elemento que foram observadas com o CAT e com o 3,60m (HD 20766 e HD 128620).

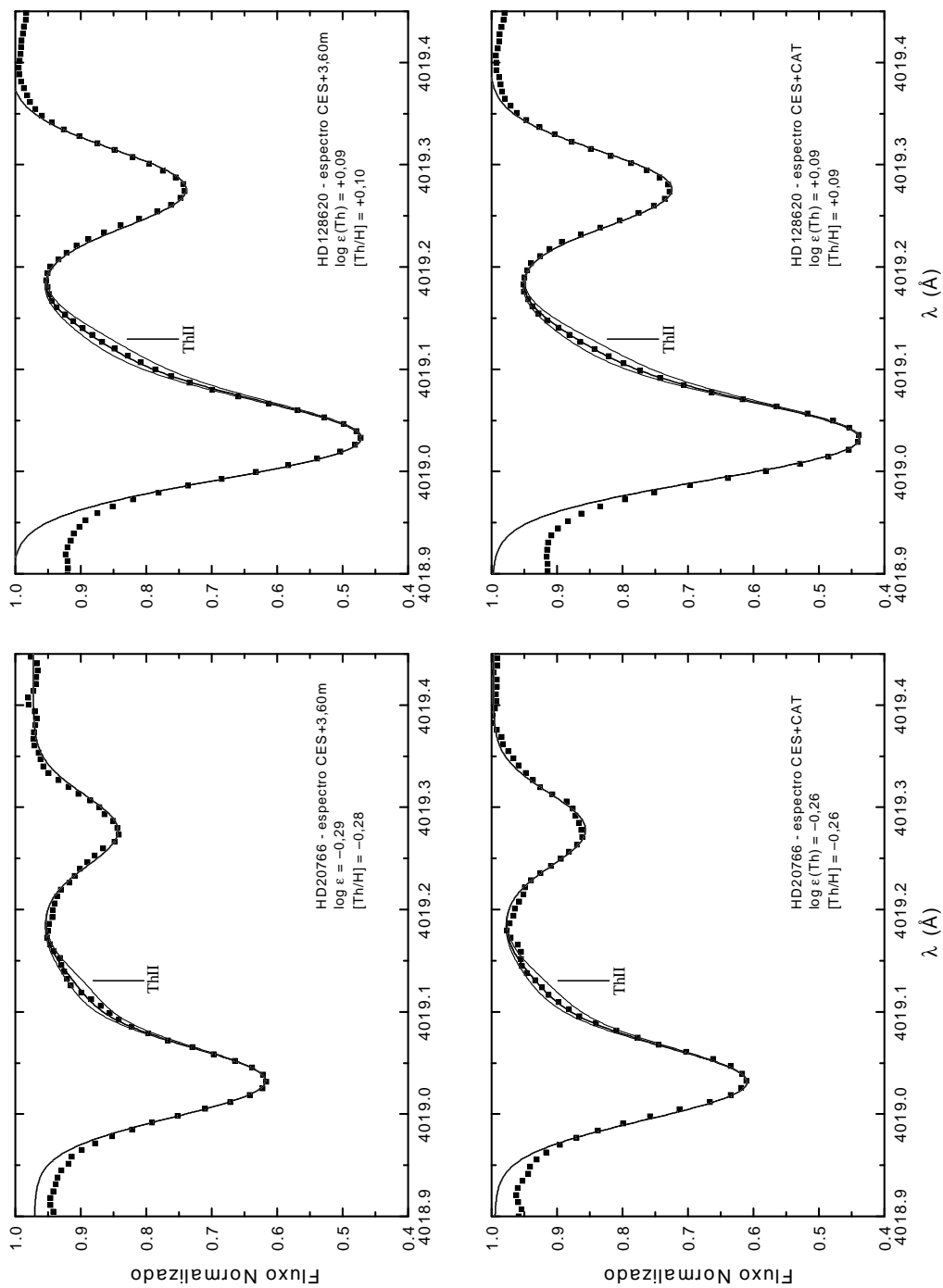


FIGURA 4.11: Exemplos de síntese da região espectral da linha de Th II em 4019,13 Å. São apresentadas duas estrelas com abundâncias extremas de Th (HD 20766 e HD 128620), observadas com o 3,60m e com o CAT. Os pontos são os espectros observados. As curvas espessas são os espectros sintéticos que melhor ajustam os espectros observados, com as abundâncias de Th que constam nas figuras. As linhas finas representam variações de $\pm 0,20$ dex em $\log \epsilon(\text{Th})$. Note que, devido aos problemas que degradaram a resolução efetiva dos espectros do 3,60m,, estes são praticamente idênticos aos do CAT. As abundâncias indicadas são as que melhor ajustam os espectros apresentados, e não os valores médios adotados que constam na tabela 4.4.

As abundâncias de Th determinadas com espectros CES obtidos com o CAT e com o 3,60m são comparadas na figura 4.12. Um ajuste linear foi calculado e a expressão resultante foi utilizada para corrigir as abundâncias de Th determinadas com os espectros do CAT para o sistema do 3,60m, e vice-versa. Conseguimos assim dois conjuntos de abundâncias de Th: um com dados originais do 3,60m somado aos dados CAT corrigidos para o sistema do 3,60m, e outro com os dados originais CAT somado aos dados 3,60m corrigidos para o sistema do CAT. Plotamos então as abundâncias $[\text{Th}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para ambos conjuntos de dados, de modo a poder escolher como adotado o que apresentar a menor dispersão (ver figura 4.13). Ajustando uma reta aos dados, observamos uma dispersão σ menor para o conjunto de dados no sistema CAT e, por isto, adotamos este conjunto para as análises subseqüentes. Assim, nossas abundâncias adotadas de Eu e de Th se encontram num mesmo sistema, relacionado com um mesmo instrumento (CES) e um mesmo telescópio (CAT).

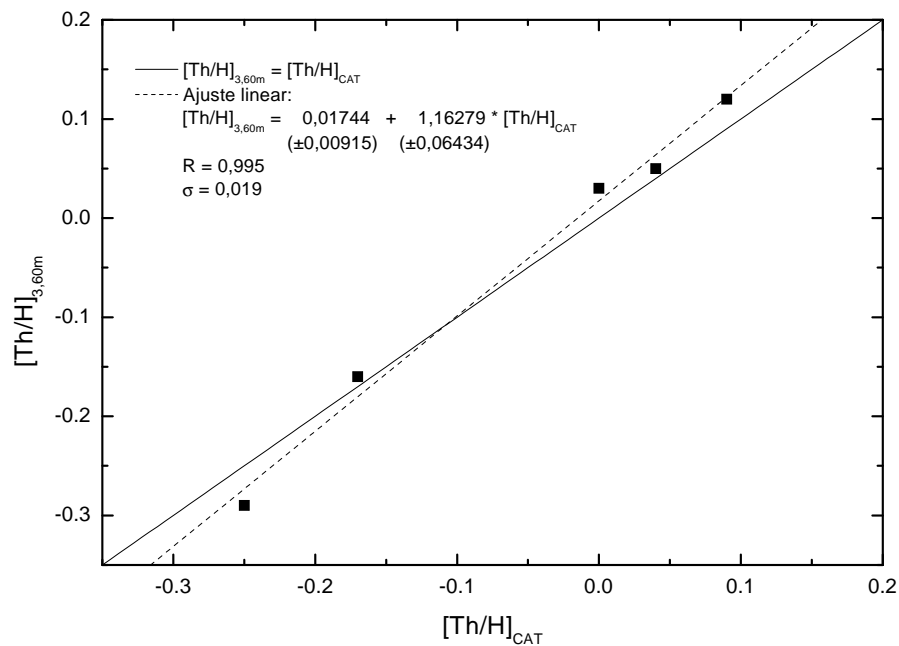


FIGURA 4.12: Comparação entre as abundâncias de Th determinadas utilizando espectros CES obtidos com o CAT e com o telescópio de 3,60m. A linha cheia é a bissetriz do quadrante, e a linha tracejada é um ajuste linear, cujos parâmetros estão na figura.

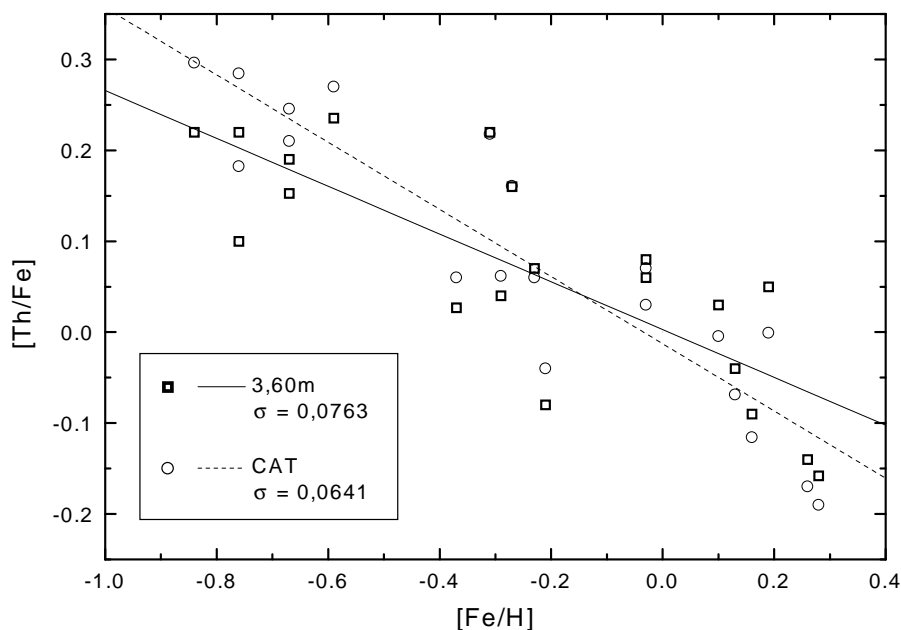


FIGURA 4.13: Diagrama $[Th/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as 20 estrelas da amostra. São apresentadas as abundâncias determinadas com os espectros CES obtidos com o CAT e com o 3,60m. As retas cheia e tracejada são ajustes lineares a estes dois conjuntos de dados, cujas dispersões estão indicadas na legenda. Note que os dados do CAT são melhores que os do 3,60m.

4.2.2 Determinação das Incertezas

Os erros das abundâncias de Th foram estimados através de procedimento idêntico ao descrito na subseção 4.1.2 para o Eu. A análise detalhada das incertezas para as quatro estrelas padrão se encontra na tabela 4.3 e as abundâncias de Th, juntamente com os erros, para todas as estrelas da amostra podem ser vistos na tabela 4.4. O Th apresenta sensibilidade semelhante ao Eu no tocante às incertezas dos parâmetros atmosféricos, mas sensibilidade muito maior aos erros no posicionamento do contínuo (3 a 5 vezes maior que o Eu). Isto é compreensível, quando lembramos que a linha do Eu apresenta LEs que variam entre aproximadamente 20 mÅ e 90 mÅ para as estrelas da nossa amostra, enquanto que a linha do Th é bem mais fraca, com LEs entre 1 mÅ e 8 mÅ. Além disto, enquanto que a linha de Eu está praticamente isolada de contaminações, a linha de Th está localizada na asa de um conjunto de quatro linhas fortes de Mn, Fe, Ce e Ni e está sobreposta a uma linha de VI e uma de CoI que tem, dependendo da estrela, LE comparável à do Th.

TABELA 4.3: Análise dos erros das abundâncias de [Eu/H], [Eu/Fe], [Th/H], [Th/Fe] e [Th/Eu]. Os erros em relação ao Fe são obtidos subtraindo os erros de [Fe/H] (ver tabela 3.7) dos erros de [elemento/H].

Parâm.	Δparâm.	HD	Erros nas abundâncias de				
			[Eu/H]	[Eu/Fe]	[Th/H]	[Th/Fe]	[Th/Eu]
T_{ef}	27K	160691	+0,01	+0,00	+0,00	-0,01	-0,01
		22484	+0,01	-0,01	+0,01	-0,01	+0,00
		63077	+0,01	-0,01	+0,01	-0,01	+0,00
		203608	+0,02	+0,00	+0,01	-0,01	-0,01
log g	+0,02	160691	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00
		22484	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00
		63077	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00
		203608	+0,01	+0,01	+0,01	+0,01	+0,00
[Fe/H]	+0,10	160691	+0,03	+0,02	+0,04	+0,03	+0,01
		22484	+0,02	+0,02	+0,03	+0,03	+0,01
		63077	+0,02	+0,02	+0,02	+0,02	+0,00
		203608	+0,01	+0,01	+0,02	+0,02	+0,01
σ_{rot}	+0,05 km/s	160691	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00
		22484	+0,00	+0,01	+0,00	+0,01	+0,00
	+0,23 km/s	63077	+0,00	+0,03	+0,00	+0,03	+0,00
		203608	+0,00	+0,03	+0,00	+0,03	+0,00
Contínuo	2%	160691	+0,02	-0,04	+0,09	+0,03	+0,07
		22484	+0,03	-0,03	+0,10	+0,04	+0,07
	1%	63077	+0,02	-0,05	+0,11	+0,04	+0,09
		203608	+0,03	-0,03	+0,14	+0,08	+0,11
TOTAL		160691	0,04	0,05	0,10	0,05	0,07
		22484	0,04	0,04	0,11	0,05	0,07
		63077	0,03	0,06	0,11	0,06	0,09
		203608	0,04	0,04	0,14	0,09	0,11

TABELA 4.4: Abundâncias $[\text{Eu}/\text{H}]$, $[\text{Th}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Eu}]$, juntamente com seus erros em relação ao H e ao Fe, para todas as estrelas da amostra.

HD	$[\text{Eu}/\text{H}]$	erro $_{[\text{Eu}/\text{H}]}$	erro $_{[\text{Eu}/\text{Fe}]}$	$[\text{Th}/\text{H}]$	erro $_{[\text{Th}/\text{H}]}$	erro $_{[\text{Th}/\text{Fe}]}$	$[\text{Th}/\text{Eu}]$	erro $_{[\text{Th}/\text{Eu}]}$
2151	-0,04	0,04	0,05	+0,00	0,11	0,06	+0,04	0,08
9562	+0,05	0,04	0,05	+0,04	0,11	0,06	-0,01	0,08
16417	+0,12	0,04	0,05	+0,06	0,11	0,06	-0,06	0,08
20766	-0,15	0,04	0,05	-0,25	0,11	0,06	-0,10	0,08
20807	-0,12	0,04	0,05	-0,17	0,11	0,06	-0,05	0,08
22484	-0,01	0,04	0,04	+0,04	0,11	0,05	+0,05	0,07
22879	-0,42	0,04	0,05	-0,58	0,12	0,07	-0,16	0,09
30562	+0,23	0,04	0,05	+0,19	0,11	0,06	-0,04	0,08
43947	-0,18	0,04	0,05	-0,11	0,12	0,06	+0,07	0,08
52298	-0,13	0,04	0,04	-0,09	0,12	0,06	+0,04	0,09
59984	-0,48	0,04	0,05	-0,42	0,12	0,07	+0,06	0,09
63077	-0,48	0,03	0,06	-0,48	0,11	0,06	+0,00	0,09
76932	-0,48	0,04	0,05	-0,54	0,12	0,07	-0,06	0,09
102365	-0,11	0,04	0,05	-0,23	0,11	0,06	-0,12	0,08
128620	+0,16	0,04	0,05	+0,09	0,11	0,06	-0,07	0,08
131117	+0,07	0,04	0,05	+0,10	0,11	0,06	+0,03	0,08
160691	+0,16	0,04	0,05	+0,09	0,10	0,05	-0,06	0,07
196378	-0,22	0,04	0,04	-0,31	0,12	0,07	-0,10	0,09
199288	-0,30	0,03	0,05	-0,32	0,11	0,06	-0,02	0,09
203608	-0,50	0,04	0,04	-0,46	0,14	0,09	+0,04	0,11

4.2.3 Comparação com Resultados de Outros Autores

Apenas dois trabalhos existem na literatura nos quais são determinadas abundâncias de Th para estrelas do disco Galáctico: da Silva et al. (1990) e Morell et al. (1992, MKB92). No clássico trabalho de Butcher (1987), no qual é proposto pela primeira vez o uso de abundâncias de Th em estrelas como nucleocronômetro, não são determinadas *abundâncias*: a razão entre as *LEs* das linhas de Th e Nd é adotada como estimativa de $[\text{Th}/\text{Nd}]$. Não iremos comparar nossos resultados com os de da Silva et al. porque estes apresentam resultados meramente preliminares para uma base de dados muito pequena, com quatro objetos. Além disto, neste trabalho não constam diversos dados importantes para a comparação, como as temperaturas efetivas e gravidades superficiais utilizadas.

O trabalho de MKB92 é um aperfeiçoamento do de Butcher, utilizando a mesma amostra de estrelas e os mesmos espectros, mas fazendo uso de modelos de atmosfera mais modernos e sínteses espectrais mais detalhadas. Das 18 estrelas com $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -1,00$ deste trabalho, 6 estão em nossa amostra. As figuras 4.14 e 4.16 mostram as comparações das abundâncias $[\text{Th}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$ determinadas por nós com as de MKB92, para estrelas em comum. As figuras 4.15 e 4.17 mostram os gráficos $[\text{Th}/\text{H}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para os nossos dados e os de MKB92.

Comparamos a nossa escala de metalicidades com as escalas de MKB92, de modo a verificar se seria possível estabelecer transformações entre os sistemas. Estas transformações possibilitariam a comparação entre as abundâncias de Th sem influência de diferenças nas metalicidades determinadas (como foi feito para o Eu, na subseção 4.1.3). A relação entre nossos dados e os de MKB92 apresenta uma dispersão muito alta. Se aplicássemos esta relação para corrigir as metalicidades de MKB92, valores altos demais seriam obtidos, chegando a $[\text{Fe}/\text{H}] = +0,60$. Não foi aplicada, então, nenhuma correção às abundâncias de Fe de MKB92.

MKB92 não apresentam estimativas detalhadas dos erros das abundâncias de Th. Os autores investigaram a influência de variações de temperatura efetiva, gravidade superficial e posicionamento do contínuo, mas não de metalicidade e velocidade de microturbulência. Também não fornecem um valor total para os erros. Os erros das abundâncias de Fe não são apresentados. Assim sendo, decidimos por não incluir barras de erro nas figuras 4.14 a 4.17.

A comparação entre nossas abundâncias de Th e as de MKB92, apenas para as estrelas em comum, mostra que os valores de $[\text{Th}/\text{H}]$ de MKB92 são sistematicamente menores que os nossos, apresentando diferenças entre $-0,01$ dex, para HD 76932, e $-0,39$, para

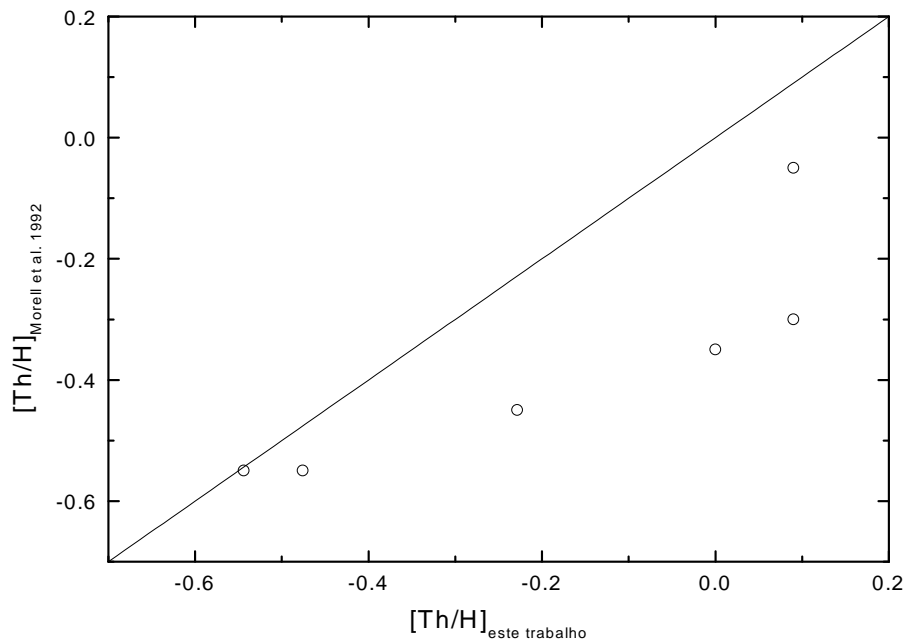


FIGURA 4.14: Comparação entre as abundâncias de $[Th/H]$ determinadas por nós e por MKB92. A linha é a bissetriz do quadrante.

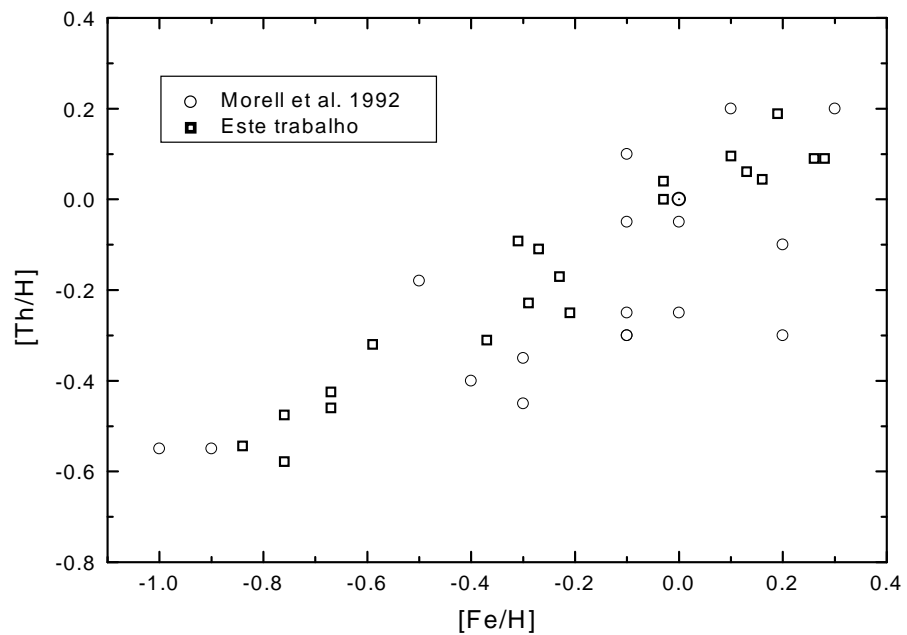


FIGURA 4.15: Diagrama de $[Th/H]$ vs. $[Fe/H]$ para as estrelas deste trabalho e as de MKB92. O Sol é representado pelo símbolo \odot .

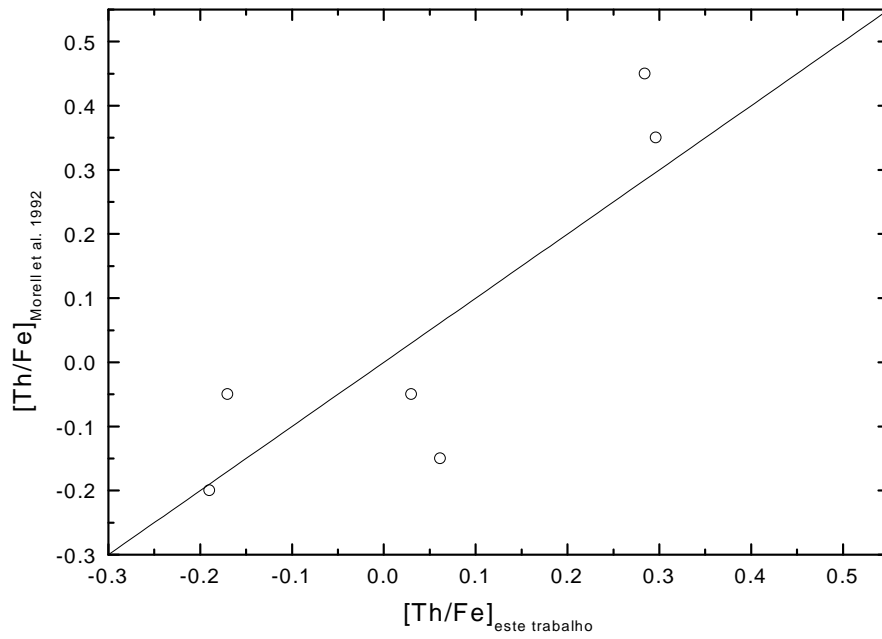


FIGURA 4.16: Comparação entre as abundâncias de $[Th/Fe]$ determinadas por nós e por MKB92. A linha é a bissetriz do quadrante.

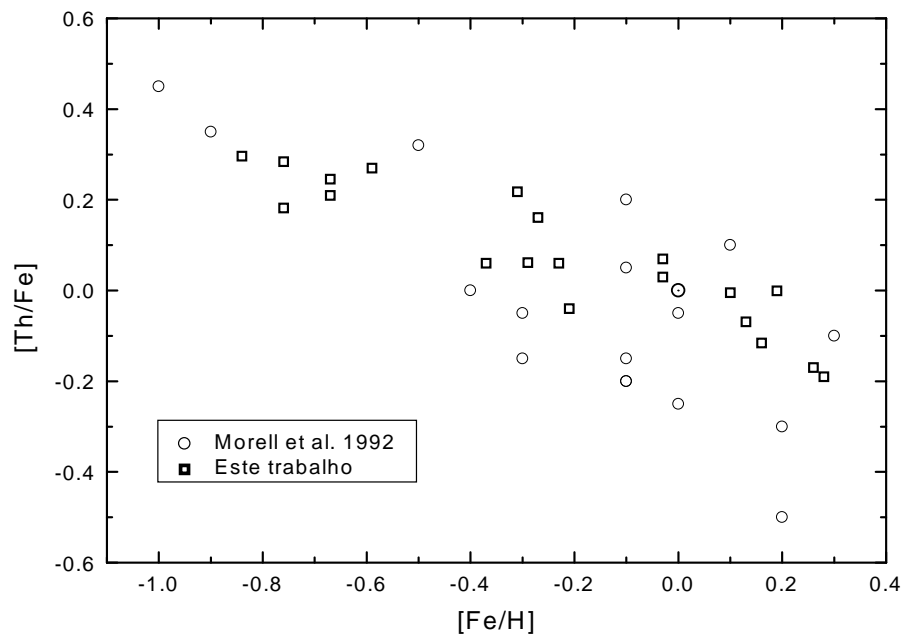


FIGURA 4.17: Diagrama de $[Th/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as estrelas deste trabalho e as de MKB92. O Sol é representado pelo símbolo \odot .

HD 160691 (ver figura 4.14). As diferenças em $[\text{Th}/\text{Fe}]$ não são sistemáticas, variando entre $+0,17$ dex, para HD 63077, e $-0,21$ dex, para HD 102365 (ver figura 4.16). A comparação dos diagramas de $[\text{Th}/\text{H}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$, que foram plotados com todas as estrelas, mostra que a concordância é boa e os dados seguem um comportamento semelhante (ver figuras 4.15 e 4.17). A dispersão de nossas abundâncias em relação a um ajuste linear é 61% menor que a dispersão de MKB92 (0,064 contra 0,165), o que demonstra a qualidade superior de nossos resultados.

O que faz com que nossos dados apresentem dispersão tão menor que os de MKB92? Os espectros utilizados por MKB92 são de boa qualidade, tendo sido obtidos com o CES ligado ao CAT, com poder resolutor igual ao de nossos dados do CAT ($R = 100.000$) e altas razões sinal/ruído ($S/R \geq 100$). No entanto, os espectros foram obtidos com um detector RETICON, e não com um CCD. Algumas características da análise reduzem a precisão desta, podendo explicar as diferenças com nossas abundâncias. Os parâmetros atmosféricos utilizados por MKB92 são altamente heterogêneos. As temperaturas efetivas e gravidades superficiais foram retiradas de Butcher (1987), e este as retirou de dois trabalhos da literatura, incluindo um catálogo de determinações de $[\text{Fe}/\text{H}]$, ou as determinou ele mesmo, para algumas poucas estrelas. As metalicidades e velocidades de micro e macroturbulência foram determinadas pelos próprios ajustes dos espectros sintéticos. A precisão dos parâmetros é tão baixa que as temperaturas efetivas são apresentadas em múltiplos de 50 K e os outros parâmetros são apresentados com apenas uma casa decimal. MKB92 tiveram sérios problemas ao tentar reproduzir o espectro solar, e necessitaram introduzir sete linhas artificiais de Fe em sua lista. A linha de Co I que se sobrepõe à linha do Th II foi modelada com uma EHF simplificada, com apenas 2 componentes em vez do conjunto completo de 9 componentes, que foi por nós utilizado (ver figura 4.18 e tabela B.1). A linha de VI em $4019,134 \text{ \AA}$, que tem contribuição não desprezível na síntese, consta na lista de MKB92 como localizada em $4019,154 \text{ \AA}$. A diferença de 20 m\AA no comprimento de onda da linha pode parecer pequena, mas tem efeitos sensíveis nos valores finais das abundâncias de Th.

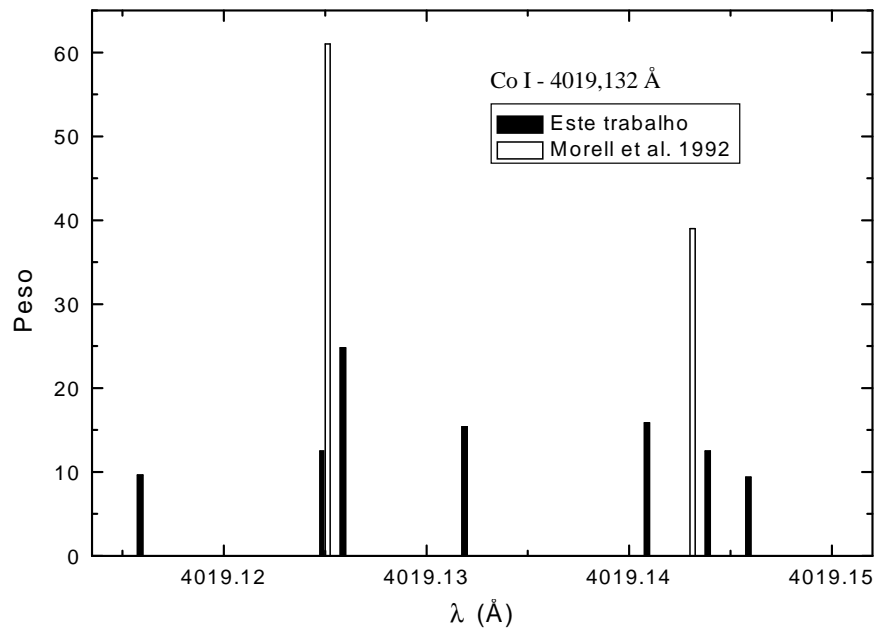


FIGURA 4.18: Comparação entre a EHF da linha de CoI em 4019,132 Å utilizada por nós com a utilizada por MKB92. Nossa EHF tem 9 componentes, apesar de parecer ter apenas 7. Isto ocorre porque há duas componentes em 4019,132 Å e duas em 4019,141 Å.

Capítulo 5

Datação de Estrelas e do Disco Galáctico

5.1 Datação Estelar via Diagramas de Isócronas

Idades foram determinadas para cada estrela utilizando diagramas HR com as curvas isócronas de Gen92/93. Nestes diagramas são traçadas curvas para logaritmos das idades em anos entre 9,0 e 10,1 (com variação de 0,1) para 5 diferentes metalicidades ($Z = 0,0010, 0,0040, 0,0080, 0,0200$ e $0,0400$, onde $Z_{\odot} = 0,0188$). Diagramas para algumas metalicidades apresentam curvas para idades maiores, chegando a 10,5.

Segundo Meynet et al. (1993), um *overshooting* moderado no núcleo convectivo é necessário para que as observações de aglomerados jovens e de idade intermediária concordem bem com as isócronas, para estrelas com massas maiores do que $1,6 m_{\odot}$. Para estrelas com massas entre $1,2 m_{\odot}$ e $1,6 m_{\odot}$, a situação é incerta; mas para massas abaixo de $1,2 m_{\odot}$ não se espera a existência de um núcleo convectivo e, portanto, não se prevê a necessidade do *overshooting*. Como 18 de nossas estrelas têm massas abaixo deste limite, e mesmo as outras 2 não têm massas acima de $1,25 m_{\odot}$, foram utilizadas as curvas calculadas sem a inclusão do *overshooting*.

Para diagramas de cada metalicidade, uma estimativa de idade é obtida por interpolação entre as curvas isócronas para cada estrela. Nem todas estrelas têm valores para todas metalicidades, pois em alguns diagramas algumas estrelas não estão localizadas *entre* curvas (ver figura 5.1 para um exemplo de diagrama HR com curvas isócronas, para $Z = 0,0200$, com as estrelas plotadas). As barras de erro de magnitude absoluta bolométrica foram calculadas pela propagação dos erros das correções bolométricas e

paralaxes na equação 3.12. Uma interpolação ou extrapolação *não*-linear é feita em metalicidade, segundo uma exponencial decrescente simples, para estrelas com idades em 4 ou menos diagramas, ou dupla, para estrelas com idades nos 5 diagramas (ver figura 5.2 para um exemplo para HD 9562). A metalicidade Z é obtida pela equação 3.14.

O logaritmo da idade do Sol em anos, determinado pelas curvas isócronas, é de 9,851. Adotamos, para o Sol, a idade meteorítica de Bahcall et al. (1995) ($4,57 \pm 0,02$ Gano), cujo logaritmo em anos é 9,660. Para compensar esta discrepância, uma correção de $-0,191$ foi aplicada a todos valores obtidos pelas curvas.

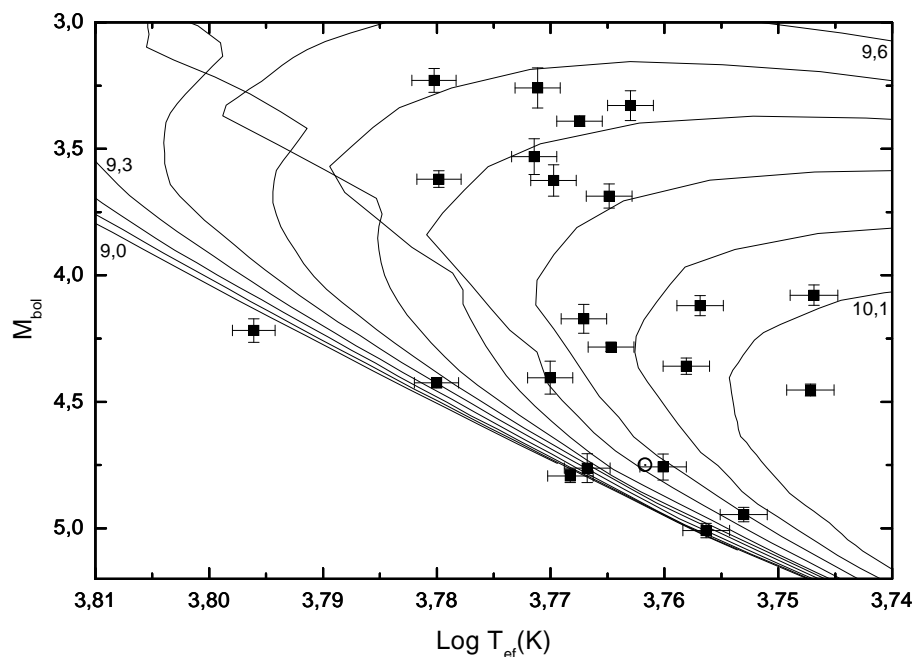


FIGURA 5.1: Exemplo de um diagrama evolutivo com curvas isócronas para $Z = 0,0200$. São apresentadas curvas para log idade(ano) entre 9,0 e 10,1, da esquerda para a direita com passo 0,1, onde as curvas para 9,0, 9,3, 9,6 e 10,1 estão rotuladas. Cada quadrado representa uma estrela da amostra, e o Sol está representado pelo símbolo \odot .

Os erros das idades foram determinados para cada estrela individualmente. Estrelas muito próximas à seqüência principal têm erros maiores, pois nesta região do diagrama HR as curvas isócronas estão mais próximas umas das outras. Os erros relacionados às incertezas da magnitude absoluta bolométrica e da temperatura efetiva foram determinados avaliando estes erros para cada diagrama, segundo as barras de erro destes parâmetros,

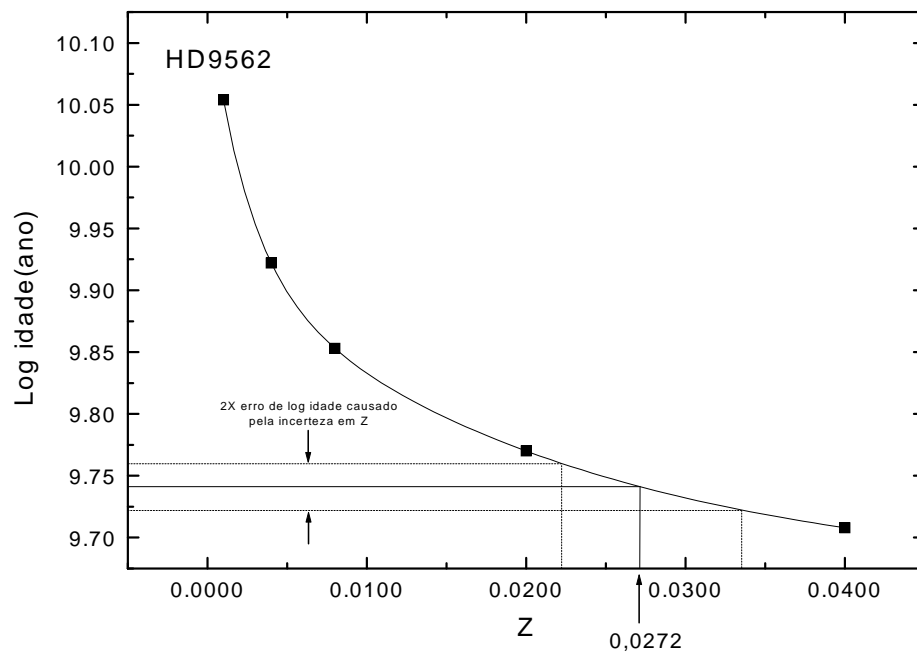


FIGURA 5.2: Exemplo de uma interpolação em metalicidade entre diagramas HR com curvas isócronas (HD 9562). A curva ajustada é uma exponencial decrescente dupla. O valor de Z usado na interpolação está assinalado com uma seta no eixo das abcissas. As linhas pontilhadas são para o valor da metalicidade somado e subtraído de sua incerteza, e são usadas para determinar o erro da idade causado pela incerteza de Z .

e interpolando entre diagramas pela metalicidade adotada. O método de interpolação variou segundo o comportamento do erro com a metalicidade. Para estrelas com metalicidade muito próxima da de algum diagrama, adotamos o erro daquele diagrama (ex.: HD 196378 e HD 203608). Para algumas estrelas cujos erros aumentam quando aumenta a metalicidade, porque estas se aproximam da seqüência principal, interpolamos ou extrapolamos segundo um polinômio de 1^o ou 2^o grau (ex.: HD 63077 e HD 102365). Algumas estrelas quase não apresentam mudança nos erros de diagrama para diagrama, pois se encontram numa região em que as curvas são praticamente paralelas ao eixo das temperaturas efetivas; para estas, adotamos uma média dos erros de diagramas com metalicidades próximas a das estrelas (ex.: HD 2151 e HD 16417). Os erros relacionados às incertezas da metalicidade foram obtidos simplesmente interpolando entre os diagramas utilizando as metalicidades somadas ou subtraídas de suas incertezas (figura 5.2). Os erros totais

foram calculados pela composição quadrática dos dois erros acima descritos ($M_{\text{bol}}+T_{\text{ef}}$ e Z). As idades para cada diagrama e as idades adotadas, juntamente com os seus erros por diagrama, por fonte ($M_{\text{bol}}+T_{\text{ef}}$ e Z) e totais, se encontram na tabela 5.1. A penúltima e última colunas da tabela apresentam os valores adotados, postos na escala em que a idade do Sol é 4,57 Gano. Observe que as maiores fontes de erro são, em geral, as incertezas de Z .

Também foram obtidas as idades estelares utilizando as curvas isócronas de Kim et al. (2002, Y^2), que foram calculadas fazendo uso de parâmetros físicos mais modernos do que as de Gen92/93. Nestas curvas foi considerado um *overshooting* do núcleo convectivo para massas acima de determinados valores que dependem da metalicidade, e que afeta algumas de nossas estrelas (ver figura 5.3). As curvas de Y^2 foram calculadas para uma mistura não-solar de metais, levando em consideração a superabundância de elementos alfa ($[\alpha/\text{Fe}] > 0$) que se observa em estrelas pobres em metais. Como estimativa de $[\alpha/\text{Fe}]$ utilizamos os valores de $[\text{Ti}/\text{Fe}]$, que é o único elemento alfa com abundâncias determinadas por nós.

O procedimento de determinação das idades e erros foi bem mais simples do que o adotado com as isócronas de Gen92/93. Isto porque os autores disponibilizaram um código para interpolação entre conjuntos de curvas, que permite gerar curvas para os parâmetros exatos de cada estrela ($[\text{Fe}/\text{H}]$ e $[\alpha/\text{Fe}]$) e para as idades (em Gano) escolhidas. Desta forma, não é necessário realizar interpolações em metalicidade entre diagramas diferentes, bastando ler a idade estelar no diagrama construído para cada estrela. Da mesma forma, os erros relacionados às incertezas da magnitude absoluta bolométrica e da temperatura efetiva podem ser obtidos diretamente pela análise do diagrama específico de cada estrela. Os erros relacionados às incertezas de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e de $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ foram determinados variando estes parâmetros independentemente, somando-os aos seus erros, construindo novos diagramas para os parâmetros modificados, e redeterminando as idades. Os erros totais foram obtidos compondo quadraticamente os erros das três fontes ($M_{\text{bol}}+T_{\text{ef}}$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $[\text{Ti}/\text{Fe}]$).

As curvas isócronas de Y^2 ajustam bem o Sol, fornecendo para este uma idade de 4,33 Gano. Para corrigir esta pequena discrepância, somamos +0,24 Gano a todas as idades obtidas. Um exemplo de diagrama HR com curvas isócronas de Y^2 construídas para os parâmetros específicos de HD 199288 encontram-se na figura 5.4. As idades já corrigidas e seus respectivos erros encontram-se na tabela 5.2. Note que as maiores fontes de erros são as incertezas das metalicidades.

Na figura 5.5 podemos ver uma comparação entre as idades obtidas pelas curvas

TABELA 5.1: Idades obtidas com as curvas isócronas de Gen92/93 e seus respectivos erros. São apresentadas as idades obtidas para cada diagrama HR com metalicidades diferentes, as abundâncias de $[Fe/H]$, metalicidades Z utilizadas para interpolação/extrapolação entre diagramas, erros causados pelas incertezas da magnitude absoluta bolométrica, da temperatura efetiva e da metalicidade, e idades adotadas já corrigidas (ver texto) com seus respectivos erros totais. O erro da idade solar é o da determinação meteorítica de Bahcall et al. (1995).

HD	Log idade(ano) obtido com curvas isócronas para $Z =$					$[Fe/H]_s$ Z	Erro em log idade(ano) causado por erros em		Log idade(ano)	Idade (Gano)
	0,0010	0,0040	0,0080	0,0200	0,0400		M_{bol} e T_{ef}	$[Fe/H]$		
Sol	–	–	10,127	9,824	9,466	+0,00 0,0188	–	–	9,660	4,57 ±0,02
2151	10,062 ±0,005	9,947 ±0,008	9,872 ±0,007	9,780 ±0,008	9,708 ±0,007	–0,03 0,0175	0,008	0,021	9,603 ±0,022	4,01 ±0,20
9562	10,054 ±0,020	9,922 ±0,026	9,853 ±0,025	9,770 ±0,024	9,708 ±0,021	+0,16 0,0272	0,023	0,020	9,551 ±0,030	3,56 ±0,25
16417	–	10,073 ±0,019	9,983 ±0,017	9,885 ±0,017	9,803 ±0,017	+0,13 0,0254	0,017	0,025	9,667 ±0,030	4,65 ±0,32
20766	–	–	10,071 ±0,059	9,410 ±0,320	–	–0,21 0,0116	0,137	0,135	9,676 ±0,192	4,74 ±2,17
20807	10,498 ±0,023	–	9,937 ±0,048	–	–	–0,23 0,0111	0,059	0,204	9,496 ±0,212	3,13 ±1,59
22484	10,114 ±0,009	10,007 ±0,012	9,907 ±0,010	9,775 ±0,010	–	–0,03 0,0175	0,010	0,025	9,598 ±0,027	3,96 ±0,25
22879	10,509 ±0,022	–	10,016 ±0,072	9,416 ±0,453	–	–0,76 0,0033	0,034	0,045	10,059 ±0,056	11,46 ±1,48
30562	10,123 ±0,017	10,039 ±0,024	9,949 ±0,020	9,843 ±0,018	9,758 ±0,016	+0,19 0,0291	0,017	0,019	9,596 ±0,025	3,94 ±0,23
43947	–	–	10,084 ±0,030	9,812 ±0,061	9,558 ±0,070	–0,27 0,0101	0,037	0,061	9,844 ±0,071	6,98 ±1,15
52298	10,212 ±0,018	9,916 ±0,020	9,617 ±0,063	–	–	–0,31 0,0092	0,085	0,122	9,359 ±0,149	2,29 ±0,80
59984	10,096 ±0,019	10,000 ±0,028	9,913 ±0,026	9,810 ±0,020	9,727 ±0,020	–0,67 0,0040	0,028	0,025	9,814 ±0,038	6,52 ±0,57
63077	–	–	10,202 ±0,006	10,054 ±0,023	9,929 ±0,041	–0,76 0,0033	0,003	0,017	10,094 ±0,017	12,42 ±0,49
76932	–	–	10,105 ±0,009	9,944 ±0,023	9,802 ±0,057	–0,84 0,0027	0,004	0,015	10,014 ±0,016	10,33 ±0,38
102365	–	–	10,211 ±0,033	9,890 ±0,085	9,674 ±0,146	–0,29 0,0096	0,041	0,069	9,957 ±0,080	9,06 ±1,68
128620	–	–	10,138 ±0,012	9,959 ±0,030	9,819 ±0,048	+0,26 0,0342	0,044	0,039	9,656 ±0,059	4,53 ±0,62
131117	10,024 ±0,021	9,891 ±0,034	9,819 ±0,028	9,726 ±0,026	9,651 ±0,029	+0,10 0,0237	0,027	0,023	9,518 ±0,035	3,30 ±0,27
160691	–	–	10,151 ±0,015	10,036 ±0,018	9,945 ±0,016	+0,28 0,0358	0,016	0,024	9,770 ±0,029	5,89 ±0,39
196378	10,013 ±0,012	9,869 ±0,018	9,789 ±0,017	9,683 ±0,016	9,603 ±0,007	–0,37 0,0080	0,017	0,025	9,599 ±0,030	3,97 ±0,26
199288	–	–	10,149 ±0,038	9,867 ±0,077	9,602 ±0,162	–0,59 0,0048	0,029	0,037	10,056 ±0,047	11,38 ±1,23
203608	10,374 ±0,019	10,148 ±0,030	9,905 ±0,019	9,404 ±0,092	–	–0,67 0,0040	0,030	0,071	9,966 ±0,077	9,25 ±1,65

TABELA 5.2: Idades obtidas com curvas isócronas de Y^2 e seus respectivos erros. São apresentadas as idades obtidas já corrigidas, os erros causados pelas incertezas de magnitude absoluta bolométrica, temperatura efetiva, $[Fe/H]$ e $[Ti/Fe]$, e os erros totais. O erro da idade solar é o da determinação meteorítica de Bahcall et al. (1995).

HD	Idade (Gano)	Erro, em Gano, causado por incertezas em			Erro Total (Gano)
		M_{bol} e T_{ef}	$[Fe/H]$	$[Ti/Fe]$	
Sol	4,57	–	–	–	0,02
2151	6,11	0,08	0,35	0,30	0,47
9562	5,57	0,21	0,26	0,27	0,43
16417	6,68	0,19	0,46	0,28	0,57
20766	4,54	0,92	2,36	0,55	2,59
20807	3,70	0,81	1,91	0,86	2,25
22484	5,51	0,21	0,74	0,17	0,79
22879	12,41	0,96	1,70	1,07	2,23
30562	5,66	0,15	0,68	0,14	0,71
43947	8,52	0,66	1,44	0,60	1,69
52298	1,16	0,05	1,28	0,55	1,39
59984	9,11	0,48	0,65	0,38	0,89
63077	16,47	0,22	1,24	0,69	1,44
76932	14,23	0,41	1,02	0,37	1,16
102365	8,54	0,75	1,90	0,61	2,13
128620	4,56	0,27	0,70	0,29	0,80
131117	5,23	0,23	0,26	0,19	0,40
160691	6,97	0,38	1,45	0,21	1,51
196378	6,11	0,15	0,44	0,27	0,54
199288	13,31	0,91	1,92	0,95	2,33
203608	9,27	0,34	1,12	0,42	1,24

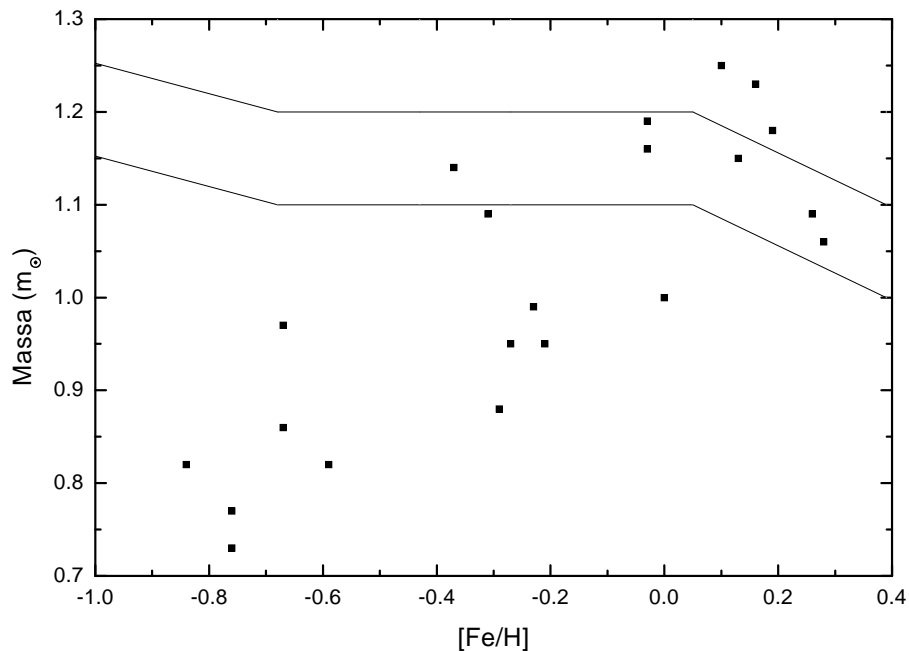


FIGURA 5.3: Critério para o desenvolvimento de núcleo convectivo nas isócronas de Y^2 . As estrelas acima da linha superior desenvolvem, nas isócronas de Y^2 , um núcleo convectivo que leva em consideração o *overshooting*. As estrelas que se encontram entre as duas linhas podem ou não desenvolver um núcleo convectivo, dependendo de detalhes complexos dos cálculos das isócronas. As estrelas abaixo da linha inferior não desenvolvem um núcleo convectivo.

isócronas de Y^2 e Gen92/93. Fizemos uma análise da dependência da diferença entre as idades com os parâmetros atmosféricos e averiguamos que esta apresenta correlação com a gravidade superficial. Dentre as estrelas da nossa amostra, as com gravidades superficiais menores (ou seja, menos evoluídas) têm maiores diferenças. As idades de Y^2 são maiores que as de Gen92/93 para quase todas as estrelas da amostra, com as exceções de HD 20766, HD 52298 e HD 102365.

As idades de Y^2 apresentam valores muito altos, chegando a 16,47 Gano, em desacordo com as mais recentes estimativas para a idade do disco Galáctico obtidas pela análise da seqüência de resfriamento de anãs brancas (Oswalt et al. 1996; Bergeron et al. 1997; Leggett et al. 1998; Knox et al. 1999; Hansen et al. 2002), que indicam ser o disco consideravelmente mais jovem ($\lesssim 10$ Gano). As idades de Gen92/93, apesar de serem consideravelmente menores que as de Y^2 , chegam a 12,42 Gano, também se mostrando incompatíveis com uma baixa idade para o disco. Estimativas recentes da idade do Universo, como a do *key project* do telescópio espacial Hubble (13 ± 1 Gano: Freedman et al.

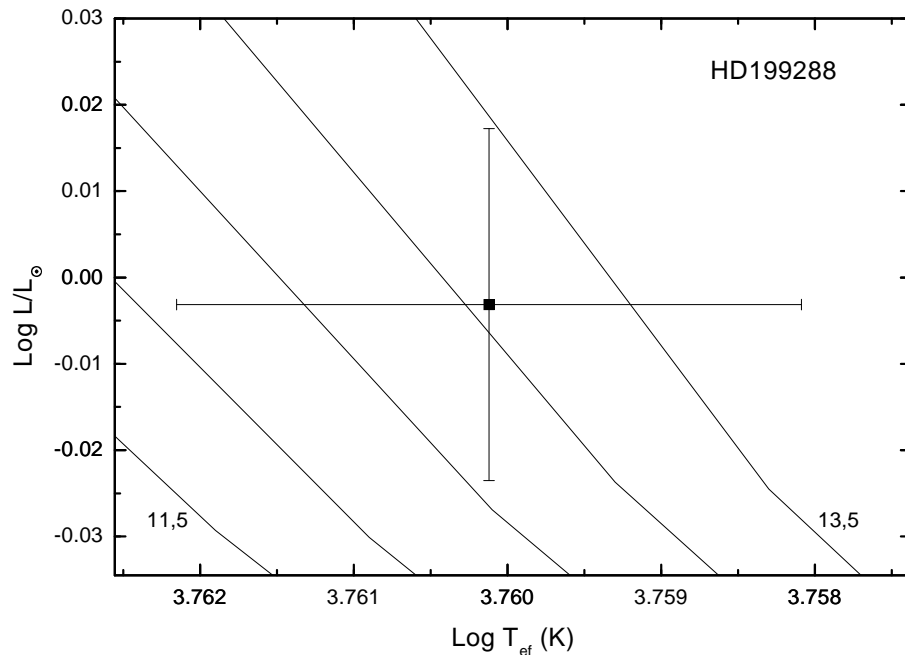


FIGURA 5.4: Exemplo de um diagrama HR com curvas isócronas de Y^2 para HD 199288. São apresentadas curvas para idades entre 11,5 Gano e 13,5 Gano, da esquerda para a direita com passo de 0,5 Gano, onde as curvas extremas estão rotuladas.

2001) e as de análises da radiação cósmica de fundo ($13,2 \pm 1,0$ Gano: Ferreras et al. 2001; $14,0 \pm 0,5$ Gano: Knox et al. 2001; $13,7 \pm 0,2$ Gano: Spergel et al. 2003) tornam clara a existência de problemas nas determinações de idades estelares através das curvas isócronas.

Lebreton et al. (1999) compararam curvas isócronas obtidas dos modelos de evolução estelar de Morel (1997) com dados observacionais de uma amostra de estrelas da vizinhança solar, com o objetivo de testar a acurácia das curvas. Segundo os autores, a sedimentação dos elementos pesados leva a um erro na determinação da metalicidade, pois ocorre uma diluição do meio fotosférico, e o valor obtido por análise espectroscópica não é mais representativo da abundância que tinha a estrela quando seu meio era homogêneo, no início de sua vida. Além de ocasionar uma redução no valor determinado para $[Fe/H]$, a sedimentação aumenta ligeiramente a luminosidade e diminui a temperatura efetiva da estrela. Estes fatores contribuem no mesmo sentido: o de aumentar a idade determinada pelos ajustes isocronais. Quanto mais velha a estrela, maiores os efeitos da sedimentação. Assim, os erros das determinações isocronais que não levam este efeito em consideração são maiores para as estrelas mais velhas. Segundo Lebreton et al., as reduções nas idades

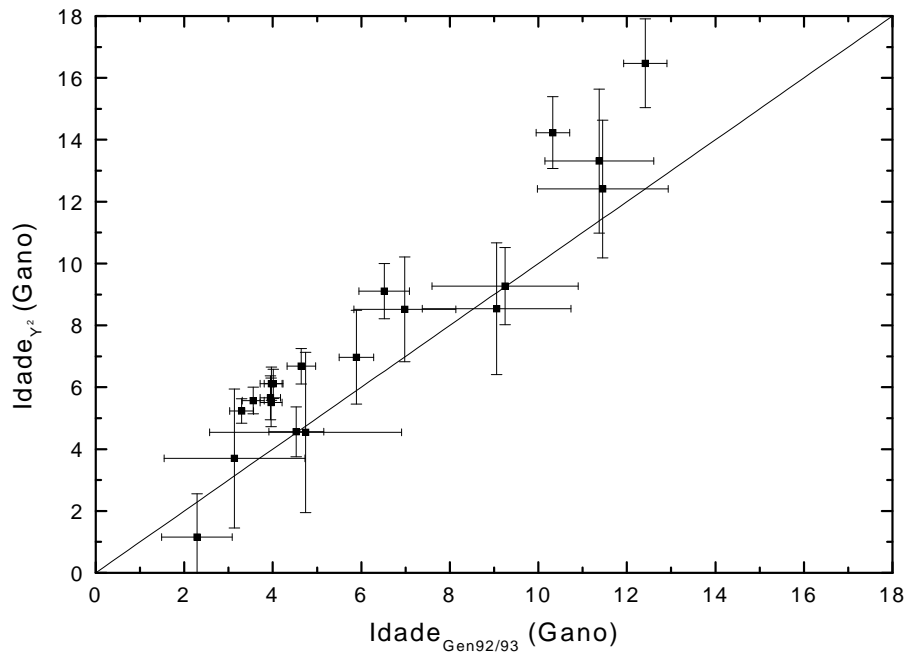


FIGURA 5.5: Comparação entre as idades estelares determinadas pelas curvas isócronas de Y^2 e Gen92/93. A linha é a bissetriz do quadrante.

obtidas quando a sedimentação é levada em consideração permitem compatibilizá-las com uma idade $\lesssim 10$ Gano para o disco Galáctico.

5.2 Datação de Estrelas Ultra Pobres em Metais via Nucleocosmocronologia

As estrelas UPM são objetos muito interessantes, pois podem ter suas idades estimadas por técnicas razoavelmente simples de nucleocosmocronologia, sem a necessidade de modelagem da EQG. O primeiro trabalho a realizar tal determinação foi o de Sneden et al. (1996).

Segundo as teorias de nucleossíntese mais aceitas atualmente (ver, por exemplo, Truran et al. 2002), o processo-r ocorre em estrelas massivas durante a explosão em supernova tipo II no fim de suas evoluções, as quais se dão em escalas de tempo da ordem de 10 M_{\odot} . Já o processo-s ocorre em estrelas de massas baixas e intermediárias ($1-3 m_{\odot}$), nas camadas de queima de hélio existentes durante os pulsos térmicos que ocorrem enquanto estas estrelas estão no ramo assintótico das gigantes (*asymptotic giant branch* - AGB). A

evolução destas estrelas se dá em escalas de tempo da ordem de 1 Gano. Como as estrelas UPM se formaram numa fase muito inicial da vida da Galáxia, antes de ~ 1 Gano, fica evidente que todos os elementos pesados presentes nestes objetos tiveram que ser criados exclusivamente pelo processo-r, em apenas um ou alguns poucos episódios de síntese.

A diferença entre a razão de abundâncias Th/Eu prevista para uma estrela UPM no momento de sua formação, denominada *razão de produção*, e o valor atualmente observado reflete a idade do material produzido nestes episódios. Visto que a estrela se formou pouco tempo ($\lesssim 1$ Gano) após a produção do material, podemos encarar a idade obtida como a idade da própria estrela.

O fato dos elementos pesados presentes nas estrelas UPM terem sido sintetizados em poucos episódios de síntese somente pelo processo-r, num curto intervalo de tempo muito no início da vida da Galáxia, permite que as razões de produção sejam estimadas diretamente de modelos teóricos da nucleossíntese deste processo. De posse da razão de produção e da razão de abundâncias atual, o cálculo da idade se resume a um simples decaimento radioativo do Th. Este cálculo simples não pode ser utilizado para as estrelas do disco, visto que estas não foram formadas no início da vida da Galáxia, sendo então necessário modelar a sua evolução química, para levar em consideração diversos fatores: a contribuição nucleossintética de sucessivas gerações de estrelas, o decaimento do Th produzido por estas ao longo do tempo e a destruição seletiva do Th por reações foto-nucleares nos interiores estelares (Malaney et al. 1989). Feita esta modelagem, pode-se obter as idades estelares e a idade do disco Galáctico.

O U/Th é um outro cronômetro nuclear que já foi alvo de diversos estudos. Considerações teóricas indicam que a razão de produção deste par está sujeito a incertezas muito menores que o Th/Eu, por terem o U e o Th massas muito mais próximas. Sua primeira aplicação foi realizada por Cayrel et al. (2001a). Eles fizeram a primeira determinação da abundância de U em uma estrela, a CS 31082-001. A linha de U que foi utilizada ($3859,59 \text{ \AA}$) é, em geral, muito fraca e está sobreposta à asa de uma linha de Fe. Esta medição só foi possível em CS 31082-001 porque esta estrela é rica em elementos do processo-r, o que aumenta consideravelmente a LE da linha de U, e é UPM ($[\text{Fe}/\text{H}] = -2,90$), o que reduz muito a LE da linha de Fe. No entanto, não é possível medir a LE desta linha de U em estrelas do disco, que têm metalicidades pelo menos 80 vezes maiores do que a de CS 31082-001. Assim, o par U/Th não pode ser aplicado à datação do disco Galáctico.

5.3 Datação do Disco Galáctico via Nucleocosmocronologia do [Th/Eu]

As estrelas de nossa amostra foram formadas em diversos momentos ao longo da evolução da Galáxia, o que pode ser constatado por suas idades isocronais (tabelas 5.1 e 5.2). Mesmo aventado-se a possibilidade de erros nas determinações de idades por isócronas, fica claro que a amostra é composta por estrelas com significativas diferenças de idade. O Th nelas presente foi sintetizado por gerações anteriores de estrelas, sendo que as mais jovens receberam contribuições de um maior número de gerações. O material sintetizado por cada geração decaiu durante intervalos de tempo diferentes (o sintetizado por uma geração muito antiga teve mais tempo para decair que o sintetizado por uma geração recente). Deste modo, um modelo de evolução química da Galáxia é indispensável para poder interpretar corretamente a evolução das razões de abundâncias [Th/Eu], e determinar uma idade para o disco.

5.3.1 Modelo de Evolução Química: Descrição

O modelo de evolução química utilizado foi desenvolvido por Arany-Prado (2003) e é um aprimoramento do de Arany-Prado & da Silva (2002), baseado no modelo híbrido de Pagel & Tautvaišienė (1995, PT95) com a inclusão do efeito dos refugos segundo uma versão aprimorada da formulação de Rocha-Pinto et al. (1994). A inclusão do efeito dos refugos torna possível um melhor ajuste do modelo de evolução do Fe à distribuição de metalicidades das anãs G da vizinhança solar.

O modelo de PT95 é composto de diversas fases. Segundo Beers & Sommer-Larsen (1995), cerca de 30 % das estrelas com $[Fe/H] \leq -1,5$ mais próximas do que 1 kpc do plano Galáctico são estrelas do disco, o que demonstra uma considerável interseção entre as distribuições de metalicidade do disco e do halo. Diversos outros trabalhos demonstram esta interseção (ver PT95 e referências ali contidas). Além disto, Wyse & Gilmore (1992) argumentam que a função de distribuição de momento angular das estrelas do halo torna pouco provável que o gás que foi removido dele, durante o seu período de formação estelar, tenha sido capturado pelo disco. Assim, o disco e o halo teriam iniciado suas formações desconectados, ambos a partir do gás primordial não enriquecido, e o disco pode ser modelado independentemente do halo. Desta forma, o modelo não é propriamente de evolução química da Galáxia como um todo, mas especificamente de evolução química do *disco* Galáctico (e será denominado, doravante, modelo de EQDG). Neste trabalho,

assume-se o *modelo simples* (van den Bergh 1962; Schmidt 1963) até $\sim 0,03 T_G$, onde T_G é a idade do disco Galáctico. Após a fase de modelo simples, assume-se o modelo de Clayton (1985), com uma taxa de *infall*

$$F = \omega g \frac{k}{u + u_0}, \quad (5.1)$$

onde ω é uma constante que representa a eficiência de transformação do gás interestelar em estrelas, g é a massa do gás do meio interestelar, $u = \omega t$ é uma grandeza adimensional proporcional ao tempo t , u_0 é um parâmetro arbitrário e k é um número inteiro. A variável temporal correspondente ao momento em que começa a valer o modelo de Clayton foi denominada u_1 .

Uma aproximação muito utilizada em modelos de evolução química é a da reciclagem instantânea, segundo a qual as estrelas se dividem em duas categorias: as de baixa massa, que vivem para sempre, e as de alta massa, que morrem tão logo nascem. Esta aproximação é boa para elementos que são produzidos majoritariamente em estrelas de evolução rápida, como o oxigênio, que é formado principalmente durante a queima quiescente de He em progenitoras de supernovas tipo II. Para elementos que são formados em estrelas com escalas de tempo de evolução não desprezíveis perante a idade da Galáxia, é necessário levar este atraso em consideração. Um importante exemplo é o Fe, que é produzido majoritariamente (mas não exclusivamente!) em supernovas tipo Ia, que têm escalas de tempo da ordem de 1 Gano. Na fase que segue o modelo de Clayton, PT95 introduzem o efeito deste atraso, adotando a aproximação de produção atrasada, segundo o formalismo de Pagel (1989a). Nesta aproximação, assume-se que o elemento que sofre atraso em sua produção começa a ser ejetado em um tempo Δ após o início da formação estelar. A abundância A_i de um elemento i qualquer é composta de duas componentes: uma instantânea A_{i1} e uma atrasada A_{i2} , de modo que $A_i = A_{i1} + A_{i2}$. Alguns elementos, como o Th, são formados unicamente por processos instantâneos, tendo portanto componentes atrasadas nulas ($A_{i2} = 0$). Outros, como o Fe, são formados por processos instantâneos e atrasados, tendo as duas componentes não nulas.

Em PT95, a fase em que vale o modelo de Clayton pode ser subdividida em três partes, resultando num total de quatro fases:

1. $u < u_1$: modelo simples,
2. $u_1 < u < \omega\Delta$: modelo de Clayton, mas apenas com reciclagem instantânea,
3. $\omega\Delta < u < u_1 + \omega\Delta$: modelo de Clayton com a contribuição da produção atrasada das estrelas que nasceram durante o modelo simples,

4. $u > u_1 + \omega\Delta$: modelo de Clayton com a contribuição da produção atrasada das estrelas que nasceram após o início do *infall*.

O modelo original de PT95 foi modificado pela inclusão do efeito dos *refugos*. Estes são compostos de remanescentes da morte estelar e resíduos devido à formação estelar (planetas terrestres, cometas, etc.). Assume-se que resíduos acompanham a formação de toda estrela de baixa massa. Os resíduos evaporam uma quantidade considerável de H e He, retendo os metais e diluindo o meio interestelar. Este efeito de diluição equivale matematicamente a uma segunda fonte de *infall* de material empobrecido, importante para o modelo de EQDG (Chiappini et al. 1997). Nos cálculos, o parâmetro Γ , definido por

$$\Gamma = \frac{(\text{taxa de formação de resíduos e planetas jovianos})}{(\text{taxa de formação de estelar}) - (\text{taxa de ejeção de massa devido à morte estelar})}, \quad (5.2)$$

onde a taxa de formação estelar inclui a formação de anãs marrons, representa a contribuição da diluição do meio interestelar devido à evaporação dos resíduos.

Foi assumido que a formação de resíduos (e portanto o efeito dos refugos) torna-se eficiente a partir de $0,42 T_G$, quando a metalicidade se torna alta o suficiente para permitir a coagulação de planetesimais (assumida como sendo $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0,30$). A variável temporal correspondente foi denominada u_2 . Nos cálculos foi assumido inicialmente o valor $u_2/\omega = 0,4 T_G$ e o valor $0,42 T_G$ foi obtido através de ajustes aos vínculos observacionais. Com a inclusão dos refugos, a quarta fase do modelo precisa ser subdividida em duas, resultando na seguinte estrutura final:

1. $u < u_1$: modelo simples,
2. $u_1 < u < \omega\Delta$: modelo de Clayton, mas apenas com reciclagem instantânea,
3. $\omega\Delta < u < u_1 + \omega\Delta$: modelo de Clayton com a contribuição da produção atrasada pelas estrelas que nasceram durante o modelo simples,
4. $u_1 + \omega\Delta < u < u_2$: modelo de Clayton com a contribuição da produção atrasada pelas estrelas que nasceram após o início do *infall*,
5. $u > u_2$: diluição do meio interestelar devido ao efeito dos refugos.

Um esquema das fases do modelo pode ser visto na figura 5.6.

A evolução do Eu é modelada com a mesma formulação utilizada para o Fe. Já o Th exige uma formulação específica, visto que sofre decaimento radioativo. Foi utilizada a formulação de Arany-Prado & Maciel (1998). Um outro fenômeno, além do decaimento

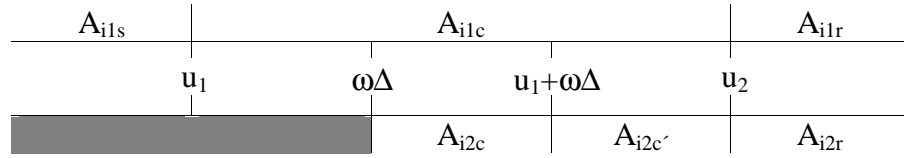


FIGURA 5.6: Fases do modelo de EQDG adotado (figura fora de proporções). A_i representa a abundância do elemento i . Os índices 1 e 2 representam as contribuições instantânea e atrasada. Os índices s , c , c' e r são relativos aos modelos simples (s), de Clayton com contribuição da produção atrasada pelas estrelas que nasceram durante o modelo simples (c), de Clayton com contribuição da produção atrasada pelas estrelas que nasceram após o início do *infall* (c'), e com a diluição do meio interestelar devido ao efeito dos refugos (r).

radioativo, influencia na abundância do Th: a destruição seletiva por reações fotonucleares no interior estelar (Malaney et al. 1989). Durante a queima de H pelo ciclo CN, ocorre a emissão de fótons γ com energias de 7,29 MeV e 7,55 MeV. Estes fótons têm energias abaixo do limiar para reações fotonucleares para a maior parte dos núclídeos presentes no interior estelar, inclusive o Fe e o Eu. No entanto, o limiar do Th é de apenas ~ 6 MeV, o que permite a fotodestruição de $\sim 10\% - 20\%$ do Th inicialmente presente na estrela. Quando a estrela se torna uma gigante vermelha, a região convectiva superficial se aprofunda, no chamado 1^o episódio de dragagem, levando material empobrecido em Th do interior para a fotosfera. Assim, o material que é eventualmente retornado ao meio interestelar é ligeiramente mais pobre do que seria se este fenômeno não ocorresse. Isto é devidamente levado em consideração na formulação de Arany-Prado & Maciel (1998).

5.3.2 Modelo de Evolução Química: Vínculos Observacionais e Constantes Utilizadas

Os cálculos foram efetuados para quatro idades do disco Galáctico: 6, 9, 12 e 15 Gano, e u_1 foi mantido com o valor assumido por PT95 (0,14), o que corresponde a $\sim 0,03T_G$. O atraso Δ foi fixado em 1,1 Gano tanto para o Fe quanto para o Eu, sendo este um valor médio do tempo de evolução das progenitoras das supernovas tipo Ia (principais produtoras de Fe) e das AGBs (produtoras da fração de Eu sintetizada pelo processo-s).

A função de massa inicial (FMI) utilizada foi a de Kroupa (2001), que cobre massas não estelares (anãs marrons) até o limite inferior de $0,01 m_\odot$. Abaixo deste limite, foi acrescentada uma faixa correspondente à formação de planetas jovianos com a mesma in-

clinação da faixa menos massiva de Kroupa, e mais uma faixa correspondente aos resíduos que evaporam, com uma inclinação j que é um parâmetro livre do modelo. A FMI adotada fica assim

$$\Phi(m) = \begin{cases} a_1 m^{-j}, & \text{para } 0 \lesssim m/m_{\odot} \leq 0,001 \\ a_2 m^{-0,3}, & \text{para } 0,001 < m/m_{\odot} \leq 0,08 \\ a_3 m^{-1,3}, & \text{para } 0,08 < m/m_{\odot} \leq 0,50 \\ a_4 m^{-2,3}, & \text{para } 0,50 < m/m_{\odot}. \end{cases} \quad (5.3)$$

Os parâmetros ω e u_0 foram avaliados para diversos valores de k (e para cada idade assumida para o disco Galáctico), de tal forma que em T_G se tenha $\mu =$ (massa do gás/massa total) = 0,11 e a massa do gás g seja aproximadamente 0,73 da massa inicial do disco, tal como considera PT95. Para um dado conjunto de valores de k , w , u_0 e T_G , ajusta-se a distribuição de metalicidades de anãs G obtida à distribuição de Rocha-Pinto & Maciel (1996), através da escolha de j e, portanto, de Γ , uma vez que a taxa de formação de resíduos e planetas jovianos é dada por $\int_0^{0,01} m\Phi(m) dm$ (cf. equações 5.2 e 5.3). Os parâmetros $f_1 = p_1/A_{\odot}$ e $f_2 = p_2/A_{\odot}$ do Fe, onde p é o *yield** e os índices 1 e 2 referem-se às contribuições instantânea e atrasada (respectivamente), foram baseados nos valores de PT95. Para uma dada escolha de j , os parâmetros a_1 , a_2 , a_3 e a_4 da FMI são determinados pela continuidade e pela normalização da FMI. É interessante notar que os valores de j que fornecem os melhores ajustes são semelhantes à inclinação da FMI para a faixa de massas das estrelas que se julgam formadas acompanhadas de planetas ($m > 0,5m_{\odot}$; ver tabela 5.3).

Foram encontrados bons ajustes para $k = 2$ e $k = 3$, sendo que foi adotado o primeiro por ser ligeiramente melhor, simultaneamente para as quatro idades assumidas. Isto reforça a idéia de que o efeito dos refugos pode substituir a diluição causada pelo *infall* em idades avançadas da Galáxia, pois PT95 só encontram bons ajustes para $k = 3$. As distribuições de metalicidades das anãs G encontradas são comparadas com a de Rocha-Pinto & Maciel (1996) na figura 5.7.

Para os cálculos da evolução do Th e do Eu, os parâmetros relevantes são os f_1 e f_2 destes elementos. Para o Eu, o valor total $f_{\text{total Eu}}$, que leva em consideração a produção instantânea e a atrasada, é determinado pelo ajuste da curva $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ resultante dos cálculos aos dados observacionais por nós determinados (tabela 4.4). Assume-se que

* *Yield* é a massa recém sintetizada de um elemento pesado ejetada para o meio interestelar por unidade de massa de estrelas recém-formadas.

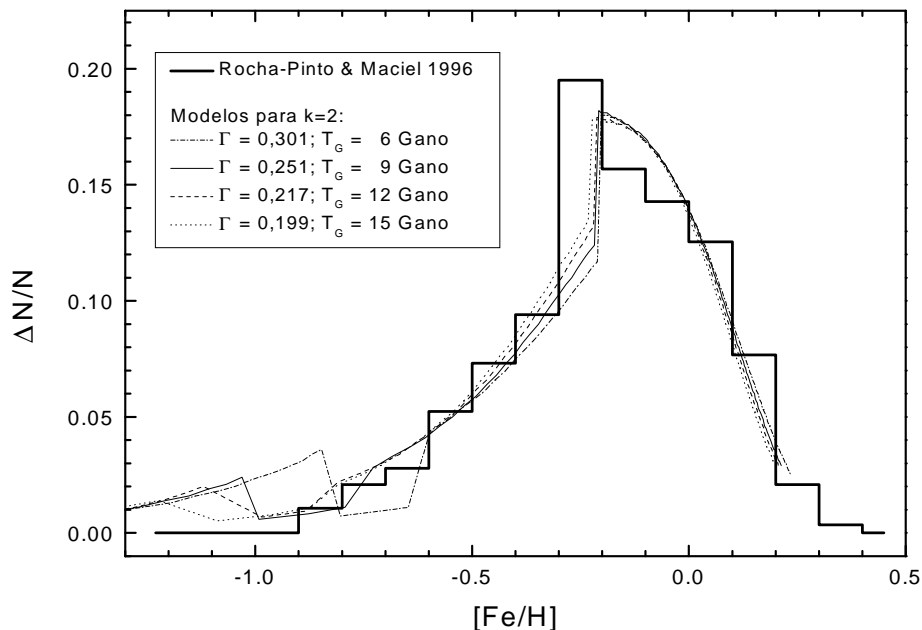


FIGURA 5.7: Distribuição de metalicidades das anãs G da vizinhança solar. ΔN é o número de estrelas em um determinado intervalo de metalicidades e N é o número total de estrelas. São apresentados os resultados do modelo de Arany-Prado (2003) para as quatro idades do disco utilizadas e a distribuição observacional de Rocha-Pinto & Maciel (1996).

a fração instantânea do Eu é produzida pelo processo-r e a atrasada, pelo processo-s (0,97 e 0,03, respectivamente, de acordo com Burris et al. 2000). Assim, tem-se que $f_{1\text{Eu}} = 0,97 f_{\text{totalEu}}$ e $f_{2\text{Eu}} = 0,03 f_{\text{totalEu}}$. O Th é sintetizado exclusivamente pelo processo-r e a sua produção é considerada proporcional à de Eu; foram adotadas as relações $f_{1\text{Th}} = \chi f_{\text{totalEu}}$ e $f_{2\text{Th}} = 0$. O parâmetro χ utilizado foi aquele que propiciou o melhor ajuste simultâneo entre as curvas $[\text{Th}/\text{H}]$, $[\text{Th}/\text{Fe}]$ e $[\text{Th}/\text{Eu}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ obtidas pelos cálculos e os nossos dados observacionais. Na tabela 5.3 estão listados os parâmetros do modelo adotado, em função da idade assumida para o disco Galáctico.

TABELA 5.3: Parâmetros do modelo de EQDG adotado.

Parâmetro	$T_G =$			
	6 Gano	9 Gano	12 Gano	15 Gano
k	2			
Δ (Gano)	1,1			
ω	0,746	0,488	0,362	0,285
u_0	2,040	1,500	1,250	1,110
u_1	0,14			
u_2	1,880	1,845	1,824	1,796
u_{T_G}	4,476	4,392	4,344	4,275
j	2,605	2,586	2,571	2,562
Γ	0,301	0,251	0,217	0,199
$f_{1\text{Fe}}$	0,240			
$f_{2\text{Fe}}$	0,467			
χ	1,175	1,350	1,670	1,900
$f_{\text{total Eu}}$	0,630	0,670	0,710	0,750
$f_{1\text{Eu}}$	0,611	0,650	0,689	0,728
$f_{2\text{Eu}}$	0,019	0,020	0,021	0,022
$f_{1\text{Th}}$	0,740	0,905	1,186	1,425

Observações: $u_{T_G} = \omega T_G$; $f_{1\text{Eu}} = 0,97 f_{\text{total Eu}}$;

$f_{2\text{Eu}} = 0,03 f_{\text{total Eu}}$; $f_{1\text{Th}} = \chi f_{\text{total Eu}}$.

5.3.3 A Idade do Disco Galáctico

Uma inspeção da tabela 5.3 nos mostra que o parâmetro χ não é constante, mas varia segundo a idade assumida para o disco Galáctico. Se construirmos um gráfico de χ vs. idade do disco, podemos determinar qual a faixa de idades que concorda com as estimativas da literatura para χ , e compará-la com idade determinada utilizando nossas abundâncias estelares de Th e Eu. O parâmetro pode ser calculado pelas estimativas da literatura das abundâncias solares atuais de Th e Eu e da razão de produção Th/Eu, através da relação $\chi = (p^{\text{Th}}/p^{\text{Eu}})/(Th/Eu)_{\odot}$.

De Grevesse & Sauval (1998), temos as seguintes abundâncias meteoríticas: $\log \epsilon(\text{Th}) = +0,09 \pm 0,02$ e $\log \epsilon(\text{Eu}) = +0,55 \pm 0,02$. Estes valores equivalem a $(Th/Eu)_{\odot} = +0,347 \pm 0,032$. A razão de produção $p^{\text{Th}}/p^{\text{Eu}}$ é de difícil estimativa teórica. Diversos trabalhos em que são feitas estimativas nucleocronológicas das idades de estrelas UPM utilizando suas razões de abundâncias Th/Eu (seção 5.2) empregam a razão de abundâncias solar, corrigida do decaimento radioativo do Th ao longo da vida do Sol, no lugar da razão de produção teórica. Entretanto, para que tal estimativa da razão de produção seja correta, é necessário que duas hipóteses sejam válidas: a) o Th e o Eu são produzidos sempre nas mesmas proporções; b) todo o Th contido no gás que deu origem ao Sol foi produzido em um único (ou alguns poucos) episódio(s) de nucleossíntese imediatamente antes da formação do Sistema Solar. A hipótese (a) precisa ser válida para que uma estimativa da razão de produção obtida através da razão solar de abundâncias possa ser considerada universal, e aplicável a qualquer outra estrela. Ainda não há consenso quanto a veracidade ou não desta hipótese. A hipótese (b), no entanto, é sabidamente não verdadeira: o Th presente no Sol na época de sua formação foi produzido ao longo de bilhões de anos, tempo ao longo do qual sofreu decaimento. Desta forma, a razão solar de abundâncias corrigida do decaimento é menor do que a razão de produção, representando apenas um limite inferior. Por este motivo, é preferível o emprego de razões de produção teóricas.

As razões de produção Th/Eu teóricas são baseadas em modelos de nucleossíntese do processo-r. Estes modelos apresentam grandes incertezas, que têm origem na indeterminação do sítio astrofísico onde ocorre o processo-r e na impossibilidade de se obter dados nucleares de laboratório para elementos muito ricos em nêutrons (que estão muito afastados do vale de estabilidade β). Uma forma de reduzir estas incertezas é vincular os resultados dos modelos às frações de abundâncias solares produzidas pelo processo-r. Os elementos pesados (número atômico $Z > 30$) atualmente presentes no Sol foram sintetizados em parte pelo processo-s, em parte pelo processo-r (com a exceção do Th e do

U, produzidos exclusivamente pelo processo-r). Procura-se, então, forçar os modelos de nucleossíntese do processo-r a reproduzir as frações das abundâncias solares sintetizadas por este processo. Este vínculo só tem validade se todas as estrelas produzirem elementos do processo-r nas mesmas proporções que as existentes no Sol (note que isto implicaria na veracidade da hipótese (a) descrita no parágrafo acima). As abundâncias de elementos pesados em estrelas UPM também podem ser utilizadas para restringir os modelos de nucleossíntese do processo-r, mas a alta incerteza destas abundâncias estelares torna preferível a utilização das abundâncias solares como vínculo.

Diversos trabalhos (Snedden et al. 1996, 1998, 2000a,b; Westin et al. 2000; Burris et al. 2000; Johnson & Bolte 2001; Cowan et al. 1999, 2002) têm confirmado a chamada *universalidade* das abundâncias de elementos do processo-r. Segundo esta hipótese, o processo-r ocorreria em apenas um único sítio astrofísico e produziria elementos sempre em proporções solares. Estes trabalhos corroboram a hipótese de universalidade com base em comparações de abundâncias de elementos pesados em estrelas UPM (que representam os produtos da nucleossíntese de poucas estrelas anteriores) com as frações de abundâncias solares produzidas pelo processo-r (que representam a produção acumulada de elementos do processo-r ao longo de bilhões de anos de evolução da Galáxia). No entanto, esta comparação é realizada apenas para elementos do segundo e terceiro picos do processo-r ($56 \leq Z \leq 72$ e $73 \leq Z \leq 82$, respectivamente).[†] Para poder utilizar os modelos de nucleossíntese do processo-r vinculados às abundâncias solares no cálculo da razão de produção Th/Eu, é necessário que o Th também esteja incluído na universalidade. A solução usualmente adotada para este problema é *assumir* que, se vale a universalidade para os elementos do segundo e terceiro picos, então esta pode ser estendida até os actínídeos. A determinação de abundâncias confiáveis de Pb e Bi no Sol e nas estrelas UPM ajudaria muito na solução deste problema. Como estes elementos são produzidos majoritariamente (mais de 80%) pelo decaimento α daqueles com massa atômica $209 < A < 255$, seria difícil imaginar algum processo que permitisse que as abundâncias de Pb e Bi do Sol fossem compatíveis com as das estrelas UPM sem que a universalidade fosse válida para os elementos com $A \geq 209$.

A suposição de que a universalidade pode ser estendida ao Th ainda é motivo de

[†]Os trabalhos citados acima demonstram que não há boa concordância para os elementos do primeiro pico ($Z \leq 55$). Isto leva a crer na existência de dois diferentes sítios de nucleossíntese do processo-r: um para massas baixas (primeiro pico) e outro para massas altas (segundo e terceiro picos, e actínídeos). A não universalidade para as massas baixas não representa um problema para a nucleocosmocronologia do Th/Eu, visto que tanto o Th quanto o Eu têm números atômicos $Z > 55$.

polêmica na literatura. Em particular, as análises da gigante UPM do halo CS 31082-001 realizadas por Cayrel et al. (2001b) e Hill et al. (2002) fornecem argumentos *contra* esta extensão. Esta estrela apresenta um padrão de abundâncias de elementos do segundo pico igual ao solar, mas mostra discrepâncias para elementos do terceiro pico. Enquanto que o Os e o Ir parecem ser mais abundantes que no Sol, o Pb mostra indicações de deficiência. Mais grave do que estas discrepâncias é o fato da estrela ter $[\text{Th}/\text{Eu}] = +0,550$, ou seja, 30% maior do que o valor solar corrigido do decaimento do Th (+0,434), quando se espera que uma estrela UPM apresente sempre razões $[\text{Th}/\text{Eu}]$ consideravelmente mais baixas que a razão solar corrigida. Este alto valor indica que a estrela pode ter sido formada com superabundância de actinídeos em relação aos elementos do segundo pico, não sendo válida então a universalidade para o Th. Até o presente momento, CS 31082-001 é a única estrela que apresenta discrepâncias significativas para algum elemento com $Z > 55$, enquanto que as evidências favoráveis à universalidade nesta faixa de números atômicos são cada vez mais numerosas. Ainda não é claro se CS 31082-001 é apenas quimicamente peculiar ou se as discrepâncias por ela apresentadas poderiam estar presentes num número mais significativo de estrelas (ainda não observadas), o que seria um forte argumento contra a extensão da universalidade aos actinídeos. Se a extensão não for possível, será necessário desenvolver novos vínculos aos modelos de nucleossíntese do processo-r; além disto, passa a ser necessário considerar a hipótese da razão de produção Th/Eu ter sofrido variações ao longo da evolução da Galáxia.

Mesmo assumindo como verdadeira a universalidade, a incerteza das razões de produção Th/Eu é alta. Os modelos de nucleossíntese do processo-r podem ser baseados em diferentes modelos de massa afastados da estabilidade e outras suposições teóricas (densidades neutrônicas, por exemplo). Os modelos de Cowan et al. (1997; 1999) e Schatz et al. (2002) fornecem valores entre 0,47 e 0,55. Vamos adotar como valor mais provável o centro do intervalo, o que nos dá $p^{\text{Th}}/p^{\text{Eu}} = 0,51 \pm 0,04$. Assim, com base em dados da literatura, chegamos a $\chi = 1,470_{-0,230}^{+0,276}$. Na figura 5.8 é apresentado um diagrama de idade vs. χ para as idades assumidas para o disco Galáctico em nosso modelo de EQDG. Foi ajustada uma reta e esta foi utilizada para determinar a faixa de idades que concorda com os valores de literatura de χ . O resultado encontrado é $T_G(\text{Gano}) = 9,86_{-2,73}^{+3,28}$. Levando-se em consideração que o ajuste linear da figura 5.8 tem dispersão $\sigma = 0,50 \text{ Gano}$, incluímos este valor nos erros, obtendo $T_G(\text{Gano}) = 9,9_{-3,2}^{+3,8}$.

Curvas de $[\text{Th}/\text{Eu}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ construídas a partir do modelo de EQDG para as quatro idades assumidas para o disco, juntamente com os nossos dados observacionais, podem ser vistas na figura 5.9. Com base neste diagrama, determinamos uma estimativa para a

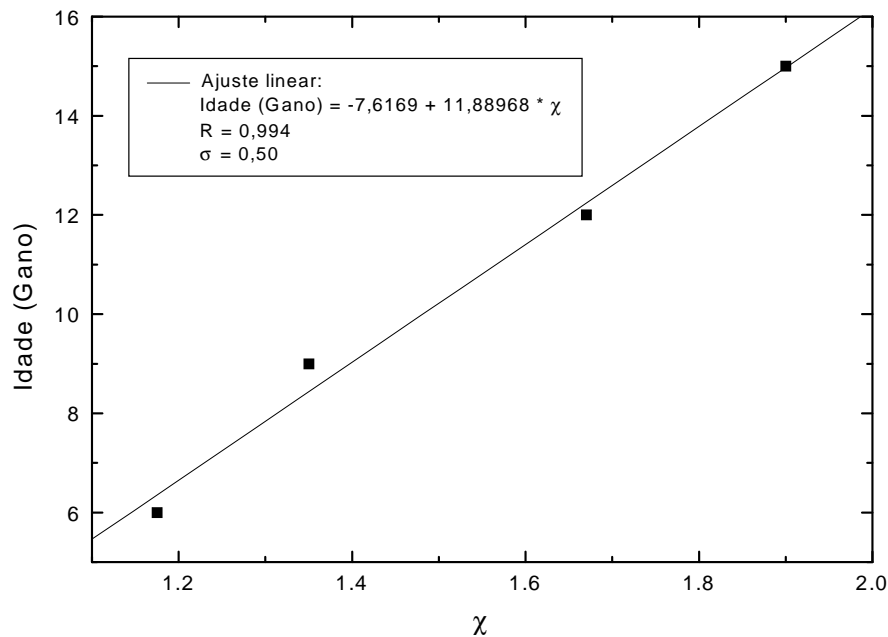


FIGURA 5.8: Diagrama da idade assumida para o disco Galáctico (em Gano) vs. parâmetro χ no modelo de EQDG. A reta é um ajuste linear aos pontos.

idade do disco Galáctico.

Como forma de determinar qual a idade que melhor concorda com nossos dados observacionais, realizamos uma análise quantitativa do ajuste das curvas aos dados e do erro deste ajuste (apêndice C). Note que as curvas são muito próximas entre si para baixas metalicidades, o que torna a análise pouco sensível às estrelas mais velhas. Como resultado, temos uma idade para o disco Galáctico de $8,2 \pm 1,9$ Gano. O erro de 1,9 Gano está relacionado apenas às incertezas das razões de abundâncias [Th/Eu], não levando em consideração as incertezas internas ao próprio modelo de EQDG, que são de avaliação muito difícil. Os erros associados ao modelo podem ser a principal fonte de incerteza da idade do disco.

A sedimentação dos elementos pesados, citada na seção 5.1 como uma possível explicação para as altas idades estelares obtidas com o uso de curvas isócronas, também afeta a nossa determinação nucleocosmocronológica da idade do disco Galáctico. Tanto o Th quanto o Eu sofrem sedimentação. No entanto, esta ocorre em intensidades semelhantes para os dois elementos, visto que o Eu tem massa apenas 35% menor do que a do Th. Assim, as abundâncias de ambos são modificadas de valores próximos, e a variação da razão de abundâncias [Th/Eu] pode ser desprezada. Por outro lado, a variação da

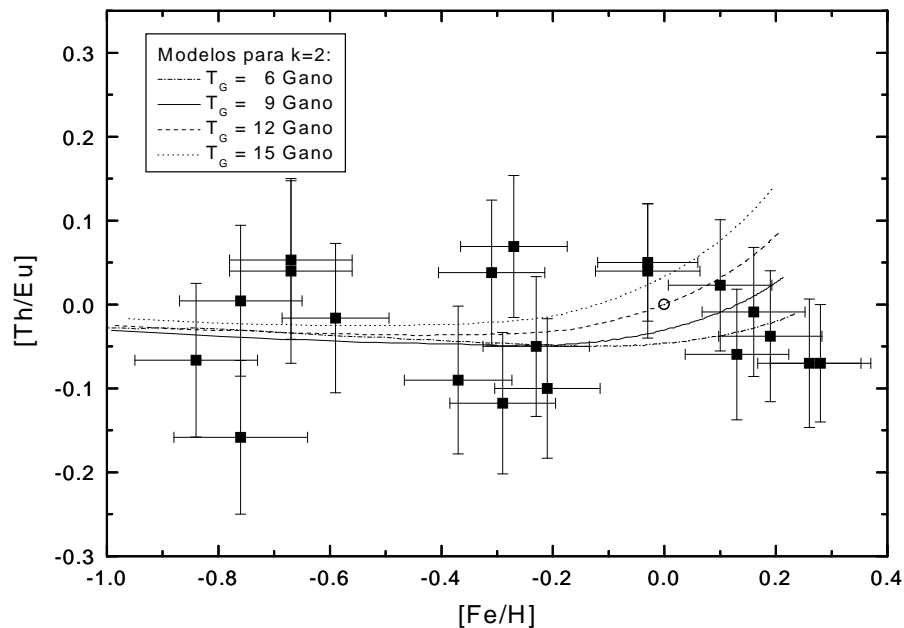


FIGURA 5.9: Diagrama $[\text{Th}/\text{Eu}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para as 20 estrelas da amostra e para o Sol. São apresentadas as curvas do modelo de Arany-Prado (2003) calculadas para as quatro idades assumidas para o disco Galáctico e as abundâncias por nós determinadas. Note que o Sol passa pela curva de 12 Gano; este fato, no entanto, não tem significado isoladamente, visto que o Sol, em nossa análise, é encarado como apenas mais uma estrela da amostra.

razão $[\text{Fe}/\text{H}]$ é apreciável apenas para as estrelas mais velhas, e portanto de metalicidades mais baixas; para baixas metalicidades, as curvas $[\text{Th}/\text{Eu}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ são praticamente paralelas ao eixo das abscissas. Podemos concluir que a sedimentação, mesmo presente, tem efeito desprezível no resultado final da análise.

As idades encontradas pela análise dos valores de χ deduzidos a partir de dados da literatura e pela análise utilizando as razões de abundâncias estelares de $[\text{Th}/\text{Eu}]$ têm ampla interseção (6,7 Gano a 10,1 Gano). Tomando o centro desta interseção como resultado final da análise nucleocosmocronológica e a metade do intervalo como erro, temos $T_G (\text{Gano}) = 8,4 \pm 1,7$ Gano.

Capítulo 6

Conclusões e Perspectivas

6.1 Conclusões

Parâmetros atmosféricos foram determinados com alta precisão para todas as estrelas de nossa amostra. Estes foram determinados através de um procedimento iterativo totalmente auto-consistente, no qual as temperaturas efetivas foram obtidas por calibrações fotométricas e pelo ajuste de perfis de $H\alpha$, as gravidades superficiais foram estimadas utilizando massas evolutivas e as metalicidades e velocidades de microturbulência foram obtidas por análise espectroscópica detalhada diferencial em relação ao Sol.

Abundâncias de 10 elementos químicos, incluindo o Fe, foram determinadas para as estrelas da amostra através de análise espectroscópica utilizando os parâmetros atmosféricos previamente estimados e LEs de suas linhas de absorção. Estes elementos são aqueles que têm linhas importantes nas regiões espectrais sintetizadas para a determinação das abundâncias de Eu e Th. Algumas estrelas apresentaram algumas abundâncias destoantes do comportamento geral evidenciado nos gráficos [elemento/Fe] vs. [Fe/H]. No entanto, se estas aparentes anomalias fossem reais, esperaria-se que fossem reproduzidas para todos os elementos sintetizados por um determinado processo nuclear. Como isto não ocorre, podemos considerá-las como sendo apenas *outliers* provocados por algum problema não determinado na análise.

As abundâncias de Eu foram obtidas pela síntese da linha de Eu II em 4129,72 Å. Na síntese, foi considerada em detalhe a EHF desta linha, assim como o seu desvio isotópico. Os parâmetros atmosféricos utilizados foram os determinados por nós e as abundâncias dos elementos contaminantes foram fixadas pela nossa análise espectroscópica, permitindo apenas pequenas variações dentro dos erros da análise. Comparações com trabalhos ante-

riores (WTL95 e KE02) demonstram que nossos dados seguem o mesmo comportamento que estes, mas apresentam dispersão consideravelmente menor.

Determinamos as abundâncias de Th pela síntese da linha de Th II em 4019,13 Å. Foi considerada, para a síntese, a EHF detalhada de três linhas de Co I presentes na região, sendo que uma destas sobreposta à linha do Th. Novamente, como no caso da síntese do Eu, utilizamos os parâmetros atmosféricos e abundâncias dos elementos contaminantes da nossa análise espectroscópica. Uma comparação de nossos resultados com o principal trabalho da literatura que obteve abundâncias de Th para estrelas do disco Galáctico (MKB92) mostra comportamentos semelhantes. No entanto, os nossos dados apresentam dispersão cerca de 60% menor.

Curvas [Th/Eu] vs. [Fe/H] para quatro idades assumidas do disco Galáctico (6, 9, 12 e 15 Gano), geradas a partir de um modelo de EQDG, foram comparadas às razões de abundâncias por nós determinadas para as estrelas de nossa amostra. Minimizando os desvios quadráticos entre as curvas e os dados observacionais, determinamos a melhor idade para o disco. Uma simulação Monte Carlo foi utilizada na estimativa do erro da idade do disco resultante das incertezas das razões de abundâncias. O valor encontrado foi de $8,2 \pm 1,9$ Gano. Uma outra estimativa da idade do disco foi realizada com base em dados da literatura para a razão de produção Th/Eu e para os valores das abundâncias solares atuais de Th e Eu, aliados ao modelo de EQDG utilizado. Esta estimativa forneceu uma idade de $9,9_{-3,2}^{+3,8}$ Gano. Tomamos como resultado final da análise nucleocosmocronológica a interseção das duas estimativas: T_G (Gano) = $8,4 \pm 1,7$ Gano. Esta idade é compatível com as determinações de idades estelares mais recentes realizadas através de cálculos do resfriamento de anãs brancas, que indicam uma baixa idade para o disco ($\lesssim 10$ Gano).

A determinação da idade do disco Galáctico pela nucleocosmocronologia do [Th/Eu] se mostrou um técnica bastante sensível aos erros observacionais. O modelo de EQDG é pouco sensível à escolha da idade assumida do disco e as curvas para diferentes idades são bastante próximas entre si, quando comparadas com os erros das abundâncias. Isto leva a um erro de 1,9 Gano relacionado apenas às incertezas das abundâncias, sem levar em conta as incertezas internas ao próprio modelo de EQDG, que são de avaliação muito complexa. A análise feita utilizando os valores da literatura para a razão de produção Th/Eu e para as abundâncias solares atuais de Th e Eu fornece uma idade do disco com incerteza ainda maior. Porém, tendo em vista que este trabalho já logrou reduzir consideravelmente os erros observacionais quando comparado com trabalhos anteriores, consideramos que futuras melhorias têm ainda o potencial de aumentar a precisão da idade do disco Galáctico. Dentre estas melhorias, podemos destacar a obtenção de espec-

tros com razões sinal/ruído e resoluções ainda maiores (preferencialmente em telescópios de grande porte), a determinação mais precisa de dados atômicos (como, por exemplo, comprimentos de onda centrais das linha de absorção) e a identificação de linhas contaminantes ainda desconhecidas, como as que nos obrigam a incluir linhas artificiais de Fe nos espectros sintéticos. Se parte da dispersão dos dados for real (“cósmica”), e não observacional, não será possível reduzir esta dispersão indefinidamente. Isto pode ocorrer se a razão de produção não for constante ao longo da evolução da Galáxia, como parecem indicar as análises das abundâncias de elementos do processo-r em CS 31082-001. Avanços nos modelos de nucleossíntese do processo-r podem ajudar a resolver as questões da universalidade e da constância da razão de produção, principalmente quando os sítios de produção deste processo forem finalmente determinados.

6.2 Perspectivas

Planejamos expandir nossa amostra de estrelas, de modo a reduzir ainda mais a dispersão dos dados. Já nos foram designadas 3 noites de observação no telescópio de 3,60m do ESO, em agosto/2003, que utilizaremos para obter espectros CES na região do Th para as estrelas de nossa amostra atual que têm espectros CES obtidos apenas no CAT (HD 160691, HD 196378, HD 199288 e HD 203608) e para 10 novas estrelas já selecionadas seguindo os mesmos critérios descritos na seção 2.1. Já possuímos espectros FEROS e LNA para todas as novas estrelas, de modo que teremos em breve todo o material observacional necessário à obtenção de suas abundâncias de Eu e Th.

Após a determinação das abundâncias para a amostra estendida, iremos refazer a análise nucleocosmocronológica utilizando curvas $[\text{Th}/\text{Eu}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para um maior número de idades, de modo a aumentar a precisão da determinação da melhor idade.

Apêndice A

Linhas de Absorção Medidas

Este apêndice contém tabelas com as linhas de absorção que tiveram LEs medidas, para todas as estrelas da amostra. São apresentadas apenas as linhas que foram efetivamente utilizadas nas determinações de abundâncias, não sendo incluídas as que foram medidas, mas descartadas posteriormente, por se mostrarem muito fracas ou discrepantes em relação à média. Os seguintes dados são apresentados nas tabelas: comprimento de onda central (em Å), identificação do elemento e de seu estado de ionização, potencial de excitação do nível inferior da transição eletrônica (em eV), $\log gf$ solar e as LEs, medidas pelo ajuste de gaussianas, obtidas para cada estrela (em mÅ).

TABELA A.1: Linhas de absorção de V, Ce, Co e Cr no Sol e em HD 2151 a HD 52298. Para uma descrição das informações apresentadas, ver texto.

λ (Å)	Elem.	$\%$ (ev)	Log gf	Sol	HD 2151	HD 9562	HD 16417	HD 20766	HD 20807	HD 22484	HD 22879	HD 30562	HD 43947	HD 52298
5657,436	V I	1,06	-0,883	9,5	-	14,1	13,4	6,4	-	8,2	3,5	10,4	7,8	2,0
5668,362	V I	1,08	-0,920	8,5	-	13,0	14,4	-	-	-	2,3	13,3	-	-
5670,851	V I	1,08	-0,452	21,6	19,0	32,1	28,1	18,6	12,7	15,1	-	28,1	13,4	6,5
5727,661	V I	1,08	-0,657	14,3	13,3	17,5	16,3	9,1	7,5	10,4	3,0	25,1	9,3	-
6135,370	V I	1,05	-0,694	15,2	13,5	17,7	19,7	12,6	8,7	9,7	-	19,4	-	-
6150,154	V I	0,30	-1,366	18,6	16,4	21,5	21,3	11,6	9,0	-	7,9	20,7	10,0	-
4523,080	Ce II	0,52	+0,221	21,0	19,8	24,5	23,9	17,4	15,5	19,8	9,1	29,3	15,0	14,8
4562,367	Ce II	0,48	+0,347	26,8	30,8	35,2	34,1	21,7	20,0	27,9	10,2	40,5	20,9	19,3
4628,160	Ce II	0,52	+0,320	24,6	27,9	30,8	31,8	17,1	14,8	25,6	10,8	35,4	22,2	16,6
4773,959	Ce II	0,92	+0,297	12,6	17,4	17,9	18,0	10,2	6,9	14,9	5,0	22,3	9,0	5,6
5274,236	Ce II	1,04	+0,520	15,9	22,4	20,7	24,3	-	-	13,8	5,6	23,3	10,5	-
4749,662	Co I	3,05	-0,232	47,9	-	59,2	55,5	36,7	29,2	30,4	-	64,7	21,3	15,6
5212,691	Co I	3,51	-0,228	22,4	23,3	32,9	33,6	14,5	12,7	21,9	7,0	31,9	10,9	6,5
5280,629	Co I	3,63	-0,032	24,6	23,9	32,9	31,7	15,4	12,5	17,2	6,3	31,7	13,5	-
5301,047	Co I	1,71	-1,861	26,0	23,8	34,4	32,4	21,0	16,2	17,6	-	36,3	12,5	8,7
5342,708	Co I	4,02	+0,592	34,1	35,3	47,5	42,5	27,7	25,4	30,1	14,1	49,1	24,2	16,8
5454,572	Co I	4,07	+0,259	18,7	19,2	27,9	23,0	16,1	13,3	12,9	6,6	31,2	10,3	9,1
5647,234	Co I	2,28	-1,570	16,3	18,5	22,0	22,0	13,7	10,2	12,1	5,5	22,9	8,6	-
6188,996	Co I	1,71	-2,235	14,4	13,8	-	18,0	9,9	9,7	8,6	6,0	16,7	6,5	-
4545,945	Cr I	0,94	-1,324	96,0	89,6	104,6	101,1	84,5	77,1	85,8	49,7	103,6	73,0	58,2
4575,092	Cr I	3,37	-0,893	14,2	12,7	20,3	15,2	11,0	10,1	13,1	-	-	8,9	7,9
4616,120	Cr I	0,98	-1,293	96,3	91,9	104,8	102,6	89,6	81,0	88,2	57,4	106,3	77,8	64,6
4626,174	Cr I	0,97	-1,400	91,3	85,5	97,5	96,4	83,3	76,3	82,8	49,7	98,2	73,7	58,8
4737,355	Cr I	3,09	-0,099	62,6	58,2	74,7	70,5	51,9	46,7	54,2	-	74,5	41,0	32,2
4756,137	Cr I	3,10	+0,075	71,9	67,1	79,4	77,4	64,4	58,6	64,3	32,7	81,2	52,4	46,1
5200,163	Cr I	3,38	-0,558	25,7	22,0	32,8	31,6	19,9	17,2	19,8	5,4	33,9	15,4	10,8
5214,130	Cr I	3,37	-0,710	20,2	18,0	32,6	25,6	14,9	14,7	17,6	4,8	24,5	12,2	-
5247,566	Cr I	0,96	-1,528	88,9	-	-	-	-	-	-	-	93,0	64,8	-
5272,007	Cr I	3,45	-0,335	33,0	26,8	34,7	34,7	22,4	18,4	21,1	-	35,7	15,9	10,3
5287,183	Cr I	3,44	-0,809	15,0	16,1	18,1	20,3	8,6	6,6	9,8	-	16,6	8,9	3,7
5296,691	Cr I	0,98	-1,276	101,4	97,5	111,9	108,2	91,8	83,2	88,9	53,4	109,3	76,2	60,0
5300,751	Cr I	0,98	-2,015	65,7	57,2	73,9	73,3	56,5	48,6	50,2	-	77,9	37,8	25,3
5304,183	Cr I	3,46	-0,684	18,3	19,2	26,5	24,5	15,0	12,4	15,0	5,1	26,9	8,6	7,3
5318,810	Cr I	3,44	-0,727	17,5	16,9	26,2	24,1	15,6	14,2	15,1	-	26,9	12,0	-
5648,279	Cr I	3,82	-0,823	7,3	-	9,4	10,1	-	-	5,4	-	10,1	-	-
4588,203	Cr II	4,07	-0,646	78,1	84,8	101,0	89,8	71,7	72,4	92,3	53,7	107,6	73,8	79,2
4592,049	Cr II	4,07	-1,205	53,9	61,3	77,9	66,4	48,1	51,0	70,0	33,0	-	48,2	54,0
5305,855	Cr II	3,83	-2,003	29,9	35,1	48,5	42,8	23,9	25,1	36,6	15,1	49,6	23,6	28,8
5308,377	Cr II	4,07	-1,793	29,3	32,2	42,2	-	22,6	23,2	33,6	13,8	47,6	23,1	25,9
5313,526	Cr II	4,07	-1,575	38,2	43,5	59,7	50,7	29,8	30,1	47,4	17,0	57,8	32,1	35,6

TABELA A.2: Linhas de absorção de V, Ce, Co e Cr em HD 59984 a HD 203608. Para uma descrição das informações apresentadas, ver texto.

λ (Å)	Elem.	λ (eV)	Log gf	HD 59984	HD 63077	HD 76932	HD 102365	HD 128620	HD 131117	HD 160691	HD 196378	HD 199288	HD 203608
5657,436	V I	1,06	-0,883	2,2	6,8	1,9	-	17,3	6,5	17,4	-	-	-
5668,362	V I	1,08	-0,920	-	-	3,1	-	18,5	9,2	-	-	-	-
5670,851	V I	1,08	-0,452	7,9	13,4	-	18,8	35,5	20,1	42,0	-	12,4	-
5727,661	V I	1,08	-0,657	5,4	-	5,8	9,9	21,0	14,3	23,2	-	8,1	-
6135,370	V I	1,05	-0,694	-	-	-	12,6	24,0	12,0	27,2	-	-	-
6150,154	V I	0,30	-1,366	5,7	-	-	11,8	22,7	16,7	-	-	9,6	-
4523,080	Ce II	0,52	+0,221	9,2	9,2	8,8	16,0	23,1	28,3	25,9	16,5	8,1	6,9
4562,367	Ce II	0,48	+0,347	13,6	11,8	10,8	-	30,4	33,9	37,0	23,9	14,3	8,6
4628,160	Ce II	0,52	+0,320	11,2	11,3	9,4	15,3	29,4	33,3	35,1	19,9	12,1	9,2
4773,959	Ce II	0,92	+0,297	4,2	4,7	6,1	7,5	19,0	18,0	21,5	-	-	5,1
5274,236	Ce II	1,04	+0,520	6,7	7,4	6,2	7,9	22,8	18,4	23,3	-	-	-
4749,662	Co I	3,05	-0,232	12,6	-	-	36,0	66,3	50,1	75,5	16,5	-	-
5212,691	Co I	3,51	-0,228	7,7	10,0	5,9	16,7	45,3	22,2	43,7	-	12,7	-
5280,629	Co I	3,63	-0,032	6,2	9,3	-	16,1	37,8	22,8	40,6	-	-	17,2
5301,047	Co I	1,71	-1,861	10,1	13,0	-	21,9	38,1	26,4	45,3	-	12,8	11,0
5342,708	Co I	4,02	+0,592	11,7	17,2	12,0	29,4	52,6	33,3	54,1	21,9	18,2	-
5454,572	Co I	4,07	+0,259	-	6,0	-	14,5	30,1	17,5	33,9	-	9,2	-
5647,234	Co I	2,28	-1,570	-	-	4,6	14,5	25,5	15,6	29,2	-	-	7,8
6188,996	Co I	1,71	-2,235	4,5	5,0	3,8	12,0	21,3	12,3	27,2	-	-	-
4545,945	Cr I	0,94	-1,324	51,9	-	-	82,3	104,6	96,0	109,3	71,9	64,3	-
4575,092	Cr I	3,37	-0,893	5,1	-	-	9,8	20,3	13,9	24,5	-	-	-
4616,120	Cr I	0,98	-1,293	57,6	61,8	53,3	86,2	106,6	100,5	112,5	71,5	68,7	52,4
4626,174	Cr I	0,97	-1,400	51,3	56,5	45,4	79,8	98,5	95,0	104,8	67,0	63,4	46,3
4737,355	Cr I	3,09	-0,099	21,9	-	-	50,8	75,4	66,0	81,9	40,7	30,9	23,9
4756,137	Cr I	3,10	+0,075	34,4	36,5	29,0	61,9	80,3	75,4	84,5	50,3	43,4	32,2
5200,163	Cr I	3,38	-0,558	8,2	8,6	5,4	18,1	37,0	28,3	40,7	12,5	10,3	-
5214,130	Cr I	3,37	-0,710	6,7	-	-	15,3	33,1	20,1	30,5	-	-	-
5247,566	Cr I	0,96	-1,528	43,0	-	-	-	-	-	-	-	-	-
5272,007	Cr I	3,45	-0,335	7,0	9,1	-	22,3	39,5	-	-	18,3	12,9	-
5287,183	Cr I	3,44	-0,809	-	-	-	9,4	21,1	13,5	24,9	0	0	-
5296,691	Cr I	0,98	-1,276	53,8	59,1	-	90,4	114,6	98,8	119,5	74,5	70,8	52,9
5300,751	Cr I	0,98	-2,015	22,5	-	-	56,9	78,6	65,6	84,0	35,5	34,5	20,4
5304,183	Cr I	3,46	-0,684	-	-	-	13,5	30,3	20,5	33,7	-	-	-
5318,810	Cr I	3,44	-0,727	-	-	3,8	14,9	30,7	21,3	33,8	-	-	-
5648,279	Cr I	3,82	-0,823	-	-	-	-	9,9	9,4	13,3	-	-	-
4588,203	Cr II	4,07	-0,646	65,0	56,9	56,0	66,9	92,2	99,4	93,1	79,7	54,5	61,3
4592,049	Cr II	4,07	-1,205	42,1	35,6	32,8	45,6	71,0	74,1	69,5	52,0	31,6	-
5305,855	Cr II	3,83	-2,003	17,6	15,3	14,9	22,5	43,6	47,5	45,2	30,3	16,5	-
5308,377	Cr II	4,07	-1,793	16,7	14,6	12,4	22,2	39,0	45,1	42,3	24,7	11,0	12,6
5313,526	Cr II	4,07	-1,575	24,9	20,6	17,6	27,0	50,7	58,5	53,9	39,2	19,1	23,3

TABELA A.3: Linhas de absorção de Mn, Nd, Ni e Sm no Sol e em HD 2151 a HD 52298. Para uma descrição das informações apresentadas, ver texto.

λ (Å)	Elem.	λ (eV)	Log gf	sol	HD 2151	HD 9562	HD 16417	HD 20766	HD 20807	HD 22484	HD 22879	HD 30562	HD 43947	HD 52298
4739,113	Mn I	2,94	-0,593	65,2	57,9	78,6	73,4	50,5	44,0	53,0	-	74,4	37,9	24,5
5394,670	Mn I	0,00	-3,522	86,1	66,8	95,4	93,1	66,1	49,8	50,0	13,5	92,3	34,2	16,8
5399,479	Mn I	3,85	-0,216	43,7	38,8	58,8	56,4	-	25,8	32,9	-	55,3	23,2	12,0
5413,684	Mn I	3,86	-0,448	28,5	23,0	39,1	35,4	17,4	14,5	20,1	-	36,8	14,8	8,5
5420,350	Mn I	2,14	-1,433	94,3	76,7	109,8	104,6	67,6	55,2	62,4	14,4	107,5	43,8	26,4
5432,548	Mn I	0,00	-3,820	55,5	39,3	64,9	61,1	41,1	31,2	31,2	10,4	61,2	17,7	14,5
5089,831	Nd II	0,20	-1,160	4,3	5,9	6,0	4,6	4,5	3,4	6,3	5,5	6,6	3,5	2,5
5319,820	Nd II	0,55	-0,287	13,0	18,1	21,5	22,4	11,2	11,9	15,6	7,6	21,5	12,2	11,9
5032,723	Ni I	3,90	-1,163	27,3	-	-	-	-	22,2	29,3	-	-	17,2	-
5094,406	Ni I	3,83	-1,087	33,6	29,6	43,2	39,5	25,2	-	-	7,4	45,2	17,9	13,9
5197,170	Ni I	3,90	-1,102	30,1	27,6	39,9	36,0	22,2	19,0	24,2	7,5	40,6	18,0	11,0
5220,300	Ni I	3,74	-1,225	31,3	31,3	-	40,4	26,5	25,9	-	-	50,4	21,3	-
5392,330	Ni I	4,15	-1,214	17,1	17,4	24,8	21,9	14,9	12,0	12,9	2,7	23,3	12,4	-
5435,866	Ni I	1,99	-2,349	57,8	55,8	66,1	66,3	46,2	41,4	46,8	19,2	69,9	36,2	23,4
5452,860	Ni I	3,84	-1,428	19,7	20,3	31,3	26,7	14,8	12,7	16,2	6,7	30,5	11,0	-
6176,807	Ni I	4,09	-0,180	70,0	62,7	83,3	76,8	57,8	54,2	61,4	23,8	85,2	45,1	37,0
6177,236	Ni I	1,83	-3,400	19,7	15,3	23,2	22,3	15,9	14,0	12,4	6,5	25,3	6,9	-
6186,709	Ni I	4,10	-0,840	34,7	30,4	46,8	41,6	26,4	24,9	27,2	9,4	47,1	21,5	14,9
6191,187	Ni I	1,68	-2,158	82,9	80,8	98,3	91,2	70,8	65,6	70,1	35,5	93,8	57,7	-
6767,784	Ni I	1,83	-2,005	85,8	86,4	107,6	97,7	82,8	-	-	-	97,1	68,0	-
6772,321	Ni I	3,66	-0,875	55,0	-	75,9	-	-	-	-	-	-	-	-
4566,233	Sm II	0,33	-0,182	13,0	12,2	19,8	18,1	12,1	9,9	12,5	7,4	19,8	9,4	6,7

TABELA A.4: Linhas de absorção de Mn, Nd, Ni e Sm em HD 59984 a HD 203608. Para uma descrição das informações apresentadas, ver texto.

λ (Å)	Elem.	λ (eV)	Log gf	HD 59984	HD 63077	HD 76932	HD 102365	HD 128620	HD 131117	HD 160691	HD 196378	HD 199288	HD 203608
4739,113	Mn I	2,94	-0,593	16,1	-	-	47,3	82,0	67,3	87,8	32,0	25,6	19,0
5394,670	Mn I	0,00	-3,522	14,7	23,5	13,0	65,8	105,6	74,1	121,1	28,2	27,2	17,0
5399,479	Mn I	3,85	-0,216	8,9	11,5	6,2	26,3	67,5	45,0	76,5	-	-	-
5413,684	Mn I	3,86	-0,448	6,0	6,5	-	15,8	44,3	29,3	51,7	-	-	-
5420,350	Mn I	2,14	-1,433	16,3	20,6	-	65,4	124,5	85,0	140,5	33,8	-	23,6
5432,548	Mn I	0,00	-3,820	11,5	16,6	-	41,0	73,9	47,1	84,1	-	14,8	-
5089,831	Nd II	0,20	-1,160	3,6	6,8	5,2	4,6	5,9	7,3	4,1	-	-	-
5319,820	Nd II	0,55	-0,287	8,7	6,8	6,6	12,3	23,9	21,1	24,2	-	10,4	-
5032,723	Ni I	3,90	-1,163	8,4	-	-	-	-	31,9	-	-	-	-
5094,406	Ni I	3,83	-1,087	12,6	13,2	9,5	22,8	46,5	38,4	47,8	18,5	14,6	-
5197,170	Ni I	3,90	-1,102	7,9	12,0	6,7	20,7	43,9	31,5	48,0	10,4	10,7	7,2
5220,300	Ni I	3,74	-1,225	-	15,2	-	24,8	-	36,8	49,1	-	-	-
5392,330	Ni I	4,15	-1,214	-	6,8	3,6	13,3	26,2	20,5	30,0	-	-	-
5435,866	Ni I	1,99	-2,349	20,2	-	-	46,5	70,7	60,6	79,3	32,3	29,7	19,0
5452,860	Ni I	3,84	-1,428	-	8,4	5,1	12,8	33,9	24,0	37,5	0	-	-
6176,807	Ni I	4,09	-0,180	26,3	-	23,2	55,7	82,7	77,6	88,8	42,6	35,0	26,8
6177,236	Ni I	1,83	-3,400	-	6,1	4,9	16,5	27,1	21,9	-	-	-	-
6186,709	Ni I	4,10	-0,840	10,8	10,6	7,6	26,1	47,0	38,2	51,6	17,6	14,6	10,5
6191,187	Ni I	1,68	-2,158	-	-	-	73,1	95,7	-	105,7	54,1	50,8	33,8
6767,784	Ni I	1,83	-2,005	-	-	-	-	-	93,7	108,2	73,2	-	-
6772,321	Ni I	3,66	-0,875	-	-	-	-	-	62,3	77,1	32,5	-	-
4566,233	Sm II	0,33	-0,182	5,8	4,6	3,7	10,9	19,7	14,5	22,9	13,2	9,2	5,0

TABELA A.5: Linhas de absorção de Ti no Sol e em HD 2151 a HD 52298. Para uma descrição das informações apresentadas, ver texto.

λ (Å)	Elem,	λ (eV)	Log gf	Sol	HD 2151	HD 9562	HD 16417	HD 20766	HD 20807	HD 22484	HD 22879	HD 30562	HD 43947	HD 52298
4518,023	Ti I	0,83	-0,331	80,0	76,1	89,5	87,8	75,4	68,9	71,3	51,2	88,9	61,2	44,4
4548,765	Ti I	0,83	-0,412	76,5	76,2	86,9	87,2	72,9	65,7	69,1	48,4	90,1	59,6	43,7
4555,485	Ti I	0,35	-0,962	72,7	65,2	77,7	76,6	65,3	58,0	60,2	42,5	79,6	50,7	35,1
4562,625	Ti I	0,02	-2,655	14,4	9,3	13,6	16,1	12,9	10,1	7,3	-	21,0	5,5	4,9
4617,254	Ti I	1,75	+0,275	69,0	64,1	75,7	74,5	62,6	55,2	58,9	39,2	77,5	52,0	36,0
4758,120	Ti I	2,25	+0,328	49,1	43,5	54,8	54,7	44,4	37,5	39,7	23,3	61,6	32,0	22,7
4759,272	Ti I	2,25	+0,390	52,3	45,5	57,4	56,6	47,3	40,8	41,0	26,5	61,4	33,3	24,9
5024,842	Ti I	0,82	-0,494	75,7	-	-	-	-	-	-	-	85,7	-	-
5071,472	Ti I	1,46	-0,714	35,8	25,8	41,1	38,9	31,6	23,8	24,3	10,3	45,6	18,4	13,4
5145,464	Ti I	1,46	-0,589	42,1	39,4	55,1	49,4	35,3	28,1	32,0	17,5	50,1	25,8	14,7
5147,479	Ti I	0,00	-1,947	46,0	37,7	53,5	50,3	39,2	31,2	32,6	18,2	54,3	24,1	17,3
5152,185	Ti I	0,02	-1,953	44,8	34,7	46,0	43,0	36,4	27,6	26,9	16,7	47,9	22,1	13,9
5192,969	Ti I	0,02	-0,914	92,1	86,0	98,2	96,4	87,3	79,0	79,0	60,0	100,9	70,9	51,8
5211,206	Ti I	0,84	-2,037	10,5	13,4	20,1	19,2	8,1	8,4	11,1	4,0	13,7	8,2	-
5219,700	Ti I	0,02	-2,243	31,0	25,8	43,5	40,2	29,9	24,0	27,0	16,7	38,8	14,9	12,7
5295,780	Ti I	1,07	-1,556	17,3	16,4	21,2	23,2	12,2	8,8	12,2	9,0	21,2	10,4	5,8
5426,236	Ti I	0,02	-2,938	9,0	9,7	10,5	10,5	8,2	6,4	6,5	-	12,0	-	-
5471,197	Ti I	1,44	-1,480	10,1	14,2	16,8	13,2	10,5	6,7	10,4	5,1	16,3	4,2	-
5648,567	Ti I	2,49	-0,369	12,5	13,8	14,1	16,4	13,3	10,5	9,9	6,4	17,4	-	6,9
5679,937	Ti I	2,47	-0,555	8,9	12,3	13,4	12,3	9,4	-	8,1	3,3	12,6	-	-
5739,464	Ti I	2,25	-0,659	11,2	-	15,0	17,4	9,0	7,5	11,4	-	-	10,0	4,3
6098,694	Ti I	3,06	-0,095	7,5	11,1	-	-	-	-	-	1,9	-	5,6	-
6126,224	Ti I	1,07	-1,361	26,3	17,5	28,0	28,6	24,7	18,4	16,4	11,1	31,8	14,6	11,4
4524,691	Ti II	1,23	-2,865	32,7	36,8	48,2	41,5	26,8	24,1	34,5	17,6	43,1	26,0	20,0
4568,345	Ti II	1,22	-2,884	32,4	39,7	54,3	48,5	28,8	27,8	41,5	20,1	57,7	27,6	23,8
4583,415	Ti II	1,16	-2,845	36,7	46,6	58,1	50,1	31,2	31,9	48,4	28,8	-	32,2	29,5
4657,209	Ti II	1,24	-2,245	61,0	68,6	78,4	75,0	50,9	50,8	67,6	41,8	80,8	56,1	49,4
5211,544	Ti II	2,59	-1,511	36,4	48,8	58,3	-	28,4	31,3	-	24,3	54,2	34,3	31,0
5336,783	Ti II	1,58	-1,576	78,5	89,8	99,0	90,0	69,7	71,6	87,6	64,0	99,1	75,7	73,4
5381,020	Ti II	1,57	-1,826	67,6	76,0	90,6	80,9	56,9	57,1	74,6	47,6	87,7	60,0	55,8
5418,756	Ti II	1,58	-2,126	53,4	64,0	71,2	67,4	44,9	46,4	62,7	37,9	74,7	50,2	44,1

TABELA A.6: Linhas de absorção de Ti em HD 59984 a HD 203608. Para uma descrição das informações apresentadas, ver texto.

λ (Å)	Elem,	λ (eV)	Log gf	HD 59984	HD 63077	HD 76932	HD 102365	HD 128620	HD 131117	HD 160691	HD 196378	HD 199288	HD 203608
4518,023	Ti I	0,83	-0,331	47,6	58,0	48,5	78,3	92,8	80,3	95,2	59,1	63,0	39,3
4548,765	Ti I	0,83	-0,412	45,4	54,6	44,4	75,7	90,0	79,7	96,1	58,3	62,2	36,4
4555,485	Ti I	0,35	-0,962	37,9	46,7	37,7	68,3	80,7	71,3	84,5	47,2	50,7	27,1
4562,625	Ti I	0,02	-2,655	4,1	6,7	3,6	14,3	17,3	13,3	24,3	-	9,8	-
4617,254	Ti I	1,75	+0,275	36,5	46,4	35,4	63,8	78,3	69,8	84,4	44,8	50,2	29,7
4758,120	Ti I	2,25	+0,328	22,0	26,3	20,0	46,6	59,6	51,4	63,3	29,4	29,7	15,9
4759,272	Ti I	2,25	+0,390	23,0	27,3	22,4	49,4	60,0	53,7	64,8	28,9	32,5	18,0
5024,842	Ti I	0,82	-0,494	-	48,0	36,7	-	-	-	-	-	-	-
5071,472	Ti I	1,46	-0,714	16,6	15,7	10,3	31,0	44,8	36,9	53,6	14,3	15,2	6,9
5145,464	Ti I	1,46	-0,589	14,2	20,7	16,0	38,2	54,3	39,1	63,1	28,7	28,2	18,1
5147,479	Ti I	0,00	-1,947	14,9	22,9	15,4	43,7	55,9	45,1	63,3	25,1	27,4	11,8
5152,185	Ti I	0,02	-1,953	13,4	20,9	15,2	39,4	-	38,2	-	17,9	22,3	8,2
5192,969	Ti I	0,02	-0,914	56,4	65,8	56,3	90,2	101,0	93,6	107,9	65,6	70,4	43,6
5211,206	Ti I	0,84	-2,037	-	-	3,6	10,3	23,2	-	21,6	-	-	-
5219,700	Ti I	0,02	-2,243	15,7	17,4	13,2	32,3	50,0	29,0	51,3	-	19,4	-
5295,780	Ti I	1,07	-1,556	6,7	10,6	6,8	14,1	27,1	14,5	27,4	-	-	-
5426,236	Ti I	0,02	-2,938	3,7	-	-	10,5	11,7	7,5	16,6	-	-	-
5471,197	Ti I	1,44	-1,480	4,3	-	-	8,6	20,5	11,4	22,1	-	-	-
5648,567	Ti I	2,49	-0,369	6,4	-	-	12,1	20,0	14,1	21,8	-	-	-
5679,937	Ti I	2,47	-0,555	-	-	2,1	8,8	18,1	7,7	20,4	-	-	-
5739,464	Ti I	2,25	-0,659	3,6	6,2	-	8,7	22,2	10,6	25,3	-	-	-
6098,694	Ti I	3,06	-0,095	4,0	-	2,3	-	-	9,3	18,0	-	-	-
6126,224	Ti I	1,07	-1,361	10,9	16,8	10,5	24,6	33,0	28,3	38,4	10,3	11,7	7,5
4524,691	Ti II	1,23	-2,865	20,6	19,5	19,8	28,3	42,5	43,1	49,8	28,1	18,9	12,5
4568,345	Ti II	1,22	-2,884	23,0	23,3	20,2	30,2	48,3	48,5	51,9	34,5	25,1	18,2
4583,415	Ti II	1,16	-2,845	29,6	28,5	26,9	32,4	49,8	53,3	51,3	37,4	25,8	21,4
4657,209	Ti II	1,24	-2,245	48,4	46,0	44,4	51,6	74,2	80,7	80,6	63,4	51,4	36,2
5211,544	Ti II	2,59	-1,511	26,6	27,4	25,7	30,5	52,8	55,3	52,5	41,8	27,4	25,9
5336,783	Ti II	1,58	-1,576	70,7	66,5	65,2	72,3	89,7	98,4	95,4	82,1	64,4	58,0
5381,020	Ti II	1,57	-1,826	53,2	51,3	49,8	-	-	87,3	84,1	71,3	51,5	43,4
5418,756	Ti II	1,58	-2,126	44,4	40,6	39,6	47,9	64,6	71,2	71,5	58,7	43,5	37,0

TABELA A.7: Linhas de absorção de Fe no Sol e em HD2151 a HD52298. Para uma descrição das informações apresentadas, ver texto.

λ (Å)	Elem.	λ (eV)	Log gf	Sol	HD 2151	HD 9562	HD 16417	HD 20766	HD 20807	HD 22484	HD 22879	HD 30562	HD 43947	HD 52298
4523,400	Fe I	3,65	-1,873	49,3	39,8	55,4	53,8	39,0	34,6	37,4	13,6	58,4	30,0	19,8
4537,676	Fe I	3,27	-2,851	21,6	-	25,1	23,3	14,4	11,5	14,0	-	23,6	-	-
4556,925	Fe I	3,25	-2,601	32,4	26,3	37,3	36,2	23,2	19,7	24,2	-	41,4	17,1	-
4585,343	Fe I	4,61	-1,584	22,6	18,8	33,3	26,9	19,9	-	-	-	-	-	11,1
4593,555	Fe I	3,94	-1,971	31,9	30,0	45,7	38,9	28,6	-	32,6	-	-	16,9	-
4598,125	Fe I	3,28	-1,485	85,8	80,9	92,7	90,0	-	77,2	82,7	48,0	93,3	-	60,4
4602,000	Fe I	1,61	-3,196	76,1	74,6	88,0	83,5	71,8	66,2	72,5	41,8	91,1	60,0	45,3
4741,535	Fe I	2,83	-2,029	78,6	77,1	89,0	84,5	71,4	66,5	72,4	39,1	90,6	60,8	49,5
4749,961	Fe I	4,56	-1,237	40,6	33,9	47,9	45,2	33,4	29,0	33,2	12,1	51,6	23,9	17,9
5025,091	Fe I	4,26	-1,862	24,3	-	-	-	-	-	-	-	31,8	-	-
5025,313	Fe I	4,28	-1,887	22,6	-	-	-	-	-	-	-	27,7	-	-
5054,647	Fe I	3,64	-1,981	45,4	40,3	55,1	52,6	37,2	31,6	36,0	10,8	60,5	28,0	18,9
5067,162	Fe I	4,22	-0,859	77,9	70,4	84,0	81,4	69,6	64,9	68,4	31,7	87,5	58,7	51,5
5072,677	Fe I	4,22	-0,936	73,4	62,8	81,1	76,4	67,1	61,3	61,7	27,3	85,0	50,9	45,8
5127,359	Fe I	0,93	-3,249	107,2	100,9	114,9	111,4	99,6	93,2	97,6	69,4	117,0	86,9	76,1
5127,680	Fe I	0,05	-5,870	27,9	21,3	34,1	28,8	19,4	16,9	-	-	33,9	-	-
5196,065	Fe I	4,26	-0,784	80,5	74,5	85,9	84,2	70,9	65,6	70,8	35,0	89,5	61,0	50,1
5197,942	Fe I	4,30	-1,483	39,9	36,1	49,6	47,4	30,6	27,7	31,9	8,1	51,1	24,8	17,8
5213,818	Fe I	3,94	-2,692	9,2	7,3	-	-	7,8	-	-	-	11,6	-	-
5223,188	Fe I	3,63	-2,255	33,0	30,8	-	42,1	30,0	-	-	-	44,2	16,6	-
5225,525	Fe I	0,11	-4,580	82,4	78,2	-	90,5	79,5	71,9	79,1	45,8	96,0	57,8	45,4
5247,049	Fe I	0,09	-4,838	72,9	-	-	-	-	-	-	-	80,2	50,7	-
5250,216	Fe I	0,12	-4,761	74,8	-	-	-	-	-	-	30,4	81,3	49,9	32,3
5320,040	Fe I	3,64	-2,492	22,9	20,3	32,0	30,2	18,3	15,9	19,5	8,8	31,3	13,8	9,4
5321,109	Fe I	4,43	-1,247	46,3	41,2	60,5	54,4	38,0	34,3	36,9	14,7	58,2	27,5	22,7
5332,908	Fe I	1,56	-2,858	98,1	96,8	111,1	106,6	91,5	85,7	92,7	60,4	107,8	78,9	67,4
5379,574	Fe I	3,69	-1,529	66,6	65,6	79,5	75,4	-	54,5	60,0	25,2	-	51,7	37,7
5389,486	Fe I	4,41	-0,511	90,7	90,0	100,2	97,9	82,6	76,4	83,9	45,6	101,1	71,3	62,0
5395,222	Fe I	4,44	-1,728	23,3	23,6	30,9	30,5	19,2	15,7	18,4	-	34,9	13,9	10,6
5412,791	Fe I	4,43	-1,717	24,1	26,7	32,4	30,7	19,8	17,3	20,1	-	30,9	14,5	-
5432,946	Fe I	4,44	-0,704	76,7	72,9	88,6	84,0	66,6	63,2	74,0	34,5	93,4	60,5	54,9
5436,297	Fe I	4,39	-1,280	46,6	42,8	54,0	53,2	34,5	31,7	39,2	14,4	54,3	29,1	21,8
5473,168	Fe I	4,19	-1,975	22,9	22,2	-	27,3	-	-	23,0	-	33,6	-	-
5641,436	Fe I	4,26	-0,978	69,7	66,7	80,2	78,6	62,0	55,5	61,1	23,7	83,5	49,9	38,7
5646,697	Fe I	4,26	-2,389	9,4	-	11,6	11,9	7,8	-	-	-	-	-	-
5650,019	Fe I	5,10	-0,760	41,2	35,2	49,9	46,3	31,8	28,6	34,0	12,4	50,2	29,3	21,1
5652,319	Fe I	4,26	-1,711	31,4	25,5	36,3	-	23,4	20,7	22,1	8,1	40,3	16,9	14,0
5661,348	Fe I	4,28	-1,826	25,6	28,6	36,9	35,0	19,9	16,5	20,6	6,3	33,4	16,5	10,0

TABELA A.8: Continuação da tabela A.7. Para uma descrição das informações apresentadas, ver texto.

λ (Å)	Elem,	λ (eV)	Log gf	sol	HD 2151	HD 9562	HD 16417	HD 20766	HD 20807	HD 22484	HD 22879	HD 30562	HD 43947	HD 52298
5680,240	Fe I	4,19	-2,322	12,3	-	20,8	18,9	-	-	10,4	-	14,7	-	-
5701,557	Fe I	2,56	-2,073	92,6	86,5	103,0	98,0	84,1	78,4	82,3	46,2	98,3	73,6	58,6
5705,473	Fe I	4,30	-1,422	43,7	37,6	51,4	46,6	35,4	31,3	34,8	11,7	54,2	26,8	20,5
5731,761	Fe I	4,26	-1,069	64,8	60,5	74,9	71,7	54,7	51,1	56,4	20,0	75,7	45,0	35,6
5738,240	Fe I	4,22	-2,117	17,2	19,9	19,3	19,9	12,3	11,7	13,1	-	22,7	11,0	-
6098,250	Fe I	4,56	-1,782	17,9	21,6	30,3	-	15,1	13,0	15,2	-	24,9	12,4	-
6120,249	Fe I	0,92	-5,811	6,9	-	-	-	-	-	6,2	-	-	-	-
6137,002	Fe I	2,20	-2,757	77,3	70,9	84,4	81,7	68,1	60,0	63,6	30,3	85,1	52,9	38,5
6151,616	Fe I	2,18	-3,226	56,2	47,6	63,4	62,4	44,9	-	41,4	18,3	60,8	33,9	22,0
6159,382	Fe I	4,61	-1,792	16,2	-	18,5	19,7	10,9	9,5	12,8	-	20,8	9,6	-
6173,340	Fe I	2,22	-2,800	74,3	71,4	84,1	82,4	65,9	60,4	64,4	32,6	82,7	53,2	38,1
6187,987	Fe I	3,94	-1,604	52,5	-	60,3	57,7	43,0	37,8	40,5	15,5	60,6	34,1	23,5
6646,966	Fe I	2,61	-3,905	11,8	12,9	20,1	-	-	-	-	-	-	-	-
6696,322	Fe I	4,83	-1,432	21,9	17,7	31,0	26,2	16,9	14,2	15,5	7,4	28,3	12,8	-
6699,136	Fe I	4,59	-1,909	13,9	12,7	20,1	16,0	-	8,2	-	-	17,7	-	-
6703,576	Fe I	2,76	-2,928	44,1	36,0	49,7	49,2	35,4	30,1	30,5	11,5	51,2	25,3	15,6
6704,500	Fe I	4,22	-2,402	10,6	12,4	13,1	-	-	-	7,9	-	14,2	-	-
6705,105	Fe I	4,61	-0,997	52,8	45,8	65,2	60,6	44,4	38,7	42,7	14,2	62,5	34,9	26,6
6710,323	Fe I	1,48	-4,713	20,9	16,7	27,6	26,7	15,8	11,6	13,6	6,5	23,8	9,7	-
6713,745	Fe I	4,79	-1,360	26,3	19,6	32,9	30,1	19,1	16,5	20,9	10,0	33,9	13,1	-
6725,364	Fe I	4,10	-2,125	22,0	21,8	27,6	26,9	18,6	15,3	19,5	8,3	29,4	13,0	-
6726,673	Fe I	4,61	-1,036	50,7	46,5	64,3	60,2	45,7	39,7	45,4	18,4	63,7	36,1	29,3
6732,068	Fe I	4,58	-2,082	10,1	12,7	-	12,3	-	-	-	-	14,5	-	-
6733,153	Fe I	4,64	-1,382	31,6	22,1	39,5	34,3	23,6	20,2	-	-	43,6	21,9	-
6745,113	Fe I	4,58	-2,097	9,8	-	14,8	13,2	-	-	-	-	-	-	-
6750,164	Fe I	2,42	-2,533	80,2	79,7	88,8	87,8	74,1	67,8	71,8	-	91,5	62,3	48,5
6752,716	Fe I	4,64	-1,175	41,7	35,6	48,6	47,7	32,3	28,0	32,9	-	50,8	27,2	18,5
4576,339	Fe II	2,84	-2,994	69,8	78,6	91,7	82,9	62,2	63,8	82,7	43,7	-	65,8	67,8
4656,981	Fe II	2,89	-3,577	43,5	49,4	60,0	57,1	31,3	32,8	49,7	15,5	62,9	37,8	35,5
5197,576	Fe II	3,23	-2,291	86,4	97,7	108,9	101,7	78,0	80,2	100,1	59,6	110,6	84,4	88,3
5234,630	Fe II	3,22	-2,103	96,7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
5264,812	Fe II	3,33	-2,914	54,6	69,6	76,4	71,2	43,9	46,3	65,6	25,9	73,3	49,3	50,4
5325,560	Fe II	3,22	-3,119	50,4	60,4	71,5	63,4	40,0	42,1	62,2	23,4	71,8	43,3	45,0
5414,075	Fe II	3,22	-3,553	31,9	42,9	51,8	45,1	25,5	27,4	41,9	11,6	48,6	27,3	29,3
5425,257	Fe II	3,20	-3,228	46,5	56,2	64,6	59,4	35,7	38,2	56,3	19,8	65,4	41,6	42,2
5427,826	Fe II	6,72	-1,371	6,4	-	12,0	-	-	-	-	-	-	-	-
6149,249	Fe II	3,89	-2,711	40,9	50,3	60,0	54,5	32,4	34,6	51,3	18,4	57,9	37,3	42,6

TABELA A.9: Linhas de absorção de Fe em HD 59984 a HD 203608. Para uma descrição das informações apresentadas, ver texto.

λ (Å)	Elem.	λ (ev)	Log gf	HD 59984	HD 63077	HD 76932	HD 102365	HD 128620	HD 131117	HD 160691	HD 196378	HD 199288	HD 203608
4523,400	Fe I	3,65	-1,873	15,5	14,8	10,6	36,8	58,0	49,7	-	23,6	18,5	13,1
4537,676	Fe I	3,27	-2,851	-	-	-	13,9	27,7	19,0	31,3	-	8,3	6,2
4556,925	Fe I	3,25	-2,601	8,8	9,2	-	22,2	41,6	30,8	47,7	14,4	12,4	6,9
4585,343	Fe I	4,61	-1,584	-	10,3	-	17,7	35,2	26,7	35,8	-	8,2	-
4593,555	Fe I	3,94	-1,971	15,1	-	-	27,6	47,6	36,9	48,5	-	12,4	-
4598,125	Fe I	3,28	-1,485	46,6	52,4	41,4	81,3	100,4	89,0	98,7	59,8	54,1	47,6
4602,000	Fe I	1,61	-3,196	44,2	44,9	37,5	70,5	86,5	82,4	89,5	56,2	52,8	37,3
4741,535	Fe I	2,83	-2,029	43,1	43,1	36,0	70,4	88,8	82,4	91,3	58,9	51,0	39,4
4749,961	Fe I	4,56	-1,237	13,3	11,6	10,0	30,9	51,0	43,5	54,5	19,2	15,9	9,6
5025,091	Fe I	4,26	-1,862	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
5025,313	Fe I	4,28	-1,887	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
5054,647	Fe I	3,64	-1,981	12,3	14,8	11,6	-	58,4	46,2	-	26,1	22,5	16,4
5067,162	Fe I	4,22	-0,859	36,2	39,7	30,8	69,4	85,3	83,7	93,0	51,2	44,7	33,0
5072,677	Fe I	4,22	-0,936	29,5	33,1	25,6	65,9	81,2	76,6	89,0	44,0	39,5	25,9
5127,359	Fe I	0,93	-3,249	74,7	75,6	67,5	99,7	114,4	105,3	120,4	84,7	78,0	64,5
5127,680	Fe I	0,05	-5,870	-	-	-	24,6	34,6	-	42,7	-	7,5	-
5196,065	Fe I	4,26	-0,784	39,8	41,2	33,0	68,7	90,6	81,1	95,0	53,1	48,8	35,3
5197,942	Fe I	4,30	-1,483	12,5	10,9	10,0	29,3	51,7	44,0	57,3	20,7	18,6	12,4
5213,818	Fe I	3,94	-2,692	-	-	-	-	-	-	17,9	-	-	-
5223,188	Fe I	3,63	-2,255	15,7	14,7	-	29,8	52,2	37,4	49,6	-	-	-
5225,525	Fe I	0,11	-4,580	46,8	49,4	41,3	77,0	-	84,3	98,4	53,1	52,4	44,4
5247,049	Fe I	0,09	-4,838	32,7	36,7	28,1	-	-	-	-	-	-	22,5
5250,216	Fe I	0,12	-4,761	30,9	34,0	25,6	-	-	-	-	-	-	29,4
5320,040	Fe I	3,64	-2,492	8,2	7,2	-	18,0	36,0	25,2	39,5	-	9,8	-
5321,109	Fe I	4,43	-1,247	16,1	16,6	-	35,7	62,4	50,3	67,5	27,1	20,8	19,3
5332,908	Fe I	1,56	-2,858	62,7	64,0	55,9	90,6	113,2	101,7	118,2	79,1	72,5	59,7
5379,574	Fe I	3,69	-1,529	27,6	26,6	22,5	-	-	70,6	-	46,5	39,2	28,0
5389,486	Fe I	4,41	-0,511	48,2	51,4	43,3	77,7	103,3	92,6	-	72,9	-	52,8
5395,222	Fe I	4,44	-1,728	-	-	9,0	17,1	33,7	26,1	40,0	-	-	7,8
5412,791	Fe I	4,43	-1,717	-	-	6,2	17,7	36,4	27,3	39,7	-	-	-
5432,946	Fe I	4,44	-0,704	39,9	38,3	33,0	63,7	88,4	85,3	92,3	56,5	42,5	38,2
5436,297	Fe I	4,39	-1,280	14,7	14,5	11,6	34,3	57,9	49,8	62,8	24,1	20,0	15,4
5473,168	Fe I	4,19	-1,975	-	-	-	17,9	39,4	-	38,5	-	9,2	-
5641,436	Fe I	4,26	-0,978	27,7	25,8	20,5	57,9	84,0	75,5	90,3	42,4	36,0	26,3
5646,697	Fe I	4,26	-2,389	-	-	-	6,3	15,3	-	17,9	-	-	-
5650,019	Fe I	5,10	-0,760	12,5	12,1	10,7	29,2	50,3	45,2	55,4	21,8	17,0	13,0
5652,319	Fe I	4,26	-1,711	9,5	9,9	7,8	21,1	38,9	31,5	42,1	-	10,8	6,8
5661,348	Fe I	4,28	-1,826	-	8,4	6,2	17,9	40,9	27,0	43,5	-	-	-

TABELA A.10: Continuação da tabela A.9. Para uma descrição das informações apresentadas, ver texto.

λ (Å)	Elem.	λ (eV)	Log gf	HD 59984	HD 63077	HD 76932	HD 102365	HD 128620	HD 131117	HD 160691	HD 196378	HD 199288	HD 203608
5680,240	Fe I	4,19	-2,322	-	-	-	-	23,2	15,1	-	-	-	-
5701,557	Fe I	2,56	-2,073	52,3	50,3	44,0	81,9	104,1	96,4	110,8	65,4	61,7	44,4
5705,473	Fe I	4,30	-1,422	16,9	13,8	-	34,1	53,4	48,1	58,8	19,2	-	8,8
5731,761	Fe I	4,26	-1,069	25,6	23,6	19,1	53,2	78,5	68,4	80,2	42,6	34,6	29,4
5738,240	Fe I	4,22	-2,117	-	6,2	-	10,9	27,5	18,6	30,9	-	-	-
6098,250	Fe I	4,56	-1,782	-	-	-	14,2	32,6	23,0	35,2	-	-	-
6120,249	Fe I	0,92	-5,811	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
6137,002	Fe I	2,20	-2,757	34,2	34,3	26,5	64,9	87,8	77,6	94,4	46,1	44,7	29,7
6151,616	Fe I	2,18	-3,226	19,5	18,2	16,3	45,3	63,9	54,8	70,4	31,8	27,5	18,6
6159,382	Fe I	4,61	-1,792	-	-	-	9,9	20,3	16,3	-	-	6,8	-
6173,34	Fe I	2,22	-2,800	33,9	34,8	29,5	65,1	85,7	75,6	91,5	51,1	45,3	30,6
6187,987	Fe I	3,94	-1,604	16,3	15,4	12,9	41,9	62,7	54,2	68,7	28,5	23,0	-
6646,966	Fe I	2,61	-3,905	-	-	-	10,2	20,8	-	25,2	-	-	-
6696,322	Fe I	4,83	-1,432	6,4	-	-	14,9	31,2	26,9	34,0	-	-	-
6699,136	Fe I	4,59	-1,909	-	-	-	7,4	18,8	15,4	-	-	-	-
6703,576	Fe I	2,76	-2,928	14,4	13,1	10,0	33,5	52,8	44,2	57,1	22,7	-	12,0
6704,500	Fe I	4,22	-2,402	-	-	-	-	15,4	12,7	17,2	-	-	-
6705,105	Fe I	4,61	-0,997	17,6	14,7	13,9	40,2	66,9	56,9	70,0	32,4	26,0	18,6
6710,323	Fe I	1,48	-4,713	6,8	7,2	-	-	30,8	19,6	33,4	-	-	-
6713,745	Fe I	4,79	-1,360	8,4	9,7	-	16,7	35,0	27,0	35,7	-	-	-
6725,364	Fe I	4,10	-2,125	-	-	6,8	15,9	31,2	22,6	33,8	-	-	-
6726,673	Fe I	4,61	-1,036	17,3	17,7	15,4	40,8	67,3	58,7	68,6	34,9	27,4	-
6732,068	Fe I	4,58	-2,082	-	-	-	-	16,1	-	16,7	-	-	-
6733,153	Fe I	4,64	-1,382	7,6	10,7	-	19,7	39,3	34,1	45,2	-	-	-
6745,113	Fe I	4,58	-2,097	-	-	-	-	18,0	-	-	-	-	-
6750,164	Fe I	2,42	-2,533	40,8	41,2	31,1	72,2	88,8	83,5	98,7	56,1	50,2	32,9
6752,716	Fe I	4,64	-1,175	11,4	-	-	29,3	-	42,9	60,8	-	-	14,1
4576,339	Fe II	2,84	-2,994	56,1	47,8	46,0	58,4	81,2	90,9	84,5	75,8	48,7	52,5
4656,981	Fe II	2,89	-3,577	22,6	16,9	16,6	27,9	54,1	63,3	62,2	42,9	24,4	19,8
5197,576	Fe II	3,23	-2,291	75,4	63,8	64,3	74,2	99,8	110,4	103,3	92,5	65,8	70,7
5234,630	Fe II	3,22	-2,103	-	-	-	-	-	-	104,1	-	-	86,2
5264,812	Fe II	3,33	-2,914	37,3	30,2	28,3	40,6	68,6	72,2	70,8	65,3	38,4	38,8
5325,560	Fe II	3,22	-3,119	33,2	24,8	23,7	36,6	65,5	68,6	68,5	51,3	27,8	32,3
5414,075	Fe II	3,22	-3,553	18,1	14,7	13,4	23,2	46,1	49,0	47,8	35,4	16,7	20,7
5425,257	Fe II	3,20	-3,228	30,5	23,6	21,3	33,4	57,1	64,0	62,1	49,1	24,9	29,9
5427,826	Fe II	6,72	-1,371	-	-	-	-	11,6	14,5	-	-	-	-
6149,249	Fe II	3,89	-2,711	28,1	20,7	19,3	29,9	51,9	62,2	56,0	43,5	22,9	24,7

Apêndice B

Componentes de Estrutura Hiperfina

O cálculo dos comprimentos de onda das componentes de estrutura hiperfina é feito utilizando a fórmula de Casimir (como apresentada em Woodgate 1983):

$$\Delta W = \frac{AK}{2} + \frac{3BK(K+1) - 4I(I+1)J(J+1)}{8I(2I-1)J(2J-1)}, \quad (\text{B.1})$$

onde

$$K = F(F+1) - I(I+1) - J(J+1) \quad (\text{B.2})$$

e ΔW é a variação do número de onda do subnível eletrônico, I o momento angular nuclear, J o momento angular eletrônico total, F o momento angular atômico total (nuclear + eletrônico), e A e B são as constantes de interação hiperfina de dipolo e quadrupolo magnético, respectivamente.

O número quântico I é fixo para cada núcleo. O número F pode assumir os seguintes valores:

$$F = J + I, J + I - 1, J + I - 2, \dots, |J - I|. \quad (\text{B.3})$$

As transições são possíveis, dado o princípio de exclusão de Pauli, entre subníveis com diferença de momento angular atômico total $\Delta F = 0, \pm 1$.

Cada subnível inferior e superior tem seu número de onda W alterado de ΔW . O comprimento de onda de uma determinada componente é obtido pela diferença de número de onda entre os dois níveis da transição, que é calculada inicialmente para transições no vácuo. Assim, o número de onda da transição no vácuo é:

$$W_{\text{vac}} = (W_{\text{sup}} + \Delta W_{\text{sup}}) - (W_{\text{inf}} + \Delta W_{\text{inf}}), \quad (\text{B.4})$$

onde os sufixos *sup* e *inf* denotam os subníveis superior e inferior da transição, respectivamente. Para obter o comprimento de onda da transição no ar, basta aplicar a relação

$$\lambda_{\text{ar}} = \frac{1}{n \cdot W_{\text{vac}}}, \quad (\text{B.5})$$

onde n é o índice de refração do ar e pode ser obtido pela expressão de Edlén (1953)

$$n = 1 + 6432,8 \cdot 10^{-8} + \frac{2949810}{146 \cdot 10^8 - W_{\text{vac}}^2} + \frac{25540}{41 \cdot 10^8 - W_{\text{vac}}^2}, \quad (\text{B.6})$$

onde $[W_{\text{vac}}] = \text{cm}^{-1}$.

Nos cálculos da EHF da linha de Eu II em 4129,7 Å também foi levado em consideração o desvio isotópico. O Eu é um elemento que possui 2 isótopos estáveis, com massas atômicas 151 e 153. A pequena diferença de massa do núcleo é suficiente para perturbar os níveis eletrônicos, gerando 2 conjuntos diferentes de transições. As componentes de cada conjunto apresentam as mesmas intensidades relativas, variando o comprimento de onda do centro de gravidade e deslocamentos de comprimento de onda em relação a este. A razão isotópica de abundâncias do Eu foi mantida a mesma para todas as estrelas e igual ao valor solar determinado por Lawler et al. (2001), ou seja, $\epsilon(^{151}\text{Eu})/\epsilon(^{153}\text{Eu}) = 1,00$. Justifica-se a utilização de um mesmo valor para todas as estrelas, independentemente de suas metalicidades, porque este valor parece ser universal, como indicam diversos trabalhos relacionados a produção de elementos pelo processo-r em estrelas muito pobres do halo (Pfeiffer et al. 1997; Cowan et al. 1999; Sneden et al. 2002; Aoki et al. 2003).

Nas tabelas B.1 a B.12 podemos ver os parâmetros atômicos utilizados nos cálculos, assim como os resultados, para as linhas de Co I e Eu II. Nas tabelas é utilizada uma unidade muito comum em trabalhos de espectroscopia de laboratório, o mK, equivalente a $0,001 \text{ cm}^{-1}$. Dados os baixos erros dos parâmetros atômicos, os erros dos comprimentos de onda das componentes são todos menores do que 1 mÅ . As tabelas B.13 e B.14 contém as estruturas hiperfinas das linhas de V e Mn, respectivamente.

TABELA B.1: Cálculo da EHF da linha de Co I em 4019,132 Å. São apresentados os dados atômicos para os níveis inferior e superior da transição e os resultados. Os $\log gf$ das componentes foram calculados partindo do $\log gf$ total da linha e usando as intensidades relativas calculadas por White & Eliason em 1933 e tabeladas em Condon & Shortley (1967). O número quântico I do Co, usado no cálculo de todas as linhas deste elemento, vale 7/2. A unidade mK equivale a $0,001 \text{ cm}^{-1}$.

	$\lambda(\text{Å})$	$\log gf$
Nível inferior: $3d^8 ({}^3P) 4s a^2 P_{3/2}$		
$\chi = 2,28 \text{ eV}$	4019,116	-3,286
$J = 3/2$	4019,125	-3,173
$W = 18389,549 \text{ cm}^{-1} \pm 0,001 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	4019,126	-2,875
$A = +11,07 \text{ mK} \pm 0,05 \text{ mK}$ (G&K)	4019,132	-3,491
$B = +3,4 \text{ mK} \pm 0,3 \text{ mK}$ (G&K)	4019,132	-3,298
Nível superior: $3d^7 ({}^4P) 4s 4p ({}^3P^0) w^4 D_{3/2}$	4019,141	-3,474
$J = 3/2$	4019,141	-3,286
$W = 43263,512 \text{ cm}^{-1} \pm 0,001 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	4019,144	-3,173
$A = +19,0 \text{ mK} \pm 0,1 \text{ mK}$ (P)	4019,146	-3,298
$B = 0$ (P)		

$\log gf$ total = $-2,27 \pm 0,04$ (LWG)

Referências:

(P&T): Pickering & Thorne 1996

(G&K): Guthöhrlein & Keller 1990

(P): Pickering 1996

(LWG): Lawler et al. 1990

TABELA B.2: O mesmo que a tabela B.1, para a linha de Co I em 4019,293 Å.

Nível inferior: $3d^8 (^3F) 4s b^4 F_{5/2}$	$\lambda(\text{Å})$	$\log gf$
$\chi = 0,58 \text{ eV}$	4019,273	-4,863
$J = 5/2$	4019,273	-4,610
$W = 4690,141 \text{ cm}^{-1} \pm 0,001 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	4019,274	-4,434
$A = +18,7254 \text{ mK} \pm 0,0001 \text{ mK}$ (C&G)	4019,274	-5,293
$B = -1,828 \text{ mK} \pm 0,008 \text{ mK}$ (C&G)	4019,280	-4,434
Nível superior: $3d^7 (^4F) 4s 4p (^3P^0) z^4 F_{3/2}$	4019,282	-4,272
$J = 3/2$	4019,285	-4,264
$W = 29563,111 \text{ cm}^{-1} \pm 0,002 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	4019,289	-4,425
$A = +14,15 \text{ mK} \pm 0,07 \text{ mK}$ (P)	4019,289	-4,737
$B = 0$ (P)	4019,294	-4,297
$\text{Log } gf \text{ total} = -3,232$ (K)	4019,300	-4,013
	4019,307	-3,798

Referências:

(C&G): Childs & Goodman 1968

(K): Kurucz 2003

TABELA B.3: O mesmo que a tabela B.1, para a linha de Co I em 4019,297 Å.

	$\lambda(\text{Å})$	$\log gf$
Nível inferior: $3d^8 ({}^3F) 4s b^4 F_{3/2}$		
$\chi = 0,63 \text{ eV}$	4019,273	-4,335
$J = 3/2$	4019,287	-4,550
$W = 5075,788 \text{ cm}^{-1} \pm 0,001 \text{ cm}^{-1} \text{ (P\&T)}$	4019,295	-4,962
$A = +10,20 \text{ mK} \pm 0,05 \text{ mK (P)}$	4019,300	-4,834
$B = -2 \text{ mK (P)}$	4019,306	-4,801
	4019,309	-5,274
Nível superior: $3d^7 ({}^4F) 4s 4p ({}^3P^0) z^4 D_{5/2}$		
$J = 5/2$	4019,314	-4,809
$W = 29948,730 \text{ cm}^{-1} \pm 0,001 \text{ cm}^{-1} \text{ (P\&T)}$	4019,314	-5,830
$A = +23,22 \text{ mK} \pm 0,09 \text{ mK (P)}$	4019,321	-4,971
$B = +1 \text{ mK (P)}$	4019,321	-5,400
	4019,326	-5,147
$\text{Log } gf \text{ total} = -3,769 \text{ (K)}$	4019,328	-4,971

TABELA B.4: Cálculo da EHF da linha de CoI em 4749,662 Å. São apresentados os dados atômicos para os níveis inferior e superior da transição e os resultados. Os $\log gf$ das componentes são solares (ver texto).

	$\lambda(\text{Å})$	$\log gf$
Nível inferior: $3d^7 4s ({}^5F) 5s e^6 F_{11/2}$		
$\chi = 3,05 \text{ eV}$	4749,627	-0,935
$J = 11/2$	4749,645	-1,020
$W = 45675,937 \text{ cm}^{-1} \pm 0,002 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	4749,661	-1,110
$A = +33,47 \text{ mK} \pm 0,07 \text{ mK}$ (P)	4749,676	-1,206
$B = +5 \text{ mK}$ (P)	4749,689	-1,310
	4749,695	-2,084
Nível superior: $3d^7 ({}^4F) 4s 4p ({}^3P) z^6 D_{9/2}$		
$J = 9/2$	4749,702	-1,420
$W = 24627,743 \text{ cm}^{-1} \pm 0,002 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	4749,705	-1,863
$A = +28,05 \text{ mK} \pm 0,08 \text{ mK}$ (P)	4749,713	-1,539
$B = 0 \text{ mK}$ (P)	4749,714	-1,783
	4749,721	-1,768
	4749,723	-1,659
	4749,727	-1,801
	4749,732	-1,898
	4749,735	-2,109
	4749,754	-3,090
	4749,757	-2,894
	4749,758	-3,157
	4749,759	-2,894
	4749,759	-2,981

TABELA B.5: O mesmo que a tabela B.4, para a linha de Co I em 5212,691 Å.

	$\lambda(\text{Å})$	$\log gf$
Nível inferior: $3d^7 4s ({}^5F) 5s f^4 F_{9/2}$		
$\chi = 3,51 \text{ eV}$	5212,591	-1,989
$J = 9/2$	5212,618	-1,774
$W = 47524,435 \text{ cm}^{-1} \pm 0,002 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	5212,642	-1,695
$A = +35,92 \text{ mK} \pm 0,07 \text{ mK}$ (P)	5212,649	-0,923
$B = +5 \text{ mK}$ (P)	5212,664	-1,682
	5212,669	-1,059
Nível superior: $3d^7 ({}^4F) 4s 4p ({}^3P) z^4 F_{9/2}$		
$J = 9/2$	5212,683	-1,730
$W = 28345,814 \text{ cm}^{-1} \pm 0,002 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	5212,687	-1,207
$A = +27,02 \text{ mK} \pm 0,08 \text{ mK}$ (P)	5212,700	-1,830
$B = -2 \text{ mK}$ (P)	5212,701	-1,367
	5212,713	-1,536
	5212,722	-1,703
	5212,728	-1,989
	5212,729	-1,840
	5212,734	-1,855
	5212,738	-1,774
	5212,745	-1,695
	5212,750	-1,682
	5212,751	-1,830
	5212,752	-1,730

TABELA B.6: O mesmo que a tabela B.4, para a linha de Co I em 5280,629 Å.

	$\lambda(\text{Å})$	$\log gf$
Nível inferior: $3d^7 4s ({}^5F) 5s f^4 F_{7/2}$		
$\chi = 3,63 \text{ eV}$	5280,559	-2,624
$J = 7/2$	5280,566	-1,712
$W = 48201,556 \text{ cm}^{-1} \pm 0,002 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	5280,583	-2,402
$A = +28,25 \text{ mK} \pm 0,07 \text{ mK}$ (P)	5280,588	-1,502
$B = +3 \text{ mK}$ (P)	5280,603	-2,305
	5280,605	-0,703
Nível superior: $3d^7 ({}^4F) 4s 4p ({}^3P) z^4 G_{9/2}$		
$J = 9/2$	5280,606	-1,427
$W = 29269,675 \text{ cm}^{-1} \pm 0,002 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	5280,620	-2,305
$A = +17,25 \text{ mK} \pm 0,09 \text{ mK}$ (P)	5280,622	-1,422
$B = +6 \text{ mK}$ (P)	5280,622	-0,809
	5280,634	-1,470
	5280,634	-2,473
	5280,635	-0,925
	5280,644	-1,573
	5280,646	-1,054
	5280,650	-1,769
	5280,653	-1,199
	5280,658	-1,840
	5280,658	-1,369
	5280,659	-1,600

TABELA B.7: O mesmo que a tabela B.4, para a linha de Co I em 5301,047 Å.

	$\lambda(\text{Å})$	$\log gf$
Nível inferior: $3d^7 4s^2 a^4 P_{5/2}$		
$\chi = 1,71 \text{ eV}$	5301,008	-3,206
$J = 5/2$	5301,017	-2,507
$W = 13795,491 \text{ cm}^{-1} \pm 0,001 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	5301,026	-3,026
$A = +5,967 \text{ mK} \pm 0,010 \text{ mK}$ (G&K)	5301,034	-2,799
$B = -5,67 \text{ mK} \pm 0,47 \text{ mK}$ (G&K)	5301,040	-2,992
Nível superior: $3d^8 ({}^3F) 4p y^4 D_{5/2}$	5301,043	-3,206
$J = 5/2$	5301,048	-3,206
$W = 32654,463 \text{ cm}^{-1} \pm 0,002 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	5301,052	-3,057
$A = +15,5 \text{ mK} \pm 0,2 \text{ mK}$ (P)	5301,056	-3,026
$B = 0 \text{ mK}$ (P)	5301,058	-3,927
	5301,062	-3,257
	5301,065	-5,206
	5301,065	-2,992
	5301,070	-3,516
	5301,071	-3,057
	5301,074	-3,257

TABELA B.8: O mesmo que a tabela B.4, para a linha de Co I em 5342,708 Å.

	$\lambda(\text{Å})$	$\log gf$
Nível inferior: $3d^8 ({}^3F) 4d e^4 H_{13/2}$		
$\chi = 4,02 \text{ eV}$	5342,693	-0,690
$J = 13/2$	5342,693	-0,608
$W = 51142,456 \text{ cm}^{-1} \pm 0,006 \text{ cm}^{-1} \text{ (P\&T)}$	5342,693	-0,521
$A = +7,6 \text{ mK} \pm 0,2 \text{ mK (P)}$	5342,694	-0,437
$B = 0 \text{ mK (P)}$	5342,696	-0,356
	5342,699	-0,278
Nível superior: $3d^8 ({}^3F) 4p y^4 G_{11/2}$		
$J = 11/2$	5342,701	-1,418
$W = 32430,535 \text{ cm}^{-1} \pm 0,002 \text{ cm}^{-1} \text{ (P\&T)}$	5342,702	-0,205
$A = +10,0 \text{ mK} \pm 0,2 \text{ mK (P)}$	5342,704	-1,200
$B = 0 \text{ mK (P)}$	5342,706	-0,134
	5342,707	-1,105
	5342,712	-1,070
	5342,713	-2,657
	5342,716	-1,093
	5342,718	-2,435
	5342,722	-1,180
	5342,725	-2,356
	5342,728	-1,402
	5342,732	-2,435
	5342,739	-2,657

TABELA B.9: O mesmo que a tabela B.4, para a linha de Co I em 5454,572 Å.

	$\lambda(\text{Å})$	$\log gf$
Nível inferior: $3d^8 (^3F) 4d g^4 F_{9/2}$		
$\chi = 4,07 \text{ eV}$	5454,567	-1,369
$J = 9/2$	5454,567	-1,354
$W = 51170,073 \text{ cm}^{-1} \pm 0,002 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	5454,576	-1,344
$A = +9,18 \text{ mK} \pm 0,08 \text{ mK}$ (P)	5454,559	-1,344
$B = 0 \text{ mK}$ (P)	5454,567	-1,217
	5454,579	-1,241
Nível superior: $3d^8 (^3F) 4p y^4 F_{9/2}$		
$J = 9/2$	5454,556	-1,241
$W = 32841,916 \text{ cm}^{-1} \pm 0,002 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	5454,568	-1,050
$A = +9,9 \text{ mK} \pm 0,1 \text{ mK}$ (P)	5454,582	-1,196
$B = +8 \text{ mK}$ (P)	5454,554	-1,196
	5454,568	-0,881
	5454,586	-1,209
	5454,552	-1,209
	5454,570	-0,721
	5454,591	-1,288
	5454,550	-1,288
	5454,571	-0,573
	5454,596	-1,503
	5454,550	-1,503
	5454,574	-0,437

TABELA B.10: O mesmo que a tabela B.4, para a linha de Co I em 5647,234 Å.

	$\lambda(\text{Å})$	$\log gf$
Nível inferior: $3d^8 ({}^3P) 4s a^2 P_{3/2}$		
$\chi = 2,28 \text{ eV}$	5647,207	-2,100
$J = 3/2$	5647,220	-2,315
$W = 18389,549 \text{ cm}^{-1} \pm 0,001 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	5647,232	-2,599
$A = +11,07 \text{ mK} \pm 0,05 \text{ mK}$ (G&K)	5647,238	-2,727
$B = +3,4 \text{ mK} \pm 0,3 \text{ mK}$ (G&K)	5647,243	-3,039
	5647,246	-2,566
Nível superior: $3d^8 ({}^3F) 4p y^2 D_{5/2}$		
$J = 5/2$	5647,253	-3,544
$W = 36092,420 \text{ cm}^{-1} \pm 0,002 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	5647,259	-2,736
$A = +16,4 \text{ mK} \pm 0,1 \text{ mK}$ (P)	5647,264	-3,595
$B = 0 \text{ mK}$ (P)	5647,267	-3,166
	5647,269	-2,736
	5647,269	-2,912

TABELA B.11: O mesmo que a tabela B.4, para a linha de Co I em 6188,996 Å.

	$\lambda(\text{Å})$	$\log gf$
Nível inferior: $3d^7 4s^2 a^4 P_{5/2}$		
$\chi = 1,71 \text{ eV}$	6188,925	-3,580
$J = 5/2$	6188,938	-2,881
$W = 13795,491 \text{ cm}^{-1} \pm 0,001 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	6188,968	-3,400
$A = +5,967 \text{ mK} \pm 0,010 \text{ mK}$ (G&K)	6188,979	-3,173
$B = -5,67 \text{ mK} \pm 0,47 \text{ mK}$ (G&K)	6188,991	-3,580
Nível superior: $3d^7 ({}^4F) 4s 4p ({}^3P) z^4 D_{5/2}$	6189,002	-3,366
$J = 5/2$	6189,012	-3,580
$W = 29948,730 \text{ cm}^{-1} \pm 0,001 \text{ cm}^{-1}$ (P&T)	6189,023	-3,400
$A = +23,22 \text{ mK} \pm 0,09 \text{ mK}$ (P)	6189,030	-3,431
$B = +1 \text{ mK}$ (P)	6189,038	-4,301
	6189,048	-3,366
	6189,052	-3,631
	6189,057	-5,580
	6189,064	-3,431
	6189,069	-3,890
	6189,075	-3,631

TABELA B.12: Cálculo da EHF da linha de Eu II em 4129,725 Å. São apresentados os dados atômicos para os níveis inferior e superior da transição e os resultados. Os $\log gf$ das componentes foram calculados partindo do $\log gf$ total da linha e usando as intensidades relativas calculadas por White & Eliason em 1933 e tabeladas em Condon & Shortley (1967). O número quântico I do Eu vale 5/2. São calculadas as componentes para os dois isótopos estáveis do Eu, de massas atômicas 151 e 153.

Nível inferior: $4f^7 ({}^8S^0) 6s a^9 S_4^0$		$\lambda_{151}(\text{Å})$	$\lambda_{153}(\text{Å})$	$\log gf$
$\chi = 0,00 \text{ eV}$		4129,615	4129,695	-1,862
$J = 4$		4129,618	4129,698	-1,381
$W = 0 \text{ cm}^{-1}$		4129,632	4129,702	-1,662
${}^{151}\text{Eu}$	$A = +51,37879066 \text{ mK} \pm 0,00000043 \text{ mK (BEW)}$	4129,636	4129,705	-1,326
	$B = -0,022043984 \text{ mK} \pm 0,000007705 \text{ mK (BEW)}$	4129,640	4129,708	-1,862
${}^{153}\text{Eu}$	$A = +22,8346636 \text{ mK} \pm 0,0000003 \text{ mK (BEW)}$	4129,657	4129,712	-1,606
	$B = -0,05846938 \text{ mK} \pm 0,00000280 \text{ mK (BEW)}$	4129,662	4129,715	-1,195
		4129,667	4129,719	-1,662
Nível superior: $4f^7 ({}^8S_{7/2}^0) 6p_{1/2}$		4129,690	4129,727	-1,642
$J = 4$		4129,696	4129,730	-1,045
$W = 24207,860 \text{ cm}^{-1} \text{ (BMRW)}$		4129,702	4129,733	-1,606
${}^{151}\text{Eu}$	$A = +7,005 \text{ mK} \pm 0,017 \text{ mK (V\&W)}$	4129,731	4129,747	-1,830
	$B = -11,237 \text{ mK} \pm 0,010 \text{ mK (MHAP)}$	4129,738	4129,748	-0,893
${}^{153}\text{Eu}$	$A = +3,09 \text{ mK} \pm 0,01 \text{ mK (V\&W)}$	4129,744	4129,751	-1,642
	$B = -28,677 \text{ mK} \pm 0,026 \text{ mK (MHAP)}$	4129,788	4129,773	-0,749
		4129,795	4129,774	-1,830

Desvio isotópico:

$$W({}^{151}\text{Eu}) - W({}^{153}\text{Eu}) = 0,1527 \text{ cm}^{-1} \pm 0,0002 \text{ cm}^{-1} \text{ (BMRW)}$$

Razão isotópica de abundâncias:

$$\frac{A({}^{151}\text{Eu})}{A({}^{153}\text{Eu})} = 1,00 \pm 0,29 \text{ (LWDH)}$$

$$\text{Log } gf \text{ total} = +0,173 \text{ (Ko)}$$

Referências:

(BEW): Becker et al. 1993

(BMRW): Broström et al. 1995

(V&W): Villemoes & Wang 1994

(MHAP): Möller et al. 1993

(LWDH): Lawler et al. 2001

(Ko): Komarovskii 1991

TABELA B.13: EHF das linhas de V, segundo Kurucz (2003). Para cada linha, o comprimento de onda do centro de gravidade é fornecido em negrito, seguido do comprimento de onda e $\log gf$ solar de cada componente.

$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$
5657,436		5670,851		6135,370	
5657,422	-1,450	5670,832	-2,133	6135,338	-1,500
5657,431	-1,666	5670,832	-1,125	6135,338	-1,479
5657,431	-2,076	5670,844	-3,036	6135,338	-1,625
5657,439	-1,949	5670,844	-1,922	6135,378	-1,956
5657,439	-1,915	5670,844	-1,230	6135,378	-1,479
5657,439	-2,941	5670,854	-2,832	6135,379	-1,158
5657,445	-2,388	5670,854	-1,849	6150,154	
5657,445	-1,923	5670,854	-1,346	6150,076	-2,792
5657,445	-2,513	5670,863	-2,735	6150,084	-2,674
5657,449	-2,087	5670,863	-1,843	6150,086	-3,244
5657,449	-2,263	5670,863	-1,475	6150,096	-2,556
5657,452	-2,087	5670,870	-2,735	6150,099	-3,033
5668,362		5670,870	-1,890	6150,102	-4,244
5668,340	-1,550	5670,870	-1,621	6150,113	-2,444
5668,352	-1,691	5670,875	-2,890	6150,117	-2,937
5668,352	-2,390	5670,875	-1,995	6150,120	-4,037
5668,362	-1,855	5670,875	-1,791	6150,133	-2,340
5668,362	-2,194	5670,878	-2,191	6150,138	-2,901
5668,362	-3,504	5670,878	-1,995	6150,142	-4,009
5668,371	-2,053	5670,880	-2,258	6150,159	-2,244
5668,371	-2,140	5727,661		6150,164	-2,917
5668,371	-3,094	5727,651	-1,861	6150,169	-4,089
5668,378	-2,308	5727,651	-1,685	6150,188	-2,154
5668,378	-2,162	5727,651	-1,685	6150,195	-2,999
5668,378	-2,872	5727,651	-1,560	6150,200	-4,281
5668,383	-2,696	5727,652	-1,560	6150,222	-2,070
5668,383	-2,253	5727,652	-1,879	6150,229	-3,217
5668,383	-2,747	5727,652	-1,674		
5668,386	-2,441	5727,652	-1,674		
5668,386	-2,696	5727,652	-1,263		
5668,388	-2,726				

TABELA B.14: EHF das linhas de Mn, segundo Kurucz (2003). Para cada linha, o comprimento de onda do centro de gravidade é fornecido em negrito, seguido do comprimento de onda e $\log gf$ solar de cada componente.

$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$
4739,113		5399,479		5420,350	
4739,072	-1,621	5399,450	-1,274	5420,256	-2,989
4739,072	-1,144	5399,455	-1,142	5420,261	-2,959
4739,088	-1,519	5399,465	-1,642	5420,270	-2,704
4739,088	-1,693	5399,465	-1,244	5420,272	-3,787
4739,088	-1,621	5399,478	-2,851	5420,281	-2,783
4739,100	-1,519	5399,494	-1,274	5420,295	-2,482
4739,101	-1,651	5399,497	-1,316	5420,298	-3,658
4739,101	-3,228	5399,521	-1,142	5420,311	-2,716
4739,109	-2,019	5399,522	-0,767	5420,329	-2,298
4739,109	-1,651	5399,555	-1,244	5420,333	-3,783
5394,670		5413,684		5420,351	-2,742
5394,626	-4,089	5413,616	-1,782	5420,374	-2,140
5394,657	-5,007	5413,650	-1,351	5420,379	-4,135
5394,661	-4,229	5413,659	-1,238	5420,402	-2,918
5394,684	-6,224	5413,679	-1,238	5420,429	-2,000
5394,687	-4,831	5413,717	-0,874	5432,548	
5394,690	-4,387	5413,722	-1,335	5432,506	-4,402
5394,709	-5,872			5432,510	-5,180
5394,712	-4,805			5432,535	-5,180
5394,714	-4,571			5432,538	-4,665
5394,728	-5,747			5432,541	-5,017
5394,730	-4,872			5432,561	-5,017
5394,731	-4,793			5432,564	-4,996
5394,741	-5,826			5432,566	-5,012
5394,742	-5,048			5432,580	-5,012
5394,743	-5,078			5432,583	-5,443
				5432,584	-5,114
				5432,594	-5,114
				5432,595	-6,142
				5432,596	-5,376
				5432,601	-5,376

Apêndice C

Procedimento de Determinação da Idade do Disco Galáctico e de sua Incerteza

C.1 Idade

Como forma de determinar para qual idade há um melhor ajuste do modelo de EQDG aos nossos dados observacionais, determinamos um desvio quadrático entre os pontos e cada curva, de acordo com a equação

$$\text{desvio} = \sum_{i=1}^{19} \{[\text{Th}/\text{Eu}]_i - f([\text{Fe}/\text{H}]_i)\}^2, \quad (\text{C.1})$$

onde i representa a i -ésima estrela e $f([\text{Fe}/\text{H}]_i)$ é um ajuste polinomial feito à curva do modelo de EQDG. Na figura C.1 podemos ver os polinômios de 4^o grau usados nos ajustes. Infelizmente, não pudemos utilizar todas as nossas estrelas na determinação dos desvios, visto que as curvas dos modelos não estão definidas para valores de metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}] > +0,20$, e as duas estrelas mais ricas da nossa amostra, HD 128620 e HD 160691, têm metalicidades acima deste valor. É por isto que o somatório que define o desvio quadrático vai somente até 19, e não 21 (que é o número de estrelas de nossa amostra, incluindo o Sol).

Uma vez determinado um desvio para cada curva, foi traçado um diagrama de desvio vs. idade da curva, e ajustado um polinômio de 2^o grau. O ponto de mínimo deste polinômio nos fornece a idade que melhor ajusta nossas abundâncias (figura C.2). O valor encontrado foi de 8,18 Gano.

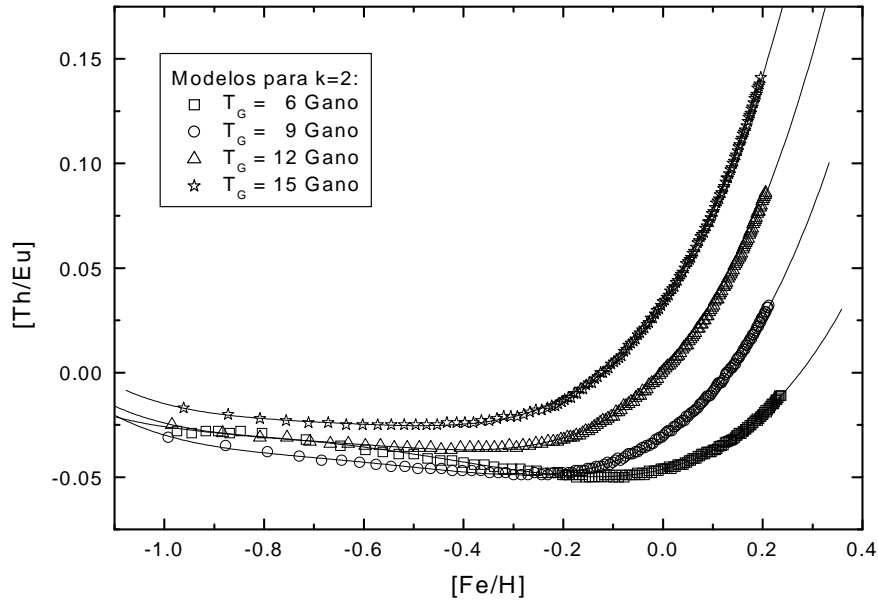


FIGURA C.1: Ajustes polinomiais às curvas $[Th/Eu]$ vs. $[Eu/Fe]$ do modelo de EQDG. Os pontos são os resultados do modelo de Arany-Prado (2003) e as linhas são ajustes polinomiais de 4º grau.

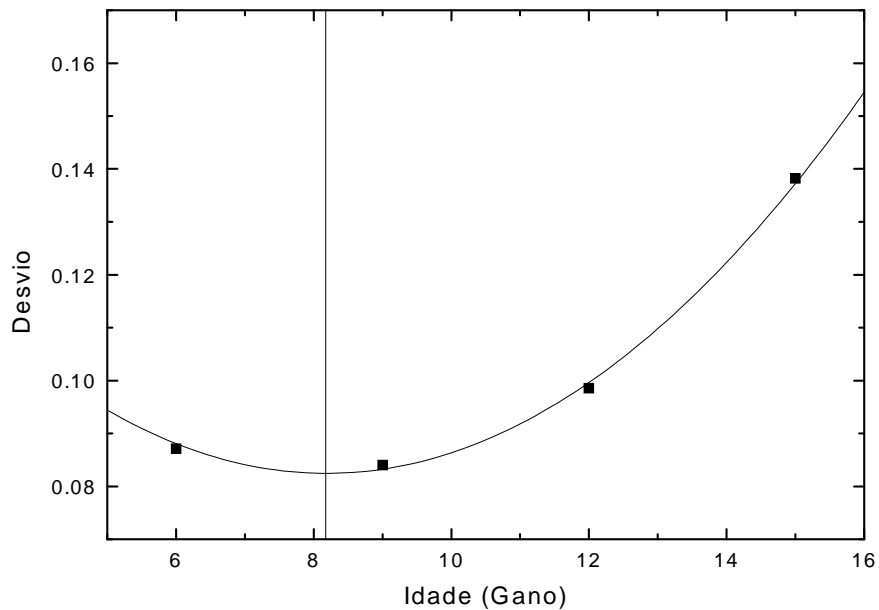


FIGURA C.2: Determinação da melhor idade para o disco Galáctico. Os pontos são os desvios entre as curvas $[Th/Eu]$ vs. $[Fe/H]$ do modelo de Arany-Prado (2003) e as abundâncias das estrelas da nossa amostra, calculados segundo a equação C.1. A curva é um ajuste polinomial de 2º grau. A linha vertical marca a posição do mínimo do polinômio, correspondente à melhor idade para o disco Galáctico $T_G = 8,18$ Gano.

C.2 Incerteza

Realizamos uma estimativa numérica do erro da idade do disco Galáctico relacionado às incertezas das razões de abundâncias $[\text{Th}/\text{Eu}]$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$. Para tal, desenvolvemos um código de simulação Monte Carlo que soma erros aleatórios gaussianos às razões de abundâncias das estrelas da amostra, com σ iguais aos erros adotados para as razões de abundâncias. O código calcula, em seguida, os desvios entre as estrelas e as curvas do modelo de EQDG, ajusta um polinômio de 2^o grau ao gráfico de desvio vs. idade (como na figura C.2) e determina a idade pelo mínimo do polinômio. É possível escolher o número de vezes que o processo é repetido, cada vez com as razões de abundâncias $[\text{Th}/\text{Eu}]$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ das estrelas somadas a novos erros aleatórios gaussianos. As idades obtidas são gravadas em um arquivo, para análise posterior.

Foram realizadas 75 milhões de simulações. A distribuição das idades obtidas pode ser vista na figura C.3, onde foram agrupadas em *bins* de 0,5 Gano. As poucas idades negativas encontradas ($\leq 0,2\%$) foram descartadas, por não terem sentido físico. É evidente o aumento do ruído da distribuição a medida que a idade aumenta, a partir da moda. Isto se deve ao fato da distribuição ter a sua origem na *contagem* do número de idades obtidas entre dois determinados valores. Assim, à medida que a idade aumenta (após a moda), as contagens vão diminuindo e ocorre um aumento da flutuação estatística. Por este motivo, a distribuição foi truncada em 125 Gano, que é a idade a partir da qual as contagens caem abaixo de 100 (que corresponde a um erro estatístico de 10%). Um outro motivo importante, além da questão do ruído, nos obriga a cortar a distribuição em algum ponto onde as contagens ainda são significativas. Uma distribuição contínua de probabilidades deve cair assintoticamente a zero para valores muito altos da variável em questão. Isto não pode ocorrer no nosso caso, visto que a nossa é gerada por contagens, e estas não podem ter valores fracionados entre 1 e 0. Assim, os resultados das operações que foram realizadas para determinar o erro da idade não seriam corretos se levássemos em conta esta parte da distribuição.

Uma boa estimativa para o erro de nossa determinação da idade do disco é a largura da distribuição de idades. Existe mais de uma maneira de estimar a largura de uma distribuição. A mais utilizada é o *desvio padrão* (σ). Inicialmente pensamos em ajustar uma gaussiana e adotar como erro da idade do disco Galáctico o σ desta gaussiana. No entanto, como pode ser visto claramente na figura C.4, a distribuição encontrada *não* é gaussiana (a asa direita cai muito mais lentamente do que a de um perfil gaussiano). Realizamos, então, uma estimativa numérica de σ partindo da definição de desvio padrão

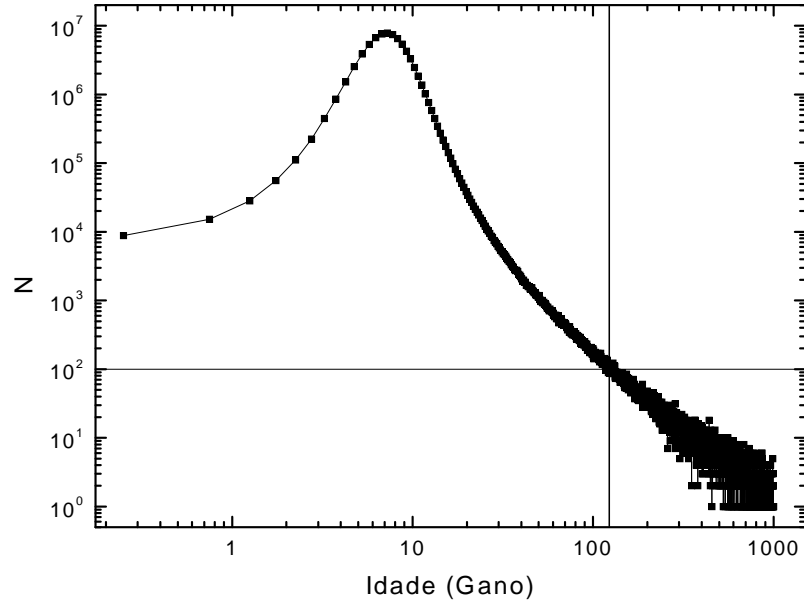


FIGURA C.3: Distribuição das idades do disco Galáctico obtidas após a soma de erros aleatórios gaussianos às razões de abundâncias [Th/Eu] e [Fe/H] das estrelas da amostra. As idades foram agrupadas em *bins* de 0,5 Gano e N é o número de idades em cada um destes *bins*. A linha vertical marca a idade em que foi realizado o corte na distribuição (125 Gano), além da qual as contagens caem abaixo de 100 (ver texto).

de uma distribuição contínua qualquer.

Como primeiro passo na determinação do desvio padrão, a distribuição foi normalizada. Esta normalização foi obtida dividindo a contagem de cada *bin* (N) pela área total da distribuição (N_{tot}). Em seguida, determinamos a média da distribuição através da seguinte integração

$$\text{Idade}_{\text{média}} = \int_0^{125} \text{Idade} \frac{N}{N_{\text{tot}}} d\text{Idade}. \quad (\text{C.2})$$

Os limites da integração deveriam ser, a rigor, $-\infty$ e $+\infty$. Mas como a distribuição foi truncada em 0 Gano e 125 Gano, realizamos a integração dentro dos limites definidos. Como o integrando cai assintótica mas rapidamente a zero (figura C.5), o erro que estamos cometendo com o corte da distribuição é desprezível. O valor encontrado foi 7,92 Gano, que não coincide exatamente mas é muito próximo à idade do disco obtida pela análise de nossos dados observacionais *sem* a inclusão dos erros aleatórios (8,18 Gano).

O quadrado do desvio padrão, denominado variância, pode ser determinado através

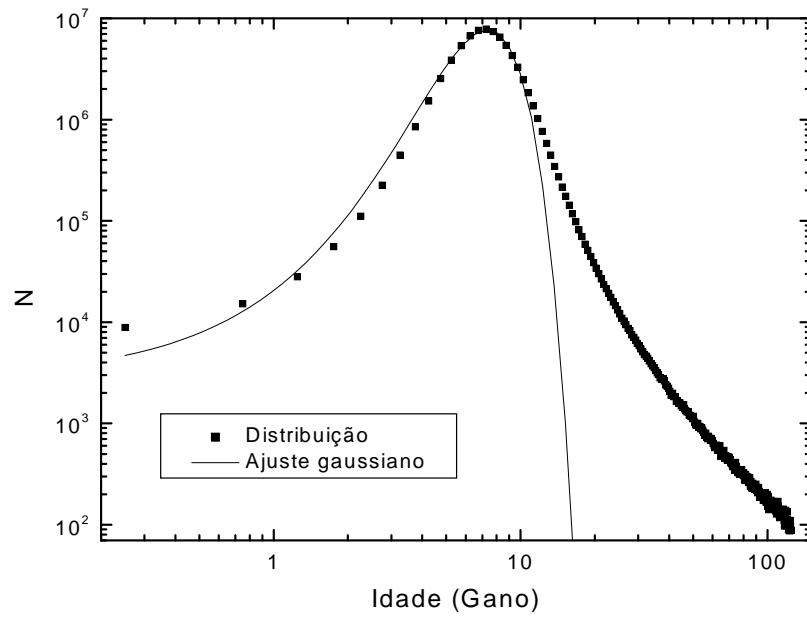


FIGURA C.4: Ajuste gaussiano à distribuição de idades, que foi truncada em 125 Gano. É evidente a existência de uma asa não gaussiana para idades acima da moda.

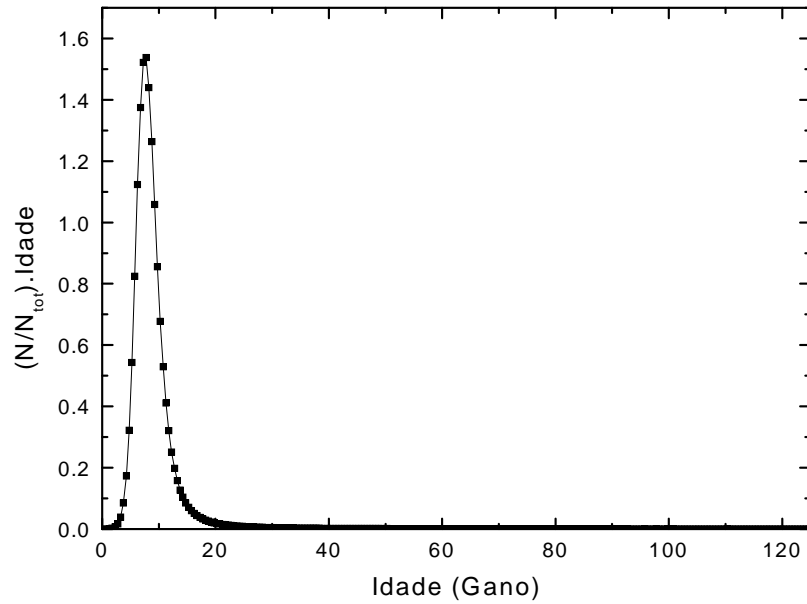


FIGURA C.5: Função utilizada na determinação da média da distribuição de idades.

da seguinte integração

$$\sigma^2 = \int_0^{125} \frac{N}{N_{\text{tot}}} (\text{Idade} - \text{Idade}_{\text{média}})^2 d\text{Idade}. \quad (\text{C.3})$$

Novamente, os limites da integração deveriam ser, a rigor, $-\infty$ e $+\infty$. Uma análise da figura C.6 mostra que o integrando da equação C.3 cai muito lentamente com a idade. Mesmo que estendêssemos o limite superior a $+\infty$, não há garantia de que haveria convergência. Mesmo que fosse possível atingir a convergência, o valor encontrado seria grande demais e não representativo da largura da distribuição.

Uma maneira mais robusta de estimar a largura da distribuição é pelo seu desvio médio absoluto (DMA), que pode ser determinado pela integração

$$\text{DMA} = \int_0^{125} \frac{N}{N_{\text{tot}}} |\text{Idade} - \text{Idade}_{\text{média}}| \, d\text{Idade}. \quad (\text{C.4})$$

Como pode ser visto na figura C.6, o integrando da equação C.4 cai a zero muito mais rapidamente que o integrando da equação C.3, utilizada no cálculo da variância. Desta forma, como no caso da média, o erro que estamos cometendo ao truncar a distribuição pode ser desprezado. O valor obtido é $\text{DMA} = 1,9 \text{ Gano}$.

Como resultado da análise temos uma idade para o disco Galáctico de $8,2 \pm 1,9 \text{ Gano}$. Todo o procedimento de análise do erro da idade do disco foi repetido para diversos valores de *bin* diferentes de $0,5 \text{ Gano}$, de modo a testar se há dependência do valor do erro encontrado com o tamanho do *bin*. Foi verificado que o valor do DMA da distribuição independe totalmente do *bin* escolhido.

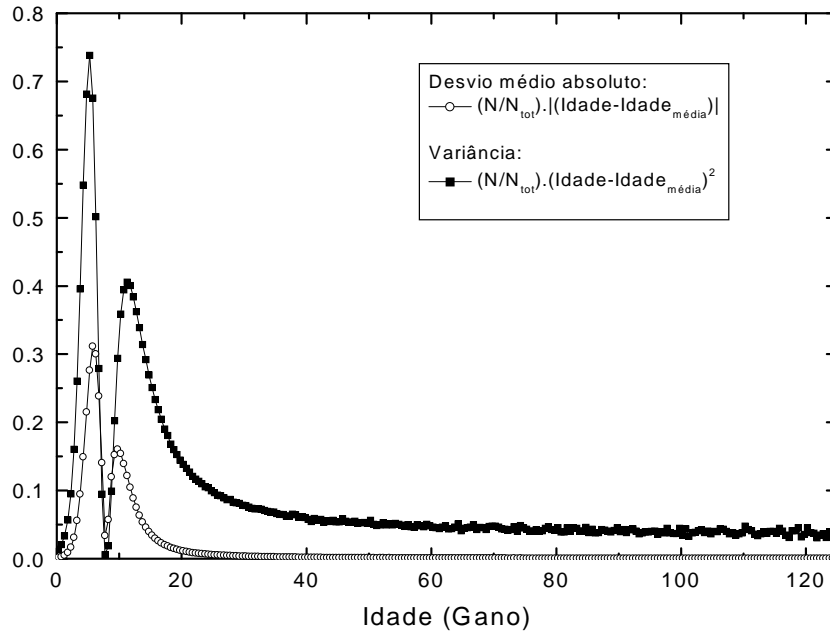


FIGURA C.6: Funções utilizadas na determinação da variância e do desvio médio absoluto da distribuição de idades.

Referências Bibliográficas

- Aoki, W., Honda, S., Beers, T. C., & Sneden, C. 2003, *ApJ*, 586, 506
- Arany-Prado, L. I. 2003, comunicação privada
- Arany-Prado, L. I. & da Silva, A. M. F. 2002, *Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira*, 22, 182
- Arany-Prado, L. I. & Maciel, W. J. 1998, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 34, 21
- Axer, M., Fuhrmann, K., & Gehren, T. 1994, *A&A*, 291, 895
- Bahcall, J. N., Pinsonneault, M. H., & Wasserburg, G. J. 1995, *Reviews of Modern Physics*, 67, 781
- Becker, O., Enders, K., Werth, G., & Dembczynski, J. 1993, *Phys. Rev. A*, 48, 3546
- Beers, T. C. & Sommer-Larsen, J. 1995, *ApJS*, 96, 175
- Beers, Y. 1953, *Introduction to the Theory of Errors* (Boston: Addison-Wesley Publishing Co.)
- Bergeron, P., Ruiz, M. T., & Leggett, S. K. 1997, *ApJS*, 108, 339
- Broström, L., Mannervik, S., Royen, P., & Wännström, A. 1995, *Phys. Scr*, 51, 330
- Brown, J. A. & Wallerstein, G. 1992, *AJ*, 104, 1818
- Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A., & Hoyle, F. 1957, *Reviews of Modern Physics*, 29, 547
- Burris, D. L., Pilachowski, C. A., Armandroff, T. E., et al. 2000, *ApJ*, 544, 302
- Buser, R. 2000, *Science*, 287, 69

- Butcher, H. R. 1975, *ApJ*, 199, 710
- . 1987, *Nature*, 328, 127
- Cameron, A. G. W. 1957, *PASP*, 69, 201
- Carney, B. W., Laird, J. B., Latham, D. W., & Aguilar, L. A. 1996, *AJ*, 112, 668
- Castro, S., Porto de Mello, G. F., & da Silva, L. 1999, *MNRAS*, 305, 693
- Cayrel, R., Hill, V., Beers, T. C., et al. 2001a, *Nature*, 409, 691
- Cayrel, R., Spite, M., Spite, F., et al. 2001b, em *ASP Conf. Ser. 245: Astrophysical Ages and Times Scales*, 244–+
- Cayrel, R. & Traving, G. 1960, *Zeitschrift fur Astrophysics*, 50, 239
- Cayrel de Strobel, G. & Bentolila, C. 1989, *A&A*, 211, 324
- Cayrel de Strobel, G., Soubiran, C., & Ralite, N. 2001, *A&A*, 373, 159
- Charbonnel, C., Meynet, G., Maeder, A., Schaller, G., & Schaerer, D. 1993, *A&AS*, 101, 415
- Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Zhao, G., Zhang, H. W., & Benoni, T. 2000, *A&AS*, 141, 491
- Chiappini, C., Matteucci, F., & Gratton, R. 1997, *ApJ*, 477, 765
- Childs, W. J. & Goodman, L. S. 1968, *Physical Review*, 170, 50
- Clayton, D. D. 1985, em *Nucleosynthesis : Challenges and New Developments*. Edited by W. David Arnett and James W. Truran. Chicago : University of Chicago Press, c1985., p.65, 65–+
- Condon, E. U. & Shortley, G. H. 1967, *The Theory of Atomic Spectra* (Cambridge: Cambridge University Press)
- Cowan, J. J., McWilliam, A., Sneden, C., & Burris, D. L. 1997, *ApJ*, 480, 246
- Cowan, J. J., Pfeiffer, B., Kratz, K.-L., et al. 1999, *ApJ*, 521, 194
- Cowan, J. J., Sneden, C., Burles, S., et al. 2002, *ApJ*, 572, 861
- Cowley, C. R. & Castelli, F. 2002, *A&A*, 387, 595

- Crawford, D. L., Barnes, J. V., Faure, B. Q., & Golson, J. C. 1966, *AJ*, 71, 709
- Crawford, D. L., Barnes, J. V., & Golson, J. C. 1970, *AJ*, 75, 624
- da Silva, L., de La Reza, R., & de Magalhaes, S. D. 1990, em *Proceedings of the Fifth IAP Workshop, Astrophysical Ages and Dating Methods*, June 26-30, 1989. Editors, E. Vangioni-Flam, M. Casse, J. Audouze, J. Tran Thanh Van; Publisher, Editions Frontieres, Gif sur Yvette, France, 1990. LC # QB980 .A87 1989. ISBN # 2863320696. P.419, 1990, 419–+
- da Silva, L. & Porto de Mello, G. F. 2000, em *IAU Symposium*, Vol. 198, 495–+
- Dehnen, W. & Binney, J. J. 1998, *MNRAS*, 298, 387
- del Peloso, E. F., da Silva, L., & Porto de Mello, G. F. 2000, *A&A*, 358, 233
- di Benedetto, G. P. 1998, *A&A*, 339, 858
- Edlén, B. 1953, *J. Opt. Soc. Amer.*, 43, 339
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., et al. 1993, *A&A*, 275, 101
- Fehrenbach, C. 1961, *Journal des Observateurs*, 44, 233
- Ferreras, I., Melchiorri, A., & Silk, J. 2001, *MNRAS*, 327, L47
- François, P., Spite, M., & Spite, F. 1993, *A&A*, 274, 821
- Freedman, W. L., Madore, B. F., Gibson, B. K., et al. 2001, *ApJ*, 553, 47
- Fuhrmann, K. 1998, *A&A*, 338, 161
- Fuhrmann, K., Axer, M., & Gehren, T. 1993, *A&A*, 271, 451
- . 1994, *A&A*, 285, 585
- Furenlid, I. & Meylan, T. 1990, *ApJ*, 350, 827
- Gehren, T. 1981, *A&A*, 100, 97
- Gratton, R. G., Carretta, E., & Castelli, F. 1996, *A&A*, 314, 191
- Gratton, R. G. & Sneden, C. 1994, *A&A*, 287, 927

- Grevesse, N. & Sauval, A. J. 1998, *Space Science Reviews*, 85, 161
- Grønbech, B. & Olsen, E. H. 1976, *A&AS*, 25, 213
- . 1977, *A&AS*, 27, 443
- Guthöhrlein, G. H. & Keller, H. P. 1990, *Z. Phys. D*, 17, 181
- Habets, G. M. H. J. & Heintze, J. R. W. 1981, *A&AS*, 46, 193
- Hansen, B. M. S., Brewer, J., Fahlman, G. G., et al. 2002, *ApJ*, 574, L155
- Hartmann, K. & Gehren, T. 1988, *A&A*, 199, 269
- Hauck, B. & Mermilliod, M. 1998, *A&AS*, 129, 431
- Hill, V., Plez, B., Cayrel, R., et al. 2002, *A&A*, 387, 560
- Hoffleit, D. & Warren, W. H. 1995, *VizieR Online Data Catalog*, 5050, 0
- Houk, N. 1993, *VizieR Online Data Catalog*, 3051, 0
- . 1994, *VizieR Online Data Catalog*, 3080, 0
- Houk, N. & Cowley, A. P. 1994, *VizieR Online Data Catalog*, 3031, 0
- Houk, N. & Smith-Moore, M. 1994, *VizieR Online Data Catalog*, 3133, 0
- Houk, N. & Swift, C. 2000, *VizieR Online Data Catalog*, 3214, 0
- Irwin, A. W. 1981, *ApJS*, 45, 621
- Johnson, D. R. H. & Soderblom, D. R. 1987, *AJ*, 93, 864
- Johnson, J. A. & Bolte, M. 2001, *ApJ*, 554, 888
- Kim, Y., Demarque, P., Yi, S. K., & Alexander, D. R. 2002, *ApJS*, 143, 499
- Knox, L., Christensen, N., & Skordis, C. 2001, *ApJ*, 563, L95
- Knox, R. A., Hawkins, M. R. S., & Hambly, N. C. 1999, *MNRAS*, 306, 736
- Koch, A. & Edvardsson, B. 2002, *A&A*, 381, 500
- Komarovskii, V. A. 1991, *Optika i Spektroskopiya*, 71, 559

- Koornneef, J. 1983, *A&AS*, 51, 489
- Kroupa, P. 2001, *MNRAS*, 322, 231
- Kupka, F., Piskunov, N., Ryabchikova, T. A., Stempels, H. C., & Weiss, W. W. 1999, *A&AS*, 138, 119
- Kurucz, R. L. 2003, Home page - lista de linhas (<http://kurucz.harvard.edu/linelists.html>)
- Kurucz, R. L., Furenlid, I., Brault, J., & Testerman, L. 1984, *The Solar Flux Atlas from 296 nm to 1300 nm* (National Solar Observatory)
- Lawler, J. E., Whaling, W., & Grevesse, N. 1990, *Nature*, 346, 635
- Lawler, J. E., Wickliffe, M. E., den Hartog, E. A., & Sneden, C. 2001, *ApJ*, 563, 1075
- Learner, R. C. M., Davies, J., & Thorne, A. P. 1991, *MNRAS*, 248, 414
- Lebreton, Y., Perrin, M.-N., Cayrel, R., Baglin, A., & Fernandes, J. 1999, *A&A*, 350, 587
- Leggett, S. K., Ruiz, M. T., & Bergeron, P. 1998, *ApJ*, 497, 294
- Möller, W., Hühnermann, H., Alkhazov, G., & Panteleev, V. 1993, *Physical Review Letters*, 70, 541
- Magalhães, S. D. & da Silva, L. 1990, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 21, 751
- Malaney, R. A., Mathews, G. J., & Dearborn, D. S. P. 1989, *ApJ*, 345, 169
- Manfroid, J. & Sterken, C. 1987, *A&AS*, 71, 539
- Mashonkina, L. & Gehren, T. 2000, *A&A*, 364, 249
- Mashonkina, L. I. 2000, *Astronomy Reports*, 44, 558
- Mermilliod, J.-C. 1987, *A&AS*, 71, 413
- Meylan, T., Furenlid, I., Wiggs, M. S., & Kurucz, R. L. 1993, *ApJS*, 85, 163
- Meynet, G., Mermilliod, J.-C., & Maeder, A. 1993, *A&AS*, 98, 477
- Mishenina, T. V. & Kovtyukh, V. V. 2001, *A&A*, 370, 951

- 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)
- Morel, P. 1997, *A&AS*, 124, 597
- Morell, O., Källander, D., & Butcher, H. R. 1992, *A&A*, 259, 543
- Neckel, H. 1986, *A&A*, 159, 175
- Nilsson, H., Zhang, Z. G., Lundberg, H., Johansson, S., & Nordström, B. 2002, *A&A*, 382, 368
- Olsen, E. H. 1983, *A&AS*, 54, 55
- . 1993, *A&AS*, 102, 89
- . 1994, *A&AS*, 106, 257
- Olsen, E. H. & Perry, C. L. 1984, *A&AS*, 56, 229
- Oswalt, T. D., Smith, J. A., Wood, M. A., & Hintzen, P. 1996, *Nature*, 382, 692
- Pagel, B. E. J. 1989a, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 18, 161
- Pagel, B. E. J. 1989b, em *Evolutionary Phenomena in Galaxies*, 201–223
- Pagel, B. E. J. & Tautvaišienė, G. 1995, *MNRAS*, 276, 505
- Perryman, M. A. C., Brown, A. G. A., Lebreton, Y., et al. 1998, *A&A*, 331, 81
- Perryman, M. A. C. & ESA. 1997, The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission (Noordwijk, Netherlands: ESA Publications Division, 1997, Series: ESA SP Series vol no: 1200, ISBN: 9290923997 (set))
- Pfeiffer, B., Kratz, K.-L., & Thielemann, F.-K. 1997, *Z. Phys. A*, Vol. 357, p. 235-238, 357, 235
- Pickering, J. C. 1996, *ApJS*, 107, 811
- Pickering, J. C. & Thorne, A. P. 1996, *ApJS*, 107, 761

- Porto de Mello, G. F. 1996, Tese do doutorado, CNPq/Observatório Nacional, Rio de Janeiro
- . 2002, comunicação privada
- Praderie, F. 1967, *Annales d'Astrophysique*, 30, 31
- Rocha-Pinto, H. J., Arany-Prado, L. I., & Maciel, W. J. 1994, *Ap&SS*, 211, 241
- Rocha-Pinto, H. J. & Maciel, W. J. 1996, *MNRAS*, 279, 447
- Rutherford, E. 1929, *Nature*, 123, 313
- Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A., & Schaller, G. 1993, *A&AS*, 98, 523
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., & Maeder, A. 1992, *A&AS*, 96, 269
- Schatz, H., Toenjes, R., Pfeiffer, B., et al. 2002, *ApJ*, 579, 626
- Schmidt, M. 1963, *ApJ*, 137, 758
- Schuster, W. J., Parrao, L., & Contreras Martinez, M. E. 1993, *A&AS*, 97, 951
- Snedden, C., Cowan, J. J., Burris, D. L., & Truran, J. W. 1998, *ApJ*, 496, 235
- Snedden, C., Cowan, J. J., Ivans, I. I., et al. 2000a, *ApJ*, 533, L139
- Snedden, C., Cowan, J. J., Lawler, J. E., et al. 2002, *ApJ*, 566, L25
- Snedden, C., Johnson, J., Kraft, R. P., et al. 2000b, *ApJ*, 536, L85
- Snedden, C., McWilliam, A., Preston, G. W., et al. 1996, *ApJ*, 467, 819
- Spergel, D. N., Verde, L., Peiris, H. V., et al. 2003, First Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (*WMAP*) Observations: Determination of Cosmological Parameters, *ApJ*, submetido
- Steffen, M. 1985, *A&AS*, 59, 403
- Truran, J. W., Cowan, J. J., Pilachowski, C. A., & Sneden, C. 2002, *PASP*, 114, 1293
- Udry, S., Mayor, M., Maurice, E., et al. 1999, em ASP Conf. Ser. 185: IAU Colloq. 170: Precise Stellar Radial Velocities, 383–+

van den Bergh, S. 1962, *AJ*, 67, 486

Vidal, C. R., Cooper, J., & Smith, E. W. 1971, *J. Quant. Spec. Radiat. Transf.*, 11, 263

Villemoes, P. & Wang, M. 1994, *Z. Phys. D*, 30, 19

Westin, J., Sneden, C., Gustafsson, B., & Cowan, J. J. 2000, *ApJ*, 530, 783

Woodgate, G. K. 1983, *Elementary Atomic Structure*, 2nd edn. (Oxford: Clarendon Press)

Woolf, V. M., Tomkin, J., & Lambert, D. L. 1995, *ApJ*, 453, 660

Wyse, R. F. G. & Gilmore, G. 1992, *AJ*, 104, 144

Zhao, G. 1994, *Chinese Astronomy and Astrophysics*, 18, 85