



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

INPE-9877-TDI/873

**COMPOSIÇÃO QUÍMICA, EVOLUÇÃO E CINEMÁTICA DE
ESTRELAS DE TIPO SOLAR**

Ronaldo Oliveira da Silva

Dissertação de Mestrado em Astrofísica, orientada pelos Drs. André de Castro Milone e Gustavo Frederico Porto de Melo, aprovada em 11 de dezembro de 2002.

523.03

SILVA, R. O.

Composição química, evolução e cinemática de estrelas de tipo solar / R. O.Silva. – São José dos Campos: INPE, 2002.

129p. – (INPE-9877-TDI/873).

1.Estrelas. 2.Tipo solar. 3.Composição química. 4.Via láctea. 5.Evolução química. 6.Análise espectroscópica. 7.Síntese espectral. I.Título

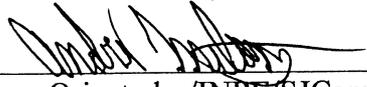
Aprovado pela Banca Examinadora em cumprimento a requisito exigido para a obtenção do Título de **Mestre em Astrofísica.**

Dr. Francisco José Jablonski



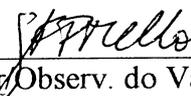
Presidente/INPE/SJCampos-SP

Dr. André de Castro Milone



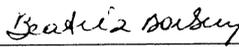
Orientador/INPE/SJCampos-SP

Dr. Gustavo Frederico Porto de Mello



Orientador/Observ. do Valongo/UFRJ
Rio de Janeiro-RJ

Dr^a Beatriz Leonor Silveira Barbuy



Membro da Banca
Convidada/IAG-USP/São Paulo-SP

Dr. Bruno Vaz Castilho de Souza



Membro da Banca
Convidado LNA-MCT/Itajubá-MG

Candidato: Ronaldo Oliveira da Silva

São José dos Campos, 11 de dezembro de 2002.

AGRADECIMENTOS

A minha mãe e ao meu pai, pois sem eles a conclusão deste projeto seria uma tarefa ainda mais difícil.

Aos meus orientadores, o Dr. André de Castro Milone e o Dr. Gustavo F. Porto de Mello, pelo apoio, incentivo e dedicação que em muito contribuíram para o meu amadurecimento profissional e, conseqüentemente, para o sucesso deste trabalho.

Aos meus amigos Claudio Castro e César Costa pela força e pela atenção que me deram nos momentos mais difíceis.

Aos meus amigos Annelisie Aiex, Flávia Requeijo, Maria do Carmo (Tata) e Rafael Pinotti que, fossem nas horas de trabalho ou nas horas de festa, de alguma forma me ajudaram a desenvolver este projeto mais eficientemente.

Aos membros da banca examinadora da proposta de dissertação e da dissertação, pelas críticas e sugestões que tornaram este trabalho mais didático e com conteúdo científico de maior qualidade.

A todos os pesquisadores e funcionários do INPE pelas contribuições dadas à realização deste projeto, em especial às secretárias Ivone, Bianca e Elaine.

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

Ao auxílio financeiro referente ao projeto temático da FAPESP “Nossa Galáxia e Formação Estelar”, coordenado pela Dra. Zulema Abraham (IAG/USP) e ao Projeto de Núcleo de Excelência (PRONEX/FINEP) “Galáxias: Formação, Evolução e Atividade”, coordenado pela Dra. Sueli Viegas (IAG/USP).

À Dra. Sandra Castro pela contribuição dada nas missões de observação e à equipe de apoio do Observatório de Cerro Tololo no Chile.

RESUMO

A composição química das estrelas de tipo solar é um diagnóstico extremamente valioso da evolução química do disco da Galáxia. Existe alguma evidência de que tal evolução tem sido heterogênea no espaço e ao longo do tempo e que a composição química do Sol pode não ser um padrão representativo de abundâncias. Neste trabalho, foram obtidas as abundâncias dos elementos químicos C, N, Na, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Zn, Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd e Sm em uma amostra de estrelas de tipo solar na vizinhança solar (distância ≤ 25 pc). A técnica empregada foi a análise espectroscópica diferencial em relação ao Sol, baseando-se em dados de alta resolução ($R \sim 46.000$) e alta razão sinal/ruído ($S/R > 300$), obtidos com o espectrógrafo *échelle* de bancada do telescópio de 1,5 m do CTIO. Adicionalmente, abundâncias de C e N foram obtidas através de síntese de bandas moleculares dos Sistemas Eletrônicos Swan do C_2 e Vermelho do CN utilizando-se um programa de síntese espectral. Os parâmetros atmosféricos foram estabelecidos usando cores fotométricas, o equilíbrio de excitação e ionização de linhas do Fe e a análise da temperatura e da luminosidade estelares no diagrama HR. Os resultados de abundâncias químicas aqui obtidos proporcionam uma melhor compreensão da relação das abundâncias conhecidas para o Sol com a das estrelas anãs de tipo G da população local, uma vez que as razões de abundâncias de diversos elementos (em relação ao ferro) obtidas para estrelas de metalicidade semelhante à solar diferem daquelas obtidas para o Sol. Tais resultados também contribuem para um melhor entendimento do processo de evolução química da vizinhança solar e do enriquecimento nucleossintético do disco galáctico.

CHEMICAL COMPOSITION, EVOLUTION AND CINEMATIC OF SOLAR-TYPE STARS

ABSTRACT

The chemical composition of the long-lived solar-type stars is an extremely valuable diagnostic of the chemical evolution of the Galactic disc. There is some evidence that such evolution has been heterogeneous both in time and space, and that the Sun might not be a typical star in what concerns its abundance pattern. In this work, we have determined the abundances of the elements C, N, Na, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Zn, Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd and Sm, in a sample of solar-type stars in the solar neighborhood (distance ≤ 25 pc). The technique was the differential spectroscopic analysis, relative to the Sun, based on high resolution ($R \sim 46,000$) and high sign-to-noise ratio ($S/N > 300$) data obtained with the bench-mounted *échelle* spectrograph of the 1.5 m telescope of CTIO. In addition, abundances of C and N were obtained based on molecular bands of the Swan and Red Electronic Systems using a spectral synthesis code. The atmospheric parameters were established using photometric colors, the excitation and ionization equilibria of the Fe lines and the analysis of the stellar temperature and luminosity in the HR diagram. The results of chemical abundances obtained here contribute to a better understanding of the relation of the abundances known for the Sun with that of the local population of G-type dwarf stars, since the abundances of many elements (relative to iron) obtained for solar metallicity stars are different from that of the Sun. Such results also contribute to a better understanding of the chemical evolution in the solar neighborhood and of the nucleosynthetic enrichment of the galactic disk.

SUMÁRIO

CAPÍTULO 1 - INTRODUÇÃO.....	11
CAPÍTULO 2 - AMOSTRA DE ESTRELAS E ÍNDICES FOTOMÉTRICOS.....	19
2.1 - Seleção da Amostra.....	19
2.2 - Temperatura Efetiva Fotométrica.....	20
CAPÍTULO 3 - OBSERVAÇÕES ESPECTROSCÓPICAS E REDUÇÕES.....	25
3.1 - Observações.....	25
3.2 - Reduções.....	27
CAPÍTULO 4 - ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA.....	31
4.1 - Medidas de Largura Equivalente.....	31
4.2 - Modelos Atmosféricos Utilizados.....	36
4.3 - Cálculo dos Valores de g_f Solares.....	39
4.4 - Estrutura Hiperfina.....	39
4.5 - Determinação dos Parâmetros Atmosféricos.....	43
4.6 - Estimativa das Incertezas.....	48
4.6.1 - Incertezas nas Larguras Equivalentes e nos Valores de g_f	49
4.6.2 - Incertezas nos Modelos Atmosféricos.....	49
4.6.3 - Incertezas nos Parâmetros Atmosféricos.....	50
4.6.4 - Estimativa das Incertezas Totais.....	51
CAPÍTULO 5 - SÍNTESE ESPECTRAL.....	53

5.1 - Resumo da Teoria de Transições Moleculares.....	55
5.1.1 - Sistemas de Bandas Moleculares.....	57
5.2 - Parâmetros Necessários para a Síntese Espectral.....	59
5.2.1 - Parâmetros Atômicos e Moleculares.....	59
5.2.2 - Parâmetros de Convolução Espectral.....	60
5.3 - Reprodução do Espectro Solar.....	65
CAPÍTULO 6 - RESULTADOS E DISCUSSÃO.....	71
6.1 - Determinação dos Parâmetros Evolutivos e Cinemáticos Estelares.....	71
6.1.1 - Parâmetros Evolutivos.....	71
6.1.2 - Parâmetros Cinemáticos.....	76
6.2 - Abundâncias Químicas Determinadas.....	80
CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS.....	115
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS.....	117
APÊNDICE A.....	125

CAPÍTULO 1 - INTRODUÇÃO

Costuma-se supor que o Sistema Solar foi formado a partir de material que é representativo das condições físicas locais da Galáxia na época de sua formação e que, portanto, a composição química do Sol pode ser considerada um padrão de abundâncias. Entretanto, esta hipótese simplificadora envolve uma série de suposições que são raramente questionadas. Com a melhoria das técnicas de observação e de análise, tornando possível estudar a evolução química da Galáxia em mais detalhe, algumas antigas conclusões têm sido desafiadas e novas questões têm surgido.

A história evolutiva da Galáxia pode ser estudada a partir da evolução de sua composição química. Entretanto, esta é uma história complexa e envolve amplas escalas temporais e espaciais. As ferramentas básicas para o estudo desta história são *i)* a espectroscopia estelar; *ii)* as teorias estelares de evolução e de nucleossíntese; *iii)* as observações e as teorias de evolução química e de dinâmica da Galáxia.

Essencialmente, a evolução da composição química deve-se à nucleossíntese estelar. Neste processo, as estrelas sintetizam elementos químicos pesados a partir dos mais leves por meio de reações nucleares e, posteriormente, ejetam estes elementos para o meio interestelar e novas estrelas se formam a partir deste material enriquecido.

As teorias de nucleossíntese atribuem a abundância dos elementos mais pesados que o He a processos de reações nucleares ocorrendo no interior estelar e nos eventos de supernovas, essencialmente, as reações de queima do He, o ciclo CNO, o processo de captura de partículas alfa (processo- α) e o processo de captura de nêutrons. Os elementos sintetizados através do processo de captura de nêutrons são chamados de elementos do processo-s ou processo-r, dependendo se a taxa de captura é mais lenta (*slow*) ou mais rápida (*rapid*) que a taxa de decaimento beta (decaimentos com excesso de nêutrons) do elemento em questão (Bowers e Deeming, 1984).

Dependendo de qual processo predomina na sua síntese, os elementos podem ser classificados basicamente em quatro grupos (Wheeler et al., 1989): *i) grupo CNO (C, N*

e O): formados durante a queima do He e durante o ciclo CNO; ii) *metais leves* (Na, Mg, Al, Si, S, K, Ca e talvez Ti): aqueles de número atômico Z par são sintetizados pelo processo- α e a produção daqueles de Z ímpar depende do excesso de nêutrons (o elemento Ti pode ser visto ou como o mais pesado dos elementos- α ou como um dos mais leves do grupo do Fe); iii) *grupo do Fe* (V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni e talvez Sc, Cu e Zn): formados pelos processos de captura de nêutrons, de prótons e de partículas alfa (deve-se distinguir a possibilidade de capturar partículas alfa do processo- α em si, o qual adiciona núcleos de He em seqüência); iv) *elementos pesados* ($Z > 30$): sintetizados predominantemente pelo processo de captura de nêutrons, o qual pode ser devido ao processo-s ou ao processo-r.

É conveniente, ainda, identificar as várias faixas de massa com as quais estão associados processos específicos de nucleossíntese e seus produtos (Wheeler et al., 1989): i) estrelas de altíssima massa ($M \sim 100 M_{\odot}$) podem explodir devido ao processo de formação de pares no núcleo rico em O; ii) estrelas de alta massa ($M > 10 M_{\odot}$), durante as fases de supernova de Tipo II e talvez de Tipo Ib, são as maiores fontes de oxigênio da Galáxia e contribuem substancialmente com a produção dos elementos de massa intermediária (do Ne ao Ca) e dos elementos do processo-r; iii) estrelas de massa intermediária ($1 < M/M_{\odot} < 10$), durante a fase de evolução no AGB (*Asymptotic Giant Branch* ou ramo assintótico das gigantes), são as principais fontes de C, N e elementos do processo-s; iv) supernovas de Tipo Ia produzem os elementos do grupo do Fe e contribuem bastante com a produção dos elementos desde o Si até o Ca.

Ao longo dos anos 80, um grande esforço observacional espectroscópico concentrou-se na análise de abundâncias de estrelas de metalicidade muito baixa, com a motivação de obter razões de abundâncias¹ de diversos elementos em relação ao Fe. Tais razões de abundâncias são representativas das fases iniciais da evolução da Galáxia e

1 Notação de abundância estelar: $[X] = \log(X)_{\text{estrela}} - \log(X)_{\text{Sol}}$, onde X é uma quantidade qualquer na atmosfera, normalmente uma razão de abundâncias. A razão [Fe/H] ou metalicidade é freqüentemente utilizada para medir a abundância de metais na atmosfera estelar, pois o Fe possui grande diversidade linhas espectrais. Muitas vezes, utiliza-se a razão [A/Fe] de um elemento qualquer A em relação ao Fe.

constituem-se em vínculos muito poderosos para as teorias de evolução química da Galáxia e de nucleossíntese estelar (Chiappini et al., 1997). Este esforço observacional produziu um conjunto de dados que contribuiu decisivamente para a discussão da evolução química até a atualidade (Wheeler et al., 1989; McWilliam, 1997).

Porém, o uso de telescópios sempre mais poderosos e espectrógrafos e detetores cada vez mais eficientes conduziu as linhas de pesquisa majoritárias para o estudo de objetos sempre mais distantes e deficientes em metais como, por exemplo, o trabalho de McWilliam et al. (1995). Como consequência, uma série de problemas fundamentais acerca da vizinhança imediata do Sol permaneceu sem solução, dentre os quais a determinação das abundâncias químicas para as estrelas da vizinhança solar.

Durante a evolução do disco galáctico, a nucleossíntese em sucessivas gerações de estrelas ocorreu juntamente com interações dinâmicas entre estas estrelas e o gás interestelar. O estado da Galáxia em diversas épocas de sua evolução é preservado em determinados tipos de estrelas nela presentes desde tais épocas até hoje.

Estrelas de tipo solar da vizinhança solar possuem esta característica e formam, portanto, uma população estelar adequada ao estudo da evolução química da Galáxia, especialmente do disco. Estas estrelas possuem dispersão de idades igual à idade da Galáxia, pois formam um conjunto de estrelas cujo nascimento ocorreu desde a época da formação da Galáxia, e ainda continuam vivas, até a época atual. Sendo semelhantes ao Sol, uma análise diferencial pode ser aplicada com muita vantagem, porque o Sol é a estrela que melhor conhecemos e sua estrutura atmosférica é semelhante à destas estrelas. Adicionalmente, estrelas de tipo solar não modificam sua composição química superficial através de processos de mistura, de modo que as abundâncias que apresentam hoje em suas atmosferas refletem aquelas da época de seu nascimento, quando colapsaram a partir do meio interestelar (exceção feita aos elementos Li, Be e B, pois suas abundâncias não são preservadas desde o nascimento das estrelas de tipo solar e não serão abordados neste trabalho). Um registro da variação das abundâncias químicas do meio interestelar galáctico encontra-se, portanto, disponível.

Dentre as várias questões em aberto, não sabemos quão típico o Sol se apresenta em relação à sua vizinhança ou se é possível usar as abundâncias do Sistema Solar para caracterizar a faixa local de distâncias galactocêntricas e o meio interestelar próximo.

Porto de Mello (1996) analisou uma amostra de 15 estrelas de tipo solar da vizinhança solar com espectros de alta qualidade (poder de resolução $R = 29.000$ e razão Sinal/Ruído > 300 ; ver definição de R e de S/R na **Seção 3.1**) e obteve a abundância de 22 elementos químicos (C, Na, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Zn, Sr, Y, Zr, Ba, Ce, Nd e Eu), com uma incerteza média nas razões de abundâncias [elemento/Fe] de 0,06 dex. Este trabalho revelou uma série de resultados novos que questionam a homogeneidade local de composições químicas. Algumas das conclusões obtidas são resumidas abaixo:

a) As razões de abundâncias [elemento/Fe] para estrelas anãs de tipo G da vizinhança solar apresentam desvios mensuráveis em relação ao Sol para diversos elementos;

b) A estrela HR6094 foi revelada como uma estrela super-rica em Ba, sendo consideravelmente enriquecida em alguns outros elementos do processo-s de captura de nêutrons (como o Y, o Zr e o Nd) e bastante deficiente em C (Porto de Mello e da Silva, 1997). A presença de uma estrela anã branca (AB) de movimento próprio comum poderia, a princípio, explicar a origem desta estrela de Ba devido ao processo de transferência de massa em um sistema binário, no qual a componente secundária recebe matéria de uma componente primária (agora uma AB) que estava na fase AGB enriquecida em elementos do processo-s. Entretanto, esta estrela é membro do grupo cinemático Ursa Maior e um trabalho posterior (Castro et al., 1999) determinou que todo o grupo é rico em Ba e que, portanto, a origem dessas anomalias deve ser primordial. É interessante notar que o grupo Ursa Maior possui metalicidade solar, mesmo sendo jovem, de apenas 300 milhões de anos de idade;

c) Um possível grupo de estrelas enriquecido em Na, Cu e Zn e deficiente nos elementos do processo-s de captura de nêutrons foi identificado. Este grupo é composto

por quatro das quinze estrelas analisadas. Um outro possível grupo é composto por estrelas deficientes em C e Na;

d) As razões de abundâncias $[\text{Mn}/\text{Fe}]$ e $[\text{Cu}/\text{Fe}]$ mostram excessos para estrelas com altas metalicidades. Por outro lado, as determinações de abundâncias para os elementos Ca e Ti sugerem razões $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ e $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ negativas para $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$. Este comportamento não é compartilhado pelos outros elementos- α , mas possivelmente pelo Sc. O comportamento dos elementos do grupo do Fe não é uniforme e parece sugerir diferenças, possivelmente associadas à metalicidade, na eficiência da produção destes elementos em supernovas de Tipo Ia.

Chen et al. (2000) analisaram a composição química de 90 estrelas anãs de tipos espectrais F e G do disco. As razões de abundâncias $[\text{elemento}/\text{Fe}]$ obtidas por estes autores para os elementos O, Mg, Si, Ca e Ti apresentam tendência com $[\text{Fe}/\text{H}]$ enquanto que as razões de abundâncias dos elementos Ni e Ba acompanham o Fe, o que está de acordo com os resultados de Edvardsson et al. (1993). As abundâncias dos elementos V e Cr parecem acompanhar a abundância do Fe em toda a faixa de metalicidade. O mesmo acontece com o Ni, apesar de uma análise mais minuciosa poder sugerir que $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ diminui lentamente com o aumento da metalicidade para $-1,0 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0,2$ e começa a aumentar para $[\text{Fe}/\text{H}] > -0,2$. Apesar da abundância dos elementos α apresentar tendência com $[\text{Fe}/\text{H}]$ e a abundância da maior parte dos elementos do grupo do Fe acompanhar a abundância do Fe, Chen et al. (2000) sugerem que a classificação dos elementos nestes grupos não pode ser usada para indicar a sua produção e evolução devido a processos específicos de nucleossíntese, ou seja, cada elemento parece ter uma história peculiar de enriquecimento.

No trabalho de Edvardsson et al. (1993), os autores encontram um excesso de abundância de Na, Mg e Al em estrelas pobres em metais. Entretanto, os próprios autores reconheceram, posteriormente, que erros sistemáticos na análise produziram tais resultados (Tomkin et al., 1997). Os resultados de Edvardsson et al. (1993) para a abundância do Na e do Al realmente não foram confirmados por Chen et al. (2000).

Outro resultado sobre a dispersão intrínseca de abundâncias na vizinhança solar é aquele publicado por Furenlid e Meylan (1990). Estes autores efetuaram uma análise de abundâncias diferencial ao Sol sobre a estrela Alfa Centauri A (HR5459), de mesmo tipo espectral que o Sol (G2 V) e idade semelhante (4 Ganos), porém mais rica em metais. Dos 26 elementos analisados, a maioria dos elementos leves do C até o Zn possuem razões de abundâncias maiores que no Sol enquanto que a maioria dos elementos pesados do Y até o Gd apresentam razões de abundâncias solares. O ligeiro excesso de abundância de Fe e o grande excesso de abundância de Na, Al, Mn e Cu favorecem a hipótese de enriquecimento do meio de formação desta estrela devido à explosão de uma supernova de Tipo II.

Além de heterogeneidades possivelmente induzidas localmente por processos de nucleossíntese e surtos de formação estelar, existem evidências adicionais de uma história de enriquecimento abalada por perturbações violentas como, por exemplo, colisões com nuvens moleculares. Edvardsson et al. (1995) sugerem que o aglomerado aberto ζ Sculptoris tenha sido formado há 45 milhões de anos devido à interação de uma nuvem de alta velocidade, talvez uma grande nuvem molecular, com o meio interestelar do disco galáctico. Os resultados de abundâncias destes autores para este aglomerado mostram que alguns elementos possuem razões de abundâncias diferentes das razões de abundâncias solares.

Acumulam-se, assim, evidências de que processos localizados de enriquecimento desempenham, em certas ocasiões, um papel mais importante no processo de formação estelar do que os mecanismos de mistura dos produtos nucleossintéticos no meio interestelar.

Novos resultados precisos para os elementos para os quais se sugere uma média não solar de abundância nas estrelas G da vizinhança poderia esclarecer a situação das abundâncias do Sol diante de sua vizinhança galáctica. As tendências encontradas nos diagramas [elemento/Fe] *versus* [Fe/H] obtidos por Porto de Mello (1996) deveriam ser confirmadas com mais objetos.

As abundâncias químicas em estrelas de tipo solar, combinadas com dados cinemáticos e evolutivos (massa e idade), proporcionam uma poderosa maneira de investigar a evolução química e dinâmica da Galáxia. Deste modo, o objetivo principal deste trabalho é efetuar a análise espectroscópica de diversos elementos e usar o método de síntese espectral de linhas atômicas e moleculares, visando obter a abundância de 24 elementos químicos e obter parâmetros atmosféricos, evolutivos e cinemáticos de uma amostra de 11 estrelas de tipo solar da vizinhança solar.

CAPÍTULO 2 - AMOSTRA DE ESTRELAS E ÍNDICES FOTOMÉTRICOS

2.1 - Seleção da Amostra

A amostra de estrelas é composta de objetos selecionados a partir do catálogo HIPPARCOS (European Space Agency, 1997) de tal modo a pertencerem à vizinhança solar dentro de um raio de 25 parsecs (paralaxe maior ou igual a 0,04 segundos de arco). Foram selecionadas estrelas de tipos espectrais F, G ou K e classe de luminosidade MK IV ou V (as quais são consideradas de tipo solar), mais brilhantes que $V = 6,5$ e com declinações inferiores a $+20^\circ$, de modo a serem observáveis do hemisfério sul. O limite de $V = 6,5$ em magnitude aparente foi escolhido a fim de que os instrumentos de observação utilizados (descritos na **Seção 3.1**) fornecessem espectros de qualidade suficiente ($S/R > 300$) para o propósito deste trabalho.

Os parâmetros temperatura efetiva e metalicidade das estrelas selecionadas foram restringidos aos intervalos $5500 \text{ K} \leq T_{\text{ef}} \leq 6100 \text{ K}$ e $-0,3 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0,3$ a fim de que as estrelas não tenham propriedades muito diferentes do Sol. Estrelas com $T_{\text{ef}} > 6100 \text{ K}$ estão entrando no domínio das estrelas F e se aproximando da transição para estrelas com altas velocidades de rotação e zonas convectivas superficiais pouco profundas, o que tem influência sobre a estrutura atmosférica. Estrelas mais frias que $T_{\text{ef}} = 5500 \text{ K}$ aproximam-se das estrelas K frias, as quais possuem espectros de muitas linhas e difíceis de analisar. O intervalo de metalicidade escolhido basicamente leva em conta o limite superior quase máximo de metalicidade observado no disco (Castro et al., 1997) e evita estrelas que, sendo muito ricas em metais, mostrem opacidades e estruturas atmosféricas muito diferentes das solares. O limite inferior é um razoável para evitar estrelas do disco espesso, que são mais pobres em metais que as do disco fino, tem cinemática diferente e, possivelmente, origem diferente (Prochaska et al., 2000).

Portanto, o índice de cor (B–V) foi restringido ao intervalo $+0,52 \leq (B-V) \leq +0,78$ (segundo a calibração da **Equação 2.2a**), selecionando estrelas desde as mais quentes e pobres em metais até as mais frias e ricas em metais.

A amostra assim selecionada passou ainda por uma inspeção a fim de detectar possíveis sistemas binários astrométricos ou espectroscópicos (Hoffleit e Jaschek, 1982; Batten et al., 1989). Foram eliminadas as estrelas para as quais eventuais duplicidades poderiam contaminar o espectro de linhas no visível. Entretanto, foi verificado posteriormente que a estrela HR8581 faz parte de um sistema binário e tem como companheira uma estrela anã de tipo espectral M (Duquennoy e Mayor, 1991).

Deste modo, a amostra totaliza 100 estrelas, a qual deve representar adequadamente a população de estrelas de tipo solar do disco galáctico na vizinhança do Sol. Selecionadas com esses critérios, todas estas estrelas são passíveis de serem analisadas espectroscopicamente e devem, em sua grande maioria, pertencer dinamicamente à vizinhança solar, ou seja, suas órbitas galácticas não as afastam apreciavelmente da região ocupada pelo Sol. Para o presente trabalho foram observadas 11 estrelas dentre o total da amostra, as quais estão listadas na **Tabela 2.2**.

2.2 - Temperatura Efetiva Fotométrica

Sabe-se que a temperatura efetiva (T_{ef}) de estrelas de tipo F até tipo K é sensível à inclinação do contínuo de Paschen, o qual ocorre a partir de $\lambda = 8204 \text{ \AA}$ (daqui em diante será usada a notação λ_{8204} para comprimento de onda em \AA) através da absorção de fótons devido a transições do nível eletrônico $n = 2$ para o contínuo (átomo de hidrogênio). Uma vez que uma mudança em tal inclinação influencia os valores medidos dos índices de cor ($B-V$), (B_T-V_T) e ($b-y$), estes índices foram utilizados na determinação de temperaturas efetivas fotométricas (T^{fot}) para as estrelas observadas da amostra (definida na **Seção 2.1**). Também foi utilizado o índice β , o qual está relacionado com a intensidade da linha $H\beta$ e também é sensível à temperatura efetiva.

Os índices ($V-K$), ($V-I$) e ($V-R$) também são sensíveis à temperatura efetiva e normalmente são utilizados na determinação de temperaturas efetivas fotométricas. Entretanto, apenas algumas estrelas analisadas neste trabalho possuem valores destes índices disponíveis na literatura e as temperaturas efetivas determinadas apresentaram-

se bastante discrepantes daquelas determinadas a partir dos outros índices. A fotometria (V–K), (V–I) e (V–R) destas estrelas foi, portanto, descartada.

O índice de cor (B–V) é definido pelo sistema UBV de Johnson e $(B_T - V_T)$ é proveniente do catálogo Tycho do satélite HIPPARCOS. Os índices (b–y) e β referem-se à fotometria *uvby* β de Strömgren (1963).

O dados do índice (B–V) são provenientes do catálogo INCA (*Input Catalogue*) do HIPPARCOS. Os dados de (b–y) e β foram pesquisados na literatura e as referências correspondentes estão na **Tabela 2.1**.

TABELA 2.1: Fontes Bibliográficas dos Índices Fotométricos (b–y) e β .

HR	HD	b–y	β
88	1835	Olsen (1983, 1993, 1994b)	Fabregat e Reglero (1990)
1294	24491	Gronbech e Olsen (1976); Twarog (1980); Olsen (1993, 1994b)	Gronbech e Olsen (1977)
1662	33021	Olsen (1983, 1993, 1994a)	Crawford et al. (1966); Olsen (1983); Perry et al. (1987); Ferro et al. (1990); Reglero e Fabregat (1991)
2047	39587	Olsen (1994b)	Crawford et al. (1966); Gronbech e Olsen (1977); Perry et al. (1987); Ferro et al. (1990); Fabregat e Reglero (1990)
2576	50806	Schuster e Nissen (1988); Olsen (1983, 1993, 1994b)	-
2667	53705	Gronbech e Olsen (1976); Schuster e Nissen (1988); Olsen (1993, 1994b)	Gronbech e Olsen (1977); Schuster e Nissen (1988)
7232	177565	Olsen (1983, 1993, 1994b)	Olsen (1983)
7330	181321	Olsen (1993, 1994b)	-
7644	189567	Twarog (1980); Schuster e Nissen (1988); Olsen (1983, 1993, 1994b)	Schuster e Nissen (1988)
7898	196761	Olsen (1983, 1993, 1994b)	-
8581	213429	Gronbech e Olsen (1976)	Crawford et al. (1966); Gronbech e Olsen (1977)

Quando encontrada na literatura mais de uma ocorrência para a mesma estrela dos índices $(b-y)$ e β , foi efetuada uma média simples. Uma exceção é o caso da estrela HR1662, para a qual foi adotado o índice β medido por Perry et al. (1987), o quais efetuaram 41 medidas deste índice.

O índice β para a estrela HR2576 foi encontrado na literatura em apenas uma única referência. A temperatura efetiva determinada a partir da calibração referente a este índice ficou bastante discrepante daquelas determinadas a partir dos demais índices e foi, portanto, descartada.

No catálogo publicado por Olsen em 1983, também chamado de catálogo F, (Olsen, 1983), o autor concentra-se na obtenção de valores de $(b-y)$ para estrelas de tipo espectral F. Nos catálogos publicados em 1993 e em 1994, chamados de catálogos G, (Olsen, 1993, 1994a, 1994b), Olsen prossegue suas determinações de $(b-y)$ para estrelas mais frias. Sua base principal de dados são os catálogos G, onde estão a maior parte das estrelas por ele analisadas.

Por este motivo, Olsen obteve uma equação de transformação (Olsen, 1993), mostrada na **Equação 2.1a**, dos valores de $(b-y)$ do catálogo F para os valores de $(b-y)$ dos catálogos G, a qual também é válida para $(b-y)$ das referências Gronbech e Olsen (1976) e Twarog (1980).

$$(b-y)_G = 0,8858(b-y)_F + 0,0532 \quad (2.1a)$$

Para os valores de $(b-y)$ da referência Schuster e Nissen (1988), Olsen obteve outra equação de transformação (Olsen, 1993):

$$(b-y)_G = 0,9147(b-y)_{SN} + 0,0405 \quad (2.1b)$$

Deste modo, todos os valores de $(b-y)$ utilizados no presente trabalho foram transformados para o referencial do catálogo G segundo estas equações.

A seguir estão listadas as calibrações utilizadas para obter a temperatura efetiva a

partir dos índices fotométricos considerados. Estas calibrações são provenientes de Porto de Mello (1996) e de Porto de Mello et al. (2002). Ao lado de cada equação é mostrado o desvio padrão interno (σ) de cada calibração.

$$T_{(B-V)}^{\text{fot}} = 7747 - 3016(B-V)\{1 - 0,15[\text{Fe}/\text{H}]\} \quad \sigma = 65 \text{ K} \quad (2.2a)$$

$$T_{(B_T-V_T)}^{\text{fot}} = 7551 - 2406(B_T - V_T)\{1 - 0,20[\text{Fe}/\text{H}]\} \quad \sigma = 64 \text{ K} \quad (2.2b)$$

$$T_{(b-y)}^{\text{fot}} = 8481 - 6516(b-y)\{1 - 0,09[\text{Fe}/\text{H}]\} \quad \sigma = 55 \text{ K} \quad (2.2c)$$

$$T_{\beta}^{\text{fot}} = \sqrt{\beta - 2,349} \quad \sigma = 70 \text{ K} \quad (2.2d)$$

A calibração utilizada para o índice (b-y) é referente aos valores deste índice transformados para a escala de Olsen (1993, 1994a, 1994b), de acordo com as **Equações 2.1a e 2.1b**.

Pode-se notar que as calibrações utilizadas para (B-V), (B_T-V_T) e (b-y) dependem da metalicidade. Os valores de metalicidade utilizados são aqueles listados na **Tabela 4.3**, os quais foram determinados através da análise espectroscópica conforme a descrição feita no **Capítulo 4**.

Foi calculada, ainda, uma média ponderada ($T_{\text{média}}^{\text{fot}}$) utilizando cada uma das temperaturas obtidas a partir dos quatro índices fotométricos. Os pesos considerados foram os desvios padrões internos de cada calibração (**Equações 2.2**).

A composição quadrática dos desvios padrões internos de cada calibração fornece um desvio padrão interno médio $\sim 31 \text{ K}$, calculado segundo a expressão:

$$\sigma_{\text{calibrações}} = \sqrt{\frac{1}{1/\sigma_{B-V}^2 + 1/\sigma_{B_T-V_T}^2 + 1/\sigma_{b-y}^2 + 1/\sigma_{\beta}^2}} \quad (2.3)$$

Por outro lado, a dispersão interna média de todas as estrelas observadas é $\sim 30 \text{ K}$, (média entre as dispersões da última coluna da **Tabela 2.2**). Deste modo, considerando

o excelente acordo entre os dois valores, adota-se $\sigma^{\text{fot}} = 30 \text{ K}$ como sendo o erro na temperatura efetiva fotométrica obtida para as estrelas analisadas neste trabalho.

As incertezas nos índices fotométricos são automaticamente consideradas no erro da temperatura fotométrica.

Os índices fotométricos e a temperatura efetiva fotométrica média ($T^{\text{fot}}_{\text{média}}$) de cada estrela analisada estão listados na **Tabela 2.2**. As colunas 1 e 2 mostram os números HR e HD, respectivamente. Das colunas 3 até 6 estão, respectivamente, os índices de cor (B-V), (B_T-V_T), (b-y) e β e das colunas 7 até 10 estão as respectivas temperaturas efetivas fotométricas. Na coluna 11 está a temperatura efetiva fotométrica média e a dispersão interna das quatro determinações.

TABELA 2.2: Índices Fotométricos das Estrelas Observadas.

HR	HD	B-V	B _T -V _T	b-y	β	$T^{\text{fot}}_{(B-V)}$ (K)	$T^{\text{fot}}_{(B_T-V_T)}$ (K)	$T^{\text{fot}}_{(b-y)}$ (K)	T^{fot}_{β} (K)	$T^{\text{fot}}_{\text{média}} \pm \sigma$ (K)
88	1835	0,659	0,758	0,420	2,606	5820	5800	5760	5910	5820 ± 50
1294	24491	0,636	0,697	0,404	2,587	5800	5840	5780	5690	5780 ± 50
1662	33021	0,625	0,682	0,402	2,590	5800	5850	5770	5720	5790 ± 40
2047	39587	0,594	0,659	0,376	2,599	5950	5970	5960	5830	5930 ± 50
2576	50806	0,708	0,800	0,437	-	5620	5630	5620	-	5620 ± 10
2667	53705	0,624	0,685	0,396	2,595	5800	5830	5800	5780	5800 ± 20
7232	177565	0,705	0,803	0,436	2,584	5640	5650	5640	5650	5640 ± 5
7330	181321	0,628	0,694	0,396	-	5830	5860	5840	-	5840 ± 10
7644	189567	0,648	0,718	0,410	2,583	5710	5730	5710	5640	5700 ± 30
7898	196761	0,719	0,828	0,441	-	5470	5430	5510	-	5480 ± 30
8581	213429	0,565	0,614	0,354	2,614	6040	6070	6090	6000	6060 ± 30

CAPÍTULO 3 - OBSERVAÇÕES ESPECTROSCÓPICAS E REDUÇÕES

3.1 - Observações

Os espectros utilizados na análise foram obtidos em uma missão de observação realizada por Gustavo F. Porto de Mello e Sandra Castro em novembro de 1997 no Observatório de Cerro Tololo, Chile. Durante as observações, foi utilizado o espectrógrafo *échelle* de bancada do telescópio de 1,5 metros com uma câmera *Folded Schmidt* de 750 mm. A fenda de 70 μm projetada sobre o CCD (2048 \times 2048 pixels) compreendia 2 pixels (pixel de 24 μm), com um ganho de 1 e⁻/ADU (ADU: *Analog to Digital Unit*). Este aparato instrumental fornece espectros com cobertura efetiva entre $\lambda 4550$ e $\lambda 6520$, separados em 37 ordens (**Figura 3.1**).

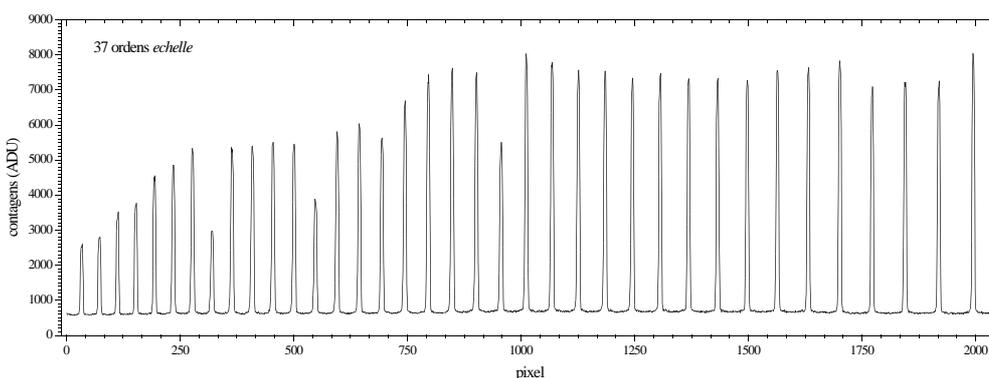


FIGURA 3.1: Exemplo de um espectro *échelle*, mostrando os perfis das ordens em um corte no sentido transversal à dispersão. (ADU: *Analog to Digital Unit*).

O poder de resolução (R) deste aparato instrumental foi estimado ser ~ 45.000 através da relação $R = \lambda/\Delta\lambda$, onde $\Delta\lambda$ é equivalente ao FWHM (*Full-Width at Half-Maximum* ou *Largura Total a Meia Altura*) do perfil instrumental. O poder de resolução é a capacidade que aparato instrumental possui para distinguir linhas muito próximas entre si.

O valor de FWHM instrumental médio para cada ordem *échelle* foi estimado a partir de linhas do tório medidas em imagens obtidas durante as observações, utilizando lâmpadas de Th-Ar. Os valores estimados, juntamente com o respectivo poder de resolução nominal calculado, estão listados no **Capítulo 5 (Tabela 5.1)**, pois o FWHM instrumental é utilizado como dado de entrada no programa de síntese espectral.

A qualidade dos espectros pode ser quantificada pela razão Sinal/Ruído, definida como sendo o valor médio do fluxo em um intervalo de pixeis (S) dividido pela flutuação *rms* do ruído (R) dentro do mesmo intervalo.

A razão S/R dos espectros foi estimada (após a normalização dos espectros) utilizando algumas janelas de contínuo, selecionadas com o auxílio do atlas de fluxo solar (*The Solar Flux Atlas from 296 nm to 1300 nm*) de Kurucz et al. (1984), o qual daqui em diante será referido como Atlas Solar, e do catálogo de identificação de linhas do espectro solar (*The Solar Spectrum 2935 Å to 8770 Å*) de Moore et al. (1966), que daqui em diante será referido como Catálogo Solar.

A **Tabela 3.1** mostra o tempo de exposição total e a razão S/R média dos objetos observados, juntamente com os tipos espectrais, provenientes do *Bright Star Catalogue* (Hoffleit e Jaschek, 1982), e as magnitudes aparentes na banda V, provenientes do catálogo INCA do HIPPARCOS.

O tempo de exposição total é a soma dos tempos de exposição de imagens individuais, na maioria dos casos iguais a 1200 s e algumas vezes iguais a 1800 s. A S/R média foi obtida separadamente em três intervalos de comprimento de onda: $\lambda < 5000 \text{ \AA}$ (a partir de 6 janelas de contínuo), $5000 \text{ \AA} < \lambda < 6000 \text{ \AA}$ (a partir de 7 janelas de contínuo) e $\lambda > 6000 \text{ \AA}$ (a partir de 5 janelas de contínuo).

Conforme já mencionado, a análise espectroscópica é diferencial em relação ao Sol. Normalmente, são utilizados alguns satélites de Júpiter como objetos que representem o espectro solar de fluxo, em especial o satélite galileano Ganimedes (Hardorp, 1982), o qual também foi observado para este trabalho.

TABELA 3.1: Razão Sinal/Ruído Média e Tempo de Exposição Total dos Objetos Observados.

Objeto	Nome	V	Tipo espectral	S/R média $\lambda < 5000 \text{ \AA}$	S/R média $5000 \text{ \AA} < \lambda < 6000 \text{ \AA}$	S/R média $\lambda > 6000 \text{ \AA}$	Tempo de exposição (s)
Ganimesdes		5,10	G2 V	410	380	410	2400
HR88	9 Ceti	6,39	G3 V	230	260	330	4800
HR1294		6,37	G3 V	310	290	350	4800
HR1662	13 Orionis	6,15	G1 IV	240	390	460	3600
HR2047	54 Orionis	4,39	G0 V	510	540	380	1200
HR2576		6,05	G3 / G5 V	300	300	280	2400
HR2667		5,56	G3 V	370	470	380	2400
HR7232		6,15	G8 V	290	370	310	3600
HR7330		6,48	G1 / G2 V	220	320	310	5400
HR7644		6,07	G2 V	260	240	390	3800
HR7898		6,36	G8 / K0 V	400	270	360	3600
HR8581		6,15	F7 V	270	290	230	3000

3.2 - Reduções

Para efetuar o tratamento das imagens de cada estrela observada e do objeto de referência, foram feitas imagens de *bias* e de *flat-field*. O *bias* é utilizado para corrigir o nível eletrônico de contagens diferente de zero previamente deixado no CCD, a fim de evitar contagens negativas devido às flutuações. O *flat-field* é utilizado para corrigir possíveis diferenças de sensibilidade pixel a pixel e variações de iluminação do CCD.

Muitas vezes é necessário subtrair as contagens adicionadas aos pixels devido à corrente de escuro e ao processo de leitura do sinal. Para o primeiro são utilizadas imagens de *darks* e para o último são utilizadas as informações contidas na região de *overscan*, que são algumas colunas na margem do CCD não expostas à luz (**Figura 3.2**). Entretanto, estas correções são desprezíveis no caso das observações deste trabalho.

Espectrógrafos *échelle* produzem em cada ordem uma curva de eficiência bastante acentuada chamada de função *blaze*. Deste modo, foi necessário gerar um outro tipo de *flat-field* para que os espectros observados fossem corrigidos deste perfil característico. Este *flat-field* é gerado com o mesmo caminho ótico que as imagens estelares e é tratado como uma imagem estelar até a etapa de linearização, citada mais adiante.

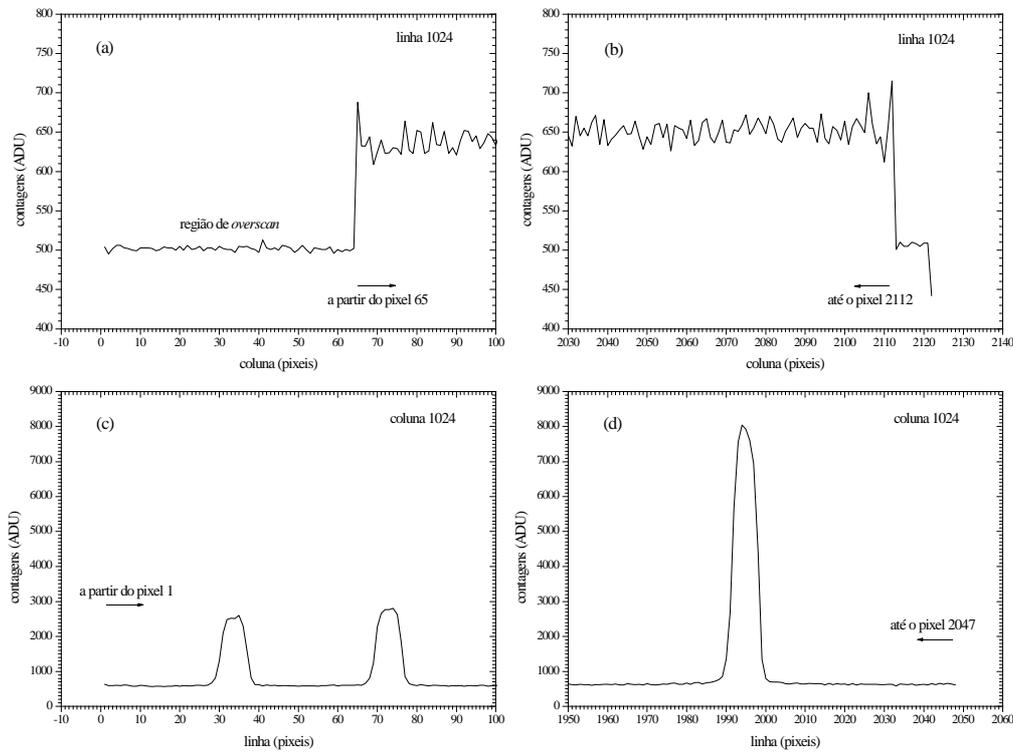


FIGURA 3.2: Extremidades das imagens bidimensionais, indicando os intervalos úteis das mesmas: os diagramas (a) e (b) mostram as duas extremidades da linha 1024; os diagramas (c) e (d) mostram as duas extremidades da coluna 1024. Também é mostrada a região de *overscan*, a qual é descrita no texto. (ADU: *Analog to Digital Unit*).

O processo de redução das imagens foi feito utilizando tarefas do pacote *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF).

Primeiramente, foram selecionados os intervalos úteis das imagens bidimensionais, em linha e em coluna, conforme as indicações da **Figura 3.2**. Em seguida, foram efetuadas médias entre imagens de mesmo tipo obtidas dentro de uma mesma noite, com exceção do *flat-field* tradicional, para o qual foi efetuada uma média entre todas as imagens de todas as noites.

Nas imagens médias de *bias* de cada noite foi ajustada uma função, em linha e em

coluna, e cada imagem é dividida pela respectiva função, a fim de ficar normalizada. O mesmo foi feito com média global do *flat-field*. As imagens médias estelares, as de Ganimedes e as do *flat-field* que corrige da função *blaze* foram então subtraídas pelos respectivos ajustes sobre o *bias* médio e divididas pelo ajuste sobre o *flat-field* tradicional global.

O próximo passo foi ajustar polinômios fora do perfil de cada ordem de uma imagem (ver **Figura 3.1**), a fim de subtrair a luz espalhada e o fundo de céu da mesma. Após este passo, as imagens bidimensionais puderam ser transformadas em espectros unidimensionais, usando as tarefas de linearização.

Para corrigir os espectros estelares do perfil da função *blaze*, cada ordem linearizada deve ser dividida pela respectiva ordem também linearizada do *flat-field*. Entretanto, a fim de evitar que a flutuação do *flat-field* adicione ruídos aos espectros estelares, a divisão não é feita diretamente, mas sim por uma função ajustada previamente à cada ordem do *flat-field* (**Figura 3.3**).

Com os espectros extraídos, foi criada uma escala de comprimento de onda para cada objeto, usando como referência uma lista de linhas de perfis não contaminados (por linhas vizinhas) contidas nos espectros. Estas linhas foram selecionadas com o auxílio do Atlas Solar (Kurucz et al., 1984) e do Catálogo Solar (Moore et al., 1966). Algumas dessas linhas são mostradas na **Figura 3.4**.

Em seguida, foi efetuada a correção do deslocamento Doppler de cada espectro, devido à velocidade radial da estrela em relação ao observador.

Finalmente, foi feita a normalização dos espectros. Para isto, foram selecionados em cada objeto e em cada ordem, com o auxílio do Atlas Solar e do Catálogo Solar, alguns pontos que estivessem livres de linhas, a fim de determinar a posição do contínuo aparente. Aos pontos selecionados é ajustada uma função (do tipo *spline-3*) e o espectro de cada ordem é dividido pela respectiva função, colocando o contínuo aparente no valor unitário (**Figura 3.4**).

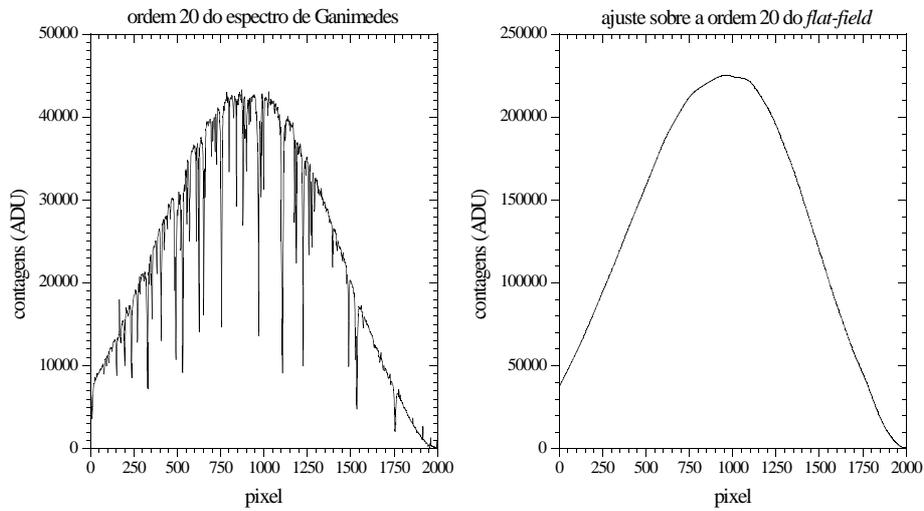


FIGURA 3.3: Perfil da função *blaze* dos espectros *échelle* para a ordem 20. Cada ordem do espectro de Ganimedes e das estrelas é dividido pelo ajuste sobre a ordem correspondente do *flat-field*. (ADU: *Analog to Digital Unit*).

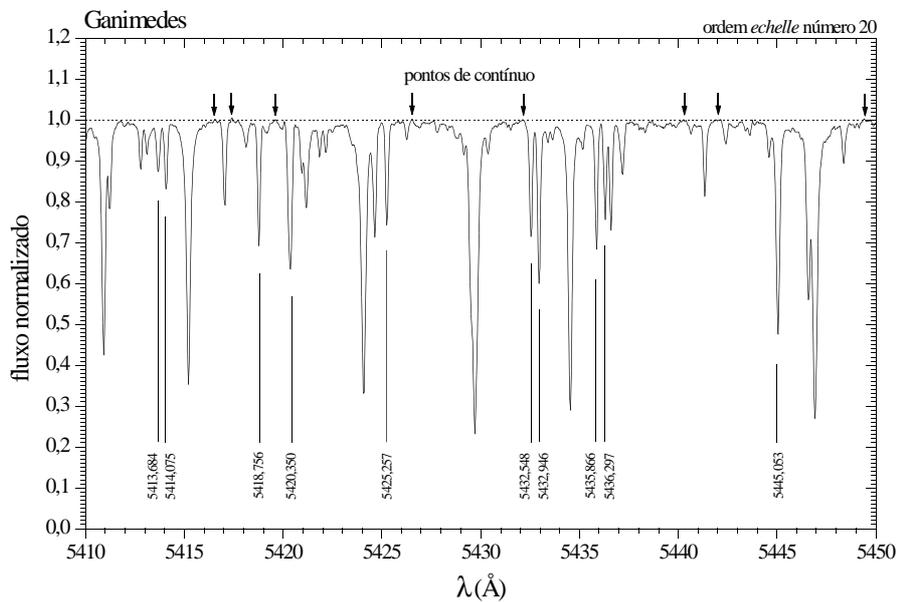


FIGURA 3.4: Exemplo de um espectro mostrando algumas das linhas seleccionadas para a criação da escala de comprimento de onda e mostrando alguns pontos de contínuo usados na normalização. A linha pontilhada representa o contínuo aparente.

CAPÍTULO 4 - ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA

4.1 - Medidas de Largura Equivalente

A largura equivalente (LE) de uma linha espectral é definida como sendo a largura de um retângulo cuja área é igual à área ocupada pela linha, ou seja, um retângulo que subtrai do contínuo a mesma quantidade de energia que a linha (**Figura 4.1**).

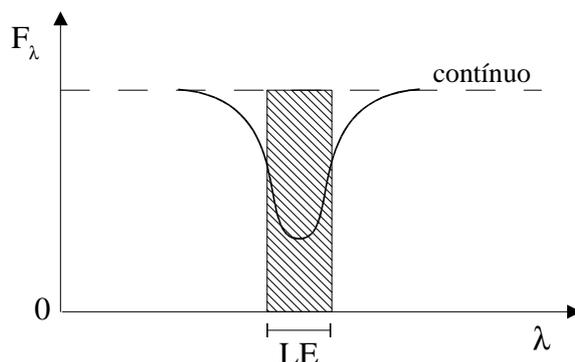


FIGURA 4.1: Definição de largura equivalente.

Em toda a região de cobertura espectral foram selecionadas linhas dos elementos C, Na, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Zn, Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd e Sm, para as quais estão listados na **Tabela A.1** do **Apêndice A** os valores de comprimento de onda, largura equivalente (medida em Ganimedes), potencial de excitação (χ) e $\log gf$ (obtido para Ganimedes). Estas linhas foram selecionadas com o auxílio do Atlas Solar (Kurucz et al., 1984) e do Catálogo Solar (Moore et al., 1966).

A largura equivalente destas linhas foi medida nos espectros de todas as estrelas analisadas e então usada para determinar a abundância dos respectivos elementos.

As larguras equivalentes são medidas a partir de um perfil gaussiano ajustado ao perfil da linha, tomando-se o contínuo como referência, através do pacote IRAF. Juntamente com o valor de largura equivalente, o ajuste gaussiano fornece para a linha desejada valores de profundidade (fluxo no centro em relação ao fluxo no contínuo) e de FWHM (**Figura 4.2**).

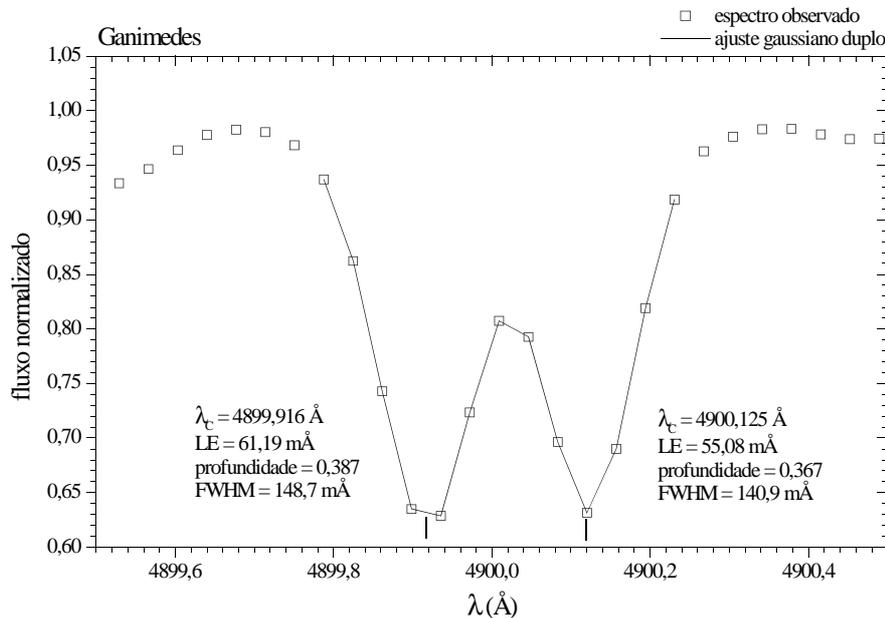


FIGURA 4.2: Exemplo mostrando como é feito pelo IRAF o ajuste gaussiano duplo sobre duas linhas ligeiramente sobrepostas. São mostrados os valores do comprimento de onda central (λ_c), da largura equivalente, da profundidade e do FWHM medidos para cada linha.

Em muitos casos, uma linha espectral não é suficientemente isolada de tal forma que possa ser feito um único ajuste gaussiano por todo o perfil da linha sem que uma linha vizinha influencie a medida. Nestes casos, ou ajusta-se um perfil gaussiano evitando a parte contaminada do perfil da linha a ser medida ou efetuam-se ajustes múltiplos fazendo com que perfis gaussianos sejam ajustados simultaneamente à linha desejada e às linhas adjacentes (**Figura 4.2**). As linhas adjacentes também podem fazer parte da lista de linhas a serem utilizadas para a análise (**Tabela A.1**). Caso contrário, simplesmente ignora-se os valores medidos para elas.

É fato conhecido que o perfil de uma linha de absorção é modelado pela função de Voigt, que é a convolução de uma função lorentziana com uma função gaussiana. O centro da linha é dominado pelo perfil gaussiano, enquanto que nas suas asas predomina o perfil lorentziano. Conforme as linhas vão se tornando mais intensas ($LE > 40 \text{ m\AA}$)

elas começam a desenvolver asas e, deste modo, o perfil lorentziano começa a atuar.

O diagrama da **Figura 4.3** mostra uma comparação entre as larguras equivalentes medidas neste trabalho, através de ajuste gaussiano, com as larguras equivalentes medidas através de funções de Voigt ajustadas aos perfis observados no Atlas Solar (Meylan et al., 1993), o qual possui altíssimo poder de resolução ($R > 500.000$) e razão S/R em torno de 3000, possibilitando a obtenção de larguras equivalentes com uma precisão significativamente maior.

Nesta figura é possível verificar uma ótima correlação entre as duas medidas: as larguras equivalentes do Atlas Solar são 7,5% maiores do que aquelas de Ganimedes, a dispersão interna é de 2,8 mÅ e o ponto zero não tem significância estatística, considerando duas vezes o seu desvio padrão.

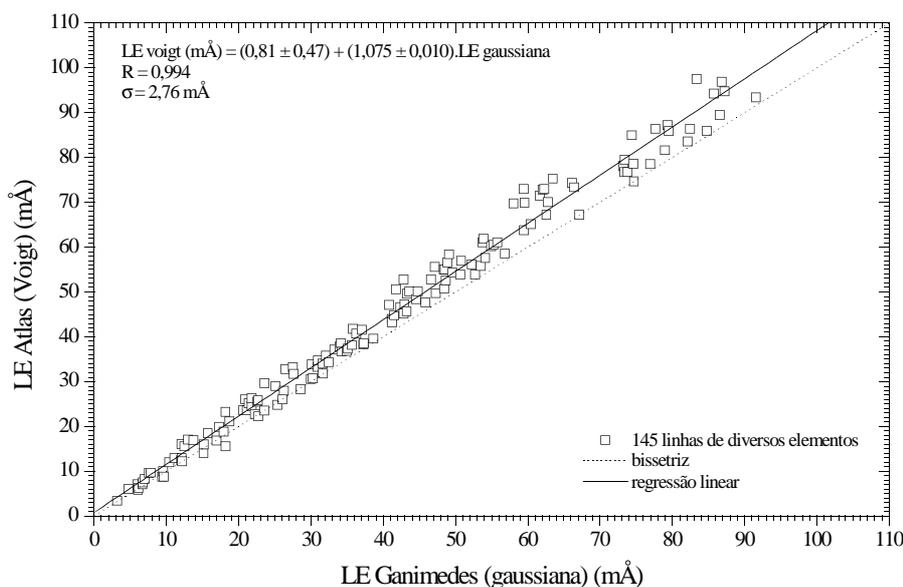


FIGURA 4.3: Comparação entre larguras equivalentes medidas em Ganimedes neste trabalho, através de ajuste gaussiano, e as medidas no Atlas Solar por Meylan et al. (1993), através de ajustes de função de Voigt. A linha pontilhada é a bissetriz e a linha cheia a regressão linear, cuja equação é mostrada em cima à esquerda. R é o coeficiente de correlação linear e σ é a dispersão interna do ajuste.

Portanto, com o objetivo de reduzir possíveis erros sistemáticos gerados em nossas medidas e permitir a comparação direta com outros autores, as larguras equivalentes medidas neste trabalho foram transformadas para a escala de Meylan et al. (1993) segundo a equação:

$$LE_{Atlas} = 1,075 \times LE_{Ganimedes} \quad (4.1)$$

A **Figura 4.4** mostra a diferença percentual entre as larguras equivalentes medidas neste trabalho e aquelas medidas por Meylan et al. (1993).

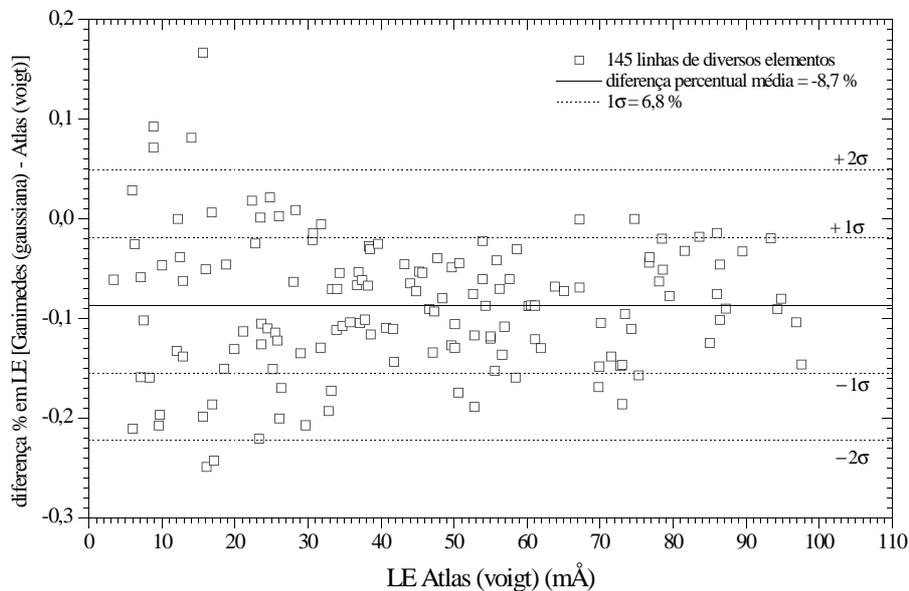


FIGURA 4.4: Diferença percentual entre larguras equivalentes medidas neste trabalho em Ganimedes, através de ajuste gaussiano, e as medidas por Meylan et al. (1993), através de ajuste de função de Voigt. Os pontos fora do limite 2σ correspondem a linhas muito fracas.

Da mesma forma que as larguras equivalentes foram medidas através de ajuste gaussiano utilizando o pacote IRAF, também é possível utilizar este programa para medir larguras equivalentes através de ajuste de função de Voigt. Surge, portanto, a seguinte questão: por que não utilizar diretamente ajustes de função de Voigt ao invés

de gaussianas, tornando desnecessária a transformação de uma medida para outra? O fato é que a função de Voigt necessita de mais parâmetros do que uma gaussiana e os espectros disponíveis neste trabalho não possuem poder de resolução suficiente para que funções de Voigt sejam bem ajustadas em linhas fracas.

A fim de verificar se a correção proposta pela **Equação 4.1** é confiável, foi construído um diagrama comparando os dois tipos de ajustes (**Figura 4.5**). Este diagrama mostra uma comparação entre larguras equivalentes medidas com o pacote IRAF em Ganimedes através de ajustes de função de Voigt e através de gaussianas, utilizando um conjunto de linhas do Fe I suficientemente isoladas de linhas vizinhas, de tal forma que suas asas podem chegar ao contínuo.

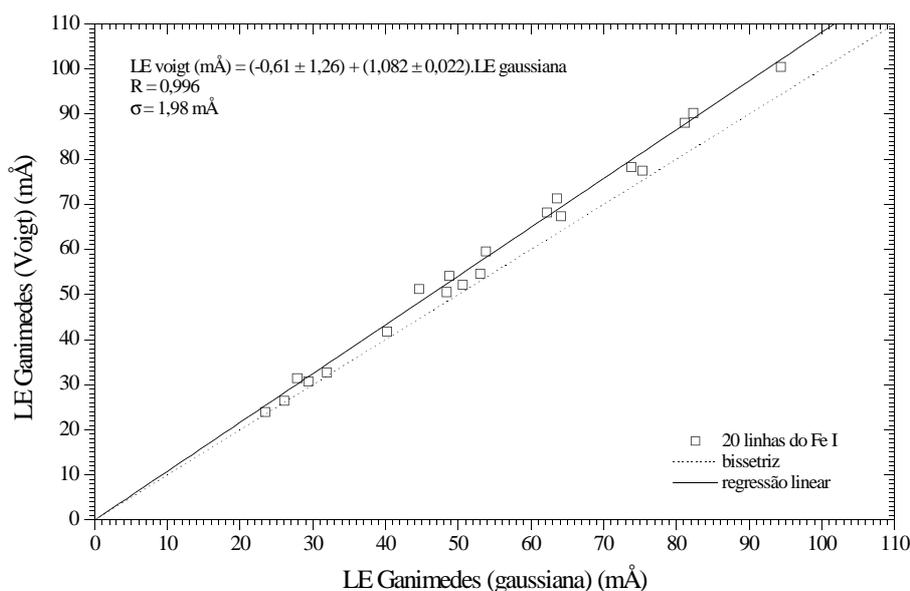


FIGURA 4.5: Comparação entre larguras equivalentes medidas em Ganimedes por ajustes de função de Voigt e de gaussianas, utilizando linhas do Fe I suficientemente isoladas no espectro.

Observa-se que a regressão linear sobre os pontos da **Figura 4.5** é comparável àquela da **Figura 4.3**, considerando o erro interno, comprovando que medir larguras equivalentes através de gaussiana e em seguida transformá-las para a escala de Meylan

et al. (1993), utilizando a **Equação 4.1**, é o mesmo que medir larguras equivalentes diretamente através de funções de Voigt.

As larguras equivalentes medidas são utilizadas na determinação das abundâncias dos elementos. Larguras equivalentes teóricas são calculadas iterativamente até que se igualem à largura medida. Para efetuar o cálculo das abundâncias foi utilizado um programa derivado de rotinas gentilmente cedidas pela Dra. Monique Spite do Observatório de Meudon em Paris.

4.2 - Modelos Atmosféricos Utilizados

Um modelo de atmosfera é um modelo físico para as camadas mais externas de uma estrela que descreve como certos parâmetros variam com a profundidade das camadas. Estes parâmetros podem ser escritos em função da chamada profundidade ótica (τ_λ), para um certo comprimento de onda λ . A profundidade ótica em um certo comprimento de onda é uma quantidade adimensional que determina a fração da intensidade irradiada por uma determinada camada, naquele comprimento de onda, que atinge a superfície estelar sem ser absorvida. Quanto maior a profundidade ótica, maior é a fração absorvida.

Os modelos de atmosferas estelares adotados para a análise são aqueles derivados por Edvardsson et al. (1993), os quais são válidos para estrelas com temperatura efetiva de 5250 a 6000 K, gravidade superficial ($\log g$, g em cm/s^2) em unidades logarítmicas (dex) de 2,5 a 5,0 dex e metalicidade de $-2,3$ a $+0,3$ dex (uma rotina especial permitiu pequenas extrapolações, quando necessário). Estes modelos baseiam-se na aproximação plano-paralela para a atmosfera estelar, estratificada em 35 camadas, com Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL) e equilíbrio radiativo.

Os modelos atmosféricos para o Sol e para as outras estrelas foram calculados utilizando um programa também gentilmente fornecido pela Dra. Monique Spite (Observatório de Meudon, Paris), o qual interpola entre as 35 camadas os valores de

temperatura T em função da profundidade ótica τ , $T(\tau)$, tabelados por Edvardsson et al. (1993) para cada camada.

Este programa gera um modelo de atmosfera para uma estrela se seus parâmetros atmosféricos fundamentais são conhecidos. São eles a temperatura efetiva (T_{ef}), a metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$), a gravidade superficial ($\log g$) e a razão populacional entre os átomos de hélio e hidrogênio ($n_{\text{He}}/n_{\text{H}}$).

Um outro parâmetro atmosférico fundamental é a velocidade de microturbulência (ξ), o qual é necessário para calcular as abundâncias. A velocidade de microturbulência é um parâmetro que visa justificar parte do alargamento encontrado em linhas espectrais nas atmosferas estelares, alargamento este que não é explicado somente pelo mecanismo Doppler térmico.

Os parâmetros atmosféricos fundamentais para o Sol são $T_{\text{ef}} = 5777$ K (Neckel, 1986), $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,00$ dex (por definição), $\log g = 4,44$ dex (Allen, 1973), $\xi = 1,3$ km/s (Porto de Mello et al., 2002) e $(n_{\text{He}}/n_{\text{H}}) = 0,1$ (Grevesse e Noels, 1993). Para as outras estrelas, a obtenção destes parâmetros é descrita na **Seção 4.5**, com exceção do parâmetro $n_{\text{He}}/n_{\text{H}}$, o qual permanece constante durante os cálculos.

A **Tabela 4.1** exemplifica um modelo de atmosfera calculado com os parâmetros atmosféricos fundamentais do Sol, mostrando como varia a temperatura (T), a densidade colunar de hidrogênio (N_{H} átomos/cm²), a pressão eletrônica (P_e) e a pressão do gás (P_g) em função da profundidade ótica no comprimento de onda $\lambda 5000$.

TABELA 4.1: Modelo de Atmosfera para o Sol.

T (K)	log N_{H}	P_e (dina/cm²)	P_g (dina/cm²)	log τ_{5000}
4460	3,10E+22	1,53E-01	2,00E+03	-3,500
4480	3,56E+22	1,66E-01	2,31E+03	-3,398
4504	4,01E+22	1,87E-01	2,59E+03	-3,300
4520	4,60E+22	2,13E-01	2,98E+03	-3,198
4545	5,19E+22	2,41E-01	3,35E+03	-3,100
4561	5,95E+22	2,75E-01	3,86E+03	-2,997

(continua)

TABELA 4.1: (conclusão)

T (K)	log N_H	P_e (dina/cm²)	P_g (dina/cm²)	log τ₅₀₀₀
4586	6,71E+22	3,10E-01	4,33E+03	-2,900
4603	7,69E+22	3,53E-01	4,99E+03	-2,797
4624	8,67E+22	3,98E-01	5,59E+03	-2,700
4641	9,93E+22	4,54E-01	6,45E+03	-2,597
4662	1,12E+23	5,10E-01	7,22E+03	-2,500
4680	1,28E+23	5,81E-01	8,33E+03	-2,397
4701	1,44E+23	6,54E-01	9,32E+03	-2,300
4719	1,65E+23	7,44E-01	1,07E+04	-2,197
4741	1,86E+23	8,36E-01	1,20E+04	-2,100
4764	2,13E+23	9,54E-01	1,39E+04	-1,997
4786	2,40E+23	1,07E+00	1,55E+04	-1,900
4805	2,75E+23	1,22E+00	1,79E+04	-1,796
4832	3,10E+23	1,38E+00	2,00E+04	-1,700
4860	3,55E+23	1,58E+00	2,31E+04	-1,596
4893	4,00E+23	1,79E+00	2,58E+04	-1,500
4922	4,57E+23	2,06E+00	2,97E+04	-1,396
4966	5,15E+23	2,35E+00	3,32E+04	-1,300
5010	5,89E+23	2,74E+00	3,83E+04	-1,196
5060	6,63E+23	3,14E+00	4,28E+04	-1,100
5117	7,58E+23	3,71E+00	4,93E+04	-0,996
5185	8,52E+23	4,33E+00	5,50E+04	-0,900
5261	9,71E+23	5,21E+00	6,31E+04	-0,796
5345	1,09E+24	6,24E+00	7,04E+04	-0,700
5449	1,24E+24	7,78E+00	8,01E+04	-0,597
5563	1,38E+24	9,81E+00	8,90E+04	-0,500
5695	1,54E+24	1,30E+01	9,95E+04	-0,399
5840	1,70E+24	1,78E+01	1,10E+05	-0,300
6014	1,86E+24	2,55E+01	1,20E+05	-0,203
6207	2,02E+24	3,90E+01	1,30E+05	-0,100
6420	2,15E+24	6,03E+01	1,39E+05	-0,006
6684	2,28E+24	1,03E+02	1,47E+05	0,100
6961	2,38E+24	1,69E+02	1,53E+05	0,190
7336	2,47E+24	3,26E+02	1,59E+05	0,300
7648	2,54E+24	5,33E+02	1,64E+05	0,394
7925	2,60E+24	8,04E+02	1,68E+05	0,500
8155	2,66E+24	1,12E+03	1,72E+05	0,599
8358	2,72E+24	1,48E+03	1,76E+05	0,700
8557	2,78E+24	1,90E+03	1,80E+05	0,801
8735	2,84E+24	2,36E+03	1,84E+05	0,900

4.3 - Cálculo dos Valores de gf Solares

Os pesos estatísticos g e as probabilidades de transição f (também conhecida como força de oscilador) entre os níveis eletrônicos são propriedades intrínsecas dos átomos e em conjunto formam o então conhecido gf . A formação de uma certa linha atômica na atmosfera estelar depende dos valores desta grandeza nos níveis envolvidos na transição, como pode ser visto na expressão de opacidade atômica (Barbuy, 1982):

$$k_a(\lambda) = \frac{\pi^{(3/2)} e^2}{m_e c^2} \lambda^2 Z g f N_Z 10^{-\chi \theta \frac{H(a,v)}{\Delta \lambda_D} (1 - e^{-\frac{hc}{\lambda kT}})} \quad (4.2)$$

onde m_e é a massa do elétron (e), c é a velocidade da luz, λ é o comprimento de onda da transição, Z é a abundância do elemento formador da linha (por massa), N_Z é a população do nível inferior da transição, χ é potencial de excitação da transição, $\theta = 5040/T_{ef}$ (K), $\Delta \lambda_D$ é o alargamento Doppler, $H(a,v)$ é chamada de função de Hjertings (Gray, 1976), h é a constante de Planck, k é a constante de Boltzmann e T é a temperatura do meio.

Os valores de gf utilizados na análise foram determinados a partir do modelo atmosférico calculado para o Sol. Este modelo é aplicado às larguras equivalentes das linhas medidas em Ganimedes, já corrigidas para a escala de Meylan et al. (1993). O objetivo é fazer com que estas linhas forneçam os valores solares de abundância, que são aqueles fornecidos por Grevesse e Noels (1993). Os valores de gf para cada linha estão listados na **Tabela A.1**, com exceção das linhas com estrutura hiperfina, cuja discussão vem a seguir.

4.4 - Estrutura Hiperfina

Os níveis de energia de um átomo, que estão relacionados aos números quânticos principais, referem-se somente à energia orbital do elétron no campo elétrico do núcleo atômico. Entretanto, o elétron e o núcleo possuem ambos um momento angular de spin

intrínseco e um correspondente momento magnético. O momento magnético do elétron interage tanto com o momento magnético orbital do átomo (interação spin-órbita) quanto com o spin do núcleo (interação spin-spin). Da interação spin-órbita surge a chamada estrutura fina e da interação spin-spin surge a estrutura hiperfina (EHF) (Bowers e Deeming, 1984).

A EHF deixa um mesmo nível com várias configurações possíveis, fazendo com que cada transição seja dividida em um certo número de subtransições. Deste modo, se a linha é saturada e subitamente fica dividida em várias sublinhas, esta ligeira separação dessatura a linha através da diminuição da opacidade no seu centro.

Na parte saturada da curva de crescimento (curva como aquela mostrada na **Figura 4.8** mais adiante) a abundância é uma função altamente dependente da intensidade da linha e, portanto, é muito importante considerar os detalhes da EHF para as linhas pertencentes a tal região. Caso contrário, a abundância medida é maior do que o seu valor verdadeiro. Para as linhas fracas ($LE < 40 \text{ m}\text{\AA}$) e para as linhas muito intensas ($LE > 150 \text{ m}\text{\AA}$) este efeito não é muito importante.

Na formação das linhas espectrais utilizadas neste trabalho, a EHF foi levada em conta para os elementos Mg, Sc, V, Mn, Co e Cu. Os dados de EHF para estes elementos são provenientes de Steffen (1985) e estão listados na **Tabela 4.2**. No caso dos elementos Zn, Sr, Y, Zr, Ce e Nd, para os quais a adoção de EHF seria teoricamente importante, ou seus efeitos são desprezíveis ou as linhas espectrais são tão fracas que a abundância determinada a partir delas não depende da adoção de EHF (Steffen, 1985).

Os elementos Sc e V possuem EHF bastante simples e constante de multipletos a multipletos, podendo ser utilizada para todas as linhas de interesse. Para os elementos cujos dados de EHF não são listados em Steffen (1985), foram utilizados os dados de multipletos vizinhos. Uma exceção é a linha do Mg em $\lambda 5785$, para a qual não há dados nem de multipletos vizinhos. Seu valor de gf está listado na **Tabela A.1** e foi determinado da mesma forma que o gf das linhas sem EHF. Como esta não é uma linha muito intensa, o erro na abundância determinada a partir dela não é muito importante.

TABELA 4.2: Valores de gf para Linhas com Estrutura Hiperfina.

λ (Å)	log gf								
4571,102	Mg I	4730,038	Mg I	5711,095	Mg I	4743,817	Sc I	5356,091	Sc I
4571,078	-6,49	4730,031	-3,10	5711,074	-2,69	4743,751	-0,37	5356,025	-0,67
4571,087	-6,53	4730,038	-3,14	5711,083	-2,73	4743,784	-0,28	5356,058	-0,58
4571,096	-5,63	4730,046	-2,24	5711,091	-1,83	4743,817	-0,49	5356,091	-0,79
						4743,836	-0,38	5356,110	-0,68
5392,075	Sc I	5484,611	Sc I	5671,826	Sc I	6239,408	Sc I	5318,346	Sc II
5392,009	0,04	5484,545	-0,45	5671,760	-0,17	6239,342	-1,83	5318,280	-2,30
5392,042	0,13	5484,578	-0,36	5671,793	-0,07	6239,375	-1,73	5318,313	-2,20
5392,075	-0,08	5484,611	-0,57	5671,826	-0,28	6239,408	-1,94	5318,346	-2,41
5392,084	0,03	5484,630	-0,46	5671,845	-0,17	6239,427	-1,83	5318,365	-2,30
5357,190	Sc II	5526,815	Sc II	5657,874	Sc II	5684,189	Sc II	6245,660	Sc II
5357,124	-2,76	5526,749	-0,95	5657,808	-1,32	5684,123	-1,71	6245,661	-1,81
5357,157	-2,66	5526,782	-0,85	5657,841	-1,22	5684,156	-1,61	6245,642	-1,92
5357,190	-2,87	5526,815	-1,06	5657,874	-1,43	5684,189	-1,82	6245,609	-1,71
5357,209	-2,76	5526,834	-0,95	5657,893	-1,32	5684,208	-1,71	6245,576	-1,80
6320,867	Sc II	5657,436	V I	5668,362	V I	5670,851	V I	5727,661	V I
6320,884	-2,57	5657,418	-1,34	5668,344	-1,47	5670,833	-0,97	5727,075	0,80
6320,865	-2,68	5657,436	-1,34	5668,362	-1,47	5670,851	-0,97	5727,057	0,80
6320,832	-2,47	5657,454	-1,34	5668,380	-1,47	5670,869	-0,97	5727,038	0,80
6320,799	-2,57								
6090,216	V I	6135,370	V I	6150,154	V I	6199,186	V I	6216,358	V I
6090,234	-0,63	6135,352	-1,27	6150,136	-2,03	6199,168	-1,92	6216,340	-1,38
6090,216	-0,63	6135,370	-1,27	6150,154	-2,03	6199,186	-1,92	6216,358	-1,38
6090,198	-0,63	6135,388	-1,27	6150,172	-2,03	6199,204	-1,92	6216,376	-1,38
6274,658	V I	6285,165	V I	4626,538	Mn I	4739,113	Mn I	5004,892	Mn I
6274,640	-2,09	6285,147	-1,86	4626,464	-0,99	4739,099	-1,23	5004,878	-2,08
6274,658	-2,09	6285,165	-1,86	4626,504	-0,19	4739,113	-1,37	5004,892	-2,22
6274,676	-2,09	6285,183	-1,86	4626,530	-0,44	4739,126	-1,53	5004,905	-2,38
				4626,565	-0,24	4739,145	-1,08	5004,924	-1,93
				4626,573	-0,54	4739,167	-2,43	5004,946	-3,28
5394,670	Mn I	5399,479	Mn I	5413,684	Mn I	5420,350	Mn I	5432,548	Mn I
5394,617	-3,93	5399,435	-0,91	5413,613	-1,81	5420,277	-2,26	5432,512	-4,31
5394,645	-4,01	5399,446	-1,10	5413,653	-1,01	5420,301	-2,16	5432,540	-4,39

(continua)

TABELA 4.2: (conclusão)

λ (Å)	log gf								
5394,670	-4,12	5399,479	-1,01	5413,679	-1,26	5420,334	-3,02	5432,565	-4,50
5394,689	-4,27	5399,502	-0,63	5413,714	-0,90	5420,376	-1,92	5432,584	-4,65
5394,703	-4,36	5399,536	-1,26	5413,722	-1,36	5420,429	-1,83	5432,598	-4,74
5537,765	Mn I	6013,497	Mn I	6021,803	Mn I	4749,662	Co I	4792,862	Co I
5537,691	-2,79	6013,474	-0,67	6021,764	-1,24	4749,641	-0,77	4792,811	-2,11
5537,710	-2,67	6013,486	-0,88	6021,780	-1,09	4749,675	-0,85	4792,827	-1,45
5537,798	-2,64	6013,501	-1,02	6021,797	-0,26	4749,704	-1,06	4792,840	-0,94
5537,764	-2,67	6013,519	-0,69	6021,806	-0,47	4749,729	-1,02	4792,855	-0,52
5537,802	-2,31	6013,537	-1,27	6021,814	-0,34	4749,764	-2,42	4792,864	-0,49
4813,479	Co I	5212,691	Co I	5280,629	Co I	5342,708	Co I	5381,772	Co I
4813,428	-1,44	5212,614	-1,60	5280,559	-0,35	5342,647	-0,10	5381,695	-0,69
4813,451	-0,96	5212,856	-0,90	5280,607	-1,14	5342,690	-0,17	5381,738	-0,77
4813,469	-0,42	5212,685	-0,77	5280,629	-1,01	5342,724	-0,26	5381,772	-0,85
4813,481	-0,35	5212,724	-0,94	5280,650	-1,17	5342,751	-0,36	5381,799	-0,96
4813,492	-0,48	5212,759	-0,93	5280,672	-1,10	5342,776	-0,31	5381,824	-0,91
5454,572	Co I	5647,234	Co I	6000,678	Co I	6455,001	Co I	5218,209	Cu I
5454,495	-0,38	5647,191	-2,17	6000,607	-2,09	6454,931	-0,56	5218,059	-1,40
5454,538	-0,45	5647,200	-2,24	6000,649	-1,38	6454,979	-1,35	5218,061	-0,92
5454,572	-0,54	5647,234	-2,33	6000,678	-1,26	6455,001	-1,22	5218,063	-1,03
5454,599	-0,64	5647,261	-2,43	6000,717	-1,43	6455,022	-1,38	5218,065	-0,35
5454,624	-0,59	5647,291	-2,38	6000,752	-1,42	6455,044	-1,31	5218,069	-0,55
								5218,071	-0,55
								5218,074	-0,21
5220,086	Cu I	5782,136	Cu I						
5220,080	-2,25	5782,032	-3,48						
5220,082	-1,77	5782,042	-3,79						
5220,084	-1,90	5782,054	-3,09						
5220,086	-1,19	5782,064	-3,14						
5220,090	-1,40	5782,073	-3,44						
5220,092	-1,40	5782,084	-2,74						
5220,095	-1,08	5782,086	-3,09						
		5782,098	-3,09						
		5782,113	-2,74						
		5782,124	-2,74						
		5782,153	-2,64						
		5782,173	-2,29						

4.5 - Determinação dos Parâmetros Atmosféricos

A fim de determinar os parâmetros atmosféricos para as estrelas analisadas neste trabalho, foi elaborado um pacote de programas que lê os parâmetros iniciais de entrada e efetua uma seqüência de cálculos que altera estes dados de acordo com condições pré-estabelecidas, fornecendo os parâmetros atmosféricos finais da estrela. Os parâmetros iniciais utilizados aqueles adotados para o Sol, conforme descrito na **Seção 4.2**.

Basicamente, o pacote calcula modelos atmosféricos em cada iteração. No início dos cálculos, o pacote testa o valor da metalicidade por ele determinada, comparando a metalicidade fornecida como entrada (aquela do modelo atmosférico) com aquela de saída (a qual é calculada fazendo-se uma média considerando todas as linhas de Fe I).

Para testar a temperatura efetiva, considera-se o equilíbrio de excitação entre as linhas do Fe I (porque esta é a espécie com maior número de linhas). Uma vez que as abundâncias fornecidas por diferentes linhas do mesmo elemento devem ser independentes do potencial de excitação (χ) das mesmas, o programa verifica se há alguma tendência no diagrama $[\text{Fe}/\text{H}]$ versus χ similar ao que é mostrado na **Figura 4.6**, mas utilizando linhas do Fe I somente. A temperatura assim determinada é referida como temperatura efetiva de excitação (T^{exc}).

O teste da microturbulência é feito verificando se existe alguma tendência no diagrama $[\text{Fe}/\text{H}]$ versus LE similar ao mostrado na **Figura 4.7**, porém utilizando somente linhas do Fe I.

A microturbulência tem a característica de atrasar a saturação de linhas moderadamente intensas ($40 \text{ m\AA} < \text{LE} < 150 \text{ m\AA}$), influenciando suas medidas de LE. Esta característica pode ser melhor entendida quando se analisa um diagrama do tipo $\log \text{LE}$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$, conhecido como curva de crescimento, a qual possui três regiões distintas: região linear, que mostra o comportamento de linhas fracas ($\text{LE} < 40 \text{ m\AA}$); região saturada, que mostra o comportamento de linhas moderadamente intensas; região amortecida, que mostra o comportamento de linhas muito intensas ($\text{LE} > 150 \text{ m\AA}$).

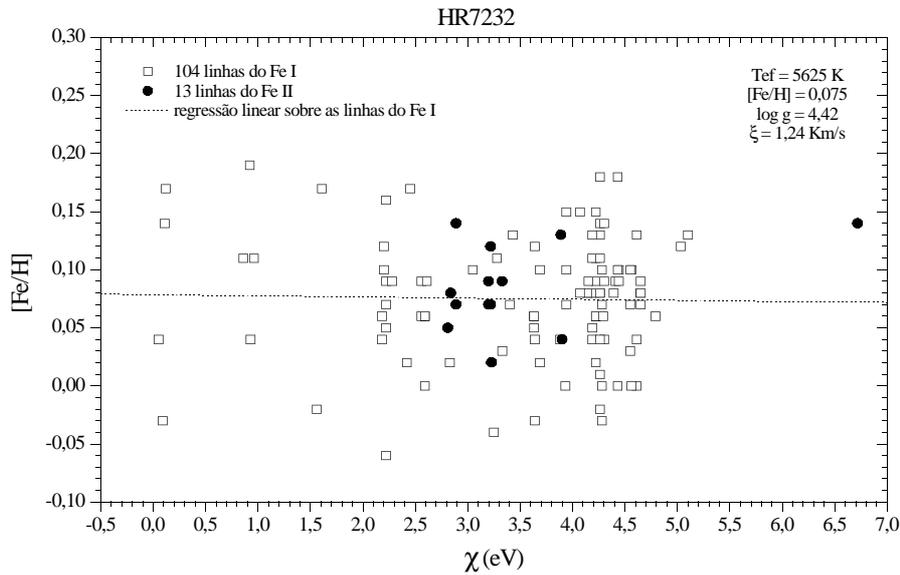


FIGURA 4.6: O equilíbrio de excitação entre linhas do Fe I fornece a temperatura efetiva de excitação. A regressão linear refere-se a linhas do Fe I e sua interseção com a ordenada fornece a $[Fe/H]$. O acordo entre as abundâncias de Fe I e Fe II fornece a gravidade superficial.

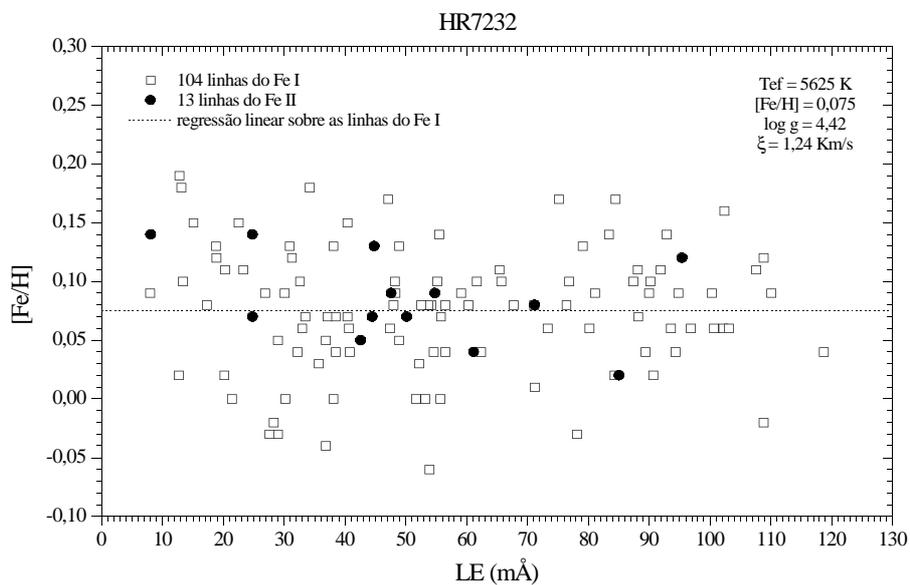


FIGURA 4.7: O acordo entre as abundâncias de linhas fracas e intensas determina a microturbulência. A regressão linear considera apenas linhas do Fe I. Pode-se observar também o acordo entre a abundância de linhas de Fe I e Fe II.

A **Figura 4.8** mostra um exemplo de uma curva de crescimento teórica para uma linha do ferro. Observa-se que a região saturada é mais sensível a mudanças no valor da microturbulência. Aumentar seu valor faz com que a abundância fornecida por linhas moderadamente intensas diminua e vice-versa.

Deste modo, um diagrama como o que é mostrado na **Figura 4.7** é bastante útil para se determinar a microturbulência de uma estrela. A microturbulência considerada como correta é aquela para a qual a abundância fornecida pelas linhas fracas é igual a abundância fornecida pelas linhas mais intensas.

Por fim, é feito o teste da gravidade superficial, analisando o equilíbrio de ionização entre linhas do Fe I (espécie neutra) e Fe II (espécie ionizada). Em estrelas de tipo solar, o número de átomos de Fe II representa a maior parte dos átomos de ferro contidos na sua atmosfera e, por este motivo, a metalicidade indicada pelas linhas de Fe II é mais sensível a mudanças de gravidade superficial e pouco sensível à mudanças de temperatura efetiva (Gray, 1976).

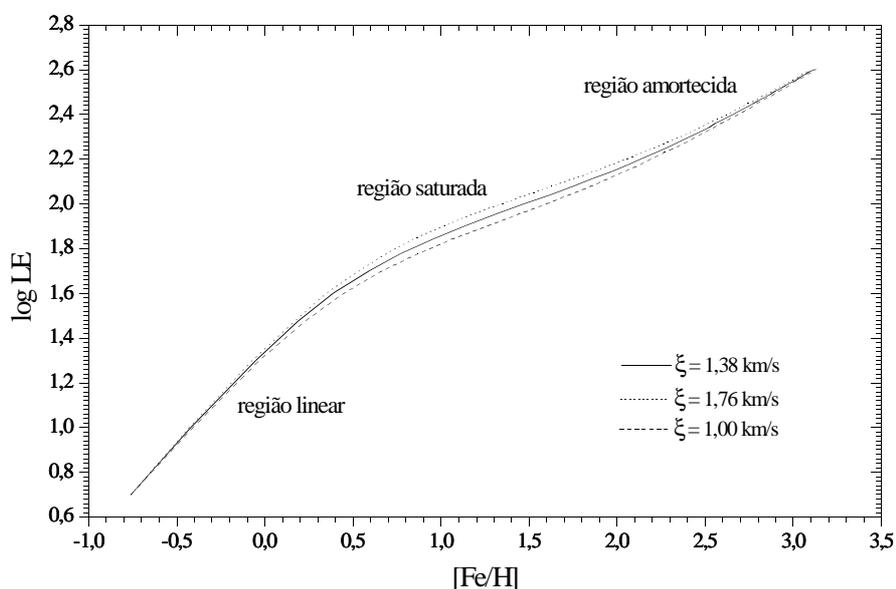


FIGURA 4.8: Curva de crescimento teórica para uma linha do Fe I ($\lambda 5856,096$), gerada com os parâmetros atmosféricos da estrela HR1294, para três valores de microturbulência.

Aumentar a gravidade desfavorece a população de Fe II, devido ao aumento da pressão eletrônica no meio. Como consequência, o programa responde a esta diminuição de população com um aumento da abundância determinada pela mesma, uma vez que as larguras equivalentes permanecem inalteradas. Quando ambas as espécies indicam a mesma abundância, encontramos então o valor correto da gravidade superficial, pois nenhuma população do ferro está sendo favorecida.

Em mais detalhes, seguem-se os seguintes passos:

Passo 1: teste da metalicidade. Se o módulo da diferença entre a metalicidade fornecida como entrada e a metalicidade de saída for maior ou igual a 0,01 dex, então o valor de metalicidade de saída é substituído como entrada e o programa volta ao início. Se for menor que 0,01 dex, o programa vai para o Passo 2.

Passo 2: teste da temperatura efetiva. Se o módulo do coeficiente angular da regressão linear calculada no gráfico [Fe/H] *versus* χ (**Figura 4.6**) for maior ou igual a uma fração do seu erro padrão, então o programa altera o valor da temperatura efetiva e retorna ao Passo 1. Se for menor, o programa vai para o Passo 3. O erro do coeficiente angular é tipicamente da ordem de 10^{-5} e a fração deste erro é um valor arbitrário, geralmente $\leq 0,5 \sigma$. O passo para a alteração da temperatura efetiva é de 0,002 sobre o parâmetro adimensional $\theta = 5040/T_{\text{ef}}(\text{K})$ e pode variar dependendo da precisão desejada. Aumentar o valor de θ implica em aumentar o valor absoluto do coeficiente angular e vice-versa.

Passo 3: teste da microturbulência. Se o módulo do coeficiente angular da regressão linear calculada no gráfico [Fe/H] *versus* LE (**Figura 4.7**) for maior ou igual a uma fração do seu erro padrão (o mesmo que no caso anterior), então o programa altera o valor da microturbulência e retorna ao Passo 1. Se for menor, o programa vai para o Passo 4. O passo para alteração da microturbulência é de 0,02 km/s sobre ξ . Aumentar ξ implica em diminuir o valor absoluto do coeficiente angular e vice-versa.

Passo 4: teste da gravidade superficial. O programa compara a abundância média

determinada pelas linhas do Fe I com aquela determinada pelas linhas do Fe II. Se o módulo da diferença for maior ou igual a 0,01 dex, então o programa altera o valor da gravidade superficial e retorna ao Passo 1. Se for menor, o programa termina e os parâmetros finais estão determinados.

A **Figura 4.9** representa um diagrama de fluxo mostrando como os parâmetros atmosféricos são calculados iterativamente. O resultado final é aquele cujos quatro parâmetros são auto-consistentes, considerando as incertezas.

Os valores espectroscópicos finais de temperatura efetiva de excitação, metalicidade, gravidade superficial e microturbulência estão listados na **Tabela 4.3**. A incerteza mostrada na coluna 4 é o desvio padrão na determinação da metalicidade. A estimativa das incertezas em cada um dos parâmetros é discutida a seguir.

TABELA 4.3: Parâmetros Atmosféricos Espectroscópicos.

Objeto	T^{exc} (K)	[Fe/H]	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	log g	ξ (km/s)
Sol	5777	0,00	-	4,44	1,30
HR88	5890	0,21	0,05	4,52	1,66
HR1294	5820	-0,09	0,05	4,38	1,38
HR1662	5750	-0,20	0,05	4,14	1,40
HR2047	6000	0,00	0,05	4,52	1,72
HR2576	5610	0,02	0,05	4,12	1,36
HR2667	5810	-0,22	0,04	4,32	1,34
HR7232	5630	0,08	0,05	4,42	1,24
HR7330	5810	-0,06	0,09	4,34	2,30
HR7644	5700	-0,27	0,05	4,44	1,22
HR7898	5410	-0,32	0,04	4,44	1,08
HR8581	6180	-0,01	0,08	4,42	1,58

As abundâncias químicas de cada elemento para cada estrela foram então determinadas a partir das larguras equivalentes medidas (corrigidas para a escala de Meylan et al., 1993), dos modelos de atmosferas adotados e dos parâmetros atmosféricos determinados. No **Capítulo 6** estão os resultados de abundância, listados na **Tabela 6.4** sob a forma de razões de abundâncias [elemento/Fe].

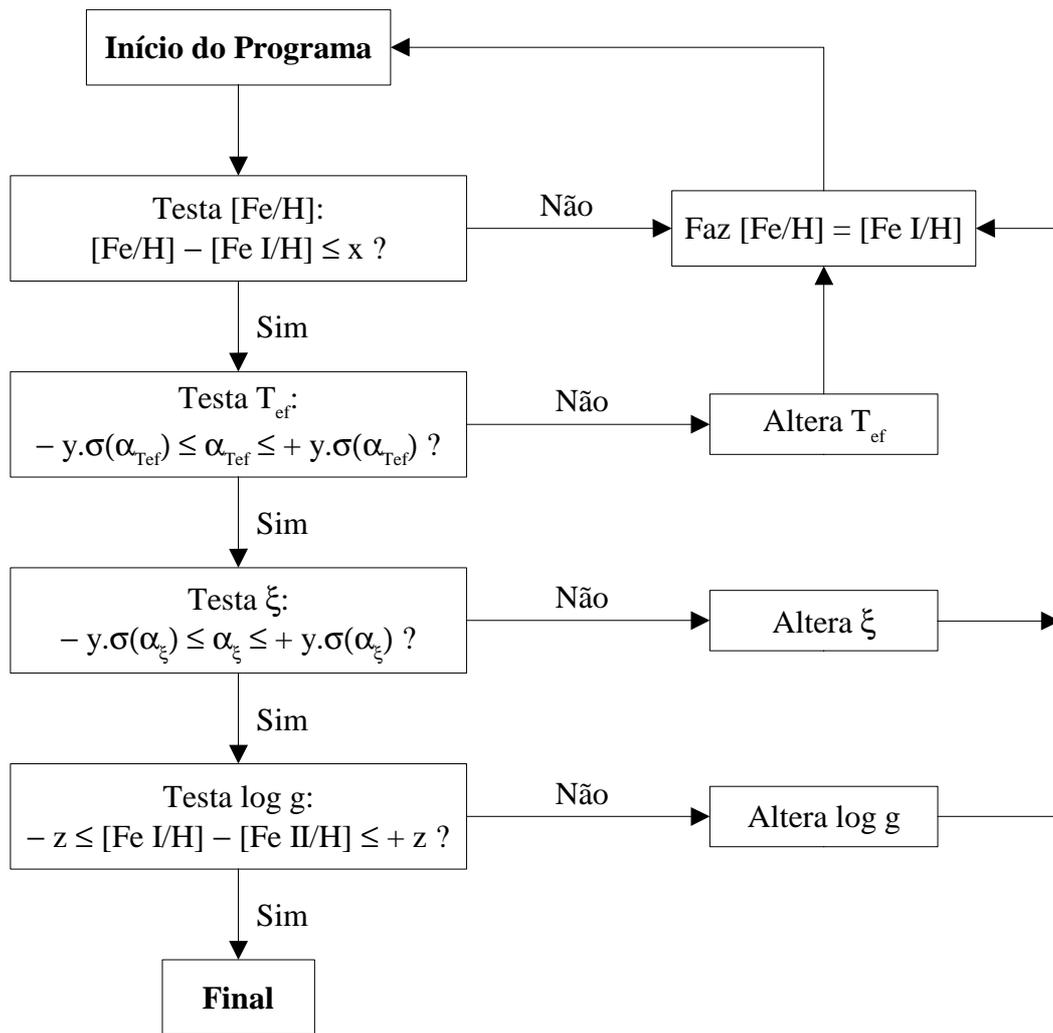


FIGURA 4.9: Diagrama de fluxo mostrando como os parâmetros atmosféricos são calculados iterativamente. As quantidades x , y e z são arbitrárias. As quantidades α_{Tef} e α_{ξ} são os coeficientes angulares das regressões sobre os diagramas $[Fe/H]$ versus χ e $[Fe/H]$ versus LE, respectivamente, e $\sigma(\alpha_{Tef})$ e $\sigma(\alpha_{\xi})$ são os respectivos erros.

4.6 - Estimativa das Incertezas

Diversas são as fontes de erro que influenciam a determinação das abundâncias químicas. As principais fontes são: *i*) erros nos parâmetros atmosféricos; *ii*) erros nas larguras equivalentes; *iii*) erros nos valores de gf ; *iv*) erros nos modelos atmosféricos.

Portanto, o erro final nas abundâncias determinadas foi estimado a partir da atuação conjunta dessas fontes de erro. Tal estimativa foi feita baseada na estrela HR1294, pois ela possui espectros com razão S/R e parâmetros atmosféricos representativos da amostra de estrelas analisadas.

4.6.1 - Incertezas nas Larguras Equivalentes e nos Valores de gf

A incerteza em largura equivalente é a fonte de erros que mais contribui para a incerteza nas abundâncias, como será verificado mais adiante. Além disso, uma vez que os valores de gf são calculados a partir das larguras equivalentes medidas no espectro solar, os erros em LE contribuem duas vezes para a incerteza nas abundâncias.

Para estimar os erros em LE a partir da estrela HR1294, utiliza-se um diagrama semelhante ao da **Figura 4.7**, mas comparando as larguras equivalentes desta estrela com aquelas de Ganimedes: LE_{HR1294} versus $LE_{Ganimedes}$. O valor da dispersão interna assim obtido foi $\sigma_{medido} = 2,9 \text{ m\AA}$ de tal forma que $\sigma_{medido}^2 = \sigma_{HR1294}^2 + \sigma_{Ganimedes}^2$. Considerando que os valores da razão S/R dos espectros observados sejam semelhantes, pode-se dizer que $\sigma_{HR1294} = \sigma_{Ganimedes} = \sigma_{Estrela\ qualquer}$. Deste modo, $\sigma_{medido}^2 = 2 \times \sigma_{Estrela\ qualquer}^2$ e portanto $\sigma_{Estrela\ qualquer} = 2,1 \text{ m\AA}$. As larguras equivalentes são então calculadas segundo a expressão a seguir e novos valores de abundância para cada elemento são obtidos.

$$LE_{com\ erro} (m\AA) = 1,075 \times [LE_{medida} (m\AA) + 2,1] \quad (4.3)$$

Os novos valores de abundância subtraídos daqueles determinados sem considerar os erros fornece a incerteza nas abundâncias devido aos erros em LE.

4.6.2 - Incertezas nos Modelos Atmosféricos

Essencialmente, o cálculo dos modelos atmosféricos está sujeito aos erros nos parâmetros atmosféricos fundamentais e nas simplificações de equilíbrio termodinâmico local (ETL) e de homogeneidade térmica das camadas atmosféricas. Entretanto, as ocorrências de não-ETL e de heterogeneidade térmica podem, provavelmente, ser

desprezadas, pois seus efeitos são pequenos para a maioria dos elementos estudados, sendo dominados pelas outras fontes de incerteza. Os argumentos destas conclusões são discutidos em mais detalhe por Edvardsson et al. (1993).

Além disso, deve-se ressaltar que o fato da análise ser diferencial diminui a influência destes efeitos.

4.6.3 - Incertezas nos Parâmetros Atmosféricos

Conforme discutido na **Seção 4.5**, a temperatura utilizada para a determinação das abundâncias é aquela obtida através do equilíbrio de excitação das linhas do ferro. O erro interno no valor da temperatura está relacionado com o erro padrão no coeficiente angular da regressão feita no diagrama $[\text{Fe}/\text{H}]$ versus χ (**Figura 4.6**). Para estimar este erro, varia-se o valor da temperatura até que o coeficiente angular tenha módulo aproximadamente igual ao seu erro padrão. Seguindo este procedimento, o erro interno encontrado foi de 20 K em T^{exc} , sendo este o erro 1σ .

Para estimar o erro na metalicidade, considera-se o erro interno na determinação de $[\text{Fe}/\text{H}]$, $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$, que é aquele listado na **Tabela 4.3**. O valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$ influencia a determinação das abundâncias dos outros elementos, pois é utilizado como entrada no cálculo dos modelos atmosféricos. Para a estrela HR1294 tem-se $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} = 0,05$ dex, o que é igual ao valor médio de todas as incertezas em $[\text{Fe}/\text{H}]$ da **Tabela 4.3**. Para medir a variação correspondente na abundância das outras espécies, basta variar o valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$ em 0,05 dex e recalculer o modelo atmosférico e as abundâncias desta estrela.

O erro em microturbulência é estimado de modo semelhante ao que é feito no caso da temperatura efetiva de excitação. No diagrama $[\text{Fe}/\text{H}]$ versus LE (**Figura 4.7**), varia-se a microturbulência da estrela HR1294 até que o coeficiente angular da regressão linear se aproxime o máximo possível do valor do seu erro padrão. O erro interno assim obtido para este parâmetro foi de 0,04 km/s, sendo este o erro 1σ .

Os erros nas abundâncias determinadas a partir das linhas de Fe I e Fe II

influenciam diretamente a determinação da gravidade superficial através do equilíbrio de ionização entre estas duas espécies. Para estimar a incerteza em $\log g$, varia-se seu valor até que diferença entre as médias nas abundâncias de Fe I e Fe II seja aproximadamente igual aos seus erros internos. Para HR1294, os erros internos nas abundâncias de Fe I e Fe II são comparáveis e possuem valor médio de 0,05 dex. Deste modo, encontrou-se que o erro interno em $\log g$ é de 0,13 dex, sendo este o erro 1σ .

4.6.4 - Estimativa das Incertezas Totais

As incertezas na determinação da abundância de cada espécie atômica devido, separadamente, à temperatura efetiva de excitação, à metalicidade, à microturbulência e à gravidade superficial estão listadas na **Tabela 4.4**, designadas por ΔT^{exc} , $\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$, $\Delta \xi$ e $\Delta \log g$, respectivamente. N é o número de linhas de cada espécie atômica, na estrela HR1294, consideradas na estimativa dos erros.

O erro total é calculado através da composição quadrática dos erros individuais, lembrando que o erros em LE são considerados duas vezes para dar conta dos erros nos valores de g_f .

Estes parâmetros são alterados no sentido de aumentar a abundância de Fe I, ou seja, a largura equivalente foi alterada segundo a **Equação 4.3**, a temperatura efetiva em +20 K, a metalicidade em +0,05 dex, a microturbulência em $-0,04 \text{ km/s}$ e a gravidade superficial em +0,13 dex em escala logarítmica.

Os erros da **Tabela 4.4** são para as razões de abundâncias [elemento/Fe], com exceção do Fe I para o qual são listados os erros em [Fe I/H]. Para as espécies neutras, os erros são para as razões [elemento/Fe I] enquanto que para as espécies ionizadas os erros são para as razões [elemento/Fe II].

TABELA 4.4: Incertezas nas Razões de Abundâncias
Devidas aos Erros em LE e nos Parâmetros Atmosféricos.

Espécie	N	ΔLE	ΔT^{exc} +20 K	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ +0,05 dex	$\Delta \xi$ -0,04 km/s	$\Delta \log g$ +0,13 dex	Erro Total
Fe I	108	0,05	0,01	0,00	0,01	-0,01	0,07
Fe II	16	0,06	-0,02	0,01	0,00	0,06	0,10
C I	2	0,05	-0,03	0,00	-0,01	0,05	0,09
Na I	2	0,04	0,00	0,00	0,00	0,00	0,06
Mg I	3	0,03	-0,03	0,00	0,00	-0,01	0,06
Si I	17	0,04	-0,01	0,00	-0,01	0,01	0,06
Ca I	12	0,03	0,00	0,00	0,00	-0,02	0,05
Sc II	7	0,06	0,02	0,01	0,00	-0,01	0,09
Ti I	27	0,07	0,01	0,00	0,00	0,00	0,10
Ti II	8	0,05	0,02	0,00	0,01	-0,01	0,07
V I	7	0,07	-0,04	0,00	-0,01	0,01	0,11
Cr I	21	0,05	0,00	0,00	0,00	0,00	0,07
Cr II	6	0,06	0,02	0,00	0,01	-0,01	0,08
Mn I	11	0,04	-0,03	0,00	0,00	0,00	0,06
Co I	12	0,07	-0,03	0,00	-0,01	0,01	0,11
Ni I	25	0,05	0,00	0,00	0,00	0,01	0,07
Cu I	3	0,05	-0,03	0,00	0,00	0,01	0,07
Zn I	1	0,04	-0,01	0,01	0,01	0,01	0,06
Sr I	1	0,05	0,01	0,00	0,00	0,00	0,07
Y II	5	0,06	0,02	0,01	0,01	-0,01	0,09
Zr II	1	0,05	0,02	0,01	0,01	-0,01	0,08
Ba II	3	0,04	0,03	0,01	0,02	-0,04	0,08
La II	2	0,08	0,01	0,00	0,00	-0,01	0,12
Ce II	3	0,09	0,02	0,01	0,00	-0,01	0,12
Nd II	1	0,09	0,02	0,01	0,00	-0,01	0,12
Sm II	1	0,10	0,02	0,01	0,00	0,00	0,15

Como será verificado no **Capítulo 5**, as estrelas HR2047 e HR7330 são estrelas de rotação relativamente grande (pelo menos cerca de duas vezes maior que das outras estrelas). Deste modo, espera-se que os erros nas abundâncias obtidas para estas estrelas sejam maiores do que a média das outras estrelas, devido a maiores incertezas na medida de largura equivalente.

Além disso, espera-se erros maiores para a estrela HR8581 que, juntamente com a estrela HR7330, possui razão S/R inferior à das outras estrelas.

CAPÍTULO 5 - SÍNTESE ESPECTRAL

Para os elementos carbono e nitrogênio foi utilizada a técnica de síntese espectral, aplicada a linhas moleculares de bandas vibracionais eletrônicas do Sistema Swan do C₂ e do Sistema Vermelho do CN, conforme apontado por Pearse e Gaydon (1965), Schadee (1968), Clegg et al. (1981) e Lambert (1987). Para isto, foi utilizado um programa de síntese chamado MOOG, desenvolvido em FORTRAN por Sneden (2000).

O programa MOOG resolve o transporte radiativo fotosférico, adicionando as absorções por linhas atômicas e moleculares, fundamentado no Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL) em camadas plano-paralelas, além de incluir uma análise de abundâncias fotosféricas. Sua formulação básica vem de Edmonds Jr. (1969) e foi revisada por Sneden (1973). A equação de transporte radiativo na fotosfera estelar na forma diferencial é dada pela expressão:

$$dI_{\lambda} = -k_{\lambda} \rho I_{\lambda} ds + j_{\lambda} \rho ds \quad (5.1)$$

onde I_{λ} é a intensidade específica da radiação para um dado comprimento de onda λ , dI_{λ} é a variação da intensidade específica ao longo do comprimento infinitesimal ds de um meio de densidade ρ , k_{λ} é o coeficiente total de absorção por massa (conhecido como opacidade) e j_{λ} é o coeficiente total de emissão por massa.

A integração da **Equação 5.1** ao longo das camadas da fotosfera fornece o fluxo na superfície $F_{\lambda}(\tau_{\lambda} = 0)$ segundo a expressão:

$$F_{\lambda}(\tau_{\lambda} = 0) = 2\pi \int_0^{\infty} S_{\lambda}(t_{\lambda}) E_2(t_{\lambda}) dt_{\lambda} \quad (5.2)$$

onde τ_{λ} é a profundidade óptica em um dado comprimento de onda λ ($d\tau_{\lambda} = k_{\lambda} \rho ds$), S_{λ} é conhecida como função fonte (razão entre o coeficiente total de emissão e o coeficiente total de absorção, $S_{\lambda} = j_{\lambda}/k_{\lambda}$) e $E_2(t_{\lambda})$ é uma função integro-exponencial de segundo grau que representa um fator de extinção para a função fonte.

$$E_2(t_\lambda) = \int_1^\infty \frac{e^{-t_\lambda \omega}}{\omega^2} d\omega \quad (5.3)$$

Os modelos de atmosferas foram os mesmos aplicados à análise de abundância diferencial ao Sol (**Seção 4.2**), porém, adaptados ao programa MOOG de tal forma que para cada uma das camadas fotosféricas são listadas as quantidades físicas τ_{5000} , T , P_g e N_e ($N_e = P_e/kT$, k = constante de Boltzmann).

Cada modelo também incorpora a velocidade de microturbulência e as abundâncias químicas elementais determinadas para cada estrela pela análise fotosférica diferencial, conforme discussão do **Capítulo 4**. A velocidade de microturbulência foi considerada constante em todas as camadas.

Para um elemento qualquer A cuja abundância química não foi determinada nem pela análise espectroscópica nem pela síntese espectral, adotou-se o valor de $[Fe/H]$ da respectiva estrela para fixar a razão $[A/H]$.

O equilíbrio dissociativo molecular é também levado em conta pelo programa de síntese espectral MOOG, de tal forma que as moléculas e íons atômicos citados adiante foram empregados.

- 8 íons atômicos: H^+ C^+ N^+ O^+ Mg^+ Si^+ P^+ Ti^+
- 4 moléculas diatômicas homonucleares: H_2 C_2 N_2 O_2
- 6 hidretos: CH NH OH MgH SiH PH
- 1 molécula diatômica: CN
- 7 óxidos (6 diatômicos e 1 triatômico): CO NO CO_2 MgO SiO PO TiO
- 6 moléculas triatômicas: CH_2 NH_2 HCO H_2O HCN HNO

As referências para tal escolha foram Tsuji (1973), Lambert (1987) e Jorgensen (1995), considerando as condições de temperatura e pressão da fotosfera de estrelas de tipo solar, em conjunto com as pressões parciais das moléculas.

A intensidade das linhas das moléculas formadas por C, N e O são influenciadas

pelas abundâncias de cada um destes elementos. Entretanto, no caso do oxigênio, cuja abundância não foi determinada, foi verificado que tal influência pode ser desprezada, dentro das incertezas, variando-se a abundância do oxigênio em até $\pm 0,2$ dex.

5.1 - Resumo da Teoria de Transições Moleculares

A formação dos espectros moleculares, assim como dos espectros atômicos, baseia-se nos seguintes postulados de Bohr: *i*) uma molécula pode existir somente com níveis de energia definidos (estados estacionários); *ii*) a emissão ou absorção de radiação somente é possível através de transições entre dois estados estacionários. Os estados estacionários de uma molécula estão associados aos seus níveis e sub-níveis eletrônicos, níveis vibracionais e níveis e sub-níveis rotacionais.

Muitos dos termos utilizados na teoria de transições moleculares estão definidos na **Figura 5.1**, a qual mostra um típico diagrama de transições quânticas e de níveis de energia de uma transição eletrônica. O número quântico vibracional v , o número quântico de momento angular resultante J e a projeção de J ou número quântico magnético M são mostrados nesta figura.

Em moléculas diatômicas, os níveis eletrônicos são definidos pelo número quântico Λ , definido como sendo a componente do momento angular orbital dos elétrons (L) paralela ao eixo internuclear. Para um dado valor de L , Λ pode assumir os valores $0, 1, 2, 3, \dots, L$.

Os níveis ou estados eletrônicos moleculares são usualmente designados pelas letras gregas maiúsculas $\Sigma, \Pi, \Delta, \Phi, \dots$, correspondendo ao número quântico $\Lambda = 0, 1, 2, 3, \dots$, respectivamente. A **Figura 5.1** ilustra o fato de que o nível eletrônico Σ divide-se em multipletos de $(2S+1)$ componentes e que níveis eletrônicos não- Σ dividem-se em multipletos de $2(2S+1)$ componentes, onde S é o número quântico de spin dos elétrons (inteiro ou semi-inteiro). Portanto, o termo $(2S+1)$ é chamado de multiplicidade de um estado eletrônico, devido exclusivamente ao spin dos elétrons.

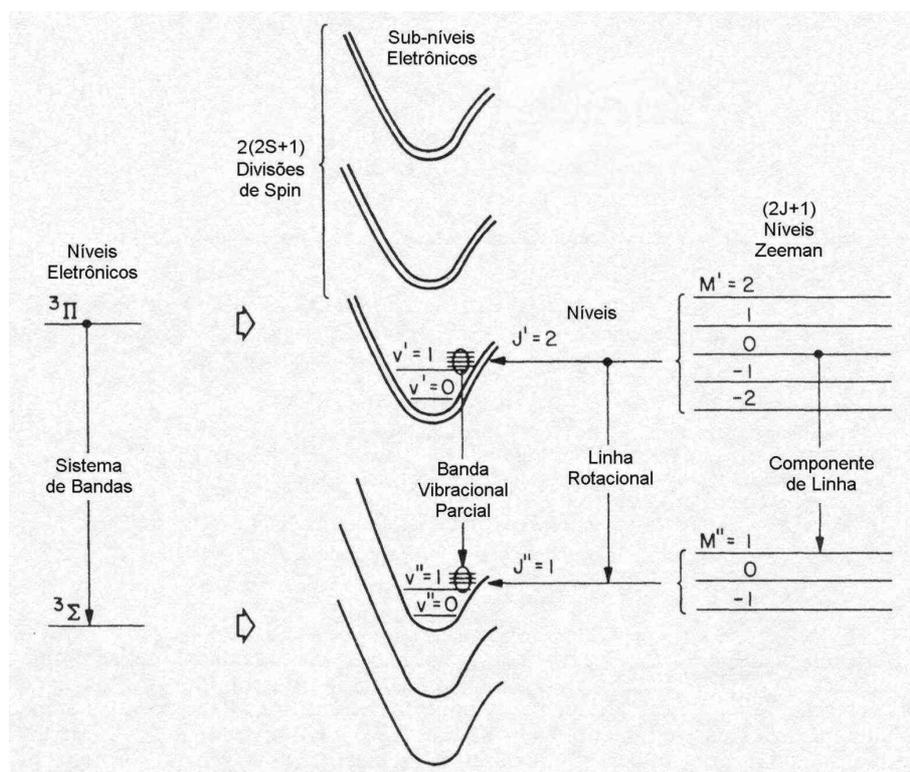


FIGURA 5.1: Diagrama de transições e de níveis de energia de uma transição eletrônica ${}^3\Pi \rightarrow {}^3\Sigma$.

Fonte: adaptação da Figura 1 de Whiting e Nicholls (1974).

Se muitos estados eletrônicos de uma molécula são conhecidos, eles são distinguidos por uma letra (X, A, B, C ..., a, b, c ...) colocada à direita da notação do estado ou sub-estado. Estas letras representam apenas uma ordenação em energia de tal forma que a letra X é freqüentemente utilizada para representar o estado de mais baixa energia da molécula em questão, ou estado fundamental. Portanto, segundo esta notação, as transições são descritas por símbolos tais como $A^1\Pi - X^1\Sigma$ ou $B^1\Pi - X^1\Sigma$. O número sobrescrito à esquerda da letra grega representa a multiplicidade $(2S+1)$ do estado.

Além dos números quânticos apresentados acima, as propriedades de simetria (característica de moléculas diatômicas ou poli-atômicas lineares) e de paridade (característica de moléculas de núcleos semelhantes) das auto-funções eletrônicas são de grande importância para a classificação de um estado eletrônico molecular. As

propriedades de simetria são representados pelos símbolos + ou – sobrescritos à direita da letra grega (Σ^+ , Σ^- , Π^+ , Π^- , ...) e as propriedades de paridade (par ou ímpar) são designados pelas letras minúsculas u ou g (do alemão *gerade* e *ungerade*) subscritos à direita da letra grega (Σ_u , Σ_g , Π_u , Π_g , ...).

Mais detalhes da nomenclatura de transições moleculares podem ser encontrados em Herzberg (1967) e em Ederlyi-Mendes (1990).

5.1.1 - Sistemas de Bandas Moleculares

Na **Figura 5.1** pode-se observar que cada sub-nível eletrônico é composto de uma série de níveis vibracionais v e cada nível vibracional contém diversos níveis rotacionais J . Além disso, cada nível rotacional J pode ser dividido, devido ao campo magnético, em $(2J+1)$ estados Zeeman, especificados pelo número quântico M . O elemento espectral mais fundamental é uma componente de linha Zeeman, produzida através de transições entre dois estados Zeeman.

Uma linha rotacional é definida como uma soma de todas as componentes de linha Zeeman entre dois níveis J . Uma banda vibracional é composta de todas as linhas rotacionais produzidas por transições entre os mesmos níveis vibracionais v' e v'' em todos os sub-níveis eletrônicos. No esboço da **Figura 5.1** é mostrado somente uma parte de uma banda vibracional, formada entre dois sub-níveis.

Normalmente, uma banda molecular possui um extremo em comprimento de onda bem definido chamado cabeça de banda, onde sua intensidade em absorção ou emissão cai a zero repentinamente, enquanto que do outro lado a intensidade diminui lentamente. Além disso, as bandas moleculares agrupam-se em conjuntos chamados Sistemas de Bandas, as quais se localizam em regiões específicas do espectro.

Um Sistema de Bandas é devido a uma dada transição entre dois estados eletrônicos e engloba transições entre vários níveis vibracionais v' e v'' tal que $\Delta v = (v' - v'')$, sendo cada banda designada pela notação (v', v'') . A banda mais intensa

de um determinado Sistema é a banda (0,0) e, em geral, a intensidade diminui conforme $|\Delta v|$ aumenta.

Conforme descrito em Lambert (1987), em estrelas de tipos espectrais G e K, os indicadores primários de abundância de carbono e nitrogênio são o Sistema SWAN do C_2 (bandas com $\Delta v = 0$ e $\Delta v = -1$) e o Sistema Vermelho do CN (bandas de $\Delta v = 4$ até $\Delta v = 2$). Segundo a notação de transições moleculares, o Sistema SWAN do C_2 é representado por ($d^3\Pi_g - ^3\Sigma_u$) enquanto que o Sistema Vermelho do CN é representado por ($A^2\Pi - X^2\Sigma^+$).

Assim como as linhas atômicas, a intensidade das linhas moleculares está relacionada com a força de oscilador da transição (f_{mol}), o que pode ser observado através da equação de opacidade molecular por massa (Barbuy, 1982):

$$k_m(\lambda) = \frac{\pi^{(3/2)} e^2}{m_e c^2} \lambda^2 f_{mol} N''_{nvJ} \frac{H(a,v)}{\Delta \lambda_D} \left(1 - e^{-\frac{hc}{\lambda kT}}\right) \quad (5.4)$$

onde m_e é a massa do elétron (e), c é a velocidade da luz, λ é o comprimento de onda da transição, N''_{nvJ} é a população do nível inferior da transição, $\Delta \lambda_D$ é o alargamento Doppler, $H(a,v)$ é chamada de função de Hjertings (Gray, 1976), h é a constante de Planck, k é a constante de Boltzmann e T é a temperatura do meio.

A força de oscilador molecular pode ser dada pelas contribuições independentes das transições eletrônica, vibracional e rotacional de acordo com a expressão:

$$f_{mol} = f_{el} q_{v'v''} S_{J'J''} \quad (5.5)$$

onde f_{el} é a força de oscilador da transição eletrônica, $q_{v'v''}$ é conhecido como fator Franck-Condon da transição vibracional e $S_{J'J''}$ é conhecido como fator Hönl-London da transição rotacional.

Os fatores Hönl-London seguem uma regra de normalização, cujo objetivo final é obter a energia total absorvida de uma banda vibracional a partir da energia absorvida

por cada linha rotacional da banda, de modo que a soma deve ser igual à energia total da banda (Whiting e Nicholls, 1974).

5.2 - Parâmetros Necessários para a Síntese Espectral

O objetivo da síntese espectral é reproduzir o espectro observado utilizando um espectro teórico de modo a obter a abundância do elemento estudado, tal como descrito em Milone (1991) e Milone et al. (1992).

Para gerar os espectros teóricos, o programa MOOG necessita de alguns parâmetros de entrada: aqueles resultantes da análise espectroscópica (parâmetros atmosféricos fundamentais e abundâncias dos elementos), alguns parâmetros de linhas atômicas e moleculares e alguns parâmetros de convolução espectral necessários para o ajuste ao perfil das linhas.

5.2.1 - Parâmetros Atômicos e Moleculares

Para a síntese de linhas atômicas, são necessários o comprimento de onda central para cada transição presente no espectro, um código da espécie atômica, os valores de gf e o potencial de excitação do nível inferior. Para a síntese de linhas moleculares, são necessários o comprimento de onda da transição e os respectivos valores de potencial de excitação do nível inferior (χ), de gf e da constante de dissociação molecular.

Os parâmetros das linhas atômicas foram obtidos do banco de dados de Viena (*Vienna Atomic Lines Database*, VALD) cujas referências são Kupka et al. (1999) (VALD-2), Ryabchikova et al. (1999) (VALD-2) e Piskunov et al. (1995) (VALD-1).

Os parâmetros das linhas moleculares (λ , χ , gf) foram obtidos a partir da compilação de Kurucz (1992) e foram revisados segundo a normalização dos fatores Honl-London (Whiting e Nicholls, 1974). As constantes de dissociação molecular (D_0) para o C_2 , para o CN e para o MgH são aquelas utilizadas por Milone (1991), cujos valores são: $D_0(C_2) = 6,156$ eV (Huber e Herzberg, 1979), $D_0(CN) = (7,65 \pm 0,05)$ eV

(Larsson et al., 1983; Bauschlicher et al., 1988) e $D_0(\text{MgH}) = (1,27 \pm 0,03) \text{ eV}$ (Balfour e Lindgren, 1978).

Na seleção de linhas atômicas do banco de dados VALD, foi considerada a existência destas linhas para estrelas de tipo solar de tal modo que a sua absorção fosse no mínimo de 0,1% do contínuo, um nível mínimo de detecção em espectros de razão S/R até 1000. Deste modo, são incluídas linhas atômicas em número maior que o grau de detecção, mas não de forma excessiva para não prejudicar o cálculo de síntese.

Além das bandas moleculares do C_2 e do CN, em cada região de estudo também foram incluídas linhas moleculares cujas intensidades ou não são desprezíveis ou contribuem apenas para a formação do contínuo, caso fossem presentes em espectros de estrelas de tipo solar. Ou seja, linhas dos sistemas ($\text{A } ^2\Pi - \text{X } ^2\Sigma^+$) do MgH e do CN foram adicionadas a algumas regiões de bandas do C_2 e linhas do C_2 (todas do Sistema SWAN) foram adicionadas à região de bandas do CN (Sistema Vermelho).

5.2.2 - Parâmetros de Convolução Espectral

O espectro sintético necessita ser convoluído considerando-se o alargamento instrumental da observação, o coeficiente linear de escurecimento do limbo (u) e a velocidade de rotação projetada na linha de visada da estrela (V_{seni}).

O alargamento instrumental foi estimado a partir do FWHM de linhas do tório (FWHM instrumental), cujo espectro não sofre todos os efeitos de alargamento que o espectro estelar, somente o alargamento devido à instrumentação.

Deste modo, foram medidos valores de FWHM em diversas linhas do tório. A **Tabela 5.1** lista o FWHM médio, juntamente com a dispersão interna, medido em cada ordem *échelle*, os quais serão utilizados como dados de entrada no programa MOOG para representar o alargamento instrumental das observações. Também são listados os comprimentos de onda médios das linhas utilizadas e uma estimativa do poder de resolução médio em cada ordem, juntamente com a dispersão interna.

TABELA 5.1: FWHM instrumental Médio e Poder de Resolução Médio em Cada Ordem do Espectro do Tório.

Ordem	$\lambda_{\text{médio}} (\text{Å})$	$\text{FWHM}_{\text{médio}} \pm \sigma (\text{Å})$	$\mathbf{R}_{\text{médio}} \pm \sigma$
1	4588,7	0,098 ± 0,004	46800 ± 1800
2	4619,5	0,100 ± 0,006	46200 ± 2800
3	4664,7	0,101 ± 0,004	46100 ± 1700
4	4695,8	0,103 ± 0,007	45600 ± 2900
5	4744,0	0,110 ± 0,005	43200 ± 1900
6	4781,6	0,106 ± 0,005	44900 ± 2100
7	4821,9	0,109 ± 0,005	44100 ± 1800
8	4865,8	0,110 ± 0,004	44200 ± 1600
9	4911,1	0,114 ± 0,004	43200 ± 1400
10	4948,9	0,109 ± 0,004	45400 ± 1800
11	4991,2	0,109 ± 0,006	45800 ± 2400
12	5044,3	0,111 ± 0,005	45300 ± 1800
13	5081,0	0,114 ± 0,006	44600 ± 2300
14	5136,4	0,117 ± 0,007	43800 ± 2700
15	5185,0	0,115 ± 0,005	45300 ± 2100
16	5224,7	0,111 ± 0,003	47000 ± 1200
17	5276,7	0,113 ± 0,005	46600 ± 2200
18	5321,8	0,110 ± 0,005	48200 ± 2000
19	5375,2	0,114 ± 0,005	47300 ± 2200
20	5428,5	0,112 ± 0,004	48300 ± 1800
21	5476,6	0,114 ± 0,004	48000 ± 1500
22	5532,7	0,114 ± 0,004	48700 ± 1800
23	5586,3	0,113 ± 0,005	49500 ± 2100
24	5650,8	0,120 ± 0,005	47100 ± 2000
25	5704,0	0,122 ± 0,007	46800 ± 2600
26	5763,3	0,121 ± 0,008	47800 ± 3000
27	5818,9	0,118 ± 0,004	49200 ± 1700
28	5880,7	0,126 ± 0,007	46700 ± 2500
29	5942,0	0,122 ± 0,004	48800 ± 1700
30	6005,0	0,126 ± 0,007	47800 ± 2500
31	6065,7	0,128 ± 0,004	47300 ± 1400
32	6131,0	0,132 ± 0,006	46500 ± 2100
33	6196,7	0,132 ± 0,003	46900 ± 1200
34	6270,9	0,139 ± 0,003	45100 ± 900
35	6340,7	0,141 ± 0,004	44800 ± 1300
36	6406,9	0,143 ± 0,005	44800 ± 1500
37	6489,2	0,150 ± 0,006	43300 ± 1700

A **Figura 5.2** mostra a variação do poder de resolução em função das ordens *échelle*. Dentro de 2σ das barras de erro, pode-se dizer que o poder de resolução tem um valor constante em torno de 46.000.

O escurecimento do limbo em atmosferas estelares é um efeito bem conhecido que deve ser considerado em diversos problemas astrofísicos, como por exemplo na interpretação do alargamento rotacional do perfil das linhas. O coeficiente de escurecimento do limbo (u) utilizado para cada estrela (**Tabela 5.2**) é proveniente da aproximação numérica linear feita por Díaz-Cordovés et al. (1995) e relaciona-se com a intensidade específica (I) através da expressão:

$$\frac{I(\theta)}{I(\theta=0)} = (1-u) + u \cos \theta \quad (5.6)$$

onde $\theta = 0^\circ$ representa o centro da estrela e $\theta = 90^\circ$ representa a borda ou limbo.

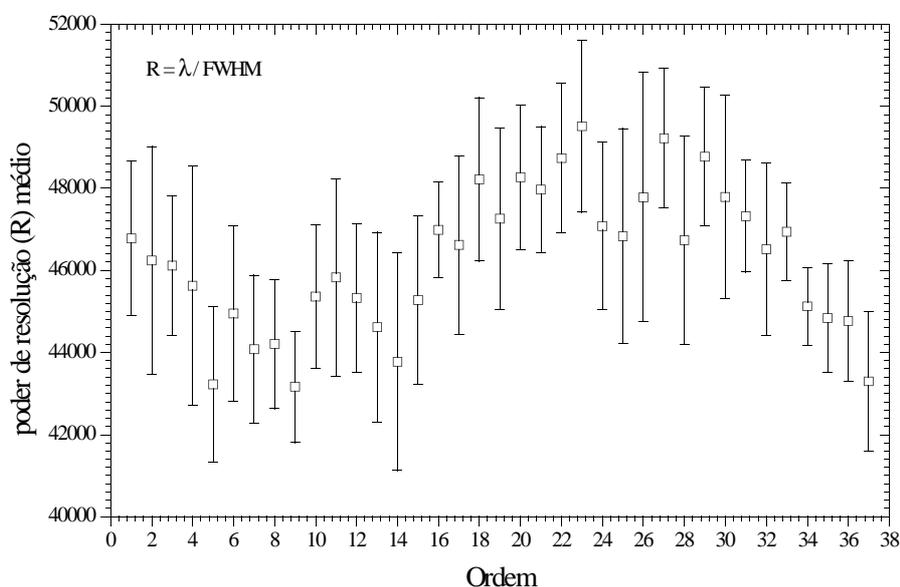


FIGURA 5.2: Diagrama mostrando a variação do poder de resolução em função das ordens *échelle*. Pode-se notar que sua variação fica em torno de um valor médio igual a 46.000.

A velocidade de rotação projetada foi obtida a partir da síntese de quatro linhas do Fe I, suficientemente isoladas de linhas vizinhas ($\lambda 5852,2$, $\lambda 5855,1$, $\lambda 5856,1$ e $\lambda 5859,6$). Primeiramente, ajusta-se os valores de gf de cada uma destas linhas no espectro solar (espectro de Ganimedes), fixando-se o valor solar de abundância do ferro, o FWHM instrumental da ordem correspondente, o valor solar do coeficiente linear de escurecimento do limbo ($u = 0,67$) e a velocidade de rotação projetada do Sol ($V_{\text{seni}} = 1,8$ km/s), como mostrado na **Figura 5.3**. Em seguida, ajusta-se o perfil das quatro linhas do Fe I em cada espectro estelar, fixando-se o valor solar de abundância do ferro, o FWHM e o coeficiente de escurecimento do limbo e variando-se a velocidade de rotação. A **Figura 5.4** mostra um exemplo de ajuste de perfil teórico sobre a linha $\lambda 5856,096$ do Fe I no espectro da estrela HR1294.

Na **Tabela 5.2** estão listados os valores de velocidade de rotação e do coeficiente linear de escurecimento do limbo para as estrelas e para o Sol (provenientes de Díaz-Cordovéz et al., 1995). No caso das estrelas, é mostrada uma média dos valores de V_{seni} obtidos individualmente a partir das quatro linhas do Fe I, com uma incerteza estimada de 0,5 a 1,0 km/s.

TABELA 5.2: Velocidade de Rotação média (V_{seni}) e Coeficiente Linear de Escurecimento do Limbo (u).

Objeto	V_{seni} média (km/s)	u
Sol	1,8	0,67
HR88	5,9	0,67
HR1294	3,5	0,67
HR1662	4,1	0,67
HR2047	9,0	0,64
HR2576	2,0	0,69
HR2667	4,0	0,67
HR7232	2,3	0,70
HR7330	12,5	0,67
HR7644	4,4	0,70
HR7898	3,3	0,70
HR8581	6,0	0,64

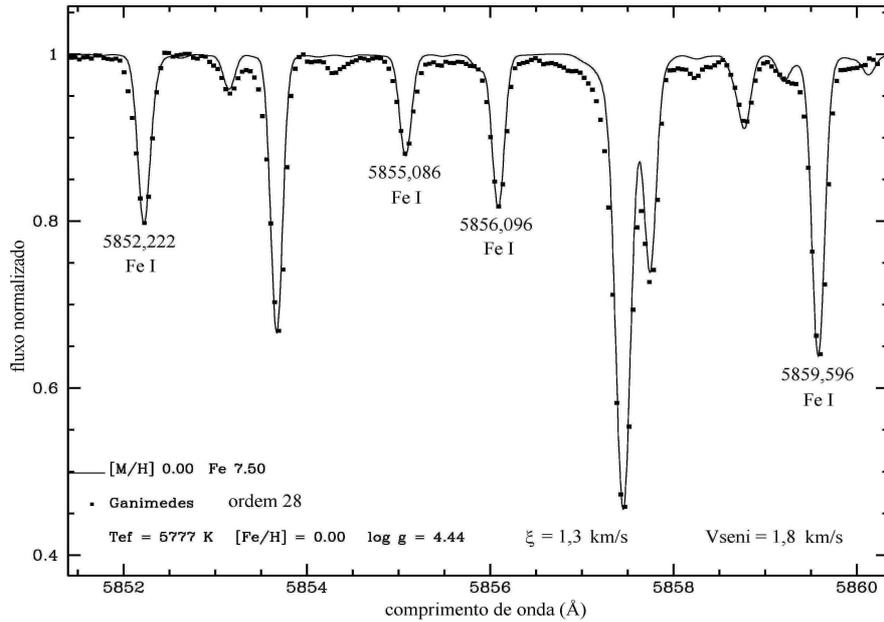


FIGURA 5.3: Espectro de Ganímedes mostrando as quatro linhas do Fe I utilizadas na determinação da velocidade de rotação projetada (V_{seni}) das estrelas. O perfil teórico (linha cheia) foi ajustado ao observado (pontos), modificando os valores de g_f de cada uma e fixando os demais parâmetros.

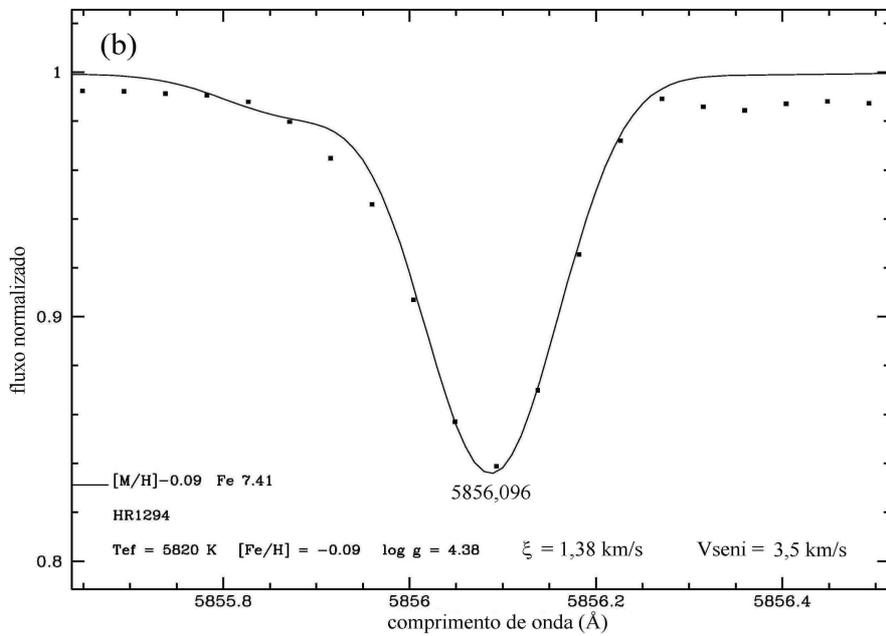


FIGURA 5.4: Ajuste do perfil de uma das linhas do Fe I na estrela HR1294 através da variação da velocidade de rotação projetada. Melhor ajuste: $V_{seni} = 3,5$ km/s.

O espectro sintético é calculado a passos de 0,02 Å em comprimento de onda, considerando contribuições à opacidade em intervalos de 0,5 Å. Admite-se a aproximação de Unsold (Van der Waals clássico) (U̇nsold, 1955) para o cálculo dos parâmetros de amortecimento das linhas.

5.3 - Reprodução do Espectro Solar

Espectros teóricos foram calculados para as regiões das bandas vibracionais (1,1)λ5128, (0,0)λ5135, (0,0)λ5165 e (0,1)λ5635 do Sistema SWAN do C₂ (d³Π_g—a³Σ_u) e para a região da banda vibracional (5,1)λ6332 do Sistema Vermelho do CN (A²Π—X²Σ⁺). Esta última região possui linhas telúricas que foram eliminadas usando um espectro de estrela quente. Também foram feitos ajustes sintéticos às linhas atômicas do carbono em λ5052,2 e λ5380,3.

Em algumas dessas regiões foram incluídas linhas moleculares do MgH, para as quais foram reproduzidas com êxito as linhas da banda vibracional (0,0)λ5210 (cabeça de banda), aplicando-se uma correção global de gf.

Como passo inicial, é necessário efetuar a reprodução do espectro solar observado de modo a ajustar os valores de gf de determinadas linhas atômicas e, de forma global, de linhas moleculares segundo a comunicação privada de Kurucz (2002), além de eliminar qualquer efeito sistemático nas determinações das abundâncias, que também são obtidas de maneira diferencial ao Sol.

As **Figuras 5.5a, b, c e d** apresentam, respectivamente, a reprodução do espectro solar nas regiões das bandas (1,1)λ5128, (0,0)λ5135, (0,0)λ5165 e (0,1)λ5635 do Sistema SWAN do C₂, com um erro de ±0,05 dex na abundância do carbono. Os valores de gf de algumas linhas atômicas foram ajustadas quando necessário.

Nas **Figuras 5.6a e 5.6b** estão, respectivamente, a reprodução das linhas atômicas do carbono em λ5052,2 e λ5380,3.

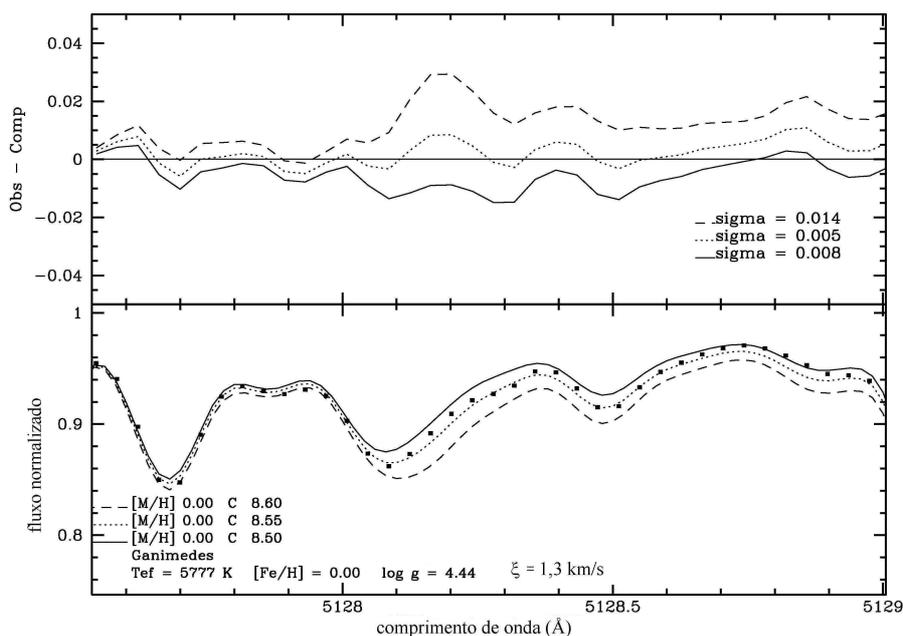


FIGURA 5.5a: Espectro solar sintético da região da banda (1,1) do Sistema SWAN do C_2 , em torno de $\lambda 5128$. As legendas referem-se à variação na abundância do carbono em 0,05 dex. Os símbolos (\blacksquare) referem-se ao espectro observado. A parte de cima mostra os desvios rms do espectro observado em relação ao sintetizado. Os valores de gf de algumas linhas atômicas foram ajustados quando necessário.

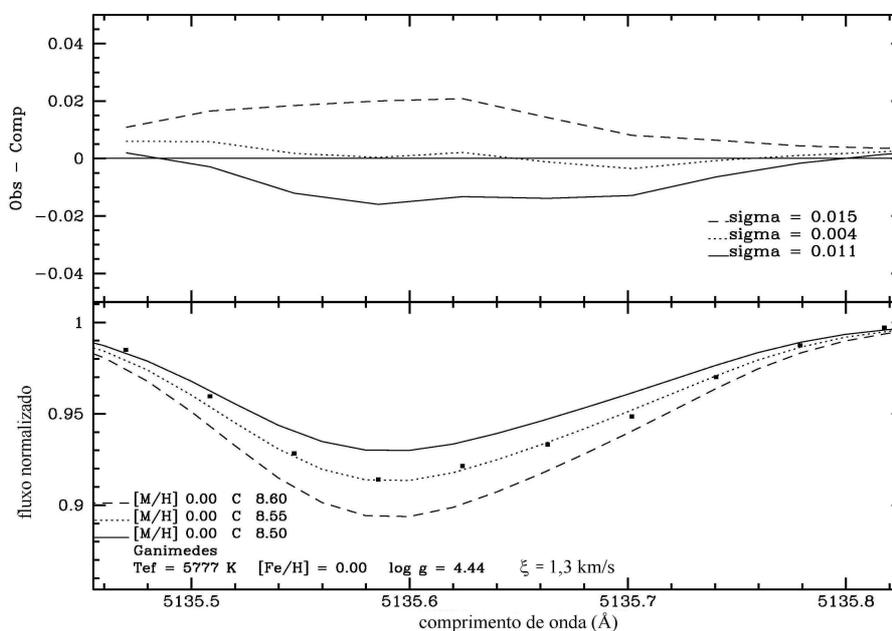


FIGURA 5.5b: O mesmo da **Figura 5.5a**, mas mostrando a linha da banda (0,0) do Sistema SWAN do C_2 em torno de $\lambda 5135,6$.

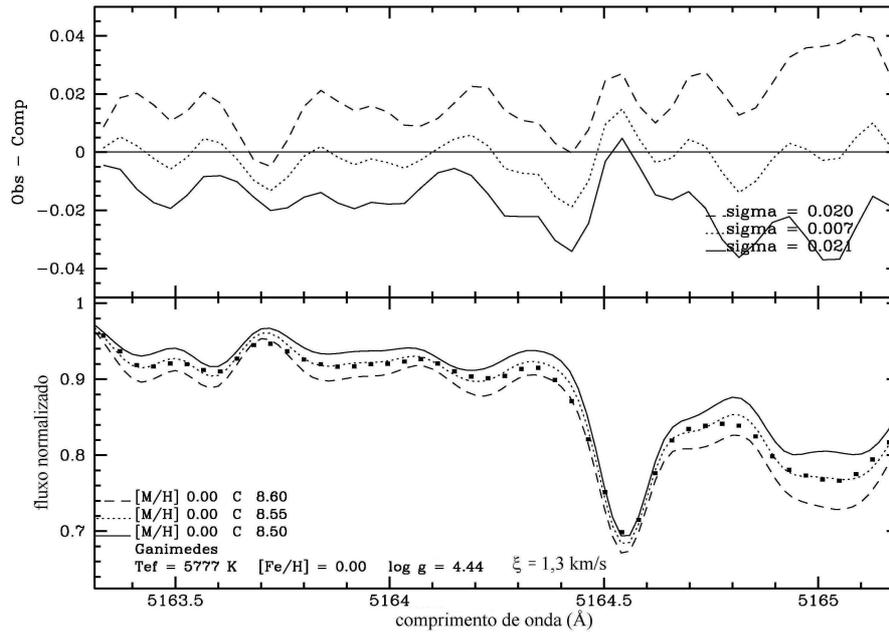


FIGURA 5.5c: O mesmo da Figura 5.5a, mas mostrando a região da cabeça da banda (0,0) do Sistema SWAN do C_2 em torno de $\lambda 5165$.

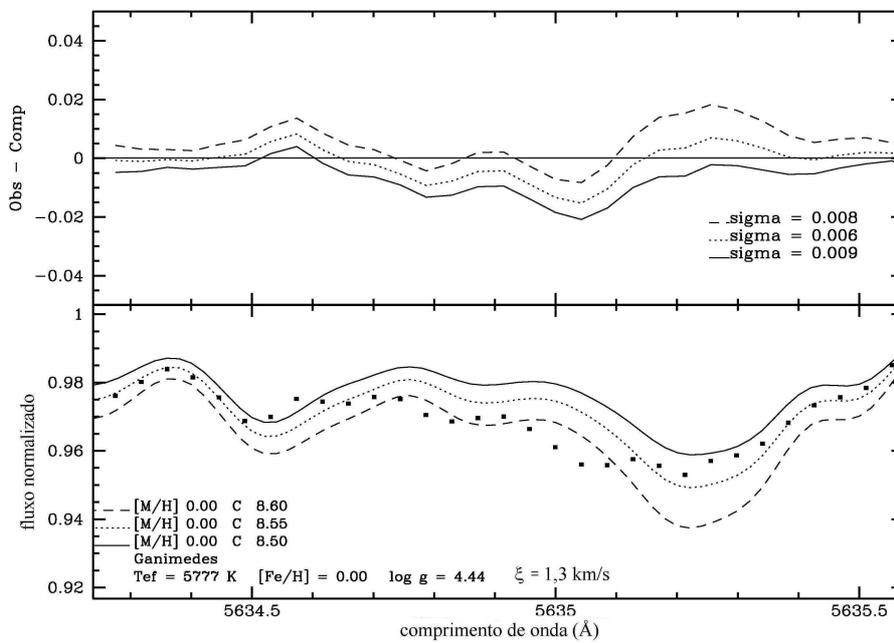


FIGURA 5.5d: O mesmo da Figura 5.5a, mas mostrando a região da cabeça da banda (0,1) do Sistema SWAN do C_2 em torno de $\lambda 5635,2$.

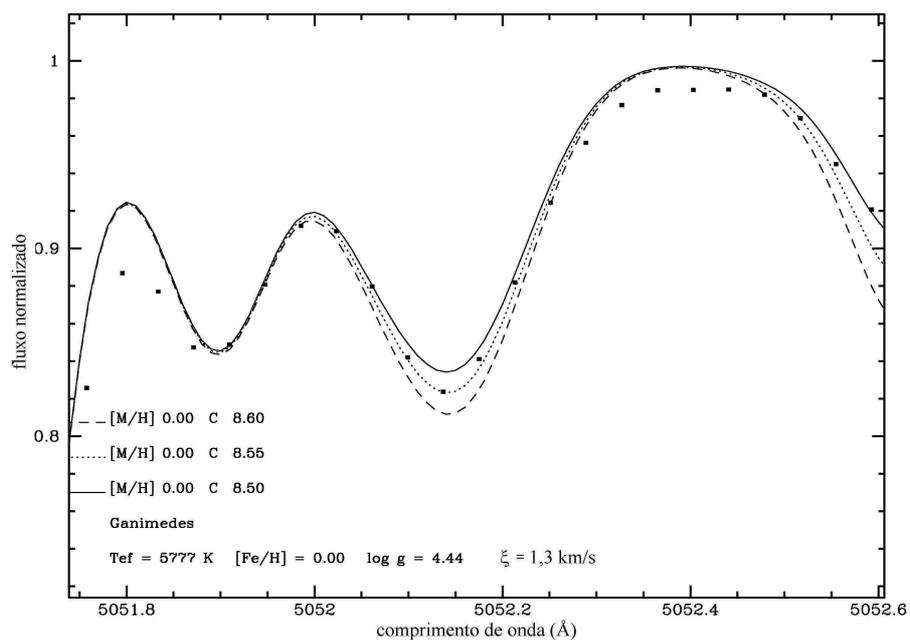


FIGURA 5.6a: Espectro solar sintético reproduzindo o perfil da linha atômica do carbono em $\lambda 5052,2$. Os valores de gf desta e de outras linha atômicas presentes foram ajustados. As legendas referem-se à variação na abundância do carbono em 0,05 dex. Os símbolos (■) referem-se ao espectro observado.

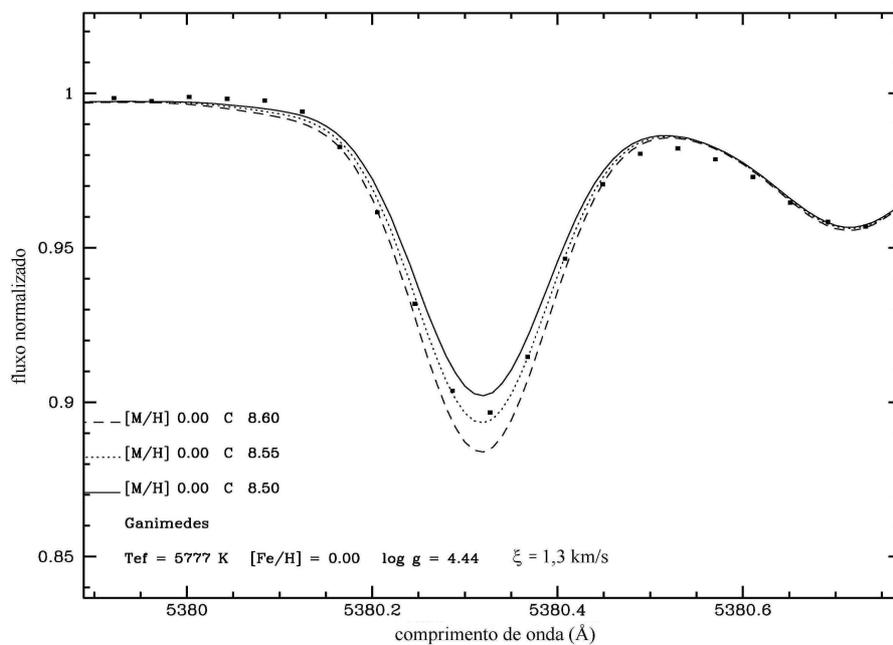


FIGURA 5.6b: O mesmo da **Figura 5.6a**, mas para a linha do carbono em $\lambda 5380,3$.

A **Figura 5.7** apresenta a reprodução do espectro solar na região da banda (5,1) λ 6332 do Sistema Vermelho do CN, com um erro de $\pm 0,1$ dex na abundância do nitrogênio. Os valores de gf de algumas linhas atômicas foram ajustados quando necessário. Para essa região também foram incluídas linhas moleculares do Sistema SWAN cujas intensidades contribuem para a formação do contínuo.

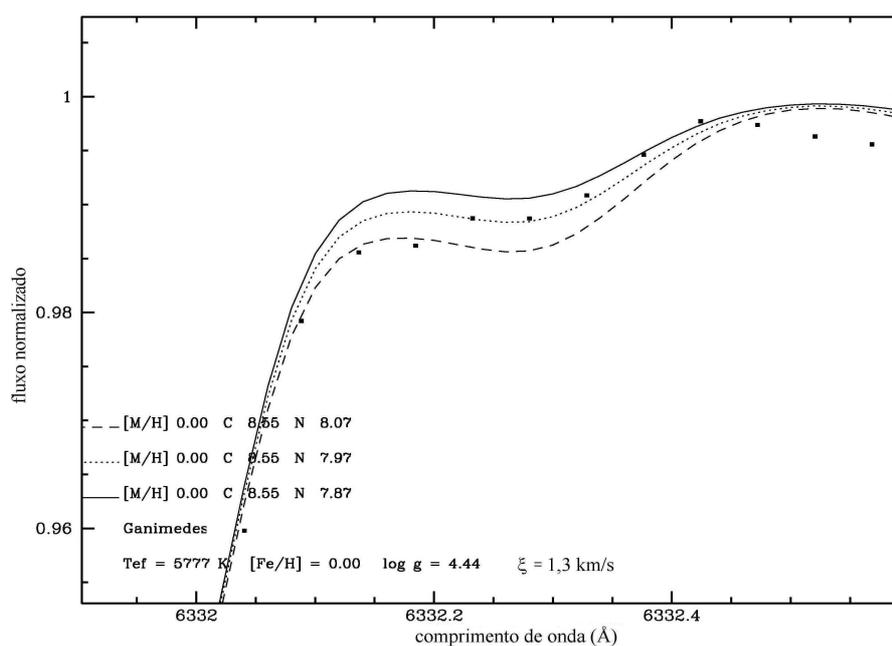


FIGURA 5.7: Espectro solar sintético reproduzindo a região da banda (5,1) do Sistema Vermelho do CN em torno de λ 6332,2. As legendas referem-se à variação na abundância do nitrogênio em 0,1 dex. Os símbolos (■) referem-se ao espectro observado. Os valores de gf de algumas linhas atômicas foram ajustados quando necessário.

CAPÍTULO 6 - RESULTADOS E DISCUSSÃO

6.1 - Determinação dos Parâmetros Evolutivos e Cinemáticos Estelares

6.1.1 - Parâmetros Evolutivos

Os parâmetros evolutivos massa e idade foram obtidos para as estrelas analisadas, utilizando trajetórias evolutivas teóricas e isócronas teóricas de Schaller et al. (1992) e Schaerer et al. (1993) traçadas no conhecido diagrama Hertzsprung-Russell ou diagrama HR ($\log L/L_{\odot}$ versus $\log T_{\text{ef}}$, onde L é a luminosidade de uma estrela qualquer e L_{\odot} é a luminosidade do Sol).

Primeiramente, deve-se calcular a luminosidade (L) de cada estrela, a qual está relacionada com a magnitude absoluta bolométrica M_{bol} através da equação:

$$M_{\text{bol}} - M_{\text{bol}}^{\odot} = -2,5 \log \frac{L}{L_{\odot}} \quad (6.1)$$

A magnitude absoluta bolométrica é aquela referente à luminosidade integrada em todos os comprimentos de onda. Entretanto, M_{bol} é muito difícil de se medir, de modo que normalmente é utilizada uma quantidade chamada correção bolométrica (CB). A correção bolométrica é uma medida da razão entre a energia total irradiada por uma estrela e a energia irradiada na banda V do espectro. Deste modo, tem-se que:

$$M_{\text{bol}} = M_{\text{V}} + \text{CB} \quad (6.2)$$

A correção bolométrica de uma estrela depende primeiramente da sua temperatura efetiva. Portanto, utilizando algumas poucas estrelas que possuem medidas de M_{bol} , pode-se construir uma calibração do tipo CB versus T_{ef} . Uma calibração como esta foi feita por Habets e Heintze (1981), a qual foi utilizada para obter valores de CB para as estrelas analisadas no presente trabalho. Nesta calibração, a correção bolométrica para o Sol é $\text{CB}_{\odot} = -0,07$. Deste modo, considerando $M_{\text{V}}^{\odot} = 4,82$ (Neckel, 1986), obtém-se que a magnitude absoluta bolométrica do Sol é $M_{\text{bol}}^{\odot} = 4,75$.

A magnitude absoluta no visível, por sua vez, está relacionada com a magnitude aparente na banda V e com a paralaxe (π) através da expressão a seguir (desprezando qualquer efeito de extinção):

$$M_V = V + 5 + 5 \log \pi \quad (6.3)$$

A luminosidade de cada estrela pode então ser calculada pela equação a seguir, obtida através da composição das **Equações 6.1, 6.2 e 6.3**:

$$\log \frac{L}{L_{\odot}} = -0,4(V + 5 + 5 \log \pi + CB - M_{\text{bol}}^{\odot}) \quad (6.4)$$

Os valores de magnitude aparente na banda V utilizados são aqueles listados na **Tabela 3.1**. As paralaxes são provenientes do satélite HIPPARCOS.

A temperatura efetiva final, a qual é utilizada para determinar a posição de cada estrela no diagrama HR, foi calculada efetuando uma média ponderada entre a temperatura efetiva média obtida das calibrações fotométricas e aquela obtida do equilíbrio de excitação. Os pesos considerados são o inverso do quadrado dos erros em cada determinação. Deste modo, tem-se:

$$T_{\text{ef média}} = \frac{T_{\text{ef}}^{\text{exc}} / (\sigma^{\text{exc}})^2 + T_{\text{ef}}^{\text{fot}} / (\sigma^{\text{fot}})^2}{1 / (\sigma^{\text{exc}})^2 + 1 / (\sigma^{\text{fot}})^2} \quad (6.5)$$

onde $\sigma^{\text{exc}} = 20$ K para $T_{\text{ef média}}^{\text{exc}}$ (**Subseção 4.6.3**) e $\sigma^{\text{fot}} = 30$ K para $T_{\text{ef média}}^{\text{fot}}$ (**Seção 2.2**).

A incerteza média na determinação de temperatura efetiva segundo o equilíbrio de excitação e segundo as calibrações fotométricas é ~ 17 K, obtido da expressão:

$$\sigma(T_{\text{ef média}}) = \sqrt{\frac{1}{(1/\sigma^{\text{exc}})^2 + (1/\sigma^{\text{fot}})^2}} \quad (6.6)$$

Portanto, adota-se 20 K como sendo a incerteza média esperada na determinação de temperatura efetiva neste trabalho.

As trajetórias evolutivas e as isócronas de Schaller et al. (1992) e Schaerer et al. (1993) foram obtidas para diferentes valores de metalicidade. Uma vez que o intervalo em metalicidade obtida para as estrelas analisadas é $-0,32 \text{ dex} \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0,21 \text{ dex}$ (**Tabela 4.3**), foram considerados diagramas evolutivos para três metalicidades diferentes: $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,37$, $[\text{Fe}/\text{H}] = +0,03$ e $[\text{Fe}/\text{H}] = +0,33$. Tem-se, portanto, três diagramas com as trajetórias evolutivas e outros três com as isócronas, um para cada valor de metalicidade.

Deste modo, os valores de massa são interpolados entre as trajetórias evolutivas e entre os três diagramas de diferentes metalicidades, considerando a metalicidade de cada objeto. O mesmo é feito para determinar as idades, cujos valores são interpolados entre as isócronas e entre os três diagramas. As **Figuras 6.1a** e **6.1b** mostram, respectivamente, os diagramas com as trajetórias evolutivas e com as isócronas para $[\text{Fe}/\text{H}] = +0,03$.

Entretanto, os diagramas evolutivos de Schaller et al. (1992) e Schaerer et al. (1993) não foram construídos visando ajustar o Sol, de modo que a massa e a idade obtidos para o Sol com os valores de temperatura efetiva e luminosidade solares conhecidos ($T_{\text{ef}} = 5777 \text{ K}$ e $\log L/L_{\odot} = 0,0$) não representam os valores aceitos para a massa e a idade solares ($M = 1 M_{\odot}$ e idade = 4,66 Ganos). Portanto, foi necessário fazer uma correção de $+0,02 M_{\odot}$ na massa e de $-2,4$ Ganos na idade obtidas para o Sol através dos diagramas. O mesmo também foi feito para a massa e a idade determinadas para cada estrela.

Com as massas determinadas, é possível obter a gravidade superficial das estrelas através da conhecida expressão:

$$\log\left(\frac{g}{g_{\odot}}\right) = \log\left(\frac{M}{M_{\odot}}\right) + 4 \log\left(\frac{T_{\text{ef}}}{T_{\text{ef}\odot}}\right) + 0,4 (M_{\text{bol}} - M_{\text{bol}\odot}) \quad (6.7)$$

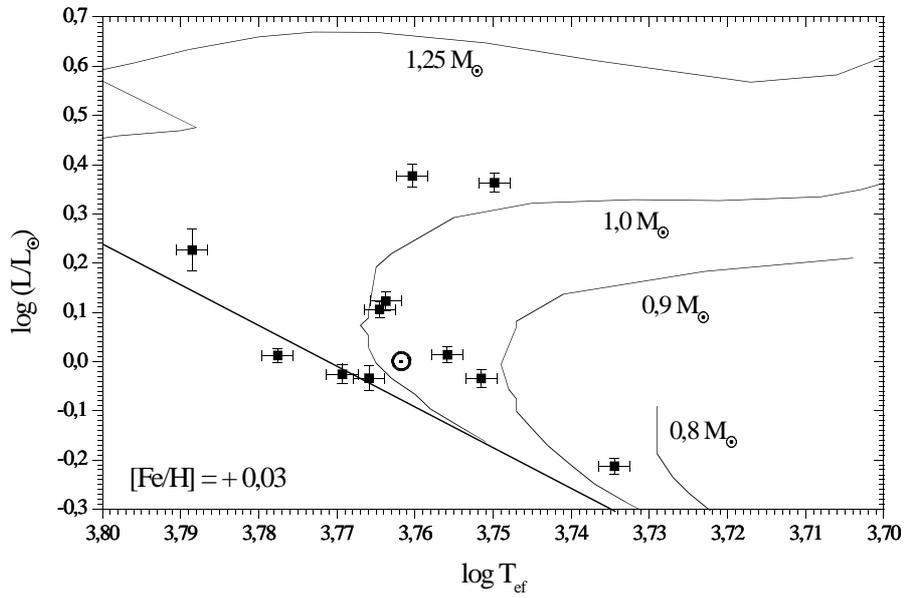


FIGURA 6.1a: Trajetórias evolutivas de 0,8 a 1,25 M_{\odot} para $[Fe/H] = +0,03$.

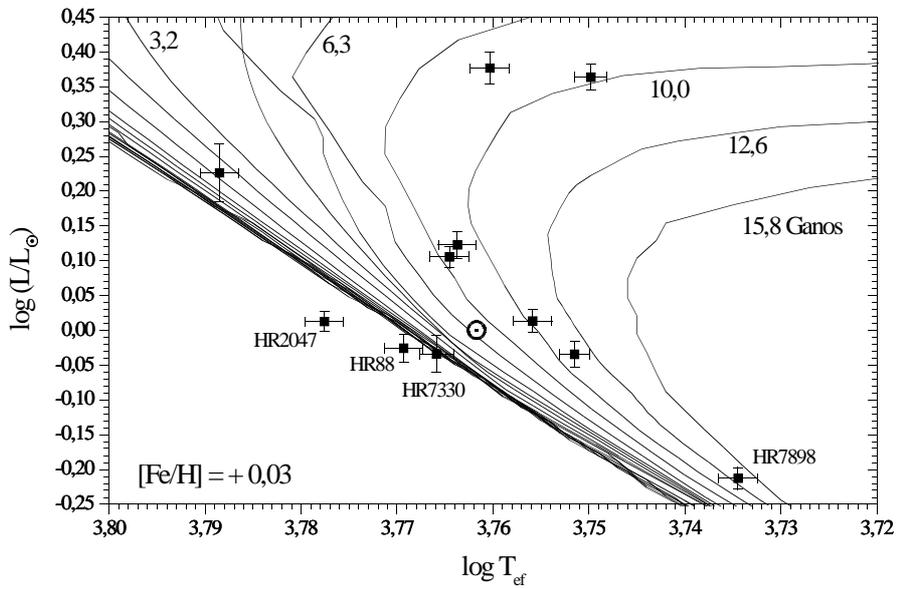


FIGURA 6.1b: Isócronas para $[Fe/H] = +0,03$ até 15,8 Ganos.

Na **Tabela 6.1** estão listados os parâmetros evolutivos obtidos para cada estrela. Na coluna 2 está o logaritmo da temperatura efetiva média, cujo erro é de 0,002 dex segundo o erro de 20 K em T_{ef} . Nas colunas 3, 4 e 5 estão, respectivamente, os valores de paralaxe e seu erro (em milissegundos de arco), de correção bolométrica e de magnitude absoluta bolométrica com seu erro. O erro em CB foi estimado em 0,01 mag. A coluna 6 lista o logaritmo da luminosidade e seu erro (em L_{\odot}), calculada segundo a **Equação 6.4**. Nas colunas 7, 8 e 9 estão, respectivamente, os valores de massa (em M_{\odot}), de gravidade superficial obtida a partir da massa ($\log g'$) e de idade (em Ganos) determinados para cada estrela, onde a massa e a idade já estão corrigidos conforme descrição do parágrafo anterior.

TABELA 6.1: Parâmetros Evolutivos.

Objeto	$\log (T_{\text{ef}}^{\text{média}})$	$\pi \pm \sigma$ (miliarcsec)	CB (mag)	$M_{\text{bol}} \pm \sigma$ (mag)	$\log (L/L_{\odot}) \pm \sigma$	M/M_{\odot}	$\log g'$	idade (Ganos)
Sol	3,762	-	-0,07	$4,75 \pm 0,03$	0,00	1,00	4,44	4,66
HR88	3,769	$49,1 \pm 0,9$	-0,03	$4,81 \pm 0,04$	$-0,03 \pm 0,02$	1,05	4,52	-
HR1294	3,765	$43,1 \pm 0,5$	-0,06	$4,49 \pm 0,03$	$0,11 \pm 0,02$	0,96	4,33	7,59
HR1662	3,760	$35,3 \pm 0,8$	-0,08	$3,81 \pm 0,05$	$0,38 \pm 0,02$	1,02	4,07	6,61
HR2047	3,778	$115,4 \pm 1,1$	0,02	$4,72 \pm 0,02$	$0,01 \pm 0,01$	1,11	4,54	-
HR2576	3,750	$38,8 \pm 0,6$	-0,15	$3,84 \pm 0,04$	$0,36 \pm 0,02$	1,07	4,06	6,31
HR2667	3,764	$61,5 \pm 1,1$	-0,06	$4,44 \pm 0,04$	$0,12 \pm 0,02$	0,92	4,29	8,91
HR7232	3,752	$58,2 \pm 0,9$	-0,14	$4,84 \pm 0,04$	$-0,03 \pm 0,02$	0,95	4,41	7,56
HR7330	3,766	$50,0 \pm 1,3$	-0,05	$4,83 \pm 0,06$	$-0,03 \pm 0,03$	1,09	4,53	-
HR7644	3,756	$56,5 \pm 0,7$	-0,11	$4,72 \pm 0,03$	$0,01 \pm 0,03$	0,90	4,36	8,51
HR7898	3,734	$68,3 \pm 0,8$	-0,25	$5,28 \pm 0,03$	$-0,21 \pm 0,02$	0,72	4,40	18,20
HR8581	3,789	$39,2 \pm 1,8$	0,07	$4,18 \pm 0,10$	$0,23 \pm 0,04$	1,07	4,35	1,41

O erro estimado para a massa, devido à incerteza na interpolação dos diagramas, é de 0,02 sobre a razão M/M_{\odot} . O erro correspondente na determinação da gravidade superficial a partir da **Equação 6.7** é $\sim 0,02$ dex em escala logarítmica para a maioria das estrelas, com exceção da estrela HR8581, cujo erro é de $\sim 0,04$ dex devido ao maior erro em M_{bol} , consequência do maior erro em paralaxe. Comparando os valores de gravidade superficial assim determinados com os obtidos da análise espectroscópica (**Tabela 4.3**) é possível observar o excelente acordo entre as duas determinações.

Os campos marcados com o símbolo (-) na **Tabela 6.1** correspondem a estrelas cujas idades não puderam ser determinadas através dos diagramas evolutivos disponíveis. Para determinar a idade da estrela HR7898 foi necessário fazer uma extrapolação, pois sua posição no diagrama HR, para a metalicidade correspondente, está fora da região de isócronas disponíveis. Portanto, o erro na idade obtida é maior e, deste modo, pode-se considerar que a idade desta estrela é compatível com a idade conhecida para a Galáxia (da ordem de 15 Ganos).

A estrela HR88 possui luminosidade em raios-X bem maior que a solar (ROSAT, Hünsch et al., 1998), o que indica que esta é uma estrela jovem. A estrela HR2047 pertence ao Grupo UMa, o qual possui 300 milhões de anos de idade (Soderblom e Mayor, 1993). Dados de atividade cromosférica desta estrela indicam que ela é bem mais ativa que o Sol (Duncan et al., 1991). Além disso, sua luminosidade em raios-X também é bem maior que no Sol, confirmando que ela é realmente jovem. O mesmo ocorre com a estrela HR7330, cuja atividade cromosférica (Duncan et al., 1991; Henry et al., 1996) e o fluxo em raios-X são muito maiores em relação ao Sol e às outras estrelas analisadas, indicando que esta estrela é extremamente jovem.

Estas três estrelas também são compatíveis com a Sequência Principal de Idade Zero (SPIZ) para a respectiva metalicidade.

Outro parâmetro que possibilita avaliar a idade destas estrelas é a velocidade de rotação, no sentido de que estrelas mais jovens possuem maior velocidade de rotação, a qual vai diminuindo com o tempo devido ao freamento magnético. As estrelas HR2047 e HR7330 possuem velocidade de rotação projetada (V_{seni}) consideravelmente maior que as outras estrelas (**Tabela 5.2**).

6.1.2 - Parâmetros Cinemáticos

Estrelas próximas do Sol no presente momento podem ter sido originadas em diferentes locais da Galáxia. Informações de suas origens através de suas velocidades espaciais podem ajudar a melhor entender suas razões de abundâncias.

Portanto, foram determinadas as componentes de velocidade galáctica U, V e W, definidos, respectivamente, como velocidade na direção do centro galáctico, velocidade de rotação galáctica e velocidade na direção do pólo norte galáctico medidas em relação ao Padrão Local de Repouso (PLR).

Para calcular essas componentes de velocidade, foi utilizado um programa desenvolvido por Eduardo Peloso (Observatório Nacional, RJ) a partir de equações provenientes de Wooley et al. (1970). Este programa utiliza como entrada dados de paralaxes, de movimentos próprios e de velocidades radiais. Os dois primeiros são provenientes do HIPPARCOS e o último é proveniente da literatura (Barnes et al., 1986; Beavers e Bitter, 1986; Duflot et al., 1995). No caso da estrela HR8581, uma binária espectroscópica (**Seção 2.1**), foi considerado para ela o valor de velocidade radial do centro de massa (Duquennoy e Mayor, 1991).

A **Tabela 6.2** lista os valores das componentes U, V e W, juntamente com seus erros, além dos valores da velocidade espacial (V_{esp}) e seu erro, das distâncias médias ao centro galáctico (R_m) e da excentricidade da órbita de cada estrela.

TABELA 6.2: Parâmetros Cinemáticos e Orbitais Galácticos.

HR	U $\pm \sigma$ (km/s)	V $\pm \sigma$ (km/s)	W $\pm \sigma$ (km/s)	$V_{\text{esp}} \pm \sigma$ (km/s)	R_m (kpc)	e
Sol	10,0	10,0	7,0	15,8	8,00	0,060
HR88	$-24,9 \pm 0,8$	$-9,6 \pm 0,9$	$9,2 \pm 2,0$	$28,2 \pm 1,0$	7,48	0,078
HR1294	$-25,1 \pm 0,6$	$-14,2 \pm 1,6$	$-17,3 \pm 1,4$	$33,6 \pm 1,1$	-	-
HR1662	$48,5 \pm 1,9$	$-30,4 \pm 1,2$	$-12,7 \pm 1,0$	$58,7 \pm 1,7$	-	-
HR2047	$22,9 \pm 2,0$	$6,8 \pm 0,7$	$0,3 \pm 0,4$	$23,9 \pm 1,9$	-	-
HR2576	$26,0 \pm 1,4$	$-87,9 \pm 1,9$	$-2,8 \pm 0,6$	$91,8 \pm 1,8$	5,26	0,317
HR2667	$-42,0 \pm 0,8$	$-68,0 \pm 2,0$	$-11,2 \pm 0,7$	$80,6 \pm 1,7$	5,82	0,271
HR7232	$65,3 \pm 1,9$	$-27,5 \pm 0,8$	$-10,9 \pm 0,8$	$71,7 \pm 1,8$	6,95	0,210
HR7330	$-2,5 \pm 1,9$	$-3,6 \pm 0,7$	$1,9 \pm 0,9$	$4,7 \pm 1,2$	7,78	0,020
HR7644	$-39,5 \pm 1,7$	$-33,8 \pm 1,2$	$-4,6 \pm 1,3$	$52,1 \pm 1,5$	7,00	0,211
HR7898	$-50,3 \pm 1,6$	$24,9 \pm 1,0$	$15,3 \pm 1,2$	$58,2 \pm 1,5$	-	-
HR8581	$-3,3 \pm 0,9$	$-14,9 \pm 1,4$	$-0,1 \pm 1,7$	$15,3 \pm 1,4$	7,30	0,046

Para o Sol, as componentes de velocidade e a excentricidade são provenientes de Wooley et al. (1970) e o valor de R_m é o mesmo usado por Edvardsson et al. (1993). Para as estrelas, os valores de excentricidade também são provenientes de Wooley et al. (1970) e os valores de R_m foram calculados segundo Wooley et al. (1970). A velocidade espacial foi determinada segundo a expressão:

$$V_{\text{esp}} = \sqrt{U^2 + V^2 + W^2} \quad (6.8)$$

As **Figuras 6.2a** e **6.2b** mostram, respectivamente, os diagramas V versus U e W versus V , comparando as componentes de velocidades galácticas do Sol com aquelas determinadas para as estrelas.

As estrelas HR2576 e HR2667 possuem valores de R_m bem menores que o solar e componentes de velocidade V muito baixas. Isto sugere que elas têm uma órbita diferente da solar.

As outras estrelas agrupam-se basicamente dentro de 40 a 50 km/s dos valores solares, o que sugere que elas possuem órbitas semelhantes ao Sol, sendo habitantes permanentes do chamado círculo solar, ou zona vizinha do Sol, no que diz respeito à distância média ao centro da Galáxia.

A estrela HR7232 tem componente U bem alta, mas possui valor de R_m semelhante ao valor solar. A faixa de componentes W mostra valores baixos e dentro de 20 km/s do valor solar, mostrando que estas estrelas não realizam grandes excursões acima ou abaixo do plano galáctico.

Ao observar os valores das **Tabelas 6.1** e **6.2**, é possível verificar que não existe nenhuma correlação clara entre os parâmetros cinemáticos e a idade ou a metalicidade determinados para as estrelas.

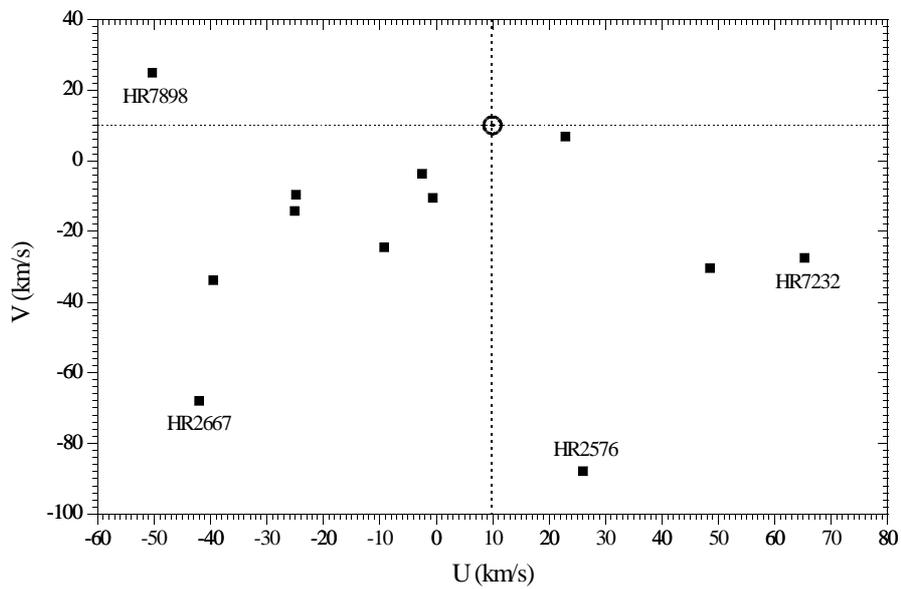


FIGURA 6.2a: Diagrama V versus U comparando as componentes de velocidade galáctica do Sol com aquelas determinadas para as estrelas. A origem corresponde ao PLR.

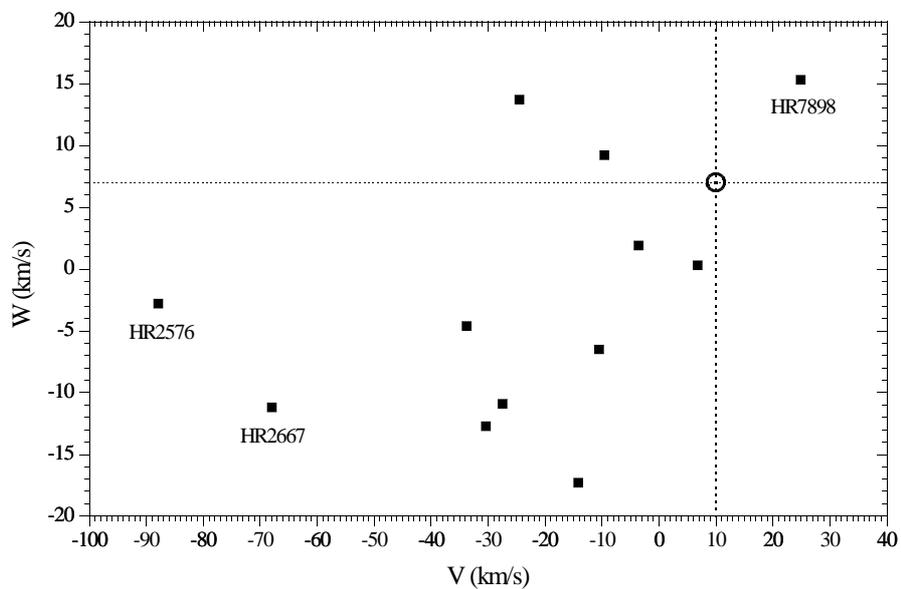


FIGURA 6.2b: O mesmo da **Figura 6.2a**, mas para as componentes de velocidade W e V .

6.2 - Abundâncias Químicas Determinadas

Primeiramente, são apresentados os resultados de abundâncias do carbono e do nitrogênio provenientes da síntese espectral.

A **Tabela 6.3** lista, para cada estrela, os valores das razões de abundâncias do carbono [C/H] determinados a partir de 6 indicadores (2 linhas atômicas do C e 4 bandas moleculares do C₂), juntamente com a média e o desvio padrão, a abundância do nitrogênio [N/H] obtida a partir de um indicador (uma banda do CN) e as razões de abundâncias [C/Fe] e [N/Fe] calculadas. O símbolo (-) marcado em alguns campos significa que a abundância não pode ser determinada devido a defeitos na região do espectro em questão.

O símbolo (*) marcado ao lado de alguns valores significa que a respectiva abundância possui maior incerteza na sua determinação devido a maiores incertezas na escolha do melhor ajuste para a banda molecular ou linha atômica. O melhor ajuste de síntese espectral (nas 6 regiões de estudo) é fornecido pela minimização do desvio quadrático médio (rms) entre o espectro observado e o sintetizado. Deste modo, para o cálculo da abundância média do carbono, os valores marcados com o símbolo (*) tiveram peso 1 enquanto os outros tiveram peso 2.

TABELA 6.3: Abundâncias Determinadas para o Carbono e para o Nitrogênio
Através da Síntese Espectral.

Objeto	[C/H] λ5052	[C/H] λ5380	[C/H] λ5128	[C/H] λ5135	[C/H] λ5165	[C/H] λ5635	[C/H] média ± σ	[N/H] λ6332	[C/Fe]	[N/Fe]
HR88	0,28	0,26	0,23	0,26	0,25	0,28*	0,26 ± 0,02	0,41	0,05	0,20
HR1294	-0,08	-0,08	-0,15	-0,13	-0,13	-0,08	-0,11 ± 0,03	0,06	-0,02	0,15
HR1662	-0,25	-0,24	-0,34	-0,37	-0,39	-0,37*	-0,32 ± 0,06	-0,20	-0,12	0,00
HR2047	-0,07	-0,07*	-0,12	-0,17*	-0,12	-0,07*	-0,10 ± 0,04	-	-0,10	-
HR2576	0,23	0,15	0,10	0,05	0,10	0,10	0,12 ± 0,06	0,02	0,10	0,00
HR2667	-0,29	-0,26	-0,36	-0,26	-0,29*	-0,26*	-0,28 ± 0,03	-0,42	-0,06	-0,20
HR7232	0,13	0,18	0,10	0,13	0,11	0,13	0,13 ± 0,03	0,17	0,06	0,10
HR7330	-	-0,16	-0,21*	-	-0,21*	-0,11*	-0,17 ± 0,04	-	-0,11	-
HR7644	-0,27*	-0,32	-0,42	-0,29	-0,37	-0,37*	-0,34 ± 0,05	-0,37	-0,08	-0,11
HR7898	-	-0,45	-0,52*	-0,45	-0,45	-0,45*	-0,46 ± 0,02	-0,52	-0,14	-0,20
HR8581	0,04	0,02	-	-	-0,03*	0,07*	0,03 ± 0,03	-	0,04	-

A média dos desvios padrões na abundância média do carbono fornece uma incerteza média de 0,04 dex. A composição quadrática deste erro com o erro médio na abundância do Fe, de 0,05 dex, fornece uma incerteza de 0,06 dex para a razão [C/Fe]. Para o nitrogênio, a incerteza devido à escolha do melhor ajuste sobre o espectro é cerca de 0,1 dex. A composição quadrática deste erro com aquele da abundância do Fe fornece uma incerteza estimada de 0,11 dex para a razão de abundâncias [N/Fe].

Devido à grande consistência interna entre as abundâncias do carbono provenientes da síntese espectral e ao fato do erro médio sua abundância proveniente da análise espectroscópica ser maior (0,09 dex), foram adotados os resultados da síntese.

As abundâncias químicas médias determinadas a partir da análise espectroscópica, para cada elemento e para cada estrela analisados neste trabalho, estão listados na **Tabela 6.4**, sob a forma de razões de abundâncias [elemento/Fe].

TABELA 6.4: Razões de Abundâncias [elemento/Fe] para as Estrelas Analisadas.

	88	1294	1662	2047	2576	2667	7232	7330	7644	7898	8581
[Na/Fe]	0,04	-0,02	-0,05	-0,10	0,04	0,03	0,02	-	-0,03	0,00	-0,05
[Mg/Fe]	0,00	0,06	0,14	-0,01	0,21	0,16	0,04	-0,06	0,11	0,06	-0,05
[Si/Fe]	-0,01	0,02	0,08	-0,04	0,09	0,06	0,01	0,03	0,04	0,02	-0,05
[Ca/Fe]	0,08	0,03	0,12	0,09	0,05	0,05	-0,01	0,03	0,00	-0,01	0,00
[Sc/Fe]	-0,01	0,06	0,11	0,01	0,06	0,13	-0,04	-0,07	0,10	0,06	-0,02
[Ti/Fe]	-0,02	0,04	0,16	0,03	0,09	0,11	0,01	0,01	0,11	0,05	-0,02
[V/Fe]	0,08	0,07	0,11	-0,03	0,08	0,07	0,03	-	0,03	-0,01	0,00
[Cr/Fe]	0,04	0,02	-0,01	0,03	0,00	0,02	0,02	0,03	0,01	0,01	0,01
[Mn/Fe]	0,04	0,00	-0,18	-0,06	-0,04	-0,12	0,05	-0,13	-0,12	-0,02	-0,11
[Co/Fe]	-0,03	0,03	0,06	-0,05	0,08	0,09	0,01	0,11	0,03	0,05	-0,02
[Ni/Fe]	-0,02	0,00	-0,02	-0,08	0,04	-0,02	0,04	-0,09	0,00	0,00	-0,03
[Cu/Fe]	-0,01	0,03	-0,03	-0,11	0,15	0,05	0,04	-	-0,04	0,01	-0,13
[Zn/Fe]	0,07	0,02	-0,03	-0,01	0,10	0,13	0,02	-0,14	0,03	0,08	-0,06
[Sr/Fe]	0,15	-0,08	-0,06	0,19	-0,08	-0,09	-0,06	-	-0,07	-0,09	0,18
[Y/Fe]	0,02	-0,08	-0,13	0,06	-0,06	-0,15	-0,04	-0,04	-0,07	-0,16	-0,02
[Zr/Fe]	0,09	-0,07	0,13	0,16	0,11	0,00	-0,09	-	0,03	0,05	0,06
[Ba/Fe]	0,19	0,03	0,02	0,33	0,00	-0,02	-0,01	0,23	0,06	-0,03	0,06
[La/Fe]	-0,11	0,09	0,05	-0,02	0,03	-0,10	-0,06	-	0,11	0,17	-0,03
[Ce/Fe]	0,02	-0,06	-0,03	0,16	0,01	-0,08	0,02	-	0,08	-0,04	-0,03
[Nd/Fe]	-	-0,11	0,06	-	-0,09	-0,07	-0,10	-	0,06	-0,04	0,03
[Sm/Fe]	-0,29	-0,08	-0,02	-0,14	0,10	-0,13	0,07	-	0,14	0,26	-

Na **Tabela 6.4**, as estrelas estão listadas em ordem de número HR e os elementos em ordem de número atômico. Os símbolos (-) marcados significam que a razão de abundâncias não pôde ser medida, devido a defeitos nas linhas espectrais do elemento em questão. Os erros nessas razões são aqueles listados na última coluna da **Tabela 4.4**.

As distribuições de abundâncias das estrelas analisadas são mostradas nos diagramas [elemento/Fe] *versus* elementos químicos, da **Figura 6.3** até a **Figura 6.13** (diagramas a). As barras de erro referem-se aos erros da última coluna da **Tabela 4.4**.

Também foi determinada a dispersão média entre as abundâncias obtidas das várias linhas de cada elemento (para elementos com três ou mais linhas), para fins de comparação. A **Tabela 6.5** mostra a comparação entre as incertezas estimadas na **Seção 4.6 (Tabela 4.4)** e a dispersão entre as abundâncias de diferentes linhas de um mesmo elemento. Nota-se que as incertezas estimadas são maiores ou iguais à dispersão.

Além das 22 razões de abundâncias [elemento/Fe] para os elementos analisados, também foram obtidas as razões de abundâncias médias baseadas em grupos de possível origem nucleossintética comum. Os elementos foram agrupados em metais leves, grupo do Fe, elementos leves do processo-s (Sr, Y, Zr), elementos pesados do processo-s (Ba, La, Ce, Nd) e todos os elementos do processo-s. Os metais leves foram ainda separados em dois grupos: o grupo Na, Mg e Si e o grupo Ca, Sc e Ti, sendo que o Sc é incluído no último grupo por comportar-se como tal. Os elementos do grupo do Fe também foram separados em dois grupos: o grupo V, Cr e Co e o grupo Mn, Ni e Cu.

Os diagramas (b) da **Figura 6.3** até a **Figura 6.13** mostram as distribuições de abundâncias médias separando os elementos em grupos. As barras de erro usadas nestas figuras correspondem a uma média efetuada para cada grupo de elementos a partir dos erros listados na última coluna da **Tabela 4.4**.

A **Tabela 6.6** lista os erros médios de cada grupo segundo a estimativa feita na **Seção 4.6 (Tabela 4.4)** assim como as dispersões médias em cada grupo calculadas a partir das dispersões da **Tabela 6.5**.

TABELA 6.5: Incertezas nas Razões de Abundâncias:
 Comparação entre o Erro Estimado e a Dispersão.

[elemento/Fe]	$\sigma(\text{estimado})$	$\sigma(\text{dispersão})$
[C/Fe]	0,09	-
[Na/Fe]	0,06	-
[Mg/Fe]	0,06	0,04
[Si/Fe]	0,06	0,03
[Ca/Fe]	0,05	0,05
[Sc/Fe]	0,09	0,03
[Ti/Fe]	0,10	0,04
[V/Fe]	0,11	0,04
[Cr/Fe]	0,08	0,04
[Mn/Fe]	0,06	0,04
[Co/Fe]	0,11	0,04
[Ni/Fe]	0,07	0,04
[Cu/Fe]	0,07	0,04
[Zn/Fe]	0,06	-
[Sr/Fe]	0,07	-
[Y/Fe]	0,09	0,05
[Zr/Fe]	0,08	-
[Ba/Fe]	0,08	0,04
[La/Fe]	0,12	-
[Ce/Fe]	0,12	0,06
[Nd/Fe]	0,12	-
[Sm/Fe]	0,15	-

TABELA 6.6: Incertezas das Médias nas Razões de Abundâncias:
 Comparação entre o Erro Estimado e a Dispersão.

Grupo Nucleossintético		$\sigma(\text{estimado})$	$\sigma(\text{dispersão})$
Metais leves	Na, Mg, Si	0,04	0,03
	Ca, Sc, Ti	0,05	0,02
Grupo do Fe	V, Cr, Co	0,06	0,02
	Mn, Ni, Cu	0,04	0,02
Leves do processo-s	Sr, Y, Zr	0,05	-
Pesados do processo-s	Ba, La, Ce, Nd	0,06	-
Processo-s	Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd	0,04	0,03

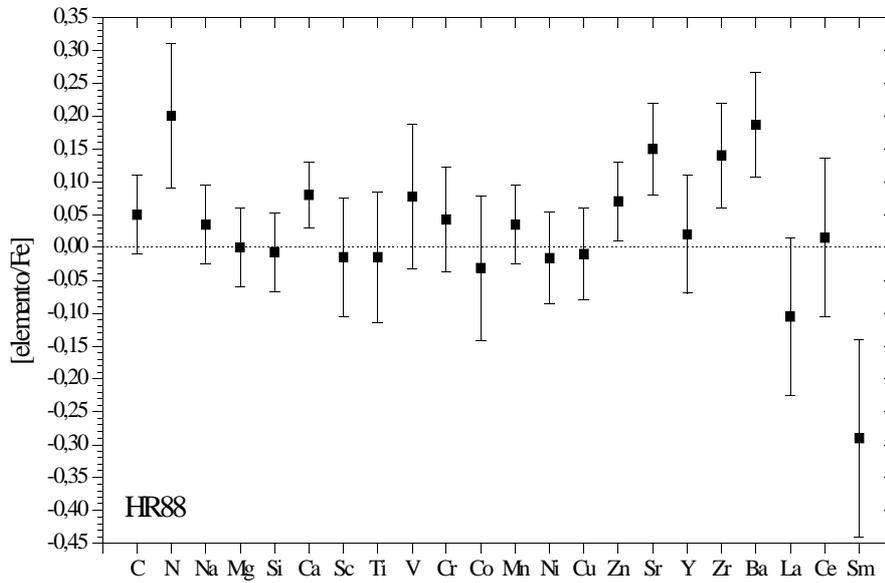


FIGURA 6.3a: Distribuição de abundâncias para a estrela HR88, considerando todos os elementos analisados.

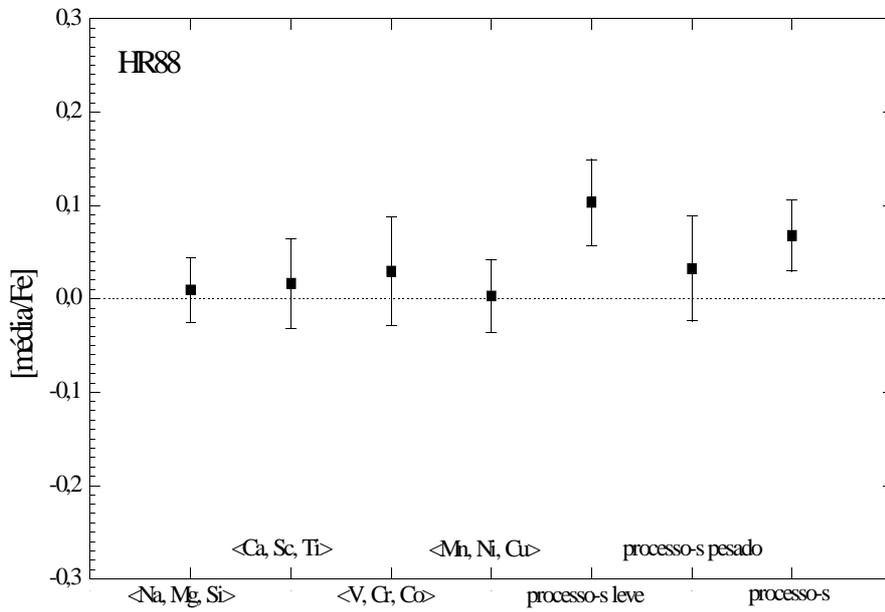


FIGURA 6.3b: Distribuição de abundâncias médias para a estrela HR88, considerando todos os elementos analisados separados em grupos.

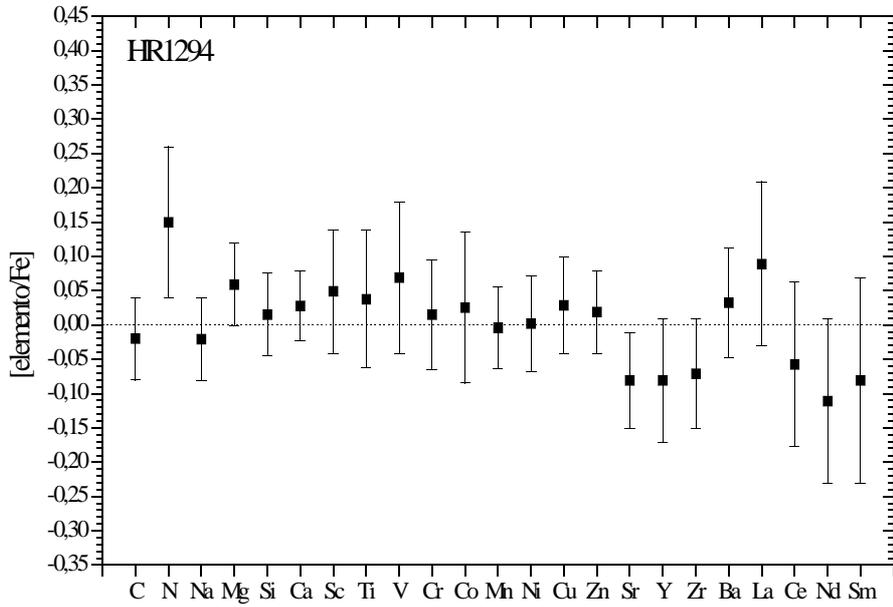


FIGURA 6.4a: O mesmo da Figura 6.3a, mas para a estrela HR1294.

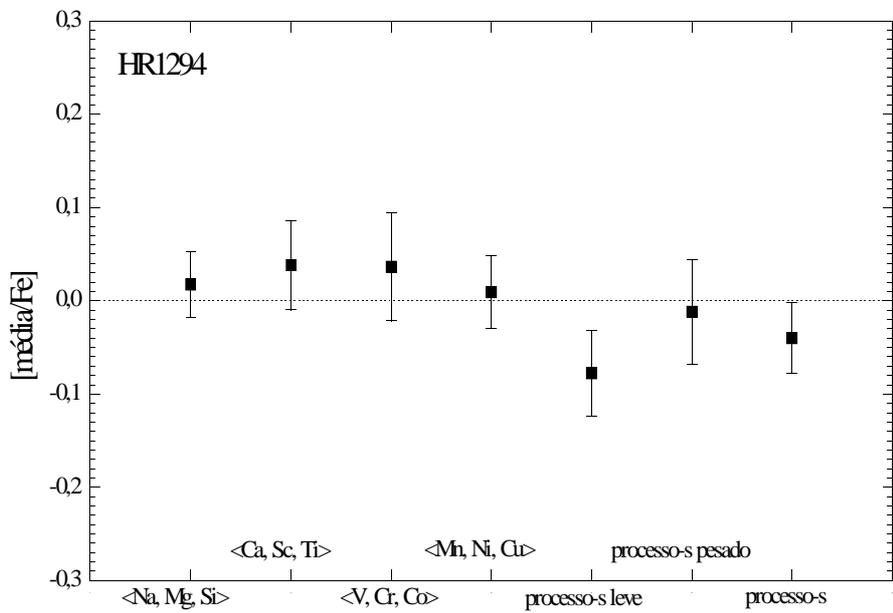


FIGURA 6.4b: O mesmo da Figura 6.3b, mas para a estrela HR1294.

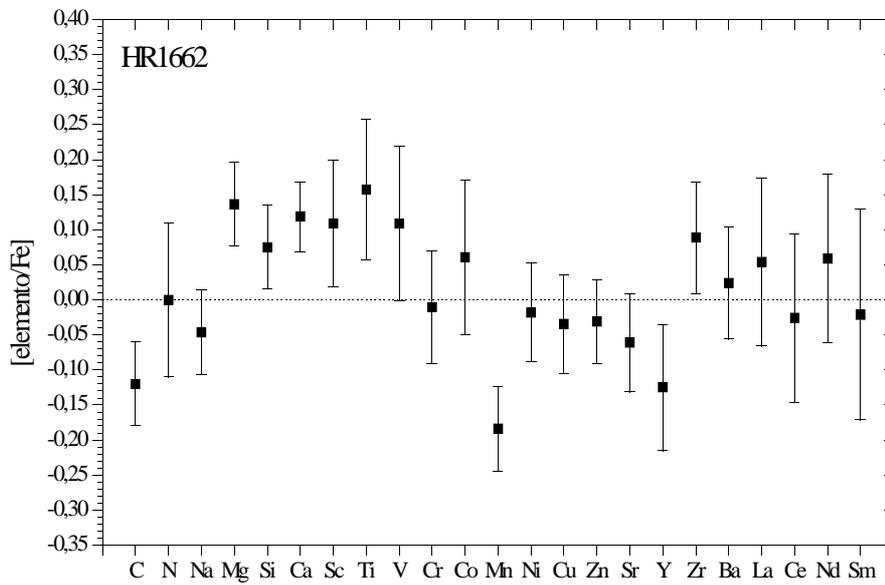


FIGURA 6.5a: O mesmo da Figura 6.3a, mas para a estrela HR1662.

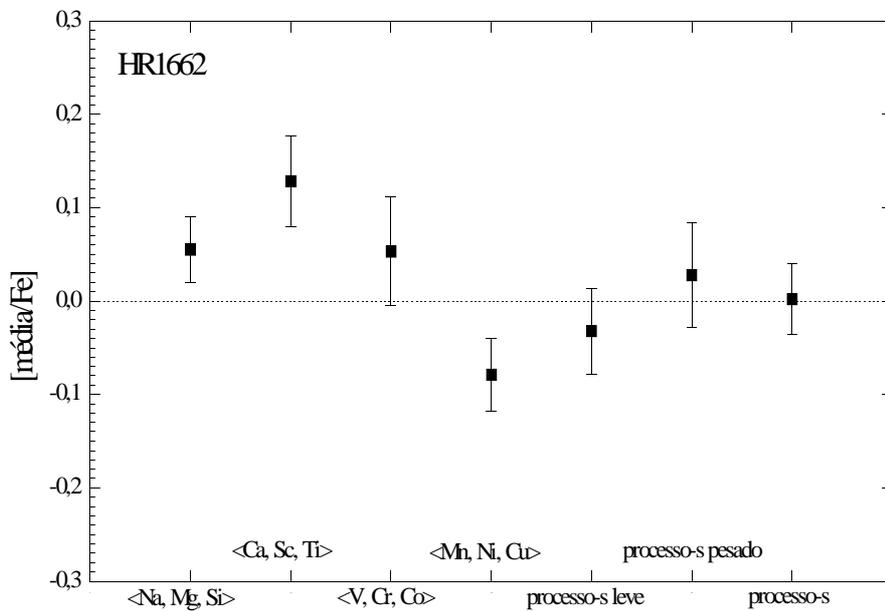


FIGURA 6.5b: O mesmo da Figura 6.3b, mas para a estrela HR1662.

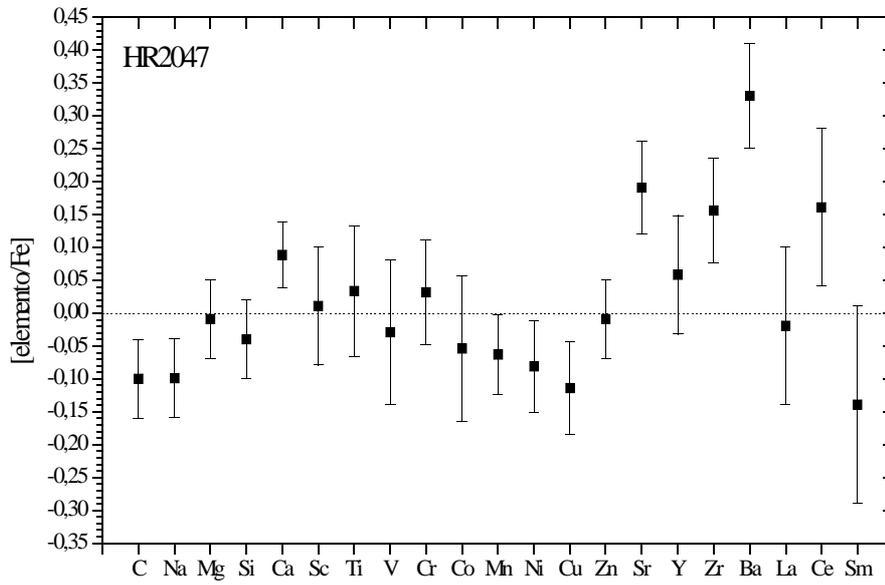


FIGURA 6.6a: O mesmo da Figura 6.3a, mas para a estrela HR2047.

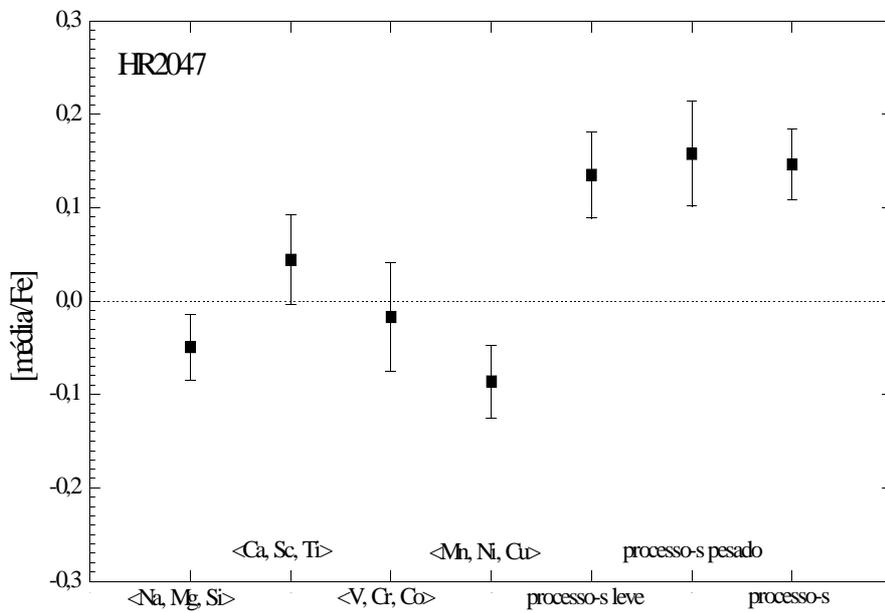


FIGURA 6.6b: O mesmo da Figura 6.3b, mas para a estrela HR2047.

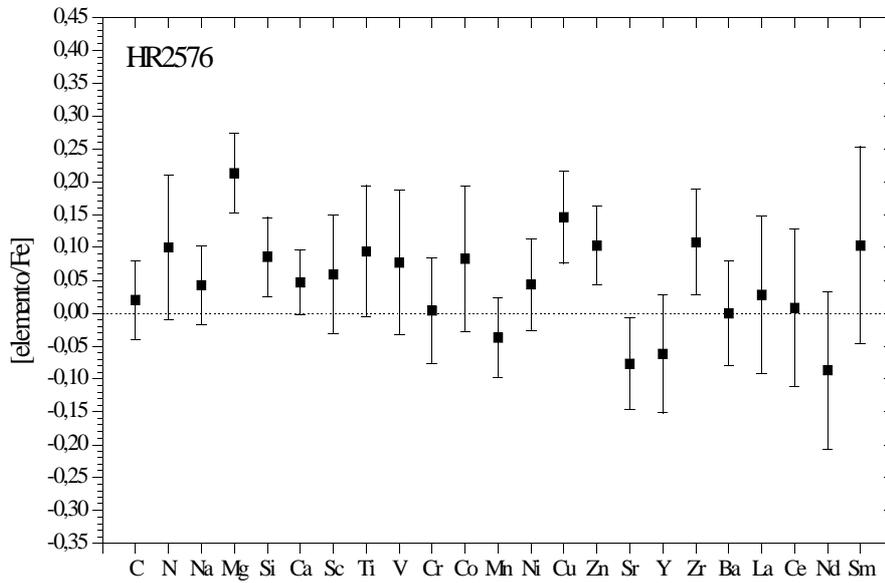


FIGURA 6.7a: O mesmo da Figura 6.3a, mas para a estrela HR2576.

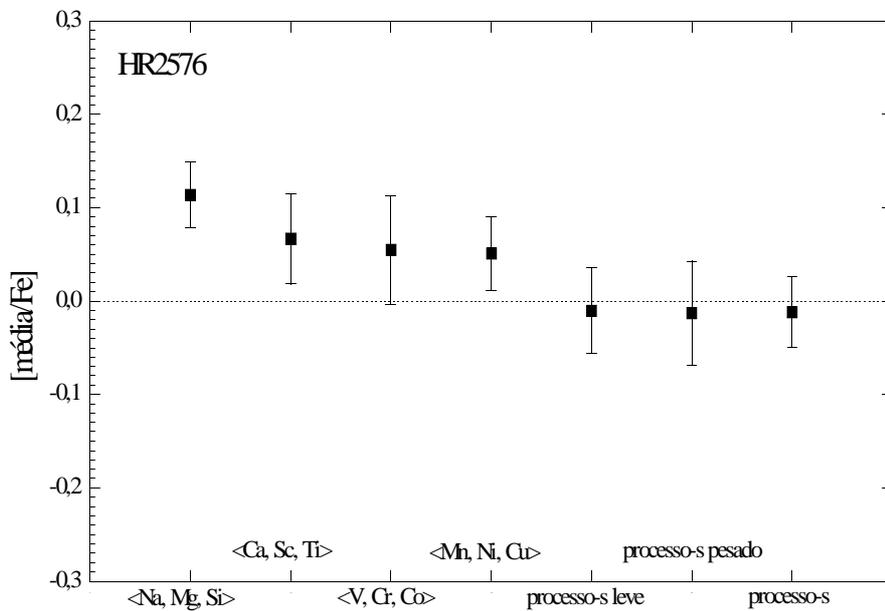


FIGURA 6.7b: O mesmo da Figura 6.3b, mas para a estrela HR2576.

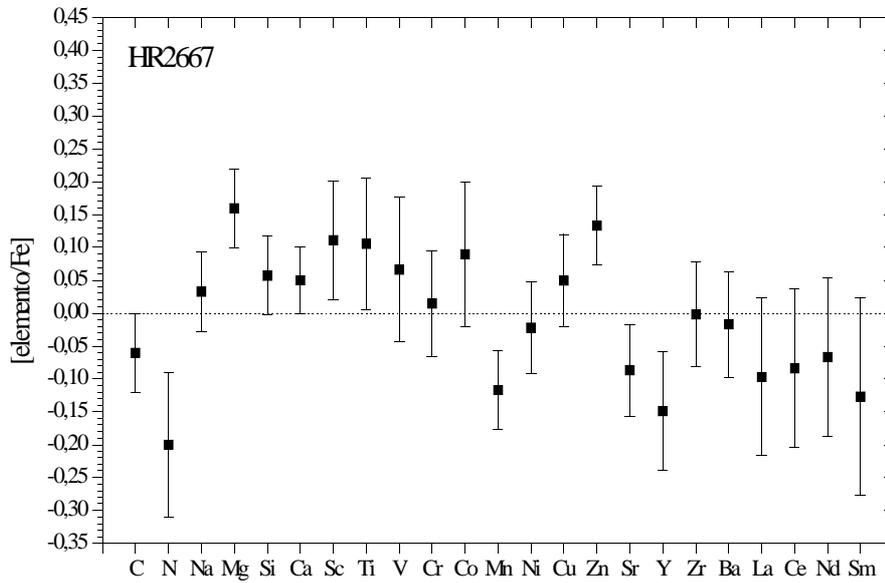


FIGURA 6.8a: O mesmo da Figura 6.3a, mas para a estrela HR2667.

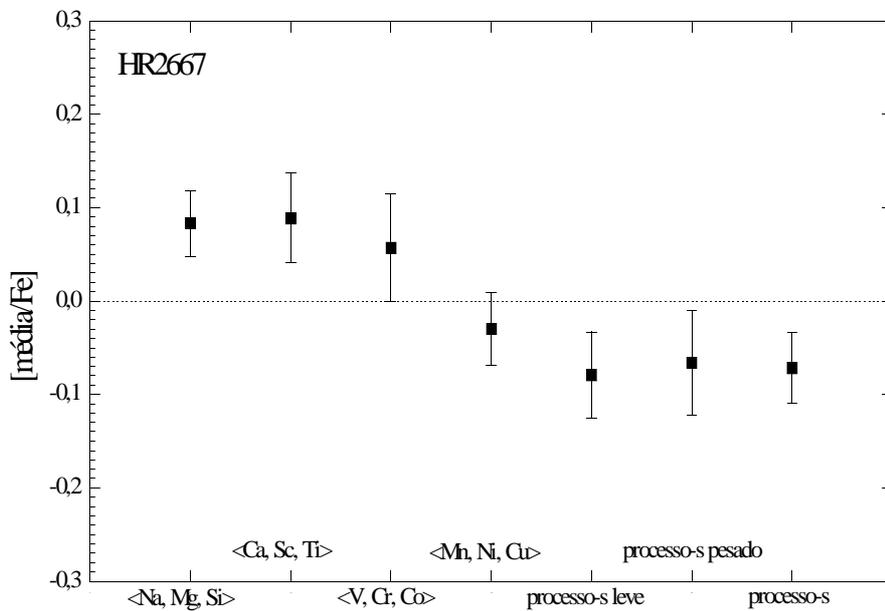


FIGURA 6.8b: O mesmo da Figura 6.3b, mas para a estrela HR2667.

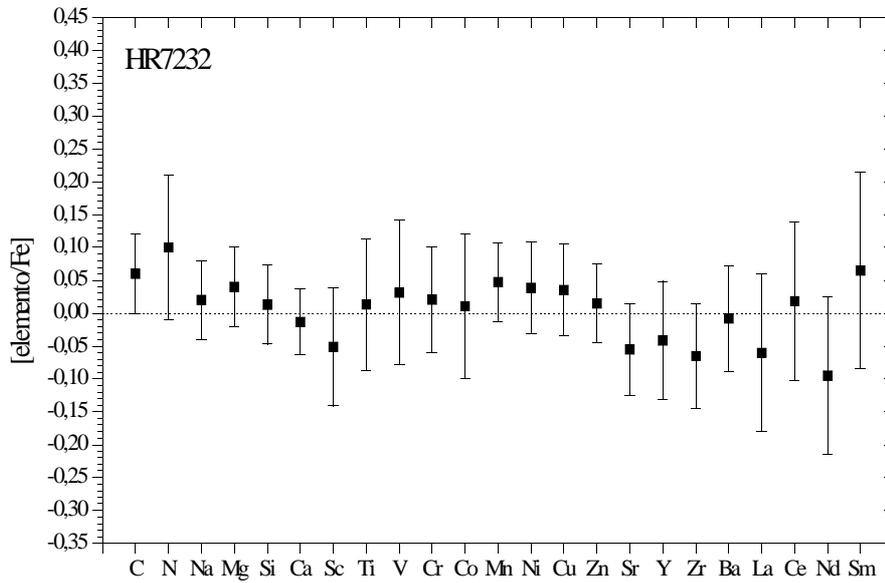


FIGURA 6.9a: O mesmo da Figura 6.3a, mas para a estrela HR7232.

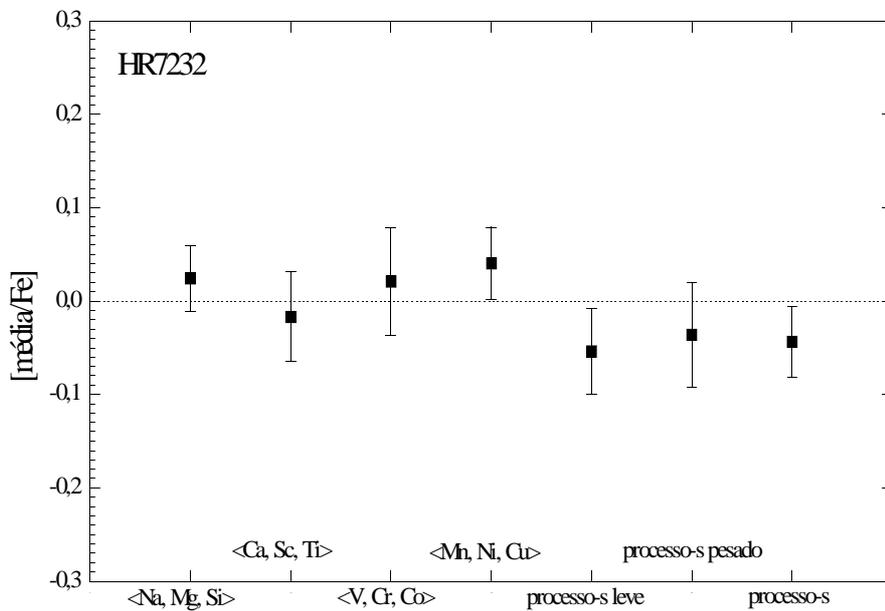


FIGURA 6.9b: O mesmo da Figura 6.3b, mas para a estrela HR7232.

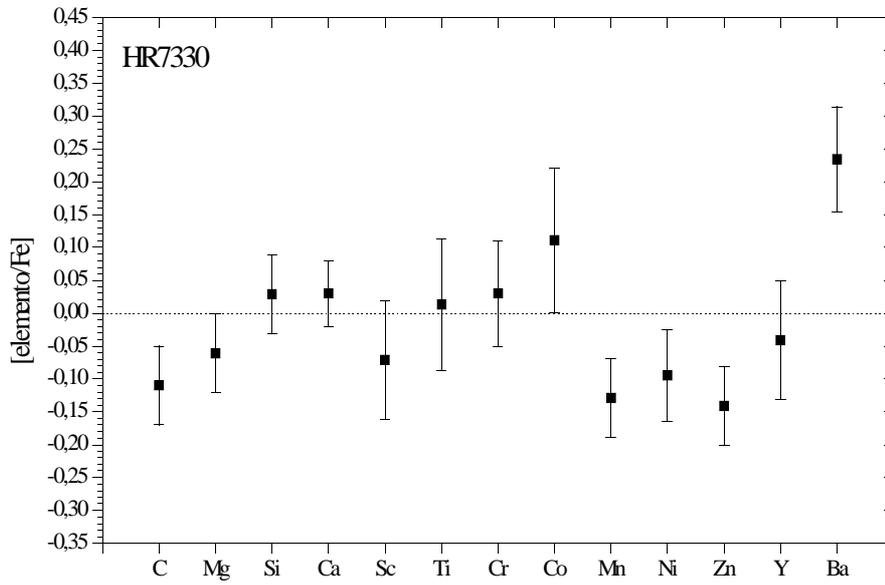


FIGURA 6.10a: O mesmo da Figura 6.3a, mas para a estrela HR7330.

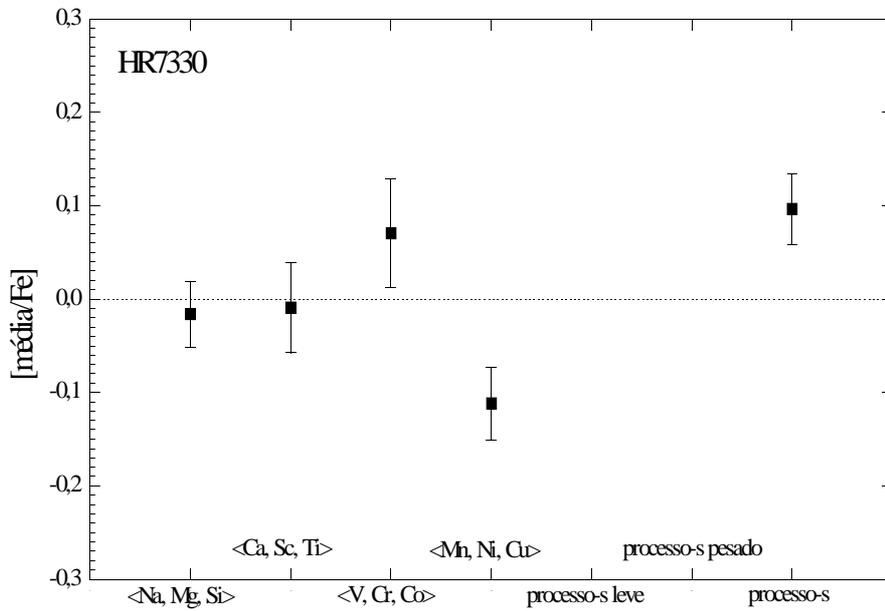


FIGURA 6.10b: O mesmo da Figura 6.3b, mas para a estrela HR7330.

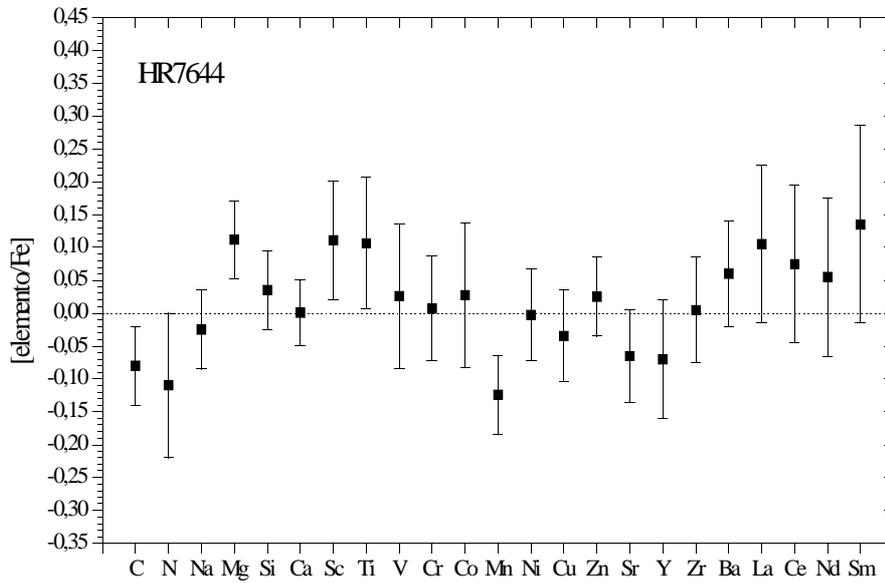


FIGURA 6.11a: O mesmo da Figura 6.3a, mas para a estrela HR7644.

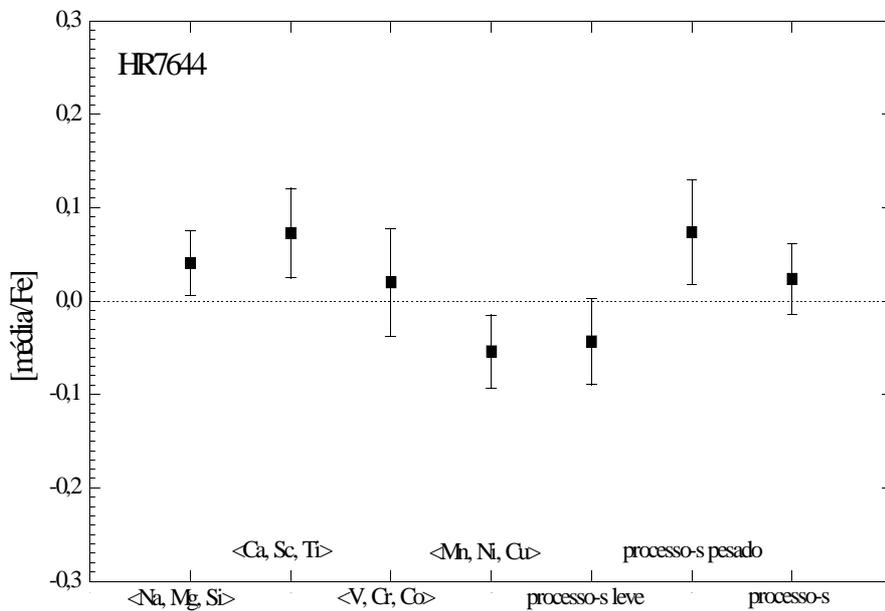


FIGURA 6.11b: O mesmo da Figura 6.3b, mas para a estrela HR7644.

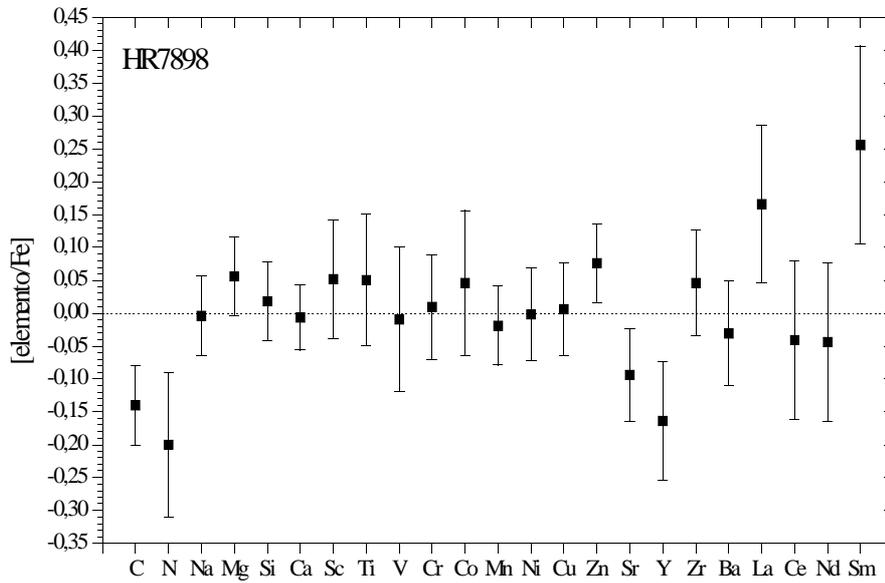


FIGURA 6.12a: O mesmo da Figura 6.3a, mas para a estrela HR7898.

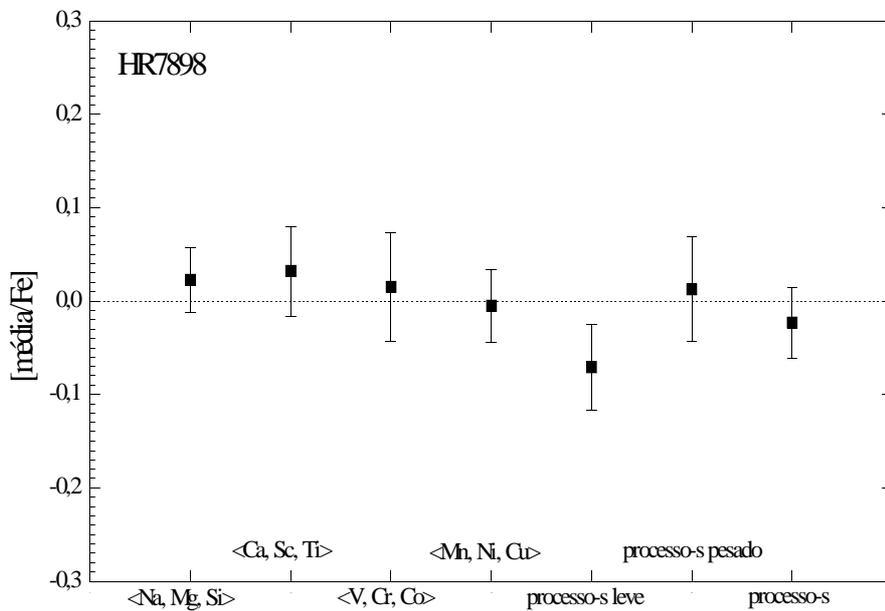


FIGURA 6.12b: O mesmo da Figura 6.3b, mas para a estrela HR7898.

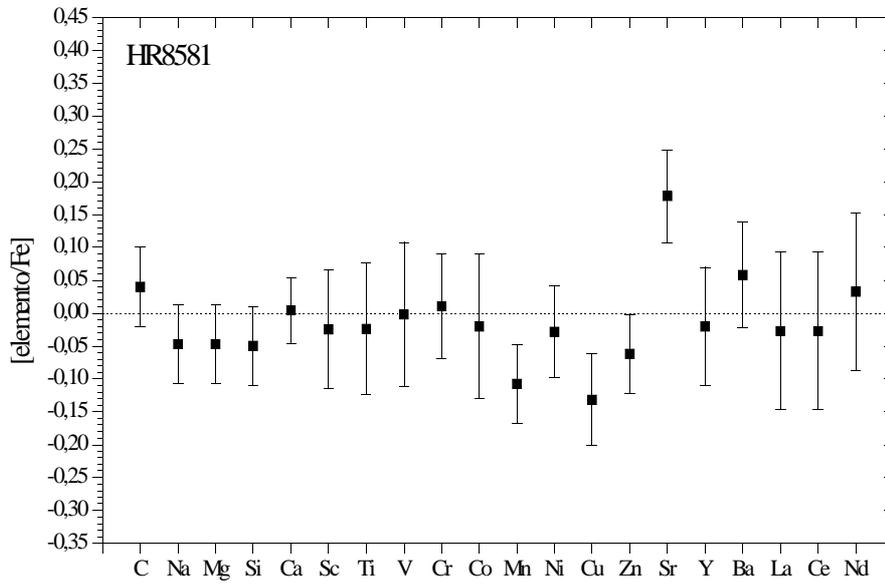


FIGURA 6.13a: O mesmo da Figura 6.3a, mas para a estrela HR8581.

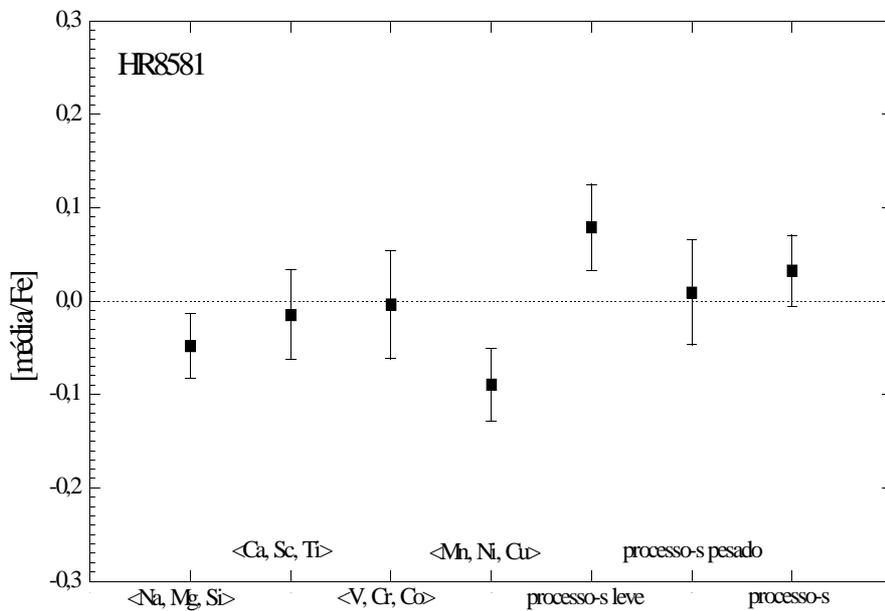


FIGURA 6.13b: O mesmo da Figura 6.3b, mas para a estrela HR8581.

A seguir, é apresentada uma discussão a respeito dos diagramas de distribuição de abundâncias para cada estrela (da **Figura 6.3** até a **Figura 6.13**), destacando as principais características de cada um.

HR88: Esta estrela, a mais rica em metais da amostra, apresenta razões de abundâncias solares para os elementos do grupo do Fe e para a maior parte dos elementos leves, com exceção do Ca, o qual é ligeiramente mais abundante, mas com pouca significância estatística. Além disso, é enriquecida em Sr e nos elementos pesados do processo-s Zr e Ba. O diagrama de médias sugere que este objeto seja realmente enriquecido nos elementos do processo-s, principalmente nos leves. O elemento Sm, único representante dos elementos do processo-r analisado neste trabalho, apresenta razão de abundâncias bem menor que no Sol, mesmo considerando as grandes barras de erro. Porém, dado o fato de que esse elemento apresenta apenas uma linha, esse resultado deve ser confirmado. Também apresenta-se enriquecida em nitrogênio.

HR1294: De modo geral, esta estrela, que tem metalicidade solar, apresenta razões de abundâncias solares. Entretanto, a análise do diagrama de médias sugere uma ligeira deficiência nos elementos leves do processo-s. O nitrogênio apresenta-se enriquecido nesta estrela.

HR1662: Esta estrela, deficiente em metais, apresenta-se enriquecida na maior parte dos elementos leves, entre o Mg e Ti, particularmente em Ca, Sc e Ti. Isso é esperado para os elementos Ca e Ti por serem elementos- α , mas o resultado para o Sc confirma o seu comportamento como um elemento alfa. Os elementos Mn e Y possuem razões de abundâncias negativas em relação ao Sol.

HR2047: Esta é uma estrela deficiente em C, Na, Mn, Ni e Cu e claramente abundante nos elementos do processo-s, em especial o Ba, o que está de acordo com os resultados de Porto de Mello e da Silva (1997) e Castro et al. (1999). Conforme citado na seção anterior, esta é uma estrela bastante jovem, membro do grupo cinemático UMa, de 300 milhões de anos de idade.

HR2576: Este objeto, de metalicidade solar, mostra-se ligeiramente enriquecido nos metais leves, notavelmente em Na, Mg, Si, Cu e Zn. Os elementos do processo-s também possuem razões de abundâncias solares, com exceção do Zr cuja razão de abundâncias é maior que no Sol.

HR2667: Esta é uma das estrelas mais pobres em metais da amostra e também uma das mais velhas. As razões de abundâncias dos metais leves, notavelmente do Na ao Ti, assim como do Zn, são maiores que no Sol enquanto que os elementos do processo-s, e também o Mn, apresentam-se bastante deficientes.

HR7232: Este objeto, que possui metalicidade solar, apresenta razões de abundâncias que mais assemelham-se às razões solares, apesar de que uma análise mais minuciosa do diagrama de médias pode sugerir uma deficiência ligeiramente significativa nos elementos do processo-s e um possível excesso de abundância do grupo de elementos Mn, Ni e Cu.

HR7330: Segundo a discussão na seção anterior, esta é a estrela mais jovem da amostra, provavelmente de idade zero. Ela possui metalicidade solar e apresenta-se deficiente em Mn, Ni e Zn e bastante enriquecida em Ba, sendo um caso bem semelhante ao caso da estrela HR2047. Também parece haver uma ligeira deficiência em C. Entretanto, seria necessário um espectro de melhor qualidade para melhor avaliar as razões de abundâncias desta estrela.

HR7644: Bastante pobre em metais e também uma das estrelas mais velhas da amostra. Alguns elementos leves apresentam-se enriquecidos em relação ao Sol, como os elementos Si, Sc e Ti. O elemento Mn apresenta-se deficiente. As razões de abundâncias dos elementos pesados do processo-s, assim como o Sm, parecem ser ligeiramente mais abundantes que no Sol, mas as barras de erro são grandes.

HR7898: Esta é a estrela mais pobre em metais e também a mais velha em relação a todas as outras da amostra. Sua massa é de apenas $0,72 M_{\odot}$ e sua temperatura efetiva é a mais baixa: 5400 K. A maioria das razões de abundâncias desta estrela são solares,

mas parece haver deficiência em C, N, Sr e Y e excesso de abundância em Zn, La e Sm. O resultado mais claro parece ser a deficiência nos elementos leves do processo-s.

HR8581: A maioria dos elementos apresentam razões de abundâncias solares neste objeto de metalicidade solar. O grupo Na, Mg, e Si parece ser ligeiramente deficiente, o que também ocorre com o Zn. Os elementos Mn e Cu apresentam-se realmente deficientes. O elemento Sr possui um excesso de abundância, entretanto, pelo fato deste elemento ser representado por uma única linha e considerando que o espectro desta estrela possui razão S/R inferior à das outras estrelas analisadas, este excesso pode não ser real.

As estrelas HR2047 e HR7330 são estrelas que possuem metalicidade e parâmetros cinemáticos semelhantes aos valores solares. A estrela HR2047 é bastante jovem e mesmo assim apresenta-se enriquecida nos elementos do processo-s, principalmente o Ba. A estrela HR7330 é extremamente jovem e mesmo assim parece ser enriquecida em Ba. Estas considerações, portanto, favorecem a hipótese de distribuições de abundâncias não solares para estrelas com características bem semelhantes ao Sol.

As possíveis tendências das razões de abundâncias em função da metalicidade é uma importante informação para as teorias de evolução da Galáxia. Deste modo, foram construídos diagramas [elemento/Fe] *versus* [Fe/H] para todas as razões de abundâncias listadas na **Tabela 6.4**, os quais são mostrados nas **Figuras de 6.14a até 6.14w**.

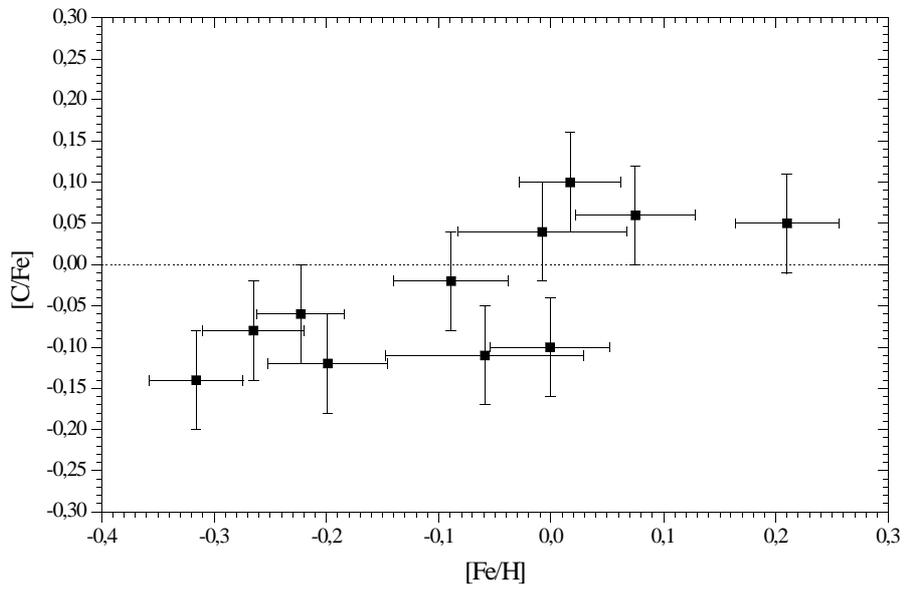


FIGURA 6.14a: Diagrama $[C/Fe]$ versus $[Fe/H]$ para as 11 estrelas analisadas. As barras de erro são as incertezas adotadas discutidas no texto.

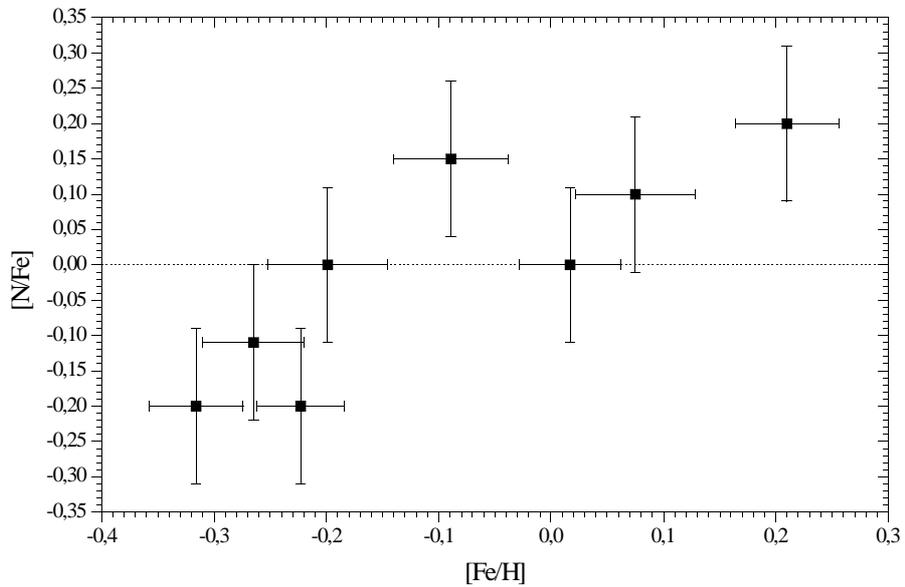


FIGURA 6.14b: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o N.

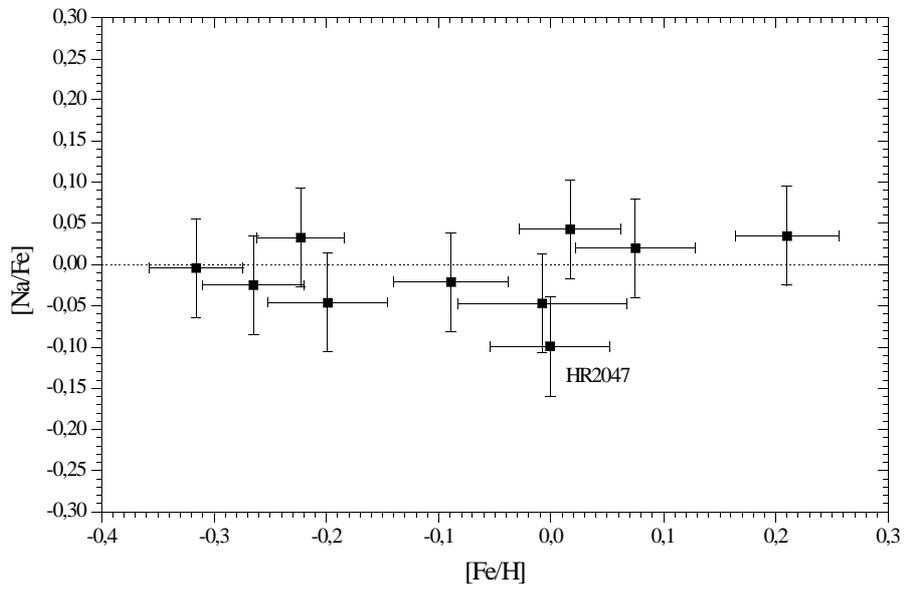


FIGURA 6.14c: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Na.

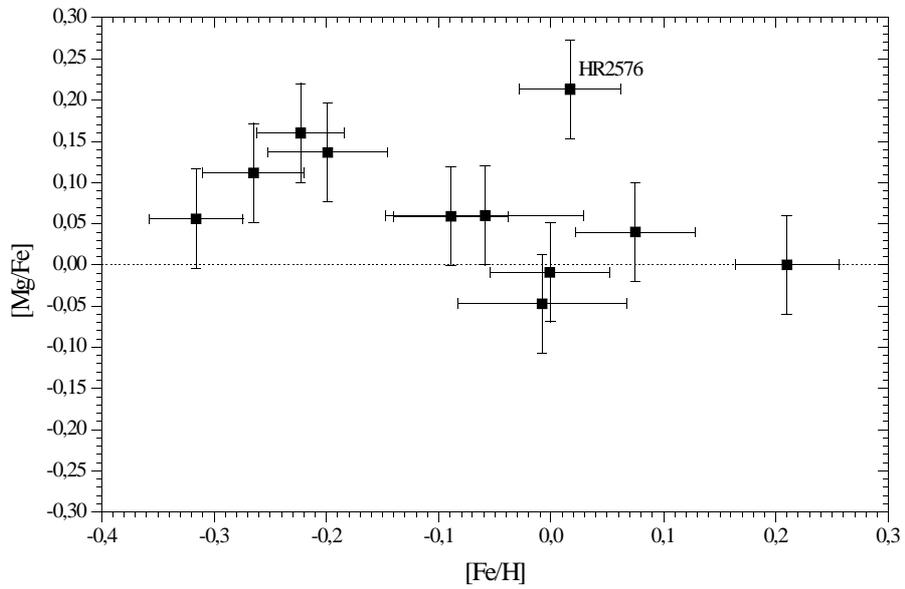


Figura 6.14d: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Mg.

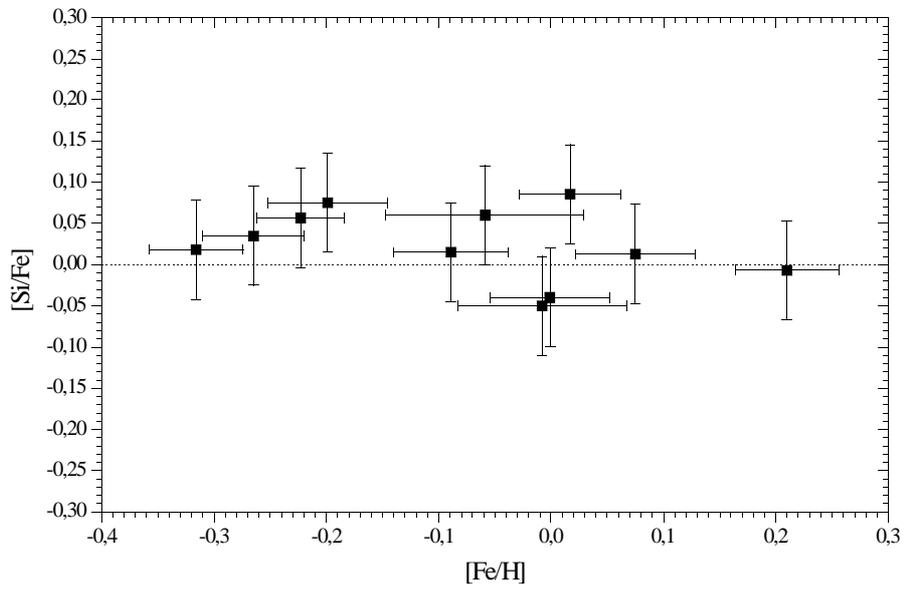


FIGURA 6.14e: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Si.

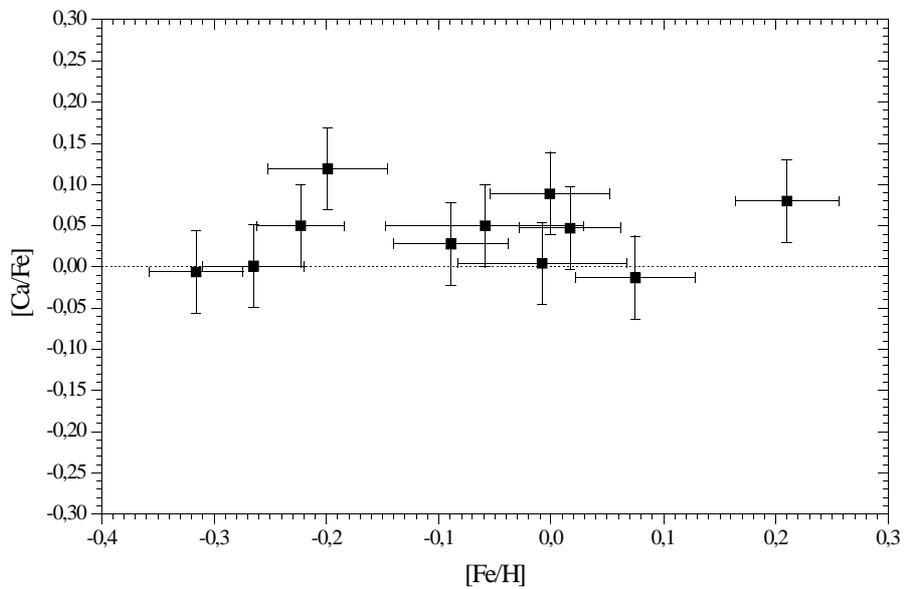


FIGURA 6.14f: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Ca.

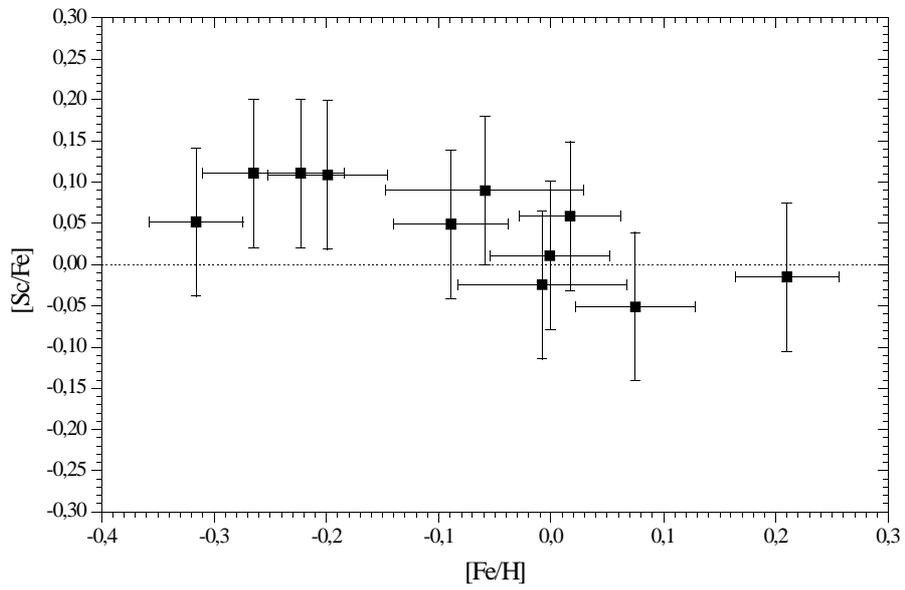


FIGURA 6.14g: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Sc.

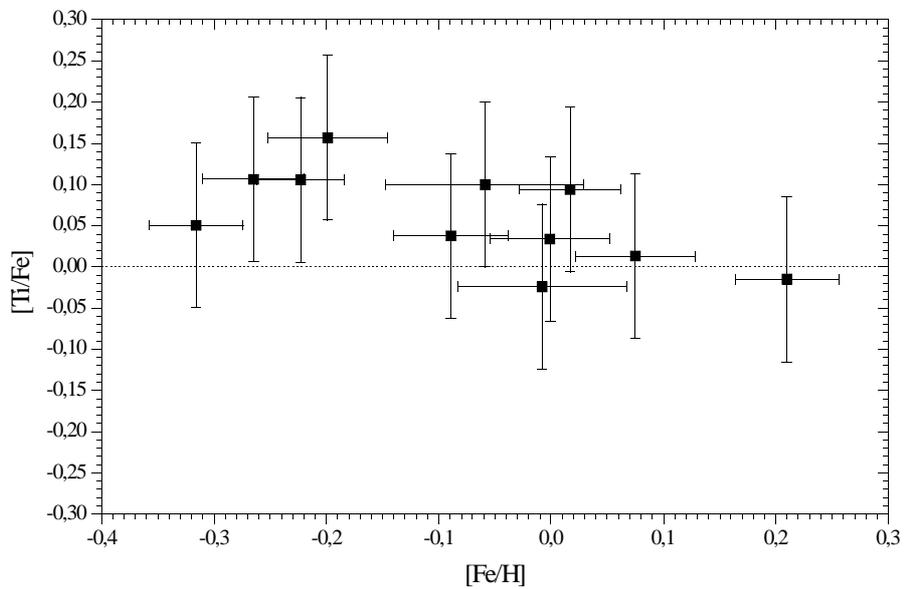


FIGURA 6.14h: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Ti.

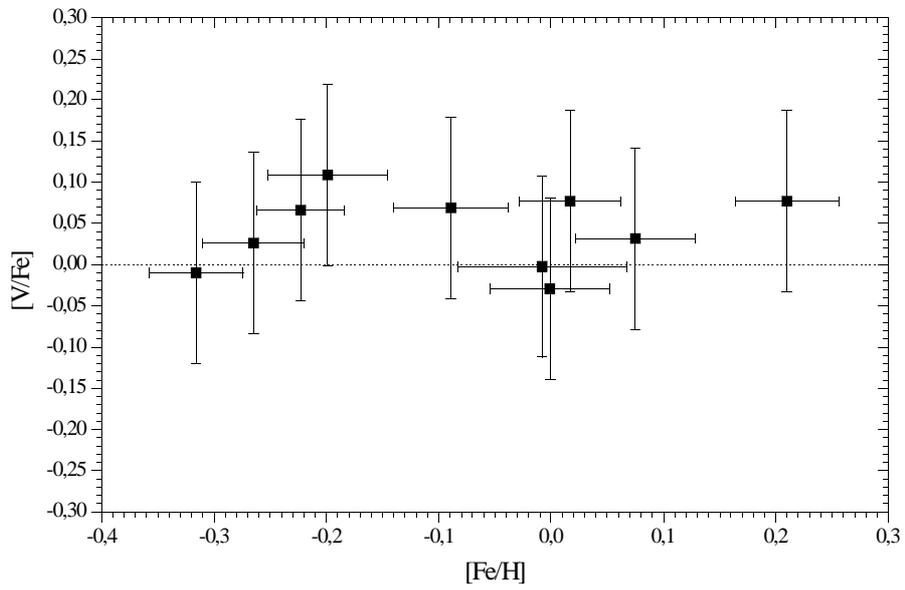


FIGURA 6.14i: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o V.

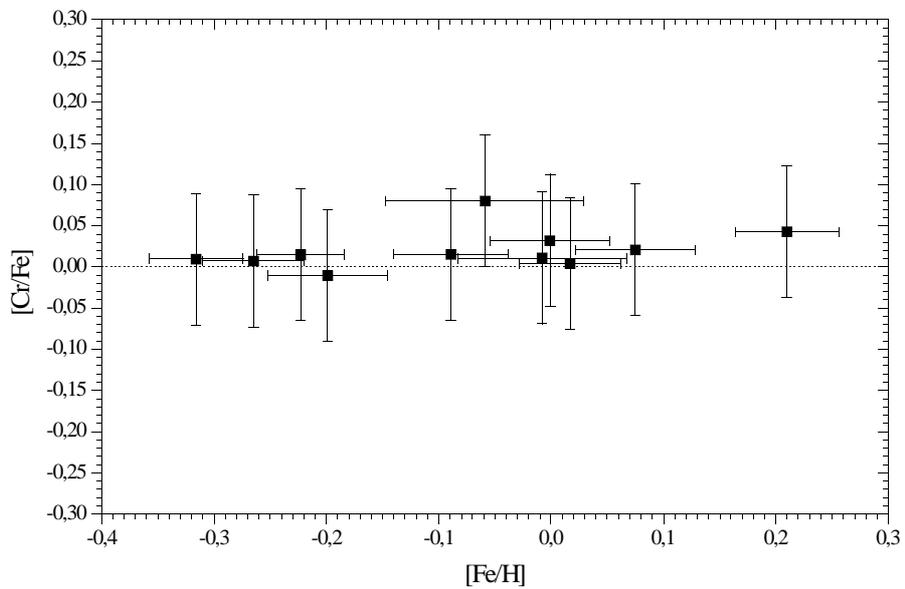


FIGURA 6.14j: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Cr.

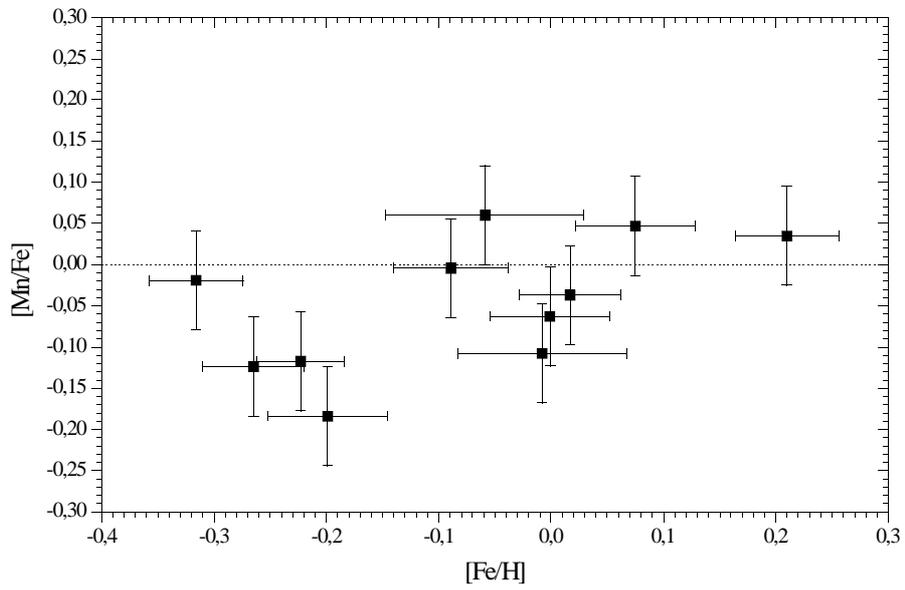


FIGURA 6.14k: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Mn.

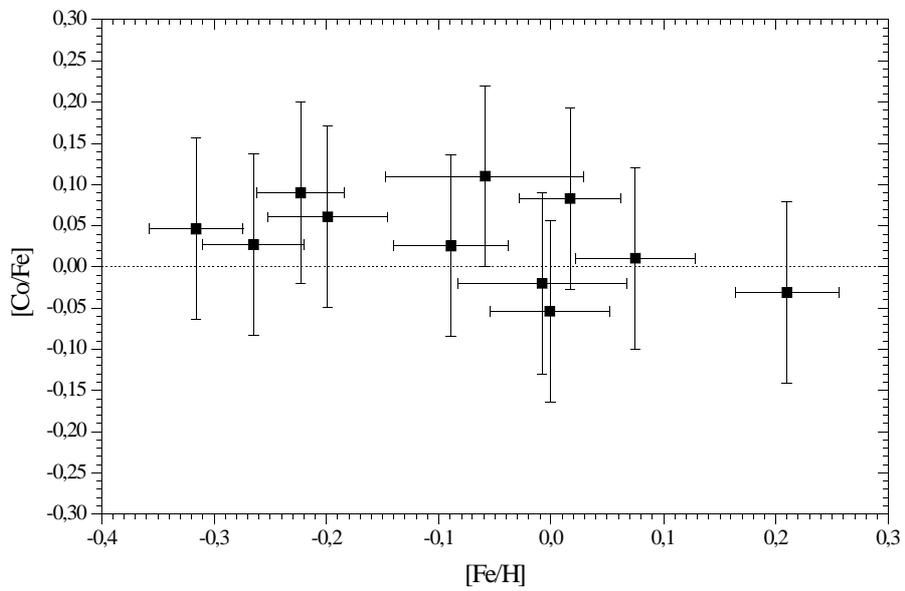


FIGURA 6.14l: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Co.

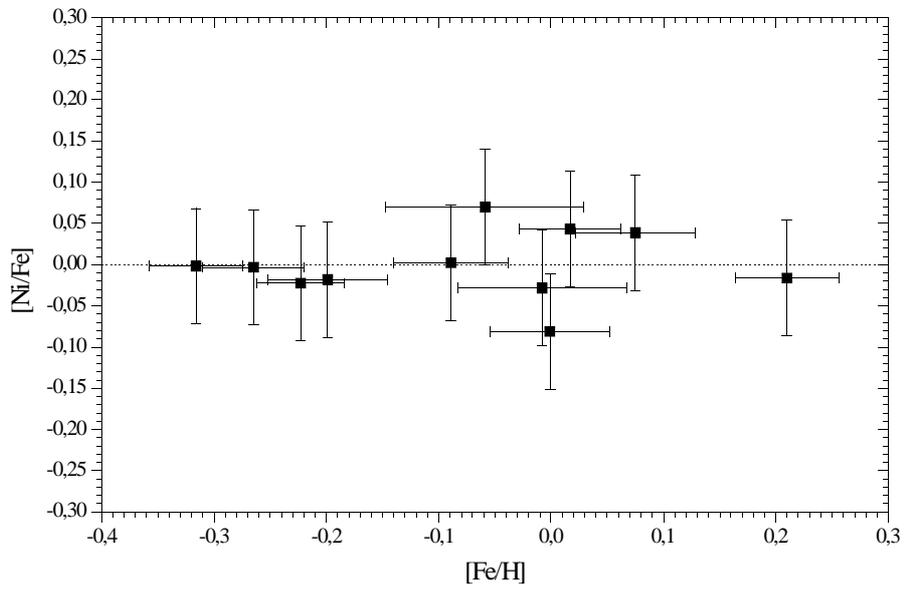


FIGURA 6.14m: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Ni.

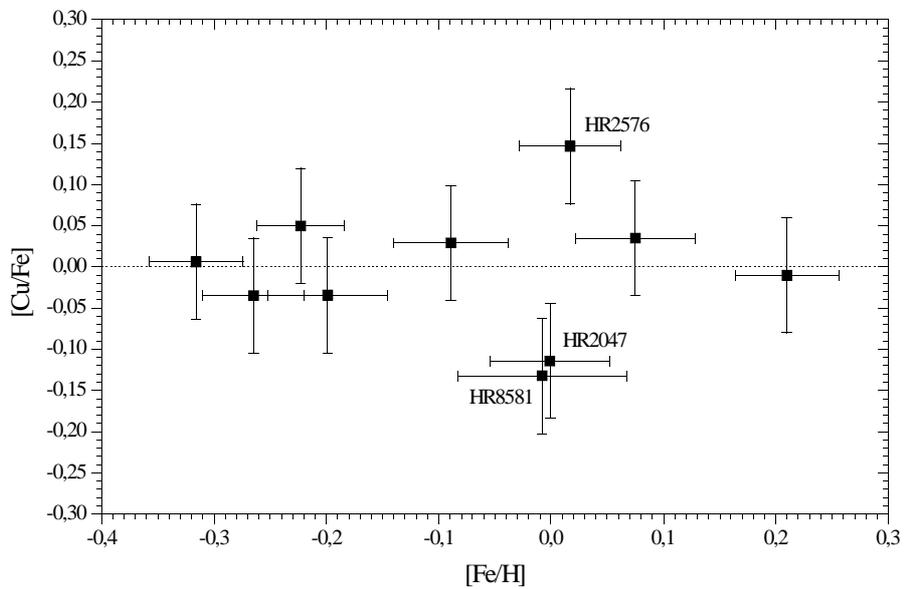


FIGURA 6.14n: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Cu.

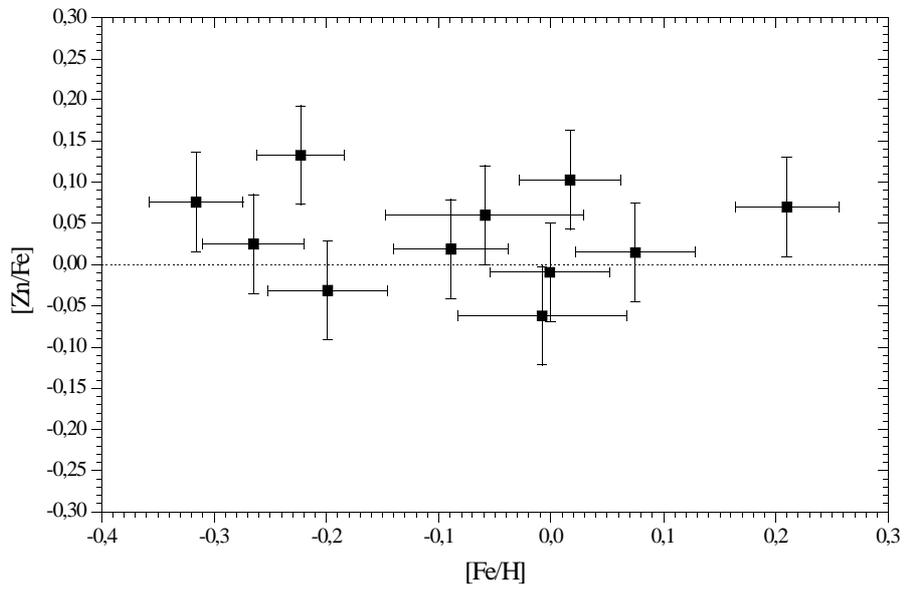


FIGURA 6.14o: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Zn.

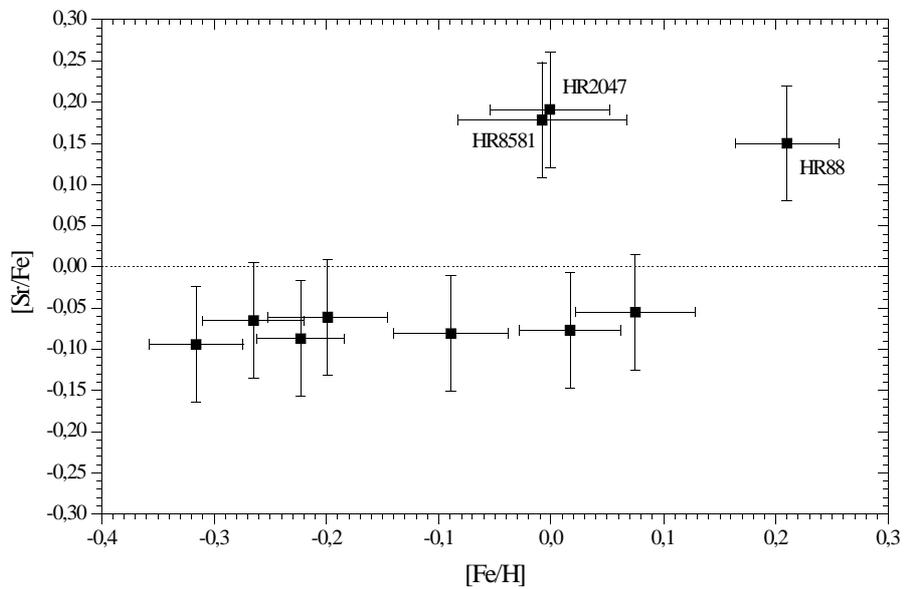


FIGURA 6.14p: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Sr.

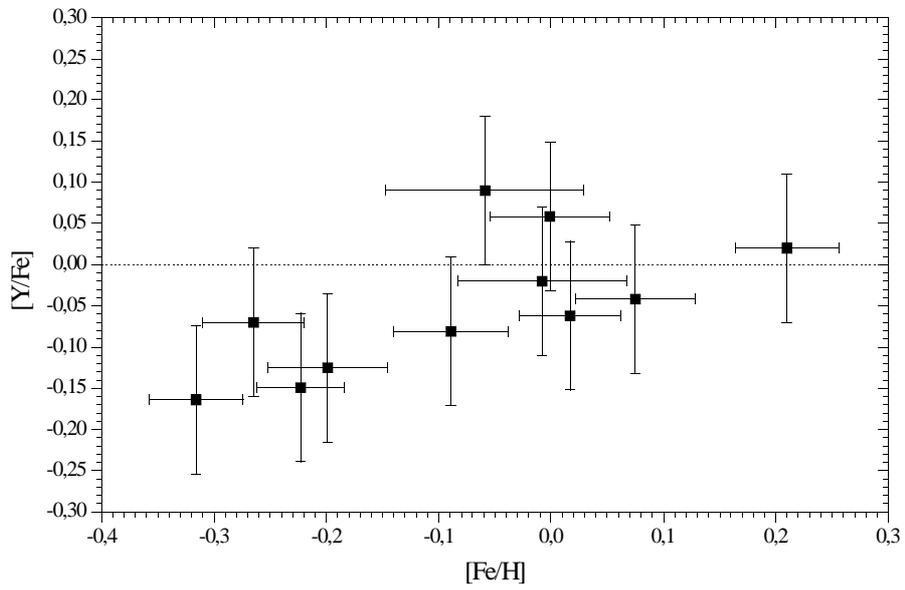


FIGURA 6.14q: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Y.

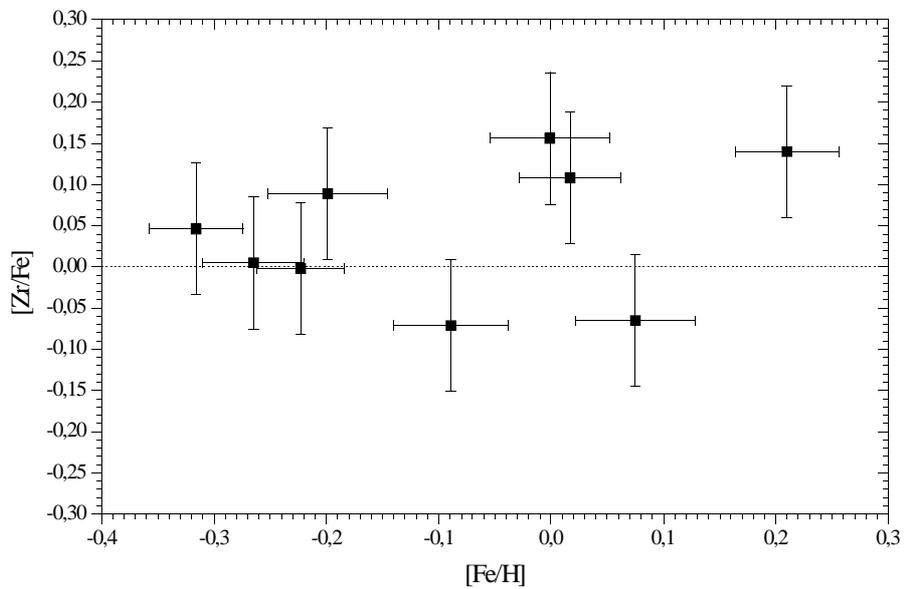


FIGURA 6.14r: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Zr.

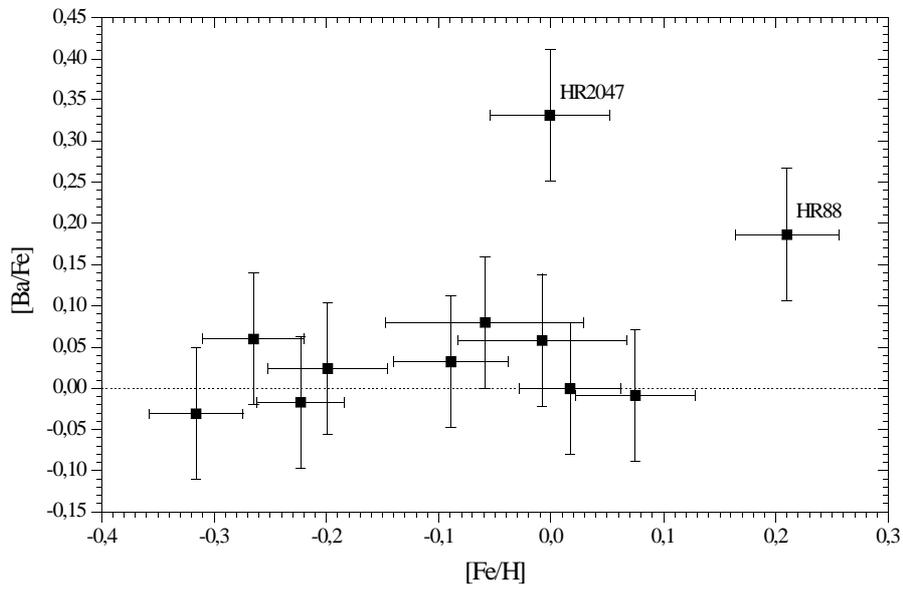


FIGURA 6.14s: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Ba.

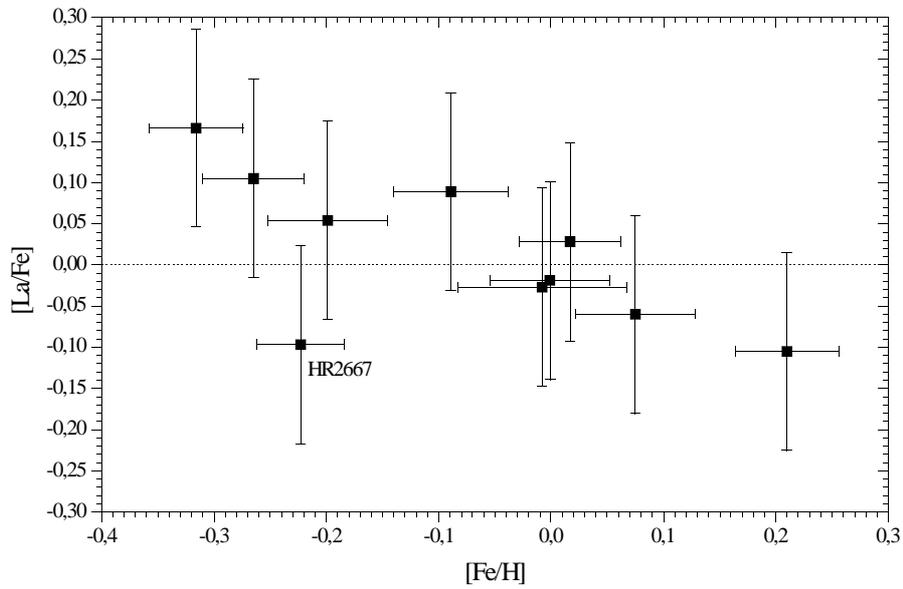


FIGURA 6.14t: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o La.

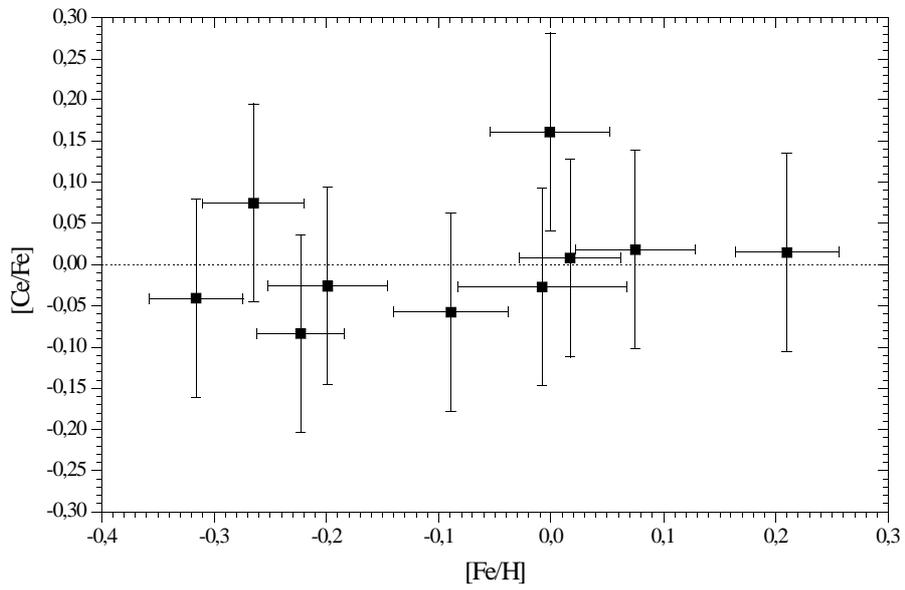


FIGURA 6.14u: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Ce.

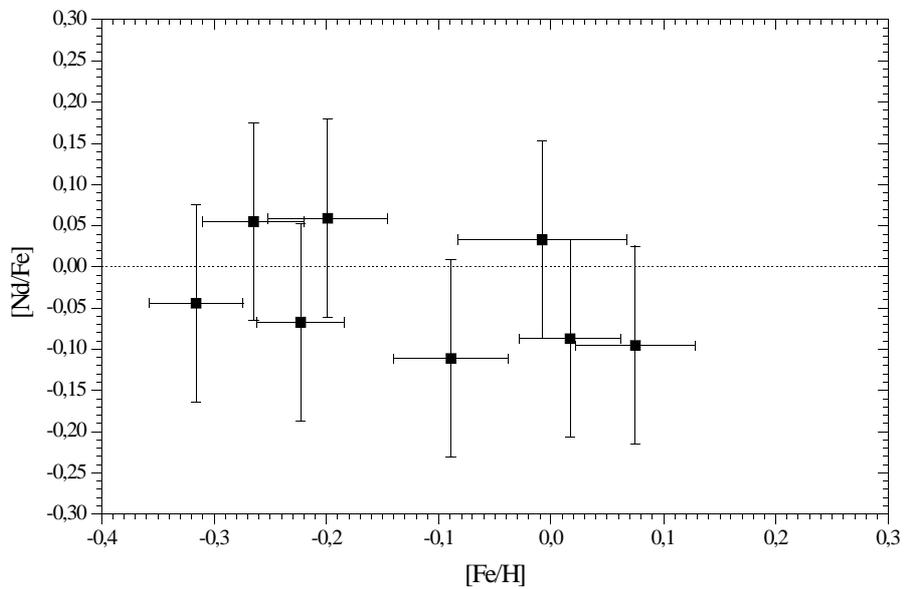


FIGURA 6.14v: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Nd.

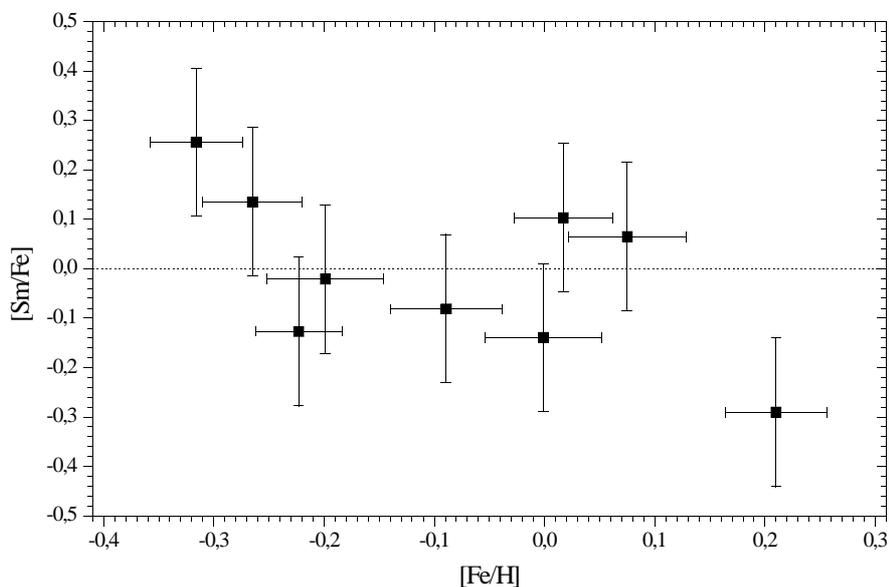


FIGURA 6.14w: O mesmo da **Figura 6.14a**, mas para o Sm.

A seguir, é apresentada uma discussão a respeito dos diagramas das razões de abundâncias [elemento/Fe] para cada elemento analisado em função da metalicidade (da **Figura 6.14a** até a **Figura 6.14w**).

C e N: Pertencentes ao grupo CNO, estes elementos apresentam razões de abundâncias que parecem aumentar com o aumento da metalicidade, conforme pode ser verificado nas **Figuras 6.14a** e **6.14b**.

Na: A **Figura 6.14c** mostra que as razões de abundâncias [Na/Fe] são solares para a maioria das estrelas. Porto de Mello (1996) encontrou uma média de [Na/Fe] também solar no intervalo de metalicidade $-0,3 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0,3$. Os resultados para este elemento também estão de acordo aqueles de Chen et al. (2000) para $[\text{Fe}/\text{H}] < -0,1$.

Portanto, as razões de abundâncias [Na/Fe] parecem ficar em torno de zero para todo o intervalo de metalicidade das estrelas do disco.

Mg: Sem considerar a estrela HR2576, parece haver um decréscimo das razões de abundâncias [Mg/Fe] com a metalicidade (**Figura 6.14d**). Entretanto, considerando todas as estrelas, as razões [Mg/Fe] parecem seguir um valor constante superior a zero, o que também foi encontrado por Porto de Mello (1996). O intervalo em metalicidade das estrelas analisadas por Chen et al. (2000) é bem amplo, aproximadamente $-1,0 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0,1$, o que permitiu verificar um decréscimo de [Mg/Fe] com o aumento da metalicidade para $[\text{Fe}/\text{H}] < -0,3$. Por outro lado, para $[\text{Fe}/\text{H}] > -0,3$, as razões [Mg/Fe] parecem seguir um valor constante superior a zero. Chen et al. (2000) propõem que as supernovas de Tipo II talvez não sejam a única fonte de produção de Mg.

Si: Este elemento parece ter uma média constante ligeiramente superior a zero para as razões de abundâncias [Si/Fe] (**Figura 6.14e**), o que está de acordo com os resultados de Chen et al. (2000) para $[\text{Fe}/\text{H}] > -0,4$. Porto de Mello (1996) encontrou que o Si tem comportamento semelhante ao do Na, mas considerando as incertezas, seus resultados para o Si são consistentes com o presente trabalho.

Ca, Sc e Ti: As razões de abundâncias [Ca/Fe] possuem comportamento semelhante ao das razões [Si/Fe], segundo a **Figura 6.14f**, o que também concorda com os resultados de Chen et al. (2000). Porto de Mello (1996) encontrou uma possível tendência de [Ca/Fe] com a metalicidade para o intervalo $-0,3 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0,3$. Isto ficaria mais claro com um intervalo mais amplo em metalicidade, o que é verificado por Chen et al. (2000) pelo menos para $[\text{Fe}/\text{H}] > -0,4$.

No caso do Sc, parece haver uma diminuição das razões [Sc/Fe] com a metalicidade (**Figura 6.14g**). Porto de Mello (1996), encontrou algo semelhante, mas não pôde tirar conclusões definitivas a respeito devido ao espalhamento nas medidas. Este é um elemento pouco estudado e além disso poucos autores consideram sua EHF.

O Ti, por sua vez, apresenta razões de abundâncias [Ti/Fe] (**Figura 6.14h**)

semelhantes ao Sc. Chen et al. (2000) não analisaram o Sc, mas encontraram que o Ti comporta-se de maneira semelhante ao Ca, o que também é sugerido por Porto de Mello (1996). Entretanto, o comportamento do Ti fica mais claro com um intervalo maior em metalicidade, como é o caso de Chen et al. (2000).

V, Cr e Co: Os elementos deste grupo apresentam comportamentos semelhantes entre si, conforme pode ser verificado nas **Figuras 6.14i, 6.14j e 6.14l**. Entretanto, um possível excesso nas razões de abundâncias [V/Fe] em relação ao Sol parece existir. Os resultados de Porto de Mello (1996) para este elemento são bastante parecidos com os resultados deste trabalho. Chen et al. (2000) analisaram os elementos V e Cr, os quais parecem acompanhar o Fe em todo o intervalo de metalicidade.

Mn, Ni e Cu: Os resultados para o Mn sugerem uma real tendência das razões [Mn/Fe] com a metalicidade (**Figura 6.14k**), assim como os resultados de Porto de Mello (1996), de tal modo que [Mn/Fe] parece aumentar com o aumento da metalicidade. Isto favorece a hipótese do Mn ser produzido em supernovas de Tipo Ia.

O Cu parece, em média, acompanhar o Fe (**Figura 6.14n**). Porto de Mello (1996) encontrou para este elemento um comportamento semelhante ao do Mn.

Quanto ao Ni, as razões de abundâncias [Ni/Fe] são, em média, iguais a zero para todo o intervalo de metalicidade (**Figura 6.14m**), perfeitamente em acordo com Porto de Mello (1996) e Chen et al. (2000).

Zn: Este elemento foi analisado a partir de uma única linha. Suas abundâncias parecem acompanhar o Fe, talvez com um valor constante ligeiramente superior a zero nas razões [Zn/Fe] (**Figura 6.14o**). Porto de Mello (1996) mediu abundâncias deste elemento a partir da mesma linha utilizada neste trabalho. O grande espalhamento dos valores de abundância medidos permite apenas a conclusão que o Zn parece acompanhar o Fe em todo o intervalo de metalicidade analisado por este autor.

Sr, Y e Zr: As abundâncias do elemento Sr também foram medidas a partir de uma única linha. Analisar seu comportamento a partir na **Figura 6.14p** é bastante difícil uma

vez que algumas estrelas apresentaram razões de abundâncias bem discrepantes da maioria das estrelas da amostra. Já é bem conhecido que a estrela HR2047 é rica em elementos do processo-s, o que poderia explicar sua posição neste diagrama. O diagrama de distribuição de abundâncias para a estrela HR88 (**Figuras 6.3a e 6.3b**) também sugere que ela seja enriquecida nos elementos leves do processo-s. Entretanto, no caso da estrela HR8581 não há evidências de enriquecimento dos elementos do processo-s (**Figura 6.13a**) e a abundância encontrada para o Sr pode não ser correta. Com exceção destas três estrelas, as razões [Sr/Fe] parecem ser sistematicamente inferiores a zero. Porto de Mello (1996) não encontrou resultados conclusivos para este elemento.

No caso do Y, as razões de abundâncias [Y/Fe] parecem aumentar com o aumento da metalicidade (**Figura 6.14q**). Entretanto, os resultados de Porto de Mello (1996) para este elemento sugerem um comportamento oposto, ou seja, as razões [Y/Fe] parecem diminuir com a metalicidade. Para tirar melhores conclusões, o comportamento deste elemento deve ser estudado com mais cuidado, unindo os resultados dos dois trabalhos.

O elemento Zr é representado por linhas fracas e o espalhamento nas medidas sugere uma média igual a zero nas razões de abundâncias [Zr/Fe] (**Figura 6.14r**). Porto de Mello (1996) encontrou um resultado semelhante, com um grande espalhamento nos valores medidos.

Ba, La, Ce e Nd: Com exceção das estrelas HR2047 e HR88, ambas enriquecidas em Ba, as razões de abundâncias [Ba/Fe] parecem ser solares, em média (**Figura 6.14s**). Porto de Mello (1996) encontrou resultados que sugerem uma pequena queda nas razões [Ba/Fe] para metalicidades mais altas. O comportamento deste elemento é relativamente mais complexo, o que poder ser melhor verificado em grandes intervalos de metalicidade, como no diagrama [Ba/Fe] *versus* [Fe/H] de Chen et al. (2000). Estes autores afirmam que a queda das razões [Ba/Fe] para [Fe/H] > -0,2 é inesperada.

Os resultados para o La são bastante interessantes: as razões [La/Fe] parecem diminuir com a metalicidade (**Figura 6.14t**). A discrepância da estrela HR2667 em

relação às demais pode não ser real, uma vez que o La é representado por apenas duas linhas fracas.

No caso dos elementos Ce e Nd, as razões de abundâncias em relação ao Fe parecem ser solares (**Figuras 6.14u e 6.14v**). O grande espalhamento encontrado por Porto de Mello (1996), principalmente para o Nd, não permite maiores conclusões.

Sm: Os resultados encontrados para este elemento, o qual é o único representante dos elementos do processo-r, sugerem uma diminuição das razões de abundâncias [Sm/Fe] conforme a metalicidade diminui (**Figura 6.14w**). Porto de Mello (1996) não pôde chegar a conclusões precisas devido ao grande espalhamento em torno de zero. Este elemento também é representado por uma única linha e o resultado do presente trabalho deve ser confirmado.

CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

A estrela HR1662 apresentou-se rica nos elementos- α , particularmente em Ca, Sc e Ti. O enriquecimento em Ca e Ti já era esperado, por serem elementos- α , mas tal comportamento do Sc confirma sua classificação como elemento- α .

A estrela HR2047 foi confirmada como sendo provavelmente deficiente em C e claramente abundante nos elementos do processo-s, principalmente em Ba, o que está de acordo com os resultados de Porto de Mello (1996) e Castro et al. (1999).

Os resultados para as estrelas HR2047 e HR7330, ambas bastante jovens e de metalicidade e parâmetros cinemáticos semelhantes ao Sol, favorecem a hipótese de distribuições de abundâncias não solares para estrelas com características bem semelhantes ao Sol.

Como perspectiva de trabalho, os resultados aqui presentes serão analisados juntamente com os resultados de Porto de Mello (1996), uma vez que as estrelas analisadas nos dois trabalhos fazem parte de uma mesma amostra. Portanto, as 15 estrelas analisadas por Porto de Mello (1996) somadas às 11 estrelas do presente trabalho formam uma amostra de 26 estrelas analisadas e, deste modo, a análise dos diagramas de distribuição de abundâncias e de razões de abundâncias em função da metalicidade poderão ser mais conclusivos.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Allen, C. W. **Astrophysical quantities**. 2. ed. London: The Athlone Press, 1973.
- 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, n. 6, p. 767-779, 1978.
- Barbuy, B. Paris. Tese (Doutorado em Astrofísica) - Universidade de Paris, 1982.
- Barnes, T. G., Moffett, T. J., Slovak, M. H. Radial velocities of standard stars. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 98, n. 600, p. 223-230, 1986.
- Batten, A. H., Fletcher, J. M., MacCarthy, D. G. Eighth catalogue of the orbital elements of spectroscopic binary systems. **Publications of the Dominion Astrophysical Observatory**, v. 17, p. 1, 1989.
- Bauschlicher, C. W., Janghoff, S. R., Taylor, P. R. Theoretical study of the dissociation energy and the red and violet band systems of CN. **The Astrophysical Journal**, v. 332, n. 1, p. 531-538, 1988.
- Beavers, W. I., Bitter, J. J. Erwin Fick Observatory stellar radial velocity measurements. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 62, n. 1, p. 147-228, 1986.
- Bowers, R. L., Deeming, T. **Astrophysics I - stars**. Boston: Jones and Bartlett Publishers, 1984.
- Castro, S. M., Rich, R. M., Grenon, M., Barbuy, B., McCarthy, J. K. High-resolution abundance analysis of very metal-rich stars in the solar neighborhood. **The Astronomical Journal**, v. 114, n. 1, p. 376-387, 1997.
- Castro, S. M., Porto de Mello, G. F., da Silva, L. Copper and barium abundances in the Ursa Major moving group. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 305, n. 3, p. 693-700, 1999.
- Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Zhao, G., Zhang, H. W., Benoni, T. Chemical composition of 90 F and G disk dwarfs. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 141, n. 3, p. 491-506, 2000.

Chiappini, C., Matteucci, F., Gratton, R. The chemical evolution of the Galaxy: the two-infall model. **The Astrophysical Journal**, v. 477, n. 2, p. 765-780, 1997.

Clegg, E. E. S., Lambert, D. L., Tomkin, J. Carbon, nitrogen, and oxygen abundances in main-sequence stars. II - 20 F and G stars. **The Astrophysical Journal**, v. 250, n. 1, p. 262-275, 1981.

Crawford, D. L., Barnes, J. V., Faure, B. Q., Golson, J. C. Photoelectric H-beta photometry for 1217 stars brighter than $V = 6.5$ mag. **The Astronomical Journal**, v. 71, n. 8, p. 709-718, 1966.

Díaz-Cordovés, J., Claret, A., Giménez, A. Linear and non-linear limb-darkening coefficients for LTE model atmospheres. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 110, n. 2, p. 329-350, 1995.

Duflot, M., Figon, P., Meyssonnier, N. Radial velocities: the Wilson-Evans-Batten catalogue. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 114, n. 2, p. 269-280, 1995.

Duncan, D. K., Vaughan, A. H., Wilson, O. C., Preston, G. W., Frazer, J., Lanning, H., Misch, A., Mueller, J., Soyumer, D., Woogard, L., Baliunas, S. L., Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Porter, A., Zwaan, C., Middelkoop, F., Rutten, R. G. M., Mihalas, D. Ca II H and K measurements made at Mount Wilson Observatory. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 76, n. 1, p. 383-430, 1991.

Duquennoy, A., Mayor, M. Multiplicity among solar-type stars in the solar neighbourhood. II - Distribution of the orbital elements in an unbiased sample. **Astronomy and Astrophysics**, v. 248, n. 2, p. 485-524, 1991.

Ederlyi-Mendes, M. E. **O tripleto de Ca II como indicador de parâmetros atmosféricos: aplicação em síntese de populações**. Tese (Doutorado em Astrofísica) - Departamento de Astronomia, Instituto Astronômico e Geofísico, Universidade de São Paulo, São Paulo, 1990.

Edmonds Jr., F. N. Radiative transfer within a stellar absorption line: the contribution curves of fine-analysis methods. **Journal of Quantitative Spectroscopy and Radiative Transfer**, v. 9, n. 10, p. 1427-1446, 1969.

Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D. L., Nissen, P. E., Tomkin, J. The chemical evolution of the galactic disk. I - Analysis and results. **Astronomy and Astrophysics**, v. 275, n. 1, p. 101-152, 1993.

Edvardsson, B., Petterson, B., Kharrazi, M., Westerlund, B. Abundance analysis and origin of the {zeta} sculptoris open cluster. **Astronomy and Astrophysics**, v. 293, n. 1, p. 75-86, 1995.

European Space Agency (ESA), 1997. **The HIPPARCOS Catalogue**. Banco de dados. Disponível em: <<http://astro.estec.esa.nl/Hipparcos/catalog.html/>>. Acesso em: jan. 2002.

Ferro, A. A., Parrao, L., Schuster, W., González-Bedolla, S., Peniche, R., Peña, J. H. An uvby-beta catalogue of F0-K0 supergiant stars brighter than $V = 6.5$. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 83, n. 2, p. 225-234, 1990.

Fabregat, J., Reglero, V. A uvby-beta survey of Ca II emission stars. I - The observations. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 82, n. 3, p. 531-541, 1990.

Furenlid, I., Meylan, T. An abundance analysis of Alpha Centauri A. **The Astrophysical Journal**, v. 350, n. 2, p. 827-838, 1990.

Gray, D. F. **The observation and analysis of stellar photospheres**. New York: John Wiley & Sons, 1976.

Grevesse, N., Noels, A. **Origin and evolution of the elements**. Cambridge: Cambridge University Press, 1993.

Gronbech, B., Olsen, E. H. Four-colour uvby photometry for bright O to G0 type stars south of declination +10 degrees. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 25, n. 1, p. 213-270, 1976.

Gronbech, B., Olsen, E. H. Photoelectric H-beta photometry for bright O to G0 type stars south of declinaison +10. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 27, n. 1, p. 443-462, 1977.

Habets, G. M., Heintze, J. R. W. Empirical bolometric corrections for the main-sequence. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 46, n. 2, p. 193-237, 1981.

Hardorp, J. The Sun among the stars. V - A second search for solar spectral analogs: the Hyades' distance. **Astronomy and Astrophysics**, v. 105, n. 1, p. 120-132, 1982.

Herzberg, G. **Molecular spectra end molecular structure**. 2. ed. Princeton: D. Van Nostrand, 1967.

Henry, T. J., Soderblom, R., Donahue, R. A., Baliunas, S. L. A survey of Ca II H and K chromospheric emission in southern solar-type stars. **The Astronomical Journal**, v. 111, n. 1, p. 439-465, 1996.

Hoffleit, D., Jaschek, C. **The bright star catalogue**. 4. ed. New Haven: Yale University Observatory, 1982.

Huber, K. P., Herzberg, G. **Constants of diatomic molecules**. New York: Van Nodstrand Reinhold, 1979.

Hünsch, M., Schmitt, J. H. M. M., Sterzik, M. F., Voges, W. The ROSAT all-sky survey catalogue of optically bright main-sequence stars and subgiant stars. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 132, n. 2, p. 155-171, 1998.

Jorgensen, U. G. **African American Providers Network Conference Series**, v. 78, p. 179, 1995.

Kupka, F., Piskunov, N. E., Ryabchikova, T. A., Stempels, H. C., Weiss, W. W. VALD-2: Progress of the Vienna atomic line data base. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 138, n. 1, p. 119-133, 1999.

Kurucz, R. L., Furenlid, I., Brault, J., Testerman, L. **The solar flux atlas from 296 nm to 1300 nm**. New Mexico: National Solar Observatory, 1984.

Kurucz, R. L. Atomic and molecular data for opacity calculations. **Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica**, v. 23, n. especial, p. 45-48, 1992.

Kurucz, R. L. **Atomic and molecular databases**. Banco de dados. Disponível em: <http://cfaku5.harvard.edu>. Acesso em: jan. 2002.

Lambert, D. L. The abundances of the elements in the solar photosphere. VIII - Revised abundances of carbon, nitrogen and oxygen. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 182, n. 1, p. 249-271, 1978.

Lambert, D. L. Observations of molecules in stellar atmospheres - chemistry near thermal equilibrium. In: Astrochemistry: International Astronomical Union Symposium, Velha Goa, Índia, 1985. **Proceedings**. Dordrecht, D. Reidel v. 120, p. 583-598, 1987.

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, n. 1, p. 369-376, 1983.

McWilliam, A., Preston, G. W., Sneden, C., Searle, L. A spectroscopic analysis of 33 of the most metal-poor stars. I. **The Astronomical Journal**, v. 109, n. 6, p. 2736-2756, 1995.

McWilliam A. Abundance ratios and galactic chemical evolution. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 35, p. 503-556, 1997.

Meylan, T., Furenlid, I., Wiggs, M. S. A critical list of Voigt-fitted equivalent width measurements based on the solar flux spectrum. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 85, n. 1, p. 163-180, 1993.

Milone, A. **Carbono, nitrogênio e oxigênio em estrelas dos aglomerados globulares: NGC 330 da Pequena Nuvem de Magalhães e ω Centauri**. Dissertação (Mestrado em Astrofísica) - Departamento de Astronomia, Instituto Astronômico e Geofísico, Universidade de São Paulo, São Paulo. 1991.

Milone, A., Barbuy, B., Spite, M., Spite, F. CNO overabundances in six stars of Omega Centauri. **Astronomy and Astrophysics**, v. 261, p. 551, 1992.

Moore, C. E., Minnaert, M., Houtgast, J. **The solar spectrum 2935 Å to 8770 Å**. Washington D. C.: U. S. Government Printing Office, 1966.

Neckel, H. The absolute energy distributions of the Sun, of the 'solar analogs' 16 Cyg B, Hyades VB 64, 16 Cyg A, and of the standard stars Alpha Lyr and 29 Psc. **Astronomy and Astrophysics**, v. 159, n. 1-2, p. 175-188, 1986.

Olsen, E. H. Four-colour uvby and H-beta photometry of A5 to G0 stars brighter than 8.3 M. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 54, n. 1, p. 55-134, 1983.

Olsen, E. H. Stromgren four-colour uvby photometry of G5-type HD-stars brighter than $M_V=8.6$. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 102, n. 1, p. 89-199, 1993.

Olsen, E. H. A large, complete, volume-limited sample of G-type dwarfs. I - Completion of Stromgren uvby photometry. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 104, n. 3, p. 429-472, 1994a.

Olsen, E. H. Stromgren photometry of F- and G-type stars brighter than $V = 9.6$. I - uvby photometry. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 106, n. 2, p. 257-266, 1994b.

Pearse, R. W. B., Gaydon, A. G. **Identification of molecular spectra**. London: Whitefriars Press, 1965.

Perry, C. L., Olsen, E. H., Crawford, D. L. A catalog of bright uvby-beta standard stars. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 99, n. 6, p. 1184-1200, 1987.

Piskunov, N. E., Kupka, F., Ryabchikova, T. A., Weiss, W. W., Jeffery, C. S. VALD: The Vienna atomic line data base. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 112, n. 3, p. 525-535, 1995.

Porto de Mello, G. F. **A distribuição de abundâncias em estrelas de tipo solar na vizinhança solar**. Tese (Doutorado em Astrofísica) - Observatório Nacional, Rio de Janeiro, 1996.

Porto de Mello, G. F., da Silva, L. HR 6094: a young, solar-type, solar-metallicity barium dwarf star. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 476, n. 2, p. L89-L92, 1997.

Porto de Mello, G. F., da Silva, L., de Nader, R. V. **Astronomy and Astrophysics**, em preparação, 2002.

Prochaska, J. K., Naumov, S. O., Carney, B. W., McWilliam, A., Wolfe, A. M. The Galactic thick disk stellar abundances. **The Astronomical Journal**, v. 120, n. 5, p. 2513-2549, 2000.

Reglero, V., Fabregat, J. Four-colour and H-beta photometry for low mass members in open clusters. I - The Praesepe. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 90, n. 1, p. 25-32, 1991.

Ryabchikova, T. A., Piskunov, N. E., Stempels, H. C., Kupka, F., Weiss, W. W. The Vienna atomic line data base - a status report. In: 6th International Colloquium on Atomic Spectra and Oscillator Strengths, Victoria BC, Canada, 1999. **Proceedings. Physica Scripta** v. 83, p. 162-173.

Schadee, A. Molecular band intensities in G and K stars. **The Astrophysical Journal**, v. 151, n. 1, p. 239-258, 1968.

Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A., Schaller, G. Grids of stellar models. II - From 0.8 to 120 solar masses at $Z = 0.008$. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 98, n. 3, p. 523-527, 1993.

Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A. New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at $Z = 0.020$ and $Z = 0.001$. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 96, n. 2, p. 269-331, 1992.

Schuster, W. J., Nissen, P. E. Four-color uvby and H-beta photometry of high-velocity and metal-poor stars. I - The catalogue of observations. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 73, n. 2, p. 225-241, 1988.

Soderblom, D. R., Mayor, M. Stellar kinematic groups. I - The Ursa Major group. **The Astronomical Journal**, v. 105, n. 1, p. 226-249, 1993.

Snedden, C. **Carbon and nitrogen abundances in metal-poor stars**. 1973. Tese (Doutorado em Astronomia) - University of Texas, Austin, Texas, 1974.

Snedden, C. **Synthetic stellar spectra**. Banco de dados. Disponível em: <http://verdi.as.utexas.edu/moog.html>. Acesso em: set. 2000.

Steffen, M. A model atmosphere analysis of the F5 IV-V subgiant Procyon. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 59, n. 3, p. 403-427, 1985.

Strömberg, B. Problems of internal constitution and kinematics of main sequence stars. **Quarterly Journal of the Royal Astronomical Society**, v. 4, n. 1, p. 8-37, 1963.

Tomkin, J., Edvardsson, B., Lambert, D. L., Gustafsson, B. The rise and fall of the NaMgAl stars. **Astronomy and Astrophysics**, v. 327, n. 2, p. 587-597, 1997.

Tsuji, T. Molecular abundances in stellar atmospheres. **Astronomy and Astrophysics**, v. 23, n. 1, p. 411-431, 1973.

Twarog, B. A. The chemical evolution of the solar neighborhood. I - A bias-free reduction technique and data sample. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 44, n. 1, p. 1-29, 1980.

Ünsold, A. **Physik der Sternatmosphären**. 2. ed. Berlin: Springer-Verlag, 1955.

Vienna Atomic Lines Database (VALD). Banco de dados. Disponível em: <http://www.astro.univie.ac.at/~vald/>. Acesso em: set. 2000.

Wheeler, J. C., Sneden, C., Truran, J. W. Abundance ratios as a function of metallicity. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 27, p. 279-349, 1989.

Whiting, E. E., Nicholls, R. W. Reinvestigation of rotational-line intensity factors in diatomic spectra. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 27, n. 235, p. 1-19, 1974.

Wooley, R., Epps, E. A., Penston, M., J., Pocock, S. B. Catalogue of stars within twenty-five parsecs of the Sun. **Royal Observatory Annals**, n. 5, 1970.

APÊNDICE A

TABELA A.1: Lista das Linhas Espectrais Medidas (LE de Ganimedes).

λ (Å)	Ident.	LE	χ (eV)	log gf	λ (Å)	Ident.	LE	χ (eV)	log gf
5052,167	C I	41,8	7,68	-1,38	6499,654	Ca I	93,7	2,52	-0,86
5380,322	C I	22,5	7,68	-1,69	4743,817	Sc I	9,1	1,45	-
6154,230	Na I	43,9	2,10	-1,52	5356,091	Sc I	1,9	1,86	-
6160,753	Na I	64,4	2,10	-1,29	5392,075	Sc I	7,5	1,99	-
4571,102	Mg I	116,6	0,00	-	5484,611	Sc I	3,4	1,85	-
4730,038	Mg I	76,2	4,34	-	5671,826	Sc I	20,7	1,45	-
5711,095	Mg I	114,4	4,34	-	6239,408	Sc I	9,7	0,00	-
5785,285	Mg I	59,4	5,11	-1,82	5318,346	Sc II	19,6	1,36	-
5517,533	Si I	14,0	5,08	-2,51	5357,190	Sc II	5,6	1,51	-
5621,607	Si I	0,0	5,08	-2,61	5526,815	Sc II	83,4	1,77	-
5665,563	Si I	44,9	4,92	-1,96	5657,874	Sc II	74,4	1,51	-
5684,484	Si I	67,0	4,95	-1,60	5684,189	Sc II	44,3	1,51	-
5690,433	Si I	54,4	4,93	-1,81	6245,660	Sc II	38,3	1,51	-
5701,108	Si I	44,1	4,93	-1,97	6320,867	Sc II	9,0	1,50	-
5708,405	Si I	85,0	4,95	-1,35	4562,625	Ti I	12,6	0,02	-2,73
5753,622	Si I	0,0	5,61	-1,24	4617,254	Ti I	69,4	1,75	0,23
5772,149	Si I	62,0	5,08	-1,56	4758,120	Ti I	46,5	2,25	0,26
5793,080	Si I	45,8	4,93	-1,94	4759,272	Ti I	49,3	2,25	0,25
6125,021	Si I	36,7	5,61	-1,50	4778,259	Ti I	18,5	2,24	-0,38
6131,577	Si I	28,6	5,61	-1,65	4926,147	Ti I	7,5	0,82	-2,17
6131,858	Si I	29,0	5,61	-1,64	5022,871	Ti I	85,1	0,83	-0,35
6142,494	Si I	39,0	5,62	-1,45	5024,842	Ti I	79,3	0,82	-0,48
6145,020	Si I	44,9	5,61	-1,36	5071,472	Ti I	33,6	1,46	-0,77
6243,823	Si I	56,7	5,61	-1,19	5113,448	Ti I	29,7	1,44	-0,88
6244,476	Si I	52,2	5,61	-1,25	5145,464	Ti I	40,4	1,46	-0,64
5261,708	Ca I	106,9	2,52	-0,65	5147,479	Ti I	45,6	0,00	-1,98
5581,979	Ca I	104,5	2,52	-0,68	5152,185	Ti I	42,0	0,02	-2,03
5590,126	Ca I	100,9	2,52	-0,73	5192,969	Ti I	90,7	0,02	-1,02
5867,572	Ca I	27,0	2,93	-1,59	5211,206	Ti I	9,9	0,84	-2,07
6161,295	Ca I	74,9	2,52	-1,08	5219,700	Ti I	32,3	0,02	-2,23
6163,754	Ca I	89,7	2,52	-1,25	5295,780	Ti I	14,2	1,07	-1,60
6166,440	Ca I	82,7	2,52	-1,02	5426,236	Ti I	8,4	0,02	-2,97
6169,044	Ca I	104,3	2,52	-0,70	5471,197	Ti I	10,3	1,44	-1,48
6169,564	Ca I	128,8	2,52	-0,53	5490,150	Ti I	24,3	1,46	-1,00
6449,820	Ca I	137,4	2,52	-0,32	5648,567	Ti I	11,9	2,49	-0,39
6455,605	Ca I	57,7	2,52	-1,43	5679,937	Ti I	7,5	2,47	-0,63
6471,688	Ca I	109,1	2,52	-0,64	5739,464	Ti I	0,0	2,25	-0,75

(continua)

TABELA A.1: (continuação)

λ (Å)	Ident.	LE	χ (eV)	log gf	λ (Å)	Ident.	LE	χ (eV)	log gf
5866,452	Ti I	53,3	1,07	-0,82	5272,007	Cr I	32,6	3,45	-0,36
6064,629	Ti I	10,4	1,05	-1,88	5287,183	Cr I	13,5	3,44	-0,86
6091,177	Ti I	17,1	2,27	-0,44	5296,691	Cr I	100,5	0,98	-1,40
6092,798	Ti I	6,6	1,89	-1,28	5300,751	Cr I	61,0	0,98	-2,11
6098,694	Ti I	6,6	3,06	-0,16	5304,183	Cr I	17,2	3,46	-0,72
6126,224	Ti I	25,3	1,07	-1,40	5318,810	Cr I	20,2	3,44	-0,65
6258,104	Ti I	56,2	1,44	-0,43	5628,621	Cr I	15,7	3,42	-0,82
4568,345	Ti II	34,7	1,22	-2,85	5787,965	Cr I	54,2	3,32	-0,12
4583,415	Ti II	37,7	1,16	-2,84	6330,097	Cr I	28,9	0,94	-2,90
4657,209	Ti II	60,0	1,24	-2,31	5784,976	Cr I	36,3	3,32	-0,39
4798,539	Ti II	48,1	1,08	-2,70	4588,203	Cr II	77,1	4,07	-0,73
5211,544	Ti II	35,7	2,59	-1,54	4592,049	Cr II	54,6	4,07	-1,23
5336,783	Ti II	78,9	1,58	-1,63	5305,855	Cr II	29,8	3,83	-2,06
5381,020	Ti II	64,0	1,57	-1,95	5308,377	Cr II	29,1	4,07	-1,81
5418,756	Ti II	53,1	1,58	-2,17	5313,526	Cr II	37,5	4,07	-1,61
5657,436	V I	10,1	1,06	-	5502,025	Cr II	23,4	4,17	-1,87
5668,362	V I	7,2	1,08	-	4626,538	Mn I	28,8	4,71	-
5670,851	V I	23,3	1,08	-	4739,113	Mn I	68,0	2,94	-
5727,661	V I	13,4	1,05	-	5004,892	Mn I	19,6	2,92	-
6090,216	V I	37,0	1,08	-	5394,670	Mn I	87,9	0,00	-
6135,370	V I	12,4	1,05	-	5399,479	Mn I	43,0	3,85	-
6150,154	V I	11,8	0,30	-	5413,684	Mn I	27,6	3,86	-
6199,186	V I	15,1	0,29	-	5420,350	Mn I	97,1	2,14	-
6216,358	V I	39,8	0,28	-	5432,548	Mn I	57,8	0,00	-
6274,658	V I	9,4	0,27	-	5537,765	Mn I	40,1	2,19	-
6285,165	V I	17,4	0,28	-	6013,497	Mn I	93,4	3,07	-
4936,335	Cr I	50,7	3,11	-0,32	6021,803	Mn I	106,4	3,07	-
4575,092	Cr I	14,6	3,37	-0,88	4585,343	Fe I	22,7	4,61	-1,59
4616,120	Cr I	98,8	0,98	-1,31	4593,555	Fe I	31,3	3,94	-2,00
4626,174	Cr I	91,2	0,97	-1,47	4598,125	Fe I	82,0	3,28	-1,61
4708,019	Cr I	62,5	3,17	-0,06	4602,000	Fe I	78,6	1,61	-3,21
4737,355	Cr I	66,7	3,09	-0,06	4741,535	Fe I	79,3	2,83	-2,08
4756,137	Cr I	71,4	3,10	0,03	4749,961	Fe I	38,9	4,56	-1,28
4801,047	Cr I	49,7	3,12	-0,28	4793,961	Fe I	9,1	3,05	-3,54
4964,916	Cr I	44,7	0,94	-2,50	4794,355	Fe I	15,6	2,42	-3,86
5200,207	Cr I	28,8	3,38	-0,50	4798,273	Fe I	48,9	4,19	-1,43
5214,144	Cr I	19,8	3,37	-0,73	4798,743	Fe I	37,7	1,61	-4,22
5238,964	Cr I	19,2	2,71	-1,36	4808,147	Fe I	36,3	3,25	-2,59
5247,566	Cr I	91,5	0,96	-1,61	4907,733	Fe I	68,3	3,43	-1,76

(continua)

TABELA A.1: (continuação)

λ (Å)	Ident.	LE	χ (eV)	log gf	λ (Å)	Ident.	LE	χ (eV)	log gf
4908,032	Fe I	43,2	3,93	-1,77	5587,573	Fe I	44,9	4,14	-1,56
4911,788	Fe I	51,9	3,93	-1,61	5635,824	Fe I	39,9	4,26	-1,55
4961,915	Fe I	30,7	3,63	-2,31	5636,705	Fe I	22,7	3,64	-2,52
4962,565	Fe I	59,4	4,18	-1,25	5638,262	Fe I	85,4	4,22	-0,79
4969,916	Fe I	85,5	4,22	-0,78	5641,436	Fe I	71,1	4,26	-0,99
5023,189	Fe I	47,6	4,28	-1,37	5646,697	Fe I	5,9	4,26	-2,48
5025,091	Fe I	25,9	4,26	-1,83	5650,019	Fe I	38,5	5,10	-0,82
5025,313	Fe I	27,2	4,28	-1,78	5652,319	Fe I	28,1	4,26	-1,79
5054,647	Fe I	47,7	3,64	-1,92	5661,348	Fe I	26,4	4,28	-1,81
5067,162	Fe I	80,3	4,22	-0,90	5680,240	Fe I	13,0	4,19	-2,30
5072,677	Fe I	73,0	4,22	-0,98	5701,557	Fe I	93,1	2,56	-2,13
5109,649	Fe I	89,5	4,30	-0,68	5705,473	Fe I	43,9	4,30	-1,44
5127,359	Fe I	108,7	0,93	-3,30	5731,761	Fe I	62,4	4,26	-1,14
5127,680	Fe I	29,9	0,05	-5,84	5738,240	Fe I	15,3	4,22	-2,19
5196,065	Fe I	83,1	4,26	-0,78	5775,069	Fe I	66,8	4,22	-1,11
5197,929	Fe I	39,8	4,30	-1,50	5778,463	Fe I	25,5	2,59	-3,47
5213,818	Fe I	9,6	3,94	-2,67	5784,666	Fe I	31,6	3,40	-2,53
5223,188	Fe I	33,3	3,63	-2,26	5811,916	Fe I	12,7	4,14	-2,36
5225,525	Fe I	80,7	0,11	-4,72	5814,805	Fe I	25,2	4,28	-1,85
5242,491	Fe I	94,3	3,63	-1,16	5835,098	Fe I	16,9	4,26	-2,10
5243,773	Fe I	68,6	4,26	-1,05	5849,681	Fe I	10,2	3,69	-2,90
5247,049	Fe I	75,3	0,09	-4,93	5852,222	Fe I	46,4	4,55	-1,16
5250,216	Fe I	67,1	0,12	-4,95	5855,086	Fe I	27,2	4,61	-1,49
5320,040	Fe I	25,3	3,64	-2,44	5856,096	Fe I	40,1	4,29	-1,52
5321,109	Fe I	49,2	4,43	-1,21	5859,596	Fe I	80,0	4,55	-0,60
5332,908	Fe I	102,9	1,56	-2,84	5916,249	Fe I	61,1	2,45	-2,89
5379,574	Fe I	67,3	3,69	-1,56	5927,786	Fe I	47,8	4,65	-1,05
5389,486	Fe I	89,5	4,41	-0,56	5929,666	Fe I	45,6	4,55	-1,18
5395,222	Fe I	23,4	4,44	-1,73	5930,173	Fe I	98,0	4,65	-0,26
5412,791	Fe I	23,0	4,43	-1,75	5956,692	Fe I	57,5	0,86	-4,54
5432,946	Fe I	80,0	4,44	-0,69	6005,551	Fe I	25,4	2,59	-3,48
5436,297	Fe I	46,0	4,39	-1,31	6007,968	Fe I	68,0	4,65	-0,71
5473,168	Fe I	23,9	4,19	-1,96	6012,212	Fe I	27,4	2,22	-3,79
5483,108	Fe I	50,6	4,15	-1,45	6078,499	Fe I	88,0	4,79	-0,29
5491,845	Fe I	14,8	4,19	-2,23	6079,014	Fe I	52,2	4,65	-0,98
5494,474	Fe I	29,7	4,07	-1,94	6082,708	Fe I	40,1	2,22	-3,53
5522,454	Fe I	48,2	4,21	-1,44	6093,666	Fe I	34,0	4,61	-1,34
5560,207	Fe I	57,0	4,43	-1,09	6098,250	Fe I	21,0	4,56	-1,75
5577,013	Fe I	13,4	5,03	-1,49	6120,249	Fe I	6,2	0,92	-5,86

(continua)

TABELA A.1: (continuação)

λ (Å)	Ident.	LE	χ (eV)	log gf	λ (Å)	Ident.	LE	χ (eV)	log gf
6137,002	Fe I	76,5	2,20	-2,83	6385,458	Fe II	5,5	5,55	-2,44
6151,616	Fe I	54,4	2,18	-3,30	6416,928	Fe II	43,5	3,89	-2,69
6159,382	Fe I	14,7	4,61	-1,84	6456,391	Fe II	63,9	3,90	-2,24
6173,340	Fe I	71,1	2,22	-2,93	4749,662	Co I	43,0	3,05	-
6187,987	Fe I	52,0	3,94	-1,64	4792,862	Co I	36,5	3,25	-
6199,508	Fe I	4,6	2,56	-4,34	4813,479	Co I	52,2	3,21	-
6200,321	Fe I	80,2	2,61	-2,37	5212,691	Co I	21,9	3,51	-
6213,428	Fe I	88,3	2,22	-2,59	5280,629	Co I	22,1	3,63	-
6219,287	Fe I	94,9	2,20	-2,47	5342,708	Co I	34,5	4,02	-
6226,730	Fe I	31,7	3,88	-2,08	5359,192	Co I	11,2	4,15	-
6240,645	Fe I	50,1	2,22	-3,34	5381,772	Co I	6,5	4,24	-
6265,131	Fe I	93,3	2,18	-2,53	5454,572	Co I	19,6	4,07	-
6271,283	Fe I	29,9	3,33	-2,67	5647,234	Co I	15,9	2,28	-
6297,792	Fe I	0,0	2,22	-2,34	6000,678	Co I	6,2	3,62	-
6315,813	Fe I	44,3	4,07	-1,67	6455,001	Co I	15,5	3,63	-
6322,691	Fe I	84,9	2,59	-2,31	4935,831	Ni I	77,4	3,94	-0,37
6358,687	Fe I	94,4	0,86	-3,79	4946,029	Ni I	29,6	3,80	-1,22
6380,750	Fe I	57,9	4,19	-1,30	4953,200	Ni I	60,3	3,74	-0,67
6385,726	Fe I	9,8	4,73	-1,94	5010,934	Ni I	52,8	3,63	-0,91
6392,538	Fe I	18,6	2,28	-3,98	5032,723	Ni I	31,0	3,90	-1,09
6393,612	Fe I	142,8	2,43	-1,60	5094,406	Ni I	35,6	3,83	-1,06
6430,856	Fe I	126,6	2,18	-2,01	5197,157	Ni I	31,0	3,90	-1,09
6498,945	Fe I	52,0	0,96	-4,58	5220,300	Ni I	31,6	3,74	-1,23
4576,339	Fe II	71,3	2,84	-3,03	5392,330	Ni I	14,3	4,15	-1,31
4656,981	Fe II	44,3	2,89	-3,59	5435,866	Ni I	58,2	1,99	-2,38
4720,149	Fe II	6,5	3,20	-4,57	5452,860	Ni I	19,9	3,84	-1,48
4993,358	Fe II	43,9	2,81	-3,69	5494,876	Ni I	24,4	4,10	-1,07
5197,576	Fe II	88,5	3,23	-2,32	5587,853	Ni I	64,9	1,93	-2,32
5234,630	Fe II	93,3	3,22	-2,23	5625,312	Ni I	46,1	4,09	-0,63
5264,812	Fe II	54,5	3,33	-2,96	5628,354	Ni I	17,0	4,09	-1,28
5325,560	Fe II	50,8	3,22	-3,15	5637,128	Ni I	37,4	4,09	-0,80
5414,075	Fe II	33,3	3,22	-3,54	5748,346	Ni I	32,8	1,68	-3,22
5425,257	Fe II	46,9	3,20	-3,25	5846,986	Ni I	28,3	1,68	-3,33
5427,826	Fe II	7,2	6,72	-1,31	6086,276	Ni I	48,8	4,26	-0,44
6084,111	Fe II	24,4	3,20	-3,78	6176,807	Ni I	66,2	4,09	-0,28
6149,249	Fe II	41,5	3,89	-2,73	6177,236	Ni I	15,9	1,83	-3,52
6247,562	Fe II	57,9	3,89	-2,37	6186,709	Ni I	34,0	4,10	-0,87
6369,463	Fe II	21,8	2,89	-4,15	6191,187	Ni I	85,2	1,68	-2,18
6383,715	Fe II	11,5	5,55	-2,07	6327,604	Ni I	42,8	1,68	-3,04

(continua)

TABELA A.1: (conclusão)

λ (Å)	Ident.	LE	χ (eV)	log gf	λ (Å)	Ident.	LE	χ (eV)	log gf
6370,357	Ni I	19,9	3,54	-1,75	4613,921	Zr II	38,4	0,97	-0,61
6378,256	Ni I	36,9	4,15	-0,77	5112,279	Zr II	13,2	1,66	-0,81
5218,209	Cu I	60,0	3,82	-	5853,688	Ba II	70,5	0,60	-0,84
5220,086	Cu I	18,5	3,82	-	6141,727	Ba II	128,6	0,70	0,24
5782,136	Cu I	91,4	1,64	-	6496,908	Ba II	114,2	0,60	-0,07
4810,537	Zn I	84,9	4,08	-0,27	4662,512	La II	10,2	0,00	-1,18
4607,338	Sr I	51,7	0,00	0,12	6320,429	La II	11,6	0,17	-1,03
4883,690	Y II	67,5	1,08	0,06	4628,160	Ce II	23,4	0,52	0,27
4900,124	Y II	64,6	1,03	-0,07	4773,959	Ce II	13,0	0,92	0,31
5087,426	Y II	52,1	1,08	-0,33	5274,236	Ce II	12,9	1,04	0,40
5200,415	Y II	39,2	0,99	-0,71	5089,831	Nd II	3,8	0,20	-1,23
5402,780	Y II	16,1	1,84	-0,61	5319,820	Nd II	16,2	0,55	-0,17
4739,454	Zr I	8,5	0,65	0,04	4566,233	Sm II	12,9	0,33	-0,19