



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E INOVAÇÃO  
**INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS**

sid.inpe.br/mtc-m21b/2015/03.26.11.01-TDI

## **ANÁLISE QUÍMICA DIFERENCIAL DETALHADA DE ESTRELAS DE TIPO SOLAR POBRES EM METAIS COM E SEM PLANETAS**

Marília Gabriela Cardoso Corrêa Carlos

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelos Drs. André de Castro Milone, e Jorge Luis Melendez Moreno, aprovada em 14 de abril de 2015.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34P/3J7RUPS>>

INPE  
São José dos Campos  
2015

**PUBLICADO POR:**

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE

Gabinete do Diretor (GB)

Serviço de Informação e Documentação (SID)

Caixa Postal 515 - CEP 12.245-970

São José dos Campos - SP - Brasil

Tel.:(012) 3208-6923/6921

Fax: (012) 3208-6919

E-mail: pubtc@sid.inpe.br

**COMISSÃO DO CONSELHO DE EDITORAÇÃO E PRESERVAÇÃO  
DA PRODUÇÃO INTELECTUAL DO INPE (DE/DIR-544):****Presidente:**

Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)

**Membros:**

Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação Observação da Terra (OBT)

Dr. Amauri Silva Montes - Coordenação Engenharia e Tecnologia Espaciais (ETE)

Dr. André de Castro Milone - Coordenação Ciências Espaciais e Atmosféricas  
(CEA)

Dr. Joaquim José Barroso de Castro - Centro de Tecnologias Espaciais (CTE)

Dr. Manoel Alonso Gan - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos  
(CPT)

Dr<sup>a</sup> Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação

Dr. Plínio Carlos Alvalá - Centro de Ciência do Sistema Terrestre (CST)

**BIBLIOTECA DIGITAL:**

Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação de Observação da Terra (OBT)

Clayton Martins Pereira - Serviço de Informação e Documentação (SID)

**REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:**

Simone Angélica Del Ducca Barbedo - Serviço de Informação e Documentação  
(SID)

Yolanda Ribeiro da Silva Souza - Serviço de Informação e Documentação (SID)

**EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:**

Marcelo de Castro Pazos - Serviço de Informação e Documentação (SID)

André Luis Dias Fernandes - Serviço de Informação e Documentação (SID)



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E INOVAÇÃO  
**INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS**

sid.inpe.br/mtc-m21b/2015/03.26.11.01-TDI

## **ANÁLISE QUÍMICA DIFERENCIAL DETALHADA DE ESTRELAS DE TIPO SOLAR POBRES EM METAIS COM E SEM PLANETAS**

Marília Gabriela Cardoso Corrêa Carlos

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelos Drs. André de Castro Milone, e Jorge Luis Melendez Moreno, aprovada em 14 de abril de 2015.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34P/3J7RUPS>>

INPE  
São José dos Campos  
2015

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

---

Carlos, Marília Gabriela Cardoso Corrêa.

C195a Análise química diferencial detalhada de estrelas de tipo solar pobres em metais com e sem planetas / Marília Gabriela Cardoso Corrêa Carlos. – São José dos Campos : INPE, 2015.  
xviii + 102 p. ; (sid.inpe.br/mtc-m21b/2015/03.26.11.01-TDI)

Dissertação (Mestrado em Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2015.

Orientadores : Drs. André de Castro Milone, e Jorge Luis Melendez Moreno.

1. Estrelas. 2. Estrelas abundancias. 3. Análise espectroscópica.  
4. Planetas extrassolares. 5. Galáxia disco. I.Título.

CDU 524.31:54.06

---



Esta obra foi licenciada sob uma Licença [Creative Commons Atribuição-NãoComercial 3.0 Não Adaptada](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

This work is licensed under a [Creative Commons Attribution-NonCommercial 3.0 Unported License](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

Aprovado (a) pela Banca Examinadora  
em cumprimento ao requisito exigido para  
obtenção do Título de **Mestre** em  
**Astrofísica**

Dra. Cláudia Vilega Rodrigues

  
\_\_\_\_\_  
Presidente / INPE / SJCampos - SP

Dr. André de Castro Milone

  
\_\_\_\_\_  
Orientador(a) / INPE / São José dos Campos - SP

Dr. Jorge Luis Melendez Moreno

  
\_\_\_\_\_  
Orientador(a) / IAG/USP / São Paulo - SP

Dra. Adriana Benetti Marques Valio

  
\_\_\_\_\_  
Membro da Banca / CRAAM/Mackenzie / São Paulo - SP

Dra. Silvia Cristina Fernandes Rossi

  
\_\_\_\_\_  
Convidado(a) / IAG/USP / São Paulo - SP

*Este trabalho foi aprovado por:*

maioria simples

unanimidade

**Título: "ANÁLISE QUÍMICA DIFERENCIAL DETALHADA DE ESTRELAS DE TIPO SOLAR  
POBRES EM METAIS COM E SEM PLANETAS."**

Aluno (a): **Marília Gabriela Cardoso Corrêa Carlos**

**São José dos Campos, 14 de Abril de 2015**



## AGRADECIMENTOS

A meus pais, dos quais sem a ajuda e suporte, tanto financeiro quanto psicológico, eu não teria conseguido concluir essa etapa de minha vida. E aos meus irmãos e sobrinhos pelos momentos de descontração.

A meus orientadores André de Castro Milone e Jorge Meléndez pelo apoio, discussões e incentivos que foram essenciais para a conclusão deste trabalho.

A todos os pesquisadores da instituição pela paciência e todo o conhecimento adquirido ao longo do curso.

A minhas colegas de turma e a ajuda na hora dos estudos e trabalhos.

A todos os funcionários do INPE pela assistência prestada.

À CAPES pela concessão da bolsa de mestrado e aos demais auxílios financeiros através do Programa de Apoio à Pós-Graduação (PROAP).





## RESUMO

Este projeto é focado no estudo de estrelas de tipo solar moderadamente pobres em metais, com e sem planetas, para a investigação da existência (ou não) de uma conexão entre anomalias na composição química e a presença de planetas. Analisou-se espectros de alta resolução e razão sinal-ruído ( $R = 65.000$ ,  $S/N > 300$ , espectrógrafo MIKE, telescópio Magellan, Las Campanas Observatory, Chile) a fim de se derivar diferenças de abundâncias com altíssima precisão para elementos voláteis e refratários (erros entre 0,01 e 0,05 dex). A metodologia é baseada na análise espectroscópica diferencial, que também fornece diferenças precisas em temperatura efetiva ( $T_{\text{ef}}$ ), gravidade superficial ( $\log g$ ) e metalicidade ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ) para diversos pares de estrelas parecidas em temperatura e metalicidade. Distinguimos estrelas do disco fino daquelas do disco espesso e as dividimos em grupos “homogêneos” em  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Para se obter as diferenças em  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log g$  e  $[\text{X}/\text{H}]$  aplicamos o método de largura equivalente aplicado a linhas do FeI e FeII com o auxílio do pacote IRAF e o código MOOG, que resolve o transporte radiativo fotosférico considerando equilíbrio termodinâmico local. No caso do carbono a região molecular  $\text{C}_2(0,0)\lambda 5165\text{\AA}$  foi analisada por meio de síntese espectral (via MOOG também). O nitrogênio teve sua abundância química calculada via síntese espectral das linhas 3882,52  $\text{\AA}$  e 3882,70  $\text{\AA}$  da banda (0,0) do sistema B-X Violeta do CN. Também verificou-se se há alguma relação entre as abundâncias elementais diferenciais e suas temperaturas de condensação de poeira por entre pares de estrelas similares. Foram estudadas 23 estrelas, com resultados obtidos para 17 pares de estrelas. Quatro pares apresentaram resultados promissores que sugerem a deficiência de elementos refratários em relação a elementos voláteis nas camadas mais externas das estrelas. Três pares tiveram seus resultados descartados devido à incompatibilidade de parâmetros fotosféricos entre as estrelas da análise diferencial e os outros pares devem ter a análise revista.

Palavras-chave: Estrelas. Estrelas: abundâncias. Análise espectroscópica. Planetas extrassolares. Galáxia: disco.



# DETAILED DIFERENTIAL CHEMICAL ANALISYS OF SUN-LIKE METAL POOR STARS WITH OR WITHOUT PLANETS

## ABSTRACT

The present project aims to study moderately metal-poor solar-type stars, with and without planets, to investigate the existence (or not) of a connection between abnormalities in the chemical composition of stars and the presence of planets. We analysed high resolution spectra with high signal to noise ratio ( $R = 65.000$ ,  $S/N > 300$ , MIKE spectrograph, Magellan Telescope, Las Campanas Observatory, Chile) in order to derive high precision abundance differences in volatile and refractory elements, with errors between 0,01 and 0,05 dex. The methodology is based on differential spectroscopic analysis, which also provides precise differences in temperature ( $T_{\text{eff}}$ ), surface gravity ( $\log g$ ) and metallicity ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ), for several pairs of stars similar in temperature and metallicity. The stars were distinguished in those which belongs to the thin or thick disk, and then divided into “homogeneous” groups of  $T_{\text{eff}}$  and  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . In order to obtain the differences in  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  and  $[\text{X}/\text{H}]$  we applied the equivalent width method with the IRAF package and the MOOG code, which solves the photospheric radiative transfer assuming local thermodynamic equilibrium. In the case of carbon the molecular region  $\text{C}_2(0,0)\lambda 5165\text{\AA}$  was analysed through spectral synthesis (via MOOG). For the nitrogen, we analysed the lines  $3882,52\text{\AA}$  and  $3882,70\text{\AA}$  in the molecular region of the violet CN B-X system through spectral synthesis as well. We also verified whether there is any relation between the differential elemental abundances and the dust condensation temperatures among pairs of similar stars. In total, 23 stars have been studied with results to 17 pairs of them. Amongst all these pairs, 4 showed promising results which confirmed the refractory elemental depletion in the external layers of stars. The result of three pairs are discarded since the derived photospheric parameters have no compatibility with their groups, the others pairs should be analysed again.

Keywords: Stars. Stars: abundances. Spectroscopic analysis. Extrasolar planets. Galaxy: disk.



## LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
1.1	3
1.2	4
1.3	5
1.4	5
1.5	6
1.6	7
2.1	12
3.1	18
3.2	19
4.1	23
4.2	24
4.3	25
4.4	26
5.1	30
5.2	30
5.3	31
5.4	32
5.5	34
5.6	38

5.7	Síntese espectral da região $\lambda 5165\text{\AA}$ para a estrela HD 114762. . . . .	40
5.8	Síntese espectral das linhas $3882,52\text{\AA}$ e $3882,70\text{\AA}$ da banda (0,0) do sistema B-X Violeta do CN para a estrela HD 040865. . . . .	41
6.1	Abundância A(C) do carbono determinada por meio da síntese espectral na sub-região entre $5163,4\text{\AA}$ e $5163,6\text{\AA}$ para a estrela HD 114762. . . . .	44
6.2	Abundância A(C) do carbono determinada por meio da síntese espectral na sub-região entre $5164,1\text{\AA}$ e $5164,4\text{\AA}$ para a estrela HD 114762. . . . .	45
6.3	Abundância A(C) do carbono determinada por meio da síntese espectral na sub-região entre $5164,8\text{\AA}$ e $5165,2\text{\AA}$ para a estrela HD 114762. . . . .	45
6.4	Síntese espectral da linha $3882,52\text{\AA}$ da banda (0,0) do sistema B-X Violeta do CN para a estrela HD 040865. . . . .	46
6.5	Síntese espectral da linha $3882,70\text{\AA}$ da banda (0,0) do sistema B-X Violeta do CN para a estrela HD 040865. . . . .	47
7.1	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 021019 e HD 037124. . . . .	66
7.2	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 171028 e HD 037124. . . . .	67
7.3	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 056274 e HD 037124. . . . .	68
7.4	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 059984 e HD 126793. . . . .	70
7.5	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 078747 e HD 126793. . . . .	71
7.6	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 079601 e HD 126793. . . . .	72

7.7	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 088725 e HD 126793. . . . .	73
7.8	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 155358 e HD 126793. . . . .	74
7.9	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 150177 e HD 048938. . . . .	75
7.10	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 190984 e HD 048938. . . . .	76
7.11	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 020794 e HD 040865. . . . .	77
7.12	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 111232 e HD 040865. . . . .	78
7.13	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 181720 e HD 040865. . . . .	79
7.14	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 006434 e HD 077110. . . . .	80
7.15	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 017865 e HD 077110. . . . .	81

7.16	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 124785 e HD 077110. . . . .	82
7.17	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 022879 e HD 114762. . . . .	83



## LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
2.1	Detalhes das observações das estrelas da amostra. . . . . 9
2.2	Relação sinal-ruído média das estrelas da amostra. . . . . 11
2.3	Probabilidades de um objeto pertencer ao disco fino, disco espesso e halo Galáctico. . . . . 13
2.4	Separação dos objetos de população do disco fino em três subgrupos. . . 14
2.5	Separação dos objetos de população do disco espesso em três subgrupos. 15
5.1	Elementos estudados e suas respectivas quantidade de linhas. . . . . 35
5.2	Valores utilizados na determinação do alargamento total de cada estrela. 39
7.1	Parâmetros fotosféricos finais para estrelas do disco fino. . . . . 50
7.2	Parâmetros fotosféricos finais para estrelas do disco espesso. . . . . 51
7.3	Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 1 do disco fino. . . . . 53
7.4	Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 2 do disco fino (Parte 1). . . . . 54
7.5	Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 2 do disco fino (Parte 2). . . . . 55
7.6	Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 3 do disco fino. . . . . 56
7.7	Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 1 do disco espesso. . . . . 57
7.8	Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 2 do disco espesso. . . . . 58
7.9	Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 3 do disco espesso. . . . . 59
7.10	Resultados finais de abundâncias elementais para o carbono em estrelas do disco fino. . . . . 60
7.11	Resultados finais de abundâncias elementais para o carbono em estrelas do disco espesso. . . . . 61
7.12	Resultados finais de abundâncias elementais para o nitrogênio em estrelas do disco fino. . . . . 63
7.13	Resultados finais de abundâncias elementais para o nitrogênio em estrelas do disco espesso. . . . . 64
A.1	Temperatura de condensação ( $T_c$ ) para alguns elementos. . . . . 93

B.1 Linhas atômicas adotadas. . . . .	95
---------------------------------------	----

## SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
<b>1 INTRODUÇÃO</b> . . . . .	<b>1</b>
<b>2 AMOSTRA E DADOS OBSERVACIONAIS</b> . . . . .	<b>9</b>
2.1 Seleção da amostra . . . . .	9
2.2 Observações espectroscópicas . . . . .	9
2.3 Grupos homogêneos de estrelas . . . . .	11
<b>3 FUNDAMENTAÇÃO TEÓRICA</b> . . . . .	<b>17</b>
3.1 Formação do espectro fotosférico de linhas de absorção em ETL . . . . .	17
3.2 Teoria de transições moleculares e sistemas de bandas . . . . .	21
<b>4 ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DIFERENCIAL</b> . . . . .	<b>23</b>
<b>5 ANÁLISE QUÍMICA DIFERENCIAL</b> . . . . .	<b>29</b>
5.1 O código MOOG e medidas de abundância . . . . .	29
5.2 Largura Equivalente . . . . .	31
5.3 Síntese Espectral . . . . .	36
<b>6 ANÁLISE DE ERROS</b> . . . . .	<b>43</b>
6.1 Parâmetros fotosféricos e seus erros . . . . .	43
6.2 Erro em abundância química por largura equivalente . . . . .	43
6.3 Erro em abundância química por síntese espectral . . . . .	44
<b>7 RESULTADOS E DISCUSSÃO</b> . . . . .	<b>49</b>
7.1 Disco fino . . . . .	65
7.1.1 Grupo 1 . . . . .	65
7.1.2 Grupo 2 . . . . .	69
7.1.3 Grupo 3 . . . . .	72
7.2 Disco espesso . . . . .	74
7.2.1 Grupo 1 . . . . .	74
7.2.2 Grupo 2 . . . . .	78
7.2.3 Grupo 3 . . . . .	80
<b>8 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS</b> . . . . .	<b>85</b>

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS . . . . .	87
APÊNDICE A - TEMPERATURA DE CONDENSAÇÃO DOS ELEMENTOS . . . . .	93
APÊNDICE B - LISTA DE LINHAS ATÔMICAS . . . . .	95

# 1 INTRODUÇÃO

Sempre houve um grande interesse por parte da comunidade científica em descobrir se existem planetas, ou até sistemas planetários, similares ao nosso. Assim começou-se uma busca por tal classe de objetos, e foi somente em 1995 que os astrônomos *Mayor e Queloz* anunciaram a descoberta de um exoplaneta ao redor de uma estrela de tipo solar denominada *51 Peg* (MAYOR; QUELOZ, 1995). Desde então as detecções de exoplanetas têm crescido, assim como os métodos utilizados têm se diversificado. Hoje existem quase 1900 planetas catalogados segundo a *Exoplanet Encyclopaedia* (EXOPLANET TEAM, 2015).

Atualmente existem vários métodos de detecção de planetas fora de nosso Sistema Solar, entre eles podemos citar os métodos de astrometria, trânsito planetário, microlentes gravitacionais, velocidade radial entre outros. Dentre estes, os métodos mais comuns na procura por exoplanetas são os por trânsito planetário e por velocidade radial. O método de trânsito planetário nada mais é do que o estudo da curva de luz (fluxo por tempo) de uma estrela, onde a existência de um planeta orbitando esta estrela alteraria o fluxo entre o observador e uma estrela; este método têm como principais características observáveis a distância orbital entre planeta e estrela, a excentricidade do sistema e o raio planetário. No método de detecção por velocidade radial, observa-se a velocidade radial da estrela através de suas linhas espectroscópicas interpretada como uma variação em torno do baricentro do sistema estrela-planeta ao longo do tempo; neste caso os principais observáveis são a distância orbital entre planeta e estrela, a excentricidade do sistema e um limite inferior para a massa planetária ( $M$ ), normalmente dada em valores de  $M \sin i$  ( $i$  é a inclinação do sistema estrela-planeta em relação ao observador), não é possível obtermos os valores de massa real do planeta pois não é possível sabermos o valor de  $i$ . Mais detalhes podem ser encontrados em Martioli (2006).

Em relação ao estudo desses sistemas, recentemente foi desenvolvida uma técnica no estudo indireto de planetas rochosos, usando abundâncias químicas diferenciais de altíssima precisão, com erros em  $[X/H]$  (Equação 1.1) chegando a valores tão reduzidos quanto 0,01 dex (MELÉNDEZ et al., 2009). A razão é que a condensação de elementos em compostos químicos (p. ex. Lodders (2003)), primeiro passo na formação de poeira e posteriormente planetesimais rochosos e núcleos de planetas gasosos, pode alterar a composição química do gás que esteja sendo acrescentado nas camadas mais externas das estrelas nas fases finais de formação estelar, modificando ligeiramente sua composição química. Como exemplo do efeito dessa perda

de compostos que podem ser utilizados posteriormente na formação de planetas, um cálculo simples indica que o acréscimo de um planeta rochoso de 10 massas terrestres com metalicidade  $Z=1$  em um envelope estelar produziria um aumento em metalicidade de  $\approx 0,04$  dex em uma estrela semelhante ao Sol. Já um planeta do tipo gasoso de uma massa de Júpiter, com um núcleo rochoso da ordem de 4% da massa do planeta, produziria um acréscimo em metalicidade de  $\approx 0,05$  dex no envelope estelar. Como podemos notar os valores são muito pequenos e, por isso, a necessidade de uma análise de alta precisão.

Estudos são feitos correlacionando abundâncias elementais com suas respectivas temperaturas de condensação (LODDERS, 2003) a fim de verificar possíveis padrões de metalicidade nas estrelas analisadas. Sendo a temperatura de condensação utilizada neste trabalho definida como aquela para a qual determinado elemento está 50% condensado na forma sólida. Podemos destacar Gonzalez (1997) como um dos trabalhos de análise pioneira na relação entre abundâncias elementais e temperatura de condensação em estrelas. Muitos outros trabalhos também abordaram o assunto, os quais citamos aqui: Schuler et al. (2011b), Gonzalez (2011), Ecuivillon et al. (2006) e Hernández et al. (2013); com destaque para Meléndez et al. (2009) e Maia et al. (2014), o último um estudo de um sistema binário. Os trabalhos de Schuler et al. (2011a), Mack III et al. (2014) e Teske et al. (2015) também foram realizados para sistemas binários; o último em que ambas as estrelas do sistema hospedam planetas. Existem também outras discussões envolvendo a relação da temperatura de condensação com a metalicidade estelar, entre elas podemos citar o trabalho de Adibekyan et al. (2014) que discute a possível relação com idade estelar e Önehag et al. (2011) que discute uma possível relação ambiental como a origem de correlações com a temperatura de condensação.

Vale ressaltar que diversos grupos têm analisado quimicamente estrelas de metalicidade solar e ricas em metais, não só contendo planetas rochosos, mas também gigantes gasosos. No entanto, quase não existem estudos que focam em estrelas mais pobres em metais que o Sol ( $[Fe/H] < 0$  dex, Eq. 1.2), pois a frequência de se encontrar planetas (gasosos principalmente) ao redor de estrelas pobres em metais é relativamente menor quando comparada com as demais estrelas, como observado na Figura 1.1.

Embora o estudo de Norris e Ryan (1991) para estrelas da vizinhança solar (Figura 1.2) indique uma distribuição homogênea de estrelas com diferentes metalicidades com pico da distribuição em torno de  $[Fe/H] \sim -0,2$  dex, o trabalho de Fischer e

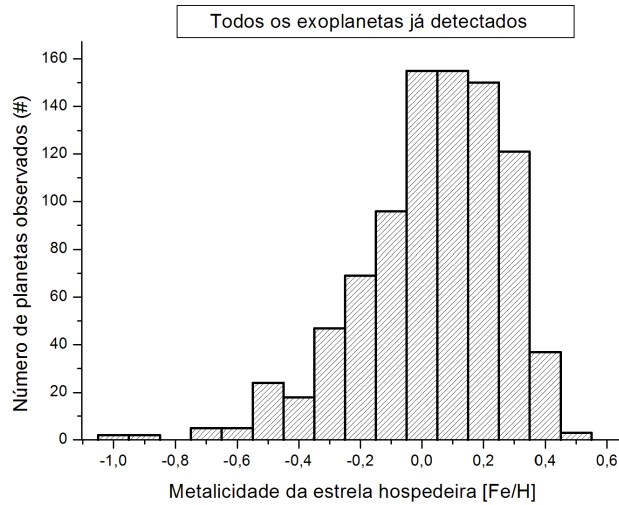


Figura 1.1 - Histograma de estrelas hospedeiras de planetas.

Fonte: [Exoplanet Team \(2015\)](#).

[Valenti \(2005\)](#) indica uma probabilidade de  $P \propto 10^{2[Fe/H]}$  para se encontrar planetas gasosos; ou seja, quanto mais rica em metais é a estrela, maior a chance desta hospedar um planeta gasoso. Na [Figura 1.3](#) podemos observar a distribuição de metalicidades para estrelas com planetas do tipo gasoso. É possível notar que o pico da distribuição está em torno de  $[Fe/H] \sim +0,1$  dex. Já a distribuição de metalicidades para estrelas que hospedam planetas rochosos é ampla, com pico de distribuição em torno de  $[Fe/H] \sim 0,0$  dex ([Figura 1.4](#)).

Apesar do alto número de detecções de planetas em torno de estrelas mais ricas em metais, o número de detecções de planetas para estrelas de menor metalicidade tem aumentado ao longo dos anos (como visto na [Figura 1.5](#)). Então, hoje já existe uma amostra relativamente extensa para o estudo da presença e formação de planetas ao redor de estrelas pobres em metais.

O objetivo do presente estudo é analisar a composição química de estrelas moderadamente pobres em metais ( $-0,85 < [Fe/H] < -0,34$  dex) com temperatura e gravidade fotosféricas similares às do Sol e observar as diferenças de abundância de alguns elementos entre estrelas que hospedem planetas com estrelas que não tenham indícios da presença de planetas. De certa forma, estamos contribuindo para um novo

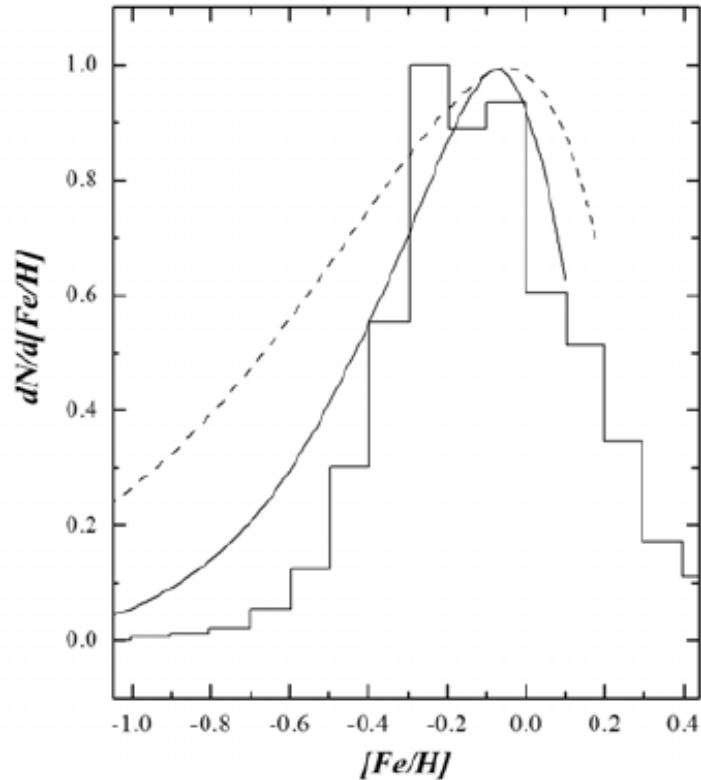


Figura 1.2 - Distribuição de metalicidades para estrelas da vizinhança solar.

Fonte: Norris e Ryan (1991).

método de seleção de estrelas na busca de planetas baseando-se em resultados de abundância via espectroscopia de alta precisão.

O presente estudo foi feito considerando estrelas pertencentes aos discos espesso e fino de nossa galáxia, sendo estes distintos entre si em termos de padrão de abundância, distribuição de idades estelares, localização espacial (dada por perfis verticais distintos de densidade de estrelas com escalas de alturas diferentes) e cinemática estelar (dispersões de velocidades distintas na direção radial, vertical e azimutal na Galáxia). Estrelas encontradas no disco espesso são em geral mais velhas e portanto mais pobres em metais em média do que estrelas encontradas no disco fino. Na Figura 1.6 é apresentado um esquema da Galáxia e suas componentes, cada uma com escala de altura característica,  $H_{DF} \simeq 300$  pc e  $H_{DE} \simeq 900$  pc, de acordo com Jurić et al. (2008).



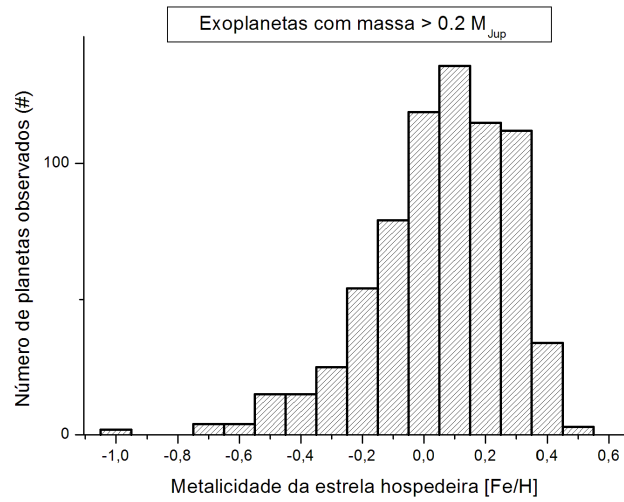


Figura 1.3 - Distribuição de metalicidades para estrelas hospedeiras de planetas gasosos.

Fonte: [Exoplanet Team \(2015\)](#).

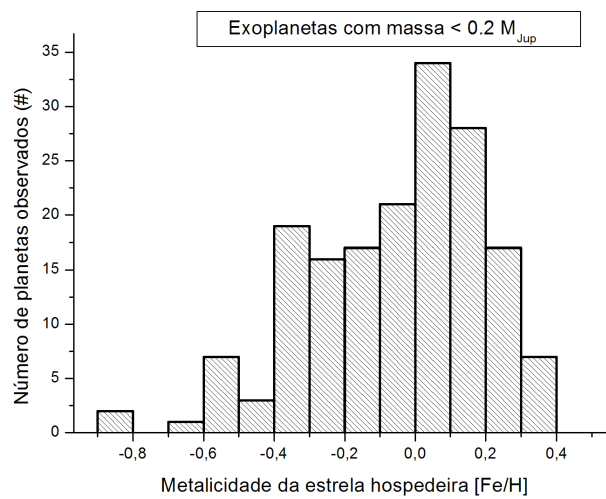


Figura 1.4 - Distribuição de metalicidades para estrelas hospedeiras de planetas rochosos.

Fonte: [Exoplanet Team \(2015\)](#).

Vale afirmar que toda a discussão para metalicidade é feita em termos de  $[Fe/H]$  ou  $[X/H]$ . Essa definição está representada na Equação 1.1.

$$[X/H] \equiv \log \left( \frac{\epsilon(X)}{\epsilon(H)} \right)_* - \log \left( \frac{\epsilon(X)}{\epsilon(H)} \right)_\odot \quad (1.1)$$

onde  $A(E) = \log \epsilon(E) = \log \frac{N(E)}{N(H)} + 12$  e  $N(E)$  é a densidade numérica do elemento E e  $N(H)$  a densidade numérica do elemento hidrogênio.

Para o elemento ferro especificamente, define-se:

$$[Fe/H] \equiv \log \left( \frac{N(Fe)}{N(H)} \right)_* - \log \left( \frac{N(Fe)}{N(H)} \right)_\odot \quad (1.2)$$

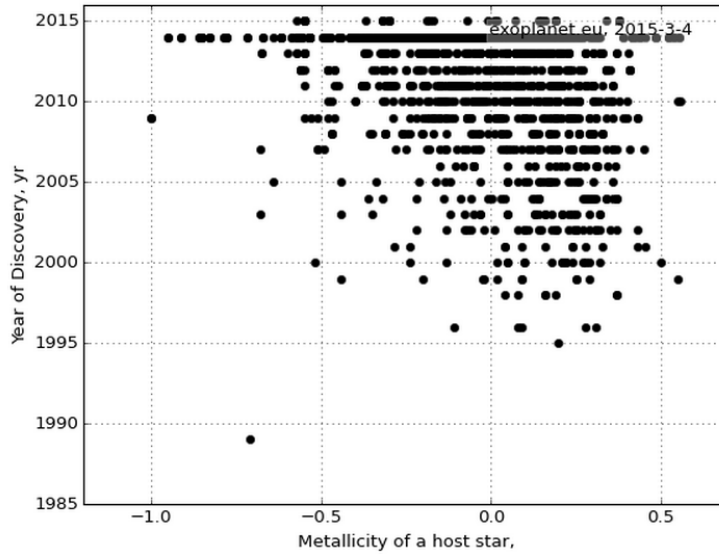


Figura 1.5 - Metalicidade de estrelas hospedeiras de planetas e seus respectivos anos de descoberta.

Fonte: Exoplanet Team (2015).

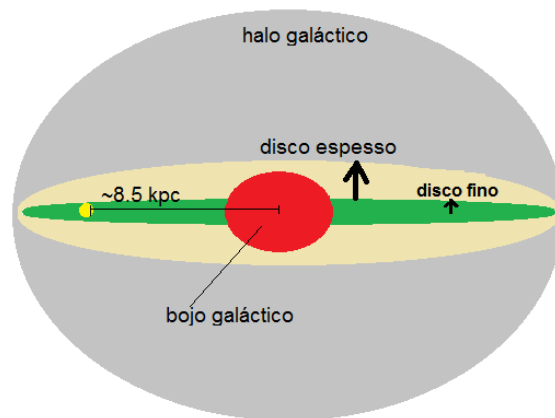


Figura 1.6 - Figura ilustrativa da Galáxia e suas componentes (fora de escala).



## 2 AMOSTRA E DADOS OBSERVACIONAIS

### 2.1 Seleção da amostra

A amostra consiste em 23 estrelas de tipo solar (F e G) moderadamente pobres em metais ( $-0,85 \text{ dex} < [\text{Fe}/\text{H}] < -0,34 \text{ dex}$ ), com e sem planetas detectados. As estrelas foram selecionadas de acordo com seus parâmetros fotosféricos ( $5377 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 6177 \text{ K}$  e  $3,94 \text{ dex} < \log g < 4,94 \text{ dex}$ ) e agrupadas em grupos homogêneos em termos de metalicidade  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e temperatura efetiva  $T_{\text{ef}}$ .

Foram selecionadas estrelas a partir das amostras de trabalhos que buscaram planetas em estrelas pobres em metais (p. ex. Souza et al. (2011)).

### 2.2 Observações espectroscópicas

Os espectros das estrelas da amostra foram coletados com o telescópio Magellan de espelho de 6,5 m de diâmetro do Observatório de Las Campanas, no Chile, com o uso do espectrógrafo *echelle* MIKE (LAS CAMPANAS OBSERVATORY CARNEGIE INTITUTION OF WASHINGTON, 2014). Os dados utilizados têm alta resolução espectral ( $R=65.000$ ) e alta relação sinal-ruído ( $S/N > 350$ ), com cobertura espectral de aproximadamente 3500 a 9000 Å. As observações foram realizadas em duas missões, uma em fevereiro e outra em junho e julho de 2011: a primeira pelo Prof. Dr. Jorge Meléndez (Universidade de São Paulo) e o Dr. Alan Alves-Brito (Universidade Federal do Rio Grande do Sul), e a segunda pelo Dr. David Yong (Australian National University). Um relatório sucinto das observações espectroscópicas é apresentado na Tabela 2.1.

Tabela 2.1 - Detalhes das observações das estrelas da amostra.

Objeto	Data de coleta	$T_{\text{exp}}$ (s)	V (mag)	Tipo espectral
HD079601	20/02/2011	2x585 + 2x480	8,020	G2V
HD078747	21/02/2011	2x450	7,740	G5V
HD124785	20/02/2011	4x650	8,670	F9w
HD155358	20/02/2011	2x350 + 2x500	7,280	G0
HD114762	22/02/2011	4x300 + 1x150	7,306	F9V
HD126793	22/02/2011	2x600 + 4x400	8,240	G0w
HD040865	20/02/2011	2x750 + 4x400	8,610	G5V
HD181720	01/07/2011	2x150	7,860	G1V
HD077110	20/02/2011	2x1000 + 2x900	8,850	G1V

(Continuação)

Tabela 2.1 - Conclusão

Objeto	Data de coleta	$T_{exp}$ (s)	V (mag)	Tipo espectral
HD056274	20/02/2011	4x180	7,709	G7V
HD006434	21/02/2011	1x300 + 2x600 + 2x900	7,720	G2/G3V
HD021019	20/02/2011	6x120	6,198	G2V
HD111232	20/02/2011	4x300	7,610	G8V
HD037124	20/02/2011	2x850 + 4x259	7,680	G4IV-V
HD020794	22/02/2011	2x20 + 4x30	4,263	G8V
HD190984	30/06/2011	2x300	8,730	F8V
HD017865	21/02/2011	1x650 + 2x1200	8,180	F8V
HD048938	21/02/2011	2x250 + 2x500	6,430	G0V
HD150177	20/02/2011	4x100	6,339	F3V
HD022879	22/02/2011	2x200 + 2x400	6,689	F9V
HD059984	21/02/2011	1x120 + 1x80	5,933	G0V
HD088725	22/02/2011	2x180 + 2x280 + 2x250	7,740	G1V
HD171028	01/07/2011	2x240 + 2x120	8,310	G0
Vesta	30/06/2011	4x45	6,300	G2V

Na última linha da Tabela 2.1, lista-se quatro exposições tomadas do asteroide Vesta, as quais representam o espectro solar integrado coletado por reflexão; prática comumente adotada em observações espectroscópicas de estrelas.

A Tabela 2.2 mostra a razão sinal-ruído média de cada espectro estelar combinado medida nas regiões vermelha ( $\lambda 5950\text{\AA} - \lambda 6100\text{\AA}$ ) e azul ( $\lambda 4500\text{\AA} - \lambda 4615\text{\AA}$ ).

Os espectros obtidos nessas duas missões foram previamente reduzidos usando o pacote IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) (NATIONAL OPTICAL ASTRONOMY OBSERVATORIES, 2012) pelos nossos colaboradores *Dr. Cherie Fishlock* e *Dr. David Yong* (Australian National University). Cada espectro estelar é representado por 33 arquivos no formato FITS (Flexible Image Transport System), os quais correspondem às 33 ordens “echelle”. A normalização do contínuo foi feita de modo independente em cada uma dessas ordens. Depois de normalizados todos os espectros correspondentes a uma certa estrela são combinados, de forma ponderada de acordo com suas relações sinal-ruído (Tabela 2.2), resultando em um único espectro representativo para cada estrela.

Tabela 2.2 - Relação sinal-ruído média das estrelas da amostra.

Relação sinal-ruído média		
Estrela	$\langle S/N \rangle$ azul	$\langle S/N \rangle$ vermelho
HD079601	302	713
HD078747	264	656
HD124785	272	639
HD155358	123	613
HD114762	329	816
HD126793	315	758
HD040865	359	844
HD181720	190	408
HD077110	298	681
HD056274	266	615
HD006434	206	496
HD021019	372	884
HD111232	274	669
HD037124	366	1053
HD020794	229	711
HD190984	146	363
HD017865	255	390
HD048938	292	774
HD150177	279	621
HD022879	169	603
HD059984	267	684
HD088725	291	710
HD171028	232	488

### 2.3 Grupos homogêneos de estrelas

Para esse estudo, a amostra de estrelas foi dividida de tal forma que a análise espectroscópica ocorreu somente entre estrelas pertencentes à população do disco fino ou disco espesso. Esse cuidado foi tomado, pois estudos mostram que os padrões de abundâncias de estrelas que pertencem ao disco fino, disco espesso e halo diferem entre si. Enquanto estrelas pertencentes ao halo e, também, ao disco espesso, apresentam altas razões  $[\alpha/\text{Fe}]$  no regime de baixa metalicidade até metalicidades moderadamente baixas ( $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0,5$  dex), estrelas presentes no disco fino galáctico têm um intervalo para a razão  $[\alpha/\text{Fe}]$  mais amplo, desde valores altos a valores menores que zero quando  $[\text{Fe}/\text{H}]$  varia aproximadamente de  $-1,0$  dex até o valor solar ( $0,0$  dex), como pode ser visto na Figura 2.1. Sendo os elementos- $\alpha$  aqueles formados nucleossinteticamente pela captura de partículas  $\alpha$  (núcleos

de hélio) a partir da queima hidrostática do carbono em estrelas de massa intermediária e grande, como, por exemplo,  $^{16}\text{O}$ ,  $^{20}\text{Ne}$ ,  $^{24}\text{Mg}$  e  $^{28}\text{Si}$ . Mais detalhes sobre a evolução química dos discos fino e espesso podem ser encontrados em [Matteucci \(2011\)](#).

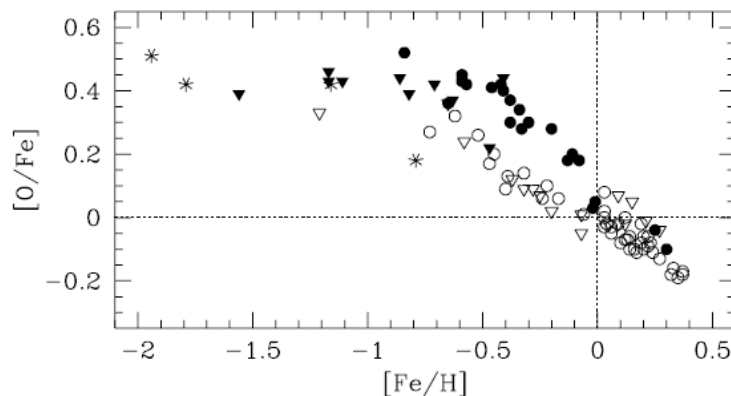


Figura 2.1 - Relação  $[\text{O}/\text{Fe}]$  versus  $[\text{Fe}/\text{H}]$  com dados de [Nissen et al. \(2002\)](#), triângulos abertos representam estrelas do disco fino, triângulos fechados para estrelas do disco espesso e asteriscos para estrelas do halo, e dados de [Bensby et al. \(2004\)](#), círculos fechados representam estrelas do disco espesso e círculos abertos estrelas do disco fino.

Fonte: (BENSBY et al., 2004).

As estrelas da amostra foram separadas por população estelar na Galáxia com base num programa escrito pelo *Prof. Alan Alves Brito* (UFRGS) que dá a probabilidade de uma estrela pertencer à uma das componentes Galácticas principais (disco fino, disco espesso e halo), tendo como referência [Reddy et al. \(2006\)](#), pois sabe-se que estrelas pertencentes a populações diferentes da Galáxia apresentam cinemática diferente; para mais detalhes ver [Binney e Merrifield \(1998\)](#). As probabilidades são calculadas em função da posição galáctica da estrela (calculada a partir de suas coordenadas galácticas e distância), movimento próprio e velocidade radial. Por exemplo, sabe-se que a dispersão de velocidades na direção perpendicular ao disco e escala de altura das estrelas aumentam do disco fino para o halo, tendo o disco espesso valores intermediários. A fim de se calcular as componentes U, V e W da velocidade espacial relativa ao Sistema Local de Repouso (SLR), adotou-se para o Sol  $(U_{\odot}; V_{\odot}; W_{\odot}) = (10, 0; 5, 3; 7, 2)$   $\text{km.s}^{-1}$  (BINNEY; MERRIFIELD, 1998). O critério adotado para qualquer estrela pertencer a uma dada população estelar galáctica se dá quando a probabilidade  $P \geq 70\%$ . A Tabela 2.3 mostra tais probabilidades.

Tendo em vista essa primeira divisão de grupos, fez-se uma separação mais detalhada



Tabela 2.3 - Probabilidades de um objeto pertencer ao disco fino, disco espesso e halo Galáctico.

Probabilidade percentual (%) entre populações Galácticas							
Estrela	Disco Fino	Disco Espesso	Halo	Distância (pc)	Mov. Próprio $\alpha$ (mas)	Mov. Próprio $\delta$ (mas)	$V_r$ (km.s <sup>-1</sup> )
HD079601	99	1	0	56,4	-157,1	-57,0	39,5
HD078747	99	1	0	40,7	-64,7	-132,6	-1,1
HD124785	0	95	5	123,5	-234,7	-14,8	53,7
HD155358	91	9	0	44,1	-222,5	-216,0	-9,2
HD114762	2	97	1	38,6	-582,9	-2,2	25,9
HD126793	99	1	0	53,9	-13,3	-65,1	-9,2
HD040865	1	98	1	50,9	223,9	183,0	39,5
HD181720	0	98	2	58,0	88,0	-415,0	-45,3
HD077110	14	86	0	61,4	165,0	-22,2	39,8
HD056274	79	21	0	32,3	-510,4	177,2	66,7
HD006434	0	98	2	41,3	-169,4	-527,7	22,9
HD021019	91	9	0	37,1	2,2	-219,3	41,7
HD111232	0	98	2	29,3	26,6	112,4	104,1
HD037124	88	12	0	33,6	-80,1	-419,8	-23,0
HD020794	29	71	0	6,0	3038,3	726,6	87,4
HD190984	97	3	0	182,8	0,7	44,6	20,3
HD017865	3	96	1	64,1	-23,5	-271,8	31,9
HD048938	97	3	0	27,1	-5,9	293,8	-10,6
HD150177	99	1	0	40,0	12,0	-145,7	-18,5
HD022879	26	73	1	25,5	689,2	-213,2	120,4
HD059984	98	2	0	27,9	-92,9	-167,9	55,0
HD088725	97	3	0	35,4	229,7	-400,4	-22,0
HD171028	99	1	0	42,6	-43,8	-13,4	13,1

dos objetos. Essa separação visou o agrupamento de estrelas com propriedades atmosféricas similares entre si, principalmente temperatura efetiva e metalicidade, como pode ser observado nas Tabelas 2.4 e 2.5. Esses parâmetros atmosféricos representam valores médios simples tomados de trabalhos publicados na literatura baseados em métodos de determinação distintos (fotométricos e espectroscópicos).

Tabela 2.4 - Separação dos objetos de população do disco fino em três subgrupos.

População Disco Fino									
Objeto	Temperatura(K)	$\sigma(T)$	[Fe/H]	$\sigma([Fe/H])$	$\log g$	$\sigma(\log g)$	Ind. Planetas		
GRUPO 1									
HD021019	5462	60	-0,44	0,06	3,88	0,16	N		
HD037124*	5534	30	-0,42	0,03	4,49	0,08	$P_{4,4}^4$		
HD171028	5672	10	-0,51	0,04	3,85	0,02	$P_{4,4}^4$		
HD056274	5734	40	-0,53	0,03	4,48	0,02	N		
Média $\pm$ Dev. Padrão	5600	124	-0,48	0,05	4,18	0,36			
GRUPO 2									
HD079601	5782	70	-0,64	0,07	4,12	0,20	N		
HD078747	5777	70	-0,70	0,06	4,32	0,23	N		
HD155358	5867	60	-0,64	0,07	4,16	0,09	$P_{4,4}^4$		
HD126793*	5838	50	-0,77	0,04	4,18	0,19	N		
HD088725	5648	40	-0,64	0,05	4,39	0,09	N		
HD059984	5925	60	-0,74	0,06	4,02	0,13	N		
Média $\pm$ Dev. Padrão	5806	95	-0,69	0,06	4,20	0,14			
GRUPO 3									
HD190984	5998	10	-0,49	0,01	4,02	0,01	$P_{4,4}^4$		
HD048938*	6025	48	-0,40	0,10	4,34	0,13	N		
HD150177	6115	90	-0,60	0,09	3,96	0,12	N		
Média $\pm$ Dev. Padrão	6046	61	-0,50	0,11	4,11	0,20			

\*Estrela padrão escolhida.

<sup>4</sup>Planeta gigante gasoso.

Tabela 2.5 - Separação dos objetos de população do disco espesso em três subgrupos.

População Disco Espesso									
Objeto	Temperatura(K)	$\sigma(T)$	[Fe/H]	(dex)	$\sigma([Fe/H])$	$\log g$	$\sigma(\log g)$	Ind. Planetas	
GRUPO 1									
HD040865*	5703	20	-0,34		0,04	4,39	0,12	N	N
HD181720	5780	10	-0,49		0,04	4,16	0,08	$P_{\text{J}}$	$P_{\text{J}}$
HD111232	5459	30	-0,41		0,04	4,41	0,07	$P_{\text{J}}$	$P_{\text{J}}$
HD020794	5417	50	-0,41		0,04	4,43	0,14	$P_{\oplus\oplus\oplus}$	$P_{\oplus\oplus\oplus}$
Média $\pm$ Dev. Padrão	5590	179	-0,41		0,06	4,35	0,13		
GRUPO 2									
HD124785	5822	90	-0,61		0,06	4,02	0,14	N	N
HD077110*	5740	20	-0,52		0,02	4,44	0,04	N	N
HD006434	5781	40	-0,55		0,02	4,42	0,13	$P_{\text{J}}$	$P_{\text{J}}$
HD017865	5910	30	-0,54		0,03	4,26	0,06	N	N
Média $\pm$ Dev. Padrão	5813	73	-0,56		0,04	4,29	0,19		
GRUPO 3									
HD114762*	5866	80	-0,72		0,06	4,21	0,16	$P_{\text{J}}$	$P_{\text{J}}$
HD022879	5836	70	-0,85		0,05	4,33	0,11	N	N
Média $\pm$ Dev. Padrão	5851	21	-0,79		0,09	4,27	0,08		

\*Estrela padrão escolhida.

$\text{J}$  Planeta gigante gasoso.

$\oplus$  Planetas super-Terra.

A indicação “ $P$ ” é usada para estrelas que são hospedeiras de um ou mais planetas comprovados por observações, com “ $4$ ” indicando planeta gasoso (tipo Júpiter) e “ $\oplus$ ” indicando planeta do tipo super-Terra. O número de símbolos representa a quantidade de planetas detectados em cada estrela. Como definido em [Mayor et al. \(2011\)](#), planetas do tipo super-Terra têm massas entre 1 e 10 massas terrestres e planetas gasosos são aqueles com massas maiores que 50 massas terrestres. E ainda, a indicação “ $N$ ” para aqueles objetos que já foram observados por programas de busca por planetas (técnicas espectroscópica e/ou fotométrica) e que até a presente data não foi detectada a presença de planetas. O símbolo “ $\star$ ” indica a estrela padrão escolhida.

Esses grupos foram criados com o intuito de que cada análise diferencial fosse feita entre estrelas similares em temperatura efetiva  $T_{\text{ef}}$  e metalicidade  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , e que pelo menos uma estrela com planeta estivesse em cada grupo. O critério utilizado para a divisão dos grupos foi aquele baseado em diferenças de até 2 desvios padrão com relação à média ( $2\sigma$ ) tanto para temperatura quanto para metalicidade. Não foi usado um critério mais rigoroso pois os parâmetros representam médias simples de valores encontrados na literatura.

As características de cada grupo para a população do disco fino são: grupo 1 com temperatura entre  $[5462, 5734]$  K e metalicidade entre  $[-0, 53, -0, 42]$  dex; grupo 2 com temperatura entre  $[5648, 5925]$  K e metalicidade entre  $[-0, 77, -0, 64]$  dex e grupo 3 com temperatura entre  $[5998, 6115]$  K e metalicidade entre  $[-0, 60, -0, 40]$  dex. Já para a amostra da população de disco espesso têm-se: grupo 1 com temperatura entre  $[5417, 5780]$  K e metalicidade entre  $[-0, 49, -0, 34]$  dex; grupo 2 com temperatura entre  $[5648, 5925]$  K e metalicidade entre  $[-0, 61, -0, 52]$  dex e grupo 3 com temperatura entre  $[5998, 6115]$  K e metalicidade no intervalo  $[-0, 85, -0, 72]$  dex.

Tendo a classificação da amostra concluída, procede-se à análise espectroscópica diferencial usando medidas de linhas do Fe I e Fe II (Seção 4). Em seguida aplica-se a análise da composição química dos objetos tanto pelo método de larguras equivalentes como também por síntese espectral (ver Seções 5.2 e 5.3). É importante ressaltar que a análise é feita de forma diferencial (linha a linha para o método de larguras equivalentes), de modo que possíveis erros sistemáticos são minimizados quando o estudo é feito em relação à um objeto padrão. Para a análise diferencial foi escolhida uma estrela padrão para cada subgrupo existente, tal que todos os parâmetros fotosféricos e abundâncias elementais são obtidos em relação a este objeto. Esse tipo de análise minimiza os erros de forma a se obter resultados com erros da ordem de 0,01 dex na diferença de abundâncias diferenciais (na escala  $[\text{X}/\text{H}]$ ).

A escolha da estrela padrão dá-se por um método que considera a minimização dos desvios em relação às médias de  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  do grupo, a escolha de estrelas com menores  $\sigma(T_{\text{ef}})$  e  $\sigma([\text{Fe}/\text{H}])$  dados pela média da literatura, e a razão sinal-ruído espectral.

### 3 FUNDAMENTAÇÃO TEÓRICA

#### 3.1 Formação do espectro fotosférico de linhas de absorção em ETL

Quando se observa o fluxo de radiação eletromagnética de um determinado objeto em alta resolução espectral analisam-se os perfis de linhas espectrais ou suas larguras equivalentes, tornando possível um estudo detalhado. Esse estudo é importante, entre outras coisas, quando se pretende obter dados relacionados à composição química desses objetos.

Para se compreender como o espectro é formado, é preciso saber construí-lo à partir da equação de transporte radiativo monocromático (Equação 3.1). Esse formalismo pode ser encontrado em Gray (1976).

$$dI_\lambda = -\kappa_\lambda \rho I_\lambda ds + j_\lambda \rho ds \quad (3.1)$$

onde  $I_\lambda$  é a intensidade específica monocromática de radiação na direção  $s$ ,  $\kappa_\lambda$  é o coeficiente de absorção em determinado comprimento de onda  $\lambda$  e  $j_\lambda$  é o coeficiente de emissão no mesmo comprimento de onda  $\lambda$ .  $dI_\lambda$  é a mudança na intensidade específica quando a radiação eletromagnética monocromática percorre uma distância  $ds$ .

Definindo-se a função fonte como:

$$S_\lambda = \frac{j_\lambda}{\kappa_\lambda} \quad (3.2)$$

é obtida a Equação 3.3.

$$\frac{dI_\lambda}{\kappa_\lambda \rho dz} = -I_\lambda + S_\lambda \quad (3.3)$$

A Equação 3.3 pode ser reescrita em coordenadas esféricas (Figura 3.1) de forma geral para uma dada camada interna da fotosfera como:

$$\frac{dI_\lambda}{dz} = \frac{\partial I_\lambda}{\partial r} \frac{dr}{dz} + \frac{\partial I_\lambda}{\partial \theta} \frac{d\theta}{dz} \quad (3.4)$$

onde é imposto que  $I_\lambda$  não tem dependência azimutal, ou seja não há dependência em  $\phi$  (ângulo tomado no plano transversal à linha de visada), sendo  $dr = \cos\theta dz$  e  $rd\theta = -\sin\theta dz$ .

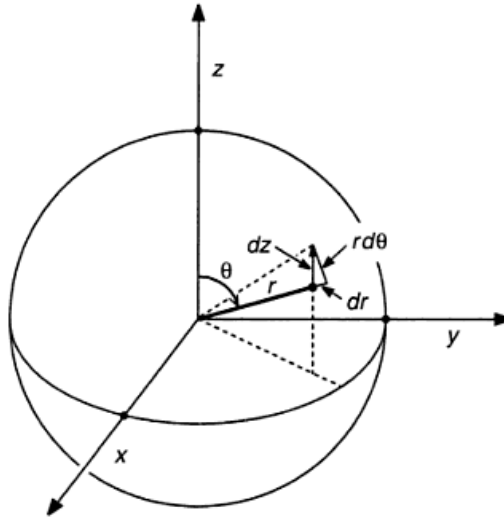


Figura 3.1 - Representação de coordenadas esféricas, tal que o observador estaria localizado na direção z e sentido positivo.

Fonte: (GRAY, 1976).

Obtém-se:

$$\frac{\partial I_\lambda}{\partial r} \frac{\cos\theta}{\kappa_\lambda \rho} - \frac{\partial I_\lambda}{\partial \theta} \frac{\sin\theta}{\kappa_\lambda \rho r} = -I_\lambda + S_\lambda \quad (3.5)$$

Como para esse tipo de estudo as estrelas analisadas têm fotosferas que podem ser consideradas finas quando se compara sua espessura em relação aos seus respectivos raios estelares, é possível uma aproximação plano paralela. Nessa aproximação  $\theta$  não depende de  $z$  ( $d\theta/dz=0$ ), assim a Equação 3.5 se transforma na Equação 3.6.

$$\cos\theta \frac{dI_\lambda}{\kappa_\lambda \rho dr} = -I_\lambda + S_\lambda \quad (3.6)$$

Reescrevendo a Equação 3.6 em termos de profundidade óptica (Figura 3.2),  $d\tau_\lambda = \kappa_\lambda \rho dx$ , onde por definição  $dx = -dr$ , tem-se:

$$\cos\theta \frac{dI_\lambda}{d\tau_\lambda} = I_\lambda - S_\lambda \quad (3.7)$$

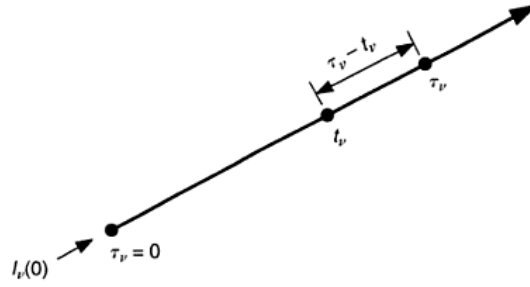


Figura 3.2 - Radiação ao longo de um meio de profundidade óptica  $\tau_\lambda$ .

Fonte: (GRAY, 1976).

A solução correspondente a Equação 3.7 será:

$$I_\lambda(\tau_\lambda) = - \int_c^{\tau_\lambda} S_\lambda(\tau_\lambda) \exp[-(t_\lambda - \tau_\lambda) \sec\theta] \sec\theta dt_\lambda \quad (3.8)$$

onde o limite de integração  $c$  depende do sentido de propagação da radiação, que emerge de uma dada camada fotosférica considerando a radiação que vem de camadas mais internas ( $0 < \theta < 90^\circ$ ) ou que submerge nessa mesma camada considerando a radiação que vem de camadas superiores ( $90 < \theta < 180^\circ$ ).

O fluxo monocromático é dado pela Equação 3.9 quando não existe dependência azimutal para a intensidade específica monocromática, enquanto o fluxo monocromático numa dada profundidade óptica será dado pela Equação 3.10 quando houver isotropia para a função fonte monocromática.

$$F_\lambda = 2\pi \int_0^\pi I_\lambda \cos\theta \sin\theta d\theta \quad (3.9)$$

$$F_\lambda(\tau_\lambda) = 2\pi \int_{\tau_\lambda}^\infty S_\lambda \int_0^{\pi/2} \exp[-(t_\lambda - \tau_\lambda) \sec\theta] \sin\theta d\theta dt_\lambda - 2\pi \int_0^{\tau_\lambda} S_\lambda \int_{\pi/2}^\pi \exp[-(t_\lambda - \tau_\lambda) \sec\theta] \sin\theta d\theta dt_\lambda \quad (3.10)$$

que pode ser escrito como:

$$F_\lambda(\tau_\lambda) = 2\pi \int_{\tau_\lambda}^{\infty} S_\lambda E_2(t_\lambda - \tau_\lambda) dt_\lambda - 2\pi \int_0^{\tau_\lambda} S_\lambda E_2(\tau_\lambda - t_\lambda) dt_\lambda \quad (3.11)$$

onde  $E_2$  é dado pela equação 3.12 para  $n = 2$  tal que  $w = \sec(\theta)$  e  $x = t_\lambda - \tau_\lambda$ .

$$E_n(x) = \int_1^{\infty} \frac{\exp(-xw)}{w^n} dw \quad (3.12)$$

Então, o fluxo na superfície da estrela pode ser representado pela Equação 3.13.

$$F_\lambda(\tau_\lambda = 0) = 2\pi \int_0^{\infty} S_\lambda(t_\lambda) E_2(t_\lambda) dt_\lambda \quad (3.13)$$

Considerando que há equilíbrio radiativo na fotosfera (isto é  $dF_\lambda/dx = 0$  ou  $F(\tau_\lambda) =$  constante, ou ainda o fluxo integrado em  $\lambda$  constante) e desprezando o transporte convectivo na mesma, ou seja, não há produção ou perda líquida de energia e em cada uma das camadas fotosféricas, e que a energia eletromagnética flui apenas para fora da estrela, com equilíbrio termodinâmico local (ETL) em cada camada, a função fonte será dada pela emissão de corpo negro  $B_\lambda(T)$ . A Equação 3.14 representa o fluxo monocromático na superfície da estrela, ou seja, emergente da última camada externa da fotosfera que por convenção tem profundidade óptica nula ( $\tau_\lambda = 0$ ).

$$F_\lambda(\tau_\lambda = 0) = 2\pi \int_0^{\infty} B_\lambda(T) E_2(\tau_\lambda) d\tau_\lambda \quad (3.14)$$

que pode ser escrito como:

$$F_\lambda(\tau_\lambda = 0) = 2\pi \int_{-\infty}^{\infty} B_\lambda(T) E_2(\tau_\lambda) \frac{\kappa_{atm,\lambda} + \kappa_{cont,\lambda}}{\kappa_{cont}(\tau_0)} \tau_0 \frac{d \log \tau_0}{\log e} \quad (3.15)$$

onde  $\kappa_{cont,\lambda}$  é o coeficiente de absorção no contínuo (GRAY, 1976) e  $\tau_0$  é uma profundidade óptica de referência calculada num dado comprimento de onda (geralmente 5000 Å) segundo a expressão abaixo.

$$\tau_\lambda(\tau_0) = \int_{-\infty}^{\log \tau_0} \frac{\kappa_{atm,\lambda} + \kappa_{cont,\lambda}}{\kappa_{cont}(\tau_0)} t_0 \frac{d \log t_0}{\log e} \quad (3.16)$$

O coeficiente de absorção atômico na linha, detalhado em Gray (1976),  $\kappa_{atm,\lambda}$ , é dado pela Equação 3.17, lembrando que no ETL este coeficiente de absorção é dado por  $\kappa_{\lambda\rho} = N_l B_{lu} \frac{hc}{\lambda} (1 - \exp(\frac{-hc}{\lambda kT}))$ , onde  $N_l$  é a população do nível inferior da transição eletrônica



(densidade numérica de átomos com elétrons nesse nível),  $B_{lu}$  é o coeficiente de Einstein para uma absorção pura (ou probabilidade quântica de transição), e o último termo  $(1 - \exp(\frac{-hc}{\lambda kT}))$  representa a correção para emissão estimulada por radiação (considerada como uma absorção negativa).

$$\kappa_{atm,\lambda} = \frac{\pi^{1/2} e^2}{m_e c^2} \lambda_0^2 g_l f \frac{H(u, a)}{\Delta \lambda_D} \frac{N(E)}{u(T)} 10^{-\chi_l \theta} (1 - e^{\frac{-hc}{\lambda_0 kT}}) \quad (3.17)$$

onde  $e$  é a carga do elétron e sua respectiva massa  $m_e$ ,  $c$  é a velocidade da luz,  $\Delta \lambda_D$  o alargamento Doppler em função da energia cinética média do átomo  $(\Delta \lambda_D = \frac{\lambda_0}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m} + v_{micro}^2})$ ,  $H(u, a)$  a função de Hjertings (GRAY, 1976),  $\lambda_0$  é o comprimento de onda de repouso da transição,  $N(E)$  é a densidade numérica do elemento E,  $u(T)$  é a função de partição,  $g_l$  é o peso estatístico do nível inferior da transição (número de estados quânticos) e  $f$  a força de oscilador,  $h$  é a constante de Planck,  $k$  a constante de Boltzmann,  $\chi_l$  é o potencial de excitação do nível inferior da transição, T a temperatura do meio e  $\theta = 5040K/T$ .

O coeficiente de absorção molecular (Equação 3.18) também pode ser calculado de forma análoga (SILVA, 2002).

$$\kappa_{mol,\lambda} = \frac{\pi^{3/2} e^2}{m_e c^2} \lambda_0^2 f_{mol} N_l \frac{H(u, a)}{\Delta \lambda_D} (1 - e^{\frac{-hc}{\lambda_0 kT}}) \quad (3.18)$$

onde  $N_l$  é a população do nível inferior da transição e  $f_{mol} = f_{el} f_{vib} f_{rot}$  é a força do oscilador da transição molecular que leva em consideração as componentes eletrônica ( $f_{el}$ ), vibracional ( $f_{vib}$ ) e rotacional ( $f_{rot}$ ).

É possível encontrar mais detalhes em Milone (1996) e Melendez (2001).

### 3.2 Teoria de transições moleculares e sistemas de bandas

As transições moleculares contêm três subdivisões: eletrônica, vibracional e rotacional. Cada sub-nível eletrônico é composto por níveis vibracionais que, por sua vez, contém diversos níveis rotacionais.

Em moléculas diatômicas os níveis eletrônicos moleculares são definidos pelo número quântico  $\Lambda$ , que representa o momento angular orbital L. O número quântico  $\Lambda$  pode admitir os valores  $\Lambda = 0, 1, 2, 3, \dots$ , que são designados pelas letras  $\Sigma, \Pi, \Delta$  e etc.

Sendo S o número quântico de spin do elétron, o nível eletrônico molecular se divide em múltiplos de  $(2S+1)$  e designa a multiplicidade de um estado eletrônico, representada pelo número sobrescrito à esquerda da letra grega que representa o momento angular orbital.

Por sua vez, os estados eletrônicos são distinguidos pelas letras X, A, B... a, b..., sendo a letra X comumente utilizada para representar o estado de mais baixa energia.

As propriedades de simetria das auto-funções eletrônicas são representadas pelos símbolos + ou - sobrescritos à direita da letra grega que representa o momento angular orbital ( $\Sigma^+, \Sigma^- \dots$ ) e as propriedades de paridade são representadas pelas letras u (par) ou g (ímpar) subscritos à direita dessa mesma letra ( $\Sigma_u, \Sigma_g \dots$ ).

Portanto, as transições estudadas podem ser descritas como A  $^1\Pi$  - X  $^1\Sigma$ , entre outras.

Um sistema de bandas é formado para uma dada transição entre dois estados eletrônicos e contém transições de vários níveis vibracionais  $v'$  e  $v''$ , que, por sua vez, engloba todas as linhas rotacionais produzidas. A banda mais intensa tem  $v'=0$  e  $v''=0$ , representada por (0,0). Se tomarmos  $\Delta v=(v'-v'')$ , a intensidade das bandas diminuem com o aumento de  $|\Delta v|$ .

Descrições mais detalhadas podem ser encontradas em [Silva \(2002\)](#), [Milone \(1996\)](#) e [Melendez \(2001\)](#).

## 4 ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DIFERENCIAL

Como já mencionado anteriormente, aqueles parâmetros fotosféricos das estrelas estudadas neste trabalho e listados no Capítulo 2 representam médias de metalicidade, temperatura e gravidade superficial, calculadas a partir de valores coletados em trabalhos da literatura.

É possível obter valores mais precisos de temperatura, gravidade superficial, metalicidade e também velocidade de microturbulência quando se aplica a análise espectroscópica diferencial, descrita em Meléndez et al. (2009).

Antes de se fazer a análise diferencial entre uma estrela qualquer e uma estrela de referência padrão, foi preciso certificar-se de que os parâmetros fotosféricos do objeto padrão são muito bem determinados, pois a análise feita é relativa. Também é possível determinar a velocidade de microturbulência da estrela padrão observando-se que não pode haver dependência entre a abundância, dada por  $A(Fe) \equiv \log \epsilon(Fe) \equiv \log(N_{Fe}/N_H) + 12$ , e a largura equivalente reduzida (a definição de largura equivalente encontra-se na Equação 5.1, Figura 5.4),  $EW/\lambda$ , para as linhas de Fe I. Ou seja, a inclinação do gráfico de abundância por largura equivalente deve ser nula, isso pode ser observado na Figura 4.1.

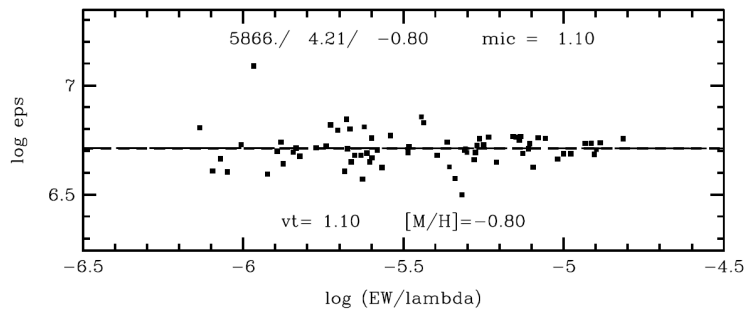


Figura 4.1 - Abundância de Fe I em função da largura equivalente reduzida para a estrela HD 114762.

Depois de determinada a velocidade de microturbulência da estrela de referência os parâmetros atmosféricos das outras estrelas são determinados a partir de uma análise diferencial.

A partir do equilíbrio de excitação, Equação 4.1, para as linhas de Fe I, é possível inferir a temperatura do objeto analisado.

$$d(\delta A_i^{FeI})/d(\chi_{exc}) = 0 \quad (4.1)$$

onde  $\delta A_i^{FeI} = A_i^* - A_i^p$  é a abundância diferencial, sendo  $A_i^*$  a abundância em determinada linha  $i$  para a estrela analisada e  $A_i^p$  a abundância nessa mesma linha para a estrela padrão. E  $\chi_{exc}$  é o potencial de excitação da transição.

Esse equilíbrio vem da Equação de Boltzmann ( Eq. 4.2).

$$\frac{N_n}{N} = \frac{g_n}{u(T)} \exp\left(\frac{-\chi_n}{kT}\right) \quad (4.2)$$

onde  $u(T) = \sum g_i \exp(-\chi_i/kT)$  é denominada função de partição,  $g_n$  é o peso estatístico para o nível  $n$ ,  $k$  a constante de Boltzmann,  $T$  a temperatura e  $\chi$  é potencial de excitação.

Ou seja, a temperatura certa é aquela para uma inclinação nula, ou o mais próximo possível disso, no gráfico de abundância diferencial e potencial de excitação, como pode ser observado na Figura 4.2.

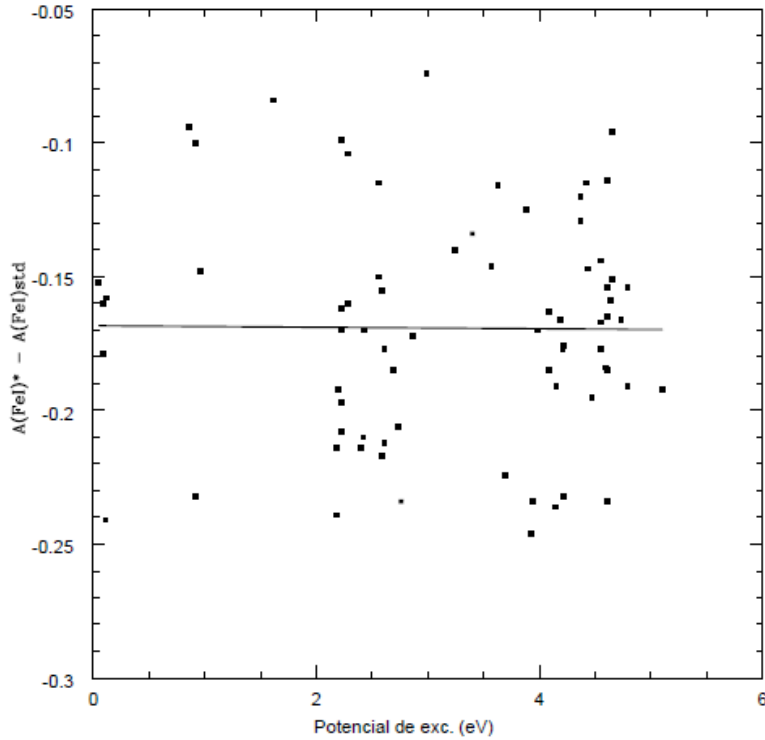


Figura 4.2 - Abundância diferencial para as linhas de Fe I entre as estrelas HD 022879 e HD 114762 em função do potencial de excitação.

A velocidade de microturbulência do objeto analisado é obtida quando não há dependência

entre a abundância diferencial e a largura equivalente reduzida ( $EW/\lambda$ ), como se pode notar na Equação 4.3.

$$d(\delta A_i^{FeI})/d(EW/\lambda) = 0 \quad (4.3)$$

sendo a velocidade de microturbulência correta aquela para uma inclinação o mais próxima possível de nula no gráfico de abundância diferencial por largura equivalente reduzida, que pode ser observado na Figura 4.3. Costuma-se usar tanto linhas moderadamente intensas de Fe I, que são mais sensíveis à variação da microturbulência, como fracas.

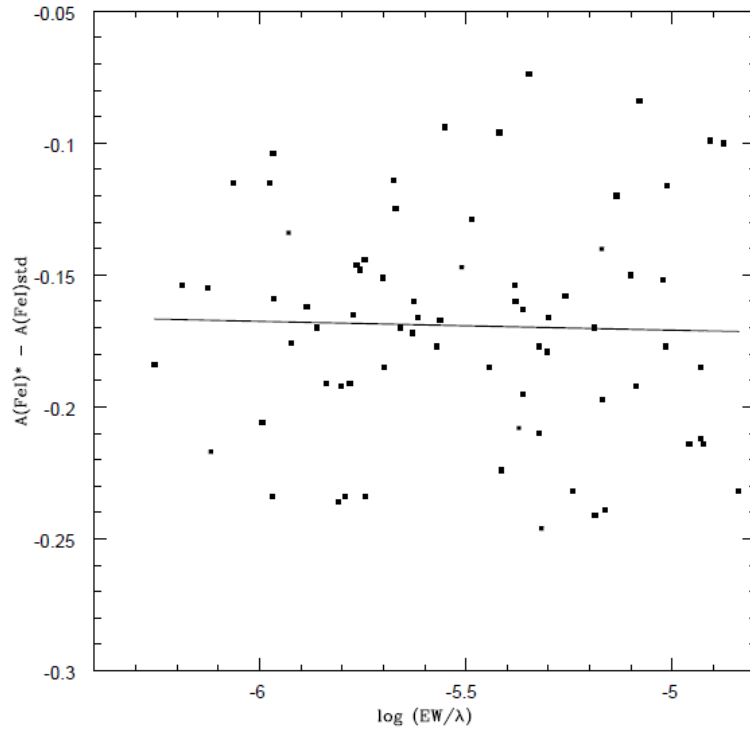


Figura 4.3 - Abundância diferencial para as linhas de Fe I entre as estrelas HD 022879 e HD 114762 em função da largura equivalente reduzida.

Já para a gravidade superficial, investiga-se se existe equilíbrio de ionização entre Fe I e Fe II. O equilíbrio é obtido quando:

$$\Delta^{FeII-FeI} \equiv \langle \delta A_i^{FeII} \rangle - \langle \delta A_i^{FeI} \rangle = 0 \quad (4.4)$$

sendo esse equilíbrio proveniente da Equação de *Saha*, dada por:

$$\frac{N_1}{N_0} P_e = \frac{(2\pi m_e)^{\frac{3}{2}} (kT)^{\frac{5}{2}}}{h^3} \frac{2u_1(T)}{u_0(T)} \exp\left(-\frac{I}{kT}\right) \quad (4.5)$$

onde  $P_e$  é a pressão de elétrons,  $N_1/N_0$  é a razão de populações entre íons e neutros,  $u_1/u_0$  é a razão das funções de partição iônica e neutra,  $m_e$  é a massa do elétron,  $k$  a constante de Boltzmann,  $T$  a temperatura,  $h$  a constante de Planck e  $I$  é o potencial de ionização.

Os parâmetros desejados são variados até que em seus gráficos, para as respectivas relações, a inclinação da reta ajustada para determinado conjunto de dados caracterizados por uma dada dispersão e abrangência, considerando seu erro, seja nula. Esse esquema pode ser observado na Figura 4.4.

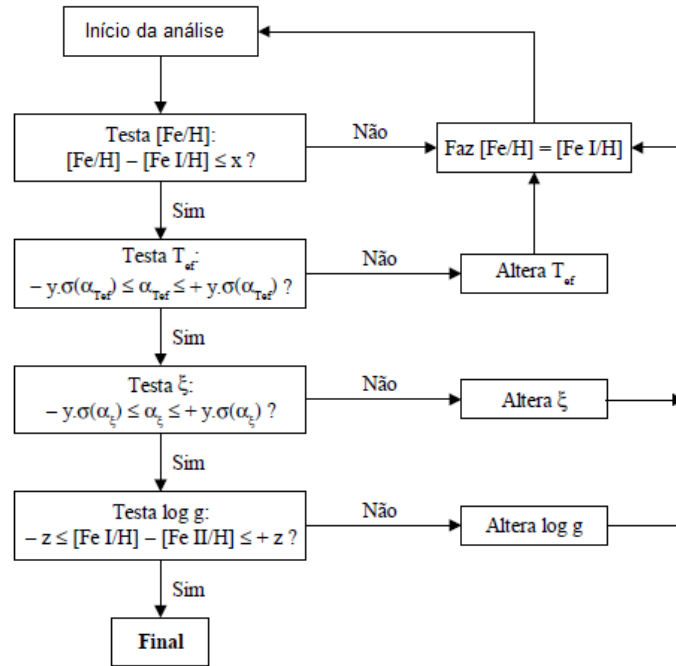


Figura 4.4 - Iteração para cada par de estrelas analisado na busca de parâmetros fotofé-ricos adequados.

Fonte: (SILVA, 2002).

Sendo  $x$ ,  $y$  e  $z$  quantidades arbitrárias,  $\alpha_{T_{ef}}$  e  $\alpha_{\xi}$  os coeficientes angulares para  $[Fe/H]$  em

função do potencial de excitação e  $[Fe/H]$  versus largura equivalente reduzida com seus respectivos erros  $\sigma(\alpha_{Tef})$  e  $\sigma(\alpha_{\xi})$ , onde  $\xi$  representa a velocidade de microturbulência.

Como visto na Figura 4.4, a metalicidade estelar  $[Fe/H]$  também pode ser ligeiramente ajustada quando se compara seu valor inicial com o valor de metalicidade diferencial obtido na análise.





## 5 ANÁLISE QUÍMICA DIFERENCIAL

### 5.1 O código MOOG e medidas de abundância

O código MOOG (SNEDEN, 2013) é uma ferramenta comumente usada por astrônomos que estudam composições químicas estelares. O código permite tanto o estudo por largura equivalente (ferramenta “*abfind*”) quanto por síntese espectral (ferramenta “*synth*”).

Em ambos os métodos é imprescindível o uso de um modelo de atmosferas da estrela de estudo. Neste trabalho usou-se modelos que utilizam a grade de Kurucz explicitada em Castelli e Kurucz (2004); que considera as hipóteses de equilíbrio hidrostático ( $\frac{dP}{dr} = \frac{g(r)}{\kappa_\lambda}$ ), equilíbrio radiativo ( $\frac{dF_\lambda}{dr} = 0$ ), equilíbrio termodinâmico local, geometria plano-paralela para as camadas estelares, ausência de campos magnéticos e fluxo convectivo nulo. Esse modelo é interpolado a partir de uma grade que tem como parâmetros de entrada temperatura efetiva, gravidade superficial, microturbulência atmosférica e metalicidade estelar. A saída de cada modelo atmosférico contém valores de temperatura ( $T$ ), densidade colunar de massa  $\rho$ , pressão do gás ( $P_g$ ) e densidade eletrônica ( $N_e$ ) desde a superfície à base da fotosfera da estrela. É necessário definir um comprimento de onda de referência para o qual o coeficiente de absorção (ou opacidade) e profundidade óptica possam ser calculadas, neste caso 5000Å. Na Figura 5.1 estão representadas as primeiras linhas de um modelo de atmosferas para o Sol; seus parâmetros de entrada são observados nas primeiras linhas, em seguida está inserido o padrão químico escolhido e a seguir quais moléculas estão inclusas no estudo.

Para a ferramenta “*abfind*”, que calcula a composição química de uma estrela com valores de larguras equivalentes, é preciso ter uma lista de linhas para as quais as larguras equivalentes foram medidas. Essa lista tem um formato específico para este código que contém informações como: comprimento de onda, potencial de excitação da transição, força de oscilador vezes o peso estatístico ( $gf$ ), parâmetro de van der Waals ( $C6$ ), a energia de dissociação molecular ( $D_0$ ) e os valores de largura equivalentes medidos. Detalhes do arquivo de parâmetros utilizado nesta ferramenta podem ser encontrados na Figura 5.2.

Já para a ferramenta “*synth*”, que calcula a composição química de uma estrela através de síntese espectral, o código MOOG também tem como parâmetros de entrada tanto uma lista de linhas atômicas quanto uma lista de linhas moleculares, reunidas em ordem crescente de comprimento de onda num único arquivo texto. O espectro observado é inserido em um arquivo de formato *ascii*. Detalhes do arquivo de parâmetros utilizado nesta ferramenta podem ser encontrados na Figura 5.2.

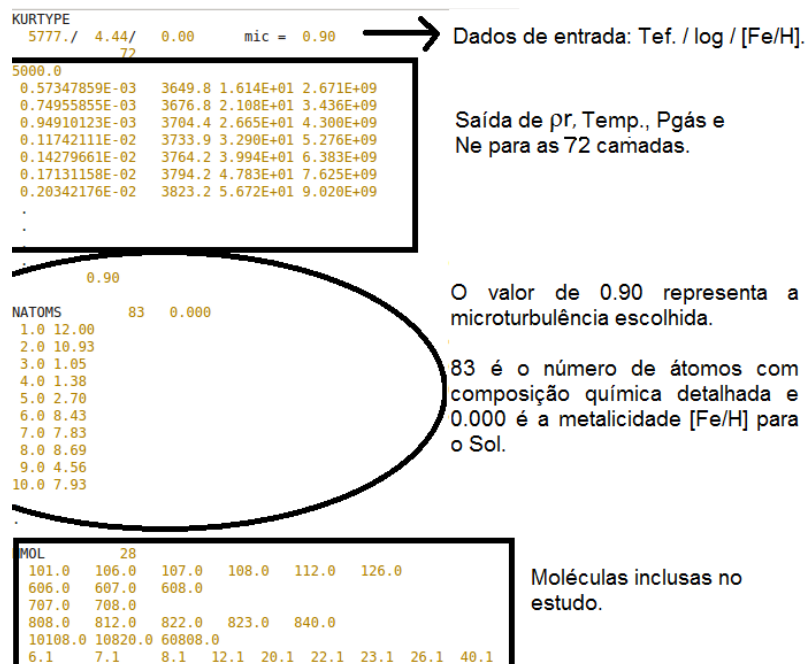


Figura 5.1 - Exemplo de modelo atmosférico para o Sol.

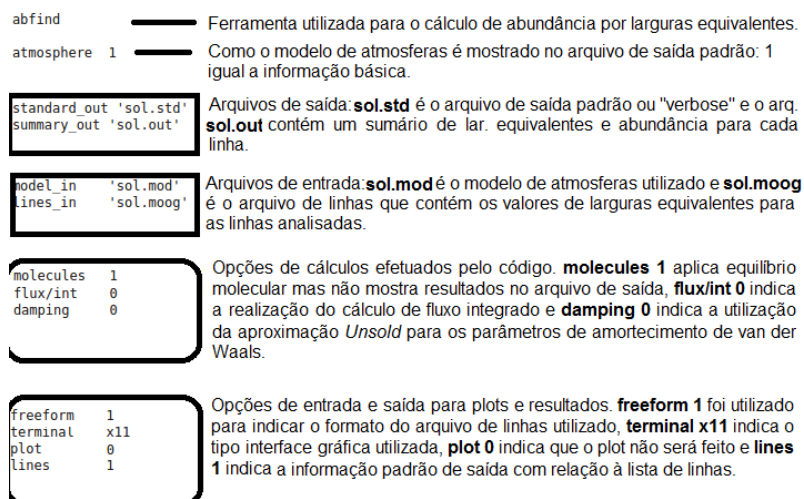


Figura 5.2 - Exemplo de arquivo de parâmetros para a ferramenta *abfind*.

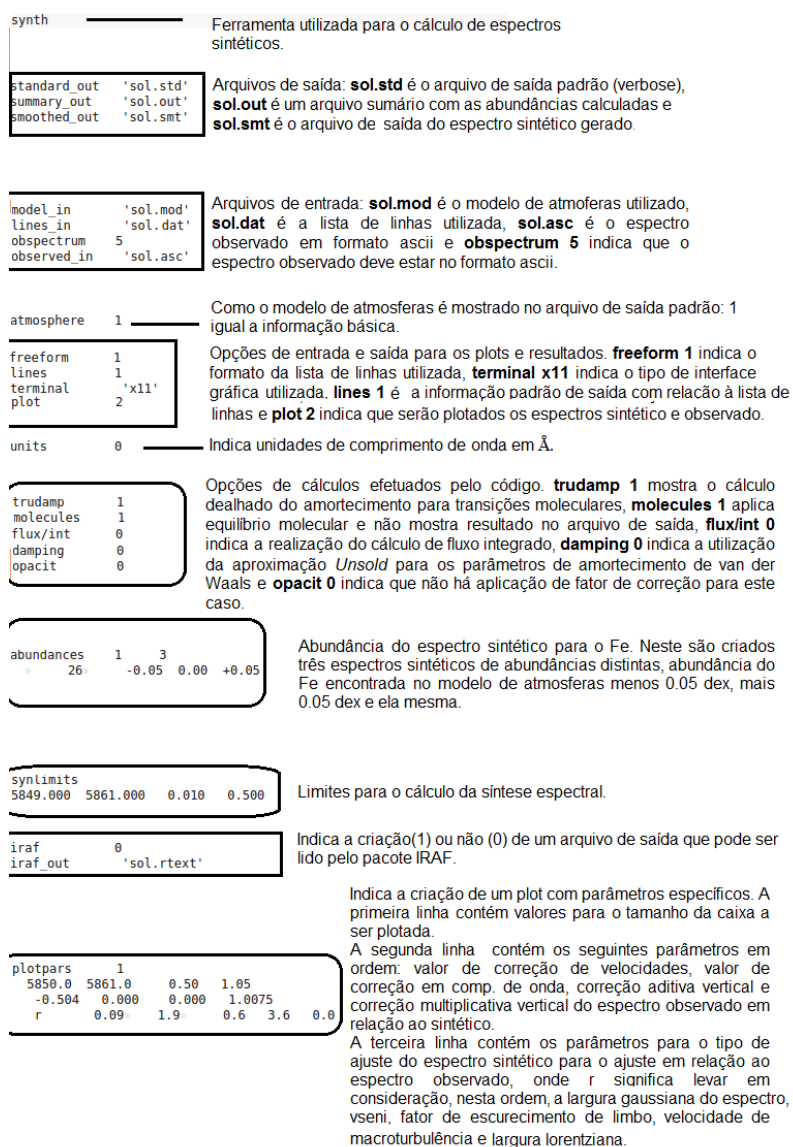


Figura 5.3 - Exemplo de arquivo de parâmetros para a ferramenta *synth*.

## 5.2 Largura Equivalente

Sabendo que cada absorção por um certo elemento químico tem determinado comprimento de onda, quando observamos essas linhas de absorção sabemos à qual elemento químico ela se refere dependendo da resolução espectral, permitindo obter a composição química elemental na fotosfera de uma estrela. A abundância de um dado elemento pode ser obtida quando analisamos o perfil de cada uma de suas linhas e também suas larguras equivalentes correspondentes.

A medida de largura equivalente de uma determinada linha é proporcional ao fluxo absorvido em torno daquela frequência, ou comprimento de onda, como visto na Equação 5.1.

$$W = \int_0^{\infty} [(F_c - F_\lambda)/F_c] d\lambda \quad (5.1)$$

onde  $W$  é a largura equivalente para uma determinada linha de comprimento de onda  $\lambda$ ,  $F_c$  é o fluxo no contínuo local, ou seja, um ponto onde não há absorção, e  $F_\lambda$  é o fluxo em função do comprimento de onda  $\lambda$  dado pela Equação 3.15. Uma esquematização de largura equivalente é mostrada na Figura 5.4.

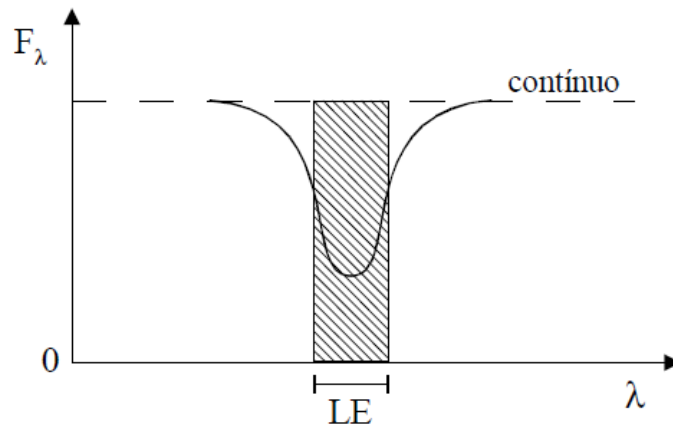


Figura 5.4 - Representação de largura equivalente.

Fonte: (SILVA, 2002).

Sabendo-se que a largura equivalente depende do fluxo relacionado, é possível se determinar como essas linhas, causadas por determinada absorção, são afetadas, como detalhado em Gray (1976).

Se usarmos a aproximação:

$$\frac{F_c - F_\lambda}{F_c} \approx \text{constante} \cdot \frac{\kappa_{atm,\lambda}}{\kappa_{cont,\lambda}} \quad (5.2)$$

onde  $\kappa_{atm,\lambda}$  é o coeficiente de absorção atômico em função do comprimento de onda  $\lambda$  e  $\kappa_{cont,\lambda}$  o coeficiente de absorção no contínuo no mesmo comprimento de onda.

A aproximação para largura equivalente  $w$  pode ser vista na Equação 5.3.

$$w = \frac{\text{constante}}{\kappa_{cont,\lambda}} \int_0^\infty \kappa_{atm,\lambda} d\lambda \quad (5.3)$$

ou ainda, usando-se  $\kappa_{atm,\lambda\rho} = N\alpha$ , sendo  $\alpha$  o coeficiente de absorção por átomo:

$$w = \text{constante} \frac{\pi e^2 \lambda^2}{m_e c} f \frac{N(E)_I}{\kappa_{cont,\lambda}} \quad (5.4)$$

para  $m_e$  a massa do elétron e sua carga  $e$ ,  $c$  a velocidade da luz,  $f$  a força de oscilador e  $N(E)_I$  é o número de átomos absorvedores por unidade de volume.

Utilizando a Equação de Boltzmann 4.2 obtemos a Equação 5.5, encontrada em Gray (1976), que representa a largura equivalente reduzida.

$$\log\left(\frac{w}{\lambda}\right) = \log\left(\frac{\pi e^2}{mc^2} \frac{N_r/N_E}{u(T)} N_H\right) + \log\left(\frac{N_E}{N_H}\right) + \log gf\lambda - \theta\chi - \log\kappa_{cont,\lambda} \quad (5.5)$$

onde se pode observar a dependência em abundância dada por  $N_E/N_H$  ( $E$  é o elemento), também em força de oscilador vezes o peso estatístico e comprimento de onda  $gf\lambda$ , em potencial de excitação  $\chi$ ,  $N_r/N_E$  a fração relativa no  $r$ -ésimo estado de ionização,  $u(T)$  a função de partição,  $\kappa_{cont,\lambda}$  o coeficiente de absorção no contínuo e  $\theta = 5040K/T$ .

É possível observar o comportamento da largura equivalente reduzida por abundância na curva de crescimento da Figura 5.5.

Vale notar que a função de partição  $u(T)$  desaparece quando se trata da análise diferencial pois a variação dos valores dessa função, para as temperaturas da estrela de interesse e da estrela de referência, é mínima.

As medidas de largura equivalente são utilizadas como dados de entrada no cálculo de abundâncias elementais feito pelo código MOOG, como descrito na Seção 5.1. Aplica-se, então, tanto à estrela de estudo como à estrela de referência, a fim de se obter abundâncias elementais diferenciais linha a linha, a Equação 5.6.

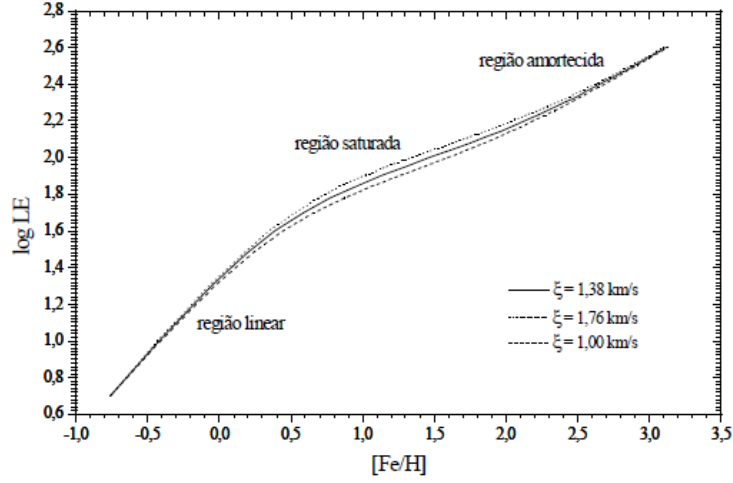


Figura 5.5 - Curva de crescimento para diferentes valores de velocidade de microturbulência  $\xi$ .

Fonte: (SILVA, 2002).

$$\log \left( \frac{N_E}{N_H} \right)^* - \log \left( \frac{N_E}{N_H} \right)^{ref.} = \log \left( \frac{EW^*}{EW^{ref.}} \right) - \log \left( \frac{\kappa_{cont,\lambda}^*}{\kappa_{cont,\lambda}^{ref.}} \right) - (\theta^* - \theta^{ref.}) \chi \quad (5.6)$$

Para a análise da amostra são tomadas larguras equivalentes de diversas linhas a comprimentos de onda diferentes, para distintos elementos, de uma lista de linhas pré-selecionadas. Essa lista foi construída com o devido conhecimento de espectros de estrelas similares às que estão sendo analisadas, garantindo a presença dessas linhas nos espectros de todos os objetos de estudo e pode ser encontrada em Meléndez et al. (2014).

O número de linhas medidas pode ser encontrado na Tabela 5.1. Ressalta-se aqui que o número de linhas consideradas no cálculo de abundâncias elementais pode variar para cada par de estrelas analisado devido à exclusão de linhas que sugerem valores de abundância três vezes maior ou menor do que aquele obtido pela média de todas as linhas.

Tabela 5.1 - Elementos estudados e suas respectivas quantidade de linhas.

Número Atômico (Z)	Elemento	Número de linhas medidas
06	C	05
08	O	03
11	Na	04
12	Mg	04
13	Al	06
14	Si	14
16	S	06
20	Ca	10
21	Sc	11
22	Ti	31
23	V	09
24	Cr	21
25	Mn	05
26	Fe	98
27	Co	09
28	Ni	19
29	Cu	04
30	Zn	03

As larguras equivalentes são determinadas com o auxílio do pacote IRAF (ferramenta “*onedspec*” e cálculo de perfil de linha gaussiano) e de alguns *scripts* para uma escolha segura de contínuo dos espectros estelares. É importante que a escolha de posição do contínuo seja feita de modo idêntico para todos os objetos para cada linha de absorção, assim garantindo que, com a análise diferencial, erros sejam minimizados.

Depois de obtidas todas as larguras equivalentes e com os modelos atmosféricos preparados o cálculo de abundâncias elementais foi finalizado através do código MOOG.

Para a análise diferencial utilizou-se de um script que computou a diferença em abundância química linha a linha e através de uma análise estatística simples (mais detalhes no Capítulo 6) onde foram obtidos os valores diferenciais de abundâncias e seus respectivos erros de medida. Esses resultados são encontrados no Capítulo 7.

### 5.3 Síntese Espectral

Também com o auxílio do código MOOG (Seção 5.1) foi possível calcular espectros sintéticos através da ferramenta "*synth*". Esses espectros são dependentes das condições físico-químicas da fotosfera, uma delas a abundância para cada elemento, assim tornando possível, quando em comparação com um espectro empírico, o estudo dessas abundâncias.

Foram medidas por síntese espectral as abundâncias químicas dos elementos carbono e nitrogênio. Foi selecionada a região do  $C_2(0,0)\lambda 5165\text{Å}$  para o carbono, nesta região do espectro também há a presença de MgH além de linhas atômicas. As linhas  $3882,52\text{ Å}$  e  $3882,70\text{ Å}$  da banda (0,0) do sistema B-X Violeta do CN foram utilizadas na obtenção da abundância do nitrogênio, nesta região também há a presença de CH e linhas atômicas. Vale notar que foi utilizada a abundância química do carbono obtida anteriormente para o cálculo da abundância de nitrogênio envolvendo a molécula de CN.

Para a criação dos espectros sintéticos foram utilizadas listas de linhas atômicas obtidas do banco de linhas VALD<sup>1</sup> (Piskunov et al. (1995) e Kupka et al. (1999)) e listas de bandas moleculares das regiões analisadas coletadas de listas de linhas moleculares de Kurucz (Kurucz, M. 1995). As constantes de dissociação ( $D_0$ ) são aquelas usadas em Milone (1996), as quais citamos:  $D_0(C_2) = 6,156$  (HUBER; HERZBERG, 1979),  $D_0(MgH) = 1,27$  (BALFOUR; LINDGREN, 1978),  $D_0(CN) = 7,65$  (LARSSON et al., 1983) e  $D_0(CH) = 3,464$  (BRZOZOWSKI et al., 1976).

Assim, uma vez o espectro sintético calculado, checou-se se o espectro observado e o sintético coincidiam ponto a ponto em comprimento de onda em cada região selecionada. Se necessário, fez-se uma correlação cruzada, através do IRAF pela task "*fxcor*", entre os dois para verificar se existia alguma diferença residual entre as escalas de comprimento de onda, a qual é fornecida em unidade de velocidade radial ( $\text{km.s}^{-1}$ ).

Depois de corrigida a posição das linhas do espectro observado para a posição de laboratório, esses espectros tiveram seus *gfs* (peso estatístico do nível inferior da transição eletrônica) calibrados. Esses valores são calibrados à partir do espectro do Sol, cujos parâmetros fotosféricos, abundâncias elementais e velocidades de rotação e macro-turbulência são muito bem estabelecidos, através da Relação 5.7.

$$gf_{cal} \cong \frac{(1 - F_{obs.}) * gf_{teórico}}{(1 - F_{sint.})} \quad (5.7)$$

onde  $gf_{cal}$  é o valor calibrado que se deseja,  $gf_{teórico}$  é o valor teórico extraído de trabalhos da literatura e compilado pelo VALD,  $F_{obs.}$  o fluxo do espectro observado no centro da

---

<sup>1</sup>Vienna Atomic Line Database



linha e  $F_{sint.}$  é o fluxo do espectro sintético nesse mesmo ponto.

Uma vez encontrados esses valores através do espectro solar, a análise dos espectros observados dos objetos da amostra foi feita. Assim, estimou-se qual o valor aproximado do alargamento espectral Doppler adicional  $\sigma_{broad}$  causado pela velocidade de macroturbulência  $v_{macro}$  e velocidade de rotação  $v_{rot}$  através das Relações 5.8, 5.9 e 5.10. A determinação do alargamento total foi feita usando linhas isoladas do FeI 5855,08 Å e 5856,09 Å (Figura 5.6), essas linhas tiveram seus *gfs* calibrados através da Relação 5.7 e têm abundâncias conhecidas (análise fotosférica diferencial). O elemento Fe tem sua abundância bem determinada para a fotosfera solar.

$$v_{broad}^2 = (v_{rot} \text{sen} i)^2 + v_{macro}^2 \quad (5.8)$$

$$\sigma_{macro}^2(\lambda) = \left( \frac{\lambda \cdot v_{macro}/c}{2,352} \right)^2 \quad (5.9)$$

$$\sigma_{rot}^2(\lambda) = \left( \frac{\lambda \cdot v_{rot} \text{sen} i/c}{2,352} \right)^2 \quad (5.10)$$

$$FWHM_{pico} = 2\sqrt{\ln 4} * \sqrt{\sigma_{broad}^2 + 2\sigma_{inst}^2} \quad (5.11)$$

$FWHM_{pico}$ , da sigla em inglês *full width at half maximum*, é a largura total à meia altura do pico da função de correlação cruzada entre o espectro sintético (com alargamento instrumental apenas) e o observado e  $\sigma_{inst}$  é o alargamento instrumental.

Mas o alargamento instrumental é dado por:

$$\sigma_{inst} = \frac{\sigma_{pico}}{\sqrt{2}} \quad (5.12)$$

onde:

$$\sigma_{pico} = \frac{FWHM^*}{2,352} \quad (5.13)$$

sabendo que  $FWHM^*$  é a largura à meia altura do pico da função de autocorrelação, ou seja, uma correlação cruzada entre o espectro sintético e ele mesmo, pode-se chegar a um valor razoável de alargamento instrumental.

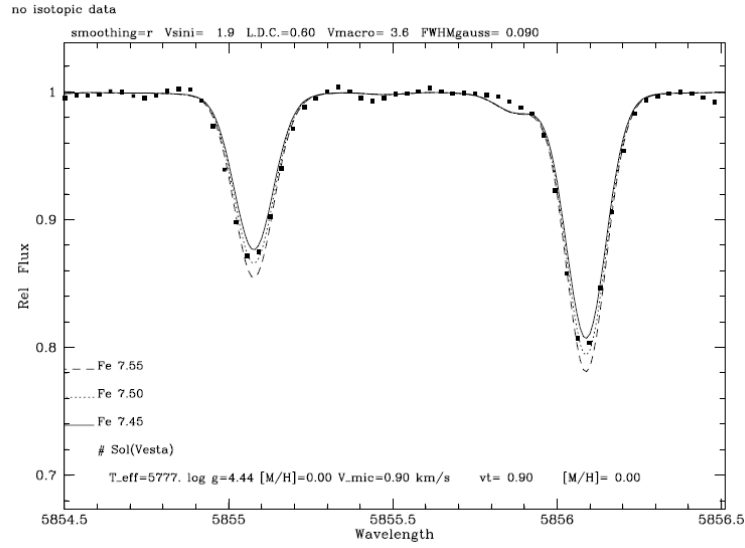


Figura 5.6 - Linhas do FeI, 5855,08 Å e 5856,09 Å, usadas para calibração de espectros estelares.

Com o valor de  $\sigma_{broad}$  em mãos, calculou-se o alargamento devido à velocidade de macro-turbulência através da Equação 5.14, encontrada em Tucci-Maia et al. (2015).

$$v_{macro,*} = v_{macro,\odot} + \frac{(T_{ef} - 5777)}{486} \quad (5.14)$$

onde  $v_{macro,*}$  é a velocidade de macroturbulência de uma dada estrela,  $v_{macro,\odot}$  a velocidade de macroturbulência na fotosfera do Sol igual a  $3,6 \text{ km.s}^{-1}$  e  $T_{ef}$  a temperatura efetiva dessa estrela.

Assim, com os valores de  $v_{broad}$  e  $v_{macro}$  calculados conseguimos encontrar o valor para a velocidade de rotação ( $v_{sen}(i)$ ) para todas as estrelas e assim  $\sigma_{broad}$ ,  $\sigma_{macro}$  e  $\sigma_{rot}$ . Então, todos os efeitos que podem influenciar a forma do espectro são computados, inclusive o alargamento instrumental da ordem de  $0,09 \text{ Å}$  ( $FWHM_{Gauss}$ ) para a resolução aproximada  $R=65.000$  no comprimento de onda  $5000 \text{ Å}$ . A Tabela 5.2 contém os dados obtidos através destes calculos.

Também leva-se em consideração o fator de escurecimento linear de limbo da fotosfera estelar, dado pela Equação 5.15.

Tabela 5.2 - Valores utilizados na determinação do alargamento total de cada estrela.

Estrela	$v_{broad}$ (km.s <sup>-1</sup> )	$v_{macro}$ (km.s <sup>-1</sup> )	$v_{rot} \sin i$ (km.s <sup>-1</sup> )
HD079601	4,54	3,79	2,50
HD078747	4,50	3,60	2,69
HD124785	4,21	3,83	1,74
HD155358	4,50	3,96	2,15
HD114762	3,55	3,78	1,30
HD126793	4,50	3,73	2,52
HD040865	3,62	3,45	1,10
HD181720	3,84	3,49	1,61
HD077110	3,57	3,52	0,58
HD056274	3,64	3,50	1,00
HD006434	3,89	3,73	1,12
HD021019	3,90	2,90	2,60
HD111232	3,63	2,95	2,12
HD037124	3,50	3,10	1,62
HD020794	3,43	2,87	1,87
HD190984	4,70	4,12	2,25
HD017865	3,49	3,83	1,57
HD048938	4,72	4,11	2,32
HD150177	5,09	4,44	2,50
HD022879	3,45	3,53	0,74
HD059984	4,51	3,89	2,28
HD088725	4,39	3,39	2,78
HD171028	3,96	3,34	2,13

$$\frac{I(\theta)}{I(\theta = 0)} = (1 - u) + u \cos \theta \quad (5.15)$$

Sendo  $\theta = 0$  no centro da estrela e  $\theta = 90^\circ$  na borda do limbo. Para o Sol usa-se  $u = 0,6$ , adotamos esse valor para todas as estrelas da análise.

Depois que todas as regiões são calibradas e seus alargamentos estimados, calcularam-se as abundâncias elementais. Para esse cálculo são traçados alguns perfis com abundâncias determinadas, onde se verifica qual o melhor representa a região.

Na Figura 5.7 podemos observar o resultado da análise química na região  $C_2(0,0)\lambda 5165\text{\AA}$ , onde se notam tanto os ajustes de perfis de absorções espectrais para abundância do carbono quanto o desvio em fluxo, ponto a ponto, entre o espectro sintético e o observado.

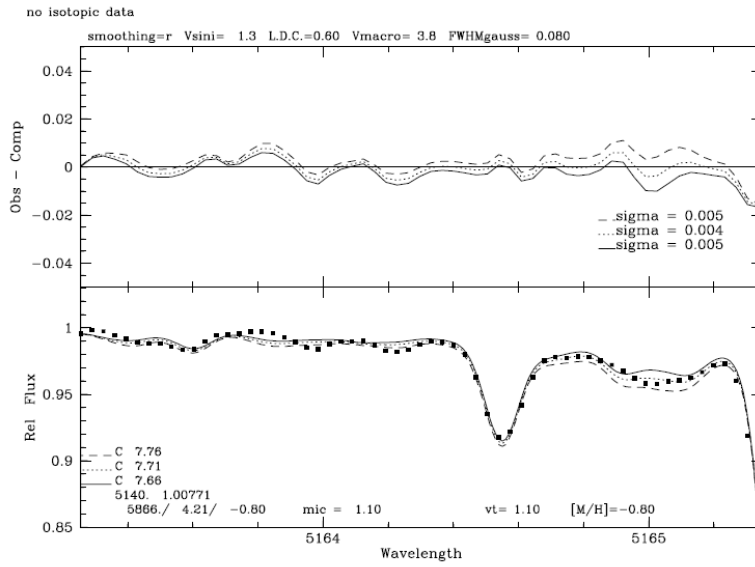


Figura 5.7 - Síntese espectral da região  $\lambda 5165\text{\AA}$  para a estrela HD 114762.

A Figura 5.8 mostra o resultado para a análise química via síntese espectral usando-se as linhas  $3882,52\text{\AA}$  e  $3882,70\text{\AA}$  da banda (0,0) do sistema B-X Violeta do CN para a obtenção da abundância do nitrogênio.

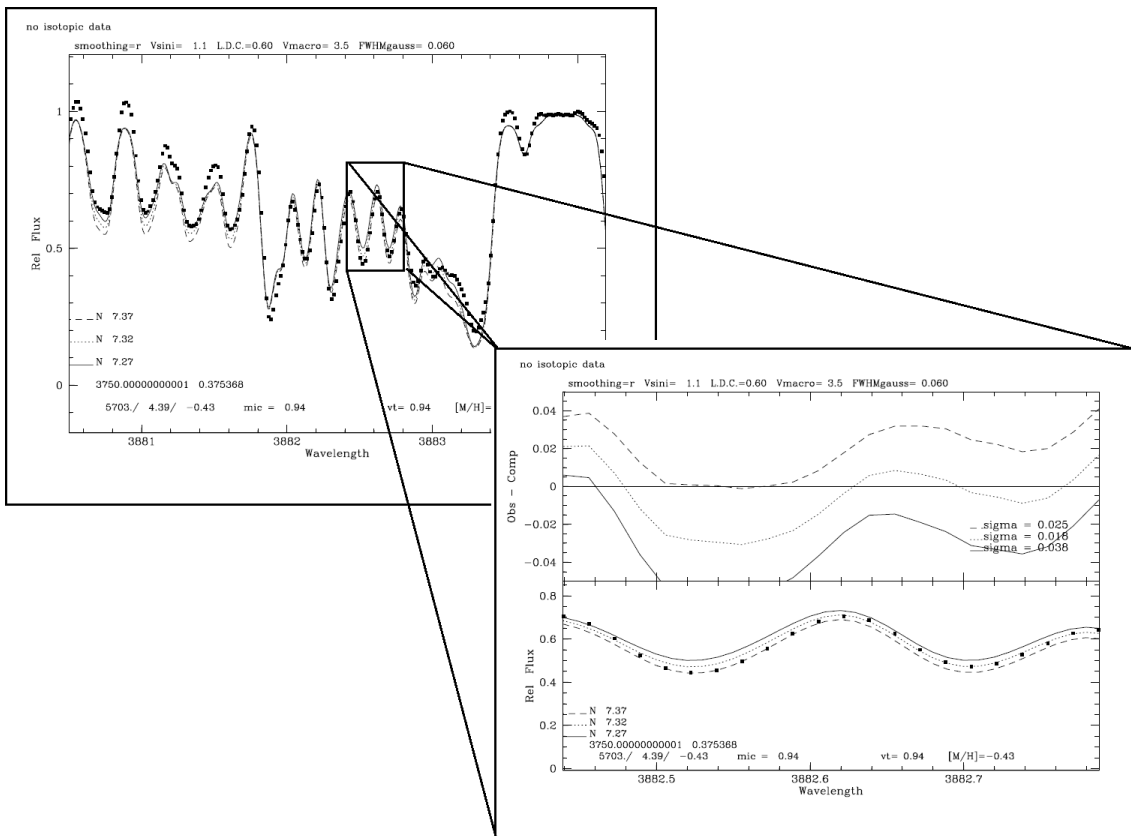


Figura 5.8 - Síntese espectral das linhas 3882,52 Å e 3882,70 Å da banda (0,0) do sistema B-X Violeta do CN para a estrela HD 040865.



## 6 ANÁLISE DE ERROS

### 6.1 Parâmetros fotosféricos e seus erros

Os parâmetros fotosféricos foram obtidos através de uma análise espectroscópica diferencial como explicitado na Capítulo 4. A seguir encontra-se uma breve explicação de como seus respectivos erros foram obtidos:

**Temperatura efetiva:** o erro na temperatura efetiva da estrela via análise espectroscópica diferencial foi obtido quando se observou a incerteza do coeficiente angular do ajuste de abundância diferencial das linhas de Fe I versus o potencial de excitação da linha (Figura 4.2). A estimativa para essa incerteza foi obtida variando-se a temperatura até que a variação na inclinação desse ajuste fosse igual ao erro da inclinação.

**Microturbulência:** o erro na velocidade de microturbulência, obtido de forma semelhante ao erro da temperatura, se deu através da observação da incerteza do coeficiente angular do ajuste de abundância diferencial de linhas de Fe I versus largura equivalente reduzida (Figura 4.3). A estimativa para essa incerteza foi obtida variando-se os valores de velocidade de microturbulência até que a variação na inclinação desse ajuste fosse igual ao erro da inclinação.

**Gravidade superficial:** para a gravidade superficial levou-se em consideração o próprio erro de medida das linhas de Fe I e Fe II e também a influencia exercida pela temperatura efetiva da estrela, pois trabalhos ( p. ex. Meléndez et al. (2012)) indicam uma forte conexão entre temperatura e gravidade superficial.

**Metalicidade:** para a metalicidade optou-se por considerar o erro somente aquele obtido das medidas de largura equivalente para as linhas de Fe I e Fe II.

### 6.2 Erro em abundância química por largura equivalente

Para o estudo de abundâncias químicas diferenciais por largura equivalente foram tomadas medidas de duas linhas ou mais para cada um dos 18 elementos aqui estudados. Assim, na análise diferencial o erro na medida foi considerado como sendo o desvio padrão da abundância média considerando um dado conjunto de linhas para cada elemento.

Outra contribuição para o erro final na abundância diferencial foi o devido às incertezas dos parâmetros fotosféricos das estrelas obtidos por análise espectroscópica diferencial. Foi calculado quanto o erro em cada parâmetro poderia influenciar nos valores de abundâncias diferenciais.

Logo, o erro total ( $\sigma_{total}$ ) das abundâncias químicas diferenciais por largura equivalente

pode ser considerado como a soma quadrática das contribuições citadas acima, via Equação 6.1:

$$\sigma_{total} = \sqrt{\sigma_{medida}^2 + \sigma_{T_{ef}}^2 + \sigma_{logg}^2 + \sigma_{\xi}^2} \quad (6.1)$$

onde  $\sigma_{medida}$  é o erro referente às medidas de largura equivalente,  $\sigma_{T_{ef}}$  o erro em abundância devido à incerteza da temperatura efetiva da estrela,  $\sigma_{logg}$  é o erro em abundância devido à incerteza no valor da gravidade superficial estelar e  $\sigma_{\xi}$  é o erro de abundância devido à incerteza na velocidade de microturbulência.

### 6.3 Erro em abundância química por síntese espectral

Para o erro de abundância do carbono A(C) determinada por síntese espectral da região  $C_2(0,0)\lambda 5165\text{\AA}$  foram selecionadas três sub-regiões afim de se perfazer uma determinação mais robusta de abundância. As sub-regiões são: (i) 5163,4 - 5163,6  $\text{\AA}$ , (ii) 5164,1 - 5164,4  $\text{\AA}$  e (iii) 5164,8 - 5165,2  $\text{\AA}$ , para as quais realizamos ajustes de síntese espectral de modo independente entre si. O erro em A(C) é dado diretamente pelo desvio padrão da média simples das abundâncias medidas nas três regiões.

Nas Figuras 6.1, 6.2 e 6.3 estão explicitadas as três sub-regiões analisadas.

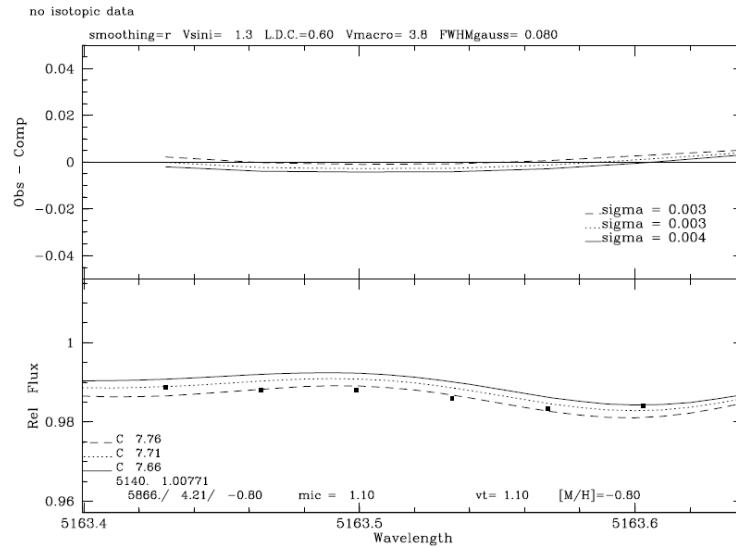


Figura 6.1 - Abundância A(C) do carbono determinada por meio da síntese espectral na sub-região entre 5163,4  $\text{\AA}$  e 5163,6  $\text{\AA}$  para a estrela HD 114762.



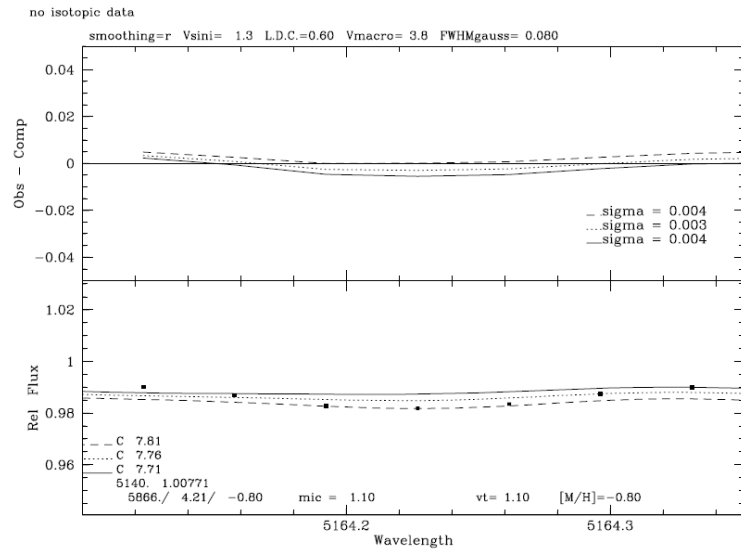


Figura 6.2 - Abundância A(C) do carbono determinada por meio da síntese espectral na sub-região entre 5164,1 Å e 5164,4 Å para a estrela HD 114762.

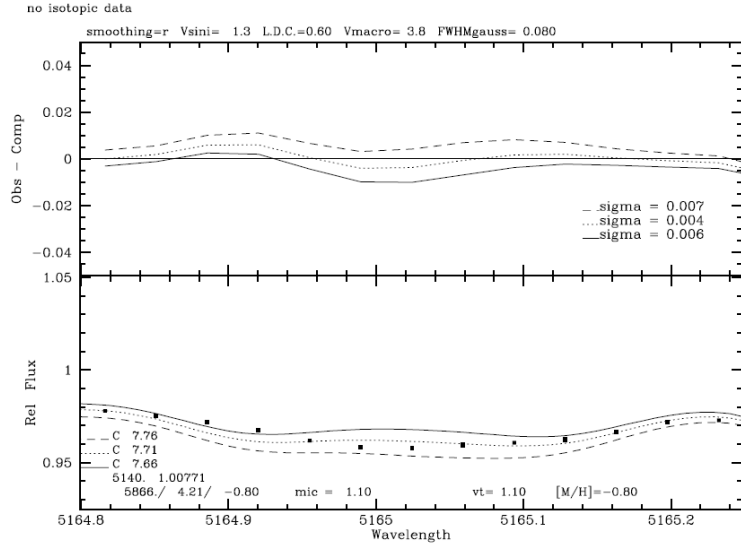


Figura 6.3 - Abundância A(C) do carbono determinada por meio da síntese espectral na sub-região entre 5164,8 Å e 5165,2 Å para a estrela HD 114762.

A fim de se estimar o erro na abundância de nitrogênio, a qual foi determinada unicamente por meio de síntese espectral das linhas 3882,52 Å e 3882,70 Å do CN, calculamos a média

e desvio padrão das abundâncias individualmente medidas em cada uma das linhas. O erro final em  $A(N)$  foi considerado como sendo o desvio padrão dessas medidas. Nas Figuras 6.4 e 6.5 apresentamos ajustes de síntese espectral das duas linhas do CN B-X violeta.

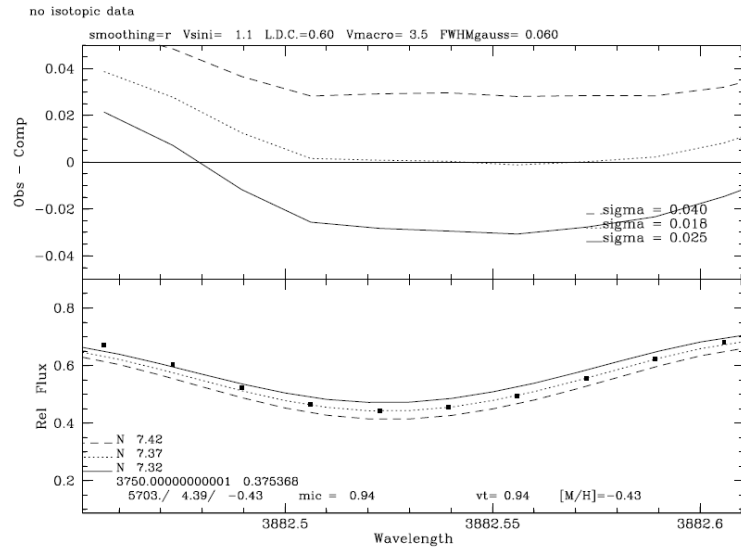


Figura 6.4 - Síntese espectral da linha 3882,52 Å da banda (0,0) do sistema B-X Violeta do CN para a estrela HD 040865.

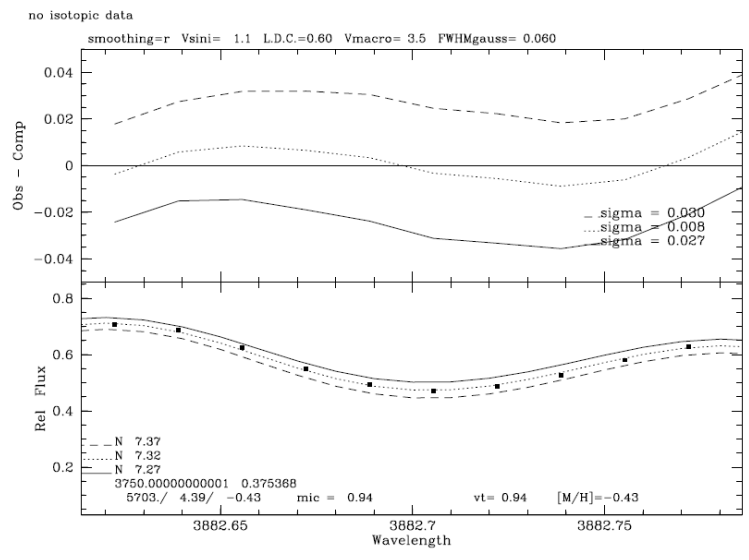


Figura 6.5 - Síntese espectral da linha 3882,70 Å da banda (0,0) do sistema B-X Violeta do CN para a estrela HD 040865.



## 7 RESULTADOS E DISCUSSÃO

Nesta seção apresentamos e discutimos os resultados obtidos através das análises citadas nos Capítulos 4 e 5.

Nas Tabelas 7.1 e 7.2 encontramos os parâmetros atmosféricos obtidos a partir da análise espectroscópica, onde podemos observar que o único parâmetro modificado das estrelas de referência foi a metalicidade  $[Fe/H]$  e ainda a obtenção de valores de velocidade de microturbulência ( $v_t$ ) para as mesmas.

Também podemos notar que os erros obtidos por essa análise são menores dos que os erros encontrados nas Tabelas 2.4 e 2.5. Isso se deve ao fato de a análise espectroscópica ter sido aplicada à espectros estelares de boa resolução espectral ( $R \approx 65.000$ ) e a uma análise diferencial linha a linha na obtenção dos parâmetros fotosféricos.

Tabela 7.1 - Parâmetros fotoféricos finais para estrelas do disco fino.

População Disco Fino								
Objeto	Temperatura(K)	$\sigma(T)$	[Fe/H] (dex)	$\sigma([Fe/H])$	$\log g$	$\sigma(\log g)$	$v_t$ (km.s <sup>-1</sup> )	$\sigma(v_t)$
GRUPO 1								
HD021019	5438	10	-0,48	0,01	3,92	0,04	1,01	0,02
HD037124*	5534	34	-0,46	0,01	4,49	0,08	0,67	-
HD171028	5650	17	-0,52	0,01	3,78	0,04	1,17	0,03
HD056274	5730	19	-0,57	0,01	4,52	0,03	0,85	0,05
GRUPO 2								
HD079601	5867	20	-0,62	0,01	4,37	0,04	1,10	0,05
HD078747	5777	20	-0,70	0,01	4,35	0,04	0,90	0,05
HD155358	5950	24	-0,65	0,01	4,18	0,04	1,25	0,06
HD126793*	5838	49	-0,79	0,01	4,18	0,19	1,04	-
HD088725	5677	16	-0,66	0,01	4,44	0,04	0,87	0,05
HD059984	5920	20	-0,73	0,01	3,93	0,06	1,14	0,04
GRUPO 3								
HD190984	6031	22	-0,47	0,01	4,05	0,03	1,24	0,04
HD048938*	6025	48	-0,38	0,01	4,34	0,13	0,99	-
HD150177	6183	38	-0,66	0,02	4,05	0,04	1,50	0,09

\*Estrela padrão escolhida.

Tabela 7.2 - Parâmetros fotosféricos finais para estrelas do disco espesso.

População Disco Espesso								
Objeto	Temperatura(K)	$\sigma(T)$	[Fe/H] (dex)	$\sigma([Fe/H])$	$\log g$	$\sigma(\log g)$	$v_t$ (km.s <sup>-1</sup> )	$\sigma(v_t)$
GRUPO 1								
HD040865*	5703	16	-0,43	0,01	4,39	0,12	0,94	-
HD181720	5722	18	-0,59	0,01	4,04	0,03	1,03	0,04
HD111232	5463	16	-0,46	0,01	4,36	0,01	0,75	0,03
HD020794	5423	12	-0,42	0,02	4,35	0,07	0,70	0,04
GRUPO 2								
HD124785	5891	18	-0,56	0,01	4,01	0,03	1,14	0,04
HD077110*	5740	24	-0,52	0,01	4,44	0,04	0,81	-
HD006434	5839	25	-0,54	0,01	4,42	0,04	0,88	0,06
HD017865	5889	33	-0,57	0,02	4,20	0,07	1,21	0,08
GRUPO 3								
HD114762*	5866	82	-0,80	0,01	4,21	0,16	1,10	-
HD022879	5743	21	-0,97	0,01	4,22	0,06	1,06	0,06

\*Estrela padrão escolhida.

Nas Tabelas 7.3, 7.4, 7.5 e 7.6 podemos encontrar os resultados de abundâncias diferenciais obtidos via largura equivalente para as estrelas da amostra pertencentes ao disco fino.



Tabela 7.3 - Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 1 do disco fino.

Disco Fino – Grupo 1							
Elemento	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)
	(HD 021019 - HD 037124)		(HD 171028 - HD 037124)		(HD 056274 - HD 037124)		
Fe	-0,02	0,03	-0,06	0,03	-0,11	0,03	0,03
C	-0,27	0,05	-0,24	0,03	-0,34	0,03	0,05
O	-0,16	0,03	-0,24	0,03	-0,32	0,03	0,04
Na	-0,15	0,02	-0,13	0,03	-0,15	0,03	0,03
Mg	-0,18	0,03	-0,23	0,04	-0,33	0,03	0,03
Al	-0,13	0,03	-0,22	0,03	-0,31	0,03	0,03
Si	-0,12	0,02	-0,17	0,03	-0,22	0,03	0,03
S	-0,30	0,02	-0,21	0,11	-0,54	0,03	0,03
Ca	-0,10	0,02	-0,16	0,03	-0,23	0,03	0,03
Sc	-0,09	0,02	-0,18	0,03	-0,29	0,03	0,03
Ti	-0,17	0,02	-0,26	0,03	-0,31	0,03	0,03
V	-0,18	0,02	-0,26	0,03	-0,30	0,03	0,03
Cr	-0,04	0,02	-0,13	0,03	-0,14	0,03	0,03
Mn	0,03	0,02	-0,15	0,03	-0,15	0,03	0,03
Co	-0,11	0,02	-0,21	0,05	-0,25	0,03	0,05
Ni	-0,07	0,02	-0,13	0,03	-0,17	0,03	0,03
Cu	0,03	0,06	-0,21	0,08	-0,16	0,03	0,09
Zn	-0,18	0,06	-0,30	0,07	-0,36	0,03	0,10

Tabela 7.4 - Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 2 do disco fino (Parte 1).

Elemento	Disco Fino – Grupo 2							
	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex) (HD 059984 - HD 126793)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex) (HD 078747 - HD 126793)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex) (HD 079601 - HD 126793)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)
Fe	0,05	0,03	0,22	0,04	0,17	0,04	0,17	0,04
C	-0,13	0,07	0,04	0,04	0,12	0,04	0,12	0,04
O	-0,12	0,04	0,01	0,04	0,06	0,04	0,06	0,04
Na	-0,05	0,03	0,07	0,04	0,18	0,04	0,18	0,04
Mg	-0,11	0,03	0,09	0,04	0,19	0,04	0,19	0,04
Al	-0,11	0,03	0,08	0,04	0,13	0,04	0,13	0,04
Si	-0,08	0,03	0,06	0,04	0,13	0,04	0,13	0,04
S	-0,25	0,11	0,04	0,14	0,10	0,14	0,10	0,12
Ca	-0,07	0,03	0,08	0,04	0,13	0,04	0,13	0,04
Sc	-0,02	0,03	0,09	0,04	0,22	0,04	0,22	0,04
Ti	-0,08	0,03	0,09	0,04	0,19	0,04	0,19	0,04
V	-0,06	0,03	0,09	0,04	0,15	0,04	0,15	0,04
Cr	-0,01	0,03	0,11	0,04	0,16	0,04	0,16	0,04
Mn	0,10	0,04	0,08	0,04	0,19	0,04	0,19	0,04
Co	-0,05	0,07	0,14	0,08	0,23	0,08	0,23	0,06
Ni	-0,02	0,03	0,09	0,04	0,18	0,04	0,18	0,04
Cu	-0,04	0,03	0,03	0,03	0,16	0,14	0,16	0,13
Zn	-0,13	0,03	0,15	0,04	0,17	0,04	0,17	0,04

Tabela 7.5 - Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 2 do disco fino (Parte 2).

Disco Fino – Grupo 2				
Elemento	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex) (HD 088725 - HD 126793)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex) (HD 155358 - HD 126793)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)
Fe	0,13	0,03	0,13	0,03
C	0,12	0,04	0,05	0,07
O	-0,04	0,03	-0,07	0,03
Na	0,11	0,03	0,13	0,04
Mg	0,08	0,03	0,06	0,03
Al	0,10	0,03	0,03	0,03
Si	0,06	0,03	0,05	0,03
S	0,15	0,03	0,01	0,03
Ca	0,05	0,03	0,03	0,03
Sc	0,11	0,03	0,12	0,03
Ti	0,09	0,03	0,09	0,03
V	0,10	0,04	0,11	0,04
Cr	0,12	0,03	0,14	0,04
Mn	0,21	0,04	0,26	0,04
Co	0,12	0,06	0,17	0,04
Ni	0,11	0,03	0,12	0,03
Cu	0,14	0,09	0,10	0,04
Zn	0,14	0,03	0,08	0,03

As Tabelas 7.7, 7.8 e 7.9 contêm os resultados de abundâncias diferenciais obtidos via largura equivalente para as estrelas da amostra pertencentes ao disco espesso.

Tabela 7.6 - Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 3 do disco fino.

Disco Fino – Grupo 3				
Elemento	$\Delta\langle A(X)\rangle$ (dex)	$\sigma\Delta\langle A(X)\rangle$	$\Delta\langle A(X)\rangle$ (dex)	$\sigma\Delta\langle A(X)\rangle$
	(HD 150177 - HD 048938)	(dex)	(HD 190984 - HD 048938)	(dex)
Fe	-0,25	0,05	-0,07	0,04
C	-0,07	0,08	0,07	0,10
O	-0,05	0,05	0,03	0,04
Na	-0,02	0,05	0,10	0,04
Mg	-0,23	0,06	-0,07	0,04
Al	-0,24	0,05	-0,12	0,04
Si	-0,20	0,05	-0,07	0,04
S	-0,24	0,06	-0,20	0,04
Ca	-0,22	0,05	-0,09	0,04
Sc	-0,19	0,05	0,00	0,04
Ti	-0,18	0,05	-0,06	0,04
V	-0,22	0,05	-0,06	0,04
Cr	-0,26	0,05	-0,09	0,04
Mn	-0,33	0,06	-0,15	0,05
Co	-0,30	0,10	-0,18	0,11
Ni	-0,22	0,05	-0,08	0,04
Cu	-0,09	0,12	-0,07	0,14
Zn	-0,29	0,05	-0,12	0,05

Tabela 7.7 - Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 1 do disco espesso.

Disco Espesso – Grupo 1						
Elemento	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex) (HD 020794 - HD 040865)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex) (HD 111232 - HD 040865)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex) (HD 181720 - HD 040865)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)
Fe	0,01	0,03	-0,04	0,02	-0,17	0,05
C	0,27	0,21	0,17	0,04	0,07	0,09
O	0,23	0,04	0,19	0,02	0,09	0,05
Na	0,18	0,03	0,09	0,06	-0,07	0,08
Mg	0,19	0,03	0,13	0,02	-0,01	0,05
Al	0,21	0,03	0,21	0,02	-0,05	0,05
Si	0,13	0,03	0,08	0,04	-0,06	0,05
S	0,16	0,03	0,16	0,03	-0,16	0,22
Ca	0,15	0,03	0,10	0,02	-0,09	0,05
Sc	0,11	0,03	0,08	0,02	-0,05	0,05
Ti	0,23	0,03	0,14	0,02	-0,03	0,05
V	0,27	0,03	0,18	0,03	-0,08	0,05
Cr	0,07	0,03	0,00	0,02	-0,18	0,05
Mn	0,09	0,03	0,00	0,02	-0,31	0,05
Co	0,18	0,04	0,09	0,02	-0,07	0,05
Ni	0,07	0,03	0,03	0,02	-0,10	0,05
Cu	0,16	0,05	0,12	0,03	-0,03	0,14
Zn	0,18	0,03	0,11	0,02	-0,02	0,05

Tabela 7.8 - Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 2 do disco espesso.

Elemento	Disco Espesso – Grupo 2							
	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex) (HD 006434 - HD 077110)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex) (HD 017865 - HD 077110)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex) (HD 124785 - HD 077110)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)
Fe	-0,02	0,03	-0,06	0,05	-0,04	0,03		0,03
C	0,19	0,03	-0,02	0,08	-0,05	0,04		0,04
O	0,05	0,03	0,02	0,05	0,10	0,03		0,03
Na	0,01	0,04	0,06	0,08	0,05	0,03		0,03
Mg	0,04	0,03	-0,01	0,06	0,05	0,03		0,03
Al	0,04	0,03	-0,09	0,05	0,01	0,03		0,03
Si	0,03	0,03	0,01	0,05	0,04	0,03		0,03
S	-0,06	0,03	0,12	0,05	0,01	0,03		0,03
Ca	0,04	0,03	-0,04	0,05	0,03	0,03		0,03
Sc	0,04	0,03	-0,02	0,05	0,01	0,03		0,03
Ti	0,06	0,03	0,01	0,05	0,02	0,03		0,03
V	0,07	0,03	0,02	0,05	-0,01	0,03		0,03
Cr	-0,04	0,03	-0,05	0,052	-0,07	0,03		0,03
Mn	-0,13	0,03	-0,14	0,057	-0,17	0,03		0,03
Co	0,01	0,03	-0,01	0,071	-0,03	0,03		0,03
Ni	0,02	0,03	-0,06	0,052	-0,04	0,03		0,03
Cu	0,01	0,08	-0,06	0,153	-0,01	0,10		0,10
Zn	0,03	0,05	-0,03	0,054	-0,06	0,03		0,03

Tabela 7.9 - Abundâncias diferenciais obtidas via largura equivalente para estrelas do grupo 3 do disco espesso.

Disco Espesso – Grupo 3		
Elemento	$\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex) (HD 022879 - HD 114762)	$\sigma\Delta\langle A(X) \rangle$ (dex)
Fe	-0,17	0,03
C	-0,17	0,07
O	-0,01	0,03
Na	-0,12	0,03
Mg	-0,08	0,03
Al	-0,02	0,03
Si	-0,07	0,03
S	-0,20	0,03
Ca	-0,09	0,03
Sc	-0,23	0,03
Ti	-0,09	0,03
V	-0,18	0,03
Cr	-0,15	0,03
Mn	-0,20	0,04
Co	-0,16	0,03
Ni	-0,12	0,03
Cu	-0,31	0,07
Zn	-0,15	0,03

Nas Tabelas 7.10 e 7.11 podemos encontrar os resultados finais das abundâncias elementais do carbono obtidos via síntese espectral.

Tabela 7.10 - Resultados finais de abundâncias elementais para o carbono em estrelas do disco fino.

Objeto	População Disco Fino						
	A(C) (dex) (5163,4 - 5163,6 Å)	A(C) (dex) (5164,1 - 5164,4 Å)	A(C) (dex) (5164,8 - 5165,2 Å)	$\langle A(C) \rangle$ (dex)	$\sigma \langle A(C) \rangle$ (dex)	$\Delta \langle A(C) \rangle$ (dex)	$\sigma \Delta \langle A(C) \rangle$
<b>GRUPO 1</b>							
HD037124*	8,03	8,06	8,02	8,04	0,02	-	-
HD021019	7,89	7,90	7,89	7,89	0,01	-0,14	0,02
HD171028	7,84	7,90	7,84	7,86	0,04	-0,18	0,04
HD056274	7,78	7,84	7,83	7,82	0,03	-0,22	0,04
<b>GRUPO 2</b>							
HD126793*	7,69	-	7,69	7,69	0,00	-	-
HD079601	7,83	-	7,88	7,86	0,04	0,17	0,04
HD078747	7,63	-	7,75	7,69	0,09	0,00	0,09
HD155358	7,58	-	7,78	7,68	0,14	-0,01	0,14
HD088725	7,75	-	7,79	7,77	0,03	0,08	0,03
HD059984	7,65	-	7,70	7,68	0,04	-0,02	0,04
<b>GRUPO 3</b>							
HD048938*	8,15	-	7,98	8,07	0,12	-	-
HD190984	7,93	-	7,94	7,94	0,01	-0,13	0,12
HD150177	7,97	-	7,87	7,92	0,07	-0,15	0,14

\*Estrela padrão escolhida.



Tabela 7.11 - Resultados finais de abundâncias elementais para o carbono em estrelas do disco espesso.

Objeto	População Disco Espesso						
	A(C) (dex) (5163,4 - 5163,6 Å)	A(C) (dex) (5164,1 - 5164,4 Å)	A(C) (dex) (5164,8 - 5165,2 Å)	$\langle A(C) \rangle$ (dex)	$\sigma \langle A(C) \rangle$ (dex)	$\Delta \langle A(C) \rangle$ (dex)	$\sigma \Delta \langle A(C) \rangle$
GRUPO 1							
HD040865*	7,97	7,97	7,98	7,97	0,01	-	-
HD020794	8,02	8,09	8,12	8,08	0,05	0,10	0,05
HD111232	7,92	7,95	7,97	7,95	0,03	-0,03	0,03
HD181720	7,90	7,96	7,88	7,91	0,04	-0,06	0,04
GRUPO 2							
HD077110*	7,83	7,88	7,86	7,86	0,03	-	-
HD006434	7,86	7,91	7,93	7,90	0,04	0,04	0,04
HD017865	8,00	8,05	7,96	8,00	0,05	0,15	0,05
HD124785	8,05	8,06	8,00	8,04	0,03	0,18	0,04
GRUPO 3							
HD114762*	7,71	7,76	7,71	7,73	0,03	-	-
HD022879	7,43	7,53	7,53	7,50	0,06	-0,23	0,07

\*Estrela padrão escolhida.

Já as Tabelas 7.12 e 7.13 contém os resultados finais das abundâncias elementais do nitrogênio por síntese espectral.

Tabela 7.12 - Resultados finais de abundâncias elementais para o nitrogênio em estrelas do disco fino.

Objeto	População Disco Fino						
	A(N) (dex) (3882,52 Å)	A(N) (dex) (3882,70 Å)	$\langle A(N) \rangle$ (dex)	$\sigma \langle A(N) \rangle$	$\Delta \langle A(N) \rangle$ (dex)	$\sigma \Delta \langle A(N) \rangle$	
GRUPO 1							
HD037124*	7,23	7,22	7,23	0,01	–	–	–
HD021019	7,28	7,31	7,30	0,02	0,07	0,02	0,02
HD171028	7,32	7,29	7,31	0,02	0,08	0,02	0,02
HD056274	7,32	7,28	7,30	0,03	0,07	0,03	0,03
GRUPO 2							
HD126793*	7,01	6,89	6,95	0,08	–	–	–
HD079601	7,16	7,11	7,14	0,04	0,19	0,09	0,09
HD078747	7,05	7,02	7,04	0,02	0,09	0,09	0,09
HD155358	7,53	7,28	7,41	0,18	0,46	0,20	0,20
HD088725	7,12	7,11	7,12	0,01	0,17	0,09	0,09
HD059984	7,32	7,20	7,26	0,08	0,31	0,12	0,12
GRUPO 3							
HD048938*	7,45	7,30	7,38	0,11	–	–	–
HD190984	7,60	7,46	7,53	0,10	0,15	0,15	0,15
HD150177	7,49	7,39	7,44	0,07	0,06	0,13	0,13

\*Estrela padrão escolhida.

Tabela 7.13 - Resultados finais de abundâncias elementais para o nitrogênio em estrelas do disco espesso.

Objeto	População Disco Espesso					
	$A(N)$ (dex) (3882,52 Å)	$A(N)$ (dex) (3882,70 Å)	$\langle A(N) \rangle$ (dex)	$\sigma \langle A(N) \rangle$	$\Delta \langle A(N) \rangle$ (dex)	$\sigma \Delta \langle A(N) \rangle$
GRUPO 1						
HD040865*	7,35	7,32	7,34	0,02	–	–
HD020794	7,29	7,30	7,30	0,01	-0,04	0,02
HD111232	7,29	7,29	7,29	0,00	-0,04	0,02
HD181720	7,09	7,04	7,07	0,04	-0,27	0,04
GRUPO 2						
HD077110*	7,30	7,28	7,29	0,01	–	–
HD006434	7,24	7,19	7,22	0,04	-0,08	0,04
HD017865	7,13	7,11	7,12	0,01	-0,17	0,02
HD124785	7,15	7,12	7,14	0,02	-0,16	0,03
GRUPO 3						
HD114762*	6,90	6,92	6,91	0,01	–	–
HD022879	6,60	6,68	6,64	0,06	-0,27	0,06

\*Estrela padrão escolhida.

A análise dos resultados de abundância química obtidos pelos métodos de síntese espectral e por larguras equivalentes é apresentada nas seções seguintes. A análise foi feita entre estrelas separadas em grupos com parâmetros atmosféricos homogêneos de tal modo que o resultado obtido fosse de alta precisão. No entanto, o resultado obtido representa, de forma geral, a diferença entre padrões de abundância de estrelas hospedeiras de planetas e estrelas que não tenham planetas detectados.

Com todos os valores obtidos de abundâncias diferenciais, foram construídos diagramas de abundância elemental diferencial versus a temperatura de condensação dos elementos. Para facilitar a análise, foram aplicados aos dados ajustes lineares. Em cada análise diferencial é possível se observar dois ajustes: um referente aos dados obtidos exclusivamente pelo método de largura equivalente e outro referente aos dados obtidos por largura equivalente mas com abundâncias químicas do carbono e do nitrogênio calculadas via síntese espectral.

Adotou-se o critério de que a inclinação do ajuste não seria considerada significativa até  $1\sigma$  do valor do próprio ajuste,  $2\sigma$  será considerado como uma possível correlação (as estrelas que se enquadrarem neste cenário poderão ser avaliadas posteriormente com dados de melhor resolução espectral) e  $3\sigma$  será considerado como uma correlação significativa.

Também estão citadas as massas dos planetas, consideradas como massas mínimas, iguais a  $M_p \sin i$ .

## 7.1 Disco fino

Nesta seção é possível encontrar os resultados da análise química diferencial para estrelas da nossa amostra que pertencem ao disco fino da Galáxia.

### 7.1.1 Grupo 1

O primeiro grupo de estrelas do disco fino é composto por quatro estrelas, sendo a estrela de referência denominada HD 037124. Essa estrela hospeda três planetas do tipo Júpiter com massas  $0,675 M_{Jup.}$ ,  $0,652 M_{Jup.}$  e  $0,696 M_{Jup.}$  e períodos de aproximadamente 154 dias, 886 dias e 1862 dias respectivamente.

Na Figura 7.1 temos a análise diferencial entre estrela de referência desse grupo e a estrela HD 021019, que não contém nenhum planeta observado até a presente data.

As estrelas HD 037124 e HD 021019 têm metalicidades  $[Fe/H]$  muito próximas ( $-0,02$  dex de diferença), como pode se observar na Tabela 7.1, e mesmo assim podemos notar que os padrões de abundância destas diferem entre si.

Na Figura 7.1 podemos observar os valores de abundâncias diferenciais entre essas estrelas

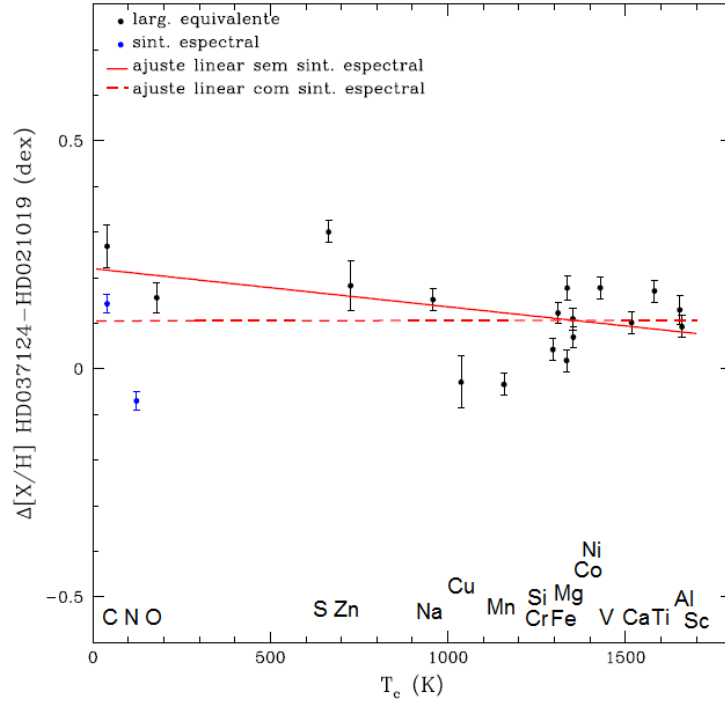


Figura 7.1 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 021019 e HD 037124.

para vários elementos versus suas respectivas temperaturas de condensação. É possível notar uma tendência entre esses dados, e com um ajuste linear  $y = (0,22 \pm 0,05) - (8E - 5 \pm 4E - 5)x$  podemos observar que os elementos denominados refratários ( $T > 800$  K) estão presentes com menores abundâncias numéricas do que os elementos volatéis ( $T < 800$  K) na estrela HD 037124 quando comparados com os elementos presentes na estrela HD 021019. Dado o erro do ajuste, podemos considerar que há uma possível correlação.

Já o ajuste obtido para os valores envolvendo síntese espectral é igual a  $y = (0,11 \pm 0,05) + (1E - 5 \pm 4E - 5)x$ . Uma discussão pertinente à Figura 7.1 é o fato de o valor obtido para a abundância do nitrogênio diferir consideravelmente dos demais valores obtidos para os elementos voláteis, para que este valor seja confirmado é preciso a análise de outras regiões e moléculas que envolvam o nitrogênio. Se desconsiderarmos o nitrogênio nesta análise pode-se discutir que existe um patamar para os elementos volatéis e que somente os elementos refratários sofrem alterações quando considerarmos se a estrela hospeda planetas ou não, mas devido ao erro desta análise qualquer hipótese é descartada pois a inclinação do ajuste não é significativa.

Dado os resultados conflitantes obtidos pelos dois métodos seria interessante obtermos melhores espectros para verificar se existe ou não diferença entre as estrelas HD 037124 (com três planetas do tipo Júpiter) e HD 021019 (sem planetas detectados).

Na Figura 7.2 temos a análise diferencial entre a estrela HD 171028, que contém um planeta observado com massa igual a  $1,98 M_{Jup}$ . e período de 550 dias, e a estrela de referência desse grupo.

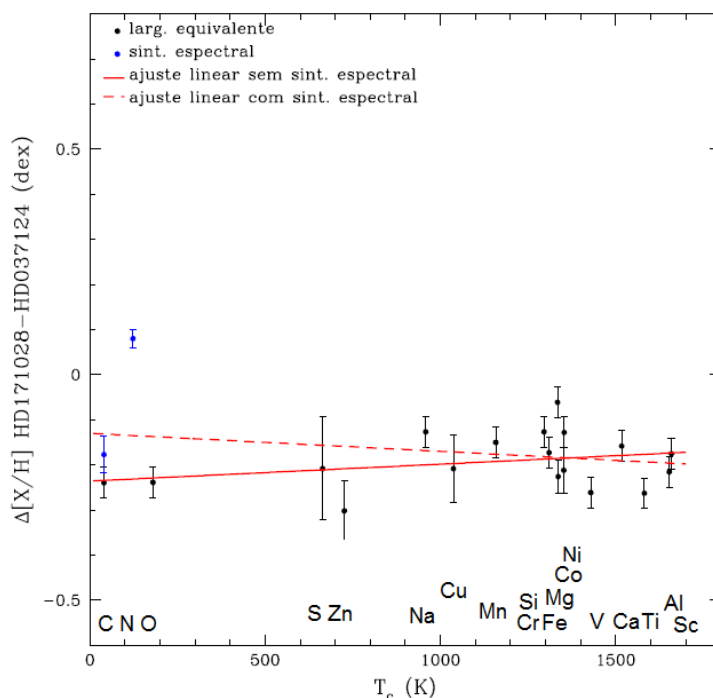


Figura 7.2 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 171028 e HD 037124.

Assim como o par de estrelas analisado anteriormente, a diferença em metalicidade entre as estrelas HD 171028 e HD 037124 é pequena ( $-0,06$  dex), mas não desprezível diante dos erros envolvidos. Quando se analisa o padrão de abundâncias entre essas duas estrelas levando-se em consideração somente o estudo via larguras equivalentes, a possível existência de uma deficiência em elementos refratários em relação aos volatéis é notada no ajuste linear  $y = (-0,24 \pm 0,04) + (4E - 5 \pm 3E - 5)x$ , mas devido ao erro não desprezível na inclinação do ajuste não é possível uma conclusão definitiva.

O ajuste feito, quando considerado o valor correto de abundância para o carbono e nitrogênio calculadas através da síntese espectral, é igual a  $y = (-0,13 \pm 0,05) - (4E-5 \pm 4E-5)x$ . Novamente o valor encontrado para o nitrogênio está distante dos demais elementos voláteis. Se desconsiderássemos esse valor, o resultado dessa análise seria semelhante à análise feita exclusivamente por largura equivalentes.

Finalmente, na Figura 7.3 temos a análise diferencial entre a estrela de referência desse grupo e a estrela HD 056274, que não contém nenhum planeta observado até a presente data.

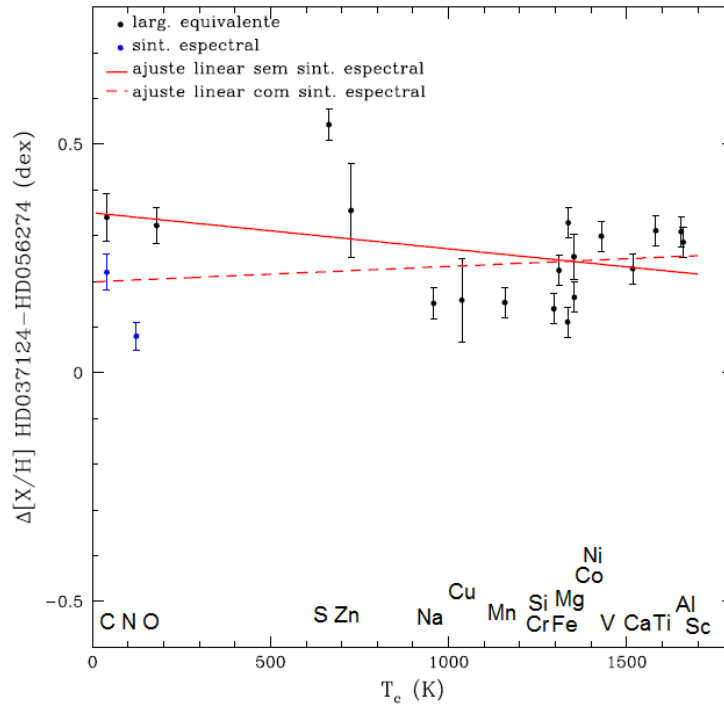


Figura 7.3 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 056274 e HD 037124.

Como esperado, o comportamento da análise diferencial para o par de estrelas HD 056274 e HD 037124 é similar ao comportamento do par HD 021019 e HD 037124. Quando considerase o resultado obtido pela análise por larguras equivalentes o ajuste linear é  $y = (0,35 \pm 0,06) - (8E-5 \pm 5E-5)x$ , quando considerada a análise via síntese espectral o resultado é  $y = (0,20 \pm 0,07) + (3E-5 \pm 6E-5)x$ .



Para a análise exclusiva por larguras equivalentes é possível se concluir que há uma deficiência de elementos refratários em relação aos volatéis entre as estrelas HD 037124 e HD 056274. Já para a análise via síntese espectral mostrou resultados opostos, novamente devido ao comportamento peculiar da abundância de nitrogênio. Apesar dos esforços, esse par de estrelas não é interessante para uma análise posterior mais detalhada pois essas estrelas apresentam uma diferença de -0,11 dex em  $[\text{Fe}/\text{H}]$ .

Foi possível observar que a abundância diferencial do nitrogênio é destoante em todos os pares do grupo, talvez o problema se encontre no valor de abundância via síntese espectral da estrela de referência. Na região estudada para as linhas de CN é mais difícil determinar o contínuo, o que pode ter prejudicado a análise.

### 7.1.2 Grupo 2

O segundo grupo de estrelas do disco fino é composto por seis objetos, sendo a estrela de referência denominada HD 126793, sem planetas detectados até o momento. Vale notar que este grupo contém cinco estrelas sem planetas detectados e apenas uma hospedeira de planetas. Esse fato torna a análise do grupo interessante pois há a possibilidade de verificar se o padrão de abundâncias químicas, especificamente a dos elementos refratários em relação a dos volatéis muda, mesmo em uma análise entre estrelas que não hospedam planetas. Assim, esse tipo de estudo pode nos ajudar a investigar a relação entre a presença de planetas e a composição química da estrela hospedeira.

Na Figura 7.4 temos a análise diferencial entre HD 059984, que não possui planetas detectados até a presente data, e a estrela de referência do grupo.

Enquanto a análise diferencial entre as estrelas HD 059984 e HD 126793 por largura equivalente sugere um ajuste de  $y = (-0,15 \pm 0,05) + (7E - 5 \pm 4E - 5)x$ , a análise via síntese espectral tem um ajuste linear de  $y = (0,01 \pm 0,06) - (4E - 5 \pm 5E - 5)x$ .

O primeiro método sugere uma deficiência em elementos refratários em relação aos volatéis entre a estrela HD 059984 e a estrela de referência, o que precisará ser confirmado posteriormente com análise de dados de maior precisão. O segundo método sugere o resultado oposto com uma inclinação negativa no ajuste dentro do erro estimado, tornando o resultado insignificante.

Outro par de estrelas analisado em que ambos os objetos não tenham planetas observados pode ser visto na Figura 7.5.

A análise química diferencial entre as estrelas HD 078747 e HD 126793 via largura equivalente resultou em um ajuste linear de  $y = (0,04 \pm 0,03) + (5E - 5 \pm 2E - 5)x$ , enquanto o resultado via síntese espectral é  $y = (0,04 \pm 0,03) + (4E - 5 \pm 2E - 5)x$ .

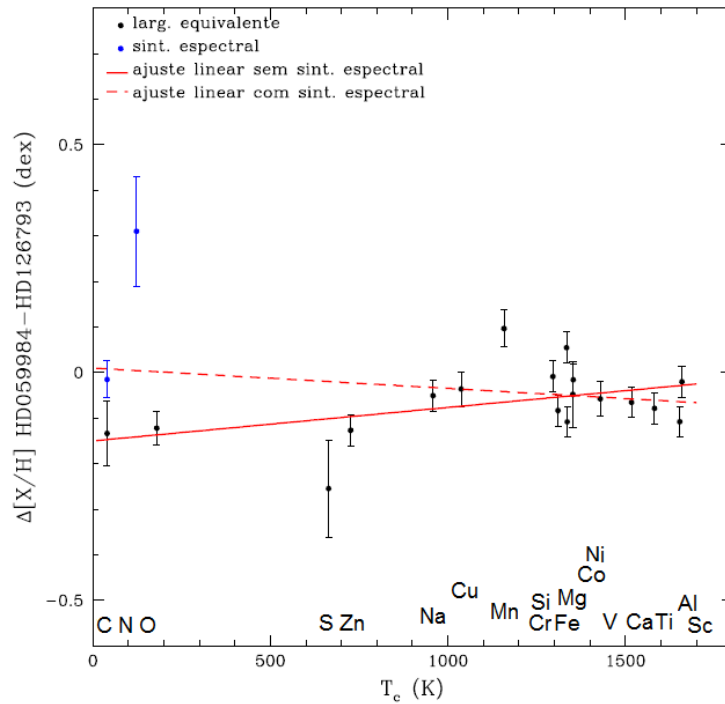


Figura 7.4 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 059984 e HD 126793.

Os resultados obtidos pelos dois métodos mostram uma deficiência de elementos voláteis em relação aos elementos refratários entre as estrelas HD 078747 e HD 126793. Podemos considerar essa análise como um resultado possível e, portanto conclusões podem ser obtidas a partir de uma análise com dados de melhor precisão.

A Figura 7.6 contém a análise do par HD 079601 e HD 126793, ambas sem planetas observados até o momento.

O ajuste linear para os dados exclusivos via largura equivalente é  $y = (0,10 \pm 0,02) + (5E - 5 \pm 2E - 5)x$ . O ajuste para os dados incluindo a síntese espectral é igual a  $y = (0,13 \pm 0,02) + (3E - 5 \pm 2E - 5)x$ . Os resultados apresentam erros maiores do que o esperado para alguns elementos e dificultam a discussão para esse par de estrelas.

Na Figura 7.7 tem-se a análise diferencial entre as estrelas HD 088725 e HD 126793, ambas sem planetas detectados.

O ajuste considerando apenas medidas de largura equivalente é igual a  $y = (0,09 \pm$

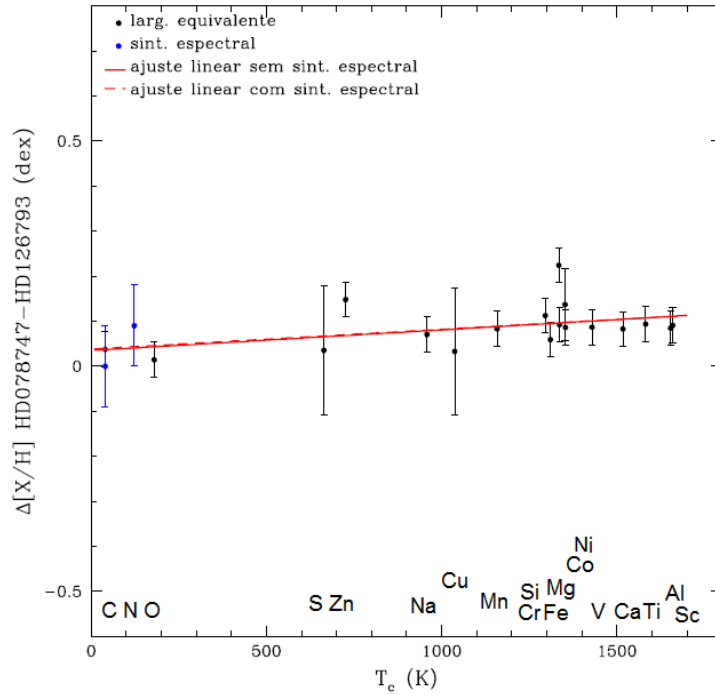


Figura 7.5 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 078747 e HD 126793.

$0,03) + (1E - 5 \pm 3E - 5)x$  enquanto o ajuste incluindo dados de síntese espectral é  $y = (0,10 \pm 0,03) + (1E - 5 \pm 2E - 5)x$ .

Embora os dois resultados apresentados mostrem inclinações insignificantes quanto aos seus ajustes e respectivos erros, ambos são compatíveis com zero e isso pode ser interpretado como uma dispersão normal dos elementos em torno da diferença de metalicidade entre essas estrelas.

O último par analisado do grupo 2 do disco fino pode ser encontrado na Figura 7.8. Neste estudo a estrela HD 155358 contém dois planetas detectados cujas massas são  $0,85 M_{Jup}$  e  $0,82 M_{Jup}$  com períodos aproximados respectivamente iguais a 194 dias e 392 dias.

O ajuste considerando apenas medidas de largura equivalente é igual a  $y = (0,02 \pm 0,04) + (6E - 5 \pm 3E - 5)x$  enquanto o ajuste incluindo dados de síntese espectral é  $y = (0,12 \pm 0,06) - (1E - 5 \pm 5E - 5)x$ .

Neste caso é possível se notar que a estrela HD 126793 é mais abundante em elementos

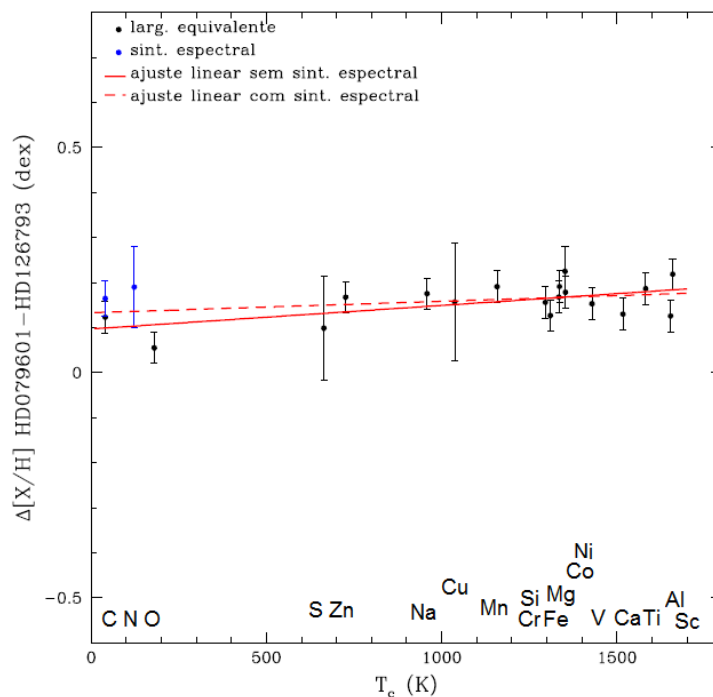


Figura 7.6 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 079601 e HD 126793.

refratários do que elementos voláteis em relação à estrela HD 155358 em uma possibilidade de detecção através do método exclusivo por larguras equivalentes. Esse resultado precisa ser verificado com a análise de espectros de alta resolução.

O resultado obtido via síntese espectral é descartado devido ao erro do ajuste final.

### 7.1.3 Grupo 3

O terceiro grupo de estrelas do disco fino é composto por três objetos, sendo a estrela de referência denominada HD 048938. Essa estrela não apresenta planetas detectados até a presente data.

Na Figura 7.9 temos a análise diferencial entre a estrela HD 150177, que não apresenta nenhum planeta observado até a presente data, e a estrela de referência desse grupo.

Apesar dessa análise sugerir a presença de planetas em uma dessas estrelas, com ajuste linear referente à largura equivalente igual a  $y = (-0,09 \pm 0,05) - (9E - 5 \pm 4E - 5)x$  e

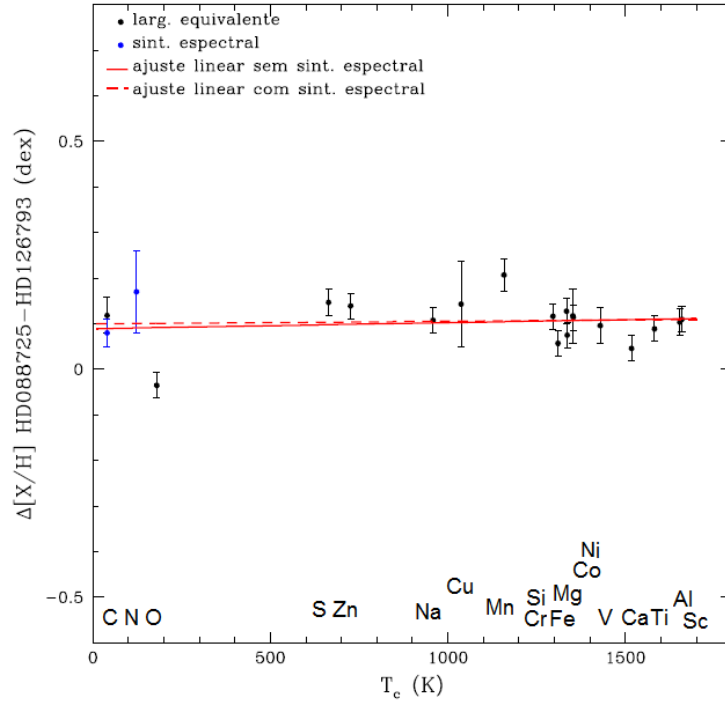


Figura 7.7 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 088725 e HD 126793.

referente à síntese espectral igual a  $y = (-0,07 \pm 0,05) - (11E - 5 \pm 4E - 5)x$ , o resultado pode não ser confiável.

Infelizmente, depois da análise espectroscópica diferencial, pôde se notar que os parâmetros atmosféricos das estrelas HD 150177 e HD 048938 não são similares (vide Tabela 7.1) e com isso descartando a análise acima. A diferença em  $[Fe/H]$  entre as estrelas aumentou de -0,20 dex para -0,28 dex, já diferença de temperaturas aumentou de 90 K para 128 K.

Já na Figura 7.10 pode se notar o resultado da análise diferencial entre as estrelas HD 190984 e HD 048938. A estrela HD 190984 hospeda um planeta de massa  $3,1 M_{Jup}$ . e período de 4885 dias.

O ajuste considerando apenas medidas de largura equivalente é igual a  $y = (-0,01 \pm 0,05) - (6E - 5 \pm 4E - 5)x$  e o ajuste incluindo também dados de síntese espectral é  $y = (-0,02 \pm 0,05) - (4E - 5 \pm 4E - 5)x$ .

Ambos os resultados sugerem uma deficiência em elementos refratários em comparação

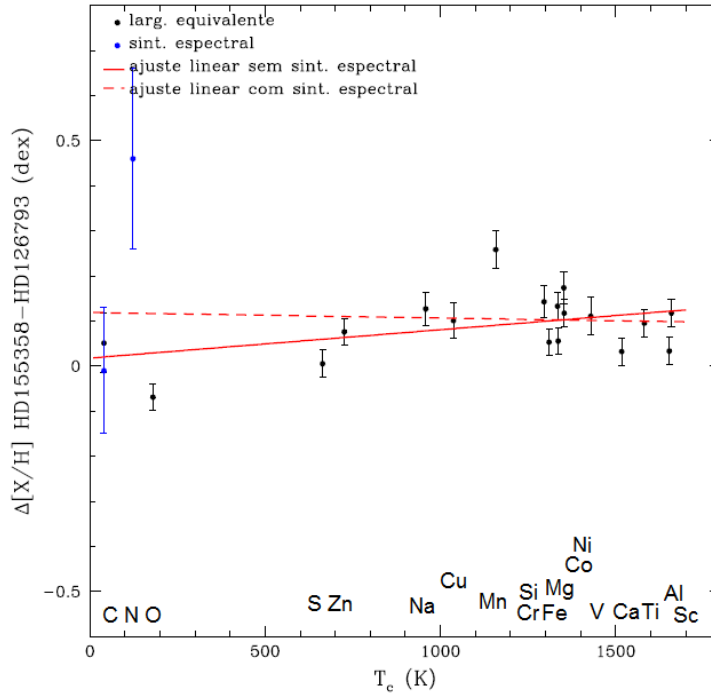


Figura 7.8 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 155358 e HD 126793.

com elementos volatéis para a estrela HD 190984 em relação à estrela HD 048938, mas para a obtenção de resultados confiáveis será necessário um estudo com espectros de maior resolução.

## 7.2 Disco espesso

Nesta seção encontram-se os resultados da análise química diferencial para estrelas pertencentes ao disco espesso da Galáxia.

### 7.2.1 Grupo 1

O primeiro grupo de estrelas pertencentes ao disco espesso apresenta quatro objetos, sendo que a estrela de referência HD 040865 não contém planetas detectados até o momento.

Na Figura 7.11 pode se observar a análise entre a estrela HD 020794 e a estrela de referência deste grupo. A estrela HD 020794 hospeda três planetas de massas  $0,0085 M_{Jup.}$ ,  $0,0076 M_{Jup.}$  e  $0,015 M_{Jup.}$  com períodos aproximados de 18 dias, 40 dias e 90 dias res-

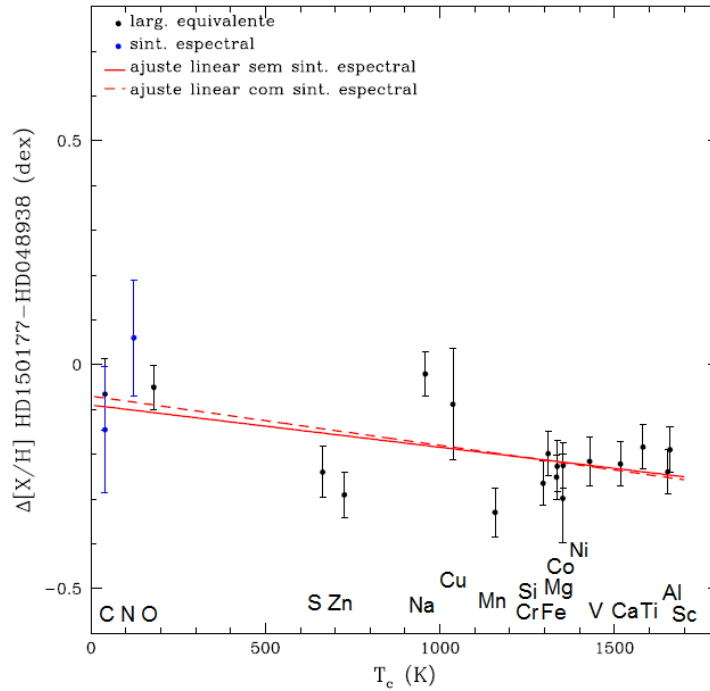


Figura 7.9 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 150177 e HD 048938.

pectivamente.

O ajuste linear para os dados exclusivos via largura equivalente é  $y = (0,22 \pm 0,04) - (5E - 5 \pm 4E - 5)x$  e o ajuste para os dados incluindo a síntese espectral do carbono e também nitrogênio é igual a  $y = (0,10 \pm 0,04) + (4E - 5 \pm 4E - 5)x$ .

Para a análise dos dados obtidos exclusivamente por largura equivalente a estrela HD 020794 apresenta uma deficiência em elementos refratários em relação à elementos volatéis quando comparada com a estrela HD 040865, mas como o erro do elemento carbono ficou bem acima da média dos demais fica difícil concluir se essa tendência é real. Com o resultado de abundâncias químicas do carbono e nitrogênio obtido via síntese espectral o valor médio de abundância para os elementos volatéis diminui e estes apresentam, em média, valores de abundância menores aos dos refratários. Para uma melhor conclusão seria interessante medir outros elementos químicos via síntese espectral, tais quais oxigênio e enxofre, para se verificar qual o patamar dos elementos volatéis em comparação aos refratários.

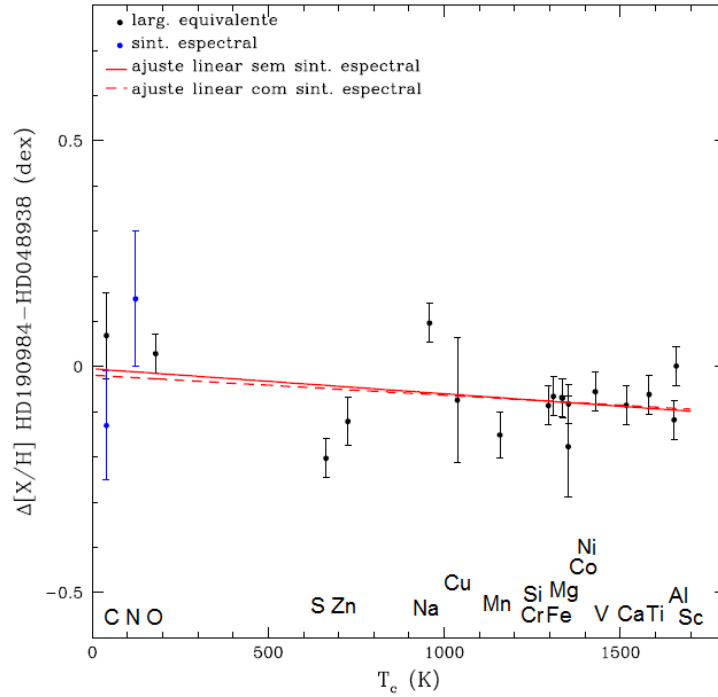


Figura 7.10 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 190984 e HD 048938.

Na Figura 7.12 é possível notar o resultado obtido pela análise química diferencial para a estrela HD 111232, que hospeda um planeta de massa  $6,8 M_{Jup}$  e período aproximado de 1143 dias.

O ajuste linear calculado com dados obtidos somente via método de largura equivalente é igual a  $y = (0,15 \pm 0,04) - (4E - 5 \pm 3E - 5)x$  enquanto o ajuste dos dados que incluem os valores de abundância do carbono e nitrogênio via síntese espectral é  $y = (0,04 \pm 0,04) + (4E - 5 \pm 4E - 5)x$ .

Como visto na análise dos dados exclusivamente obtidos via largura equivalente entre as estrelas HD 020794 e HD 040865, a análise entre as estrelas HD 111232 e HD 040865 afirma que há uma deficiência de elementos refratários em relação aos volatéis para a estrela HD 111232 em comparação com a estrela HD 040865. Já a análise contendo as abundâncias de carbono e nitrogênio via síntese espectral indica uma deficiência de elementos volatéis em relação aos elementos refratários entre as duas estrelas. Ambos os resultados estão no intervalo de  $1\sigma$  e portanto não são significantes.



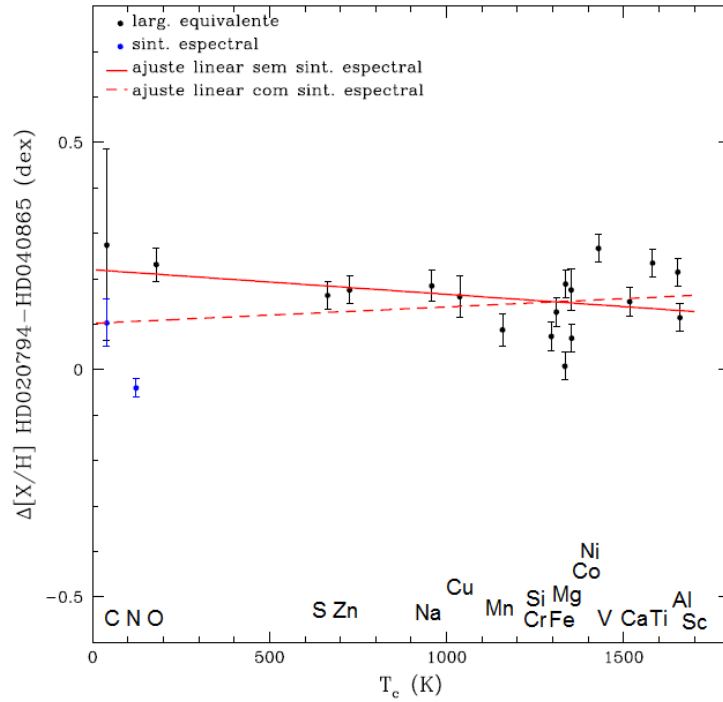


Figura 7.11 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 020794 e HD 040865.

Na Figura 7.13 encontra-se a análise entre a estrela HD 181720 e a estrela de referência do grupo 1. A estrela HD 181720 apresenta um planeta de massa  $0,37 M_{Jup}$  e período aproximado de 956 dias.

O ajuste linear calculado com dados obtidos somente via método de largura equivalente é igual a  $y = (0,02 \pm 0,06) - (8E - 5 \pm 5E - 5)x$  enquanto o ajuste dos dados que incluem o valor de abundância via síntese espectral é  $y = (-0,10 \pm 0,05) + (1E - 5 \pm 5E - 5)x$ .

Considerando o primeiro ajuste é possível concluir que, novamente, os elementos refratários são deficientes em relação aos elementos voláteis quando comparadas a estrela HD 181720 com a estrela de referência. Já o segundo ajuste linear obtido tem inclinação compatível com zero, esse resultado pode ser interpretado como uma dispersão normal dos elementos em torno da diferença de metalicidade entre essas estrelas. Novamente, podemos perceber um espalhamento maior das abundâncias elementais entre si e afirmar que alguns elementos analisados possuem erros grandes, dificultando uma conclusão.

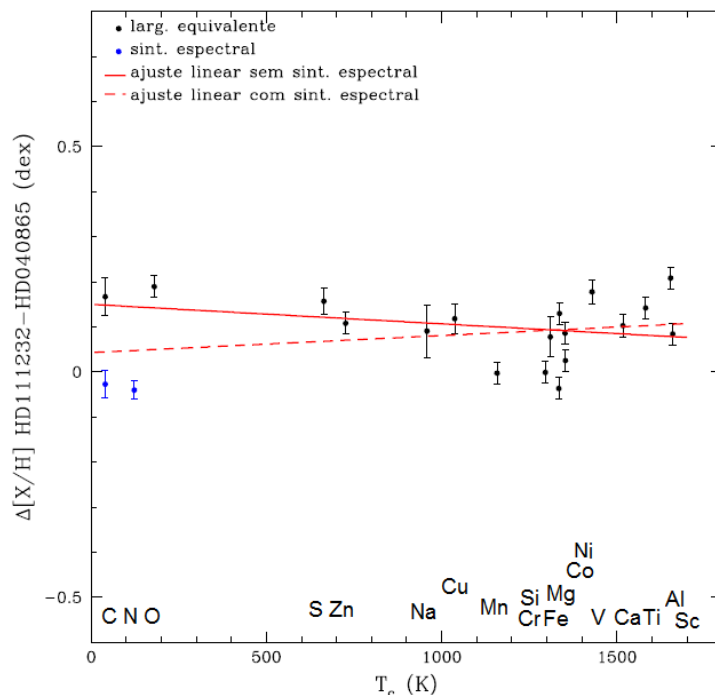


Figura 7.12 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 111232 e HD 040865.

### 7.2.2 Grupo 2

O segundo grupo de estrelas pertencentes ao disco espesso apresenta quatro objetos, sendo que a estrela de referência HD 077110 não contém planetas detectados até o momento.

Na Figura 7.14 está presente o resultado da análise química diferencial entre as estrelas HD 006434 e HD 077110, sendo que a primeira tem um planeta detectado de massa igual a  $0,39 M_{Jup}$  e período aproximado de 22 dias.

A análise química diferencial entre a estrela HD 006434 e a estrela de referência via largura equivalente resultou em um ajuste linear de  $y = (0,06 \pm 0,04) - (3E-5 \pm 3E-5)x$ , enquanto o resultado via síntese espectral é  $y = (-0,02 \pm 0,03) + (3E-5 \pm 2E-5)x$ .

O primeiro método sugere uma deficiência de elementos refratários em comparação aos elementos voláteis entre as estrelas HD 006434 e HD 077110 enquanto o resultado obtido via síntese espectral mostra o resultado oposto. Vale ressaltar, novamente, que para a

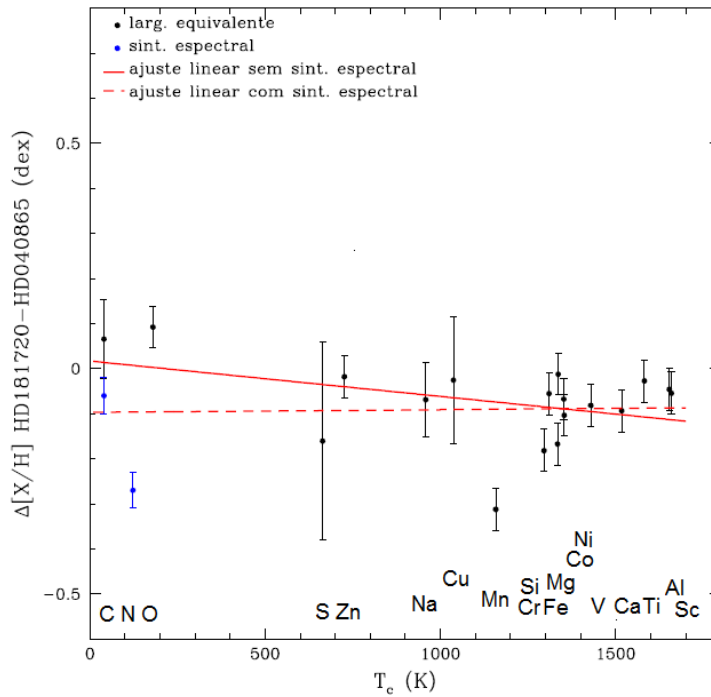


Figura 7.13 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 181720 e HD 040865.

confirmação de qualquer tendência dos elementos voláteis é preciso a inclusão de mais pontos nessa região, ou seja, mais abundâncias elementais analisadas para outros elementos voláteis.

Na Figura 7.15 encontra-se o resultado da análise diferencial entre a estrela HD 017865, que não teve nenhum planeta detectado até a presente data, e a estrela de referência desse grupo.

O ajuste linear calculado com dados obtidos somente via método de largura equivalente é igual a  $y = (0,02 \pm 0,04) - (4E - 5 \pm 3E - 5)x$  enquanto o ajuste dos dados que incluem o valor de abundância via síntese espectral é  $y = (0,02 \pm 0,04) - (4E - 5 \pm 4E - 5)x$ .

Os resultados dos dois ajustes mostram que pode existir uma tendência entre os dois grupos de elementos. Mas para que haja confirmação desses resultados será preciso uma análise química em espectros de alta resolução de tal modo que os erros finais sejam mínimos.

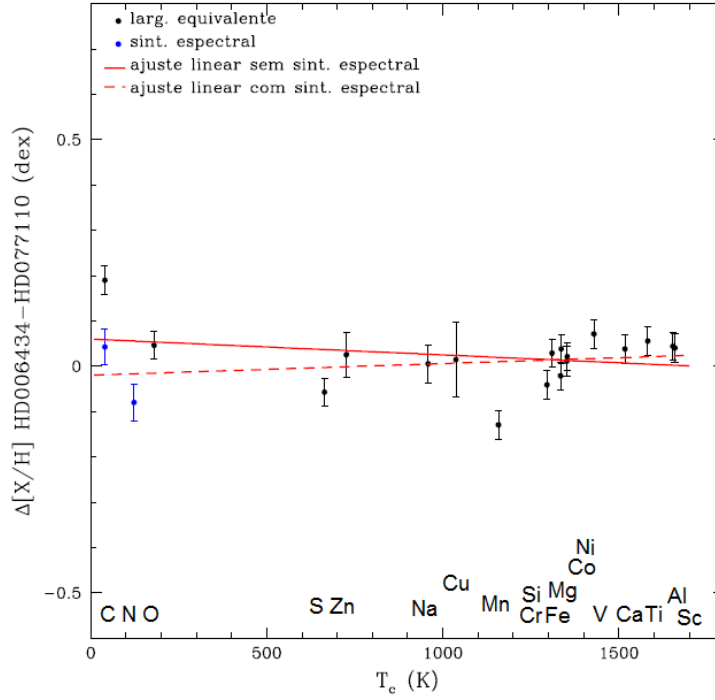


Figura 7.14 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 006434 e HD 077110.

Na Figura 7.16 encontra-se a análise diferencial entre as estrelas HD 124785 e HD 077110, onde ambas não tiveram planetas observados até a presente data.

O ajuste linear para os dados exclusivos via largura equivalente é  $y = (0,00 \pm 0,04) - (1E - 5 \pm 3E - 5)x$  e o ajuste para os dados incluindo as sínteses espectrais do carbono e nitrogênio é igual a  $y = (-0,02 \pm 0,04) - (3E - 5 \pm 4E - 5)x$ .

Enquanto o resultado do método de largura equivalente sugere que não há relação entre elementos voláteis e refratários entre as duas estrelas, o resultado incluindo síntese espectral indica uma deficiência de elementos refratários em relação aos elementos voláteis entre as estrelas HD 124785 e HD 077110.

### 7.2.3 Grupo 3

O terceiro grupo de estrelas pertencentes ao disco espesso contém somente duas estrelas. A estrela HD 114762 que tem um planeta detectado com massa igual a  $10,98 M_{Jup}$ , e

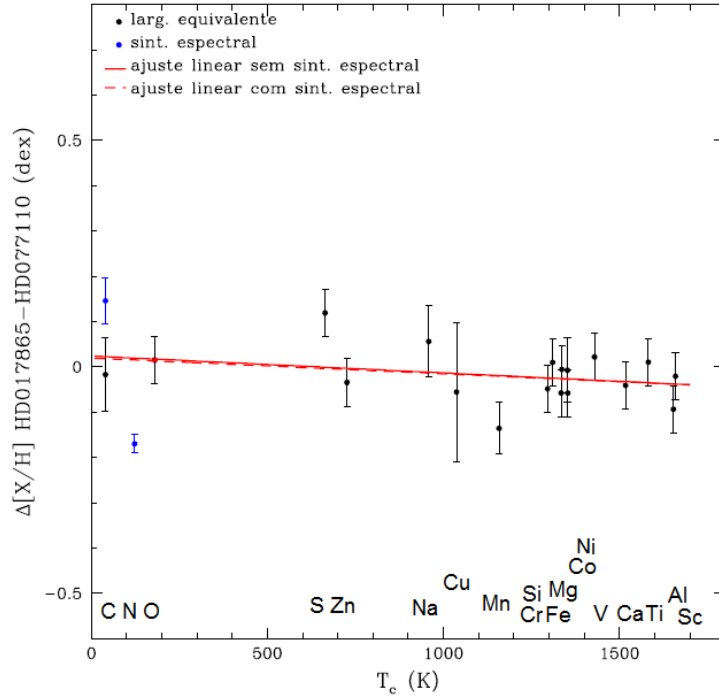


Figura 7.15 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 017865 e HD 077110.

período aproximado de 84 dias e a estrela HD 022879, considerada como de referência, que não teve nenhum planeta detectado até o momento. O resultado da análise diferencial feita entre esses dois objetos pode ser encontrado na Figura 7.17.

A análise química diferencial entre as duas estrelas via largura equivalente resultou em um ajuste linear de  $y = (0,15 \pm 0,05) + (1E - 5 \pm 4E - 5)x$ , enquanto o resultado via síntese espectral é  $y = (0,20 \pm 0,04) - (4E - 5 \pm 4E - 5)x$ .

O resultado para o primeiro método tem ajuste de inclinação compatível com zero sugerindo que não há relação entre os elementos voláteis e refratários entre as duas estrelas. Já o segundo método mostra uma provável deficiência de elementos voláteis em relação aos elementos refratários. Infelizmente, observou-se ao final da análise espectroscópica diferencial que estas duas estrelas apresentam parâmetros fotosféricos relativamente diferente em temperatura ( $\Delta T_{\text{ef}} = -120$  K) e especificamente em  $[\text{Fe}/\text{H}]$  ( $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = -0,17$  dex).

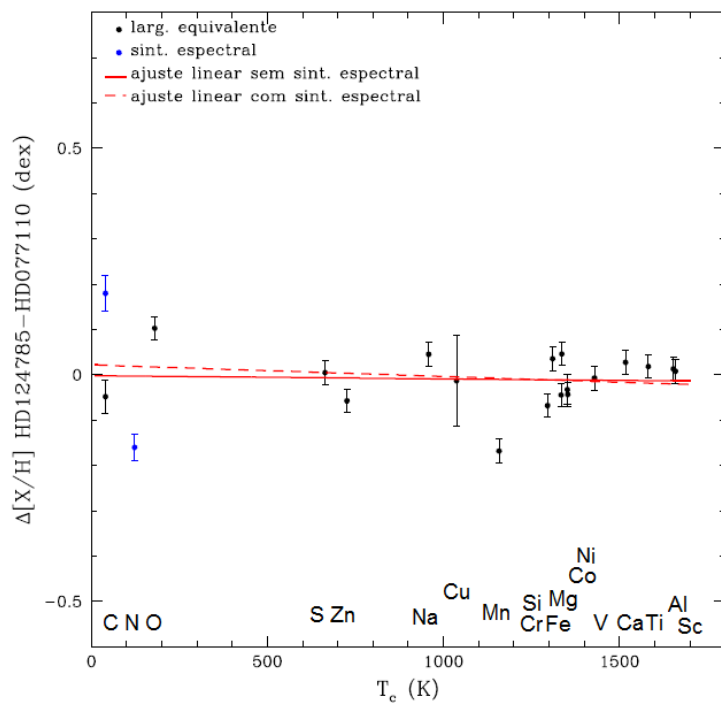


Figura 7.16 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 124785 e HD 077110.

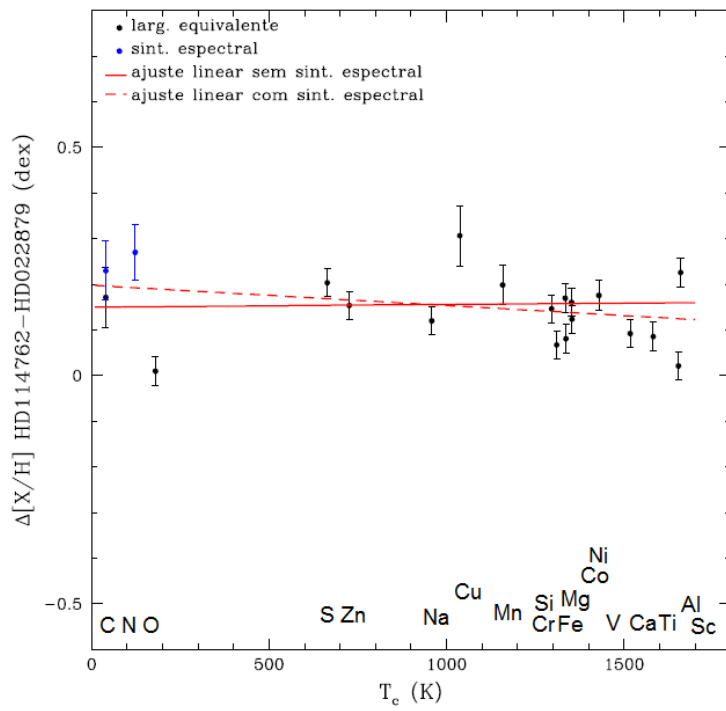


Figura 7.17 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para os elementos voláteis C, N, O, S e Zn, e refratários Na, Cu, Mn, Cr, Si, Fe, Co, Mg, Ni, V, Ca, Ti, Al e Sc, para o par de estrelas HD 022879 e HD 114762.





## 8 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

O objetivo deste trabalho consistiu em procurar possíveis anomalias em abundância química em estrelas que hospedem planetas quando comparadas com estrelas que não tenham planetas detectados. Devido à formação e evolução de tais sistemas é esperado que tais anomalias elementais sejam observadas.

A separação da amostra em diferentes grupos com parâmetros atmosféricos similares permitiu obtermos uma alta precisão na abundância química diferencial entre as estrelas de cada grupo.

De acordo com a análise realizada em 17 pares de estrelas foi possível concluir que 4 desses pares apresentam resultados promissores, indicando uma possibilidade de detecção de padrões peculiares nas abundâncias de elementos refratários em comparação aos elementos voláteis.

Os resultados apresentados a partir da análise concluída exclusivamente via largura equivalente tem diferença mediana de ponto inicial e final no ajuste de  $[X/H]$  vs. temperatura de condensação igual a  $-0,085$  dex para a análise diferencial de estrelas com planetas em relação à estrelas que não hospedam planetas. O resultado para a análise onde ambas as estrelas não hospedam planetas é igual a  $0,017$  dex. Ou seja, em média estrelas que hospedam planetas são 21% mais pobres em elementos refratários do que estrelas que não tenham planetas detectados.

Especificamente, a análise dos pares HD 021019 - HD 037124, HD 155358 - HD 126793, HD 190984 - HD 048938 e HD 181720 - HD 040865 indica que os elementos refratários são deficientes em relação aos voláteis quando se comparam estrelas que hospedam planetas com aquelas que não têm planetas detectados. Essa pode ser considerada uma possibilidade de detecção e deve-se analisar espectros de alta resolução para esses pares posteriormente.

Os pares HD 059984 - HD 126793 e HD 078747 - HD 126793 apresentam inclinações positivas em seus ajustes podendo indicar a presença de planetas, porém as estrelas analisadas não apresentem planetas detectados até o momento. Esses pares merecem serem revistos e uma análise com espectro de alta resolução pode ser feita.

Embora os pares HD 020794 - HD 040865 e HD 111232 - HD 040865 não tenham apresentado resultados conclusivos, estes são excelentes candidatos a uma observação em alta resolução para a aprimoração de resultados.

Os pares HD 056274 - HD 037124, HD 150177 - HD 048938 e HD 022879 - HD 114762 tiveram seus resultados comprometidos pois se verificou que, principalmente, a abundância  $[Fe/H]$  entre as estrelas analisadas e suas respectivas estrelas de referência tem grande

diferença entre si.

Os demais pares analisados via largura equivalente não mostraram resultados significantes.

Para a análise que inclui resultados de abundância química via síntese espectral para o carbono e nitrogênio, a diferença entre o ponto inicial e final da análise de  $[X/H]$  vs. temperatura de condensação tem mediana igual a  $-0,017$  dex para a análise diferencial de estrelas com planetas em relação à estrelas que não hospedam planetas. O resultado para a análise onde ambas as estrelas não hospedam planetas é igual a  $0,017$  dex.

Nos casos dos elementos nitrogênio e carbono os resultados obtidos via síntese espectral podem ser melhorados consideravelmente se incluirmos outras regiões do espectro (p. ex. a banda (0,0) do sistema A - X do NH em  $\lambda 3360\text{\AA}$  e banda (0,0) do sistema A  $^2\Delta$  - X  $^2\Pi$  do CH em  $\lambda 4310\text{\AA}$ ).

A perspectiva futura será observar as estrelas que apresentaram resultados promissores, utilizando-se para a análise diferencial tanto medidas de largura equivalente como a síntese espectral, em alta resolução espectral ( $85.000 \leq R \leq 100.000$ ) e alta relação sinal-ruído.

Como outra perspectiva deste trabalho, poder-se-á aprimorar a homogeneidade das estrelas em seus grupos caso conhecêssemos a massa e estágio evolutivo de cada estrela. Massa e idade seriam estimadas por meio de interpolações em grades e trajetórias estelares evolutivas e isócronas usando como referência a posição de cada estrela no diagrama HR ( $\log L/L_0$  vs.  $\log T_{\text{ef}}$ ), ou diagrama HR modificado ( $\log g$  vs.  $\log T_{\text{ef}}$ ). A idade também poderia ser estimada por meio de análise da abundância de lítio via síntese espectral da linha Li I  $6707,75 \text{\AA}$ .

## REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- ADIBEKYAN, V. Z.; HERNÁNDEZ, J. I. G.; MENA, E. D.; SOUSA, S. G.; SANTOS, N. C.; ISRAELIAN, G.; FIGUEIRA, P.; LIS, S. Bertran de. On the origin of stars with and without planets. Te trends and clues to Galactic evolution. **Astronomy & Astrophysics**, v. 564, p. L15, 2014. DOI: 10.1051/0004-6361/201423435. 2
- BALFOUR, W. J.; LINDGREN, B. High-resolution emission spectra of MgH and MgD in the 600 to 850 nm wavelength region. **Canadian Journal of Physics**, v. 56, p. 767, 1978. DOI: 10.1139/p78-101. 36
- BENSBY, T.; FELTZING, S.; LUNDSTROM, I. Oxygen trends in the galactic thin and thick disks. **Astronomy & Astrophysics**, v. 415, p. 155–170, 2004. DOI: 10.1051/0004-6361:20031655. xi, 12
- BINNEY, J.; MERRIFIELD, M. **Galactic astronomy**. Princeton: Princeton University Press, 1998. 796 p. 12
- BRZOWSKI, J.; BUNKER, P.; ELANDER, N.; ERMAN, P. Predissociation effects in the A, B, and C states of CH and the interstellar formation rate of CH via inverse predissociation. **The Astrophysical Journal**, v. 207, p. 414–424, 1976. DOI: 10.1086/154509. 36
- CASTELLI, F.; KURUCZ, R. L. New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres. **ArXiv Astrophysics e-prints**, 2004. 29
- ECUVILLON, A.; ISRAELIAN, G.; SANTOS, N. C.; MAYOR, M.; GILLI, G. Abundance ratios of volatile vs. refractory elements in planet-harboring stars: hints of pollution? **Astronomy & Astrophysics**, v. 449, p. 809–816, 2006. DOI: 10.1051/0004-6361:20054534. 2
- EXOPLANET TEAM. **The extrasolar planets encyclopaedia-catalog**. 2015. Disponível em: <<http://exoplanet.eu/catalog>>. Acesso em: 04 março 2015. 1, 3, 5, 6
- FISCHER, D. A.; VALENTI, J. The Planet-Metallicity Correlation. **The Astrophysical Journal**, v. 622, p. 1102–1117, 2005. DOI: 10.1086/428383. 3
- GONZALEZ, G. The stellar metallicity-giant planet connection. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 285, p. 403–412, 1997. 2
- \_\_\_\_\_. Parent stars of extrasolar planets - XII. Additional evidence for trends with  $v \sin i$ , condensation temperature and chromospheric activity. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 416, p. L80–L83, 2011. DOI: 10.1111/j.1745-3933.2011.01102.x. 2

GRAY, D. F. **The observation and analysis of stellar photospheres**. Cambridge: Cambridge University Press, 1976. 452 p. 17, 18, 19, 20, 21, 32, 33

HERNÁNDEZ, J. I. G.; DELGADO-MENA, E.; SOUSA, S. G.; ISRAELIAN, G.; SANTOS, N. C.; ADIBEKYAN, V. Z.; UDRY, S. Searching for the signatures of terrestrial planets in F-, G-type main-sequence stars. **Astronomy & Astrophysics**, v. 552, p. A6, 2013. DOI: 10.1051/0004-6361/201220165. 2

HUBER, K. P.; HERZBERG, G. **Constantes of diatomic molecules**. New York: Van Nortrand Runhold, 1979. 36

JURIĆ, M.; IVEZIĆ, v. Z.; BROOKS, A.; LUPTON, R. H.; SCHLEGEL, D.; FINKBEINER, D.; PADMANABHAN, N.; BOND, N.; SESAR, B.; ROCKOSI, C. M.; KNAPP, G. R.; GUNN, J. E.; SUMI, T.; SCHNEIDER, D. P.; BARENTINE, J. C.; BREWINGTON, H. J.; BRINKMANN, J.; FUKUGITA, M.; HARVANEK, M.; KLEINMAN, S. J.; KRZESINSKI, J.; LONG, D.; NEILSEN JR., E. H.; NITTA, A.; SNEDDEN, S. A.; YORK, D. G. The Milky Way Tomography with SDSS. I. Stellar Number Density Distribution. **The Astrophysical Journal**, v. 673, p. 864–914, 2008. DOI: 10.1086/523619. 4

KUPKA, F.; PISKUNOV, N. E.; RYABCHIKOVA, T. A.; STEMPLER, H. C.; WEISS, W. W. Vald-2: Progress of the vienna atomic line data base. **Astronomy & Astrophysics Supplement Series**, v. 138, p. 119–133, 1999. DOI: 10.1051/aas:1999267. 36

LARSSON, M.; SIEGBAHN, P. E. M.; AGREN, H. A theoretical investigation of the radiative properties of the CN red and violet systems. **The Astrophysical Journal**, v. 272, p. 369–376, 1983. DOI: 10.1086/161302. 36

LAS CAMPANAS OBSERVATORY CARNEGIE INTITUTION OF WASHINGTON. **MIKE**: The magellan inamori kyocera echelle. 2014. Disponível em: <<http://www.lco.cl/telescopes-information/magellan/instruments/mike>>. Acesso em: 07 abril 2014. 9

LODDERS, K. Solar System Abundances and Condensation Temperatures of the Elements. **The Astrophysical Journal**, v. 591, p. 1220–1247, jul. 2003. DOI: 10.1086/375492. 1, 2, 93

MACK III, C. E.; SCHULER, S. C.; STASSUN, K. G.; NORRIS, J. Detailed Abundances of Planet-hosting Wide Binaries. I. Did Planet Formation Imprint Chemical Signatures in the Atmospheres of HD 20782/81? **The Astrophysical Journal**, v. 787, p. 98, 2014. DOI: 10.1088/0004-637X/787/2/98. 2

MAIA, M. T.; MELÉNDEZ, J.; RAMÍREZ, I. High Precision Abundances in the 16 Cyg Binary System: A Signature of the Rocky Core in the Giant Planet. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 790, p. L25, 2014. DOI: 10.1088/2041-8205/790/2/L25. 2

MARTIOLI, E. M. **Exoplanetas: o que são e como detectá-los**. 149 p. Dissertação (Mestrado em Astrofísica) — Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2006-02-17 2006. Disponível em: <<http://urlib.net/sid.inpe.br/MTC-m13080/2006/04.13.19.42>>. Acesso em: 05 mar. 2015. 1

MATTEUCCI, F. **Chemical evolution of galaxies**. New York: Springer, 2011. 225 p. 12

MAYOR, M.; MARMIER, M.; LOVIS, C.; UDRY, S.; SÉGRANSAN, D.; PEPE, F.; BENZ, W.; BERTAUX, J. .; BOUCHY, F.; DUMUSQUE, X.; CURTO, G. L.; MORDASINI, C.; QUELOZ, D.; SANTOS, N. C. The HARPS search for southern extra-solar planets XXXIV. Occurrence, mass distribution and orbital properties of super-Earths and Neptune-mass planets. **ArXiv e-prints**, 2011. 16

MAYOR, M.; QUELOZ, D. A Jupiter-mass companion to a solar-type star. **Nature**, v. 378, p. 355–359, 1995. DOI: 10.1038/378355a0. 1

MELÉNDEZ, J. **Espectroscopia no IR: abundâncias de oxigênio em estrelas pobres em metais**. Tese (Doutorado em Astrofísica) — Universidade de São Paulo (USP), São Paulo, 2001. 21, 22

MELÉNDEZ, J.; ASPLUND, M.; GUSTAFSSON, B.; YONG, D. The Peculiar Solar Composition and Its Possible Relation to Planet Formation. **The Astrophysical Journal**, v. 704, p. L66–L70, 2009. DOI: 10.1088/0004-637X/704/1/L66. 1, 2, 23

MELÉNDEZ, J.; BERGEMANN, M.; COHEN, J. G.; ENDL, M.; KARAKAS, A. I.; RAMÍREZ, I.; COCHRAN, W. D.; YONG, D.; MACQUEEN, P. J.; KOBAYASHI, C.; ASPLUND, M. The remarkable solar twin hip 56948: a prime target in the quest for other earths. **Astronomy & Astrophysics**, v. 543, p. A29, 2012. DOI: 10.1051/0004-6361/201117222. 43

MELÉNDEZ, J.; RAMÍREZ, I.; KARAKAS, A. I.; YONG, D.; MONROE, T. R.; BEDELL, M.; BERGEMANN, M.; ASPLUND, M.; MAIA, M. T.; BEAN, J.; NASCIMENTO JR., J.-D. do; BAZOT, M.; ALVES-BRITO, A.; FREITAS, F. C.; CASTRO, M. 18 Sco: A Solar Twin Rich in Refractory and Neutron-capture Elements. Implications for Chemical Tagging. **The Astrophysical Journal**, v. 791, p. 14, 2014. DOI: 10.1088/0004-637X/791/1/14. 34, 102

MILONE, A. de C. **Síntese espectral de bandas moleculares do óxido de titânio (TiO) em aglomerados globulares e galáxias E/S0: a razão elementos-alpha/ferro**.

Tese (Doutorado em Astrofísica) — Universidade de São Paulo (USP), São Paulo, 1996. 21, 22, 36

NATIONAL OPTICAL ASTRONOMY OBSERVATORIES. **IRAF**: Image reduction and analysis facility. 2012. Disponível em: <<http://iraf.noao.edu>>. Acesso em: 26 agosto 2013. 10

NORRIS, J. E.; RYAN, S. G. Population studies. XI - The extended disk, halo configuration. **The Astrophysical Journal**, v. 380, p. 403–418, 1991. DOI: 10.1086/170599. 2, 4

ÖNEHAG, A.; KORN, A.; GUSTAFSSON, B.; STEMPELS, E.; VANDENBERG, D. A. M67-1194, an unusually Sun-like solar twin in M67. **Astronomy & Astrophysics**, v. 528, p. A85, 2011. DOI: 10.1051/0004-6361/201015138. 2

PISKUNOV, N. E.; KUPKA, F.; RYABCHIKOVA, T. A.; WEISS, W. W.; JEFFERY, C. S. Vald: The vienna atomic line data base. **Astronomy & Astrophysics Supplement Series**, v. 112, p. 525, 1995. 36

REDDY, B. E.; LAMBERT, D. L.; PRIETO, C. A. Elemental abundance survey of the galactic thick disk. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 367, p. 1329–1366, 2006. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2006.10148.x. 12

SCHULER, S. C.; CUNHA, K.; SMITH, V. V.; GHEZZI, L.; KING, J. R.; DELIYANNIS, C. P.; BOESGAARD, A. M. Detailed Abundances of the Solar Twins 16 Cygni A and B: Constraining Planet Formation Models. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 737, p. L32, ago. 2011. 2

SCHULER, S. C.; FLATEAU, D.; CUNHA, K.; KING, J. R.; GHEZZI, L.; SMITH, V. V. Abundances of Stars with Planets: Trends with Condensation Temperature. **The Astrophysical Journal**, v. 732, p. 55, 2011. DOI: 10.1088/0004-637X/732/1/55. 2

SILVA, R. O. **Composição química, evolução e cinemática de estrelas do tipo solar**. 2002. 129 p. (INPE-9877-TDI/873). Dissertação (Mestrado em Astrofísica) — Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), São Jose dos Campos, 2002. 21, 22, 26, 32, 34

SNEDEN, C. **MOOG**. Universidade do Texas, 2013. Disponível em: <<http://www.as.utexas.edu/~chris/moog.html>>. Acesso em: 09 outubro 2013. 29

SOUZA, S. G.; SANTOS, N. C.; ISRAELIAN, G.; LOVIS, C.; MAYOR, M.; SILVA, P. B.; UDRY, S. Spectroscopic characterization of a sample of metal-poor solar-type stars from the harps planet search program. precise spectroscopic parameters and mass estimation. **Astronomy & Astrophysics**, v. 526, p. A99, 2011. DOI: 10.1051/0004-6361/201015646. 9

TESKE, J. K.; GHEZZI, L.; CUNHA, K.; SMITH, V. V.; SCHULER, S. C.;  
BERGEMANN, M. Abundance Differences Between Exoplanet Binary Host Stars  
XO-2N and XO-2S – Dependence on Stellar Parameters. **ArXiv e-prints**, 2015. [2](#)

TUCCI-MAIA, M.; MELÉNDEZ, J.; CASTRO, M.; ASPLUND, M.; RAMÍREZ, I.;  
MONROE, T. R.; JR. do N.; D., J.; YOUNG, D. Shallow extra-mixing in solar twins  
inferred from be abundances. **Astronomy & Astrophysics**, v. 576, p. L10, 2015. DOI:  
[10.1051/0004-6361/201425357](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201425357). [38](#)





## APÊNDICE A - TEMPERATURA DE CONDENSAÇÃO DOS ELEMENTOS

Tabela A.1 - Temperatura de condensação ( $T_c$ ) para alguns elementos.

Número Atômico (Z)	Elemento	$T_c$ (K)
06	C	40
07	N	123
08	O	180
11	Na	958
12	Mg	1336
13	Al	1653
14	Si	1310
16	S	664
20	Ca	1517
21	Sc	1659
22	Ti	1582
23	V	1429
24	Cr	1296
25	Mn	1158
26	Fe	1334
27	Co	1352
28	Ni	1353
29	Cu	1037
30	Zn	726

Fonte: Ladders (2003).



## APÊNDICE B - LISTA DE LINHAS ATÔMICAS

Tabela B.1 - Linhas atômicas adotadas.

$\lambda$ (Å)	Identificação	$\chi$ (eV)	log gf	EW (Sol) (mÅ)
5044,211	Fe I	2,8512	-2,058	74,3
5054,642	Fe I	3,640	-1,921	40,5
5127,359	Fe I	0,915	-3,307	96,1
5127,679	Fe I	0,052	-6,125	19,1
5198,711	Fe I	2,223	-2,135	98,1
5225,525	Fe I	0,1101	-4,789	72,1
5242,491	Fe I	3,634	-0,967	86,9
5247,050	Fe I	0,0872	-4,946	66,9
5250,208	Fe I	0,1212	-4,938	65,9
5295,312	Fe I	4,415	-1,49	30,3
5322,041	Fe I	2,279	-2,80	1,5
5373,709	Fe I	4,473	-0,77	63,9
5379,574	Fe I	3,694	-1,514	61,5
5386,334	Fe I	4,154	-1,74	33,6
5466,396	Fe I	4,371	-0,565	79,4
5466,987	Fe I	3,573	-2,23	35,2
5522,446	Fe I	4,209	-1,31	43,7
5546,506	Fe I	4,371	-1,18	51,4
5560,211	Fe I	4,434	-1,16	52,0
5577,02	Fe I	5,0331	-1,455	11,2
5618,633	Fe I	4,209	-1,276	50,2
5636,696	Fe I	3,640	-2,56	19,7
5638,262	Fe I	4,220	-0,81	77,6
5649,987	Fe I	5,0995	-0,8	35,9
5651,469	Fe I	4,473	-1,75	18,9
5661,348	Fe I	4,2843	-1,756	23,0
5679,023	Fe I	4,652	-0,75	59,6
5696,089	Fe I	4,548	-1,720	13,7
5701,544	Fe I	2,559	-2,216	84,7
5705,464	Fe I	4,301	-1,355	38,1
5855,076	Fe I	4,6075	-1,478	22,9
5905,672	Fe I	4,652	-0,69	60,1
5916,247	Fe I	2,453	-2,936	55,5
5927,789	Fe I	4,652	-1,04	43,6

(Continua)

Tabela B.1 - Continuação

$\lambda$ (Å)	Identificação	$\chi$ (eV)	log gf	EW (Sol) (mÅ)
5934,655	Fe I	3,928	-1,07	77,9
5956,694	Fe I	0,8589	-4,605	52,8
5987,065	Fe I	4,795	-0,212	68,2
6003,012	Fe I	3,881	-1,060	84,5
6005,541	Fe I	2,588	-3,43	23,0
6024,058	Fe I	4,548	-0,02	111,2
6027,050	Fe I	4,0758	-1,09	64,0
6056,005	Fe I	4,733	-0,45	72,3
6065,482	Fe I	2,6085	-1,530	117,3
6079,009	Fe I	4,652	-1,10	46,5
6082,711	Fe I	2,223	-3,573	34,0
6093,644	Fe I	4,607	-1,30	30,8
6096,665	Fe I	3,9841	-1,81	37,6
6151,618	Fe I	2,1759	-3,299	49,9
6157,728	Fe I	4,076	-1,22	62,7
6165,360	Fe I	4,1426	-1,46	45,4
6173,335	Fe I	2,223	-2,880	68,7
6187,990	Fe I	3,943	-1,67	47,6
6200,313	Fe I	2,6085	-2,437	73,6
6213,430	Fe I	2,2227	-2,52	82,7
6219,281	Fe I	2,198	-2,433	90,3
6226,736	Fe I	3,883	-2,1	30,1
6240,646	Fe I	2,2227	-3,233	48,7
6252,555	Fe I	2,4040	-1,687	121,6
6265,134	Fe I	2,1759	-2,550	85,9
6270,225	Fe I	2,8580	-2,54	52,2
6271,279	Fe I	3,332	-2,703	24,6
6380,743	Fe I	4,186	-1,376	53,2
6392,539	Fe I	2,279	-4,03	16,7
6430,846	Fe I	2,1759	-2,006	114,0
6498,939	Fe I	0,9581	-4,699	46,5
6593,871	Fe I	2,4326	-2,422	86,3
6597,561	Fe I	4,795	-0,98	44,7
6625,022	Fe I	1,011	-5,336	14,9
6677,987	Fe I	2,692	-1,418	129,9

(Continua)

Tabela B.1 - Continuação

$\lambda$ (Å)	Identificação	$\chi$ (eV)	log gf	EW (Sol) (mÅ)
6703,567	Fe I	2,7585	-3,023	37,6
6705,102	Fe I	4,607	-0,98	46,3
6710,319	Fe I	1,485	-4,88	15,7
6713,745	Fe I	4,795	-1,40	21,2
6725,357	Fe I	4,103	-2,19	18,6
6726,667	Fe I	4,607	-1,03	47,4
6733,151	Fe I	4,638	-1,47	27,0
6739,522	Fe I	1,557	-4,79	12,4
6750,152	Fe I	2,4241	-2,621	75,3
6752,707	Fe I	4,638	-1,204	36,8
6793,259	Fe I	4,076	-2,326	13,0
6806,845	Fe I	2,727	-3,11	35,4
6810,263	Fe I	4,607	-0,986	50,6
6837,006	Fe I	4,593	-1,687	18,9
6839,830	Fe I	2,559	-3,35	31,6
6843,656	Fe I	4,548	-0,86	63,3
6858,150	Fe I	4,607	-0,930	52,4
5197,577	Fe II	3,2306	-2,22	80,7
5234,625	Fe II	3,2215	-2,18	80,7
5264,812	Fe II	3,2304	-3,13	45,8
5325,553	Fe II	3,2215	-3,16	41,3
5414,073	Fe II	3,2215	-3,58	26,7
5425,257	Fe II	3,1996	-3,22	41,3
6084,111	Fe II	3,1996	-3,79	20,9
6247,557	Fe II	3,8918	-2,30	52,9
6369,462	Fe II	2,8912	-4,11	18,7
6416,919	Fe II	3,8918	-2,64	40,5
6432,680	Fe II	2,8912	-3,57	42,4
6456,383	Fe II	3,9036	-2,05	62,4
5052,167	C I	7,685	-1,24	34,5
5380,337	C I	7,685	-1,57	20,6
6587,61	C I	8,537	-1,05	15,2
7111,47	C I	8,640	-1,07	14,3
7113,179	C I	8,647	-0,76	23,6
7771,944	O I	9,146	0,37	71,1

(Continua)

Tabela B.1 - Continuação

$\lambda$ (Å)	Identificação	$\chi$ (eV)	log gf	EW (Sol) (mÅ)
7774,166	O I	9,146	0,22	63,7
7775,388	O I	9,146	0,00	51,1
4751,822	Na I	2,1044	-2,078	11,6
5148,838	Na I	2,1023	-2,044	11,7
6154,225	Na I	2,1023	-1,547	36,9
6160,747	Na I	2,1044	-1,246	54,3
4571,095	Mg I	0,000	-5,623	106,0
4730,040	Mg I	4,340	-2,389	69,0
5711,088	Mg I	4,345	-1,729	105,6
6319,236	Mg I	5,108	-2,165	25,6
6696,018	Al I	3,143	-1,481	36,3
6698,667	Al I	3,143	-1,782	21,2
7835,309	Al I	4,021	-0,68	43,6
7836,134	Al I	4,021	-0,45	57,7
8772,866	Al I	4,0215	-0,38	73,9
8773,896	Al I	4,0216	-0,22	92,3
5488,983	Si I	5,614	-1,69	19,8
5517,540	Si I	5,080	-2,496	13,9
5645,611	Si I	4,929	-2,04	36,1
5665,554	Si I	4,920	-1,94	41,1
5684,484	Si I	4,953	-1,55	62,0
5690,425	Si I	4,929	-1,77	49,3
5701,104	Si I	4,930	-1,95	40,5
5793,073	Si I	4,929	-1,96	44,0
6125,021	Si I	5,614	-1,50	32,1
6145,015	Si I	5,616	-1,41	39,1
6243,823	Si I	5,616	-1,27	44,6
6244,476	Si I	5,616	-1,32	45,8
6721,848	Si I	5,862	-1,12	44,8
6741,63	Si I	5,984	-1,65	16,4
6046,000	S I	7,868	-0,15	20,0
6052,656	S I	7,870	-0,4	12,3
6743,54	S I	7,866	-0,6	8,5
6757,153	S I	7,870	-0,15	19,5
8693,93	S I	7,870	-0,44	12,7

(Continua)

Tabela B.1 - Continuação

$\lambda$ (Å)	Identificação	$\chi$ (eV)	log gf	EW (Sol) (mÅ)
8694,62	S I	7,870	0,1	28,6
5260,387	Ca I	2,521	-1,719	34,0
5512,980	Ca I	2,933	-0,464	85,7
5581,965	Ca I	2,5229	-0,555	94,8
5590,114	Ca I	2,521	-0,571	92,4
5867,562	Ca I	2,933	-1,57	24,0
6166,439	Ca I	2,521	-1,142	70,2
6169,042	Ca I	2,523	-0,797	92,7
6455,598	Ca I	2,523	-1,34	56,8
6471,662	Ca I	2,525	-0,686	93,3
6499,650	Ca I	2,523	-0,818	86,5
4743,821	Sc I	1,4478	0,35	9,1
5081,57	Sc I	1,4478	0,30	9,1
5520,497	Sc I	1,8649	0,55	7,4
5671,821	Sc I	1,4478	0,55	15,2
5526,820	Sc II	1,770	0,140	76,6
5657,87	Sc II	1,507	-0,30	68,6
5684,19	Sc II	1,507	-0,95	38,6
6245,63	Sc II	1,507	-1,030	35,3
6279,76	Sc II	1,500	-1,2	30,3
6320,843	Sc II	1,500	-1,85	9,0
6604,578	Sc II	1,3569	-1,15	37,1
4465,802	Ti I	1,7393	-0,163	40,4
4555,485	Ti I	0,8484	-0,488	66,1
4758,120	Ti I	2,2492	0,425	45,2
4759,272	Ti I	2,2555	0,514	46,9
4820,410	Ti I	1,5024	-0,439	44,3
4913,616	Ti I	1,8731	0,161	52,1
5022,871	Ti I	0,8258	-0,434	72,6
5113,448	Ti I	1,443	-0,783	27,5
5147,479	Ti I	0,0000	-2,012	37,5
5219,700	Ti I	0,021	-2,292	29,1
5295,774	Ti I	1,0665	-1,633	13,3
5490,150	Ti I	1,460	-0,933	22,1
5739,464	Ti I	2,249	-0,60	8,5

(Continua)

Tabela B.1 - Continuação

$\lambda$ (Å)	Identificação	$\chi$ (eV)	log gf	EW (Sol) (mÅ)
5866,452	Ti I	1,066	-0,840	48,0
6091,174	Ti I	2,2673	-0,423	15,8
6126,217	Ti I	1,066	-1,424	22,8
6258,104	Ti I	1,443	-0,355	52,3
6261,101	Ti I	1,429	-0,479	49,1
4470,857	Ti II	1,1649	-2,06	64,0
4544,028	Ti II	1,2429	-2,53	41,5
4583,408	Ti II	1,165	-2,87	32,2
4636,33	Ti II	1,16	-3,152	20,3
4657,212	Ti II	1,243	-2,47	46,4
4779,985	Ti II	2,0477	-1,26	64,9
4865,611	Ti II	1,116	-2,81	40,3
4874,014	Ti II	3,095	-0,9	36,7
4911,193	Ti II	3,123	-0,537	52,7
5211,54	Ti II	2,59	-1,49	33,5
5336,778	Ti II	1,582	-1,630	72,2
5381,015	Ti II	1,565	-1,97	60,1
5418,767	Ti II	1,582	-2,11	49,1
4875,486	V I	0,040	-0,81	46,6
5670,85	V I	1,080	-0,42	19,7
5727,046	V I	1,081	-0,011	40,1
6039,73	V I	1,063	-0,65	13,0
6081,44	V I	1,051	-0,578	14,4
6090,21	V I	1,080	-0,062	34,6
6119,528	V I	1,064	-0,320	21,8
6199,20	V I	0,286	-1,28	13,8
6251,82	V I	0,286	-1,34	14,9
4801,047	Cr I	3,1216	-0,130	49,3
4936,335	Cr I	3,1128	-0,25	45,4
5214,140	Cr I	3,3694	-0,74	17,6
5238,964	Cr I	2,709	-1,27	16,5
5247,566	Cr I	0,960	-1,59	82,4
5272,007	Cr I	3,449	-0,42	24,9
5287,20	Cr I	3,438	-0,87	10,8
5296,691	Cr I	0,983	-1,36	93,6

(Continua)



Tabela B.1 - Continuação

$\lambda$ (Å)	Identificação	$\chi$ (eV)	log gf	EW (Sol) (mÅ)
5300,744	Cr I	0,982	-2,13	60,4
5345,801	Cr I	1,0036	-0,95	113,3
5348,312	Cr I	1,0036	-1,21	100,4
5783,08	Cr I	3,3230	-0,43	32,1
5783,87	Cr I	3,3223	-0,295	44,9
6661,08	Cr I	4,1926	-0,19	13,4
4588,199	Cr II	4,071	-0,594	69,3
4592,049	Cr II	4,073	-1,252	46,6
5237,328	Cr II	4,073	-1,087	52,7
5246,767	Cr II	3,714	-2,436	15,4
5305,870	Cr II	3,827	-1,97	25,6
5308,41	Cr II	4,0712	-1,846	26,8
5502,067	Cr II	4,168	-2,049	18,3
5004,891	Mg I	2,9197	-1,63	13,9
5399,470	Mg I	3,85	-0,104	39,3
6013,49	Mg I	3,073	-0,251	86,0
6016,64	Mg I	3,073	-0,084	96,3
6021,79	Mg I	3,076	+0,034	89,6
5212,691	Co I	3,5144	-0,11	20,9
5247,911	Co I	1,785	-2,08	18,2
5301,039	Co I	1,710	-1,99	20,4
5342,695	Co I	4,021	0,54	33,7
5483,352	Co I	1,7104	-1,49	51,5
5530,774	Co I	1,710	-2,23	20,4
5647,23	Co I	2,280	-1,56	14,3
6189,00	Co I	1,710	-2,46	11,1
6454,995	Co I	3,6320	-0,25	14,4
4953,208	Ni I	3,7397	-0,66	57,2
5010,938	Ni I	3,635	-0,87	50,1
5176,560	Ni I	3,8982	-0,44	59,0
5589,358	Ni I	3,898	-1,14	27,9
5643,078	Ni I	4,164	-1,25	15,1
5805,217	Ni I	4,1672	-0,64	42,6
6086,282	Ni I	4,266	-0,51	44,0
6108,116	Ni I	1,676	-2,44	65,3

(Continua)

Tabela B.1 - Continuação

$\lambda$ (Å)	Identificação	$\chi$ (eV)	log gf	EW (Sol) (mÅ)
6130,135	Ni I	4,266	-0,96	22,7
6176,811	Ni I	4,088	-0,26	64,4
6177,242	Ni I	1,826	-3,51	15,4
6204,604	Ni I	4,088	-1,14	22,5
6223,984	Ni I	4,105	-0,98	27,9
6378,25	Ni I	4,1535	-0,90	32,1
6643,630	Ni I	1,676	-2,1	93,9
6767,772	Ni I	1,826	-2,17	79,7
6772,315	Ni I	3,657	-0,99	51,2
7727,624	Ni I	3,678	-0,4	93,2
7797,586	Ni I	3,89	-0,34	78,6
5105,541	Cu I	1,39	-1,516	94,1
5218,197	Cu I	3,816	0,476	48,4
5220,066	Cu I	3,816	-0,448	17,0
7933,13	Cu I	3,79	-0,368	28,1
4722,159	Zn I	4,03	-0,38	70,0
4810,534	Zn I	4,08	-0,16	74,2
6362,35	Zn I	5,79	0,14	23,0

Fonte: Modificada de Meléndez et al. (2014).