

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Rodolfo Henrique Silva Smiljanic

**Elementos Leves: Traçadores da Mistura
Convectiva e da Formação da Galáxia.**

Tese de Doutorado
São Paulo - Novembro de 2008

Livros Grátis

<http://www.livrosgratis.com.br>

Milhares de livros grátis para download.

Elementos Leves: Traçadores da Mistura Convectiva e da Formação da Galáxia.

Rodolfo Henrique Silva Smiljanic

Tese apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como parte dos requisitos para a obtenção do título de Doutor em Ciências.

Sub-área de Concentração: Astrofísica

Orientadora: Profa. Dra. Beatriz Barbay

São Paulo - Novembro de 2008

Ao vencedor as Batatas!

Quincas Borba
(Em "Quincas Borba" de Machado de Assis)

AGRADECIMENTOS

Meus agradecimentos vão a todos que contribuíram para que esta tese se tornasse realidade, alguns mesmo sem saber. Agradeço:

à minha família, por todo o suporte, amor e confiança,

a todos os meus amigos, estejam no Rio, em São Paulo, em Goiânia, em Munique ou sabe-se lá onde nesse mundão sem porteira, por sua valiosa amizade,

à minha orientadora, Dra. Beatriz Barbuy, pela orientação, pelos anos de acompanhamento e por todas as oportunidades que me ofereceu,

ao Dr. Luca Pasquini pela oportunidade de trabalharmos juntos e pela co-orientação durante a estadia no ESO,

ao Dr. Pierre North por disponibilizar os dados FEROS e EMMI usados nesta tese,

à Dra. Francesca Primas por ceder a lista de linhas usada no cálculo das abundâncias de Be e pela ajuda na análise dos espectros,

à FAPESP pela imprescindível bolsa de doutorado (04/13667-4),

à CAPES pela bolsa PDEE de doutorado sanduíche (1521/06-3),

a todos os colaboradores, pelas diversas discussões e trocas de e-mails que ajudaram a expandir o meu entendimento da ciência que fazemos,

ao ESO e seu pessoal por todo o suporte e pela agradável estadia,

ao IAG e em especial ao Departamento de Astronomia por suas instalações e pessoal durante todos estes anos.

RESUMO

Este trabalho apresenta os resultados de um amplo estudo observacional da abundância de elementos leves ($Z \leq 8$) em estrelas de tipo tardio. As características destes elementos permitem, entre outras aplicações, o estudo dos processos de formação da Galáxia e dos processos de mistura convectiva relacionados à física da estrutura e da evolução estelar. As abundâncias destes elementos foram determinadas a partir de espectros de alta resolução e alto sinal ruído em uma análise usando modelos de atmosferas e síntese espectral.

Abundâncias de Be e Li foram determinadas em estrelas anãs do halo e do disco espesso da Galáxia com o objetivo de investigar o uso do Be como cosmocronômetro e como diferenciador de populações estelares. Esta é a maior amostra de estrelas pobres em metais onde o Be já foi estudado. Usando o Be como escala de tempo, encontrou-se que as estrelas do halo local não formam uma população homogênea onde uma única relação idade metalicidade possa ser definida. Parte das estrelas tem cinemática peculiar indicando uma possível origem em um evento de acreção de um sistema externo à Galáxia. Para as estrelas do disco espesso, encontrou-se evidência de que a taxa de formação estelar nas regiões internas do disco foi maior do que nas regiões externas. A concentração de estrelas com baixa abundância de Be nas regiões internas sugere uma formação de dentro para fora do disco espesso. Os resultados mostram que o Be pode ser usado como cronômetro por ser independente dos detalhes locais da formação estelar.

Abundâncias de Be foram determinadas em estrelas anãs, sub-gigantes e gigantes do aglomerado aberto IC 4651. Esta é a primeira vez que abundâncias de Be são determinadas ao longo da sequência evolutiva de um aglomerado. Os resultados indicam que estrelas com temperatura abaixo e acima do Li-dip não sofrem depleção de Be. Já as estrelas do Li-dip além de depletadas em Li são deficientes em Be. Os resultados estão em acordo com o esperado por modelos que incluem efeitos da mistura induzida por rotação. As estrelas mais evoluídas da parte superior do turn-off e do ramo

das sub-gigantes mostram uma dispersão da abundância de Be, que está depletada antes do esperado pela primeira dragagem. Novamente, encontra-se um acordo com o esperado por modelos incluindo a mistura induzida por rotação.

Abundâncias de C, N, O, Na e a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ foram determinadas de maneira homogênea para 31 estrelas gigantes de 10 outros aglomerados abertos. Um grupo de estrelas do RGB com massa menor que $2.4 M_{\odot}$ têm razão $[\text{N}/\text{C}]$ menor que estrelas mais evoluídas no mesmo intervalo de massa. Este resultado sugere uma diferença real entre as abundâncias de gigantes vermelhas e gigantes do clump ou do início do AGB, em desacordo com modelos padrão mas em acordo com modelos incluindo efeitos da convecção thermohaline. A abundância de oxigênio das estrelas mostra uma correlação com $[\text{N}/\text{C}]$ e uma diminuição acentuada em função da massa. Estas observação sugerem uma mistura mais eficiente do que a esperada pelos modelos. A abundância média de Na da amostra é solar, o que não confirma resultados de sobre-abundância encontrados em outros trabalhos da literatura. Um possível aumento da ordem de 0.10 dex no intervalo de massa de 1.8 a $3.2 M_{\odot}$ foi encontrado, em acordo qualitativo com o esperado por modelos. Algumas estrelas de massa intermediária com baixa razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ foram identificadas. Tal resultado jamais foi adequadamente encontrado e discutido anteriormente. Como estas estrelas não passam pelo “bump”, o evento extra de mistura responsável pela baixa razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ deve acontecer durante ou após a fase de queima de He.

Palavras-chave: Aglomerados abertos; Estrelas: abundâncias; Estrelas: atmosferas; Estrelas: interiores; Estrelas: evolução; Estrelas: tipo tardio; Galáxia: disco espesso; Galáxia: halo

ABSTRACT

This work presents the results of a large observational abundance analysis of light elements ($Z \leq 8$) in late type stars. The characteristics of these elements allow, among other possibilities, the investigation of the Galaxy formation and the mixing processes related to the physics of the stellar structure and evolution. The abundances were derived using high resolution and high signal to noise spectra in a model atmosphere analysis with spectrum synthesis.

Abundances of Be and Li were derived in halo and thick disk metal poor dwarfs with the aim of investigating the use of Be as cosmochronometer and as a discriminator of stellar populations. This is the largest sample of metal poor stars where Be abundances were determined. Using Be as a time scale, the halo was found to be a non-uniform population where a single age metallicity relation can not be defined. Part of the halo stars share peculiar kinematics pointing towards an origin in the accretion of a system external to the Galaxy. Evidence for a higher star formation rate in the inner parts of the thick disk was found. All stars with low Be are in the inner regions suggesting an inside-out thick disk formation. These results show that Be can be used as a chronometer since it is independent of the local details of the star formation.

Abundances of Be were determined in dwarf, sub-giants, and giant stars of the open cluster IC 4651. This is the first time Be abundances are derived for stars along the whole evolutionary sequence of an open cluster. The abundances show that stars with lower and higher temperature than the Li-dip do not deplete Be. On the other hand, the Li depleted stars of the Li-dip are also Be deficient. These results agree with the expected from models including the effects of rotation induced mixing. More evolved stars of the upper turn-off and of the sub-giant branch show a real dispersion of Be abundances, which are depleted before the onset of the first dredge-up. These results are again in agreement with the expected from models including rotation induced mixing.

Abundances of C, N, O, Na and the $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ratio were homogeneously determined in a sample of 31 giants of another 10 open clusters. A group of stars with smaller masses than $2.4 M_{\odot}$ show a smaller $[\text{N}/\text{C}]$ ratio than more evolved stars in the same mass range. This suggests a real difference between red giants and more evolved clump or early-AGB stars, in disagreement with standard models but in agreement with models including the effects of thermohaline convection. The stellar oxygen abundances show a correlation with $[\text{N}/\text{C}]$ and a decrease as a function of mass. These observations suggest a more efficient mixing than expected by standard models. The mean Na abundance of the sample is solar, in disagreement with previous claims of sodium overabundances in giants of open clusters. A possible increase of 0.10 dex in the mass interval of 1.8 to $3.2 M_{\odot}$ is seen, in qualitative agreement with standard models. Some intermediate mass stars were found to have low $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. Such a result has never been properly identified and discussed before. As these stars do not go through the bump, the extra mixing event responsible for the low $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ probably occurred during or after the core He burning phase.

Key words: Open clusters; Stars: abundances; Stars: atmospheres; Stars: interiors; Stars: evolution; Stars: late-type; Galaxy: thick disk; Galaxy: halo

Sumário

1	Introdução	1
1.1	A nucleossíntese dos elementos leves	4
1.1.1	Lítio	5
1.1.2	Berílio	6
1.1.3	Carbono	7
1.1.4	Nitrogênio	8
1.1.5	Oxigênio	10
1.1.6	Sódio	11
1.2	Interesses científicos	12
1.2.1	Cosmocronômetros	13
1.2.2	Mistura convectiva na sequência principal	16
1.2.3	Mistura pós sequência principal	19
2	O Berílio como cosmocronômetro	25
2.1	Introdução	25
2.2	Amostra e observações	28
2.3	Parâmetros atmosféricos	31
2.3.1	Comparação entre F00 e Ed93	34
2.3.2	Log g astrométrico	37
2.3.3	Incertezas nos parâmetros atmosféricos	39
2.4	Abundâncias	40
2.4.1	Espectros sintéticos	40
2.4.2	Berílio	41

2.4.3	Opacidade do contínuo na região do Be	44
2.4.4	Lítio	46
2.4.5	Elementos- α	48
2.4.6	Incertezas	48
2.5	Comparação com resultados da literatura	50
2.5.1	A comparação dos parâmetros	50
2.5.2	A comparação das abundâncias	53
2.6	Depleção de Be	53
2.7	A evolução química do Be	61
2.7.1	A relação Be-Fe	64
2.8	Be como cronômetro	68
2.8.1	Disco espesso	70
2.8.2	Halo	72
2.8.3	Componentes dissipativa e de acreção	75
2.9	Uma estrela super-rica em Be	77
2.9.1	A sobre-abundância é real?	78
2.9.2	O cenário das superbubbles	80
2.9.3	Abundâncias de outros elementos em HD 106038	82
2.9.4	O cenário de uma hipernova	84
2.9.5	Outros cenários descartados	87
3	A sequência evolutiva do aglomerado aberto IC 4651	91
3.1	Introdução	91
3.2	Dados observacionais e parâmetros atmosféricos	92
3.3	Análise de abundâncias	96
3.3.1	O Sol e as estrelas de baixa rotação	96
3.3.2	Estrelas de alta rotação	97
3.3.3	As estrelas gigantes	102
3.3.4	Incertezas nas abundâncias	105
3.4	Discussão	106
3.4.1	Abundâncias ao longo do CMD	106
3.4.2	Be no Li-dip	109

3.4.3	Abundâncias pós turn-off	113
4	Mistura pós sequência principal	119
4.1	Convecção thermohaline	119
4.2	Cenário observacional	122
4.3	Dados observacionais	125
4.3.1	Descrição da amostra	128
4.4	Análise	138
4.4.1	Larguras equivalentes	138
4.4.2	Parâmetros atmosféricos	139
4.4.3	Incertezas dos parâmetros	141
4.4.4	Comparação com resultados da literatura	143
4.5	Abundâncias	148
4.5.1	Síntese espectral	152
4.5.2	Incertezas das abundâncias	157
4.6	Discussão	158
4.6.1	Carbono, nitrogênio e oxigênio	158
4.6.2	Sódio	164
4.6.3	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	168
5	Conclusões e perspectivas	173
A	Dados das anãs pobres em metais	179
B	Comparação das abundâncias de Be com a literatura	203
C	Larguras equivalentes das gigantes	209

SUMÁRIO

Capítulo 1

Introdução

A astrofísica é uma ciência que se desenvolve essencialmente através de descobertas observacionais. Em geral, novos fenômenos e comportamentos inesperados são identificados inicialmente por meio de observações. Apenas mais tarde a teoria evolui para acomodar as novas descobertas. Devido a esta característica, estudos observacionais que busquem a expansão das amostras sob análise, a redução das incertezas, a identificação de novos fenômenos e o cálculo de novas propriedades são os que tem maior potencial de expandir o nosso entendimento do universo.

O presente trabalho apresenta os resultados de um amplo estudo observacional. Seus objetivos são os de determinar abundâncias estelares de elementos leves (definidos aqui como elementos com $Z \leq 8$) e de usar estas abundâncias para estudar as propriedades físicas e evolutivas de estrelas e dos processos de formação da Galáxia¹.

Os alvos principais deste estudo são os elementos lítio (Li, $Z = 3$), berílio (Be, $Z = 4$), carbono (C, $Z = 6$), nitrogênio (N, $Z = 7$) e oxigênio (O, $Z = 8$). Além destes, também é discutido o sódio (Na, $Z = 11$), por seu potencial como traçador dos fenômenos de mistura convectiva, um dos interesses ci-

¹Seguindo a notação tradicional, Galáxia grafado com a primeira letra maiúscula se refere à Via Láctea, a galáxia em que vivemos. A mesma palavra grafada com a primeira letra minúscula se refere a qualquer outra galáxia.

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

entíficos deste trabalho. Abundâncias destes elementos foram determinadas em estrelas de baixa massa e de massa intermediária². Os seguintes elementos leves, no entanto, não são tratados: deutério (^2H ou D , $Z = 1$), hélio (^3He e ^4He , $Z = 2$) e boro (^{10}B e ^{11}B , $Z = 5$).

Os elementos leves não estudados aqui não devem ser considerados de menor importância astrofísica. O deutério não é produzido em quantidade significativa por nenhum processo galáctico (Reeves et al. 1973), apenas pela nucleossíntese primordial (Peebles 1966; Wagoner et al. 1967). Em estrelas, o deutério é destruído em temperaturas maiores que 0.6×10^6 K, o que já ocorre em grande extensão em fases pré-sequência principal (Mazzitelli & Moretti 1980). Medidas do conteúdo primordial de deutério em altos redshifts podem ser usadas para estimar a densidade de bárions do universo (Burles et al. 2001) e testar a consistência do modelo do Big Bang. Além disso, um importante problema em aberto com respeito ao D é o espalhamento da sua abundância observada em diferentes linhas de visada no meio interestelar (ISM), fora da chamada 'bolha local' (distâncias maiores que 100 pc). Este espalhamento não é facilmente explicável apenas pela destruição estelar em modelos de evolução química (Ellison et al. 2007, e referências).

Como demonstrado por Hoyle & Tayler (1964), a produção estelar dos isótopos do He, em reações de queima de H, não é suficiente para explicar a abundância de He observada atualmente. Peebles (1966) e Wagoner et al. (1967) mostraram que o He poderia ser produzido pela nucleossíntese primordial em quantidades comparáveis às observadas. No cenário aceito atualmente, a maior parte do He do universo tem origem primordial e a evolução

²Estrelas de baixa massa têm $M/M_{\odot} \leq 2.2$. Este limite superior é dado pela maior massa de uma estrela onde a queima central de He, na fase de gigante vermelha, se inicia de maneira violenta e descontrolada no chamado *flash do He*. Estrelas acima deste limite de massa iniciam a queima central de He de maneira calma. Estrelas de massa intermediária têm $2.2 \leq M/M_{\odot} \leq 9-10$. O limite superior é dado pela maior massa de uma estrela que termina a sua evolução expulsando uma nebulosa planetária e se tornando uma anã branca. Estrelas de maior massa terminam a sua evolução de forma explosiva como supernovas de tipo II (SNe II).

de estrelas de alta massa contribui para o aumento de sua abundância. Estimativas atuais para a abundância primordial de He giram em torno de $Y = 0.248$ (Peimbert et al. 2007) enquanto a abundância inicial do Sol é cerca de $Y = 0.27$ (Grevesse & Sauval 1998). Observações mostram que a abundância de ^3He permaneceu praticamente constante no universo, enquanto modelos estelares em conjunto com modelos de evolução química da Galáxia indicam o seu aumento (Prantzos 1996; Galli et al. 1997). Uma possível solução envolve a destruição de ^3He em gigantes de baixa massa através do mesmo mecanismo extra de mistura³ responsável pela diminuição da razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (Charbonnel & Do Nascimento 1998). Linhas espectrais de He não são detectáveis no espectro de estrelas frias, como as estudadas neste trabalho.

O boro é um elemento que divide diversas características com Li e Be, podendo ser usado na investigação dos mesmos problemas astrofísicos, complementando estas análises. Além de ser produzido por espalação de raios cósmicos (Reeves et al. 1970), é preciso uma segunda fonte de produção de ^{11}B , a espalação de neutrinos (Woosley et al. 1990; Heger et al. 2005). As únicas linhas espectrais do B adequadas para uma análise de abundâncias em estrelas de temperatura solar se encontram no ultravioleta (o duplete de ressonância de BI em 2496.771 Å e 2497.723 Å). Por esta razão, podem apenas ser detectadas por telescópios espaciais, já que a radiação eletromagnética abaixo de 3000 Å é completamente absorvida pela atmosfera. No momento em que esta tese é escrita, o único espectrógrafo a bordo do *Hubble Space Telescope* (HST) capaz de obter dados neste domínio espectral, o STIS (*Space Telescope Imaging Spectrograph*), se encontra fora de funcionamento⁴. Portanto o estudo do B é atualmente impossível.

Na seções seguintes, apresenta-se mais detalhes sobre a origem nucleossintética dos elementos aqui estudados. Discute-se em seguida, as caracte-

³Este mecanismo é discutido em detalhes no Capítulo 4.

⁴O STIS deixou de funcionar em agosto de 2004 após uma falha no seu suprimento de energia. Para fevereiro de 2009 está agendada uma última missão de reparo do HST (*Servicing Mission 04*), a missão STS-125 do ônibus espacial a ser realizada pela nave Atlantis que, entre outros objetivos, pretende reparar o STIS

terísticas destes elementos que permitem o seu uso na investigação dos problemas astrofísicos que são explorados neste trabalho.

1.1 A nucleossíntese dos elementos leves

Nos anos 40 e 50, basicamente duas idéias para a origem dos elementos químicos foram formuladas. A primeira presumia a criação dos elementos pela nucleossíntese primordial (Gamow 1946; Alpher et al. 1948) como consequência do Big Bang. A maior objeção a essa idéia vinha do fato das abundâncias mostrarem uma variação grande demais para que os elementos fossem associados a uma origem universal. Mesmo assim, ela foi a idéia recebida com maior entusiasmo. A segunda idéia desenvolvida propunha uma origem estelar dos elementos mais pesados que o hidrogênio. As bases e evidências a favor desta idéia foram reunidas no trabalho seminal de Burbidge, Burbidge, Fowler, & Hoyle (1957) (B²FH). Esta última idéia por fim se provou correta, para a maioria dos elementos, e o trabalho de B²FH estabeleceu as bases dos estudos subsequentes da nucleossíntese estelar.

No cenário aceito atualmente, a nucleossíntese estelar é responsável por todos os isótopos de elementos a partir do carbono. A nucleossíntese primordial origina H, D, ³He, ⁴He e ⁷Li (Wagoner et al. 1967; Wagoner 1973). A espalação de raios cósmicos produz ⁶Li, ⁷Li, ⁹Be, ¹⁰B e ¹¹B (Reeves et al. 1970; Mitler 1970; Meneguzzi et al. 1971). Fontes estelares também produzem Li (Travaglio et al. 2001), mas não Be ou B. Além disso, ainda existe a produção de ¹¹B por espalação de neutrinos no material ejetado por uma SNe II (Woosley et al. 1990; Heger et al. 2005).

O entendimento atual da nucleossíntese primordial é revisado em detalhe por Steigman (2007). O status moderno da nucleossíntese estelar é revisado em grande detalhe por Wallerstein et al. (1997). A origem e evolução dos elementos criados por espalação são discutidas em Reeves (1994) e Prantzos (2007). Abaixo apresenta-se alguns detalhes sobre as origens nucleossintéticas dos elementos estudados neste trabalho.

1.1.1 Lítio

Já em B²FH foram reconhecidas as dificuldades de produzir os elementos D, Li, Be e B por processos estelares. Estes elementos são facilmente destruídos por reações de capturas de prótons em temperaturas relativamente baixas. Em B²FH, sua origem foi creditada a um *processo x*, desconhecido, que deveria ocorrer em regiões de baixa densidade e temperatura.

A abundância de Li em estrelas de população I é da ordem de $A(\text{Li})^5 \sim 3.30$, que é a abundância do proto-sistema solar medida em meteoritos (Lodders 2003). A abundância fotosférica do Sol é duas ordens de magnitude menor, $A(\text{Li}) \sim 1.10$ (Müller et al. 1975).

Em estrelas anãs pobres em metais do halo, a abundância de ⁷Li é praticamente constante, independente da metalicidade e da temperatura (no intervalo entre ~ 6400 e 5600 K), como descoberto por Spite & Spite (1982). A abundância tem valor em torno de $A(\text{Li}) = 2.10 - 2.20$, com variação menor do que os erros associados à medida. Este valor constante é chamado na literatura de 'Spite plateau'.

A explicação natural do plateau é atribuir a abundância de Li observada àquela produzida pela nucleossíntese primordial. No entanto, estimativas da abundância primordial de Li com dados cosmológicos modernos giram em torno de $A(\text{Li}) = 2.60$ (Coc et al. 2004). Como o Li é um elemento leve e frágil, facilmente destruído em regiões do interior estelar com temperatura acima de 2.5×10^6 K, possíveis explicações para esta diferença invocam processos de depleção de Li em estrelas. A discussão, no entanto, continua na literatura pois não é claro se processos estelares podem criar um plateau tão homogêneo quanto o observado (Bonifacio & Molaro 1997; Piau et al. 2006; Bonifacio et al. 2007; Korn et al. 2007). Uma discussão detalhada deste assunto, porém, não faz parte dos objetivos deste trabalho.

Independentemente de qual a abundância primordial de ⁷Li, a produção de Li por outros meios é necessária para explicar o nível da abundância ob-

⁵ $A(\text{Elem.}) = \log \epsilon(\text{Elem.}) = \log [n(\text{Elem.})/n(\text{H})] + 12$. Numa escala onde a abundância numérica de H é definida como $A(\text{H}) = \log n(\text{H}) = 12$.

servada em estrelas de Pop. I. Desde o trabalho de Reeves et al. (1970), se mostrou que ${}^6,{}^7\text{Li}$ podem ser produzidos por reações de espalação de raios cósmicos no meio interestelar (ver, por exemplo, Valle et al. 2002, e referências), a partir da fissão de núcleos de CNO. No caso do Li, na verdade, reações de fusão a partir da colisão entre duas partículas α também são importantes. No entanto, a produção de Li por raios cósmicos ainda não é suficiente para explicar a abundância observada em estrelas de Pop. I (Lemoine et al. 1998; Ramaty et al. 2000; Valle et al. 2002).

Como discutido em detalhe por Travaglio et al. (2001), algumas fontes estelares, como estrelas de baixa massa, novas, gigantes do ramo assintótico (AGBs) de massa intermediária e SNe II podem contribuir com a produção de Li. Nestes casos, a exceção das SNe II, a produção de Li envolve a operação do chamado mecanismo de Cameron Fowler (Cameron & Fowler 1971), no qual ${}^3\text{He}$ é queimado produzindo ${}^7\text{Be}$ (${}^3\text{He}({}^4\text{He},\gamma){}^7\text{Be}$) que depois decai em ${}^7\text{Li}$ (${}^7\text{Be}(\beta^{-}\nu){}^7\text{Li}$). Para ser eficiente, o ${}^7\text{Be}$ deve ser rapidamente transportado para regiões de baixa temperatura, caso contrário o ${}^7\text{Li}$ será destruído em reações de captura de prótons. Este mecanismo, portanto, só é eficiente se envolve algum processo de mistura. Em SNe II, Li poderia ser produzido por espalação de neutrinos.

1.1.2 Berílio

Existe apenas um isótopo estável de berílio, ${}^9\text{Be}$. A nucleossíntese primordial homogênea não produz quantidades detectáveis de Be (Wagoner et al. 1967; Thomas et al. 1993). O Be é um produto de reações de espalação de raios cósmicos (Reeves et al. 1970; Mitler 1970; Meneguzzi et al. 1971). Devido à combinação entre alta abundância e alta seção de choque, CNO são os núcleos importantes para produção de Be.

Ao contrário do Li, não existe um mecanismo estelar eficiente para a produção de Be. Desta forma, em estrelas, Be é apenas destruído por reações de captura de prótons, como ${}^9\text{Be}(\text{p},\alpha){}^6\text{Li}$ e ${}^9\text{Be}(\text{p},\text{d})2\text{}^4\text{He}$. O boro pode ser produzido pela espalação de neutrinos no material ejetado por uma SN II, o

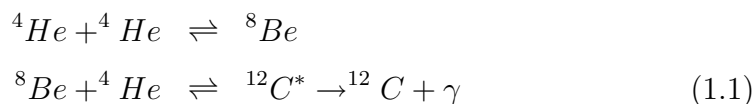
Be, no entanto, não é produzido por este mecanismo (Woosley et al. 1990; Heger et al. 2005).

Já foi sugerido na literatura que inomogeneidades na nucleossíntese primordial poderiam produzir quantidades apreciáveis de Be e B (Malaney & Mathews 1993; Orito et al. 1997). Este Be primordial seria identificável como um plateau em baixas metalicidades. Existem ainda outros processos que poderiam causar um plateau semelhante, como a aceleração de raios cósmicos por supernovas de estrelas de alta massa, 60 - 100 M_{\odot} (Vangioni-Flam et al. 1998), a acreção de material do meio interestelar por estrelas pobres em metais (Yoshii et al. 1995), ou a produção pré-galáctica por raios cósmicos no meio intergaláctico (Rollinde et al. 2008; Kusakabe 2008). Poucas determinações da abundância de Be existem para $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -3.00$, de forma que a confirmação da existência ou não de um plateau ainda está em aberto (Primas et al. 2000a,b).

1.1.3 Carbono

Uma estrela permanece na sequência principal enquanto queima H em seu núcleo, produzindo He. Em um estágio posterior, após o ramo das gigantes, este núcleo de He se aquece e eventualmente atinge uma temperatura suficiente ($\sim 10^8$ K) para se iniciar a queima de He em elementos mais pesados (Salpeter 1952). A nucleossíntese do carbono ocorre nesta fase, pelo processo chamado triplo- α , onde três núcleos de He são usados para produzir um núcleo de ^{12}C .

Esse processo, na verdade, ocorre em duas etapas:



O núcleo de ${}^8\text{Be}$ é instável e pode decair de volta em dois núcleos de He. A sua meia vida, no entanto, ($\tau_{1/2} = 0.97 \times 10^{-16}$ s) é longa o suficiente para que exista uma probabilidade não desprezível de que uma terceira partícula α

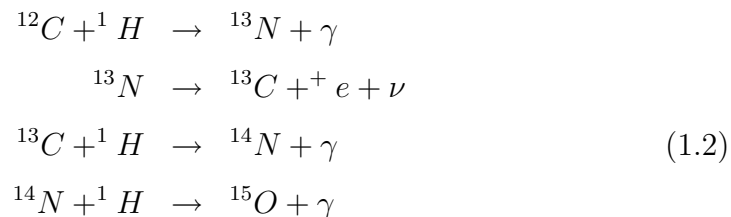
seja capturada antes do decaimento. No caso da captura, forma-se um núcleo de $^{12}\text{C}^*$ em um estado excitado. Existe apenas uma pequena probabilidade de desexcitação para o estado fundamental do ^{12}C , finalizando assim a produção de carbono (ver Fedotov et al. 2004, e referências). Na maioria dos casos ocorre o decaimento de volta aos átomos de Be e He.

Apesar da nucleossíntese do C ser bem conhecida, não é claro quais os objetos que contribuem com o enriquecimento de carbono do meio, principalmente por que a produção de C pode acontecer em estrelas de um grande intervalo de massa. Alguns estudos, como Chiappini et al. (2003) favorecem a idéia de que estrelas de baixa massa e de massa intermediária são as principais responsáveis pela evolução do carbono. Outros, como Akerman et al. (2004) favorecem a produção de carbono em estrelas de alta massa. Este problema ainda está em aberto. Uma discussão detalhada não faz parte dos objetivos deste trabalho.

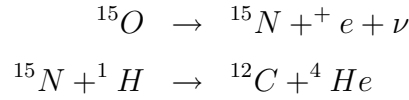
O segundo isótopo estável de carbono, ^{13}C , é produzido pelo ciclo CNO, as custas de ^{12}C . O ciclo CNO é explicado em mais detalhes abaixo.

1.1.4 Nitrogênio

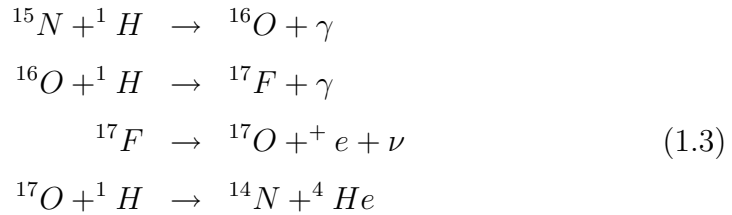
Nitrogênio (^{14}N) só pode ser produzido pelo ciclo CNO, as custas de C e O. O ciclo CNO é uma das principais fontes da energia liberada pelas estrelas. O ciclo resulta na conversão de quatro átomos de H em um átomo de He, usando átomos de C, N e O como catalizadores. Em estrelas de sequência principal com massa acima de $1.5 - 2.0 M_{\odot}$, o ciclo CNO é o mecanismo dominante de produção de energia. As reações que constituem o bi-ciclo CNO são mostradas abaixo:



1.1. A NUCLEOSSÍNTESE DOS ELEMENTOS LEVES



Esta última reação pode ainda ramificar dando início à seguinte série de reações:



Outras reações de baixa probabilidade podem acontecer, resultando em um terceiro e quarto ciclos. Uma segunda ramificação pode ocorrer a partir da última reação das equações 1.3, ${}^{17}\text{O}(\text{p},\gamma){}^{18}\text{F}(\beta^+\nu){}^{18}\text{O}(\text{p},\alpha){}^{15}\text{N}$, como sugerido pela primeira vez por Rolfs & Rodney (1974). Esta última reação pode ainda ramificar em ${}^{18}\text{O}(\text{p},\gamma){}^{19}\text{F}(\text{p},\alpha){}^{16}\text{O}$, como sugerido pela primeira vez por Lorenz-Wirzba et al. (1979). Estas ramificações têm pouca importância na produção de energia, mas alteram a composição isotópica do material.

Nas condições de temperatura e densidade do interior de estrelas da sequência principal, os átomos de carbono, nitrogênio e oxigênio não são criados ou destruídos, apenas transformados, i.e., a soma final de seus átomos permanece constante após a operação do ciclo CNO. No entanto, devido às diferentes taxas das reações envolvidas, determinados elementos (como ${}^{14}\text{N}$) se acumulam enquanto outros (como ${}^{12}\text{C}$) são depletados (Caughlan & Fowler 1962; Wiescher et al. 1999).

Em sua maior parte, o nitrogênio é um elemento secundário, isto é, ele não é produzido por uma estrela a partir de seu conteúdo de H, mas sim a partir de elementos pesados (no caso carbono) produzido por uma geração anterior de estrelas. No entanto, diversos trabalhos observacionais mostraram que as abundâncias de N em estrelas pobres em metais requerem uma contribuição de nitrogênio primário (Edmunds & Pagel 1978; Barbuy 1983; Carbon et al. 1987; Henry et al. 2000).

Nitrogênio primário pode ser produzido por estrelas de massa intermediária durante a fase de pulsos térmicos do AGB (Renzini & Voli 1981). Meynet & Maeder (2002b) mostram que esse mecanismo é ainda mais eficiente em AGBs pobres em metais e com alta rotação. Estrelas de alta massa pobres em metais com alta rotação também produzem nitrogênio primário (Meynet & Maeder 2002a).

A discussão acima se concentra no isótopo ^{14}N . Existe ainda, um segundo isótopo estável de nitrogênio, ^{15}N . Este pode ser criado em SNe II por espalçamento de neutrinos, a partir de ^{16}O . Esse mecanismo, no entanto, não é suficiente para explicar a sua abundância e a produção por algum outro tipo de objeto, possivelmente novas (Woosley & Weaver 1995), é necessário.

1.1.5 Oxigênio

Em estrelas de alta massa, após o carbono ser produzido na reação de triplo- α , ele pode capturar um outro átomo de He e produzir ^{16}O , na reação $^{12}\text{C}(^4\text{He},\gamma)^{16}\text{O}$. A incerteza na taxa desta reação é um dos principais problemas da astrofísica moderna (ver Kunz et al. 2002, e referências).

Além de ser produzido durante a queima de He, na reação descrita acima, oxigênio pode ainda ser produzido em estrelas de alta massa durante a fase de queima de neônio (Arnett 1974). A queima de Ne só se inicia após o fim da queima de carbono (descrita abaixo), que é a fase que se segue à queima de He. Após o fim da queima de C, quando a temperatura é da ordem de 1.2×10^9 K, ocorre a foto-desintegração do Ne, $^{20}\text{Ne}(\gamma,^4\text{He})^{16}\text{O}$.

A produção de oxigênio tem grande impacto na produção de elementos mais pesados, produzidos a partir da queima de oxigênio, e nas fases subsequentes da evolução da estrela. O oxigênio é ainda o principal elemento a partir do qual Be é produzido (Valle et al. 2002).

Oxigênio é produzido em estrelas de alta massa e ejetado ao meio quando estas explodem em SNe II (Woosley & Weaver 1995). Supernovas de tipo II dominam completamente a produção de O na Galáxia. O ferro, por outro lado, é produzido e ejetado ao meio tanto por SNe II quanto por supernovas

tipo Ia (SNe Ia) (Iwamoto et al. 1999). Dado as diferentes escalas de tempo associadas a estes dois fenômenos, a evolução da razão $[O/Fe]$ pode ser usada para estudar a evolução da taxa de formação estelar na Galáxia.

Diversas estruturas espectrais podem ser usadas para o cálculo da abundância de O. Dentre elas, as principais são a linha proibida de [OI] em 6300 Å, o tripleto de OI em 7770 Å, as linhas de OH do sistema $A^2\Sigma-X^2\Pi$ no ultravioleta e as linhas vibro-rotacionais de OH no infravermelho. É preciso notar, no entanto, que as abundâncias de O determinada por estas estruturas não concordam entre si (García Pérez et al. 2006, e referências).

Este fato tem importantes consequências no comportamento da razão $[O/Fe]$ com a metalicidade, $[Fe/H]$. Enquanto análises baseadas na linha proibida indicam um plateau em torno de $[O/Fe] = +0.40$ para baixas metalicidades (Barbuy 1988; Cayrel et al. 2004; García Pérez et al. 2006), análises que usam as linhas de OH no UV encontram uma tendência do aumento de $[O/Fe]$ para menores metalicidades (Israelian et al. 1998).

Existem ainda outros dois isótopos estáveis de oxigênio, ^{17}O e ^{18}O . O primeiro é produzido pelo ciclo CNO. O segundo é produzido por captura de partículas α pelo átomo de ^{14}N , durante as fases de queima de He.

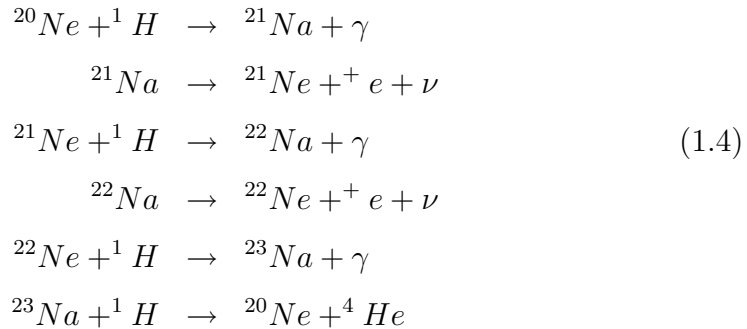
1.1.6 Sódio

O sódio possui apenas um isótopo estável, ^{23}Na . A queima de He produz apenas ^{12}C e ^{16}O . Elementos mais pesados precisam ser produzidos através da queima destes núcleos. Isso só acontecerá, portanto, em estrelas de alta massa que tenham a capacidade de elevar ainda mais a temperatura em seu interior. A queima de carbono, proposta pela primeira vez por Salpeter (1952), ocorre em temperaturas da ordem de 10^9 K.

Sódio é produzido através da reação $^{12}C(^{12}C,p)^{23}Na$, que também libera um próton para o meio. Outros elementos são também produzidos pela queima de carbono, como ^{20}Ne e ^{23}Mg , em reações que liberam outras partículas, como neutrons e núcleos de He. Todas estas partículas e átomos de outros elementos, como CNO, podem reagir entre si produzindo uma va-

riedade de outros elementos. A abundância final de ^{23}Na dependerá então do balanço final entre todas as reações possíveis para sua produção e destruição.

Sódio pode ainda ser produzido durante fases de queima de H, através do ciclo NeNa (eq. 1.4), dado que a temperatura seja alta o suficiente para as reações se tornarem importantes. Isso não ocorre de maneira efetiva em estrelas de baixa massa durante a sequência principal (Weiss & Charbonnel 2004). Apenas em estrelas com massa maior que $\sim 25 M_{\odot}$, a temperatura no interior estelar durante a sequência principal é alta o suficiente para que as reações deste ciclo ocorram de forma significativa (Decressin et al. 2007; Prantzos et al. 2007). O ciclo pode, no entanto, ocorrer também em fases posteriores. Alguma quantidade de ^{23}Na pode ser produzida, ainda, por captura de neutrons a partir de ^{22}Ne , durante a queima de He.



1.2 Interesses científicos

Os elementos leves podem ser usados no estudo de diversos fenômenos astrofísicos. Alguns usos de elementos como deutério e hélio foram apresentados acima. A discussão nesta seção se concentra nos elementos estudados neste trabalho.

LiBeB oferecem a possibilidade de se estudar a evolução passada do fluxo e da composição dos raios cósmicos Galácticos (Parizot 2001, e referências), de se investigar inhomogeneidades na nucleossíntese primordial (Thomas et al. 1993, 1994; Orito et al. 1997), de estudar os processos de formação da Galáxia

(Pasquini et al. 2005), os processos físicos no interior estelar (Charbonnel et al. 1994; Montalbán & Schatzman 2000) e os processos evolutivos de mistura do material do interior estelar com a fotosfera (Charbonnel & Talon 1999).

CNO são, após H e He, os elementos mais abundantes no universo. Estão diretamente conectados com a existência da vida, formando as moléculas orgânicas que compõem todas as formas de vida conhecidas. Estes elementos estão ainda relacionados à produção de LiBeB por reações de espalação (Reeves et al. 1970), por serem produzidos em processos nucleossintéticos diferentes são importantes no estudo da evolução química da Galáxia (Goswami & Prantzos 2000; Chiappini et al. 2003, e referências), são essenciais para o entendimento dos aglomerados globulares (Prantzos et al. 2007, e referências), podem ser usados como traçadores de processos evolucionários de mistura (Charbonnel 1994; Smiljanic et al. 2006, e referências), e sua abundância tem papel determinante no entendimento da estrutura do Sol (Basu & Antia 2008, e referências).

O presente trabalho se concentra na discussão de três destas possibilidades. Na primeira, abundâncias de Be em anãs pobres em metais são usadas como escala de tempo no estudo dos processos de formação da Galáxia (Cap. 2). Na segunda, abundâncias de Be em anãs e gigantes do aglomerado aberto IC 4651, determinadas neste trabalho, em conjunto com abundâncias de Li previamente determinadas, são usadas no estudo de processos de mistura ocorrendo ainda na sequência principal (Cap. 3). Na terceira, abundâncias de ^{12}C , ^{13}C , N, O e Na em 31 gigantes de 10 aglomerados abertos são usadas no estudo dos processos evolutivos de mistura (Cap. 4).

1.2.1 Cosmocronômetros

Como discutido anteriormente, o único isótopo estável de berílio, ^9Be , é produzido exclusivamente pela espalação de raios cósmicos (Reeves et al. 1970). As primeiras tentativas de modelar a produção de Be assumiam que a composição química dos raios cósmicos era semelhante à composição do meio in-

terestelar. Assim, Be seria produzido na colisão entre prótons e partículas- α aceleradas com núcleos de CNO do meio, o chamado processo direto (Mene-guzzi & Reeves 1975; Vangioni-Flam et al. 1990; Prantzos et al. 1993). Uma vez que tanto os núcleos pesados⁶ quanto os raios cósmicos tem a mesma fonte, SNe II, a abundância de Be assim produzido deveria ser proporcional ao quadrado da metalicidade, Z^2 .

No entanto, observações de Be em estrelas pobres em metais mostraram que o mesmo é linearmente proporcional à metalicidade, i.e., a relação entre $\log(\text{Be}/\text{H})$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ tem o coeficiente angular próximo de um (Rebolo et al. 1988; Gilmore et al. 1992; Molaro et al. 1997; Boesgaard et al. 1999). A relação entre $\log(\text{Be}/\text{H})$ e $[\text{O}/\text{H}]$ tem o coeficiente angular um pouco maior, mas ainda próximo de um.

Estas descobertas implicam que o Be se comporta como um elemento primário, sua produção é independente da metalicidade do meio. Isso só é possível se a composição química dos raios cósmicos é sempre a mesma, independente da época. Assim, o mecanismo que domina a produção de Be nas fases iniciais da Galáxia é aquele onde os raios-cósmicos são formados por núcleos acelerados de CNO que colidem com prótons e partículas- α do meio, o chamado processo inverso (Duncan et al. 1992; Cassé et al. 1995; Vangioni-Flam et al. 1998). É preciso notar, no entanto, que à medida que o ISM se enriquece em elementos pesados o processo direto fica cada vez mais importante, até se tornar o dominante em fases mais tardias da Galáxia.

Fields & Olive (1999) chamam a atenção que é a relação do Be com o O a relevante para a discussão quanto a seus mecanismos de produção. O trabalho de Fields & Olive (1999) foi motivado pelas determinações da abundância de oxigênio baseadas nas linhas de OH do UV por Nissen et al. (1994) e Israelian et al. (1998). Estes resultados sugeriam um aumento da razão $[\text{O}/\text{Fe}]$ para metalicidades cada vez menores, em desacordo com o com-

⁶Como discutido acima, SNe II são as principais fontes do O na Galáxia, já C e N são produzidos também por outros objetos. É justamente a fissão do O a responsável pela maior parte da produção de Be no ISM, permitindo assim a generalidade desta afirmação.

portamento constante estabelecido anteriormente usando-se a linha proibida de [OI] em λ 6300.311 Å (Barbuy 1988). Dado esta controvérsia, Fields & Olive (1999) argumentam que um comportamento secundário do Be não poderia ser excluído. Em sequência, porém, King (2001, 2002) revisou em detalhe o comportamento do Be contra abundâncias de O determinadas a partir de dados de diferentes indicadores e também contra abundâncias de outros elementos- α . Mostrou, assim, que um mecanismo primário de baixa metalicidade é, de qualquer forma, necessário para explicar as observações.

O uso de elementos formados por espalção com cosmocronômetros foi proposto pela primeira vez por Beers et al. (2000). A idéia foi motivada pelo alto espalhamento observado na abundância de elementos pesados em estrelas pobres em metais (Audouze & Silk 1995; McWilliam et al. 1995; Ryan et al. 1996). Tais observações sugeriam que o processo de enriquecimento químico nas fases iniciais da Galáxia era um processo disperso e estocástico. Sem um mecanismo eficiente para misturar o gás, as primeiras gerações de estrelas se formariam com uma dispersão nas abundâncias de elementos pesados provocada pelas condições locais da formação estelar. Assim, a evolução de elementos como Fe e O teria quase nenhuma correlação com o tempo.

Uma vez que o Be é um elemento primário, e considerando que os raios cósmicos sejam transportados globalmente por toda a Galáxia, seria de se esperar que a abundância de Be fosse praticamente homogênea em um dado momento nas fases iniciais da Galáxia (Beers et al. 2000). Como exemplificado nos modelos de evolução química não homogênea de Suzuki et al. (1999) e Suzuki & Yoshii (2001), o espalhamento da abundância de Be em um dado momento é menor que o espalhamento da abundância de produtos nucleossintéticos de SNe II. O Be, portanto, poderia ser usado como cosmocronômetro nos estágios iniciais da Galáxia (Beers et al. 2000; Suzuki & Yoshii 2001).

Diversas análises posteriores da abundância de elementos pesados em estrelas pobres em metais (Norris et al. 2001; Truran et al. 2002; Cayrel et al. 2004; Arnone et al. 2005), no entanto, mostraram que o espalhamento ob-

servado anteriormente se devia as incertezas das análises⁷. Ainda assim, a uniformidade da produção de Be na Galáxia poderia fazê-lo um melhor indicador de tempo do que Fe ou O, como sugerem os resultados de Pasquini et al. (2004a, 2007), discutidos abaixo.

O uso do Be como cosmocronômetro foi testado por Pasquini et al. (2004a, 2007) por meio do cálculo da abundância de Be em estrelas do turn-off dos aglomerados globulares NGC 6397 e NGC 6752. Comparando estas abundâncias com o modelo de evolução de Be com o tempo de Valle et al. (2002), estimou-se uma idade para NGC 6397 entre 13.4 e 13.5 Ganos e para NGC 6752 entre 13.3 e 13.4 Ganos, cerca de 0.1 Gano menor (assumindo uma idade de 13.7 Ganos para a Galáxia). A idade obtida pelo ajuste de isócronas por Gratton et al. (2003a) para NGC 6397 é de 13.5 ± 1.1 Ganos e para NGC 6752 de 13.4 ± 1.1 Ganos. O ótimo acordo encontrado apóia a idéia de que o Be seja um bom cosmocronômetro para as fases iniciais da Galáxia. Além disso, a abundância de Be das estrelas dos aglomerados está em ótimo acordo com a de estrelas do campo de mesma metalicidade, indicando que o Be não é afetado pelas condições locais da formação estelar.

No Capítulo 2, são apresentados resultados da análise da maior amostra de estrelas anãs pobres em metais do halo e do disco espesso, para a qual abundâncias de Be já foram determinadas. As abundâncias de Be foram usadas no estudo da evolução do Be nas fases iniciais da Galáxia e da sua dependência quanto a diferentes parâmetros, em especial quanto a população estelar. Foi investigado, assim, o uso do Be como um cosmocronômetro e o seu papel em diferenciar de diferentes populações estelares.

1.2.2 Mistura convectiva na sequência principal

Os elementos Li, Be e B são bastante frágeis, isto é, possuem baixa energia de ligação nuclear. Eles são facilmente destruídos em reações com prótons

⁷Para o caso de elementos α e elementos do grupo do Fe, para elementos mais pesados, formados por captura de nêutrons, François et al. (2007) encontra um grande espalhamento.

do ambiente em interiores estelares⁸. O isótopo ${}^6\text{Li}$ é destruído quando em contato com camadas com temperatura maior que 2.0×10^6 K, ${}^7\text{Li}$ em temperaturas maiores que 2.5×10^6 K, ${}^9\text{Be}$ em temperaturas maiores que 3.5×10^6 K e os isótopos do B em temperaturas maiores que 5.0×10^6 K.

Modelos padrão⁹ da estrutura de estrelas de baixa massa, mostram que a camada convectiva superficial não é profunda o suficiente para atingir regiões onde a temperatura é alta o bastante para destruir Li, Be ou B (Barnes et al. 1999). Apenas em estrelas mais frias que $\sim 5400\text{--}5500$ K, a camada convectiva seria profunda o suficiente para causar a depleção de Li.

No entanto, observações do próprio Sol mostram uma abundância fotosférica de $A(\text{Li}) = 1.10$ (Müller et al. 1975), enquanto a abundância em meteoritos é de $A(\text{Li}) = 3.30$ (Lodders 2003). Estas observações mostram que já no caso do Sol, algum processo físico não considerado no modelo padrão deve agir.

A abundância fotosférica de Be é $A(\text{Be}) = 1.15$ (Chmielewski et al. 1975), enquanto a abundância em meteoritos é $A(\text{Be}) = 1.42$. Estes valores sugerem que o mecanismo de depleção pode ser profundo o suficiente para afetar também o Be. No entanto, Balachandran & Bell (1998) e Bell et al. (2001) sugerem que fontes importantes de opacidade do contínuo na região do UV próximo, onde as linhas de Be estão localizadas, são desconhecidas. O tratamento correto destas fontes traria o acordo entre a abundância de Be fotosférica e a meteorítica (Balachandran & Bell 1998; Asplund 2004). Desta forma, é possível que o Sol não tenha depletado o seu conteúdo de Be.

Depleção de Li não é observada apenas no Sol mas também em e estrelas do campo (Pasquini et al. 1994) e de aglomerados abertos, mais velhos do que as Pleiades (Sestito & Randich 2005, e referências). O estudo da depleção de Li em estrelas de aglomerados abertos, onde a idade é conhecida, permi-

⁸Nestas temperaturas e em regiões com densidades típicas da base do envelope convectivo de estrelas de baixa massa, como o Sol, o tempo de vida destes elementos contra reações de captura de prótons é menor que poucos giga-anos.

⁹Por modelo padrão se entende os modelos que não incluem rotação ou campos magnéticos e onde a convecção é o único processo de transporte de material considerado.

tiu a descoberta de que a depleção não é dependente da metalicidade, mas apenas do tempo. Todos aglomerados abertos velhos, mostram sequências da abundância de Li muito bem definidas (Sestito & Randich 2005, e referências), com a exceção de M67. Este aglomerado é o único, até o momento, que mostra uma dispersão nas abundâncias de Li equivalente à observada em estrelas do campo (Pasquini et al. 1997).

A observação de estrelas de aglomerados também permitiu a descoberta por Wallerstein et al. (1965), do chamado *Li-dip*. Esta descoberta foi mais tarde confirmada por Boesgaard & Tripicco (1986). O Li-dip é uma diminuição acentuada da abundância de Li observada em um intervalo de ~ 300 K ao redor de 6700 K. Talon & Charbonnel (1998) mostram que o lado ‘quente’ do Li-dip (até ~ 6500 K) pode ser reproduzido por modelos que incluem processos de mistura induzidos por rotação. Modelos incluindo o transporte de momento angular por meio de ondas gravitacionais são candidatos a explicar o lado frio do Li-dip (Talon & Charbonnel 2003).

A atuação de diversos mecanismos físicos foi investigada na literatura na tentativa de identificar as causas destes fenômenos. Entre os mecanismos estudados estão a perda de massa (Hobbs et al. 1989; Schramm et al. 1990; Swenson & Faulkner 1992), a difusão atômica (Michaud 1986; Richer & Michaud 1993), a rotação (Deliyannis & Pinsonneault 1997; Talon & Charbonnel 1998; Mathis & Zahn 2004), a ação de campos magnéticos (Maeder & Meynet 2003; Yang & Bi 2006; Denissenkov & Pinsonneault 2007) e ondas gravitacionais (Montalban & Schatzman 1996; Montalbán & Schatzman 2000; Talon & Charbonnel 2003). Até o momento, no entanto, apesar do grande esforço despendido no estudo destes fenômenos, não existem modelos capazes de reproduzirem todos os detalhes revelados pelas observações.

A abundância de Be é uma importante informação complementar, já que os diferentes mecanismos predizem diferentes comportamentos do mesmo como função da massa e da metalicidade. No entanto, Be foi determinado para estrelas de poucos aglomerados abertos até o momento (Randich et al. 2002, 2007; Boesgaard et al. 2004a). No lado frio do Li-dip, uma correlação

entre as abundâncias de Li e Be foi encontrada (Boesgaard et al. 2004a,b). De acordo com estes autores, esta correlação estaria qualitativamente de acordo com o esperado por modelos incluindo a mistura induzida por rotação.

No caso de estrelas mais frias, $5700 \geq T_{\text{eff}} \geq 6150$ K, os resultados de Randich et al. (2002, 2007) indicam a não existência de depleção de Be. Estrelas de diferentes aglomerados, com diferentes idades, metalicidades e abundâncias de Li, têm a mesma abundância de Be. Randich et al. (2002, 2007) descartam modelos incluindo a mistura induzida por rotação e também difusão, já que os dois esperam uma correlação entre as abundâncias de Li e Be. Por fim, estrelas mais frias que ~ 5400 K em aglomerados jovens, entre 150 e 600 milhões de anos (Randich et al. 2007), mostram alguma depleção de Be. Uma comparação com modelos neste caso ainda não é possível, já que modelos incluindo mecanismos extras de mistura para estrelas mais frias que o Sol ainda não existem. Em estrelas de campo, Santos et al. (2004) encontram depleção de Be a partir de ~ 5600 K.

No Cap. 3 abundâncias de Be são determinadas para estrelas ao longo do diagrama cor magnitude do aglomerado IC 4651. Estas abundâncias, em conjunto com abundâncias de Li previamente determinadas, são usadas para discutir os mecanismos de mistura durante a sequência principal e seus efeitos na evolução em direção ao ramo das gigantes.

1.2.3 Mistura pós sequência principal

No chamado modelo padrão de evolução estelar, quando uma estrela evolui da sequência principal (SP) para o ramo das gigantes (RGB) seu envelope convectivo se aprofunda em massa e atinge regiões onde o hidrogênio foi convertido em hélio pelo ciclo CNO. O material do interior estelar é assim misturado ao da fotosfera. Esse fenômeno, chamado de primeira dragagem (Iben 1964), modifica a composição química fotosférica da estrela; a abundância de ^{14}N aumenta enquanto a abundância de ^{12}C e a razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ diminuem. Assim, as abundâncias destes elementos podem ser usadas como traçadores dos fenômenos evolutivos de mistura durante a ascensão ao ramo

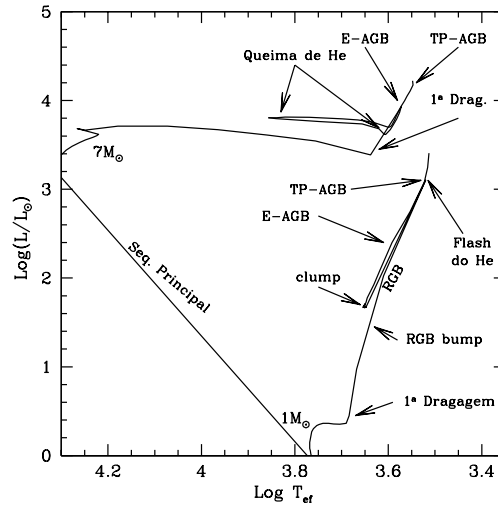


Figura 1.1: Diagrama HR com as trajetórias evolutivas de estrelas de $1 M_{\odot}$ e de $7 M_{\odot}$. A trajetória evolutiva da estrela de $1 M_{\odot}$ foi tabelada por Lejeune & Schaerer (2001), e constitui de uma composição de isócronas do grupo de Geneva calculadas em outros trabalhos. A de $7 M_{\odot}$ foi calculada por Schaller et al. (1992). Os principais pontos evolutivos discutidos no texto são identificados: a sequência principal de idade zero, a primeira dragagem, o ramo das gigantes, o *bump* do RGB, o flash do He, o *clump*, as duas fases de queima de He no *blue loop*, o early-AGB e a fase de pulsos térmicos (TP-AGB).

das gigantes, testando o nosso entendimento da evolução estelar. A primeira dragagem, o ponto onde ocorre a máxima extensão da camada convectiva, está indicada no diagrama HR da Fig. 1.1 para estrelas de 1 e de $7 M_{\odot}$.

Ao fim da primeira dragagem a camada convectiva diminui de extensão em massa. Na fronteira de sua máxima penetração cria-se uma descontinuidade na composição química entre as regiões mais externas, homogeneizadas pela convecção, e as mais internas, pobres em hidrogênio, onde a convecção não agiu. No início do RGB, a estrela produz energia por meio da queima de H em uma camada externa ao núcleo de He e abaixo da região da descontinuidade.

À medida que a estrela evolui ao longo do RGB, a camada de queima de

hidrogênio se move em direção às camadas mais externas. Em estrelas com massa menor que $\sim 2.2M_{\odot}$ essa camada de queima de hidrogênio atinge a descontinuidade química antes do início da queima de He. O súbito aumento da quantidade de H disponível para queima aumenta o tempo em que a estrela pode permanecer neste ponto do diagrama HR. Esse efeito é também acompanhado de uma ligeira queda na luminosidade da estrela (Thomas 1967; Iben 1968; Demarque & Heasley 1971). Na função de luminosidade de aglomerados globulares este fenômeno se reflete em uma concentração de estrelas conhecida como o *bump* da função de luminosidade (Fusi Pecci et al. 1990). Em estrelas com massa maior que $\sim 2.2M_{\odot}$, a queima de He se inicia de maneira calma, antes que a camada de queima de H atinja a descontinuidade química. Em estrelas de menor massa, a queima de He se inicia no topo do ramo das gigantes de maneira violenta e descontrolada, no chamado ‘flash do He’ (Mocák et al. 2008, e referências).

Seguindo o início da queima de He a estrela diminui de luminosidade e se move, no diagrama HR, para uma região a esquerda do ramo das gigantes, conhecida como o *clump*. O *clump* é uma aglomeração de estrelas facilmente identificável no diagrama HR de aglomerados abertos velhos e de idade intermediária. É o equivalente para altas metalicidades ao ramo horizontal dos aglomerados globulares (Cannon 1970; Faulkner & Cannon 1973). Estrelas de baixa massa com mais de $1 M_{\odot}$ permanecem no *clump* até o fim da queima central de He (Chiosi et al. 1992).

Estrelas de massa intermediária atravessam a fase de queima central de He em duas regiões do diagrama HR. A primeira próxima à região do RGB e a segunda em uma região de mais alta temperatura, na máxima extensão azul do chamado *blue loop*¹⁰.

¹⁰Durante a fase de queima central de He, H continua a ser queimado em uma camada mais externa. Quando a energia liberada pela queima de He (que está aumentando com o tempo) se iguala a energia liberada pela queima de H (que está diminuindo), a estrela rearranja sua estrutura e se move para uma região de maior temperatura no diagrama HR (Chiosi et al. 1992). Para uma discussão mais completa sobre os *blue loops* ver Xu & Li (2004a,b, e referências).

Quando a queima central de He termina, a estrela desenvolve um núcleo de C e O. Suas regiões internas contraem e aquecem enquanto as camadas externas ricas em H se expandem e resfriam, eventualmente cessando também a queima de H. Apenas uma camada de queima de He, ao redor do núcleo inerte de C e O gera energia. A estrela então aumenta sua luminosidade seguindo um caminho praticamente paralelo ao RGB. Esta fase é conhecida como *early-AGB*, ou início do AGB. Após o fim da expansão das camadas externas, elas voltam a se aquecer e a queima de H se reinicia. Neste momento a estrela deixa de estar no início do AGB para entrar na fase dos pulsos térmicos. Todos os pontos evolutivos discutidos acima estão indicados no diagrama HR da Fig. 1.1.

Em gigantes de baixa massa, antes de atingirem o *bump*, as abundâncias esperadas pelos modelos da primeira dragagem estão em bom acordo com as observações (Charbonnel et al. 1998; Gratton et al. 2000). Entretanto, após o *bump* uma nova alteração nas abundâncias é observada em gigantes de aglomerados abertos (Gilroy 1989; Gilroy & Brown 1991; Luck 1994; Tautvaišiene et al. 2000, 2005), de aglomerados globulares (Pavlenko et al. 2003; Pilachowski et al. 2003; Shetrone 2003; Recio-Blanco & de Laverny 2007, e referências) bem como em estrelas do campo (Snedden et al. 1986; Charbonnel et al. 1998; Gratton et al. 2000; Keller et al. 2001), incluindo estrelas ultra-pobres em metais (Cohen et al. 2006; Spite et al. 2006), e em sistemas extragalácticos como a Grande Nuvem de Magalhães (Smith et al. 2002) e a galáxia de Sculptor (Geisler et al. 2005). Estas observações sugerem a operação de um mecanismo extra de mistura universal, capaz de agir em qualquer metalicidade, mas possivelmente com eficiências diferentes, e conectado ao *bump* de luminosidade (Charbonnel & Do Nascimento 1998). Este evento de mistura transporta o material processado pelas reações nucleares da camada de queima de H através de uma zona radiativa até a região convectiva superficial.

Efeitos conectados com a rotação foram considerados até recentemente como os melhores candidatos a mecanismo físico responsável por este fenôme-

no. Sweigart & Mengel (1979) foram os primeiros a sugerir que a circulação meridional poderia explicar as anomalias observadas nas abundâncias. Em particular, a interação entre a circulação meridional e a turbulência induzida pela rotação (Zahn 1992) foi considerada na literatura como o principal candidato a mecanismo físico em ação.

A maior parte dos esforços teóricos para modelar a mistura extra (Charbonnel et al. 1998; Boothroyd & Sackmann 1999; Denissenkov & Vandenberg 2003; Denissenkov & Weiss 2004) procuravam, na verdade, vincular os parâmetros livres dos tratamentos teóricos de maneira a reproduzir as observações. Estes trabalhos não procuravam obter a mistura extra a partir de princípios físicos mas sim introduzi-la parametricamente. Além disso, não permitiam ao modelo estelar reagir às mudanças estruturais à medida que espécies químicas e o momento angular eram transportados.

Um tratamento diferente foi apresentado por Chanamé et al. (2005). Neste trabalho, a evolução de gigantes de baixa massa foi calculada levando em consideração os efeitos da redistribuição de espécies químicas transportadas por mecanismos de mistura induzidos por rotação. Os modelos, porém, não permitiam ainda o transporte de momento angular. Isto resulta no que os autores chamam de “aproximação de mistura máxima”. Neste cenário os efeitos da mistura induzida por rotação são os máximos possíveis. Os resultados mostram, porém, que mesmo esta aproximação não consegue gerar a mistura extra na extensão necessária para explicar as observações.

Esta conclusão foi reforçada pelos resultados de Palácios et al. (2006). Neste trabalho foram apresentados os primeiros modelos de evolução de estrelas de baixa massa, e baixa metalicidade, onde os efeitos do transporte de momento angular e da mistura induzida por rotação são considerados de maneira auto-consistente. Novamente, mostrou-se que estes processos não são suficientes para explicar as observações. Os avanços mais recentes na identificação do mecanismo responsável por este evento extra de mistura serão discutidos no Cap. 4, onde são apresentando resultados da análise de 31 gigantes de 10 aglomerados abertos.

Capítulo 2

O Berílio como cosmocronômetro

2.1 Introdução

Este capítulo inicia a discussão sobre as aplicações dos elementos leves na astrofísica, a partir do estudo das propriedades do Be como indicador de tempo. Como discutido no Cap. 1 (Sec. 1.2.1) o uso de abundâncias de Be como um indicador de tempo é apoiado por observações em aglomerados globulares (Pasquini et al. 2004a, 2007).

O uso do Be como indicador de tempo foi estendido por Pasquini et al. (2005) para uma amostra de 20 estrelas do halo e do disco espesso previamente analisadas por Boesgaard et al. (1999). A proposta era investigar a evolução da taxa de formação estelar nas fases iniciais da Galáxia, usando a abundância de Be como escala de tempo e a razão $[O/Fe]$ como indicador da taxa de formação estelar. O uso do Be como cosmocronômetro é limitado às fases iniciais da Galáxia, enquanto a contaminação do meio interestelar (ISM) pelos produtos nucleossintéticos de SNe II for menos uniforme do que a produção de elementos por espalação. Como raios cósmicos podem escapar da vizinhança das SNe, produzem Be em um volume Galáctico maior.

Em Pasquini et al. (2005), a amostra foi dividida nas duas componentes

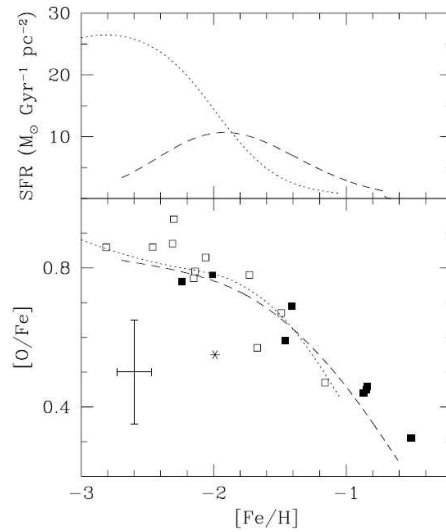


Figura 2.1: O painel superior mostra a evolução da taxa de formação estelar no halo (linha pontilhada) e no disco espesso (linha tracejada), em função da metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$), nos modelos de Valle et al. (2002). O painel inferior mostra a evolução da razão $[\text{O}/\text{Fe}]$ em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$, de acordo com os modelos de Valle et al. (2002), usando as taxas de formação estelar mostradas no painel superior. Novamente o halo é a linha pontilhada e o disco espesso a linha tracejada, Os quadrados abertos são estrelas da componente de acreção e os quadrados fechados estrelas da componente dissipativa. A figura foi extraída de Pasquini et al. (2005).

cinemáticas definidas por Gratton et al. (2003b). A primeira, chamada componente dissipativa, foi provavelmente formada durante o colapso inicial da proto Galáxia. Ela inclui o disco espesso e parte do halo. Esta componente dissipativa pode ser associada à população do colapso dissipativo identificada por Norris (1994) e a população identificada por Eggen et al. (1962). De acordo com Gratton et al. (2003b), esta escolha é motivada pela falta de uma descontinuidade clara entre as características de estrelas do disco espesso e de estrelas do halo com rotação. A segunda componente, chamada componente de acreção, é composta por estrelas sem rotação ou com contra-rotação. Ela é formada pelo restante das estrelas do halo e pode ser associada à população formada por processos de acreção proposta por Searle & Zinn

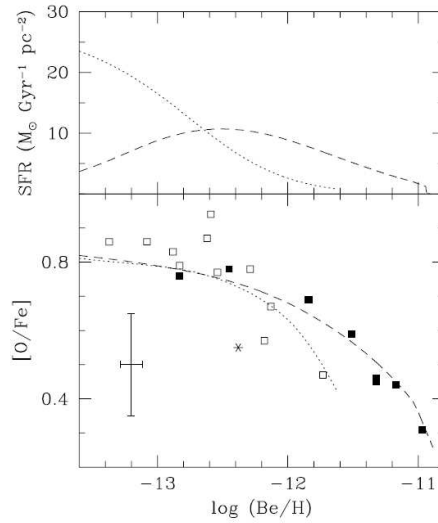


Figura 2.2: O painel superior mostra a evolução da taxa de formação estelar no halo (linha pontilhada) e no disco espesso (linha tracejada), em função de $\log(\text{Be}/\text{H})$, nos modelos de Valle et al. (2002). O painel inferior mostra a evolução da razão $[\text{O}/\text{Fe}]$ em função de $\log(\text{Be}/\text{H})$. Os símbolos e curvas são os mesmos da Fig. 2.1. A figura foi extraída de Pasquini et al. (2005).

(1978).

As abundâncias de estrelas destas duas componentes foram comparadas com curvas teóricas calculadas pelo modelo de evolução química de Valle et al. (2002). A Fig. 2.1, extraída de Pasquini et al. (2005), mostra a evolução da razão $[\text{O}/\text{Fe}]^1$ contra $[\text{Fe}/\text{H}]$ para o halo e o disco espesso, comparadas com as observações. Tanto os modelos quanto as observações mostram que a evolução da razão $[\text{O}/\text{Fe}]$ nas duas componentes é a mesma, apesar das diferentes taxas de formação estelar. Na Fig. 2.2, também extraída de Pasquini et al. (2005), os mesmos modelos e observações são agora mostrados em função da abundância de Be. No painel inferior desta figura, $[\text{O}/\text{Fe}]$ contra

¹A abundância de oxigênio usada nesta figura foi determinada a partir das linhas de OH no UV. É bem conhecido que em estrelas pobres em metais estas linhas resultam em sobreabundâncias indevidas (García Pérez et al. 2006). Como o objetivo é apenas distinguir entre as populações estelares, o valor absoluto da abundância não é crucial aqui.

$\log(\text{Be}/\text{H})$, é aparente a diferença no comportamento de estrelas do halo e do disco espesso tanto nos modelos quanto nas observações.

Esta separação pode fornecer vínculos para as escalas de tempo de formação estelar no halo e no disco espesso. Nos modelos usados nas Figs. 2.1 e 2.2, a formação estelar do halo tem um pico ao redor de ~ 0.06 Gano e duração de 0.1 Gano, enquanto no disco espesso o pico é em ~ 0.3 Gano com duração de 1 Gano (Pasquini et al. 2005).

Neste capítulo são apresentadas abundâncias de Be para uma amostra de 74 estrelas do halo e do disco espesso, a maior amostra onde abundâncias de Be já foram determinadas. Pretende-se assim estudar a evolução do Be na Galáxia e a sua dependência quanto a diferentes parâmetros, em especial quanto à população estelar.

Resultados preliminares deste capítulo foram apresentados na forma de póster no workshop *XXI Century challenges of stellar evolution*, em Cefalu, Itália, em agosto de 2007 (Smiljanic et al. 2008c). Os resultados finais foram apresentados na forma de contribuição oral no workshop *The Cosmic Odyssey of the Elements*, em Aegina, Grécia, em junho de 2008². Os resultados também foram apresentados pelo Dr. Luca Pasquini no simpósio IAU 254 em Copenhague, Dinamarca (Pasquini et al. 2009). Parte dos resultados, tratando da descoberta de uma estrela super-rica em Be, foram publicados em Smiljanic et al. (2008d). A discussão principal deste capítulo é tema de artigo **submetido** para publicação no A&A (Smiljanic et al. 2008b).

2.2 Amostra e observações

A amostra foi selecionada a partir da compilação de abundâncias químicas e de dados cinemáticos feita por Venn et al. (2004) a partir de outros trabalhos da literatura. Venn et al. (2004) calculou a probabilidade de cada objeto pertencer ao halo, ao disco espesso e ao disco fino da Galáxia, usando as

²Este workshop não publicou proceedings mas disponibilizou a apresentação no seu website: <http://www.luth.obspm.fr/aegina08/>

velocidades U, V, W . Estas são as velocidades espaciais de uma estrela no seu movimento na Galáxia. A velocidade U é a componente na direção do centro Galáctico, a velocidade V é a componente na direção da rotação da Galáxia e a velocidade W é a componente na direção do pólo norte Galáctico³.

Um total de 90 estrelas foram selecionadas: 9 têm maior probabilidade de pertencerem ao disco fino, 30 ao disco espesso, 49 ao halo e 2 têm 50% de probabilidade de pertencerem ao halo e ao disco espesso. Classifica-se uma estrela em um dado grupo quando a probabilidade de pertencer a ele é maior do que a de pertencer aos demais.

As estrelas foram escolhidas de maneira que as sub-amostras do halo e do disco espesso apresentassem um intervalo de metalicidade semelhante. As estrelas do halo possuem $[Fe/H]$ de $[Fe/H] = -2.48$ a -0.50 e as do disco espesso de $[Fe/H] = -1.70$ a -0.50 , apesar de concentradas fortemente em $[Fe/H] \geq -1.00$. A amostra foi selecionada pelo Dr. Luca Pasquini, do ESO (*European Southern Observatory*), que também foi P.I. dos pedidos de tempo onde as estrelas foram observadas.

A amostra está listada na Tab. A.2 do apêndice. A tabela contém a identificação da estrela no catálogo do Hipparcos⁴ (ESA 1997), o número HD (quando existente), ou uma outra identificação, a magnitude visual V de Johnson, a paralaxe Hipparcos (ESA 1997) e sua incerteza, a correção bolométrica, a luminosidade e informação quanto a multiplicidade do objeto. Detalhes sobre estas quantidades serão descritos adiante.

Espectros foram obtidos com o espectrógrafo UVES (*Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph*, Dekker et al. 2000), no telescópio UT2 (Kueyen) do VLT (*Very Large Telescope*) operado pelo ESO em Cerro Paranal, Chile.

³Venn et al. (2004) lista as velocidades corrigidas do movimento so Sol, $(U, V, W)_{\odot} = (9, 232, 7)$.

⁴A missão espacial astrométrica Hipparcos foi um satélite lançado pela ESA (*European Space Agency*) com o objetivo de medir com alta precisão as posições, paralaxes e movimentos próprios de uma ampla amostra de estrelas. Os catálogos resultantes foram publicados pela ESA em junho de 1997 e estão disponíveis para consulta na internet (por exemplo através do Simbad.).

O UVES é um espectrógrafo echelle de dispersão cruzada capaz de obter espectros do corte atmosférico em 3000 Å até $\sim 11\,000$ Å.

Espectros de 55 estrelas foram obtidos em modo de serviço, em dois períodos de observação entre outubro de 2005 e setembro de 2006. O UVES foi operado com um filtro dicróico e os elementos de dispersão cruzada números #1, #3 e #4. Assim, uma cobertura espectral de $\lambda\lambda$ 3000-3900 Å no azul e de $\lambda\lambda$ 4200-6800 Å e $\lambda\lambda$ 6600-11 000 Å no vermelho, com alguns intervalos, foi obtida. Estes espectros têm poder resolutor de $R \sim 35\,000$ e razão sinal ruído (S/R) entre 25 e 150, na região das linhas de Be. A redução foi feita por meio do *pipeline* do UVES usando o MIDAS⁵.

A redução via *pipeline* do braço azul do espectro se mostrou sempre de qualidade suficiente para a análise. No entanto, o braço vermelho apresentava, em alguns casos, a presença de franjas. A presença de franjas nestes dados é bem conhecida e só aparece em dados com razão S/R muito alta. Nestes casos uma nova redução dos dados brutos foi realizada usando-se a versão mais recente da UVES *Common Pipeline Library* (CPL) por meio do ESOReX (*ESO Recipe Execution Tool*). A CPL é um conjunto de bibliotecas em C desenvolvido pelo ESO para padronizar a construção de sistemas de redução *pipeline* de instrumentos do VLT. O ESOReX é uma aplicação de linhas de comando, também desenvolvida no ESO, que roda os pacotes do *pipeline* CPL. Tanto a CPL quanto o ESOReX estão disponíveis para *download* na página do ESO na *internet*⁶. O algoritmo de redução otimizada implementada na versão do CPL 3.1 usando o ESOReX versão 3.6.1, foi suficiente para eliminar as franjas nos casos necessários.

Espectros reduzidos foram obtidos para 4 estrelas a partir da *UVES Pa-*

⁵O ESO-MIDAS é um sistema que oferece ferramentas para o processamento de imagens e redução de dados com ênfase em fins astronômicos, incluindo pacotes de redução de dados dos instrumentos do ESO em La Silla e no VLT em Paranal. ESO-MIDAS está disponível através da licença GNU General Public License (GPL), e pode ser implementado em OpenVMS e UNIX (Linux).

⁶<http://www.eso.org/sci/data-processing/software/cpl/>

*ranal Observatory Project (POP) Library*⁷ – uma biblioteca de espectros estelares de alta resolução através do diagrama HR (Bagnulo et al. 2003). Os dados desta biblioteca foram obtidos com o uso de dois filtros dicróicos, e assim cobrem praticamente todo o intervalo espectral entre 3000 and 10000 Å. O poder resolutor destes espectros é de $R \sim 80\,000$ e a S/R típica varia entre 60 e 400 na região das linhas de Be.

Para 30 estrelas, dados brutos foram obtidos a partir do arquivo de dados do ESO/ST-ECF⁸, no intervalo espectral de $\lambda\lambda$ 3000-3900 Å. Para algumas estrelas sem determinação da abundância de Li na literatura, dados na região $\lambda\lambda$ 4200-6800 Å também foram obtidos. Os dados de algumas destas estrelas foram reduzidos por Burkhard Wolff (2006, 2007, comunicação privada) do ESO, por meio do *pipeline* UVES do MIDAS. Os demais dados foram reduzidos com o uso do ESOReX. O poder resolutor destes espectros varia entre 35 000 e 50 000 e a S/R varia entre 45 e 170 na região das linhas de Be.

A Tab. A.1, disponível no apêndice, apresenta o *log book* das observações. São listados a data das observações, o tipo de dado (se novas observações, dados da UVES POP, ou dados do arquivo), o tempo de exposição, o poder resolutor, a cobertura espectral e a S/R final, de espectros combinados quando for o caso, na região das linhas do Be.

2.3 Parâmetros atmosféricos

Todas as estrelas da presente amostra foram analisadas em trabalhos anteriores da literatura que determinaram abundâncias e parâmetros atmosféricos usando espectros de alta resolução. Decidiu-se assim por adotar os valores dos parâmetros atmosféricos, temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log g$), velocidade de microturbulência (ξ) e metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$), como determinados em trabalhos anteriores. Da amostra analisada, 59 estrelas têm parâmetros determinados por Fulbright (2000, F00 daqui em diante), 15 por

⁷<http://www.sc.eso.org/santiago/uvespop/>

⁸<http://archive.eso.org/cms/>, onde desde novembro de 2007 os espectros UVES já reduzidos pelo pipeline podem ser obtidos diretamente.

Nissen & Schuster (1997, NS97 daqui em diante), 7 por Edvardsson et al. (1993, Ed93 daqui em diante), 4 por Stephens & Boesgaard (2002, SB02 daqui em diante), 2 por Prochaska et al. (2000, Pr00 daqui em diante), 1 por Gratton & Sneden (1988, GS88 daqui em diante), 1 por Gratton & Sneden (1991, GS91 daqui em diante) e 1 por McWilliam et al. (1995, McW95 daqui em diante). Os parâmetros atmosféricos adotados estão listados na Tab. A.3, no apêndice.

Os métodos empregados para o cálculo dos parâmetros atmosféricos variam de trabalho para trabalho. O uso combinado de parâmetros calculados de formas diferentes, e portanto em escalas diferentes, pode introduzir efeitos sistemáticos nos resultados. O efeito mais provável é apenas um aumento no espalhamento das abundâncias calculadas com este conjunto de parâmetros. Apesar da diferença de métodos, Venn et al. (2004) notam que um exame superficial de sua amostra não revela inconsistências e diferenças de ponto zero entre os diversos parâmetros. Todos os trabalhos citados acima dizem encontrar um bom acordo entre os seus parâmetros e outros da literatura. O ponto de maior importância, no entanto, é que a maioria das estrelas selecionadas são de uma única referência: 59 das 90 estrelas da amostra foram analisadas por F00. Assim, espera-se que qualquer possível diferença nas escalas dos parâmetros tenha um efeito mínimo nas abundâncias.

Maiores detalhes sobre o cálculo dos mesmos podem ser encontrados em cada um dos trabalhos citados, algumas informações importantes estão listadas⁹ na Tab. 2.1. Além dos dados informados nesta tabela, outros detalhes podem variar de trabalho a trabalho, como por exemplo a resolução e a cobertura espectral dos espectros, a lista de linhas atômicas e os parâmetros físicos das linhas (*gfs* e constantes de amortecimento).

Os trabalhos de F00, NS97 e SB02 adotam métodos espectroscópicos semelhantes para determinar os parâmetros atmosféricos. Nestes casos, a

⁹Não estão incluídos na Tabela 2.1 detalhes das análises de GS88, GS91 e McW95, que contribuem com apenas 1 estrela cada para a amostra, e a análise de Pr00, que contribui com 2 estrelas. Estas estrelas não terão qualquer influência em um possível espalhamento dos resultados.

2.3. PARÂMETROS ATMOSFÉRICOS

Tabela 2.1: Detalhes dos métodos adotados pelos trabalhos citados no texto para calcular os parâmetros atmosféricos das estrelas da amostra.

Ref.	Temp.	Gravidade	Microt.
F00	Eq. Exc. de linhas de FeI $\log (LE/\lambda) \leq -4.80$	Eq. Ion. FeI e FeII $\log (LE/\lambda) \leq -4.80$	linhas FeI
SB02	Eq. Exc. de linhas de FeI $\log (LE/\lambda) \leq -5.15$	Média Eq. Ion. de FeI/FeII e TiI/TiII	linhas FeI em acordo com relação de Ed93
NS97	Eq. Exc. de linhas de FeI $\log (LE/\lambda) \leq -5.15$	Eq. Ion. FeI e FeII	linhas FeI com $\chi \geq 4$ eV
Ed93	Fotometria Strömgren calib. de $(b - y)$ e β	Descont. de Balmer índice c_1	Relação empírica dependente de T_{eff} e $\log g$

Tabela 2.1: continuação.

Ref.	Modelo Atm.	LTE/NLTE?
F00	Kurucz + overshooting	LTE
SB02	Kurucz Castelli et al. (1997)	LTE
NS97	(NEW)MARCS (Ed93)	LTE
Ed93	(NEW)MARCS	LTE

T_{eff} foi determinada pelo equilíbrio de excitação do FeI, $\log g$ pelo equilíbrio de ionização entre FeI e FeII e microturbulência pelas linhas de FeI. Já Ed93 adota métodos distintos, os parâmetros são baseados apenas em fotometria. É preciso notar ainda que NS97 conduz uma análise diferencial com relação a duas estrelas analisadas por Ed93 e adota os mesmos modelos de atmosferas. Essencialmente, então, os resultados de NS97 e Ed93 estão na mesma escala.

Dois testes foram feitos para confirmar que o efeito da combinação destes parâmetros seria mínimo. O primeiro é uma comparação entre os resultados de F00, que contribui com o maior número de estrelas para a amostra, e o de Ed93, o trabalho com o método de cálculo dos parâmetros mais distinto.

O segundo teste diz respeito aos valores de $\log g$. A abundância de Be é calculada a partir de duas linhas de Be ionizado. Linhas de elementos ionizados são particularmente afetadas pelo valor da gravidade superficial. Em uma atmosfera estelar, a gravidade superficial se relaciona ao gradiente de pressão do gás pela equação do equilíbrio hidrostático. Por sua vez a pressão do gás se relaciona à pressão eletrônica. Um alto valor para a gravidade aumenta a pressão eletrônica do meio, desfavorecendo a ionização. Um valor baixo de gravidade superficial favorece a ionização. Para assegurar a consistência dos valores de $\log g$ adotados, e tirando proveito de que a maioria das estrelas da amostra são estrelas brilhantes e próximas, as paralaxes do Hipparcos (ESA 1997) foram usadas para estimar a gravidade superficial.

2.3.1 Comparação entre F00 e Ed93

As amostras de F00 e Ed93 têm 10 estrelas em comum. Destas, 7 fazem parte da amostra analisada neste trabalho. Os parâmetros atmosféricos destas estrelas são listados na Tab. 2.2. Uma comparação é feita nos gráficos da Fig. 2.3, onde os valores são acompanhados das barras de erro, como determinadas em cada trabalho (ver Tab. 2.3).

As temperaturas mostram um bom acordo. A diferença média é de apenas 46 K, com um máximo de 85 K. Apesar dos valores determinados por F00 serem sistematicamente maiores que os de Ed93, a diferença é pequena, dentro das incertezas dos cálculos. A diferença em $\log g$ tem média de 0.11 dex e máximo de 0.19 dex. Ela está provavelmente conectada à diferença na temperatura. Novamente, a diferença é próxima à incerteza. Por fim, a diferença na metalicidade tem média de 0.10 dex com máximo de 0.21 dex. Novamente a diferença parece sistemática; os valores de F00 são sempre maiores que os de Ed93. Os valores da velocidade de microturbulência são os únicos que mostram uma grande diferença, com média de 0.34 km s^{-1} e máximo de 0.51 km s^{-1} . A microturbulência, no entanto, tem pouco efeito na determinação da abundância de Be.

Esta comparação mostra que as diferenças entre as escalas de F00 e Ed93

2.3. PARÂMETROS ATMOSFÉRICOS

Tabela 2.2: Comparação entre os parâmetros atmosféricos de estrelas em comum das amostras de F00 e Ed93.

Estrela	T_{eff}	$\log g$	ξ	[Fe/H]	Ref.
HIP 17147	5826	4.27	1.41	-0.84	ED93
HIP 17147	5800	4.30	1.10	-0.80	F00
HIP 44075	5965	4.37	1.39	-0.82	ED93
HIP 44075	5900	4.20	1.25	-0.70	F00
HIP 59750	6247	4.38	1.60	-0.70	ED93
HIP 59750	6200	4.40	1.10	-0.60	F00
HIP 64426	5871	4.24	1.48	-0.74	ED93
HIP 64426	5800	4.10	1.25	-0.70	F00
HIP 74079	5834	4.11	1.62	-0.83	ED93
HIP 74079	5825	4.00	1.30	-0.70	F00
HIP 80837	5867	4.26	1.46	-0.74	ED93
HIP 80837	5800	4.10	1.15	-0.70	F00
HIP 107975	6285	4.09	2.01	-0.66	ED93
HIP 107975	6200	3.90	1.50	-0.50	F00
HIP 92532	5863	4.33	1.36	-0.54	ED93
HIP 92532	5825	4.30	1.00	-0.40	F00
HIP 96185	5711	4.15	1.47	-0.61	ED93
HIP 96185	5700	4.10	1.00	-0.40	F00
HIP 104659	5867	4.46	1.20	-1.06	ED93
HIP 104659	5825	4.30	1.00	-1.00	F00

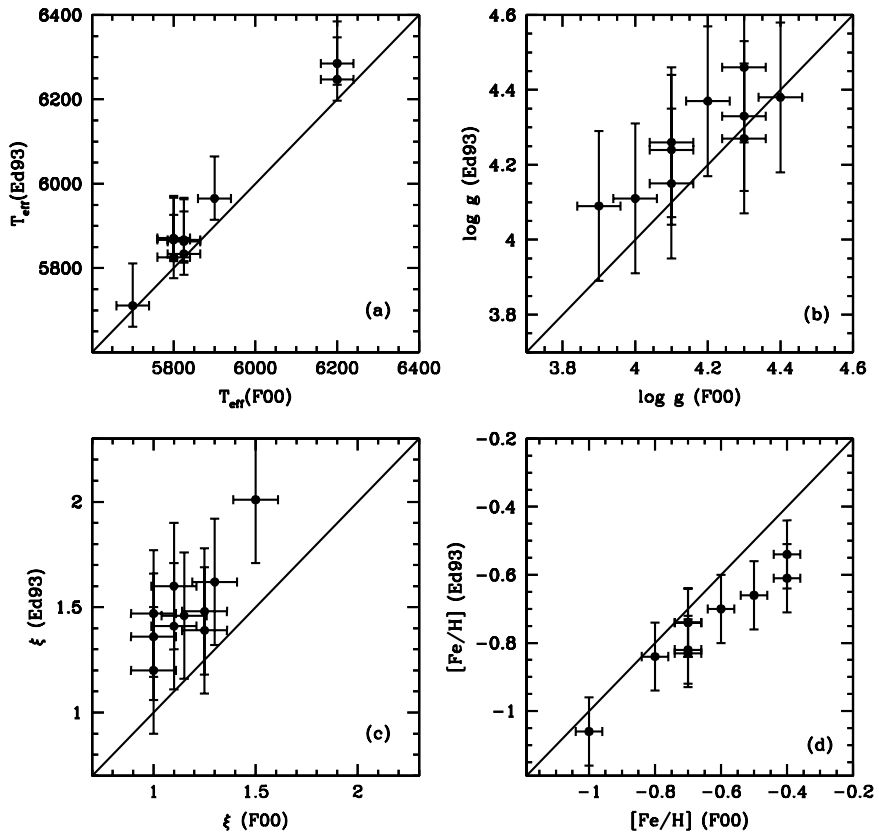


Figura 2.3: Comparação entre os parâmetros atmosféricos de estrelas em comum entre os trabalhos de F00 e ED93. As barras de erros têm o valor listado nos artigos originais (ver Tab. 2.3).

não são grandes e podem ser atribuídas às incertezas das análises, exceto para ξ . Efeitos sistemáticos importantes não serão introduzidos ao se combinar estes parâmetros atmosféricos. Apenas uma dispersão pequena nas abundâncias de Be será introduzida. Porém é preciso estar atento à diferença em $[\text{Fe}/\text{H}]$, quando gráficos do tipo $\log(\text{Be}/\text{H})$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ or $[\text{Be}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$, forem considerados. Nestes casos, um aumento da dispersão dos pontos pode ocorrer.

2.3.2 Log g astrométrico

Magnitudes aparentes na banda V foram obtidas a partir da base de dados do Simbad¹⁰. Como a maior parte da amostra é composta de estrelas brilhantes e próximas, o avermelhamento foi desprezado. Correções bolométricas foram calculadas de acordo com Alonso et al. (1995) e uma massa de $0.8 M_{\odot}$ foi adotada para todas as estrelas. Estrelas com parâmetros fora dos limites de validade das relações de Alonso et al. (1995) foram excluídas da comparação. Para o Sol foram adotados uma temperatura de 5777 K, uma gravidade de $\log g = 4.44$ dex e a magnitude bolométrica recomendada por Cram (1999), $M_{\text{Bol}\odot} = 4.75$ mag. Com estes valores, a gravidade foi calculada pelas equações 2.1 e 2.2. As correções bolométricas e as luminosidades das estrelas estão listadas na Tab. A.2, no apêndice. As gravidades calculadas estão listadas na Tab. A.3, também no apêndice.

$$\log g_{\star} = \log g_{\odot} + \log(M_{\star}/M_{\odot}) + 4\log(T_{\text{eff}\star}/T_{\text{eff}\odot}) - \log(L_{\star}/L_{\odot}) \quad (2.1)$$

onde

$$\log(L_{\star}/L_{\odot}) = -0.4(M_{\text{Bol}\star} - M_{\text{Bol}\odot}) \quad (2.2)$$

A comparação entre os valores assim calculados e os adotados da literatura é feita na figura 2.4. Pode-se notar que, à parte poucas estrelas, o acordo

¹⁰Esta pesquisa fez uso da base de dados do Simbad operada pelo CDS, Strasburgo, França. <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

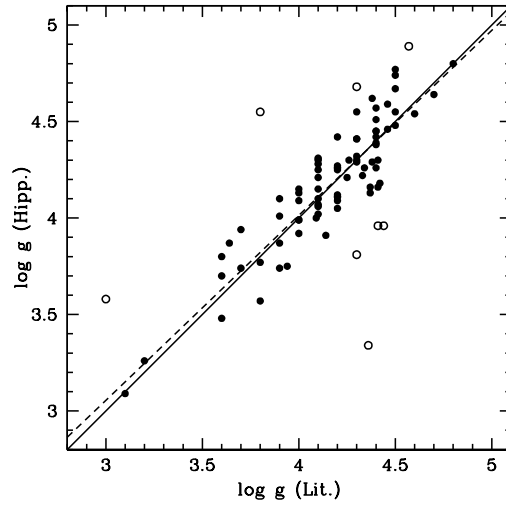


Figura 2.4: Comparação entre o $\log g$ espectroscópico e o $\log g$ calculado usando-se as paralaxes do Hipparcos. Os círculos abertos indicam estrelas que desviam da relação por mais de 2σ .

entre os dois valores é excelente. A regressão linear aos pontos praticamente coincide com a reta $x = y$. O *r.m.s.* do ajuste linear quando todos os pontos são considerados é de 0.20 dex; ou de 0.14 dex quando os pontos discrepantes são desconsiderados.

Cinco das estrelas discrepantes (HIP 17001, HIP 45554, HIP 58145, HIP 58962 e HIP 114962) têm paralaxes incertas, $\sigma_\pi/\pi \geq 0.20$, e assim o $\log g$ astrométrico calculado é incerto. Duas estrelas são binárias, HIP 21609 e HIP 109067. De fato, o espectro da estrela HIP 21609 está nitidamente contaminado pela luz da secundária e assim não é adequado para uma análise de abundâncias. Os parâmetros atmosféricos da estrela HIP 109067 foram recalculados seguindo o método usado por F00 para conferir o valor da gravidade espectroscópica. O valor encontrado, $\log g = 4.30$ dex, é exatamente o calculado por F00. Logo, é provável que o $\log g$ astrométrico seja incerto, e o valor espectroscópico foi adotado. Por fim, a estrela HIP 36818 é classificada no catálogo Hipparcos com possível estrela binária. Novamente, é provável que sua paralaxe esteja incorreta.

Tabela 2.3: Incertezas nos parâmetros atmosféricos.

Ref.	T_{eff} (K)	$\log g$	ξ (km s $^{-1}$)	[Fe/H]
F00	± 40	± 0.06	± 0.11	± 0.04
SB02	± 75	± 0.35	± 0.30	± 0.10
NS97	± 50	± 0.10	–	± 0.05
Ed93	$^{+100}_{-50}$	± 0.20	± 0.30	± 0.10
adotado	± 100	± 0.15	± 0.30	± 0.15

A comparação mostra a consistência entre os valores de $\log g$ calculado pelos diferentes artigos adotados. As variações observadas estão dentro do esperado pelas incertezas das análises. Em especial, o acordo com os valores calculados a partir das paralaxes do Hipparcos mostra que abundâncias confiáveis de Be podem ser obtidas com o uso destes parâmetros.

2.3.3 Incertezas nos parâmetros atmosféricos

A Tab. 2.3 lista as incertezas dos parâmetros atmosféricos, como determinadas em cada um dos quatro trabalhos que contribuem com mais de duas estrelas para a amostra. As incertezas em T_{eff} são relativamente pequenas, variando de 40 a 100 K. A diferença entre as temperaturas de F00 e Ed93 tem média de 46 K e máximo de 85 K. Estes valores concordam com as estimativas de incerteza. Neste caso, foi adotado como valor representativo o maior dos valores listados, 100 K. Pode-se na verdade considerar que esta decisão está superestimando a incerteza. Como será visto adiante, a incerteza na temperatura tem pouco efeito no cálculo da abundância de Be.

Para $\log g$, os artigos listam incertezas variando de 0.06 a 0.35 dex. A comparação entre F00 e Ed93 mostra diferenças médias de 0.11 dex, com máximo de 0.19 dex. Além disso, a comparação com valores astrométricos mostra um *r.m.s* de 0.14 dex. Esta comparação mostra que os valores de $\log g$ estão bem vinculados, apesar das incertezas listas por Ed93 e SB02. Assim, um valor de 0.15 dex foi adotado como a incerteza em $\log g$.

No caso da microturbulência, as incertezas variam de 0.11 a 0.30 km s⁻¹. A comparação entre F00 e Ed93 mostra uma diferença média de 0.31 km s⁻¹ e máximo de 0.54 km s⁻¹. Neste caso no entanto, como a microturbulência tem pouco efeito sobre a abundância de Be, um valor de 0.30 km s⁻¹ foi adotado como representativo.

Por fim, para a metalicidade, incertezas variando de 0.04 a 0.10 dex são listadas. A comparação entre F00 e Ed93 mostra uma diferença média de 0.10 dex com máximo de 0.21 dex. Dada esta comparação, um valor de 0.15 dex, maior do que os valores listados pelos trabalhos, foi adotado como incerteza representativa em [Fe/H]. A influência de [Fe/H] na abundância de Be, no entanto, é pequena.

2.4 Abundâncias

2.4.1 Espectros sintéticos

Abundâncias de Be e, para algumas estrelas, de Li foram calculadas com o uso de espectros sintéticos. Os espectros foram calculados com os códigos descritos por Barbuy et al. (2003) e Coelho et al. (2005). As grades de modelos de atmosfera calculados com o programa ATLAS9 (Castelli & Kurucz 2003) foram adotadas¹¹. Os modelos do ATLAS9 assumem equilíbrio termodinâmico local, geometria plano-paralela e equilíbrio hidrostático. A versão adotada é aquela calculada sem *overshooting*¹².

No espectro de estrelas frias, as linhas de ressonância ²S - ²P₀ do BeII em 3131.065 Å and 3130.420 Å são as únicas que podem ser usadas para uma análise de abundâncias. Essa região espectral é de difícil observação por se encontrar próxima ao corte atmosférico no UV e devido à baixa sensibilidade

¹¹Os modelos de atmosfera podem ser obtidos pelo website: kurucz.harvard.edu

¹²Os critérios de convecção estabelecem os limites da região onde a mesma pode ocorrer. No entanto, o movimento das células convectivas possivelmente continua além destas regiões por uma questão de inércia, estendendo o transporte convectivo para além dos limites determinados. Este efeito é chamado de overshooting.

dos detectores. É também de difícil análise pela presença de várias linhas atômicas e moleculares. O uso de síntese espectral é indispensável.

A base de dados de linhas moleculares desenvolvido pelo grupo de Beatriz Barbey no IAG/USP ao longo dos últimos 20 anos foi usada. Ela inclui as bandas de OH ($A^2\Sigma-X^2\Pi$), NH ($A^3\Pi-X^3\Sigma$) e CN ($B^2\Pi-X^2\Sigma$) como implementadas por Castilho et al. (1999) e as bandas de CH ($A^2\Delta-X^2\Pi$, $B^2\Sigma-X^2\Pi$ e $C^2\Sigma-X^2\Pi$) como implementadas por Meléndez et al. (2003). Todas estas bandas afetam a região das linhas de Be.

2.4.2 Berílio

A lista de linhas atômicas usada é aquela compilada por Primas et al. (1997), no intervalo $\lambda\lambda$ 3127–3134 Å. A mesma lista de linhas foi usada em diversas outras análises da abundância de Be na literatura (García Pérez & Primas 2006; Primas et al. 1997, 2000a,b; Randich et al. 2002, 2007). Os $\log gf$ das linhas de BeII são os comumente usados: -0.168 e -0.468 para as linhas 3131.065 Å e 3130.420 Å, respectivamente.

A lista ainda inclui a linha predita de FeI em 3131.043 Å com $\log gf = -2.517$ e potencial de excitação 2.85 eV. Essa linha contamina a asa mais azul da linha 3131.065 Å do BeII. Os parâmetros desta linha foram vinculados com base na síntese de diversas estrelas com diferentes temperaturas, $\log g$ e metalicidades (ver Primas et al. 1997, para detalhes). A identificação desta linha, no entanto, é alvo de controvérsia na literatura. Castilho et al. (1999), por exemplo, na análise de espectros de estrelas gigantes, adota uma linha de FeI em 3130.995 Å com $\log gf = -3.30$ e potencial de excitação 3.00 eV. Outras possibilidades exploradas incluem uma linha de MnI em 3131.037 (3.77 eV) com $\log gf = -0.225$ (Garcia Lopez et al. 1995a) e uma linha de MnII em 3131.015 Å (Boesgaard & King 2002).

A análise se iniciou com o ajuste do espectro solar observado com o UVES¹³. Os parâmetros adotados foram: $T_{\text{eff}} = 5777$ K, $\log g = 4.44$, $\xi = 1.00$ km/s. Com estes parâmetros foi obtido $A(\text{Be}) = 1.10$, em excelente

¹³Disponível em www.eso.org/observing/dfo/quality/UVES/pipeline/solar_spectrum.html

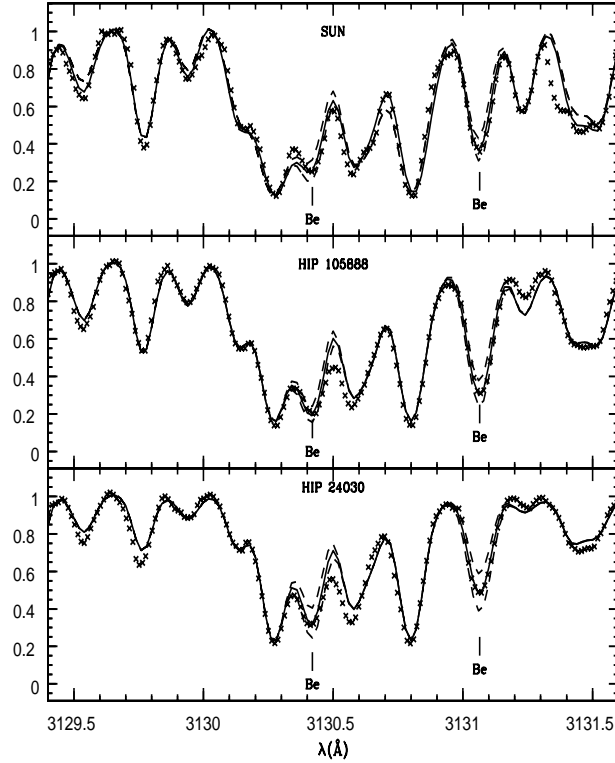


Figura 2.5: Ajuste da região das linhas de Be no espectro solar e nas estrelas HIP 105888 ($[Fe/H] = -0.60$) e HIP 24030 ($[Fe/H] = -1.20$). As cruces representam o espectro observado, a linha sólida o melhor ajuste e as linhas tracejadas uma mudança de ± 0.20 dex na abundância de Be em relação ao melhor ajuste. Uma abundância solar de $A(Be) = 1.10$ foi obtida.

acordo com a abundância fotosférica de Be recomendada por Grevesse et al. (1996), $A(Be) = 1.15$, e com a calculada por Randich et al. (2002) usando a mesma lista de linhas mas ajustando o espectro solar de Kurucz, $A(Be) = 1.11$. Os ajustes ao Sol e a outras estrelas da amostra são mostrados para um amplo intervalo de metalicidades nas figuras 2.5 e 2.6.

As abundâncias de Be estão listadas na tabela A.4 no apêndice. Das 90 estrelas da amostra, abundâncias foram obtidas para 83; 76 detecções e 7 limites superiores. Para as demais 7 estrelas, abundâncias não puderam ser

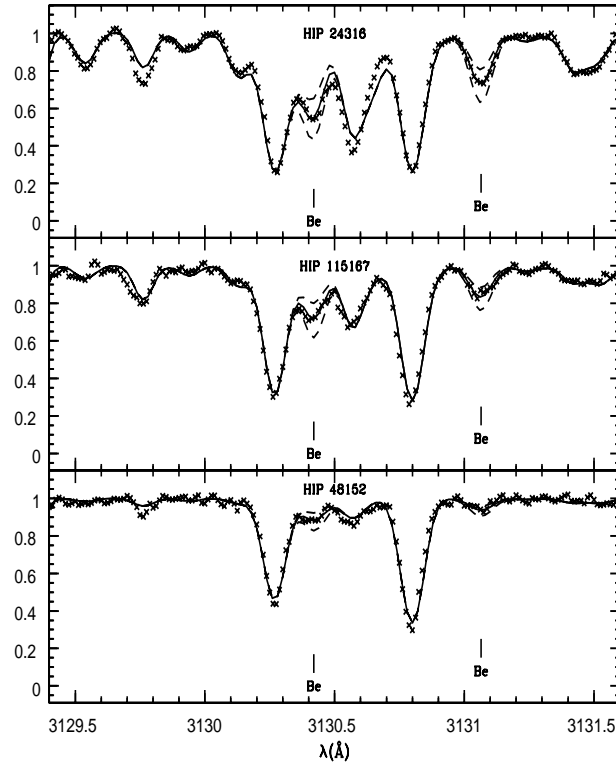


Figura 2.6: Ajuste da região das linhas de Be no espectro das estrelas HIP 24316 ($[\text{Fe}/\text{H}] = -1.50$), HIP 115167 ($[\text{Fe}/\text{H}] = -1.50$) e HIP 48152 ($[\text{Fe}/\text{H}] = -2.00$). As linhas são como na Fig. 2.5.

calculadas devido a problemas com os espectros (raios cósmicos, baixa S/R, ou a presença de linhas de uma estrela companheira).

Na maioria dos casos, a mesma abundância de Be ajusta as duas linhas de Be de maneira satisfatória. Em alguns casos, porém, abundâncias diferentes são necessárias. Em geral, a diferença é de apenas ~ 0.04 dex, um valor que pode ser atribuído à própria incerteza em se ajustar um espectro sintético e/ou ao posicionamento do contínuo. Em um caso extremo essa diferença chegou a 0.24 dex (HIP 31639). Estes casos estão provavelmente relacionados a abundâncias diferentes da solar dos elementos cujas linhas contaminam a região. Como a linha em 3131 Å é menos afetada pela contaminação de

linhas vizinhas, o seu valor de abundância é provavelmente mais robusto. Na discussão que se segue a abundância de Be é tratada como o valor obtido apenas pela síntese da linha em 3131 Å. A Tab. A.4 lista tanto o valor obtido apenas pela linha 3131 Å quanto o valor médio das duas linhas.

A dependência dos resultados quanto ao modelo de atmosfera foi testada como o uso de modelos de atmosfera de Kurucz calculados com $[\alpha/\text{Fe}] = +0.40$ dex. É bem conhecido que estrelas pobres em metais são ricas em elementos α . Alguns destes elementos são importantes doadores de elétrons livres para a atmosfera estelar. Podem assim influenciar algumas fontes de opacidade (como absorções ligado-livre e livre-livre do H^-). O efeito do uso destes modelos tem efeito desprezível sobre as abundâncias.

2.4.3 Opacidade do contínuo na região do Be

Além da lista de linhas moleculares, um importante fator ao se calcular espectros sintéticos na região do UV próximo é a opacidade do contínuo. Como discutido em Smiljanic & Barbuy (2007), o código de síntese não inclui opacidades ligado-livre de metais.

Estão incluídas no código e são usadas no cálculo de espectros sintéticos as seguintes fontes de opacidade:

1. Espalhamento eletrônico.
2. Espalhamento Rayleigh do H atômico e da molécula H_2 . O cálculo é feito com os polinômios derivados por Dalgarno (1962) e Dalgarno & Williams (1962) (ver também Gingerich 1964).
3. Opacidade ligado-livre (Geltman 1962) e livre-livre (John 1963, não publicado - ver Gingerich 1964) do íon negativo do hidrogênio, H^- .
4. Absorção livre-livre do íon negativo de hidrogênio molecular, H_2^- (Somerville 1964).
5. Absorção livre-livre do íon positivo de hidrogênio molecular (Bates 1952) (ver também Gingerich 1964).

6. Absorção livre-livre e ligado-livre do hidrogênio atômico neutro, H (Vardya 1964).
7. Absorção livre-livre e ligado-livre do hélio atômico neutro, He (Vardya 1964).
8. Absorção livre-livre e ligado-livre do íon positivo de hélio atômico, He⁺ (Vardya 1964).

Na região entre 3000 e 4500 Å pelo menos quatro metais possuem limites de foto-ionização que contribuem para a opacidade total, MgI, AlI, SiI e FeI (Dragon & Mutschlechner 1980). Um teste realizado por Raffaele Gratton (2008, comunicação privada), com um código de síntese distinto, mostrou que estas fontes de opacidade têm pouca importância em estrelas pobres em metais como as analisadas aqui. Espectros sintéticos foram calculados com e sem fontes de opacidade ligado-livre de C, Mg, Al e Si. Os cálculos mostram que os dois espectros calculados para a estrela HIP 33582 ($T_{\text{eff}} = 5725$ K, $\log g = 4.30$ dex, $\xi = 1.25$ km s⁻¹, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.50$ e $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.09$) são indistinguíveis.

Um outro ponto a considerar é a sugestão de Balachandran & Bell (1998) e Bell et al. (2001) de que fontes ainda desconhecidas de opacidade podem ser importantes na região do UV próximo. Um aumento da opacidade nesta região seria necessário para provocar o acordo entre as abundâncias de oxigênio calculadas pelas linhas de OH do UV e as calculadas por outros indicadores. Ao mesmo tempo provocando um acordo entre a abundância de Be calculada na fotosfera solar com a obtida em meteoritos, $A(\text{Be}) = 1.41$ (Lodders 2003). A possível fonte de opacidade seria a absorção ligado-livre do FeI. No entanto, os mesmos trabalhos mostram que os cálculos mais recentes de Bautista (1997) não produzem opacidade de FeI na quantidade necessária. Seria preciso aumentá-la por cerca de duas vezes o seu valor (Bell et al. 2001). Uma conclusão semelhante é obtida por Asplund (2004) usando modelos de atmosfera tri-dimensionais. Allende Prieto & Lambert (2000), no

entanto, discordam e argumentam que nenhuma opacidade extra é necessária para reproduzir os fluxos no UV próximo.

Um outro teste, desta vez conduzido por Piercarlo Bonifacio (2008, comunicação privada) mostra que este efeito também pode ser desprezado para as estrelas pobres em metais analisadas neste trabalho. Um aumento na opacidade de FeI por um fator 1.6 é equivalente a um aumento de 0.20 dex na abundância de Fe. Usando os códigos de Kurucz, um espectro sintético foi calculado para uma estrela de $[Fe/H] = -0.50$ com a opacidade normal do FeI e um outro com o aumento na abundância de FeI. A diferença encontrada na abundância de Be foi de apenas 0.022 dex. Desta forma, não se espera que os problemas com a opacidade tenham qualquer efeito significativo nas conclusões desta análise.

2.4.4 Lítio

Nesta análise pretende-se recuperar a abundância inicial de Be que as estrelas possuíam quando formadas. É esta abundância que serve como traçador da interação entre os raios-cósmicos e o meio interestelar. Para tanto, é importante identificar as estrelas que sofreram uma alteração de suas abundâncias fotosféricas, pela mistura de material de regiões internas. A abundância de lítio das estrelas da amostra ajudam a identificar estes objetos.

A maior parte das estrelas da amostra tem a abundância de Li determinada anteriormente na literatura. Como o interesse no Li está nos efeitos da mistura convectiva, e não no valor absoluto das abundâncias, não existe problema em se adotar os valores da literatura. Como referência principal (32 estrelas) foi adotado o trabalho de Charbonnel & Primas (2005), onde dados da literatura foram reanalisados e colocados em uma escala homogênea. Sempre que possível foi adotado o que as autoras chamam de *valor mais consistente*, que inclui correções de desvios do equilíbrio termodinâmico local (NLTE). Como segunda referência principal (24 estrelas) foi adotado o *survey* de Chen et al. (2001). Para as demais estrelas, diversos outros trabalhos foram consultados, abundâncias para 7 estrelas foram obtidas de Boesgaard

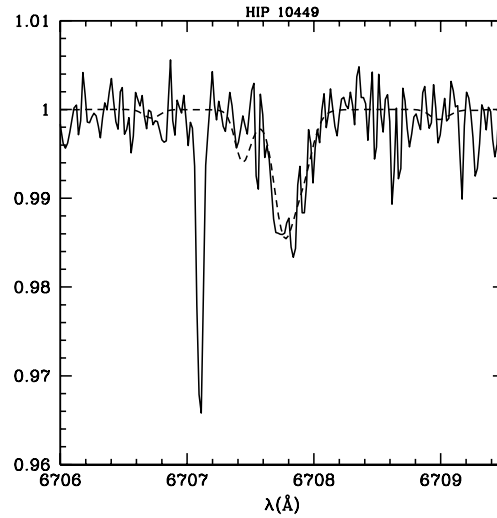


Figura 2.7: Ajuste do dubleto de LiI em 6707.8 Å na estrela HIP 10449. A linha sólida representa o espectro observado e a linha tracejada o espectro sintético.

et al. (2005), para 4 estrelas de Fulbright (2000), para 3 estrelas de Romano et al. (1999), enquanto Favata et al. (1996), Gratton et al. (2000), Ryan & Deliyannis (1995), Spite et al. (1994) e Takeda & Kawanomoto (2005) contribuíram com uma estrela cada.

Para 15 estrelas da amostra a abundância de Li não foi encontrada na literatura e novas abundâncias foram calculadas neste trabalho usando-se síntese espectral. A lista de linhas apresentada em Andersen et al. (1984) foi adotada. Devido a um perfil danificado, a abundância de Li não pode ser calculada para a estrela HIP 92781. Os mesmos parâmetros atmosféricos usados no cálculo das abundâncias de Be foram adotados. Um exemplo de ajuste sintético pode ser visto na figura 2.7. As abundâncias de Li estão listadas na Tab. A.4 do apêndice.

Como discutido no Cap. 1, Li e Be são destruídos em diferentes temperaturas e, portanto, em diferentes profundidades dentro de uma estrela. Assim, é possível que uma estrela possa destruir parte de sua abundância original de Li sem alterar a abundância de Be (como é possivelmente o caso do Sol e de outras estrelas F e G de sequência principal, ver Randich et al. 2007). Qual-

Tabela 2.4: A incerteza nas abundâncias de Be introduzida pelas incertezas dos parâmetros atmosféricos. A incerteza total inclui ainda o efeito de incertezas no posicionamento do contínuo (± 0.05 dex) e a influência da contaminação de linhas próximas (± 0.08 dex).

Estrela	σ_{Teff}	σ_{logg}	σ_{ξ}	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	$\sigma_{\text{cont.}}$	σ_{linhas}	σ_{total}
HIP 53070	± 0.03	± 0.06	± 0.01	± 0.00	± 0.05	± 0.08	± 0.12
HIP 104660	± 0.03	± 0.08	± 0.01	± 0.02	± 0.05	± 0.08	± 0.13
HD 159307	± 0.04	± 0.08	± 0.01	± 0.03	± 0.05	± 0.08	± 0.13

quer que seja a referência de onde as abundâncias de Li tenham sido obtidas, espera-se que uma estrela anã pobre em metais tenha uma abundância de Li próxima ao plateau. Para o plateau adotou-se aqui um valor típico, $A(\text{Li}) = 2.20$.

2.4.5 Elementos- α

Abundâncias de elementos α foram obtidas a partir da compilação de Venn et al. (2004). Estes são valores médios das abundâncias de Mg, Ca e/ou Ti, determinadas nos mesmos trabalhos de onde os parâmetros atmosféricos foram obtidos. Não se homogeneizou as abundâncias já que trabalhos diferentes adotaram linhas e parâmetros atômicos diferentes. Mais detalhes podem ser encontrados em Venn et al. (2004) ou nos trabalhos originais. A razão $[\alpha/\text{Fe}]$ está listada na Tab. A.4 do apêndice. Como trabalho futuro, serão calculadas abundâncias de CNO para estas estrelas (Smiljanic et al. 2009, em preparação).

2.4.6 Incertezas

Berílio

Para avaliar a influência da incerteza dos parâmetros atmosféricos no cálculo da abundância, cada parâmetro é variado por sua própria incerteza, en-

Tabela 2.5: A incerteza das abundâncias de Li, calculadas neste trabalho, devido às incertezas nos parâmetros atmosféricos. A incerteza total inclui o efeito de incertezas no posicionamento do contínuo (± 0.05 dex).

Estrela	σ_{Teff}	σ_{logg}	σ_{ξ}	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	$\sigma_{\text{cont.}}$	σ_{total}
HIP 74067	± 0.10	± 0.00	± 0.00	± 0.00	± 0.05	± 0.11

quanto os outros são mantidos, e a abundância recalculada. Desta maneira, a influência da incerteza daquele parâmetro na abundância é avaliada. Os cálculos foram feitos para três estrelas representativas do intervalo de parâmetros definido pela amostra. Os resultados estão listados na Tab. 2.4.

A incerteza pelo posicionamento do contínuo foi determinada testando-se mudanças no posicionamento do mesmo. Esta incerteza está relacionada com a S/R dos espectros. Após alguns testes, determinou-se que este fator introduz uma incerteza típica de ± 0.05 dex.

Um outro fator de incerteza é a contaminação das linhas de Be por linhas vizinhas. A abundância adotada é aquela obtida a partir da linha 3131 Å onde a contaminação pela linha predita de FeI é importante. A influência desta linha aumenta quanto menor a temperatura e quanto maior a metalicidade. Em uma série de testes, foi possível determinar que a exclusão total desta linha aumentaria em 0.15 dex a abundância de Be em uma estrela com $T_{\text{eff}} \sim 5200$ K e $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.90$. Em uma estrela com $T_{\text{eff}} \sim 6200$ K e $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.70$, nenhuma alteração foi encontrada. Assim, a média dos valores encontrados, ± 0.08 , foi adotada como valor típico para esta incerteza. Caso a identificação da linha esteja errada, os efeitos de sua influência em função da temperatura e da metalicidade estão sendo modelados de maneira incorreta. Não se espera no entanto que isto tenha um efeito tão grande quanto a completa exclusão da linha. A incerteza total é dada pela soma em quadratura de cada incerteza individual (Tab. 2.4).

Lítio

As incertezas para o Li foram calculadas da mesma forma descrita acima e estão listadas na Tab. 2.5. Enquanto para o Be o parâmetro de maior influência é o $\log g$, para o Li é a T_{eff} . A incerteza determinada aqui é válida somente para as abundâncias de Li determinadas neste trabalho. Nos demais casos, é preciso verificar os trabalhos originais. Porém, nas figuras que se seguem, quando a abundância de Li é mostrada, uma barra de erro típica, igual à incerteza calculada aqui, é mostrada.

Elementos alfa

Uma análise detalhada das incertezas na abundância dos elementos α não foi conduzida. Um valor representativo foi adotado dado que diferentes trabalhos calculam as abundâncias de formas diferentes. O valor $\sigma_{[\alpha/Fe]} = \pm 0.15$ dex, é o mesmo adotado em Venn et al. (2004).

2.5 Comparação com resultados da literatura

Algumas das estrelas analisadas aqui já tiveram suas abundâncias de Be determinadas anteriormente na literatura. Uma comparação de estrela por estrela é feita no Apêndice B. Na maior parte dos casos onde há uma diferença significativa na abundância de Be, existe também uma diferença em $\log g$. Esse fato reforça que uma escala consistente de gravidade deve ser estabelecida para que abundâncias robustas de Be possam ser calculadas. Como discutido anteriormente, os valores de gravidade adotados aqui estão em ótimo acordo com os valores de $\log g$ calculados com as paralaxes do Hipparcos.

2.5.1 A comparação dos parâmetros

Na comparação do Apêndice B, todos os resultados encontrados na literatura são listados. Na discussão que se segue apenas resultados publicados a partir

2.5. COMPARAÇÃO COM RESULTADOS DA LITERATURA

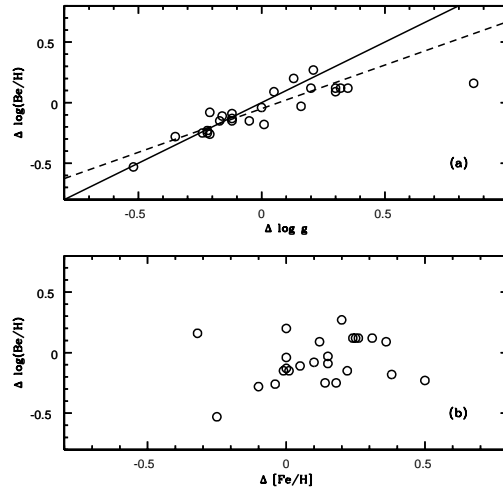


Figura 2.8: (a) Diagrama da diferença entre as abundâncias de Be deste trabalho e as encontradas em outros trabalhos da literatura, em função da diferença em $\log g$. O coeficiente de correlação, $\rho = 0.84$, incluindo o ponto que se afasta, e $\rho = 0.90$, excluindo este ponto, indica que a correlação é significativa. A linha tracejada é um ajuste linear excluindo o ponto que se afasta, a linha sólida representa a linha $x = y$. (b) A diferença na abundância de Be em função da diferença em $[\text{Fe}/\text{H}]$. O baixo coeficiente, $\rho = 0.24$, indica a falta de correlação aparente na figura.

de 1997 foram considerados. Trabalhos anteriores em sua maioria usaram dados e métodos de menor qualidade e provavelmente estão sujeitos a uma incerteza maior. A comparação se limita assim a 25 valores (comparações múltiplas para o mesmo objeto são possíveis).

A diferença média entre os valores de $\log g$ adotados aqui e os encontrados na literatura é 0.00 ± 0.28 . Excluindo a comparação da estrela HIP 114962, para a qual um valor de $\log g = 4.30$ foi adotado, enquanto Molaro et al. (1997) adotou $\log g = 3.44$, a média é -0.03 ± 0.23 . Não parece haver um efeito sistemático, mas existe um grande espalhamento nos valores adotados na literatura.

A diferença média entre os valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ é $+0.12 \pm 0.19$. Excluindo novamente o valor de Molaro et al. (1997) para HIP 114962, a média é de

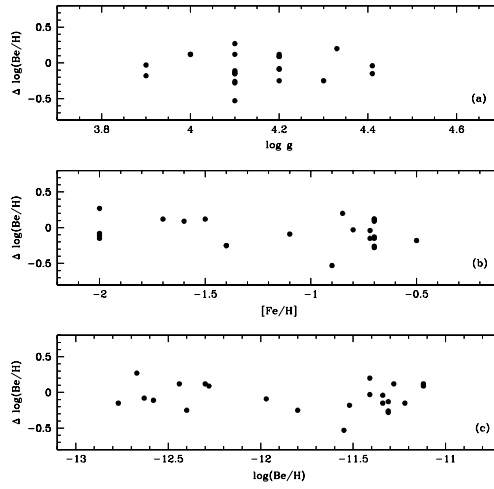


Figura 2.9: (a) Diagrama da diferença entre as abundâncias de Be deste trabalho e as encontradas em outros trabalhos da literatura, em função do valor de $\log g$. Um coeficiente de correlação $\rho = 0.14$ é encontrado. (b) Diagrama da diferença entre as abundâncias de Be deste trabalho e as encontradas em outros trabalhos da literatura, em função do valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$. Um coeficiente de correlação $\rho = -0.26$ é encontrado. (c) Diagrama da diferença entre as abundâncias de Be deste trabalho e as encontradas em outros trabalhos da literatura, em função de $\log(\text{Be}/\text{H})$. Um coeficiente de correlação $\rho = -0.20$ é encontrado.

$+0.13 \pm 0.17$. Essa comparação sugere um efeito sistemático nos valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ adotados aqui, i.e., eles são em geral maiores que os adotados em outros trabalhos da literatura. Isso é um indicativo de um desacordo entre valores calculados para as mesmas estrelas em diferentes análises. É ainda uma medida do quão confiável estas determinações devem ser consideradas. É importante manter esta comparação em mente quando a relação entre $\log(\text{Be}/\text{H})$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ for discutida. É preciso ainda notar que a incerteza adotada para $[\text{Fe}/\text{H}]$ é semelhante ao espalhamento dos valores encontrados nesta comparação.

2.5.2 A comparação das abundâncias

A diferença média entre os valores da abundância de Be é -0.06 ± 0.19 . Assim, em média, os valores calculados aqui são um pouco menores que os encontrados anteriormente na literatura. Como mostra a Fig. 2.8, essa diferença correlaciona muito bem com a diferença em $\log g$ mas não com a diferença em $[\text{Fe}/\text{H}]$. Também não há correlação entre as diferenças na abundância e a própria abundância, $[\text{Fe}/\text{H}]$ ou $\log g$ (Fig. 2.9). Portanto, as diferenças não parecem ser causadas por efeitos sistemáticos afetando a análise. Como já enfatizado antes, os valores de $\log g$ adotados aqui estão em ótimo acordo com os calculados com paralaxes Hipparcos, dando confiança às abundâncias calculadas.

2.6 Depleção de Be

Nesta seção investiga-se se alguma estrela da amostra sofreu algum processo de mistura interna. As estrelas cujas abundâncias de Be estiverem afetadas foram excluídas da amostra. A estrela HIP 59490 e as sete estrelas onde apenas um limite superior da abundância de Be foi obtido serão excluídas. A estrela HIP 59490 é uma estrela super rica em Be, apresentada em Smiljanic et al. (2008d). As abundâncias de Li e Be desta estrela não são resultado da evolução química normal da Galáxia, mas sim resultado de um evento peculiar identificado como uma possível hipernova. O seu caso é discutido em mais detalhes adiante na Seção 2.9.

Das sete estrelas com limites superiores, três são subgigantes, HIP 17001, HIP 71458 e HIP 77946. Suas abundâncias foram alteradas pelo aprofundamento esperado da camada convectiva nesta fase. Uma é a estrela HIP 55022 (HD 97916), descoberta por Spite et al. (1984). Ela faz parte de um grupo de poucas estrelas chamadas na literatura de “ultra deficientes em Li” (Ryan et al. 2001). Trata-se de um grupo de estrelas pobre em metais que têm abundâncias de Li (em geral apenas limites superiores) cerca de uma ordem de magnitude abaixo do plateau. Ryan et al. (2001) sugere que estas

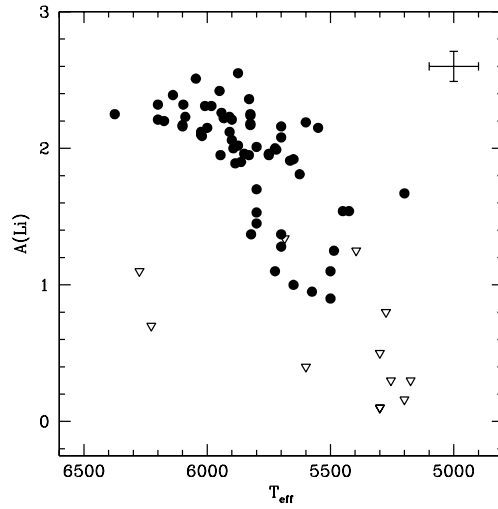


Figura 2.10: Abundâncias de Li em função da temperatura para as estrelas da amostra. Determinações são mostradas como círculos fechados e limites superiores como triângulos abertos.

estrelas sejam formadas pelo mesmo mecanismo produzindo *blue stragglers*¹⁴ no campo. Boesgaard (2007) encontrou que estas estrelas também são deficientes em Be. A anã do disco espesso HIP 59750 é mais rica em metais ($[Fe/H] = -0.60$) que as estrelas que definem o plateau. Para sua temperatura (6200 K) não se espera depleção de Li (ou Be). A estrela HIP 36818 é mais fria (5672 K) e rica em metais ($[Fe/H] = -0.83$) do que estrelas do plateau. Estrelas com temperatura e metalicidade semelhante mostram depleção de Li, mas não de Be. As baixas abundâncias de Be indicam que as duas estrelas foram afetadas por eventos de mistura mais profundos que o normal. Uma possibilidade é que estas sejam contrapartes ricas em metais das estrelas “ultra deficientes em Li”. A última estrela, HIP 19814, tem um limite alto para sua abundância de Be, consistente com a abundância deter-

¹⁴Blue stragglers são estrelas de aglomerados na sequência principal com luminosidade (e massa) acima da luminosidade (e massa) do turn-off. Mecanismos como transferência de massa ou coalescência de sistemas binários, processos internos de mistura aumentando a quantidade disponível de H para queima, formação tardia no próprio aglomerado e colisão entre duas estrelas, foram propostos para formar estes objetos.

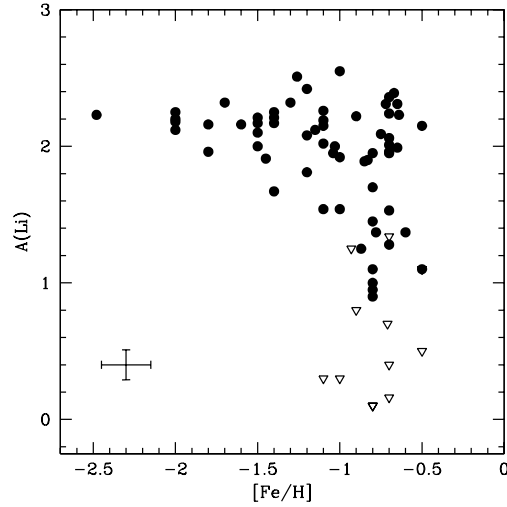


Figura 2.11: Abundâncias de Li em função da metalicidade para as estrelas da amostra. Determinações são mostradas como círculos fechados e limites superiores como triângulos abertos.

minada em estrelas de temperatura e metalicidade semelhante. Formalmente não se pode afirmar que ela seja deficiente em Be. Todas estas sete estrelas serão excluídas das discussões que se seguem. Assim a amostra em discussão se reduz a 75 estrelas.

Desvios do Spite plateau devido à produção estelar de Li começam em $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.00$ (Travaglio et al. 2001). Como discutido anteriormente, assumiu-se aqui que estrelas do plateau não destruíram de maneira significativa o Li (e portanto o Be) de suas fotosferas. O valor típico do plateau é considerado $A(\text{Li}) = 2.20$.

A Fig. 2.10 mostra as abundâncias de Li em função de T_{eff} . Estrelas com $T_{\text{eff}} \geq 5800$ K definem o plateau do Li enquanto estrelas com $T_{\text{eff}} \leq 5800$ K começam a mostrar sinais de mistura. Apesar da grande dispersão observada, parece haver uma clara divisão das estrelas em dois grupos, um grupo com alta abundância de Li, acima de $A(\text{Li}) \sim 1.80$, e um grupo com baixa abundância de Li, abaixo de $A(\text{Li}) \sim 1.80$. Esta mesma divisão foi observada, por exemplo, em estrelas de tipo solar por Pasquini et al. (2004a).

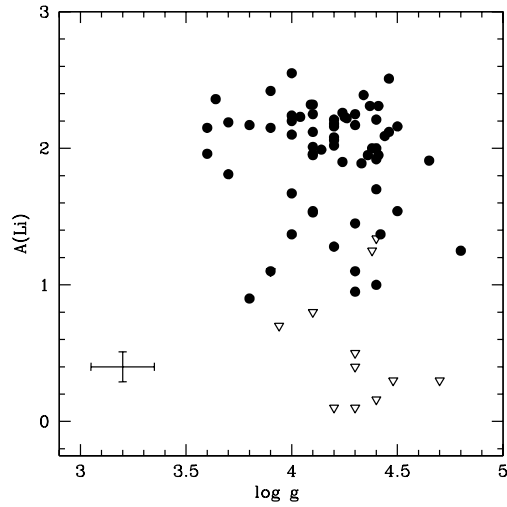


Figura 2.12: Abundâncias de Li em função da gravidade superficial para as estrelas da amostra. Determinações são mostradas como círculos fechados e limites superiores como triângulos abertos.

Há apenas duas estrelas com T_{eff} acima de 6000 K e $A(\text{Li})$ abaixo do plateau. HIP 85963 é uma estrela do disco fino com $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.71$, $T_{\text{eff}} = 6227$ K e $A(\text{Li}) \leq 0.70$, e HIP 107975 é uma estrela também do disco fino com $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.50$, $T_{\text{eff}} = 6275$ K e $A(\text{Li}) \leq 1.10$. As duas parecem estar no dip do Li ou estarem evoluindo a partir dele. Espera-se, portanto, que tenham sofrido um processo profundo de mistura. Elas serão excluídas da amostra, reduzindo a mesma a 73 estrelas.

Na Fig. 2.11 a abundância de Li é mostrada em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$. O grupo de estrelas com baixa abundância de Li se concentra na região de $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -1.00$. Nesta figura o plateau se mantém até o limite de alta metalicidade da amostra, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.50$. Não se pode, entretanto, excluir a hipótese de que essas estrelas com alta metalicidade tenham sofrido algum evento de mistura, uma vez que um aumento, ainda que moderado, na abundância de Li é esperado como resultado da evolução química da Galáxia (Travaglio et al. 2001). Um grande aumento na abundância de Li, atingindo $A(\text{Li}) = 3.0$ só é observado para $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.45$, fora do intervalo estudado aqui.

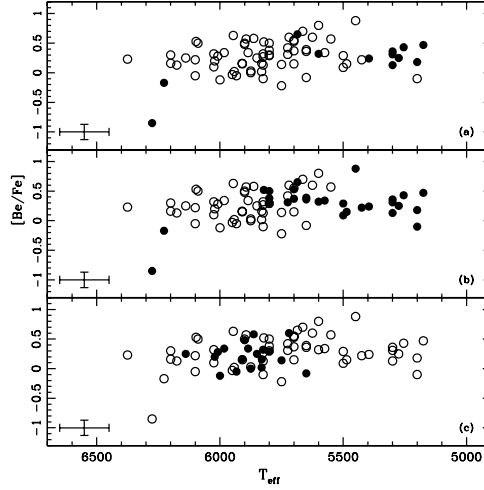


Figura 2.13: Abundâncias de Be em função da temperatura para as estrelas da amostra. (a) As estrelas com abundâncias de Be mas limites superiores para a abundância de Li são representadas por círculos fechados, estrelas com abundâncias de Be e Li são representadas por círculos abertos. (b) Neste painel os círculos fechados representam o grupo de estrelas com baixa abundância de Li, $A(\text{Li}) < 1.80$, e os círculos abertos as estrelas com alta abundância de Li, $A(\text{Li}) \geq 1.80$. (c) Neste painel os círculos fechados representam as estrelas do Spite plateau com $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -1.00$ e $A(\text{Li}) \geq 1.80$ enquanto os círculos abertos representam as demais estrelas.

Apenas HIP 59490 e HIP 57265 têm $A(\text{Li})$ acima de 2.50. As razões para a alta abundância de Li em HIP 57265 não são claras.

A figura 2.12 mostra um diagrama da abundância de Li em função de $\log g$. Os grupos de estrelas com alta e baixa abundância de Li, identificados anteriormente, têm o mesmo intervalo em $\log g$.

Na Fig. 2.13 a abundância de Be é mostrada em função de T_{eff} . Três painéis são mostrados onde as estrelas são divididas nos diferentes grupos que potencialmente possam mostrar efeitos de mistura. A razão $[\text{Be}/\text{Fe}]$ é usada, no lugar da abundância propriamente dita. Espera-se que $\log(\text{Be}/\text{H})$ varie de estrela para estrela devido à evolução normal desse elemento, enquanto a razão $[\text{Be}/\text{Fe}]$ deve permanecer aproximadamente constante. Para o cálculo

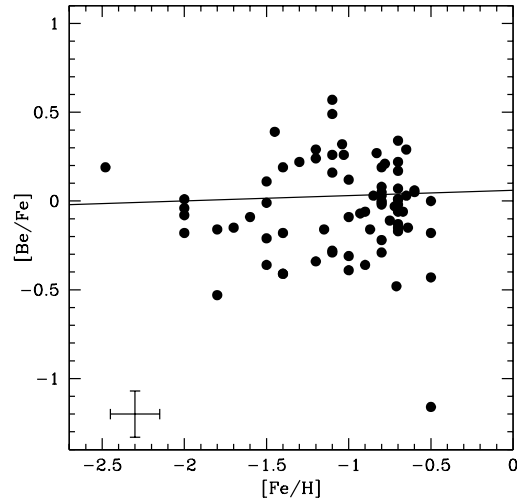


Figura 2.14: Abundâncias de Be em função da metalicidade. Estrelas com abundâncias determinadas são representadas com círculos fechados. Um ajuste linear aos pontos, excluindo as estrelas HIP 85963 e HIP 107975 (evoluindo do *lithium dip*), é mostrado. A pequena tendência sugerida pelo ajuste não é significativa. O coeficiente de correlação linear é baixo, $\rho = 0.10$.

de $[\text{Be}/\text{Fe}]$ foi adotada a abundância meteorítica $A(\text{Be}) = 1.41$ dada por Lodders (2003).

No painel (a) da Fig. 2.13 as estrelas com abundâncias de Be são divididas entre os grupos com limite superior de Li e com determinações da abundância de Li. Poderia-se esperar que estrelas com sinais de depleção de Li mostrassem algum efeito nas abundâncias de Be. No painel (b) as estrelas com determinações da abundância de Be são divididas entre os grupos com baixo Li, $A(\text{Li}) < 1.80$, e alto Li, $A(\text{Li}) \geq 1.80$. Por fim, no painel (c) as estrelas são divididas entre o grupo com Li no plateau e alta metalicidade, $A(\text{Li}) \geq 1.80$ e $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -1.00$, e as demais. A amostra total tem média de $[\text{Be}/\text{Fe}] = -0.02 \pm 0.24$. No painel (a), as estrelas com abundâncias de Be e Li têm média de $[\text{Be}/\text{Fe}] = -0.03 \pm 0.24$ enquanto as estrelas com limites superiores de Li têm média de $[\text{Be}/\text{Fe}] = +0.02 \pm 0.15$. No painel (b), o grupo com baixo Li tem $[\text{Be}/\text{Fe}] = +0.01 \pm 0.21$ enquanto o grupo com alto

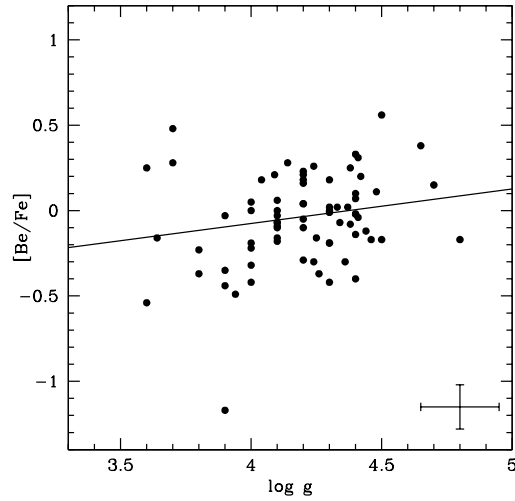


Figura 2.15: Abundâncias de Be em função de $\log g$. Limites superiores são representados por triângulos e abundâncias por círculos fechados. Um ajuste linear aos pontos (excluindo HIP 85963 e HIP 107975) também é mostrado.

Li tem $[\text{Be}/\text{Fe}] = -0.05 \pm 0.25$. No painel (c), as estrelas do plateau com alta metalicidade têm $[\text{Be}/\text{Fe}] = -0.09 \pm 0.21$ enquanto as demais estrelas têm $[\text{Be}/\text{Fe}] = 0.00 \pm 0.24$. Em nenhum dos casos a diferença é significativa.

Em estrelas de tipo solar e alta metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}] \geq -0.20$), Santos et al. (2004) encontraram que as abundâncias de Be definem um plateau entre 5600 K e 6000 K. Também detectaram uma queda na abundância correlacionada com a diminuição da temperatura a partir de 5600 K. Em análises de aglomerados abertos, a temperatura onde esta queda se inicia depende da idade (Randich et al. 2007). Na Fig. 2.13 as estrelas da amostra não mostram sinais de depleção correlacionada com a temperatura ($\rho = -0.09$).

Na figura 2.14 a abundância de Be é mostrada em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$. Apesar da alta dispersão dos pontos, nenhuma tendência com metalicidade é aparente. O que se confirma pelo coeficiente de correlação linear, $\rho = 0.10$, e por um ajuste linear aos pontos (excluindo HIP 85963 e HIP 107975).

Na figura 2.15 a abundância de Be é mostrada em função de $\log g$. O coeficiente de correlação é baixo, $\rho = 0.23$. O ajuste linear mostra uma

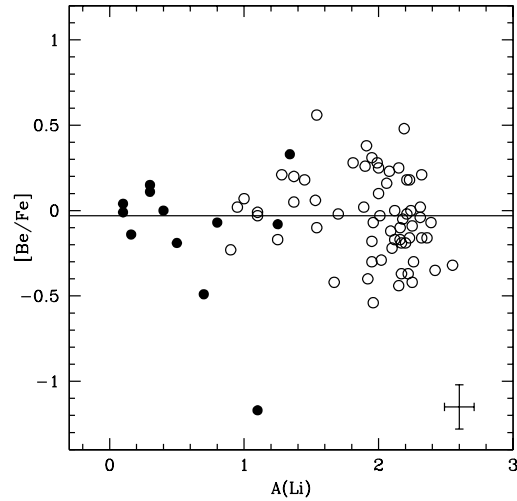


Figura 2.16: A razão $[Be/Fe]$ em função da abundância de Li. Estrelas com abundâncias de Be mas limites superiores de Li são representadas por círculos fechados, estrelas com abundâncias de Be e Li são representadas como círculos abertos. Um ajuste linear aos pontos, sem as estrelas excluídas, é mostrado. Não há correlação entre Li e Be.

pequena tendência de diminuição da abundância de Be com $\log g$. Algumas estrelas com $\log g < 4.00$ parecem ter baixo $[Be/Fe]$. Um efeito similar não é visto nas abundâncias de Li, como seria esperado de um efeito devido a mistura convectiva (Fig. 2.12). Estas estrelas se encontram em todo o intervalo de metalicidade (de -0.50 a -1.80), o que exclui um efeito de evolução química. Não existe assim qualquer razão para excluir estas estrelas da discussão seguinte.

Por fim, a Fig. 2.16 mostra $[Be/Fe]$ contra $A(Li)$. Nenhuma correlação entre as duas quantidades é vista. As estrelas com menor abundância de Be não são as com menor abundância de Li. Na verdade, a maioria das estrelas com limites superiores de Li tem a mesma abundância de Be de estrelas com Li normal. Três estrelas com somente um limite da abundância de Be têm detecções de Li. Elas são frias e tem Li abaixo do plateau. As detecções se devem provavelmente a maior S/R possível de se obter na região mais

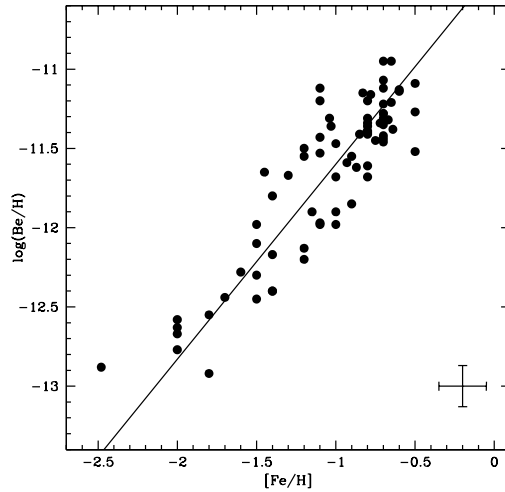


Figura 2.17: Diagrama de $[Fe/H]$ vs. $\log(Be/H)$ para todas as 73 estrelas mostrando uma ajuste linear aos pontos. O coeficiente de correlação tem o valor de $\rho = 0.89$. Um exemplo de barra de erro é dado no canto inferior direito da figura.

vermelha do espectro.

2.7 A evolução química do Be

A amostra limpa contém 73 estrelas, 6 estrelas do disco fino, 27 do disco espesso, 39 do halo e uma estrela com 50% de probabilidade de pertencer tanto ao halo quanto ao disco espesso. Esta estrela e as estrelas do disco fino permanecem na amostra pois sua classificação pode mudar com a adoção de critérios cinemáticos diferentes (como a classificação em componente dissipativa e de acreção definida por Gratton et al. 2003b). A figura 2.17 mostra um diagrama de $[Fe/H]$ vs. $\log(Be/H)$ e a figura 2.18 mostra um diagrama de $[\alpha/H]$ vs. $\log(Be/H)$ para todas as 73 estrelas. Nas duas figuras, os pontos estão distribuídos ao longo de relações lineares, como encontrado em trabalhos anteriores da literatura. Os ajustes lineares, levando em conta o erro nos dois eixos, têm as seguintes fórmulas:

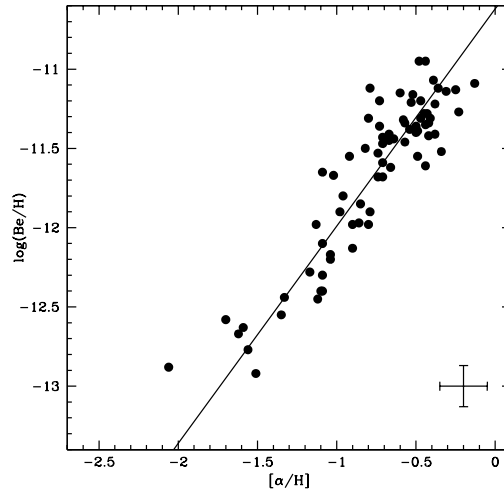


Figura 2.18: Diagrama de $[\alpha/\text{H}]$ vs. $\log(\text{Be}/\text{H})$ para todas as 73 estrelas mostrando uma ajuste linear aos pontos. O coeficiente de correlação tem o valor de $\rho = 0.91$. Um exemplo de barra de erro é dado no canto inferior direito da figura.

$$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.38 \pm 0.08) + (1.24 \pm 0.07) [\text{Fe}/\text{H}] \quad (2.3)$$

$$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.62 \pm 0.07) + (1.36 \pm 0.08) [\alpha/\text{H}] \quad (2.4)$$

É preciso notar que a relação mais importante para o estudo da evolução do Be seria aquela com $[\text{O}/\text{H}]$, já que é o oxigênio o elemento que mais contribui para a formação de Be por processos de espalação. Na ausência de abundâncias de oxigênio para a amostra completa, as abundâncias médias de elementos alfa, calculadas por Venn et al. (2004), foram usadas. Como o oxigênio e os elementos α mostram um comportamento similar, essa escolha não introduz qualquer inconsistência.

A Tab. 2.6 faz uma comparação entre as relações lineares calculadas neste trabalho e aquelas calculadas anteriormente. A tabela inclui ajustes lineares feitos somente às estrelas do halo, somente às estrelas do disco espesso e somente às estrelas da sub-amostra de F00. Todas as relações com Fe possuem um coeficiente angular muito próximo de um, indicando que o Be se

2.7. A EVOLUÇÃO QUÍMICA DO BE

Tabela 2.6: Uma comparação entre as relações lineares entre Be e Fe ou O (ou o indicador de elemento α adotado) encontradas na literatura.

$\log(\text{Be}/\text{H}) = (A \pm \sigma_A) + (B \pm \sigma_B) [\text{Fe}/\text{H}]$	Ref.
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.38 \pm 0.08) + (1.24 \pm 0.07) [\text{Fe}/\text{H}]$	Este trabalho (toda amostra)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.34 \pm 0.09) + (1.27 \pm 0.08) [\text{Fe}/\text{H}]$	Este trabalho (estrelas de F00)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.40 \pm 0.08) + (1.22 \pm 0.07) [\text{Fe}/\text{H}]$	Este trabalho (halo)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.38 \pm 0.08) + (1.16 \pm 0.07) [\text{Fe}/\text{H}]$	Este trabalho (disco espesso)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.37 \pm 0.10) + (1.10 \pm 0.07) [\text{Fe}/\text{H}]$	Tan et al. (2008)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.22 \pm 0.07) + (1.16 \pm 0.04) [\text{Fe}/\text{H}]$	King (2001)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.59 \pm 0.03) + (0.96 \pm 0.04) [\text{Fe}/\text{H}]$	Boesgaard et al. (1999)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.19 \pm 0.11) + (1.07 \pm 0.08) [\text{Fe}/\text{H}]$	Molaro et al. (1997)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-9.76 \pm 0.22) + (1.26 \pm 0.11) [\text{Fe}/\text{H}]$	Boesgaard & King (1993)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.87 \pm 0.51) + (0.77 \pm 0.23) [\text{Fe}/\text{H}]$	Gilmore et al. (1992) ²
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (A \pm \sigma_A) + (B \pm \sigma_B) [\alpha/\text{H}]$	Ref.
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.62 \pm 0.07) + (1.36 \pm 0.08) [\alpha/\text{H}]$	Este trabalho (toda amostra)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.71 \pm 0.07) + (1.34 \pm 0.08) [\alpha/\text{H}]$	Este trabalho (estrelas de F00)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.62 \pm 0.07) + (1.37 \pm 0.08) [\alpha/\text{H}]$	Este trabalho (halo)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.64 \pm 0.07) + (1.31 \pm 0.08) [\alpha/\text{H}]$	Este trabalho (disco espesso)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.42 \pm 0.15) + (1.49 \pm 0.16) [\text{O}/\text{H}]$	Tan et al. (2008) [OI]
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.81 \pm 0.08) + (1.30 \pm 0.08) [\text{O}/\text{H}]$	Tan et al. (2008) OI
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.87 \pm 0.28) + (1.10 \pm 0.18) [\text{Mg}/\text{H}]$	King (2002)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.33 \pm 0.16) + (1.31 \pm 0.18) [\text{Ca}/\text{H}]$	King (2002)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.61 \pm 0.06) + (1.51 \pm 0.05) [\text{O}/\text{H}]^1$	King (2001)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.69 \pm 0.04) + (1.45 \pm 0.04) [\text{O}/\text{H}]$	Boesgaard et al. (1999)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-10.62 \pm 0.13) + (1.13 \pm 0.11) [\text{O}/\text{H}]$	Molaro et al. (1997)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = -10.68 + 1.12 [\text{O}/\text{H}]$	Boesgaard & King (1993)
$\log(\text{Be}/\text{H}) = (-11.19 \pm 0.25) + (0.85 \pm 0.15) [\text{O}/\text{H}]$	Gilmore et al. (1992) ²

(1) Uma abundância de oxigênio média da calculada por diversos indicadores diferentes, como as linhas moleculares de OH no UV e a linha proibida de [OI] em λ 6300 Å.

(2) Os ajustes foram recalculados neste trabalho a partir dos dados originalmente publicados

comporta como um elemento primário. Na relação com o oxigênio (ou elementos α) os coeficientes angulares dos diversos trabalhos listados mostram um acordo pior. Esse desacordo é provavelmente influenciado pelo desacordo na determinação da abundância de oxigênio por indicadores diferentes, fato bem conhecido na literatura.

Para avaliar o uso do Be como cosmocronômetro é preciso investigar o espalhamento dos pontos nas relações entre Be e Fe e entre Be e elementos α . Algum espalhamento foi encontrado em trabalhos anteriores, mas usando amostras menores. Molaro et al. (1997) sugeriram uma mudança na inclinação da relação entre Be e Fe em $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.6, -1.1$. Tal mudança não é aparente aqui. A presença do espalhamento em uma amostra pequena é possivelmente a responsável por esta sugestão.

A dispersão está presente em todo o intervalo de metalicidade analisado. O rms do ajuste linear é maior que os erros nas abundâncias de Fe, Be e elementos α , mostrando que parte da dispersão é real, e não um efeito da análise. Na hipótese de que o Be é um bom cosmocronômetro, a dispersão se deve em maior parte ao Fe e aos elementos α . Em um dado momento nas fases iniciais da Galáxia, o halo tem uma metalicidade maior do que o disco espesso. Assim, uma estrela formada no halo tem maior $[\text{Fe}/\text{H}]$ do que uma estrela formada no disco espesso no mesmo momento, mesmo que as duas possuam a mesma abundância de Be.

2.7.1 A relação Be-Fe

A melhor maneira de testar se dispersão é real é procurar por estrelas que, em princípio, devessem ter espectros idênticos e buscar uma possível diferença entre as linhas de Be. Desta maneira, é possível checar se a diferença entre as linhas de Be é real de maneira independente da habilidade em se modelar o seu espectro.

Quatro pares de estrelas com mesmos parâmetros e mesma metalicidade foram identificados. Seus espectros, na região do Be, são comparados na figura 2.19. Todos os pares de espectros mostram excelente acordo entre as

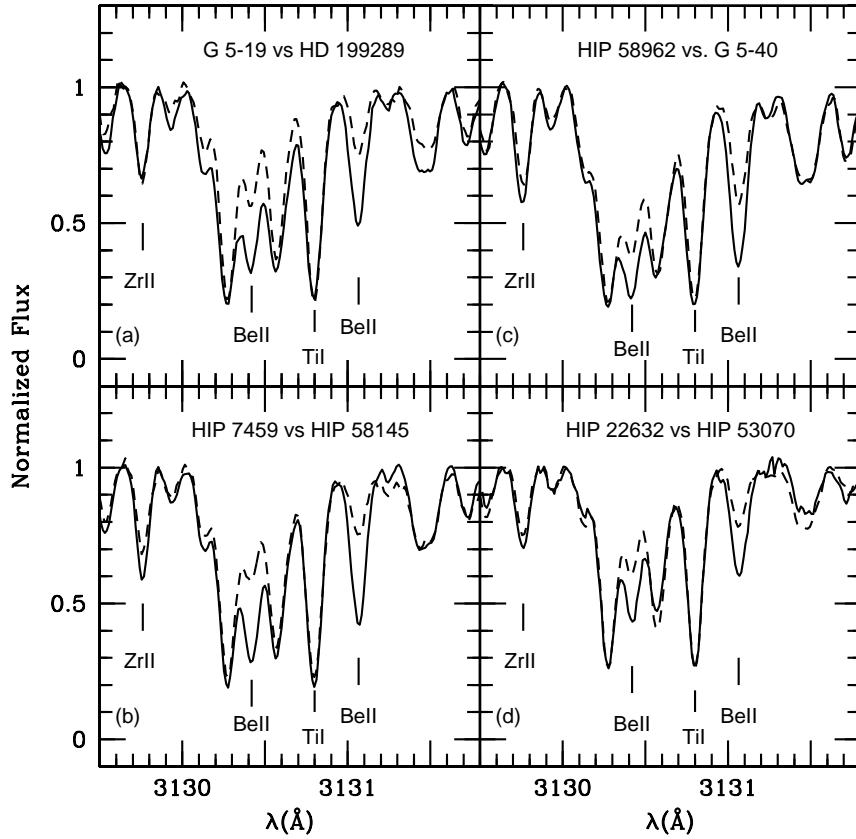


Figura 2.19: Comparação entre a região do Be no espectro de estrelas com metalicidade e parâmetros atmosféricos similares, mas diferentes abundâncias de Be. (a) G 5-19 com $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}]/\log(\text{Be}/\text{H}) = 5942/4.24/-1.10/-11.98$, linha tracejada, e HD 199289 com $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}]/\log(\text{Be}/\text{H}) = 5894/4.38/-1.03/-11.36$, linha sólida. (b) HIP 7459 com $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}]/\log(\text{Be}/\text{H}) = 5909/4.46/-1.15/-11.90$, linha tracejada, e HIP 58145 com $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}]/\log(\text{Be}/\text{H}) = 5946/4.41/-1.04/-11.31$, linha sólida. (c) HIP 58962 com $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}]/\log(\text{Be}/\text{H}) = 5831/4.36/-0.80/-11.68$, linha tracejada, e G 5-40 com $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}]/\log(\text{Be}/\text{H}) = 5863/4.24/-0.83/-11.15$, linha sólida. (d) HIP 22632 com $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}]/\log(\text{Be}/\text{H}) = 5825/4.30/-1.40/-12.17$, linha tracejada, e HIP 53070 com $T_{\text{eff}}/\log g/[\text{Fe}/\text{H}]/\log(\text{Be}/\text{H}) = 5900/4.20/-1.40/-11.80$, linha sólida.

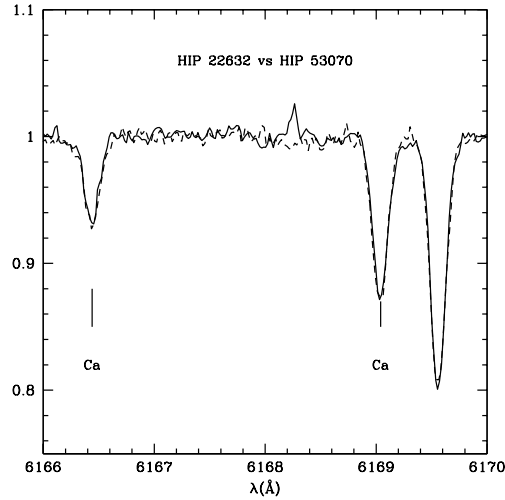


Figura 2.20: Comparação entre duas linhas de Ca no espectro das estrelas HIP 22632 (linha tracejada) e HIP 53070 (linha sólida). A região do Be destas estrelas é mostrada no último painel da figura anterior. As estrelas tem metalicidade, parâmetros atmosféricos e abundâncias de elementos alfa semelhantes mas diferentes abundâncias de Be.

linhas vizinhas às linhas de Be. Estas, por sua vez, estão claramente em desacordo. Este desacordo é argumento claro de que pelo menos parte da dispersão observada nas abundâncias é real. As estrelas em comparação estão em um intervalo de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.80$ a -1.40 , mostrando que a dispersão não se concentra em apenas um valor de metalicidade. Além disso, as estrelas possuem gravidades muito semelhantes e a mesma abundância de Li. Logo, a diferença observada não se deve a diferentes gravidades (as linhas de Be são da espécie ionizada) ou a diferentes graus de mistura convectiva.

Entretanto, é o oxigênio quem participa na formação de Be. A abundância de elementos alfa, $[\alpha/\text{H}]$, para as estrelas discutidas acima não é a mesma. Assim, poderia-se esperar que estrelas formadas com mesmo $[\text{Fe}/\text{H}]$ mas diferentes abundâncias de oxigênio, tivessem diferentes abundâncias de Be. Entre as estrelas da Fig. 2.19, HIP 22632 e HIP 53070 são as que possuem $[\alpha/\text{H}]$ mais semelhante, -1.04 e -0.96 dex, respectivamente. Na Fig. 2.20

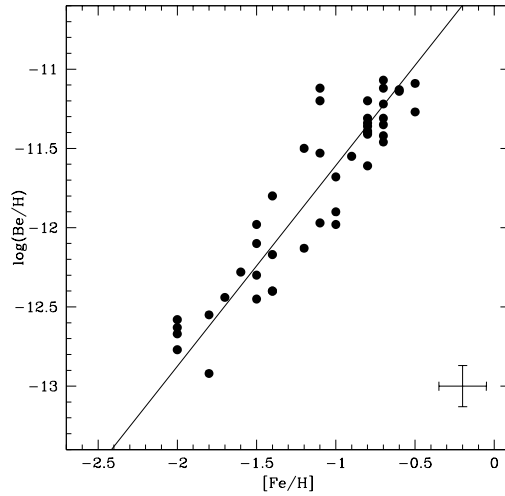


Figura 2.21: Diagrama de $[Fe/H]$ vs. $\log(Be/H)$ para as estrelas analisadas por Fulbright (2000). Uma barra de erro típica é mostrada.

duas linhas de cálcio em $\lambda 6166.44 \text{ \AA}$ e $\lambda 6169.04 \text{ \AA}$ destas estrelas são comparadas. Pode-se claramente ver que não há diferença entre as abundâncias de Ca entre estas estrelas. A diferença entre $[\alpha/H]$ das demais estrelas é da ordem de -0.15 dex , a mesma ordem de grandeza da incerteza dessa medida. O caso das estrelas HIP 22632 e HIP 53070 mostra que também é possível encontrar estrelas com abundâncias de elementos α similares, mas diferentes abundâncias de Be.

A sub-amostra de F00

Como discutido anteriormente, apesar de estar dentro das incertezas, existe uma diferença sistemática entre as temperaturas e metalicidades encontradas por F00 e Ed93. Esta diferença pode afetar o espalhamento dos pontos em gráficos como os das Figs. 2.17 e 2.18. Na amostra final de 73 estrelas, 49 possuem parâmetros calculados por F00. Destas, 26 são estrelas do halo e 19 do disco espesso. Para verificar a influência deste fato nos resultados, a análise das relações do Be com o Fe e com os elementos α foi repetida apenas com as estrelas de F00. Os resultados são mostrados nas figuras 2.21 e 2.22,

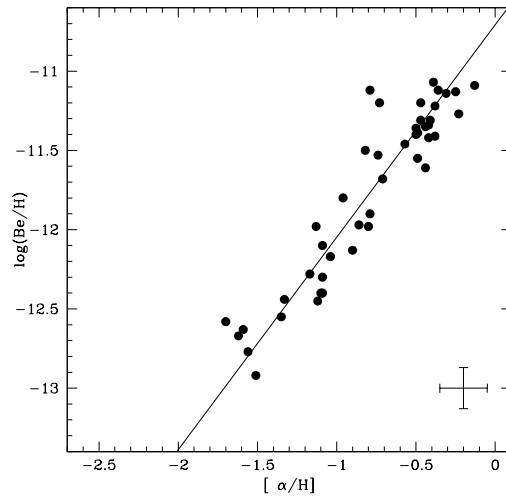


Figura 2.22: Diagrama de $[\alpha/\text{H}]$ vs. $\log(\text{Be}/\text{H})$ para as estrelas analisadas por Fulbright (2000). Uma barra de erro típica é mostrada.

e estão listados na Tab. 2.6. Os ajustes lineares e a dispersão observada são estatisticamente iguais. Isso mostra que a decisão de adotar parâmetros da literatura e combinar diferentes análises não teve um impacto negativo nos resultados.

2.8 Be como cronômetro

A hipótese de que o Be é um bom indicador de tempo se baseia na idéia de que o fluxo de raios cósmicos nas fases iniciais da Galáxia foi próximo de uniforme. Assim garante-se que o cronômetro tenha um passo uniforme dentro de uma região relevante da Galáxia. Em geral, modelos de evolução química não incluem um tratamento detalhado da propagação e confinamento de raios cósmicos. Nesta seção os resultados serão comparados com os modelos de Valle et al. (2002). Estes fazem um tratamento multi-zona da Galáxia onde cada componente é caracterizada por uma taxa de formação estelar com dependência radial. O fluxo de raios cósmicos no entanto não é tratado com dependência radial ou vertical. Assim, a interpretação dos resultados em

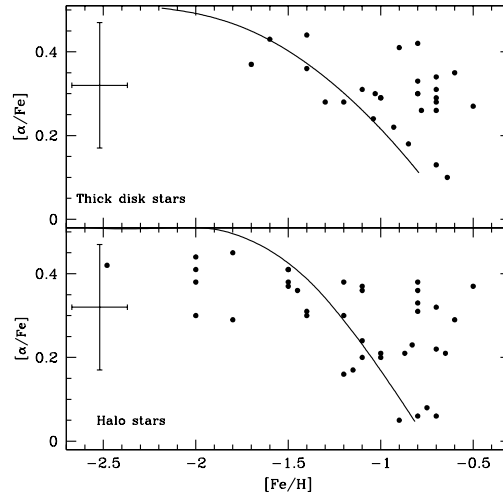


Figura 2.23: Diagrama $[\alpha/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$. As estrelas do disco espesso estão no painel superior e as do halo no painel inferior. As curvas representam o comportamento esperado das duas componentes nos modelos de Valle et al. (2002).

comparação com estes modelos é limitada.

A Fig. 2.23 mostra o diagrama clássico, $[\alpha/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ dividido entre estrelas do halo e do disco espesso. O comportamento já conhecido da literatura, com um plateau em torno de $[\alpha/\text{Fe}] = +0.40$ para as menores metalicidades, seguido de uma inversão em torno de $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.00$, devido à adição de Fe de SN Ia, é recuperado. A Fig. 2.24 mostra o diagrama $[\alpha/\text{Fe}]$ vs. $\log(\text{Be}/\text{H})$, também dividido em halo e disco espesso. A linha sólida nos dois casos representa o modelo de Valle et al. (2002).

O modelo consegue reproduzir o comportamento do disco espesso nas duas figuras. No entanto, na Fig. 2.24 as estrelas do halo se dividem em duas componentes. Uma que segue o comportamento esperado pelo modelo e uma com um comportamento distinto. Esta última, do ponto de vista das abundâncias ($\log(\text{Be}/\text{H})$ e $[\alpha/\text{Fe}]$) se comporta como as estrelas do disco espesso. Estas figuras parecem indicar que o disco espesso é composto de uma população homogênea onde o Be pode ser usado como um cronômetro. O halo no entanto é mais complexo.

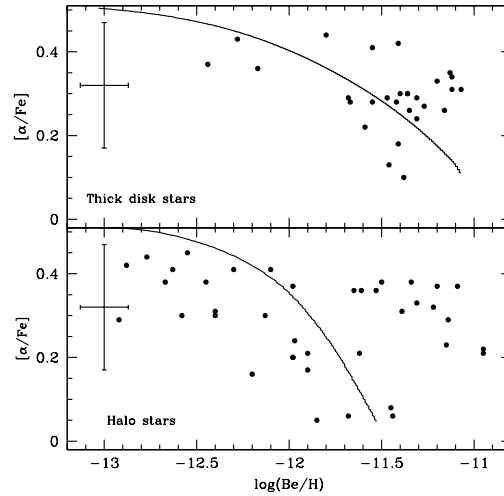


Figura 2.24: Diagrama $[\alpha/\text{Fe}]$ vs. $\log(\text{Be}/\text{H})$. As estrelas do disco espesso estão no painel superior e as estrelas do halo no painel inferior. O disco espesso é caracterizado por um alto espalhamento e as estrelas do halo se dividem claramente em duas sequências. As curvas representam o comportamento esperado das duas componentes nos modelos de Valle et al. (2002).

2.8.1 Disco espesso

Quando comparado ao halo, as estrelas do disco espesso mostram um menor espalhamento em todos os diagramas, sugerindo que sua formação seja mais simples. Nas Figs. 2.25 e 2.26 as abundâncias de Be e a razão $[\alpha/\text{Fe}]$ são mostradas em função de V , a componente da velocidade da estrela na direção da rotação da Galáxia, e em função de R_{min} , o semi-eixo menor da órbita da estrela, respectivamente. As estrelas do disco espesso mostram uma anticorrelação entre $[\alpha/\text{Fe}]$ e R_{min} (Fig. 2.26). Mesmo excluindo as duas estrelas com maior R_{min} , restringindo a amostra a $R_{\text{min}} < 6$ kpc, a probabilidade da correlação é de 99.8% (Piercarlo Bonifacio 2008, comunicação privada). Uma anticorrelação semelhante também está presente em Gratton et al. (2003c, ver a Fig. 6).

Se R_{min} for considerado como representativo do raio onde a estrela foi formada, desprezando efeitos de difusão orbital, o gradiente indica que a

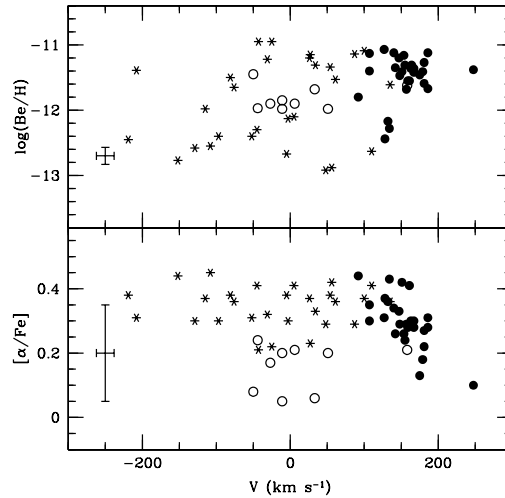


Figura 2.25: Diagrama $\log(\text{Be}/\text{H})$ vs. V , a componente da velocidade espacial da estrela na direção da rotação do disco da Galáxia. As estrelas do disco espesso são representadas como círculos fechados e as estrelas do halo como asteriscos com exceção do sub-grupo do halo discutido no texto, representado como círculos abertos.

taxa de formação estelar nas regiões internas do disco espesso foi maior do que nas regiões externas. Este fato está em acordo com a idéia de que o disco espesso é velho e possui alta massa (Fuhrmann 1998, 2000, 2004, 2008). Se a formação estelar no disco espesso durou ~ 2 Ganos (Fuhrmann 2004), houve tempo suficiente para que regiões com baixa taxa de formação estelar formassem estrelas com menor $[\alpha/\text{Fe}]$ do que regiões internas com alta taxa de formação estelar. No modelo de Valle et al. (2002) a formação estelar no disco espesso dura por cerca de ~ 1 Gano. Além disso, as estrelas com menor abundância de Be no disco se encontram em menores R_{min} . Se o Be é um bom cronômetro, estas estrelas são mais velhas, indicando que a formação estelar se iniciou nas partes internas do disco.

Na mesma Fig. 2.26 nota-se a falta de correlação entre $\log(\text{Be}/\text{H})$ e R_{min} . O mesmo acontece se $[\text{Be}/\text{Fe}]$ for usado. A maior objeção ao uso do Be como cronômetro vem da possibilidade de que sua formação seja afetada por

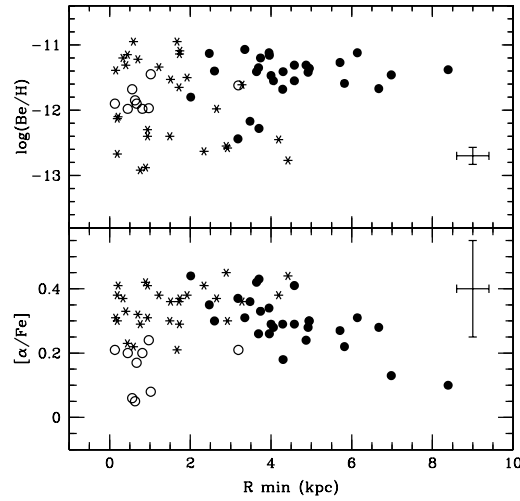


Figura 2.26: Diagrama $\log(\text{Be}/\text{H})$ vs. R_{\min} , o semi eixo menor da órbita da estrela. As estrelas do disco espesso são representadas como círculos fechados e as estrelas do halo como asteriscos com exceção do sub-grupo do halo discutido no texto, representado como círculos abertos.

detalhes locais da formação estelar, aumentando a sua dispersão através da Galáxia. A falta de correlação entre $\log(\text{Be}/\text{H})$ e R_{\min} indica o contrário. A diferença entre as taxas de formação estelar das regiões internas e externas do disco não influenciam a abundância de Be de maneira pronunciada. Um gradiente no sentido de menores abundâncias de Be em raios maiores seria esperado se o fluxo local de raios cósmicos fosse o fator dominante na produção de Be.

2.8.2 Halo

Existem dois cenários clássicos para a formação do halo, o do colapso monolítico (Eggen et al. 1962) e o cenário hierárquico (Searle & Zinn 1978). Considera-se atualmente que os dois representam situações extremas que não ocorrem na realidade. Simulações modernas da formação da Galáxia em um contexto cosmológico sugerem que a formação da Galáxia ocorra de maneira hierárquica mas produzindo características típicas do colapso mo-

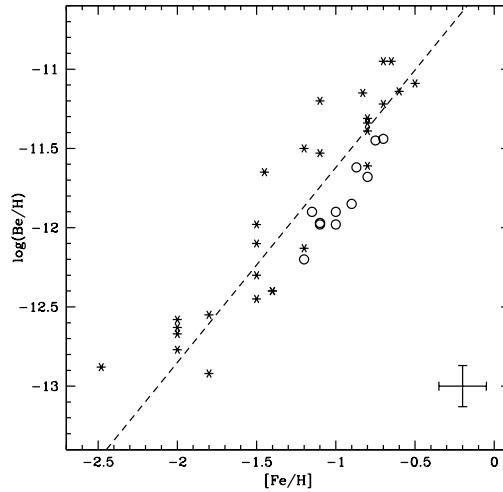


Figura 2.27: Diagrama $\log(\text{Be}/\text{H})$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ mostrando apenas as estrelas do halo. As estrelas do sub-grupo com baixo $[\alpha/\text{Fe}]$ são representadas como círculos abertos. O ajuste linear é mostrado para guiar os olhos.

nolítico, como gradientes de metalicidade (ver por exemplo Font et al. 2006, e referências). Nestas simulações o halo seria composto de estrelas acretadas de galáxias anãs e também de estrelas formadas no próprio halo.

Neste sentido, seria de se esperar que o Be como um cronômetro corra em passos diferentes em cada uma das componentes que formem o halo. Desta forma, é natural esperar de antemão a divisão observada na Fig. 2.24. Como mostra a comparação com o modelo, algumas estrelas com alto Be e alto $[\alpha/\text{Fe}]$ se afastam do comportamento esperado. Poderia-se então interpretar este conjunto de estrelas como objetos acretados de sistemas externos.

Por outro lado, a figura mostra apenas duas sequências bem definidas e não um espalhamento dos objetos por todo o diagrama. Isto parece indicar que o Be possa ser usado com um cronômetro no halo, desde que as sequências sejam apropriadamente separadas. Não se pode comparar as duas diretamente pois a escala da relação Be como o tempo é, em princípio, diferente em cada componente.

A separação observada na Fig. 2.24 é dependente dos erros da análise, que

são particularmente grandes para $[\alpha/\text{Fe}]$, dada a escolha de adotar valores da literatura. Um teste estatístico (Piercarlo Bonifacio 2008, comunicação privada) mostra que as estrelas do halo na parte superior direita da figura têm probabilidades entre 9% e 40% de seguirem a curva teórica. Estes valores sugerem que a separação é real. Essa separação poderá ser vinculada de maneira mais robusta quando abundâncias homogêneas de oxigênio forem calculadas para a amostra (Smiljanic et al., em preparação).

Alguns trabalhos (Carney et al. 1997; Nissen & Schuster 1997) identificaram estrelas com baixo $[\alpha/\text{Fe}]$ que foram consideradas como objetos acretados. Estas são no entanto as estrelas que seguem o comportamento esperado pelo modelo (Fig. 2.24). Este grupo de estrelas do halo com “baixo α ” ($[\alpha/\text{Fe}] \leq 0.25$ e $\log(\text{Be}/\text{H}) \leq -11.4$) é representado nas figuras 2.25 e 2.26 como círculos abertos. Apesar da estatística de pontos ser pequena, a maioria delas possui V próximo de zero e $R_{\text{min}} \leq 1$ kpc. Trata-se assim de um grupo de estrelas sem rotação cuja órbita as leva muito próximo ao centro da Galáxia. Este seria o comportamento esperado de estrelas acretadas, que por fricção dinâmica tendem a se mover em direção ao centro da Galáxia. Estas estrelas também mostram um pequeno intervalo de abundâncias de Be, sugerindo um pequeno intervalo de idades. Estas características parecem indicar um possível origem comum destes objetos. No diagrama $\log(\text{Be}/\text{H})$ em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ (Fig. 2.27), as estrelas deste subgrupo formam uma sub-sequência bem definida que corre paralela às demais estrelas do halo.

Os modelos tratam o halo como uma população homogênea com uma relação idade metalicidade bem definida. Os resultados aqui apresentados sugerem que, nesta amostra do halo local, existem pelo menos duas populações com histórias de formação estelar diferentes. Modelos de evolução química como os de Valle et al. (2002) não fazem um tratamento detalhado da história de acreção do halo. Assim, uma interpretação robusta desta divisão em duas componentes frente aos modelos não pode ser feita. Esta divisão pode ser resultado da acreção de estrelas de galáxias externas ou pode ainda ser resultado da evolução química de regiões separadas e independentes

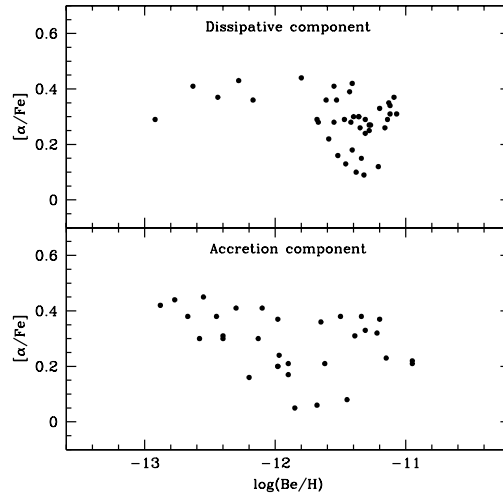


Figura 2.28: Diagrama $[\alpha/\text{Fe}]$ vs. $\log(\text{Be}/\text{H})$. A componente dissipativa é mostrada no painel superior e a componente de acreção no painel inferior. A componente dissipativa é caracterizada por um alto espalhamento enquanto a componente de acreção claramente se divide em duas sequências.

do proto-halo. Modelos mais complexos, onde a história de acreção do halo seja tratada, são necessários. Apesar de uma certa limitação nas possíveis interpretações, esta análise mostra que o Be é um instrumento de grande utilidade no estudo de diferentes populações estelares.

2.8.3 Componentes dissipativa e de acreção

Nesta sub-seção divide-se a amostra quanto às componentes cinemáticas definidas em Gratton et al. (2003b,c), componente dissipativa e componente de acreção, definidas no início do capítulo. Algumas das estrelas classificadas por Venn et al. (2004) como estrelas do disco fino são classificadas aqui como estrelas da componente dissipativa. Da amostra final limpa 34 fazem parte da componente de acreção e 39 da componente dissipativa. O objetivo desta breve discussão é mostrar que as conclusões finais obtidas não mudam mesmo quando uma classificação cinemática diferente é usada.

As Figs. 2.28, 2.29 e 2.30 mostram que as estrelas divididas nestas com-

CAPÍTULO 2. O BERÍLIO COMO COSMOCRONÔMETRO

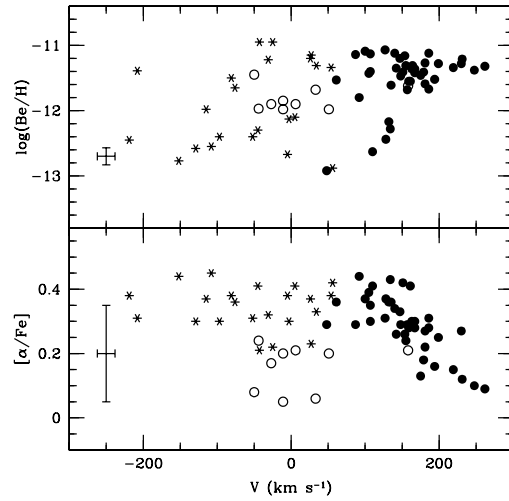


Figura 2.29: Diagrama $\log(\text{Be}/\text{H})$ vs. V , a componente da velocidade espacial da estrela na direção da rotação do disco Galáctico. A componente dissipativa é representada como círculos fechados, a componente de acreção como asteriscos e as estrelas do sub-grupo definido anteriormente como círculos abertos.

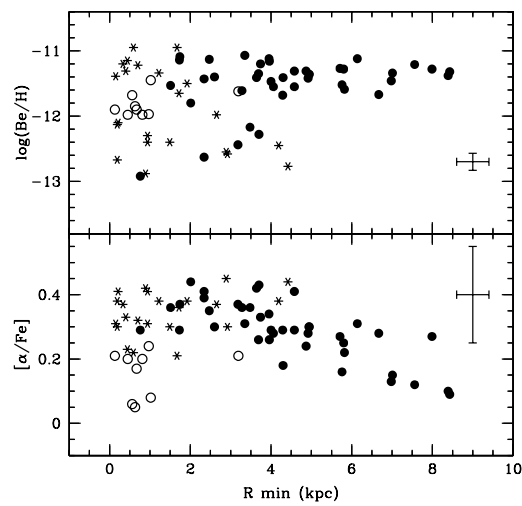


Figura 2.30: Diagrama $\log(\text{Be}/\text{H})$ vs. $R \text{ min}$, o semi-eixo menor da órbita da estrela na Galáxia. A componente dissipativa é representada como círculos fechados, a componente de acreção como asteriscos e as estrelas do sub-grupo definido anteriormente como círculos abertos.

ponentes se comportam da mesma maneira do que as estrelas divididas em halo e disco espesso. Estes gráficos podem ser comparados diretamente com as Figs. 2.24, 2.25 e 2.26. Fica claro assim, que as conclusões obtidas a partir desta outra classificação cinemática são as mesmas.

2.9 Uma estrela super-rica em Be

Durante a análise da amostra foi identificada uma estrela super-rica em berílio. HD 106038 (HIP 59490) possui cerca de dezesseis vezes mais berílio ($\log(\text{Be}/\text{H}) = -10.60$) do que o esperado para estrelas de sua metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}] = -1.26$). A abundância de Be desta estrela é comparável à presente no Sol ($\log(\text{Be}/\text{H}) = -10.58$).

A alta abundância de Be desta estrela foi na verdade mencionada pela primeira vez em Asplund et al. (2006). No entanto, a primeira análise a quantificar esta sobre-abundância foi realizada neste trabalho e publicada em Smiljanic et al. (2008d)¹⁵. Até o momento esta estrela é única, nenhuma outra estrela pobre em metais com tal sobre-abundância de berílio é conhecida.

Existe, porém, pelo menos um outro caso¹⁶ de sobre-abundância de Be, mas em uma estrela de metalicidade solar: a estrela J37 da sequência principal do aglomerado aberto NGC 6633 discutida em Ashwell et al. (2005). Uma

¹⁵Este artigo foi tema de entrevista concedida a Ken Crowell do programa de rádio sobre ciências *Earth & Sky*. O programa *Earth & Sky* é transmitido por uma rede de mais de 1700 rádios em todo o mundo, a maioria nos EUA. A matéria transmitida pode ser lida e ouvida em: <http://www.earthsky.org/radioshows/52423/halo-star-hints-of-hypernova-from-long-ago>.

¹⁶Excluindo algumas estrelas de tipo A e F quimicamente peculiares que mostram sobre-abundâncias de Be (Sadakane et al. 1985; Fremat & Houziaux 1997). Estas estrelas também possuem sobre-abundâncias de outros elementos como Mn ou Hg. Estas abundâncias são atribuídas a efeitos de difusão que levam alguns elementos a preferencialmente se concentrar na fotosfera enquanto outros tendem a afundar. Como discutido em Richard et al. (2002, e referências) em estrelas com temperatura e metalicidade similares à HD 106038, os efeitos da difusão resultariam na diminuição da abundância de Be e não em seu aumento.

abundância de $\log(\text{Be}/\text{H}) = -9.0 \pm 0.5$ foi encontrada. Como discutido no Cap. 4, o aglomerado NGC 6633 tem uma idade de 0.45 Ganos e $[\text{Fe}/\text{H}] \sim +0.08$.

Anteriormente, Deliyannis et al. (2002) encontraram uma altíssima abundância de Li nesta estrela, $A(\text{Li}) = 4.29 \pm 0.07$. Também foram encontradas sobre-abundâncias de Al, S, Ca, Si, Ni e Fe e uma sub-abundância de C quando J37 é comparada com outros membros do aglomerado. Estes resultados foram confirmados posteriormente por Laws & Gonzalez (2003) que também encontraram sobre-abundâncias de Na, Sc e Ti e uma sub-abundância de O.

A estrela HD 106038 também possui outras peculiaridades químicas mas distintas das encontradas em J37. Além disso, J37 é consideravelmente mais quente, $T_{\text{eff}} = 7580 \text{ K}$ (Ashwell et al. 2005). Deliyannis et al. (2002) sugerem que as abundâncias de J37 se devem a efeitos de difusão atômica. Laws & Gonzalez (2003) e Ashwell et al. (2005) favorecem no entanto um cenário misto onde o principal fator seria a acreção de material rochoso com composição similar à de meteoritos condritos. Alguma difusão seria ainda necessária para explicar as abundâncias de C e O. Como discutido abaixo, a acreção de tal material é bastante improvável no caso de HD 106038.

2.9.1 A sobre-abundância é real?

A figura 2.31 mostra uma comparação direta entre os espectros na região das linhas de Be entre a estrela HD 106038 e a estrela HIP 7459. A estrela HIP 7459 também faz parte da amostra analisada aqui e possui parâmetros atmosféricos semelhantes à HD 106038.

Os parâmetros atmosféricos das duas estrelas foram determinados por Nissen & Schuster (1997) (Tab. 2.7). A análise de Nissen & Schuster (1997) é diferencial com relação a duas anãs analisadas por Edvardsson et al. (1993). O método diferencial garante uma boa precisão na comparação entre as duas estrelas. Neste caso, o resultado de que as duas estrelas possuem parâmetros e metalicidade semelhantes é robusto. Assim sendo, seria esperado que seus

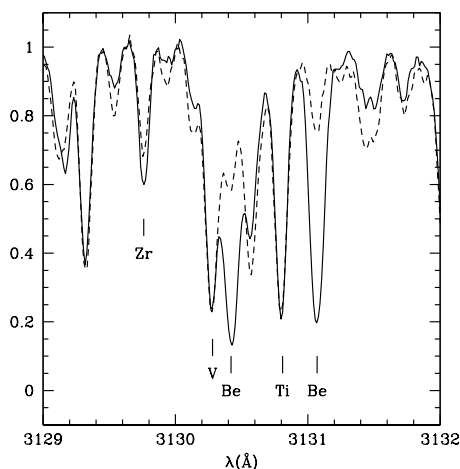


Figura 2.31: Comparação entre os espectros de HD 106038 (linha sólida) e HIP 7459 (linha tracejada), uma estrela com parâmetros atmosféricos e metalicidade semelhante. O elemento dominante das estruturas vizinhas também é indicado. As linhas de V e Ti têm a mesma intensidade nas duas estrelas enquanto pode-se notar alguma diferença na linha de Zr.

espectros também mostrassem grande semelhança.

Os parâmetros atmosféricos adotados estão em excelente acordo com outras determinações baseadas em dados de alta resolução (Gratton et al. 2003b; Asplund et al. 2006; Meléndez et al. 2006, por exemplo). Apesar da abundância de Be ser comparável à abundância meteorítica, a estrela é claramente pobre em metais. Erros grosseiros de mais de 1.0 dex na metalicidade, ou na temperatura para causar tal impacto em $[\text{Fe}/\text{H}]$, são praticamente impossíveis.

Para uma dada largura equivalente das linhas de Be, quanto menor a gravidade da estrela, menor a sua abundância de Be. A mudança necessária na gravidade para trazer a abundância para um patamar normal implicaria que a estrela fosse uma subgigante ou mesmo uma gigante. Neste caso, seria de se esperar que o Be estivesse diluído devido à primeira dragagem, em contradição com a observação das fortes linhas de Be. A posição da estrela no diagrama HR também não é compatível com um estágio evolutivo mais

Tabela 2.7: Os parâmetros atmosféricos e as abundâncias de Be para as estrelas HD 106038, HIP 7459 e para o Sol.

Estrela	T_{eff} K	$\log g$	ξ km s ⁻¹	[Fe/H]	$\log(\text{Be}/\text{H})$
Sol	5777	4.44	1.00	0.00	-10.9
HD 106038	6046	4.46	1.34	-1.26	-10.6
HIP 7459	5909	4.46	1.23	-1.15	-11.9

avançado. Por último, a gravidade calculada usando-se a paralaxe Hipparcos é exatamente 4.46, o mesmo valor obtido espectroscopicamente.

Os dados brutos e os arquivos de calibração foram revistos com cuidado para certificar que não se tratava de um efeito artificial introduzido, por exemplo, por um *flat-field* defeituoso. As duas linhas de Be são igualmente intensas, mostram sinais visíveis de saturação e são bem ajustadas por espectros sintéticos.

A temperatura de HD 106038 é um forte argumento contra a possibilidade de bandas moleculares muito intensas afetando as linhas. Além disso, as linhas vizinhas de OH e CH são, na verdade, mais fracas em HD 106038 do que em HIP 7459. Também não se pode atribuir a intensidade das linhas ao efeito de outras linhas atômicas pois estas dificilmente afetariam apenas as duas linhas de Be, da mesma maneira, e nada mais. Tais contribuições seriam facilmente identificáveis como assimetrias nos perfis das linhas e desvios nos comprimentos de onda centrais, o que não é observado.

Os argumentos apresentados acima indicam claramente que as intensas linhas de Be observadas correspondem a uma sobre-abundância real deste elemento.

2.9.2 O cenário das superbubbles

Nas figuras 2.32 e 2.33 as duas estrelas, HD 106038 e HIP 7459, são mostradas em conjunto com as estrelas analisadas em Boesgaard et al. (1999) e Boesgaard & Novicki (2006). As figuras mostram, respectivamente, as

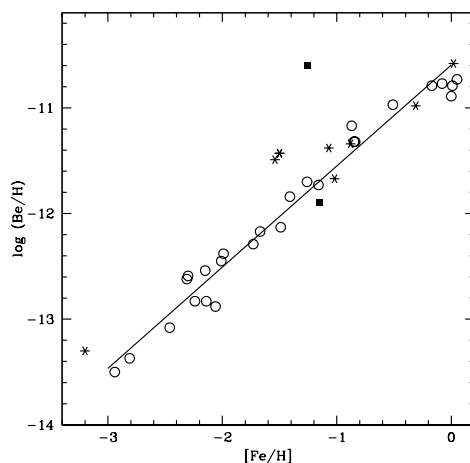


Figura 2.32: A abundância de Be em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$. As estrelas HD 106038 e HIP 7459 (quadrados sólidos) são comparadas com a relação linear definida pelas estrelas de Boesgaard et al. (1999) (círculos abertos). Os asteriscos são as estrelas de Boesgaard & Novicki (2006). Duas delas desviam da relação linear por ~ 0.50 dex.

relações $[\text{Fe}/\text{H}]$ vs. $\log(\text{Be}/\text{H})$ e $[\text{O}/\text{H}]$ vs. $\log(\text{Be}/\text{H})$. É de interesse notar a posição das duas estrelas identificadas por Boesgaard & Novicki (2006) que desviam por ~ 0.50 dex da relação linear. A posição anômala de HD 106038 é clara. Pelas relações lineares sua abundância deveria ser $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.80$, próxima do valor encontrado para HIP 7459, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.90$.

O cenário padrão de produção de Be, envolvendo a espalção de núcleos no ISM por raios cósmicos (Valle et al. 2002) não consegue produzir uma abundância tão alta em baixas metalicidades. O cenário das “superbubbles” (SBs) (Higdon et al. 1998; Parizot 2000), onde a aceleração dos raios cósmicos ocorre em bolhas copostas pelo material ejetado de diversas SNe misturado ao material do ISM, prediz a existência de algum espalhamento na relação Be-Fe (Parizot & Drury 2000). Este espalhamento poderia explicar as estrelas encontradas por Boesgaard et al. (1999) e Boesgaard & Novicki (2006), que tem parâmetros atmosféricos semelhantes mas abundâncias de Be diferentes por 0.50 dex.

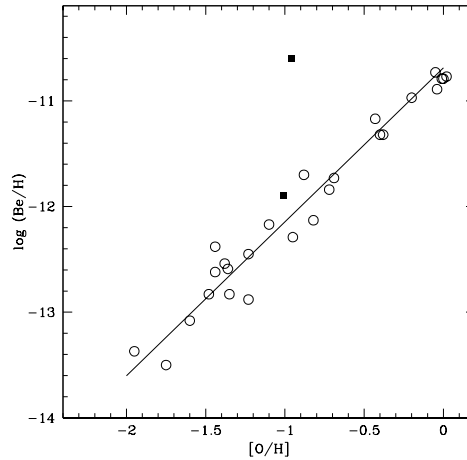


Figura 2.33: A abundância de Be em função de $[O/H]$. Os símbolos são os mesmos que na Fig. 2.32. As estrelas de Boesgaard & Novicki (2006) não estão representadas já que estes autores não determinaram as abundâncias de O.

No caso da estrelas HD 106038, no entanto, o modelo das SBs só produziria as razões Li/Be e Be/O observadas com um modelo extremo, onde as partículas são aceleradas a partir do material puro ejetado pelas SNe. Modelos de evolução de SBs, no entanto, mostram que o material dentro de uma SB vem principalmente do ISM; a massa dentro das SBs é muito maior que a soma do material ejetado pelas SNe (Parizot & Drury 1999; Parizot 2000).

2.9.3 Abundâncias de outros elementos em HD 106038

Uma busca na literatura por outras possíveis anomalias químicas foi conduzida. Informações sobre outras abundâncias podem ajudar a esclarecer a origem da sobre-abundância de Be. Por exemplo, uma sobre-abundância de C, N e O ofereceria uma explicação lógica, já que estes elementos são usados na produção de Be por espalação.

A estrela HD 106038 foi bastante estudada na literatura. Asplund et al. (2006) determinaram a abundância de Li desta estrela e encontraram $A(^7\text{Li}) = 2.48$. Além disso, reportam a detecção de ^6Li , resultando em uma razão

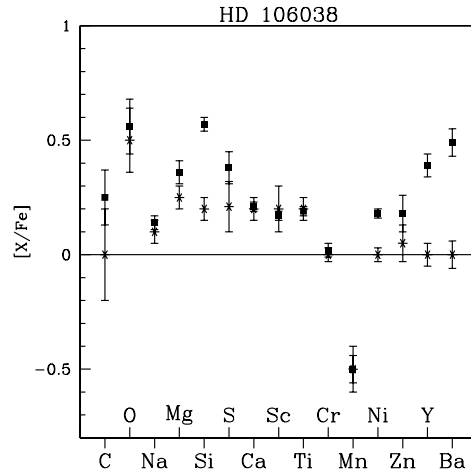


Figura 2.34: Abundâncias na notação $[X/Fe]$ da estrela HD 106038 como determinadas em alguns trabalhos da literatura. As abundâncias são representadas como quadrados fechados. Neste caso, as barras de erro indicam a incerteza associada a esta determinação, como listada nos trabalhos originais. Os asteriscos indicam a abundância média de um dado elemento para as estrelas da amostra restante, em cada trabalho. Neste caso, as barras de erro indicam a dispersão dos valores de abundâncias entre as estrelas do restante da amostra. HD 106038 é claramente enriquecida em Si, Ni, Y e Ba, e mostra abundâncias de C, S, Mg e Zn ligeiramente maiores quando comparadas com as demais estrelas.

isotópica de ${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li} = 0.031$. Esta razão isotópica é compatível com outras 8 detecções em uma amostra de 26 estrelas. A alta abundância de ${}^7\text{Li}$, no entanto, implica em uma alta abundância de ${}^6\text{Li}$, $A({}^6\text{Li}) = 0.97$, enquanto a média para o restante da amostra é de 0.80 dex.

A alta abundância de ${}^7\text{Li}$ é digna de nota pois se encontra acima do Spite plateau. O nível do plateau na análise de Asplund et al. (2006) está em 2.22, o que implica em um excesso de $\Delta{}^7\text{Li} = 2.13$. Uma vez que Li também é produzido por espalação de raios cósmicos, pode-se concluir que as duas peculiaridades estão relacionadas e possivelmente têm a mesma origem.

Abundâncias de outros elementos, encontradas na literatura, são mostradas na Fig. 2.34. Abundâncias de Na, Ca, Mg, Si, Ti, Cr, Ni, Y e Ba são

de Nissen & Schuster (1997). A abundância de carbono é de Fabbian et al. (2006) e a de oxigênio de Meléndez et al. (2006). Abundâncias de Mn e Sc são de Nissen et al. (2000) e as de S e Zn de Nissen et al. (2007). Na mesma figura, as abundâncias médias do restante da amostra analisada em cada um destes trabalhos também são mostradas para comparação.

Além de Li e Be, a estrela também apresenta sobre-abundâncias claras de Si, Ni e dos elementos pesados de captura de neutrons, Y e Ba. Um enriquecimento em elementos do processo-s pode explicar a linha de Zr na Fig. 2.31, mais intensa na estrela HD 106038 do que na estrela de comparação, HIP 7459. Também pode-se notar pela Fig. 2.34, que elementos como C, S, Mg e Zn apresentam uma possível sobre-abundância marginal, mais ainda compatível com os valores médios dentro das incertezas.

2.9.4 O cenário de uma hipernova

Uma vez que o cenário padrão de produção de Be por espalação de raios cósmicos não explica a abundância encontrada em HD 106038, um evento peculiar e/ou raro deve estar relacionado à sua formação. Em particular, a combinação de dois ou mais eventos raros diferentes resultando na produção deste objeto é improvável. Por esta razão, a discussão que se segue concentra-se em eventos isolados.

Para reproduzir o padrão de abundâncias bastante singular de HD 106038, um site nucleossintético deve ser capaz de produzir um excesso de Si e Ni sem produzir um excesso de O e demais elementos α ou dos elementos do grupo do Fe. Em geral, se atribui a origem dos elementos em estrelas do halo com metalicidade semelhante a HD 106038 a algumas gerações de SNe II. Parece então improvável que estas mesmas SNe II possam produzir as razões [Si/Fe] e [Ni/Fe] desta estrela. Além disso, a estrela apresenta cerca de 16 vezes mais Be do que modelos envolvendo SNe II calculam para esta metalicidade (Valle et al. 2002). SNe Ia podem produzir grandes quantidades de Fe, Ni e outros elementos do grupo do Fe. No entanto, não se espera que produzam quantidades apreciáveis de O e Si (Iwamoto et al. 1999). Assim, caso SN Ia

tivessem contribuído para as abundâncias observadas, razões como $[O/Fe]$ e $[Si/Fe]$ estariam abaixo do observado em outras estrelas do halo, ao contrário do que é observado. Além disso, SN Ia produzem uma ordem de magnitude menos produtos de espalação quando comparados com SNe II (Fields et al. 2002).

Todas estas características, no entanto, podem possivelmente ser encontradas no material ejetado por uma hipernova, o qual pode estar enriquecido ao mesmo tempo em elementos de massa intermediária (como S e Si) e em elementos do grupo do Fe (Nakamura et al. 2001; Podsiadlowski et al. 2002). Além disso, hipernovas podem produzir grandes quantidades de Li e Be por espalação (Fields et al. 2002; Nakamura & Shigeyama 2004).

Hipernovas (HNe) são supernovas geradas por colapso estelar (geralmente de tipo Ic) que produzem grande quantidade de energia cinética, resultando em um espectro dominado por linhas de absorção muito largas (Mazzali et al. 2000). A energia liberada na explosão pode ser uma ordem de magnitude maior do que a liberada por supernovas de colapso normais (Iwamoto et al. 2003). Algumas HNe, tipicamente as mais massivas e energéticas, podem estar associadas a *gamma-ray bursts* (Iwamoto et al. 1998).

Fields et al. (2002) e Nakamura & Shigeyama (2004) mostram que o yield de Be por HN pode ser duas ordens de magnitude maior que o de uma supernova. Hipernovas são eventos raros e portanto não são fontes importantes de Be na Galáxia. Os cálculos de Fields et al. (2002) predizem uma razão ${}^7\text{Li}/{}^9\text{Be} \sim 8.6$ e $\text{Be}/\text{O} \sim 5.6 \times 10^{-7}$. Os cálculos de Nakamura & Shigeyama (2004) predizem ${}^7\text{Li}/{}^9\text{Be} \sim 4.2$. Os dois cálculos estão próximos ao observado em HD 106038; a razão entre o excesso observado de ${}^7\text{Li}$ e ${}^9\text{Be}$ é ${}^7\text{Li}/{}^9\text{Be} = 5.6$ (espera-se que todo o Be observado tenha se originado a partir da hipernova, no entanto, apenas o excesso de Li com respeito ao plateau primordial teria a mesma origem). A exata contribuição da possível hipernova na abundância de oxigênio não pode ser estimada, apenas um limite inferior, $\text{Be}/\text{O} > 1.9 \times 10^{-7}$, dado pela hipótese que todo o oxigênio foi formado pela hipernova, pode ser estimado.

Os dois modelos, no entanto, calculam a existência de muito mais ${}^6\text{Li}$ do que é observado. Fields et al. (2002) calcula uma razão ${}^7\text{Li}/{}^6\text{Li} = 1.9$ e Nakamura & Shigeyama (2004) ${}^7\text{Li}/{}^6\text{Li} = 1.2$. A razão entre o excesso de ${}^7\text{Li}$ e a abundância de ${}^6\text{Li}$ observada é ${}^7\text{Li}/{}^6\text{Li} \leq 15$. Esse valor é um limite superior já que, dado a sua fragilidade, parte do ${}^6\text{Li}$ original foi destruído em fases anteriores da evolução da estrela. A produção de Be sem uma correspondente produção de ${}^6\text{Li}$ seria extremamente difícil de ser entendida em qualquer cenário de espalação (Danielle Galli 2007, comunicação privada).

Nakamura et al. (2001) mostram que as regiões de queima de oxigênio e carbono em uma hipernova são maiores (em massa) do que as de uma supernova normal. Por essa razão, o material ejetado por uma hipernova possui uma menor quantidade de O e C e uma maior quantidade dos produtos da queima de oxigênio, Si, S e Ar. Qualitativamente, tal constatação está em acordo com as observações de um excesso claro de Si, uma possível excesso se S e uma abundância normal de O.

Como mostrado por Nakamura et al. (2001) e Nomoto et al. (2006), as regiões de queima completa e incompleta de Si são, ao mesmo tempo, maiores e deslocadas para fora, em massa, em uma hipernova quando comparadas às de uma supernova. Isso resulta em razões $[(\text{Zn},\text{Co})/\text{Fe}]$ maiores e $[(\text{Mn},\text{Cr})/\text{Fe}]$ menores. Novamente, esta constatação está em acordo com a observação de abundâncias normais de Mn e Cr e de um possível excesso de Zn. Nomoto et al. (2006) também nota que um corte em massa¹⁷ mais profundo pode resultar em uma menor razão $[\text{Zn}/\text{Fe}]$ e em uma maior razão $[\text{Ni}/\text{Fe}]$.

Uma maior abundância de Ni também pode ser produzida por uma alto fluxo de neutrons. A componente fraca do processo-s, que ocorre durante a queima de He e C em estrelas massivas, é uma fonte importante de alguns isótopos de Ni (Woosley & Weaver 1995). Um alto fluxo de neutrons também é necessário para explicar as abundâncias de Y e Ba. Entretanto, o processo-s

¹⁷A coordenada em massa separando a parte da estrela que é ejetada da parte que forma o remanescente.

em estrelas massivas parece ser eficiente para produzir elementos com número de massa até 90¹⁸ (Rayet & Hashimoto 2000). Não é claro se o mesmo mecanismo pode resultar em uma sobre-abundância de Ba. Uma abundância significativa de Ba é esperada apenas pela componente principal do processo-s, associada a estrelas AGB, ou ao processo-r, usualmente associado a estrelas de alta massa. Como a poluição desta estrela por AGBs é improvável (ver abaixo), a sobre-abundância de Ba é produto de uma estrela de alta massa. Por exemplo, apesar de ser um resultado inesperado, Mazzali et al. (1992) encontram que o Ba é sobre-abundante por um fator 5 no material ejetado pela supernova 1987A. Reproduzir a sobre-abundância de Ba parece ser o maior desafio do cenário proposto. No entanto, é preciso lembrar que não existem cálculos teóricos da produção de elementos do processo-r em HNe.

O cenário envolvendo uma hipernova pode, ao menos qualitativamente, explicar a maior parte das características observadas na estrela HD 106038 com um único evento peculiar. No entanto, é preciso ainda verificar se o cenário funciona quantitativamente. Uma análise detalhada da composição química da estrela pode gerar vínculos mais robustos para ajudar a validar ou não esta hipótese.

2.9.5 Outros cenários descartados

Outros cenários, no entanto, também podem ser imaginados. Estrelas do AGB, ou qualquer tipo de estrela em um estágio avançado de sua evolução, podem ser rapidamente descartadas. Apesar de tais objetos poderem explicar os elementos do processo-s e talvez o Li, eles não explicam o Be. Pelo contrário, o material ejetado por uma AGB ou estrela massiva estará, após sucessivos eventos de mistura, depletado em Be.

Uma outra hipótese é a acreção de um objeto sub-estelar, em especial de um planeta ou de planetesimais. A acreção de material rochoso com composição semelhante a de meteoritos condritos também resultaria em enriquecimento de elementos como Fe, Al, Ca e Ti (Gonzalez 2006, e referências),

¹⁸O número de massa do Y é 90 e o do Ba é ~ 136 .

como é observado na estrela J37 do aglomerado aberto NGC 6633. Sobre-abundâncias de tais elementos não são encontradas aqui. Além disso, até o momento a estrela mais pobre em metais a possuir um planeta tem $[Fe/H] = -0.67$ (Cochran et al. 2007). Não é claro se planetas podem ser formados em metalicidades menores.

O cenário de acreção de material condrítico pode ser excluído com um argumento quantitativo mais robusto. O material eventualmente acretado se concentraria na zona convectiva superficial da estrela. Em estrelas pobres em metais, essa zona convectiva é muito menor do que em uma estrela com metalicidade solar. Com as relações dadas por Murray et al. (2001, Eq. 2.5) pode-se estimar a extensão da zona convectiva da estrela HD 106038 em $\sim 4.5 \times 10^{-3} M_{\odot}$. A massa total de Be nesta região seria de $\sim 7.7 \times 10^{-13} M_{\odot}$ enquanto em uma estrela com a abundância normal de Be seria de $\sim 4.8 \times 10^{-14} M_{\odot}$. Assumindo que o material acretado tenha uma composição similar ao de meteoritos condritos (Lodders 2003) uma massa de Fe igual a $\sim 5.3 \times 10^{-6} M_{\odot}$ seria acretada juntamente à quantidade necessária de Be. Entretanto, a massa total de Fe na zona convectiva da estrela é de cerca de $\sim 3.3 \times 10^{-7} M_{\odot}$. Neste cenário todo, ou quase todo, Fe na zona convectiva da estrela teria origem no material acretado. Desta forma, HD 106038 seria originalmente uma estrela de população III sem metais; uma possibilidade extremamente improvável.

$$\begin{aligned}
 M_{ZCV} &= a([Fe/H]) \times (M_{-3} - M_{\star})^{3.65} \\
 a([Fe/H]) &= -0.2[Fe/H] + 0.49 \\
 M_{-3} &= 0.32[Fe/H] + 1.45
 \end{aligned}
 \tag{2.5}$$

Um enriquecimento local anômalo em Li e Be da nuvem que formou a estrela, poderia resultar de uma exposição à partículas energéticas por um longo período. Uma exposição por um longo período seria natural se, por alguma razão, a formação da estrela HD 106038 fosse mais recente em comparação à estrelas do halo de metalicidade semelhante. Sua alta abundância

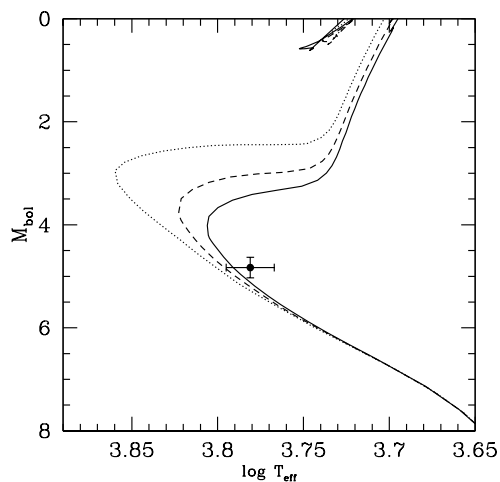


Figura 2.35: A posição da estrela HD 106038 no diagrama HR. Isócronas teóricas de Pádova para 13, 9, e 5 Ganos e metalicidade $Z = 0.001$ são mostradas (Girardi et al. 2002). A posição da estrela, apesar de não favorável para uma determinação acurada de idade, sugere uma alta idade.

de Be seria sinal de uma idade próxima da solar, em acordo com a sugestão de que Be possa ser usado como um cosmocronômetro. A posição da estrela no diagrama HR, no entanto, favorece uma maior idade indo contra esta hipótese (2.35).

Uma outra hipótese é a presença de uma estrela companheira que seja um objeto compacto. Ela funcionaria como fonte do fluxo de partículas energéticas, induzindo reações de espalçamento na própria fotosfera da estrela. Sabe-se que sobre-abundâncias de Li são possíveis em estrelas frias em um sistema de binárias de raio-x (Casares et al. 2007, e referências). Este mesmo mecanismo resultaria, no entanto, na produção recente de ${}^6\text{Li}$, que não teria sido destruído em fases evolutivas anteriores. Além disso, este cenário não oferece explicação para as abundâncias de Ni, Si, Y e Ba. Um último ponto é a falta de evidência de que a estrela seja parte de um sistema binário (Latham et al. 2002).

A produção 'in situ' de Li por mecanismos de *flares*, também já foi sugerida na literatura. Em princípio poderia se pensar em estender esta idéia

ao Be. Como discutido em Tatischeff & Thibaud (2007), porém, a demanda energética para a produção de Be em quantidades detectáveis é proibitiva.

Por fim, resta a hipótese de uma exposição a um fluxo anormalmente alto de raios cósmicos, causado por fontes diferentes de uma hipernova. Por exemplo, a estrela poderia ter se originado no centro da Galáxia, onde a alta taxa de formação estelar e de supernovas poderia prover um alto fluxo de partículas energéticas. Este fluxo poderia se originar ainda de uma fonte não estelar, como o buraco negro central. Em sua aproximação máxima, a estrela atinge cerca de 0.82 Kpc do centro Galáctico. Uma origem no bojo, entretanto, parece improvável. Em especial, as abundâncias de Ni, Y e Ba não são compatíveis com a de estrelas do bojo (McWilliam & Rich 1994). Como seria necessário combinar uma origem no bojo com outro evento capaz de produzir as sobre-abundâncias destes elementos, esta hipótese também foi descartada.

Capítulo 3

A sequência evolutiva do aglomerado aberto IC 4651

3.1 Introdução

Neste capítulo, a discussão sobre o uso dos elementos leves continua, concentrando-se ainda nos elementos Be e Li. Agora, no entanto, estuda-se o uso destes elementos como traçadores dos processos de mistura em anãs de aglomerados abertos, como discutido no Cap. 1, Sec. 1.2.2.

Apesar do Be poder ser usado para expandir a análise dos efeitos da mistura convectiva, resultando em vínculos mais robustos, existem poucas determinações da abundância de Be em estrelas da sequência principal de aglomerados abertos. Em aglomerados, pode-se estudar a evolução das abundâncias de Li e Be pelo diagrama cor magnitude (CMD). Assim, pode-se comparar as observações aos modelos em um amplo intervalo de massas e estágios evolutivos.

Neste trabalho, estrelas do aglomerado aberto IC 4651 são analisadas. Este aglomerado é bem estudado e possui características bem determinadas na literatura. Fotometria profunda no sistema *ubvy* de Strömngren foi obtida por Meibom (2000) para um amplo campo ao redor deste aglomerado. Foram observadas mais de 17 000 estrelas mais brilhantes que $V \sim 20$. Meibom

CAPÍTULO 3. A SEQUÊNCIA EVOLUTIVA DO AGLOMERADO ABERTO IC 4651

Tabela 3.1: Dados físicos do aglomerado IC 4651 como determinados por Meibom (2000) e Meibom et al. (2002). A metalicidade adotada é a estimada por Pasquini et al. (2004b) e a massa do turn-off foi estimada com o uso de uma isócrona de Schaller et al. (1992).

$(m-M)_0$ (mag.)	$E(b-y)$ (mag.)	Idade (log anos)	Distância (pc)	[Fe/H]	$M_{\text{turn-off}}$ M_{\odot}
10.03	0.071	9.23	1014	+0.11	1.46–1.70

et al. (2002) apresentam velocidades radiais para cerca de 100 estrelas deste aglomerado e estudam a sua evolução dinâmica. Os dados deste aglomerado, $(m-M)_0$, $E(b-y)$, idade e distância, como determinados por estes dois trabalhos estão listados na Tab. 3.1.

A metalicidade e a composição química deste aglomerado foram determinadas por alguns trabalhos da literatura usando espectroscopia de alta resolução (Pasquini et al. 2004b; Carretta et al. 2004; Pace et al. 2008). A metalicidade adotada aqui é a calculada por Pasquini et al. (2004b). Estes autores estudaram extensivamente a evolução do Li ao longo da sequência evolutiva do aglomerado. Estes resultados serão discutidos adiante.

Neste capítulo são apresentadas abundâncias de Be para as mesmas estrelas analisadas por Pasquini et al. (2004b). O objetivo é expandir a discussão sobre o efeito da mistura nestes objetos, investigando a variação do Be ao longo da sequência evolutiva do aglomerado e a sua correlação com a abundância de Li. Um artigo descrevendo estes resultados está em preparação.

3.2 Dados observacionais e parâmetros atmosféricos

A amostra analisada é composta de 22 das 23 estrelas discutidas em Pasquini et al. (2004b). Abundâncias foram determinadas neste trabalho para 21

3.2. DADOS OBSERVACIONAIS E PARÂMETROS ATMOSFÉRICOS

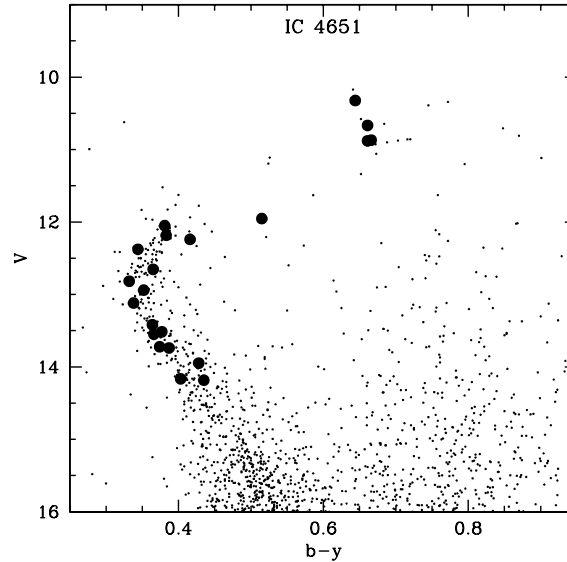


Figura 3.1: O diagrama cor magnitude do aglomerado IC 4651. As estrelas da amostra são representadas como círculos grandes fechados. A fotometria *ubvy* é de Meibom (2000) e foi obtida através da WEBDA. A estrela T812 não faz parte da amostra de Meibom (2000) e portanto não aparece neste CMD.

destas estrelas. A estas adicionou-se a estrela T2015 analisada por Randich et al. (2002). A amostra de Pasquini et al. (2004b) foi selecionada dentre as estrelas de menor rotação possível e de forma a cobrirem um amplo intervalo do CMD, a partir dos trabalhos de Meibom (2000) e Meibom et al. (2002). Apesar disso, com a exceção das cinco gigantes, apenas cinco estrelas têm rotação abaixo de $v \text{ sini} = 10 \text{ km s}^{-1}$ (ver Tab. 3.3). Um diagrama cor magnitude do aglomerado pode ser visto na Fig. 3.1.

As observações de Pasquini et al. (2004b) foram feitas com o espectrógrafo UVES (Dekker et al. 2000) no VLT¹. Os espectros foram reduzidos pelo *pipeline* do UVES. A maior parte das observações foi feita em modo de serviço entre maio e junho de 2001. As estrelas E7 e E45 foram observadas em modo de serviço em março de 2000². No azul, os espectros têm $R \sim 45\,000$ e S/R

¹Programa 067.D-0126.

²Programa 065.L-0427.

entre 40 e 100. A estrela de Randich et al. (2002) também foi observada com o UVES em modo de serviço, em março de 2000. O espectro foi reduzido com o MIDAS e tem $R \sim 40\,0000$ e $S/R \sim 40$ na região do Be.

O log book das observações é apresentado na Tab. 3.2. A tabela inclui a numeração dos objetos, magnitude v e a cor $(b - y)$ no sistema de Strömgren (Meibom 2000), magnitude V e cor $(B - V)$ no sistema de Johnson (Lindoff 1972), data das observações, tempo de exposição e sinal ruído na região do Be. A numeração iniciada com “E” segue Eggen (1971) enquanto a numeração iniciada por “T” segue Anthony-Twarog et al. (1988). Os parâmetros atmosféricos adotados são os determinados por Pasquini et al. (2004b) e Randich et al. (2002).

No caso da estrela T2105, analisada por Randich et al. (2002), a temperatura efetiva foi determinada por meio de uma calibração da cor $(B - V)$ (Soderblom et al. 1993). Uma gravidade de $\log g = 4.44$ e uma microturbulência $\xi = 1.10 \text{ km s}^{-1}$ foram adotados para todas as estrelas analisadas naquele trabalho.

No caso das estrelas analisadas por Pasquini et al. (2004b), uma estimativa inicial de temperatura foi obtida com calibrações de Alonso et al. (1996, 1999). Uma estimativa da gravidade foi então obtida adotando-se esta temperatura, uma massa de $1.80 M_{\odot}$ para o *turn-off* do aglomerado e o módulo de distância de Meibom et al. (2002), $(m - M)_0 = 10.03$. A partir destas estimativas iniciais, a T_{eff} e ξ foram variadas para eliminar tendências da abundância dada pelas linhas de FeI com o potencial de excitação e a largura equivalente, respectivamente. Neste procedimento, o equilíbrio de ionização entre FeI e FeII não foi um critério adotado. Com a variação dos demais parâmetros, a gravidade também variou, mas de no máximo 0.30 dex, obtendo-se um equilíbrio tão bom quanto possível sem se afastar do valor dado pela posição da estrela no CMD.

Seguindo este procedimento, Pasquini et al. (2004b) encontraram alguns problemas para vincular os parâmetros atmosféricos das estrelas com alta rotação. Nestes casos, os valores de metalicidade encontrados eram mais al-

3.2. DADOS OBSERVACIONAIS E PARÂMETROS ATMOSFÉRICOS

Tabela 3.2: Log book das observações. Para os objetos observados são listados magnitude v e cor $(b-y)$ no sistema uvby de Strömgren (Meibom 2000), magnitude V e cor $(B-V)$ no sistema UBV de Johnson (Lindoff 1972), data das observações, tempo de exposição e sinal ruído na região do Be

Estrela	v	$(b-y)$	V	$(B-V)$	data obs.	t_{exp} (s)	S/R
E3	12.05	0.38	12.16	0.54	10.mai.2001	2×2100	90
E5	12.82	0.33	12.86	0.65	09.mai.2001	2×3000	90
E7	14.17	0.40	14.37	0.36	26.mar.2000	4×3600	60
E14	13.12	0.26	13.14	0.55	09.mai.2001	2×3300	95
E15	13.52	0.38	13.73	0.49	10.abr.2001	2×4500	85
E19	12.24	0.42	12.33	0.67	08.abr.2001	2×2100	85
E34	13.42	0.36	13.54	0.53	11.mai.2001	2×4500	90
E45	14.18	0.44	14.28	0.58	29.mar.2000	3×3600	40
E56	12.18	0.38	11.98	0.78	08.jun.2001	2×2100	85
E64	13.72	0.37	13.86	0.43	06.jun.2001	2×4500	100
E79	13.55	0.37	13.32	0.60	09.abr.2001	2×4500	90
E86	13.74	0.39	13.91	0.51	06.jun.2001	2×4500	100
E95	11.95	0.52	12.04	0.82	08.jun.2001	2×2100	80
E99	12.38	0.34	12.41	0.46	08.jun.2001	2×2100	90
T1228	12.94	0.35	13.00	0.48	08.jun.2001	2×3300	90
E25	12.65	0.37	12.88	0.45	07.jun.2001	2×2100	85
T2105	13.95	0.43	13.99	0.55	Randich et al. (2002)		
E8	10.67	0.66	10.49	1.23	10.mai.2001	1500	50
E12	10.32	0.64	10.33	1.20	15.abr.2001	2×1200	75
E60	10.87	0.67	10.75	1.21	09.abr.2001	2×1800	70
E98	10.88	0.66	10.89	1.18	11.mai.2001	2×1800	65
T812	11.06	0.67	–	–	07.jun.2001	2×1800	70

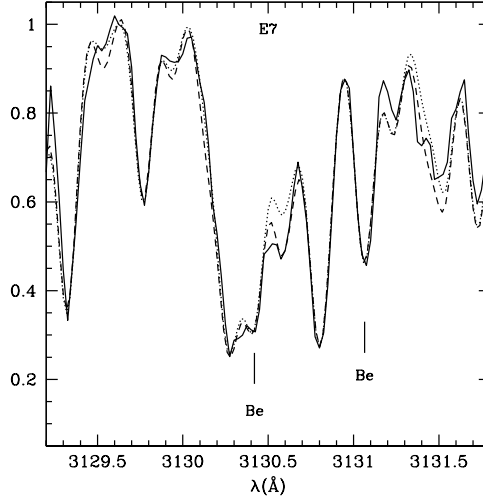


Figura 3.2: Ajuste da região das linhas de Be na estrela E7. A linha sólida representa o espectro observado, a linha pontilhada o espectro sintético com razões solares para todos os demais elementos e a linha tracejada representa o espectro sintético calculado com $[O/Fe] = +0.25$ e $[C/Fe] = +0.10$.

tos que os encontrados para as estrelas com baixa rotação. Esse efeito se deve provavelmente à influência de linhas vizinhas nas larguras equivalentes medidas para as linhas alargadas destas estrelas. Assim, os parâmetros espectroscópicos das estrelas com alta rotação não são confiáveis. Para estas estrelas, adotou-se a temperatura fotométrica. Nos demais casos se adotou as temperaturas espectroscópicas. Os parâmetros atmosféricos adotados estão listados na Tab. 3.3. A metalicidade média do aglomerado encontrada por Pasquini et al. (2004b) foi adotada para todas as estrelas, $[Fe/H] = +0.11$.

3.3 Análise de abundâncias

3.3.1 O Sol e as estrelas de baixa rotação

As abundâncias de Be foram calculadas com o uso de síntese espectral. Os mesmos códigos e listas de linhas descritos em detalhe no Cap. 2 foram adotados. A amostra inclui algumas estrelas de alta rotação. Nestes casos a

síntese da região das linhas de Be se torna ainda mais complexa. Para certificar que abundâncias robustas poderiam ser calculadas para estes objetos, a análise procedeu da seguinte forma.

Primeiro, o espectro do Sol observado com o UVES foi ajustado. Uma abundância $A(\text{Be}) = 1.10$ foi encontrada, em bom acordo com a abundância encontrada por Chmielewski et al. (1975), $A(\text{Be}) = 1.15$, usualmente adotada como o valor fotosférico de referência.

Em seguida, ajustou-se o espectro de duas estrelas de baixa rotação da sequência principal do aglomerado; as estrelas E7 e E45. Dada a metalicidade praticamente solar do aglomerado, as razões de abundâncias de todos os elementos foram mantidas como solares. No entanto, como mostra a Fig. 3.2, adotando abundâncias solares algumas estruturas moleculares vizinhas à linha 3130 do Be não são bem ajustadas. Um ajuste melhor foi encontrado aumentando-se a razão $[\text{O}/\text{Fe}]$ para +0.25 dex e a razão $[\text{C}/\text{Fe}]$ para +0.10 dex, nas duas estrelas. É difícil afirmar se essas sobre-abundâncias são reais. É provável que se trate na verdade de problemas com a opacidade do contínuo, como discutido anteriormente no Cap. 2, ou com os parâmetros de uma ou mais das linhas vizinhas que formam esta estrutura.

O ajuste adequado das linhas vizinhas é importante, pois em estrelas de alta rotação estas linhas não são individualmente resolvidas. O aumento das abundâncias de C e O não tem efeito sobre as abundâncias de Be calculadas; os mesmos valores são obtidos nas estrelas de baixa rotação com e sem estas sobre-abundâncias. No ajuste das estrelas de alta rotação, estes dois elementos foram mantidos com estas abundâncias elevadas, os demais elementos foram mantidos no nível solar.

3.3.2 Estrelas de alta rotação

Antes de se ajustar diretamente as estrelas de alta rotação, alguns testes foram conduzidos para se entender os efeitos do alargamento rotacional nas abundâncias. Os espectros das estrelas E7 e E45 foram alargados artificialmente, por meio da convolução com uma função Gaussiana, usando-se a

CAPÍTULO 3. A SEQUÊNCIA EVOLUTIVA DO AGLOMERADO
ABERTO IC 4651

Tabela 3.3: Parâmetros estelares e abundâncias de Li e Be.

Estrela	T_{eff}	$\log g$	ξ	$v \text{ sini}$	A(Be)	A(Li)	Espec./Fot.
E3	6550	3.90	2.10	29.9	1.21	1.64	Fot.
E5	6930	4.20	2.00	23.9	1.36	3.47	Fot.
E7	6300	4.30	1.10	2.1	1.11	2.83	Espec.
E14	6860	4.20	1.90	34.1	0.76	≤ 2.07	Fot.
E15	6540	4.20	1.70	10.0	0.64	≤ 1.93	Fot.
E19	6280	3.90	2.10	32.1	0.41	≤ 1.66	Fot.
E34	6640	4.20	1.90	24.2	0.11	≤ 1.92	Fot.
E45	6350	4.30	1.10	4.2	1.08	2.80	Espec.
E56	6520	3.90	2.10	27.8	1.21	≤ 2.16	Fot.
E64	6650	4.30	1.70	9.2	0.76	2.24	Espec.
E79	6620	4.30	1.70	21.8	0.51	≤ 1.91	Espec.
E86	6600	4.30	1.70	14.0	0.96	2.20	Espec.
E95	5800	3.50	1.70	12.0	0.61	2.19	Espec.
E99	6830	4.00	2.00	28.1	1.21	≤ 2.38	Fot.
T1228	6770	4.20	1.70	5.7	1.21	3.18	Fot.
E25	6680	4.00	2.00	21.3	1.11	3.29	Fot.
T2105	6110	4.44	1.10	8.0	1.11	2.82	Fot.
E8	4900	2.70	1.30	0.1	–	≤ 0.09	Espec.
E12	5000	2.70	1.50	1.1	≤ -0.70	≤ 0.35	Espec.
E60	4900	2.90	1.40	1.9	≤ -0.70	0.42	Espec.
E98	4900	3.00	1.40	1.0	≤ -0.50	0.72	Espec.
T812	5000	3.00	1.60	0.5	≤ -0.70	≤ 0.38	Espec.

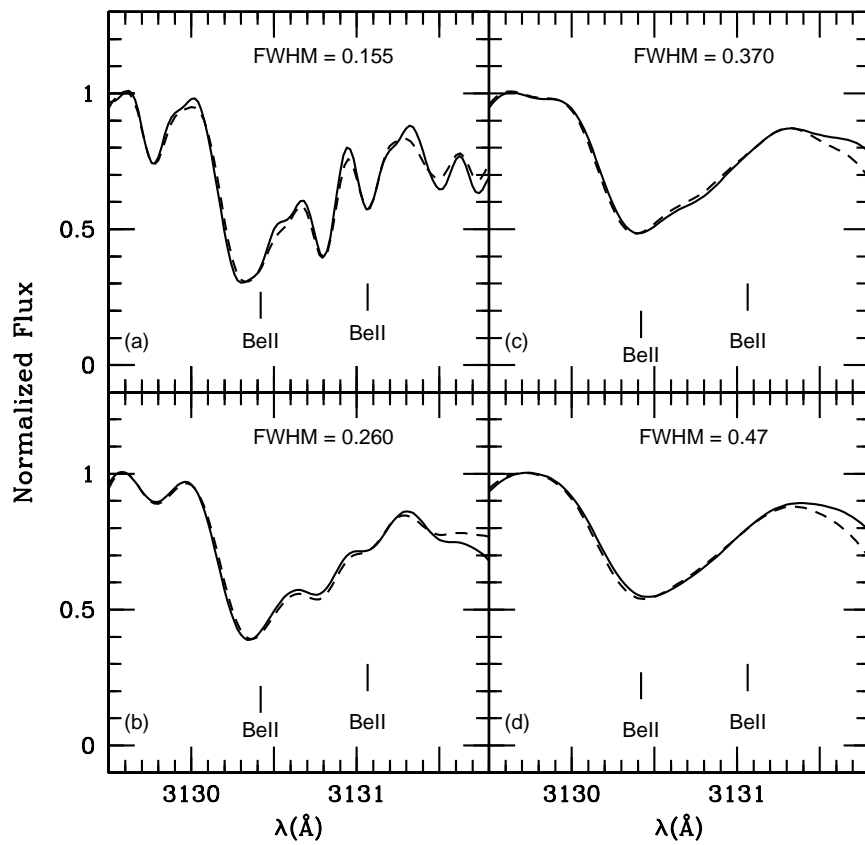


Figura 3.3: Ajuste da região das linhas de BeII na estrela E7. Os quatro painéis mostram uma sequência de aumento do alargamento aplicado ao espectro original. Em todos os painéis o melhor ajuste corresponde a um espectro calculado $A(\text{Be}) = 1.16$ dex.

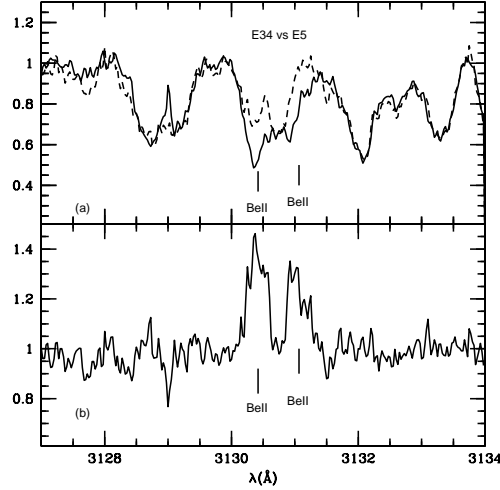


Figura 3.4: (a) Comparação entre os espectros observados de E5 e E34, que possuem *v sini* semelhante. (b) O resultado da divisão dos dois espectros. As estruturas residuais estão em 3130.41 e 3131.03 Å. Estes comprimentos de onda centrais são compatíveis com uma diferença real entre as abundâncias.

rotina *gauss* do IRAF. A Fig. 3.3 mostra o espectro da estrela E7 convoluido com quatro funções Gaussianas de diferentes larguras. A abundância de Be foi então determinada nestes espectros alargados.

Nos quatro casos da Fig. 3.3, uma abundância de $A(\text{Be}) = 1.16$ dex foi encontrada para E7, enquanto $A(\text{Be}) = 1.11$ dex foi encontrada originalmente no espectro observado. No caso da estrela E45, uma abundância de $A(\text{Be}) = 1.15$ foi calculada nos espectros alargados enquanto $A(\text{Be}) = 1.08$ dex foi obtida no espectro original. Assim, percebe-se que as abundâncias calculadas a partir de espectros alargados são ligeiramente superestimadas por um valor pequeno quando comparado com as incertezas (ver abaixo). Desta forma mostra-se que, com o método usado, abundâncias confiáveis podem ser obtidas para estrelas de alta rotação.

As estrelas de alta-rotação mostram um grande intervalo de abundâncias de Be, como pode ser visto na Tab. 3.3, variando de 1.36 dex (estrela E5) para apenas 0.11 dex (estrela E34). A Fig. 3.4 mostra os espectros destas duas es-

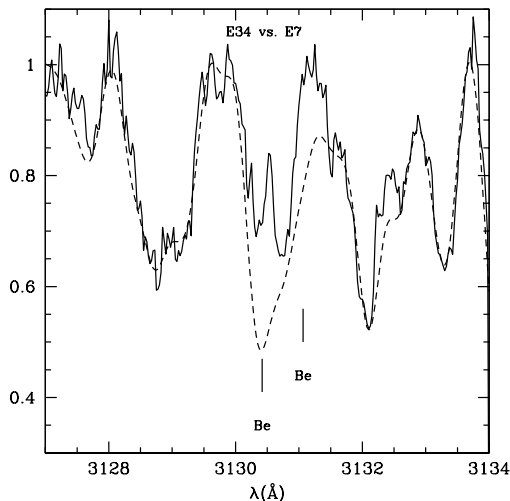


Figura 3.5: Comparação entre o espectro observado da estrela E34 e o espectro alargado da estrela E7, para um $v \text{ sini}$ semelhante. Fica claro que a abundância de Be em E34 é menor e que a análise pode facilmente detectar este tipo de diferença.

trelas, que têm $v \text{ sini}$ semelhante. A comparação mostra uma diferença real nas abundâncias. O painel inferior desta figura mostra o resultado da divisão dos dois espectros. As estruturas que restam após a divisão têm comprimentos de onda central de 3130.41 e 3131.03 Å, compatíveis com abundâncias diferentes de Be causando a diferença observada. Da mesma maneira, a Fig. 3.5 compara o espectro observado da estrela E34 com o espectro da estrela E7 alargado para um $v \text{ sini}$ semelhante. Fica claro nesta comparação que a estrela E34 tem uma abundância de Be menor que a estrela E7. Desta forma, mostra-se que o método de análise é capaz de detectar diferenças reais de abundâncias entre estrelas com diferentes rotações.

Por fim, é preciso ressaltar que Be foi detectado em todas as estrelas de sequência principal e *turn-off* da amostra. A maior partes delas mostra sinais de depleção de Be. A Fig. 3.6 mostra os espectros observados das estrelas E19 e E34, as duas com as menores abundâncias de Be. Mostra-se também os espectros sintéticos que melhor ajustam os observados e espectros calculados sem Be. Esta comparação confirma que as linhas de Be foram detectadas nas

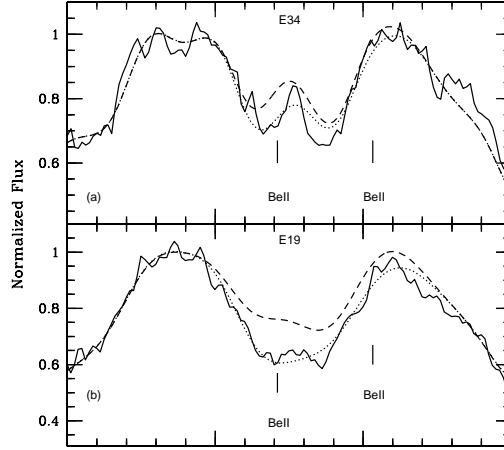


Figura 3.6: (a) Comparação entre o espectro observado da estrela E34, o melhor ajuste sintético e um espectro calculado sem Be. (b) Comparação entre o espectro observado da estrela E19, o melhor ajuste sintético e um espectro calculado sem Be. As duas comparações mostram que as estrelas têm quantidades detectáveis de Be em suas fotosferas.

duas estrelas.

3.3.3 As estrelas gigantes

Ajustar os espectros das gigantes provou ser ainda mais complexo que ajustar as estrelas de alta rotação. Fica claro que a lista de linhas adotada, que consegue ajustar o espectro de estrelas de sequência principal, não é completamente adequada para o ajuste do espectro de estrelas gigantes. Problemas com os comprimentos de onda e a intensidade das linhas se tornam aparentes. Estudos sobre as transições que afetam o UV próximo são claramente necessários para a melhora deste aspecto.

Em especial, a linha de FeI afetando a linha de Be em 3131 Å parece, nos espectros sintéticos, ser intensa demais e ter o comprimento de onda deslocado quando comparada com os espectros observados. Para estrelas anãs com temperatura maior que ~ 5400 K, Randich et al. (2007) mostram que a

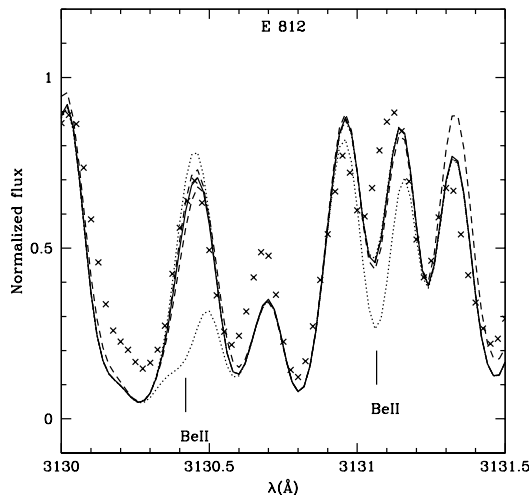


Figura 3.7: Ajuste das linhas de Be na gigante T812. As cruces representam o espectro observado, a linha sólida o melhor ajuste, as linhas tracejadas espectros variando de ± 0.20 dex quanto ao melhor ajuste e as linhas pontilhadas representam espectros calculados sem Be e com uma abundância de $A(\text{Be}) = 1.21$.

escolha pela linha de FeI ou pela linha de MnI de Garcia Lopez et al. (1995a) não causa qualquer diferença na abundância calculada. Para subgigantes pobres em metais, como as analisadas em García Pérez & Primas (2006), esta linha também não causa qualquer efeito. No caso das gigantes ricas em metais analisadas aqui, esta linha não permite que abundâncias sejam calculadas a partir da linha em 3131 Å. Neste caso, apenas a linha 3130 Å poderia ser usada.

Esta linha, no entanto, é muito fraca (dado que o Be deve estar fortemente diluído, ou mesmo ausente) e também sofre com a contaminação de linhas fortes e próximas. As Figs. 3.7 e 3.8 mostram exemplos da tentativa de ajuste na região do Be para as gigantes T812 e E98, respectivamente. A linha de Be em 3130 Å afeta apenas a asa de uma estrutura intensa que não é bem modelada e é composta de diversas linhas. O “melhor ajuste” neste caso, ocorre quando a asa vermelha desta estrutura no espectro sintético atinge o nível da asa no espectro observado. A figura mostra que este nível não pode

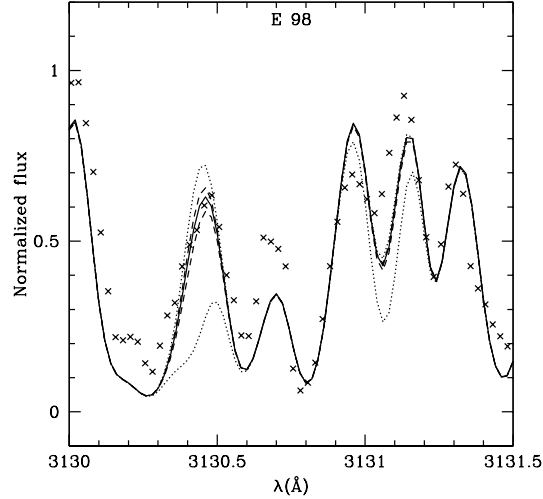


Figura 3.8: Ajuste das linhas de Be na gigante E 98. As cruces representam o espectro observado, a linha sólida o melhor ajuste, as linhas tracejadas espectros variando de ± 0.20 dex quanto ao melhor ajuste e as linhas pontilhadas representam espectros calculados sem Be e com uma abundância de $A(\text{Be}) = 1.21$.

ser determinado a um valor melhor do que ± 0.20 dex.

A figura mostra ainda, que um espectro calculado sem Be é muito próximo do observado. Como ajustar corretamente o nível do contínuo nestes espectros é muito difícil, não se pode afirmar que uma detecção de Be foi possível. Além disso, mesmo um limite superior neste caso deve ser visto com cuidado pois o seu valor é altamente dependente do alargamento e da modelagem das estruturas vizinhas (tanto a sua inclusão com parâmetros corretos quanto com abundâncias corretas). É preciso cuidado, portanto, ao se comparar o limite da abundância encontrado nas gigantes com as abundâncias encontradas na anãs. Uma comparação robusta só é possível entre as próprias gigantes.

Espera-se ainda que as abundâncias de C e N destas gigantes tenham sido alteradas pela primeira dragagem. A região do UV próximo é afetada por diversas linhas de CN, NH e CH. Assim, os espectros sintéticos foram calculados com valores típicos da abundância de C e N pós primeira dragagem,

Tabela 3.4: Incertezas nas abundâncias de Be introduzidas pelas incertezas nos parâmetros atmosféricos e por incertezas no próprio ajuste (causadas principalmente pelo posicionamento do contínuo e pela S/R dos espectros).

Estrela	$\sigma_{T_{\text{eff}}}$	$\sigma_{\log g}$	σ_{ξ}	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	$\sigma_{\text{ajus.}}$	σ_{total}
E 7	± 0.02	± 0.10	± 0.00	± 0.00	± 0.05	± 0.11
E 86	± 0.03	± 0.10	± 0.05	± 0.05	± 0.10	± 0.16
E 60	–	–	–	–	± 0.20	–

$[\text{C}/\text{Fe}] = -0.10$ e $[\text{N}/\text{Fe}] = +0.45$. Uma comparação com espectros calculados com razões de abundância solares, no entanto, revelou que a influência destas abundâncias é pequena, muito menor que a incerteza de ± 0.20 dex do próprio ajuste.

Como mostra a Tab. 3.3, as gigantes parecem ter abundâncias muito semelhantes. É possível que a estrela E98 tenha a abundância um pouco maior, mas ainda assim compatível com as demais dentro das incertezas.

3.3.4 Incertezas nas abundâncias

Para calcular as incertezas da abundância de Be foram usadas as incertezas nos parâmetros atmosféricos listadas em Pasquini et al. (2004b), ± 100 K para T_{eff} , ± 0.30 dex para $\log g$, ± 0.30 km s⁻¹ e ± 0.10 dex em $[\text{Fe}/\text{H}]$. As incertezas foram calculadas para a estrela E7, com baixa rotação, para a estrela E86, com alta rotação, e para a estrela E60, uma gigante. A incerteza calculada para E7 é apropriada para as estrelas de baixa rotação, E45 e T1228. A calculada para E86 é apropriada para as demais estrelas de sequência principal e turn-off. A calculada para a estrela E60 é apropriada para as demais gigantes.

A influência da incerteza dos parâmetros atmosféricos no cálculo da abundância é avaliada como descrito no Cap. 2. Cada parâmetro é variado por sua própria incerteza, enquanto os outros são mantidos, e a abundância recalculada. Desta maneira, a influência da incerteza daquele parâmetro na

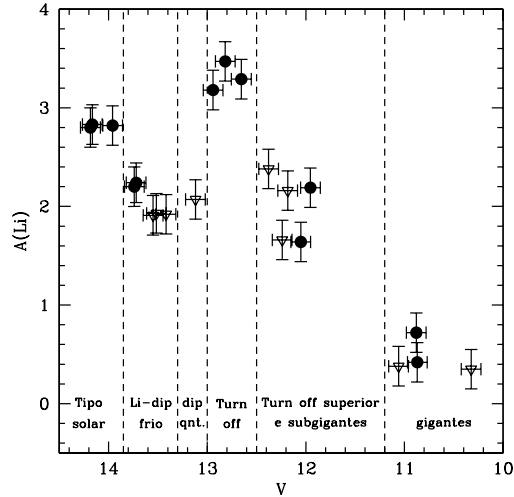


Figura 3.9: Abundância de Li das estrelas da amostra em função da magnitude y no sistema de Strömgen. Detecções são representadas como círculos fechados e limites superiores como triângulos abertos. Pasquini et al. (2004b) lista uma incerteza de ± 0.20 na abundância de Li.

abundância é avaliada. Os resultados estão listados na Tab. 3.4.

A incerteza devida ao contínuo foi determinada testando-se mudanças no posicionamento do mesmo. Esta incerteza está relacionada com a S/R dos espectros. Após alguns testes, determinou-se que este fator introduz uma incerteza típica de ± 0.05 dex nas estrelas de baixa rotação, de ± 0.10 dex nas estrelas de alta rotação e de ± 0.20 dex nas gigantes.

3.4 Discussão

3.4.1 Abundâncias ao longo do CMD

A abundância de Li das estrelas da amostra (determinadas por Pasquini et al. 2004b) é mostrada na Fig. 3.9 em função da magnitude v no sistema de Strömgen. A sequência de aumento de luminosidade pode ser vista como uma sequência de aumento de massa. A divisão de estágio evolutivo é melhor visualizada neste gráfico do que em um contra T_{eff} . Estrelas com massa maior

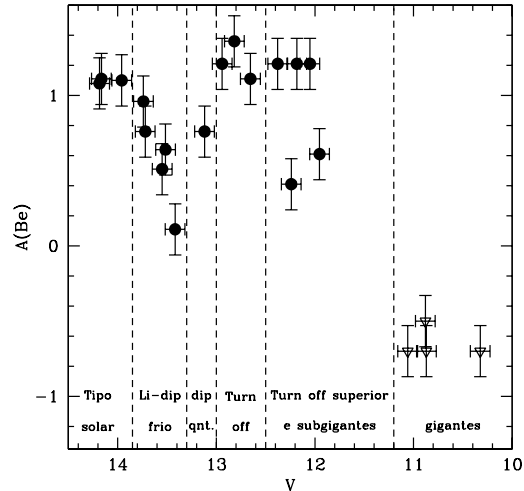


Figura 3.10: Abundância de Be das estrelas da amostra em função da magnitude y no sistema de Strömgen. Detecções são representadas como círculos fechados e limites superiores como triângulos abertos.

e menor que o turn-off podem ter a mesma temperatura. Como discutido em Pasquini et al. (2004b), as três estrelas de tipo solar (E7, E45 e T2105) com $y \geq 13.9$ têm a mesma abundância de Li. Estrelas mais brilhantes mostram um Li-dip bem definido, apesar de algumas estrelas terem apenas limites superiores. Em seguida, estrelas do turn-off azul³ (E5, E25 e T1228) mostram a maior abundância de Li medida no aglomerado. Esses valores mostram que em estrelas mais quentes que o Li-dip não ocorre depleção de Li. Em seguida, a abundância de Li cai rapidamente por cerca de uma ordem de magnitude para estrelas um pouco mais evoluídas (E99, E3, E19, E56 e E95). Por fim, dentre as cinco gigantes analisadas, Li foi detectado em duas (E3 e E95). O mesmo comportamento em função da magnitude foi encontrado por Pasquini et al. (2001) no aglomerado NGC 3680, que tem praticamente a mesma idade de IC 4651.

A Fig. 3.10 mostra o mesmo diagrama, mas agora com as abundâncias de

³O turn-off 'azul' é definido como o limite mais azul da isócrona, excluindo a fase muito curta logo após o fim do H no núcleo, como indicado pelo ponto B na Figura 4.2.

Be em função da magnitude v . A semelhança entre as duas figuras é clara. As abundâncias de Be seguem praticamente o mesmo comportamento das abundâncias de Li.

As três estrelas de tipo solar (E7, E45 e T2105) com $v \geq 13.9$ têm praticamente a mesma abundância de Be. A abundância é a mesma determinada no espectro solar, indicando pouca ou nenhuma depleção de Be.

Estrelas um pouco mais brilhantes (de maior massa), mostram o que se pode chamar de Be-dip. Ao contrário do Li, neste caso as estrelas possuem detecções da abundância de Be. A abundância mais baixa, da estrela E34, indica uma queda de uma ordem de magnitude na abundância de Be na região central do dip.

Em seguida, as mesmas três estrelas do turn-off azul (E5, E25 e T1228) mostram altas abundâncias de Be. É preciso lembrar que para as estrelas de alta rotação (E5 e E25) a abundância de Be pode estar ligeiramente superestimada. As abundâncias parecem sugerir algum espalhamento, mas concordam entre si dentro das incertezas. Estas observações mostram que no Li-dip o mecanismo de mistura é efetivo para também afetar a abundância de Be. Já estrelas de tipo solar e estrelas do turn-off mantêm suas abundâncias de Be inalteradas.

Em seguida se encontram as quatro estrelas da parte superior do turn-off e a estrela subgigante. Esta região é a única que mostra alguma diferença quando comparada com o gráfico do Li. Na Fig. 3.9, as cinco depletaram Li por cerca de uma ordem de magnitude, apesar de três terem aparentemente um pouco mais de Li, $A(\text{Li}) \sim 2.20$ contra $A(\text{Li}) \sim 1.60$. No caso do Be, três estrelas têm abundâncias compatíveis com as estrelas do turn-off, que não sofreram depleção. Apenas duas depletaram Be em uma quantidade significativa. Por fim, Be não foi detectado em nenhuma das gigantes. Os valores nas gigantes indicam uma depleção de no mínimo duas ordens de magnitude em Be (valor que deve ser visto com cuidado como discutido anteriormente).

3.4.2 Be no Li-dip

Boesgaard e colaboradores (ver Boesgaard et al. 2004b, e referências), determinaram abundâncias de Be em estrelas do campo, dos aglomerados abertos Hyades, Pleiades, Coma, Praesepe e α Per e do grupo cinemático Ursa Major. Os dados destes aglomerados são listados na Tab. 3.5.

Correlações entre a depleção de Li e Be foram encontradas tanto para as estrelas no lado frio do dip ($6300 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 6650 \text{ K}$), quanto para estrelas abaixo do intervalo de temperatura do dip ($5900 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 6300 \text{ K}$). Estas observações estariam em acordo qualitativo com o esperado por modelos incluindo mistura induzida por rotação de Deliyannis & Pinsonneault (1997). Por outro lado, os modelos calculados por Talon & Charbonnel (1998), que incluem difusão e mistura induzida por rotação, conseguem explicar o lado quente do Li-dip, mas não o lado frio. Neste caso, Talon & Charbonnel (1998) argumentam que um outro mecanismo de transporte de momento angular deve se tornar eficiente, possivelmente relacionado a ondas gravitacionais ou campos magnéticos. Além disso, para as estrelas mais frias que o dip, Randich et al. (2002, 2007) não confirmam a correlação entre Li e Be na análise de aglomerados mais velhos (M67 e IC 4651). As observações analisadas aqui não incluem estrelas da sequência principal neste intervalo de temperatura.

A amostra porém inclui estrelas no lado frio do dip. A Fig. 3.11 mostra a abundância de Be em função da abundância de Li para as estrelas da amostra. A figura inclui ainda as estrelas de aglomerados abertos analisadas por Boesgaard e colaboradores e a relação linear encontrada em Boesgaard et al. (2004b). Além das cinco estrelas que realmente fazem parte do dip do Li (E15, E34, E64, E79 e E86 – ver discussão anterior) a figura inclui ainda duas das estrelas de tipo solar fora do dip, mas com $T_{\text{eff}} \sim 6300 \text{ K}$, E7 e E45. As estrelas mostram um ótimo acordo com a relação encontrada por Boesgaard et al. (2004b), mesmo as que só possuem limites superiores de Li, com exceção da estrela E34. Esta parece mais depletada em Be do que o esperado. Sua abundância de Li, no entanto, é apenas um limite, assim

CAPÍTULO 3. A SEQUÊNCIA EVOLUTIVA DO AGLOMERADO
ABERTO IC 4651

Tabela 3.5: Dados físicos dos aglomerados analisados por Boesgaard e colaboradores (ver Boesgaard et al. 2004b, e referências). A massa do turn-off foi estimada com o uso de isócronas de Schaller et al. (1992).

Aglomerado	Idade (10^6 anos)	Distância (pc)	[Fe/H]	$M_{\text{turn-off}}$ M_{\odot}
α Per	50	185	+0.02	5.82
Coma	500	96	-0.06	2.35
Hyades	700	45	+0.13	2.07
Pleiades	75	150	-0.01	5.39
Praesepe	700	187	+0.09	2.07
Ursa Major	300	-	-0.09	2.77

sua posição real neste diagrama pode ser outra. Uma possível alternativa é que esta estrela faça parte do lado quente do dip e tenha sofrido a ação de mecanismos diferentes daqueles agindo no lado frio do dip.

Os valores esperados pelos modelos de Deliyannis et al. (1998) são representados na Fig. 3.11 como cruces. Estes modelos incluem efeitos da mistura induzida por rotação e foram calculados para três idades (0.1, 1.7 e 4.0 Ganos) e para temperaturas entre 6200 e 6600 K. A figura sugere, assim, um acordo ao menos qualitativo entre observações e modelos. No artigo original de onde os modelos foram obtidos, no entanto, não se especifica quais pontos correspondem a que idade. Em Boesgaard et al. (2004b), onde se usa modelos de Deliyannis & Pinsonneault (1997), mostra-se uma figura semelhante mas para o intervalo entre 5900 e 6300 K. Nesta figura, a depleção de Be e Li aumenta com a idade (e também com a velocidade de rotação). As estrelas de IC 4651 se concentram numa região intermediária do diagrama que também possui estrelas das Hyades, de Coma e do Praesepe, que são mais jovens. Este fato sugere que um acordo quantitativo pode não ter sido obtido. No entanto, é preciso antes separar os efeitos de massa, idade e rotação, comparando os aglomerados separadamente, para que uma conclusão mais robusta possa ser obtida.

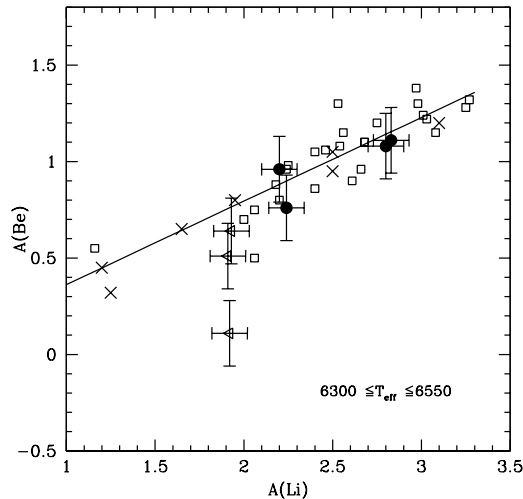


Figura 3.11: Correlação entre Li e Be na região fria do dip do Li. A linha sólida é o ajuste encontrado por Boesgaard et al. (2004b) para estrelas do campo e de aglomerados com T_{eff} entre 6300 e 6650 K. Os quadrados abertos representam estrelas das Hyades, Pleiades, Ursa Major, Coma, Praesepe e α Per analisadas por Boesgaard et al. (2003a,b, 2004a). Os círculos fechados são estrelas analisadas neste trabalho com detecção de Li, os triângulos são estrelas com limites superiores da abundância de Li. As cruces representam modelos calculados por Deliyannis et al. (1998), para idades de 0.1, 1.7 e 4.0 Ganos. Apenas estrelas no lado frio do Li dip e na sequência principal com T_{eff} entre 6300 e 6650 K são mostradas.

Além disso, ainda em Boesgaard et al. (2004b), os modelos mostrados foram calculados para velocidades de rotação relativamente baixas, 10 e 30 km s^{-1} . A velocidade de rotação das estrelas de IC 4651 no lado frio do dip varia de $v \sin i = 9\text{--}34 \text{ km s}^{-1}$. Considerando que os modelos de Deliyannis et al. (1998) foram calculados com as mesmas velocidades, um possível acordo quantitativo na Fig. 3.11 é de novo ameaçado, já que a rotação real das estrelas é provavelmente maior do que estes valores. Comparações mais detalhadas com modelos são necessárias para confirmar (ou não) se a mistura induzida por rotação pode explicar quantitativamente as observações.

A Fig. 3.12 mostra as abundâncias de Be em função da temperatura efetiva para estrelas da sequência principal e do turn-off (estrelas com $y >$

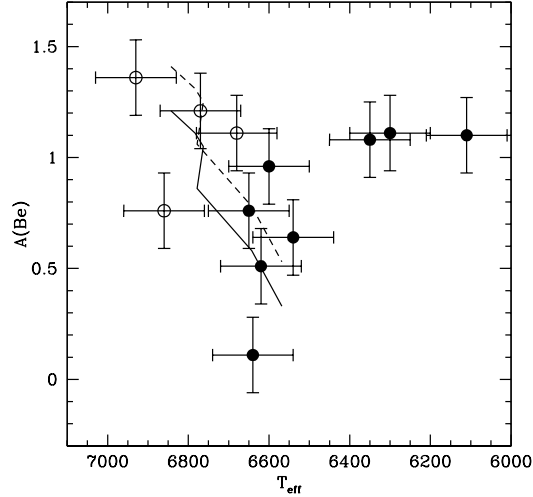


Figura 3.12: .Abundâncias de Be em função da temperatura efetiva para estrelas da sequência principal e do turn-off ($v > 12.6$ mag). Os círculos abertos representam estrelas no lado quente do dip e na parte superior do turn-off. Estrelas de tipo solar e na parte fria do Li-dip são representadas como círculos fechados. A curva sólida representa o esperado pelos modelos de Charbonnel & Talon (1999) e Palacios et al. (2003) para uma idade 1.5 Ganos, uma velocidade de 110 km s^{-1} e uma abundância inicial de $A(\text{Be}) = 1.21$. A curva tracejada representa o mesmo para uma abundância inicial de $A(\text{Be}) = 1.41$.

12.6 mag). As estrelas no lado quente do dip e na parte superior do turn-off são representadas como círculos abertos, estrelas de tipo solar e na parte fria do Li-dip como círculos fechados. A figura mostra ainda o comportamento esperado da abundância de Be em função da temperatura nos modelos de Charbonnel & Talon (1999) e Palacios et al. (2003) para o lado quente do dip. Os modelos foram calculados para uma idade de 1.5 Ganos e mostram o comportamento para duas abundâncias iniciais de Be, $A(\text{Be}) = 1.21$ e $A(\text{Be}) = 1.41$. As posições das estrelas do turn-off superior e da única estrela formalmente no lado quente do dip estão em acordo com os modelos. Estes mesmos modelos também estão em acordo com as abundâncias de Li, como mostrado em Pasquini et al. (2004b). É necessário, no entanto, expandir

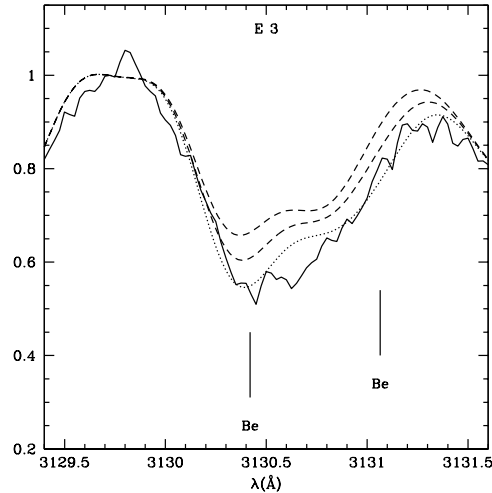


Figura 3.13: Ajuste da região do Be na estrela E3. A linha sólida representa o espectro observado, a linha pontilhada o melhor ajuste e as linhas tracejadas espectros calculados diminuindo a abundância de Be por -0.40 e -0.70 dex.

o número de estrelas observadas nesta região para que uma discussão mais detalhada possa ser feita.

3.4.3 Abundâncias pós turn-off

Como discutido anteriormente, as estrelas um pouco mais evoluídas são as únicas que mostram um comportamento ligeiramente diferente entre os gráficos de Li e Be em função da magnitude (Figs. 3.9 e 3.10.).

Duas destas estrelas têm abundâncias dignas de nota. A estrela E3, depletada em Li mas com Be normal, e a estrela E95, com uma abundância de Li maior que a estrela E3 e, no entanto, depletada em Be. O espectro da estrela E3 pode ser visto na Fig. 3.13. Mostra-se também o melhor ajuste e dois espectros sintéticos com a abundância de Be diminuída por -0.40 e -0.70 dex. Nesta comparação fica aparente que uma depleção de Be nesta estrela seria facilmente detectável. Sua abundância de Be não alterada parece real. Esse comportamento pode ser entendido se a camada convectiva nesta estrela não for profunda o suficiente para atingir regiões de queima de

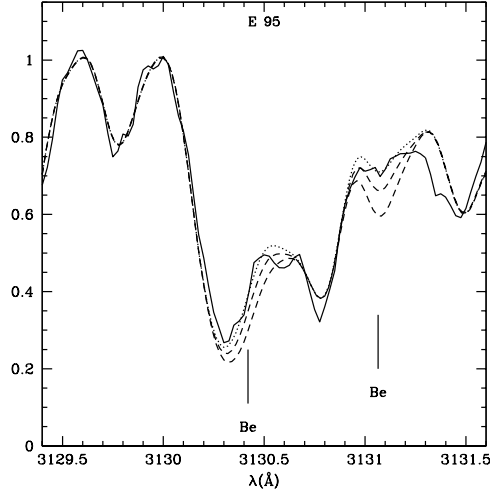


Figura 3.14: Ajuste da região do Be na estrela E95. A linha sólida representa o espectro observado, a linha pontilhada o melhor ajuste e as linhas tracejadas espectros calculados aumentando a abundância de Be por +0.20 e +0.50 dex.

Be.

A estrela E95 parece mais difícil de ser compreendida pois mostra baixo Be e alto Li quando comparada com as demais. A Fig. 3.14 mostra o espectro da estrela E95 em conjunto com o melhor ajuste sintético e dois espectros onde a abundância de Be foi aumentada por +0.20 e +0.50 dex. É aparente que uma abundância maior de Be poderia ser detectada.

As Figs. 3.15 e 3.16 mostram as abundâncias de Be destas estrelas mais evoluídas, em função da temperatura, em comparação com o comportamento esperado pelos modelos de Charbonnel & Talon (1999). A Fig. 3.17 mostra o mesmo para o Li. Os modelos de Charbonnel & Talon (1999) incluem efeitos de circulação meridional e “shear turbulence” no transporte de elementos e momento angular em estrelas do lado quente do Li dip e nas estrelas que evoluem a partir desta região. Os efeitos da difusão atômica nos elementos LiBeB são desconsiderados. As figuras mostram a evolução da razão entre a abundância fotosférica e a abundância inicial para três velocidades de rotação, 0, 100 e 150 km s⁻¹, e duas massas, 1.85 e 2.20 M_⊙.

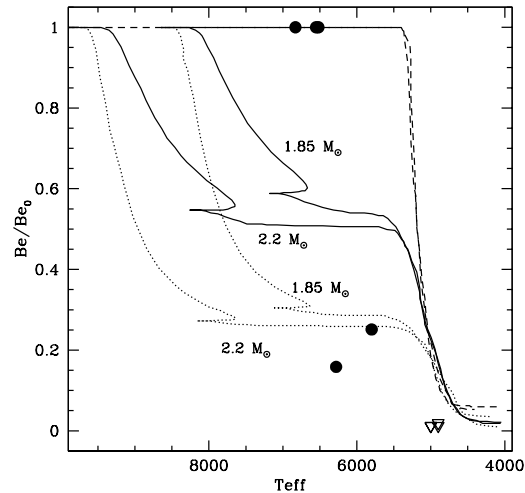


Figura 3.15: Razão entre a abundância observada de Be e a abundância inicial em função da temperatura para as estrelas do turn-off superior, subgigantes e gigantes. Uma abundância inicial de $A(\text{Be}) = 1.21$ foi considerada. O comportamento esperado pelos modelos de Charbonnel & Talon (1999) para duas massas (1.85 e $2.20 M_{\odot}$) e três velocidades de rotação (sem rotação – linha tracejada, 100 km s^{-1} – linha sólida e 150 km s^{-1} – linha pontilhada) são mostrados. Detecções são representadas como círculos fechados e limites superiores como triângulos abertos.

A mudança brusca de inflexão em $\sim 5500 \text{ K}$ marca a primeira dragagem. Em modelos sem rotação espera-se que a diluição de Be (e Li) ocorra apenas neste momento. Nos modelos com rotação, a alteração nas abundâncias fotosféricas se inicia antes. Este comportamento está em acordo com a diluição de Li e a dispersão nas abundâncias observadas em subgigantes do campo pré-primeira dragagem (Lèbre et al. 1999, e referências). Em modelos com rotação, apesar da abundância fotosférica não ser alterada durante a sequência principal, parte do Li (e Be) das camadas mais internas é destruído. Isto é, enquanto em um modelo sem rotação a abundância de Li é praticamente constante com a profundidade até se atingir a região de queima (em $\sim 2.5 \times 10^6 \text{ K}$ para o Li e em $\sim 3.5 \times 10^6 \text{ K}$ para o Be), em um modelo com rotação se desenvolve um gradiente de Li (e Be) com a profundidade.

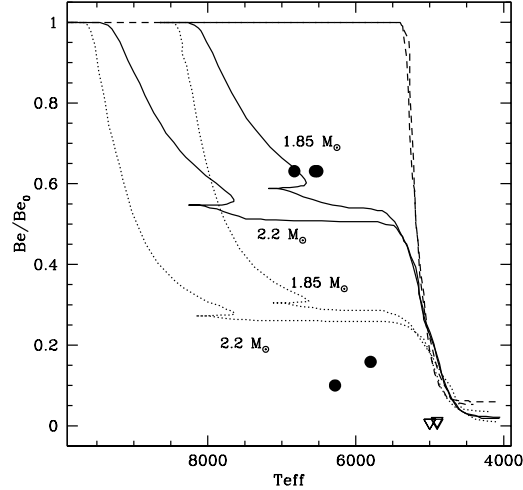


Figura 3.16: O mesmo da Fig. 3.15 para uma abundância inicial de $A(\text{Be}) = 1.41$.

Quando a estrela sai da sequência principal este material é misturado à superfície, levando a diminuição das abundâncias. Como o grau de destruição de Li e Be no interior é dependente da rotação, cria-se também uma dispersão das abundâncias de estrela para estrela.

Considerando que a abundância inicial de Be era de $A(\text{Be}) = 1.21$ (a maior observada na amostra, com exceção da estrela E5), as estrelas E3, E56 e E99 estariam em acordo com os modelos sem rotação. Considerando que a abundância inicial era de $A(\text{Be}) = 1.41$ (a abundância meteorítica) estas mesmas estrelas estariam em acordo com o esperado para uma estrela de $1.85 M_{\odot}$ e rotação de 100 km s^{-1} . Os limites da abundância de Li obtidos por Pasquini et al. (2004b) para E56 e E99 são semelhantes e estão em acordo com o esperado para uma estrela de $1.85 M_{\odot}$ com rotação de 150 km s^{-1} .

Como discutido anteriormente, a estrela E3 é mais depletada em Li do que o esperado para sua abundância de Be, o que continua aparente na comparação com os modelos com rotação. Por exemplo, considerando uma estrela de $1.85 M_{\odot}$ e 100 km s^{-1} com abundâncias iniciais $A(\text{Li}) = 3.30$ e $A(\text{Be}) = 1.41$, esperaria-se abundâncias de $A(\text{Li}) = 2.70$ e $A(\text{Be}) = 1.15$ na temperatura da estrela E3, uma ordem de magnitude mais Li do que o

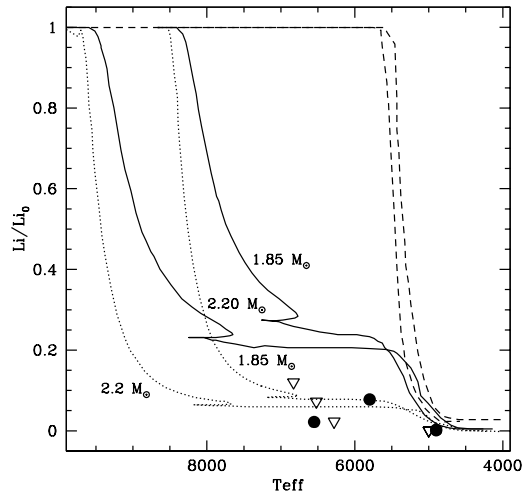


Figura 3.17: O mesmo das Fig. 3.15 e 3.16 para o Li com uma abundância inicial de $A(\text{Li}) = 3.30$.

observado.

Por outro lado, a estrela E95, que parecia inicialmente mais difícil de ser entendida, mostra um bom acordo com os modelos. Considerando uma abundância inicial de $A(\text{Be}) = 1.21$ ela estaria em acordo com o esperado para uma estrela de $2.20 M_{\odot}$ e 150 km s^{-1} . Considerando uma abundância inicial maior seria necessário uma velocidade de rotação maior. Para uma estrela de $2.20 M_{\odot}$ e 150 km s^{-1} com abundâncias iniciais $A(\text{Li}) = 3.30$ e $A(\text{Be}) = 1.41$, esperaria-se abundâncias de $A(\text{Li}) = 2.00$ e $A(\text{Be}) = 0.84$ na temperatura da estrela E95, o que concorda com o observado dentro das incertezas. Já a estrela E19 tem abundâncias de Li e Be ainda menores. Para esta estrela modelos com maior rotação seriam provavelmente adequados.

As quatro gigantes da amostra para as quais limites superiores das abundâncias de Be foram determinados também estão representadas nas Figs. 3.15 e 3.16. As abundâncias de Li determinadas por Pasquini et al. (2004b) são bem explicadas pelos modelos com rotação mas mostram alguma dispersão. Lítio foi detectado em duas das gigantes, E60 com $A(\text{Li}) = 0.42$ e E98 com $A(\text{Li}) = 0.72$. Pasquini et al. (2004b) consideram a possibilidade de que

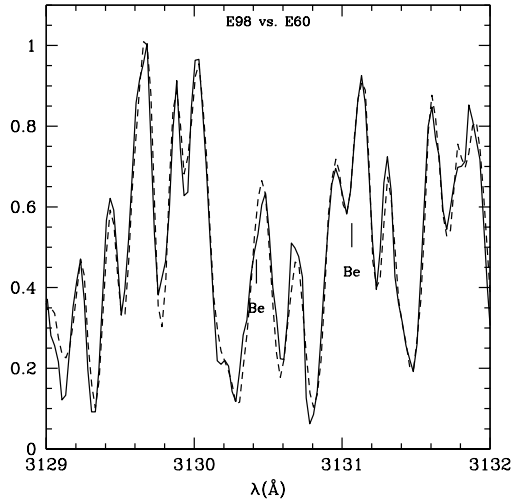


Figura 3.18: Comparação entre os espectros observados das gigantes E98 (linha tracejada) e E60 (linha sólida).

estas detecções se devam a produção de Li pós primeira dragagem. Neste caso estas estrelas estariam atravessando o *bump* do RGB (ver discussão no Cap. 1 e em Charbonnel & Balachandran 2000).

Uma maneira de se investigar se a produção de Li é recente ou se a abundância observada se deve à preservação de Li é investigar as abundâncias de Be (Castilho et al. 1999). No caso de produção de Li, o Be da estrela estaria depletado. No caso de preservação de Li, o Be também seria preservado. O limite determinado para a estrela E98 é 0.20 dex maior do que o determinado para a estrela E60. Como discutido anteriormente, estes valores estão em acordo dentro das incertezas. A Fig. 3.18 compara os espectros destas duas gigantes na região do Be. Uma diferença real nas abundâncias destas duas estrelas não é clara. Neste caso, a hipótese de produção recente de Li parece a mais adequada.

Capítulo 4

Mistura pós sequência principal

Neste capítulo, a discussão sobre o uso dos elementos leves como traçadores de mistura continua. Agora, no entanto, estuda-se o uso dos elementos C, N, O e Na como traçadores dos processos de mistura em estrelas gigantes de aglomerados abertos, como discutido no Cap. 1, Sec. 1.2.3.

A necessidade de um fenômeno extra de mistura para explicar as baixas razões de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observadas em gigantes foi identificada há mais de 30 anos (Dearborn et al. 1975a,b; Hinkle et al. 1976). Como discutido no Cap. 1, a maior parte dos esforços teóricos no sentido de modelar esta mistura extra envolviam a ação de processos relacionados à rotação (Palacios et al. 2006, e referências). Após 30 anos de esforço, o mecanismo físico responsável por este fenômeno parece ter sido devidamente identificado.

4.1 Convecção thermohaline

A identificação do mecanismo ocorreu a partir da modelagem hidrodinâmica tri-dimensional de estrelas gigantes de baixa massa por Dearborn et al. (2006). A partir destas simulações, Eggleton et al. (2006) perceberam um processo de mistura inesperado em uma região radiativa, estável contra con-

CAPÍTULO 4. MISTURA PÓS SEQUÊNCIA PRINCIPAL

vecção¹, localizada entre a camada de queima de H e a base da camada convectiva.

Estrelas de baixa massa queimam H na sequência principal pela cadeia p-p e pelo ciclo CNO. A cadeia p-p é o mecanismo mais importante em estrelas com massa menor que $1-1.5 M_{\odot}$, o ciclo CNO em estrela com massa acima deste valor. Mesmo nas estrelas de maior massa, o ciclo p-p opera de maneira parcial em regiões externas do núcleo, transformando H em ${}^3\text{He}$. Em estrelas com massa maior que $\sim 2.0 M_{\odot}$, o núcleo convectivo mistura este ${}^3\text{He}$ a regiões mais internas, fazendo com que ele seja destruído. Em estrelas com massa menor que $\sim 2.0 M_{\odot}$, com núcleo radiativo, o ${}^3\text{He}$ se acumula. Quando estas estrelas atravessam a primeira dragagem (ver Sec. 1.2.3), o ${}^3\text{He}$ é misturado ao material da superfície. Este aumento da abundância de ${}^3\text{He}$, esperado em modelos estelares, não é visto na evolução da abundância deste elemento na Galáxia, gerando o problema mencionado no Cap. 1 e discutido em mais detalhes por Charbonnel & Do Nascimento (1998, e referências).

Durante o RGB a camada de queima de H irá atingir a região de composição química uniforme, e rica em ${}^3\text{He}$, no chamado *bump* (Cap. 1). Na região superior que precede a camada de queima de H, ocorre a queima de ${}^3\text{He}$ pela reação ${}^3\text{He}({}^3\text{He}, 2p){}^4\text{He}$. Esta reação converte duas partículas em três, reduzindo o peso molecular. Esta inversão é mínima e é geralmente desconsiderada. Os modelos tri-dimensionais de Dearborn et al. (2006) mostram, no entanto, que esta inversão induz uma instabilidade. Eggleton et al. (2006) indentificam este processo como a *instabilidade Rayleigh-Taylor* (Rayleigh 1883; Taylor 1950; Shivamoggi 2008). A instabilidade Rayleigh-Taylor ocorre na interface de contato entre dois fluidos incompressíveis com den-

¹Usualmente para se determinar se uma camada da estrela é estável contra perturbações dinâmicas usa-se o critério de Schwarzschild, $\nabla_{rad} < \nabla_{ad}$. No entanto, se o meio não tem uma composição química homogênea o critério de estabilidade se torna $\nabla_{rad} < \nabla_{ad} + \frac{\varphi}{\delta} \nabla_{\mu}$, o chamado critério de Ledoux (Ledoux 1947). Nessas equações $\nabla_{rad} \equiv (\frac{d \ln T}{d \ln P})$ é o gradiente de temperatura, $\nabla_{ad} \equiv (\frac{d \ln T}{d \ln P})_{ad}$ é o gradiente adiabático, $\varphi \equiv (\frac{d \ln \rho}{d \ln \mu})$, $\delta \equiv (\frac{d \ln \rho}{d \ln T})$, $\nabla_{\mu} \equiv (\frac{d \ln \mu}{d \ln P})$, μ é o peso molecular médio, T é a temperatura, P é a pressão e ρ é a densidade do meio.

4.1. CONVECÇÃO THERMOHALINE

sidades diferentes que são acelerados na direção perpendicular à interface. No interior estelar, uma instabilidade semelhante ocorre em regiões onde o critério de convecção de Ledoux é satisfeito (Charbonnel & Zahn 2007a). De acordo com Eggleton et al. (2006), este mecanismo gera a mistura extra necessária para resolver ao mesmo tempo o problema da produção em excesso de ${}^3\text{He}$ e o problema da baixa razão isotópica de carbono em gigantes.

Por outro lado, Charbonnel & Zahn (2007a) argumentam que quando a inversão de peso molecular ocorre, a primeira instabilidade a surgir é a chamada “convecção thermohaline” (Stern 1960). A convecção thermohaline é um processo difusivo duplo (envolve a difusão de calor e de elementos) que ocorre em um meio estratificado e estável de acordo com critério de Ledoux, mas onde o peso molecular diminui com a profundidade.

A primeira teoria quantitativa sobre a convecção thermohaline em interiores estelares foi apresentada por Ulrich (1972), assumindo que o material se comporta como um gás perfeito. Neste trabalho, a geometria favorecida das células de material que se movimentam é aquela de colunas longas e finas. Um tratamento diferente é apresentado por Kippenhahn et al. (1980), que trata o material como um gás que se afasta da condição de gás perfeito e assume uma geometria das células na forma de bolhas.

Os dois trabalhos modelam a eficiência do processo na forma de um coeficiente de difusão. No entanto, como Charbonnel & Zahn (2007a) mostram, os dois coeficientes diferem entre si por duas ordens de magnitude. Charbonnel & Zahn (2007a) calculam modelos evolutivos para estrelas de $0.9 M_{\odot}$ e três metalicidades, $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.80, -1.30$ e -0.50 , usando o maior coeficiente, o calculado por Ulrich (1972). Assim, mostram que os efeitos da convecção thermohaline conseguem reproduzir as observações das abundâncias de lítio, carbono, nitrogênio e da razão ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$.

Além da mistura extra em gigantes de baixa massa no bump, Charbonnel & Balachandran (2000) argumentam que um fenômeno semelhante ocorre em estrelas de massa intermediária no inicial do AGB, após o fim da queima central de He. Essa idéia foi motivada pela concentração de gigantes ricas em

Li no bump e no início do AGB. Como o Li é destruído em gigantes, a sua observação requer a produção, possivelmente pelo mecanismo de Cameron Fowler (ver Cap. 1), e seu rápido transporte por algum mecanismo extra de mistura para a fotosfera. Recentemente, Cantiello & Langer (2008) mostram que a convecção thermohaline pode agir na fase de queima central de He, ou posteriormente, desde que a estrela ainda possua um reservatório de ^3He .

Em uma análise mais detalhada dos mecanismos físicos envolvidos, Denissenkov & Pinsonneault (2008) encontram que a inversão de peso molecular induz o aparecimento de dois fenômenos. Um modo de transporte rápido com estrutura adiabática e um modo lento com estrutura radiativa. O modo rápido é provavelmente aquele observado por Eggleton et al. (2006) em suas simulações. De acordo com Denissenkov & Pinsonneault (2008), este modo rápido é ineficiente e provavelmente não age nos interiores estelares. O modo lento por sua vez é identificado como a convecção thermohaline.

Denissenkov & Pinsonneault (2008) também identificam potenciais problemas que podem inibir a mistura pela convecção thermohaline. Em especial, argumentam que a turbulência induzida por rotação pode interferir diminuindo a sua eficiência. Seria assim, difícil explicar por que a fração de gigantes ricas em Li é maior em estrelas de maior rotação (Drake et al. 2002).

A identificação da ação efetiva da convecção thermohaline foi um grande passo no sentido de resolver o problema da mistura extra em gigantes. No entanto, trabalhos recentes mostram que diversos problemas ainda persistem. Um esforço observacional no sentido de produzir vínculos robustos e detalhados sobre a magnitude e a escala de tempo da ação da mistura extra, e da sua dependência com a massa estelar e a metalicidade, pode contribuir enormemente para a resolução deste problema.

4.2 Cenário observacional

Pelo lado observacional, vários trabalhos apontaram a necessidade de um processo extra de mistura para explicar as abundâncias de Li, C, N e a

razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observadas em gigantes. Poucos, no entanto, determinaram estas abundâncias em estrelas de aglomerados abertos (Gilroy 1989; Gilroy & Brown 1991; Luck 1994; Tautvaišiene et al. 2000, 2005). Estrelas de aglomerados são alvos ideais, onde a massa pode ser determinada com precisão e a composição química inicial das estrelas é a mesma. Assim, a dependência dos mecanismos de mistura quanto a estas quantidades pode ser traçada em detalhe.

Gilroy (1989) e Gilroy & Brown (1991) determinaram a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em uma grande amostra de estrelas de vários aglomerados abertos. Até o presente, estes são os trabalhos adotados como referências em qualquer estudo de mistura extra em gigantes. Fica claro assim a falta de análises empregando dados modernos de alta qualidade.

Estes trabalhos encontram que gigantes em aglomerados com massa do *turn off* maior que $2.2M_{\odot}$ têm a razão isotópica em acordo com as previsões teóricas. Por outro lado, gigantes em aglomerados com massa do *turn off* menor do que $2.2M_{\odot}$ apresentam uma razão isotópica de carbono decrescente correlacionada com a massa do *turn off* (Fig. 4.1). Além disso, Gilroy & Brown (1991) mostram que as baixas razões isotópicas são encontradas em estrelas do topo do ramo das gigantes ou do clump, mas não em estrelas que estão no início do RGB. Estas observações levam Charbonnel (1994) e Charbonnel et al. (1998) a sugerir que o mecanismo extra de mistura esteja relacionado ao bump.

Por outro lado, Luck (1994) também encontra gigantes com baixa razão isotópica em aglomerados com massa do *turn off* acima de $2.2M_{\odot}$. Este resultado, diferente do obtido por Gilroy (1989) e Gilroy & Brown (1991), não é claramente apresentado e discutido. Neste artigo, o autor se limita a comentar que baixas razões isotópicas foram encontradas em gigantes, em acordo com o obtido em outros trabalhos da literatura. A correlação com a massa das estrelas não é explorada em nenhum momento. Este fato, faz com que estas importantes observações passem despercebidas, e que o cenário observacional de Gilroy (1989) e Gilroy & Brown (1991), onde apenas gigantes

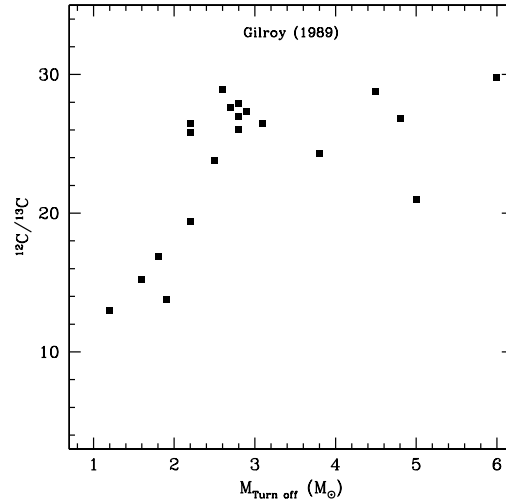


Figura 4.1: Correlação entre massa do turn off e a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ encontrada por Gilroy (1989).

de baixa massa sofrem a mistura extra, seja aceite na literatura.

Além disto, Gilroy & Brown (1991) não encontram evidência em M67 de diferença nas razões isotópicas entre gigantes do topo do RGB e gigantes na fase de queima central de He. Tautvaišiene et al. (2000), entretanto, analisando uma amostra maior de gigantes encontra uma pequena diferença em $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ entre estrelas do ramo das gigantes e estrelas do clump. Esta diferença pode ser um possível indício de um evento adicional de mistura induzido pelo *flash* do He. Uma diferença similar, no entanto, não foi encontrada no aglomerado NGC 7789 (Tautvaišiene et al. 2005).

Com respeito ao sódio, um número de trabalhos na literatura encontram sobre-abundâncias de Na em gigantes de aglomerados abertos. De acordo com Jacobson et al. (2007), este número é da ordem de 65% de cerca de 30 aglomerados analisados. A magnitude desta sobre-abundância varia de trabalho para trabalho, de valores tão altos como $[\text{Na}/\text{Fe}] \sim +0.50$ ou mais (Bragaglia et al. 2001; Friel et al. 2003; Jacobson et al. 2007), para valores moderados como $[\text{Na}/\text{Fe}] \sim +0.20$ (Hamdani et al. 2000; Tautvaišiene et al. 2000; Pasquini et al. 2004a) chegando a trabalhos que encontram valores

praticamente solares (Randich et al. 2006; Sestito et al. 2007, 2008).

Quando se compara a abundância de Na entre estrelas de sequência principal e estrelas gigantes, resultados discrepantes foram encontrados. Enquanto Pasquini et al. (2004a) encontra uma diferença de $\sim +0.20$ dex no aglomerado IC 4651, Randich et al. (2006) não encontra qualquer diferença no aglomerado M67. A realidade da sobre-abundância é debatida na literatura, em especial por que diversos fatores influenciam nesta questão como o uso de diferentes *gfs* e o uso (ou não) de diferentes correções por efeitos de desvios do equilíbrio termodinâmico local (NETL). Um terceiro fator de possível importância ainda não explorado é o uso de diferentes escalas de temperaturas.

Nesta parte do trabalho razões isotópicas e abundâncias de vários elementos, entre eles C, N, O e Na, são calculados em uma amostra de 31 estrelas gigantes de 10 aglomerados, aumentando de maneira considerável a amostra de gigantes de aglomerados analisada na literatura. Os pontos fortes desta análise estão na determinação homogênea de vários elementos afetados pelos mecanismos de mistura em uma amostra grande que compreende um intervalo de 1.7 a 3.1 M_{\odot} . Além disso, as estrelas da amostra estão em diferentes estágios evolutivos, são gigantes vermelhas, gigantes do clump e gigantes do início do AGB. Assim, as variações das abundâncias podem ser estudadas em função da massa e do estado evolutivo das estrelas. Resultados preliminares desta análise foram apresentados na forma de póster no Simpósio IAU 239 em Praga, 2006 (Smiljanic et al. 2007). Os resultados finais são tema de artigo **submetido** para publicação no A&A (Smiljanic et al. 2008a).

4.3 Dados observacionais

Os espectros usados neste projeto foram obtidos em julho de 2000 com o espectrógrafo FEROS (*Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*), acoplado ao telescópio de 1.52m do ESO em La Silla, Chile. Os espectros foram cedidos para análise por Pierre North (2005, comunicação privada) do Laboratório de Astrofísica da Escola Federal Politécnica de Lausanne, Suíça. O

CAPÍTULO 4. MISTURA PÓS SEQUÊNCIA PRINCIPAL

FEROS (Kaufer et al. 1999) é um espectrógrafo echelle de bancada alimentado por fibra óptica que distribui a cobertura espectral, $\lambda\lambda$ 3500–9200 Å em 39 ordens e tem um poder resolutor de $R = 48\,000$. O CCD usado possui 2048×4096 pixels de $15\ \mu\text{m}$. Foram observadas 24 gigantes em 8 aglomerados abertos. Os detalhes das observações e alguns dados das estrelas alvo são dados na Tab. 4.1.

Além destas novas observações também foram reanalisados os dados de sete gigantes dos aglomerados NGC 2360 e NGC 2447, anteriormente analisados por Hamdani et al. (2000). Novamente os espectros foram cedidos por Pierre North (2006, comunicação privada). Estes espectros foram obtidos com o EMMI (*ESO Multi-Mode Instrument*) em modo de espectroscopia echelle, acoplado ao telescópio NTT (*New Technology Telescope*) de 3.6m do ESO, também em La Silla, Chile. O EMMI (Dekker et al. 1986) é um instrumento versátil multi-função para observações no visível capaz de operar em modos distintos: imageamento de campo largo, espectroscopia multi-objeto de baixa resolução, espectroscopia de fenda longa por grismas, espectroscopia de fenda longa de média resolução por redes de difração e espectroscopia echelle. Os espectros têm cobertura de $\lambda\lambda$ 4050–6650 Å e $R = 28000$. Os detalhes das observações e alguns dados das estrelas alvo também são dados na Tab. 4.1.

Os dados físicos dos aglomerados da amostra estão listados na Tab. 4.2. Os parâmetros de NGC 2360 e de NGC 2447 são os mesmos listados em Hamdani et al. (2000). Os dados de NGC 6134 são os determinados por Bruntt et al. (1999). Para os demais aglomerados novos parâmetros foram determinados por Pierre North (2007, comunicação privada) usando a base de dados WEBDA². Fotometria UBV de Johnson foi obtida através da base de dados e as sequências principais foram ajustadas usando-se as isócronas do grupo de Genebra (Schaller et al. 1992) com metalicidade $Z = 0.020$.

²A WEBDA é uma grande base de dados de aglomerados abertos Galácticos desenvolvida por Jean-Claude Mermilliod e agora mantida por Ernst Paunzen do Instituto de Astronomia da Universidade de Viena. A base de dados pode ser acessada pelo seguinte endereço na internet: <http://www.univie.ac.at/webda/>

4.3. DADOS OBSERVACIONAIS

Tabela 4.1: Dados das gigantes da amostra, a magnitude V no sistema de Geneva, quando possível, ou no de Johnson nos outros casos, o índice $[B - V]$ no sistema de Geneva e $(B - V)$ no sistema de Johnson; S/N por pixel dos espectros na região especificada, as datas Julianas do meio da exposição e tempo total de exposição.

Star	V	[B-V]	(B-V)	S/N	around (Å)	JD -2450000	t_{exp} (s)
IC 2714 05	11.046	0.582	1.263	184	6701	1730.511	5000
IC 4756 12	9.473	0.500	1.030	174	6701	1731.751	1800
IC 4756 14	8.813	0.737	0.860	197	6701	1732.750	1800
IC 4756 28	8.970		1.360	166	6701	1730.703	1500
IC 4756 38	9.756	0.416	1.100	237	6701	1730.731	2700
IC 4756 69	9.201	0.366	1.060	271	6701	1730.755	1800
NGC 2360 7	11.087	0.294	1.000	89	6600	30.741	1800
NGC 2360 50	11.082	0.311	1.030	108	6600	30.767	2700
NGC 2360 62	11.272	0.251	0.940	73	6600	31.730	3600
NGC 2360 86	10.787	0.309	1.020	181	6600	31.822	3600
NGC 2447 28	9.849	0.226	0.820	170	6600	30.847	1800
NGC 2447 34	10.123	0.197		236	6600	32.755	3000
NGC 2447 41	10.031	0.204	0.935	226	6600	32.840	2700
NGC 3532 19	7.711	0.241	0.962	214	6701	1730.462	600
NGC 3532 100	7.483	0.404	1.098	171	6701	1730.474	600
NGC 3532 122	8.161	0.234	0.934	371	6701	1731.464	900
NGC 3532 596	7.930		0.991	367	6701	1732.463	800
NGC 3532 670	7.042		1.340	149	6701	1732.473	500
NGC 3680 13	10.824	0.491	1.150	200	6701	1731.503	5000
NGC 5822 01	9.061	0.653	1.286	126	6701	1731.544	1500
NGC 5822 201	10.242	0.341	1.052	175	6701	1730.567	3600
NGC 5822 240	9.468	0.728	1.336	128	6701	1731.569	2100
NGC 5822 316	10.455	0.375	1.031	175	6701	1732.617	2700
NGC 5822 443	9.720		1.220	177	6701	1731.600	2700
NGC 6134 30	11.840		1.270	200	6701	1730.646	7200
NGC 6134 99	11.633		1.357	168	6701	1732.673	6300
NGC 6134 202	11.619		1.464	146	6701	1731.690	7200
NGC 6281 03	7.959	0.436	1.115	236	6701	1731.627	900
NGC 6281 04	8.126	0.457	1.133	232	6701	1731.640	900
NGC 6633 078	7.304	0.845	1.430	157	6701	1732.717	600
NGC 6633 100	8.307	0.434	1.110	194	6701	1732.731	1000

CAPÍTULO 4. MISTURA PÓS SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Tabela 4.2: Dados físicos dos aglomerados da amostra como calculados neste trabalho ou adotados da literatura (ver o texto para detalhes).

Cluster	(m-M) (mag.)	E(B-V) (mag.)	E(b-y) (mag.)	Age (log yrs.)	Distance (pc)	[Fe/H]
IC 2714	11.50	0.33	–	8.60	1246	+0.12
IC 4756	9.00	0.20	–	8.85	474	+0.04
NGC 2360	10.40	0.07	–	9.00	1086	+0.04
NGC 2447	10.25	0.04	–	8.65	1057	–0.01
NGC 3532	8.50	0.04	–	8.55	473	+0.04
NGC 3680	10.07	0.07	–	9.25	935	+0.04
NGC 5822	9.65	0.14	–	8.95	697	+0.04
NGC 6134	–	–	0.263	8.85	1410	+0.12
NGC 6281	8.95	0.13	–	8.50	512	+0.05
NGC 6633	8.50	0.18	–	8.65	388	+0.08

Determinou-se assim o módulo de distância, (m-M), o excesso de cor, E(B-V), a idade, a distância e as massas do turn-off e do clump. O valor de metalicidade listado é a média dos valores determinados neste trabalho para as estrelas daquele aglomerado. As distâncias Galactocêntricas são de Chen et al. (2003).

Na Tab. 4.3 dois valores da massa das estrelas no turn-off são listados. O primeiro, o turn-off 'azul', é definido como o limite mais azul da isócrona, excluindo a fase muito curta logo após o fim do H no núcleo, como indicado pelo ponto B na Fig. 4.2. O turn-off 'vermelho', o segundo listado, é definido como o ponto mais vermelho da isócrona, logo após o limite azul, como indicado pelo ponto R na Fig. 4.2.

4.3.1 Descrição da amostra

As figuras 4.3 e 4.4 mostram os diagramas cor-magnitude (CMD) dos aglomerados da amostra. A isócrona que melhor ajusta os dados também é mostrada. As estrelas observadas estão em destaque e identificadas. Nesta

4.3. DADOS OBSERVACIONAIS

Tabela 4.3: Dados físicos dos aglomerados da amostra como calculados neste trabalho ou adotados da literatura (ver o texto para detalhes).

Cluster	$M_{\text{azul TO}}$ (M_{\odot})	$M_{\text{verm. TO}}$ (M_{\odot})	M_{clump} (M_{\odot})	R_{GC} (kpc)
IC 2714	2.55	2.85	2.91	8.34
IC 4756	2.08	2.31	2.37	7.23
NGC 2360	1.81	2.06	2.11	6.32
NGC 2447	2.44	2.74	2.79	6.51
NGC 3532	2.67	2.96	3.03	7.87
NGC 3680	1.46	1.70	1.74	7.45
NGC 5822	1.89	2.14	2.19	8.10
NGC 6134	2.08	2.31	2.37	7.52
NGC 6281	2.78	3.09	3.18	8.47
NGC 6633	2.44	2.74	2.79	8.42

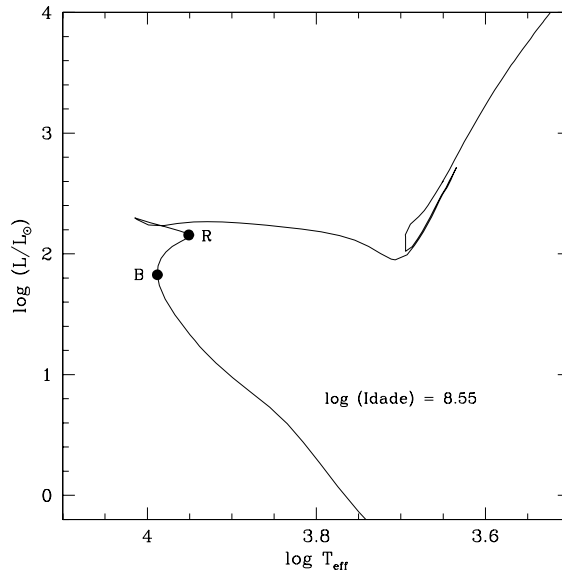


Figura 4.2: Isócrona indicando alguns pontos particulares. O ponto B indica o turn-off azul e o ponto R o turn-off vermelho.

CAPÍTULO 4. MISTURA PÓS SEQUÊNCIA PRINCIPAL

sub-seção discute-se o estágio evolutivo das estrelas da amostra e apresenta-se resultados quanto à multiplicidade dos objetos e o seu status como membro do aglomerado.

A luminosidade, o estágio evolutivo, multiplicidade e a informação sobre se a estrela é membro do aglomerado são listados na Tab. 4.4. Luminosidades (Eq. 4.1) foram calculadas com os parâmetros listados na Tab. 4.2, magnitudes V de Johnson obtidas pelo WEBDA e correções bolométricas calculadas com as relações dadas por Alonso et al. (1999).

$$\begin{aligned}M_V &= V - A_V - (m_V - M_V) \\A_V &= 3.1E(B - V) \\M_{Bol} &= M_V + CB \\log(L_*/L_\odot) &= -0.4(M_{Bol*} - 4.75)\end{aligned}\tag{4.1}$$

IC 2714

IC 2714 é um aglomerado pouco estudado. O sistema de numeração de Becker (1960) é adotado para identificar as estrelas do aglomerado. Apenas uma estrela, IC 2714 5, faz parte da amostra.

Clariá et al. (1994) obtiveram fotometria nos sistemas UBV , para pouco mais de 200 estrelas do aglomerado, e também nos sistemas DDO e Washington para as estrelas gigantes. Espectros para determinação de velocidades radiais e o monitoramento de multiplicidade também foram obtidos. Critérios fotométricos e as velocidades radiais indicam que a estrela 5 é membro do aglomerado. As medidas de velocidade radial (apenas quatro) parecem indicar se tratar de uma estrela isolada. Como notado em Clariá et al. (1994), sua posição no CMD (Fig. 4.3) sugere que IC 2714 5 é uma gigante do clump na fase de queima central de He.

4.3. DADOS OBSERVACIONAIS

Tabela 4.4: Luminosidades, estágio evolutivo, informação se a estrela é membro real do aglomerado e informação sobre a multiplicidade.

Estrela	$\log(L/L_{\odot})$	Est. Evol.	Membro	Binária
IC 2714 5	2.18	clump	m	–
IC 4756 12	1.78	clump	m	não
IC 4756 14	2.10	clump	m	não
IC 4756 28	2.06	RGB	nm/m	não
IC 4756 38	1.66	clump ou RGB	m	não
IC 4756 69	1.89	clump	m	sim
NGC 2360 7	1.71	clump	m	não
NGC 2360 50	1.73	clump	m	não
NGC 2360 62	1.64	clump	m	sim
NGC 2360 86	1.85	clump ou início do AGB	m	não
NGC 2447 28	2.16	clump	m	não
NGC 2447 34	2.04	clump	m	não
NGC 2447 41	2.09	clump	m	não
NGC 3532 19	2.31	clump	m	prob.
NGC 3532 100	2.44	early-AGB	m	não
NGC 3532 122	2.12	clump ou RGB	nm/m	prob.
NGC 3532 596	2.23	clump	m	não
NGC 3532 670	2.72	early-AGB or topo RGB	m	prob.
NGC 3680 13	1.73	bump RGB ou clump	m	não
NGC 5822 1	2.33	early-AGB	m	não
NGC 5822 201	1.76	clump	m	sim
NGC 5822 240	2.19	RGB	m	não
NGC 5822 316	1.64	clump	m	não
NGC 5822 443	2.04	RGB ou início do AGB	m	prob.
NGC 6134 30	1.56	clump ou início do AGB	m	sim
NGC 6134 99	1.68	clump ou início do AGB	m	não
NGC 6134 202	1.73	RGB ou início do AGB	m	não
NGC 6281 3	2.42	clump	m	–
NGC 6281 4	2.34	clump	m	–
NGC 6633 78	2.61	early-AGB	m	não
NGC 6633 100	2.08	clump	m	não

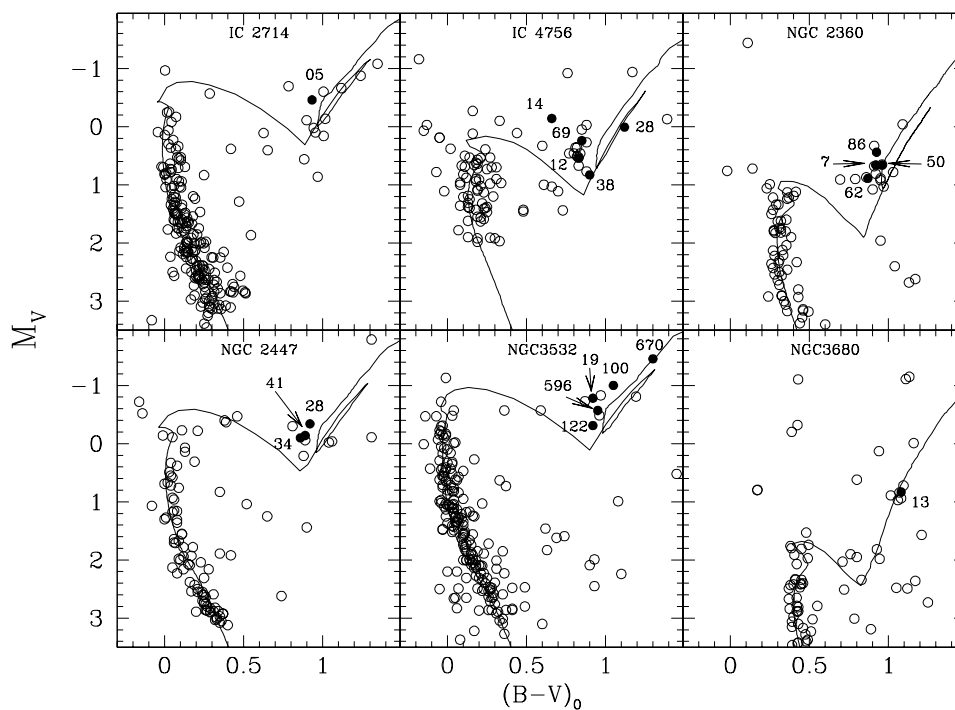


Figura 4.3: O ajuste do CMD dos aglomerados IC 2714, IC 4756, NGC 2360, NGC 2447, NGC 3532 e NGC 3680 com as isócronas de Schaller et al. (1992), usadas para determinar as massas do turn-off dos aglomerados (exceto para NGC 2360 e NGC 2447, ver texto). As estrelas observadas são representadas como círculos cheios e identificadas por seus números. Os parâmetros dados pelos ajustes são aqueles listados na Tab. 4.2.

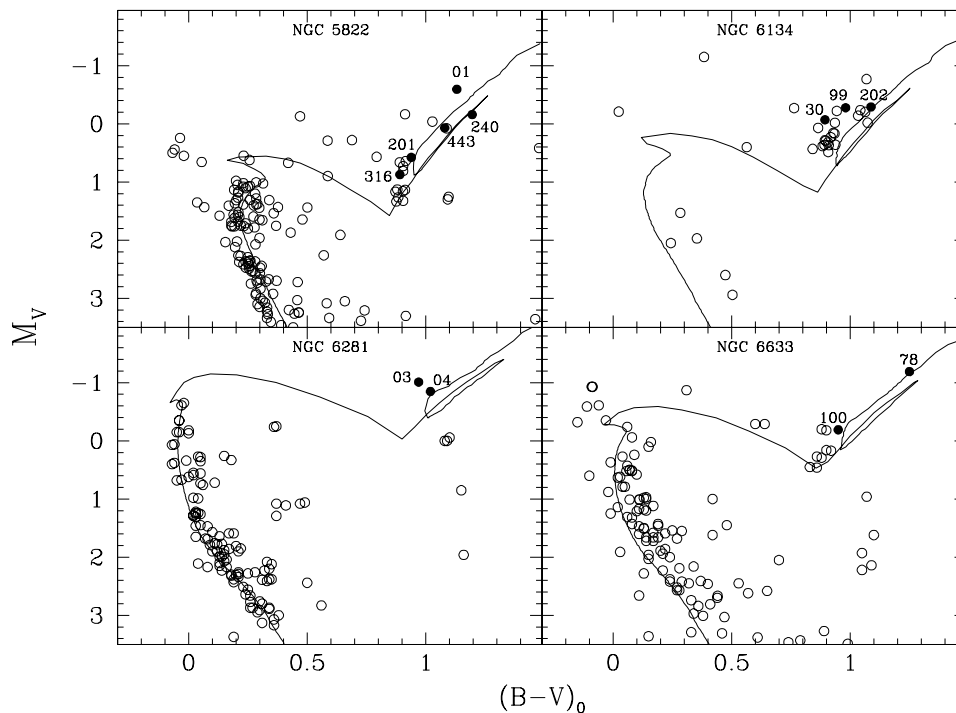


Figura 4.4: O ajuste do CMD dos aglomerados NGC 5822, NGC 6134, NGC 6281 e NGC 6633 com as isócronas de Schaller et al. (1992), usadas para determinar as massas do turn-off dos aglomerados (exceto para NGC 6134, ver texto). As estrelas observadas são representadas como círculos cheios e identificadas por seus números. Os parâmetros dados pelos ajustes são aqueles listados na Tab. 4.2.

IC 4756

Cinco estrelas do aglomerado IC 4756 fazem parte da amostra, IC 4756 12, 14, 28, 38 e 69, onde o sistema de numeração de Kopff (1943) é adotado.

Herzog et al. (1975) apresentam fotometria UBV deste aglomerado e determinam probabilidades destas estrelas serem membros do aglomerado por meio de uma análise de movimentos próprios. Apenas três estrelas da amostra estão incluídas neste trabalho. Herzog et al. (1975) concluem que as estrelas 38 e 69 são membros reais do aglomerado mas que a estrela 28 não é um membro.

CAPÍTULO 4. MISTURA PÓS SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Mermilliod & Mayor (1990) apresentam um monitoramento de velocidades radiais de gigantes deste aglomerado. Todas as cinco estrelas são consideradas membros do aglomerado. As velocidades radiais indicam que as estrelas 12, 14, 28 e 38 são estrelas isoladas. Encontra-se que a estrela 69 é uma binária e sua órbita é determinada. Recentemente, Mermilliod et al. (2007) refinaram esta determinação encontrando um período de 1994.3 dias e uma excentricidade de apenas 0.004.

O CMD deste aglomerado (Fig. 4.3) deve ser analisado com cuidado pois é afetado por avermelhamento diferencial (Schmidt 1978; Smith 1983). Assim sendo, o estágio evolutivo das estrelas não pode ser determinado de maneira precisa apenas pelo CMD. De qualquer forma, o CMD sugere que as estrelas 12, 14 e 69 são estrelas do clump, na fase de queima de He, que as estrelas 28 é uma gigante de primeira ascensão e que a estrela 38 está na base do RGB ou no clump.

NGC 2360

As quatro estrelas analisadas por Hamdani et al. (2000) foram incluídas na amostra, NGC 2360 7, 50, 62 e 86. O sistema de numeração adotado é o de Becker et al. (1976).

Velocidades radiais para estrelas deste aglomerado foram determinadas por Mermilliod & Mayor (1990). Todas as quatro estrelas são consideradas membros do aglomerado. As estrelas 7, 50 e 86 são consideradas estrelas isoladas enquanto a estrela 62 é um sistema binário. Sua órbita é determinada por Mermilliod et al. (2007) que encontram um período de 770.2 dias e uma excentricidade de 0.54. Usando movimentos próprios e paralaxes do Hipparcos (ESA 1997), Baumgardt et al. (2000) encontram que as estrelas 7 e 86 têm cerca de 72% de probabilidade de serem membros. As demais estrelas não foram incluídas neste trabalho.

A posição das estrelas no CMD (Fig. 4.3) sugere que as estrelas 7, 50 e 62 são estrelas do clump e que a estrela 86 possa estar no clump ou no início do AGB.

NGC 2447

As três estrelas analisadas por Hamdani et al. (2000) foram incluídas na amostra, NGC 2447 28, 34 e 41. O sistema de numeração adotado é o de Becker et al. (1976).

As velocidades radiais determinadas por Mermilliod & Mayor (1989) não indicam evidências de multiplicidade e sugerem que as três estrelas são membros do aglomerado.

Como notado por Clariá et al. (2005), a posição das estrelas no CMD (Fig. 4.3) indicam que as três pertencem ao clump e estão na fase de queima central de He.

NGC 3532

Cinco estrelas deste aglomerado fazem parte da amostra sendo analisada, NGC 3532 19, 100, 122, 596 e 670. O sistema de numeração de Fernandez & Salgado (1980) é adotado.

Clariá & Lapasset (1988) obtiveram fotometria UBV e DDO para 12 gigantes deste aglomerado, incluindo todas as analisadas aqui. Os critérios fotométricos aplicados indicam que todas, com exceção da estrela 122, são membros reais do aglomerado. Velocidades radiais para estrelas deste aglomerado foram determinadas por González & Lapasset (2002). Apesar de nenhuma estrela ser confirmada como binária, alguma evidência de variabilidade foi encontrada para as estrelas 19, 122 e 670. Isso leva González & Lapasset (2002) a considerarem as três como possíveis binárias. As estrelas 100 e 596 não apresentam variabilidade de velocidade radial e são consideradas estrelas isoladas. Cinematicamente, as cinco estrelas são consideradas membros do aglomerado. No entanto, devido à sua distância com relação ao centro do aglomerado, González & Lapasset (2002) consideram a estrela 670 como possível não membro. As velocidades radiais obtidas por Mermilliod et al. (2007) indicam que as cinco estrelas são membros do aglomerado.

Como descrito por Clariá & Lapasset (1988), e pode ser notado no CMD (Fig. 4.3), as estrelas 19 e 596 parecem ser estrelas do clump, na fase de

CAPÍTULO 4. MISTURA PÓS SEQUÊNCIA PRINCIPAL

queima de He. A estrela 122 pode estar no clump ou no início do RGB. A estrela 100 parece um pouco mais evoluída, talvez no início do AGB. A estrela 670, a mais luminosa da amostra, com luminosidade maior do que o esperado para o fim da queima central de He, parece ser uma estrela do AGB. No entanto, no CMD apresentado por Clariá & Lapasset (1988) ela parece ser uma gigante de primeira ascensão e estar no topo do RGB.

NGC 3680

Apenas uma estrela deste aglomerado foi incluída na amostra, NGC 3680 13. O sistema de numeração de Eggen (1969) é adotado.

Clariá & Lapasset (1983) obtiveram fotometria BV e DDO deste aglomerado. Os critérios fotométricos aplicados indicam que a estrela 13 é um membro real do aglomerado. Kozhurina-Platais et al. (1995) apresentam um estudo de movimentos próprios na região de NGC 3680. Os resultados também indicam que a estrela 13 é membro do aglomerado. O estudo de velocidades radiais de Mermilliod et al. (1995) confirmam esse resultado e indicam que se trata de uma estrela isolada.

Clariá & Lapasset (1983) classificam esta estrela como uma gigante do clump, a posição desta estrela no CMD (Fig. 4.3), no entanto, parece indicar que se trata de uma estrela ainda na primeira ascensão, possivelmente no bump do RGB. A isócrona de Schaller et al. (1992) usada na Fig. 4.3 não se estende ao clump, portanto a possibilidade desta estrela estar no clump não é excluída.

NGC 5822

Cinco estrelas deste aglomerado fazem parte da amostra, NGC 5822 1, 201, 240, 316 e 443. O sistema de numeração de Bozkurt (1974) é adotado.

Clariá & Lapasset (1985) obtiveram fotometria nos sistemas UBV, DDO e Washington de gigantes do aglomerado. Apenas as estrelas 1 e 201 foram incluídas neste trabalho. Os critérios fotométricos de Clariá & Lapasset (1985) indicam que as duas estrelas são membros do aglomerado. O estudo de

velocidades radiais de Mermilliod & Mayor (1990) indica que as cinco estrelas são membros reais do aglomerado. Mermilliod & Mayor (1990) encontram que a estrela 201 é uma binária espectroscópica enquanto as demais estrelas parecem ser estrelas isoladas. No entanto, as novas observações de Mermilliod et al. (2007) não confirmam que a estrela 201 seja uma binária.

Como notado anteriormente por Mermilliod & Mayor (1990), a posição das estrelas no CMD (Fig. 4.4) parece indicar que as estrelas 201 e 316 são estrelas do clump, que a estrela 240 é uma estrela de primeira ascensão, a estrela 443 pode estar no RGB ou no início do AGB e que a estrela 1 é provavelmente uma AGB.

NGC 6134

Três estrelas deste aglomerado fazem parte da amostra, NGC 6134 30, 99 e 202. O sistema de numeração de Lindoff (1972) é adotado.

Clariá & Mermilliod (1992) apresentam fotometria nos sistemas UBV e Washington e medidas de velocidade radial para gigantes deste aglomerado. Com base nas velocidades radiais as três estrelas são consideradas membros do aglomerado. As estrelas 99 e 202 são consideradas estrelas isoladas enquanto a estrela 30 é considerada uma binária espectroscópica.

A posição das estrelas no CMD (Fig. 4.4) parece indicar que as estrelas 30 e 99 são estrelas do clump ou estão no início do AGB, enquanto a estrela 202 pode estar ou no RGB ou no início do AGB.

NGC 6281

Duas estrelas deste aglomerado fazem parte da amostra, NGC 6281 3 e 4. O sistema de numeração de Feinstein & Forte (1974) é adotado.

Clariá et al. (1989) obtiveram fotometria nos sistemas UBV, DDO e Washington para gigantes deste aglomerado. Os critérios fotométricos aplicados indicam que as duas estrelas da amostra são membros do aglomerado. Dias et al. (2001) apresentam movimentos próprios para as estrelas deste

aglomerado e calculam probabilidades destas serem membros do mesmo. As duas estrelas são consideradas membros.

A posição das duas estrelas no CMD (Fig. 4.4) parece indicar que as duas são estrelas do clump na fase de queima central de He.

NGC 6633

Duas estrelas deste aglomerado fazem parte da amostra, NGC 6633 78 e 100. O sistema de numeração de Kopff (1943) é adotado.

Vasilevskis et al. (1958) apresentam movimentos próprios para as estrelas deste aglomerado. A estrela 100 é considerada membro do aglomerado, a estrela 78 não foi incluída no trabalho. Mermilliod & Mayor (1989) apresentam um estudo de velocidades radiais das gigantes deste aglomerado. As duas estrelas são consideradas membros e também estrelas isoladas.

A posição das estrelas no CMD (Fig. 4.4) sugere que a estrela 78 seja uma AGB e que a estrela 100 seja uma estrela do clump.

4.4 Análise

4.4.1 Larguras equivalentes

A lista de linhas atômicas adotada é a mesma usada por Hamdani et al. (2000), com a adição de algumas linhas de FeII. Estas linhas adicionais fazem parte da lista de linhas usada em Smiljanic (2005) e Smiljanic et al. (2006). Para as sete estrelas previamente analisadas por Hamdani et al. (2000), as larguras equivalentes (LE) originalmente publicadas naquele trabalho foram adotadas. Para as linhas adicionais de FeII, larguras equivalentes foram medidas ajustando-se perfis Gaussianos às linhas com o IRAF. A mesma normalização do contínuo realizada por Hamdani et al. (2000) foi usada para garantir a consistência entre os dois conjuntos de medidas. Detalhes sobre a redução dos dados obtidos com o EMMI são dados em Hamdani et al. (2000).

Para elementos que não o Fe, as mesmas forças de oscilador (*gfs*) listadas

por Hamdani et al. (2000) foram usadas. Estes, por sua vez, adotam os valores listados por Boyarchuk et al. (1996), com exceção das linhas de MgI, para as quais os valores listados por Thévenin (1989a,b) foram usados. Para as linhas de FeII, os *gfs* renormalizados por Meléndez et al. (2006) foram usados. Estes são os mesmos usados em Smiljanic et al. (2006). Para as linhas de FeI os dados foram preferencialmente obtidos da compilação de Fuhr & Wiese (2006) complementada por valores da base de dados on-line do NIST (Ralchenko et al. 2005).

Para os novos espectros analisados aqui pela primeira vez, o ajuste do contínuo e a medida de larguras equivalentes foram conduzidas com o software comercial PeakFit por Romain Gauderon (2005, comunicação privada), aluno de doutorado de Pierre North no Laboratório de Astrofísica da Escola Federal Politécnica de Lausanne, Suíça. A inclusão das novas linhas de FeII foi feita após estas medidas. Assim, também neste caso as larguras equivalentes das linhas de FeII foram determinadas pelo ajuste de perfis Gaussianos usando-se o IRAF. Novamente, a mesma normalização do contínuo usada nas primeiras medidas foi adotada. A comparação entre larguras equivalentes medidas com o PeakFit e o IRAF mostrou um acordo excelente. Linhas com larguras menores que 10 mÅ e maiores que 150 mÅ não foram usadas na análise. As larguras equivalentes medidas neste trabalho estão listadas nas tabelas de C.1 a C.5 no Apêndice.

4.4.2 Parâmetros atmosféricos

Os parâmetros atmosféricos das estrelas foram determinados usando-se critérios espectroscópicos. A temperatura efetiva (T_{eff}) foi determinada pelo equilíbrio de excitação das linhas de FeI (Fig. 4.5). O equilíbrio é obtido quando as abundâncias de Fe dadas pelas linhas não apresentam correlação com os potenciais de excitação do nível inferior das linhas (χ). A gravidade superficial é determinada pelo equilíbrio de ionização do Fe, obtido quando a abundância média dada pelas linhas de FeI é a mesma dada pelas linhas de FeII (Fig. 4.5). A velocidade de microturbulência é determinada quando

CAPÍTULO 4. MISTURA PÓS SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Tabela 4.5: Parâmetros atmosféricos, temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log g$), velocidade de microturbulência (ξ) e metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$), calculadas para as estrelas da amostra como descrito no texto. Os valores de $[\text{FeI}/\text{H}]$ e $[\text{FeII}/\text{H}]$ são seguidos do desvio padrão e do número de linhas em que a estimativa da abundância se baseia.

Estrela	T_{eff} (K)	$\log g$	ξ (km s $^{-1}$)	$[\text{FeI}/\text{H}] \pm \sigma$ (#)	$[\text{FeII}/\text{H}] \pm \sigma$ (#)
IC 2714 5	5070	2.70	1.50	+0.12±0.09 (38)	+0.12±0.04 (10)
IC 4756 12	5030	2.75	1.37	-0.01±0.09 (39)	-0.01±0.06 (13)
IC 4756 14	4720	2.47	1.57	+0.03±0.14 (41)	+0.03±0.08 (11)
IC 4756 28	4620	2.42	1.41	+0.07±0.12 (39)	+0.07±0.09 (12)
IC 4756 38	5075	3.00	1.21	+0.05±0.09 (41)	+0.05±0.07 (13)
IC 4756 69	5130	3.00	1.31	+0.08±0.08 (42)	+0.08±0.06 (11)
NGC 2360 7	5115	3.00	1.21	+0.11±0.11 (38)	+0.10±0.05 (10)
NGC 2360 50	5015	2.90	1.37	-0.03±0.05 (27)	-0.02±0.11 (10)
NGC 2360 62	5105	3.15	0.91	+0.12±0.08 (32)	+0.10±0.12 (13)
NGC 2360 86	4960	2.65	1.18	-0.06±0.15 (40)	-0.07±0.03 (08)
NGC 2447 28	5060	2.70	1.46	-0.01±0.14 (38)	0.00±0.08 (10)
NGC 2447 34	5120	2.90	1.44	-0.01±0.12 (38)	-0.01±0.09 (11)
NGC 2447 41	5055	2.80	1.37	-0.02±0.11 (37)	-0.02±0.09 (11)
NGC 3532 19	4995	2.65	1.52	+0.11±0.11 (41)	+0.09±0.05 (12)
NGC 3532 100	4745	2.15	1.66	+0.01±0.12 (37)	+0.02±0.05 (11)
NGC 3532 122	5045	2.60	1.54	-0.02±0.11 (39)	-0.02±0.11 (11)
NGC 3532 596	5020	2.50	1.58	+0.04±0.11 (41)	+0.04±0.09 (12)
NGC 3532 670	4355	1.80	1.52	+0.08±0.11 (28)	+0.08±0.13 (11)
NGC 3680 13	4660	2.60	1.30	+0.04±0.10 (38)	+0.06±0.12 (13)
NGC 5822 1	4470	2.00	1.38	+0.03±0.10 (32)	+0.03±0.09 (11)
NGC 5822 201	5035	2.85	1.32	+0.05±0.10 (44)	+0.06±0.06 (12)
NGC 5822 240	4425	1.95	1.34	+0.02±0.11 (32)	+0.03±0.12 (11)
NGC 5822 316	5110	3.05	1.28	+0.16±0.10 (43)	+0.16±0.03 (10)
NGC 5822 443	4610	2.10	1.53	-0.06±0.11 (38)	-0.06±0.08 (12)
NGC 6134 30	4980	2.95	1.23	+0.21±0.11 (41)	+0.21±0.08 (10)
NGC 6134 99	4785	2.55	1.39	+0.10±0.10 (37)	+0.10±0.10 (12)
NGC 6134 202	4555	2.25	1.34	+0.04±0.10 (34)	+0.06±0.12 (09)
NGC 6281 3	4915	2.30	1.64	+0.01±0.09 (38)	+0.01±0.07 (13)
NGC 6281 4	5015	2.50	1.70	+0.09±0.07 (33)	+0.09±0.04 (10)
NGC 6633 78	4370	1.80	1.51	+0.04±0.10 (31)	+0.03±0.15 (12)
NGC 6633 100	5015	2.85	1.44	+0.11±0.11 (42)	+0.11±0.08 (12)

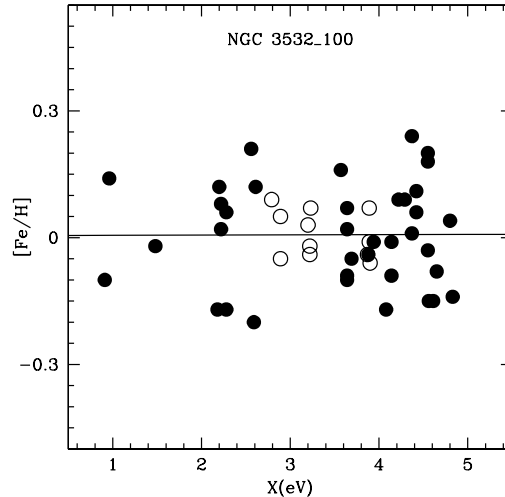


Figura 4.5: Abundâncias de FeI (círculos cheios) e de FeII (círculos abertos) contra o potencial de excitação da linha para a estrela NGC 3532 100. A linha sólida mostra um ajuste linear das linhas de FeI indicando que o equilíbrio de excitação foi obtido. O equilíbrio de ionização por sua vez é demonstrado pelo acordo entre os valores médios da abundância dada pelas linhas de FeI e FeII.

as abundâncias dadas pelas linhas de FeI não apresentam correlação com as larguras equivalentes (Fig. 4.6). Quando estes parâmetros são vinculados determina-se um único valor para a metalicidade, $[\text{Fe}/\text{H}]$. Os parâmetros assim determinados estão listados na Tab. 4.5.

Para estes cálculos foram usadas as grades de modelos de atmosfera calculadas pelo código ATLAS9 (Castelli & Kurucz 2003). Foram adotados os modelos calculados sem *overshooting* convectivo. Os modelos do ATLAS9 assumem equilíbrio termodinâmico local, geometria plano paralela e equilíbrio hidrostático.

4.4.3 Incertezas dos parâmetros

As incertezas associadas aos parâmetros atmosféricos foram determinadas para uma estrela representativa, IC 4756 14, cujos parâmetros atmosféricos se encontram próximos à mediana definida pela amostra.

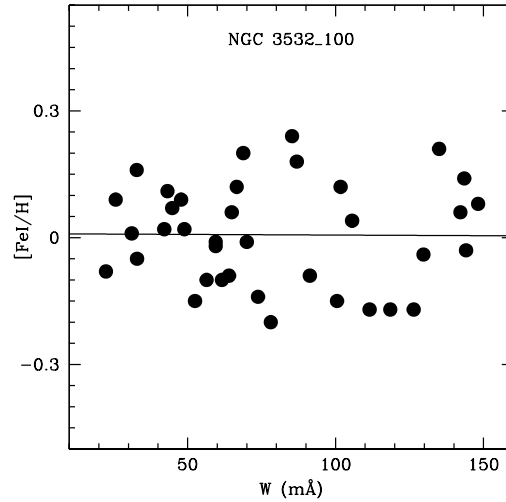


Figura 4.6: Abundância de Fe em função da largura equivalente para as linhas de FeI medidas na estrela NGC 3532 100. A ausência de correlação é usada para determinar a velocidade de microturbulência.

Tabela 4.6: Incertezas nos parâmetros atmosféricos adotados.

Estrela	T_{eff}	$\log g$	ξ
IC 4756 14	± 50 K	± 0.15 dex	± 0.05 km s $^{-1}$

As incertezas em 1σ da temperatura efetiva e da velocidade de microturbulência são determinadas pelos ajustes lineares usados para vincular estes parâmetros. As incertezas são obtidas variando-se cada um destes parâmetros até que o coeficiente angular do ajuste linear tenha o mesmo valor da sua incerteza estatística, no diagrama FeI vs. potencial de excitação para T_{eff} , e no diagrama FeI vs. LE para ξ .

A incerteza em 1σ da gravidade superficial é encontrada variando o valor da mesma até que a diferença entre as abundâncias médias de FeI e FeII seja igual ao maior dos dois desvios padrões. As incertezas assim determinadas estão listadas na Tab. 4.6.

Para comparação, parâmetros atmosféricos foram calculados para a estrela IC4756 28 usando o mesmo método descrito acima e as grades de mo-

Tabela 4.7: Comparação entre os parâmetros atmosféricos obtidos com as grades de Castelli & Kurucz (2003) e Plez et al. (1992) para a estrela IC4756 28.

Modelo	T_{eff} (K)	$\log g$	ξ (km/s)	[Fe/H]
Castelli & Kurucz	4620	2.42	1.41	+0.07
Plez et al.	4680	2.40	1.43	+0.08

delos de atmosfera de Plez et al. (1992). Os resultados da comparação são listados na Tab. 4.7. Os modelos de Plez et al. (1992) são em geral considerados mais adequados para estrelas frias por possuírem uma melhor representação das opacidades moleculares, importantes no regime de baixa T_{eff} . A comparação no entanto mostra que a diferença nos parâmetros atmosféricos é mínima, inferior às incertezas associadas. Assim, os resultados obtidos com os modelos de Castelli & Kurucz (2003) também são adequados.

4.4.4 Comparação com resultados da literatura

Nesta seção comparamos os parâmetros atmosféricos calculados neste trabalho com aqueles determinados anteriormente em outros trabalhos da literatura. São discutidos apenas outras análises baseadas em dados de alta resolução. Não foram encontradas análises que tenham determinado parâmetros atmosféricos para estrelas membros dos aglomerados IC 2714 e NGC 6281.

A amostra de Hamdani et al.

Hamdani et al. (2000) adotam um método distinto para calcular os parâmetros atmosféricos. A temperatura efetiva é determinada minimizando-se a dispersão das abundâncias dos elementos do grupo do ferro (Fe, Co, Cr, V e Ni). A gravidade superficial é calculada usando esta temperatura e a massa da estrela dada pelo ajuste de uma isócrona teórica ao diagrama cor-magnitude do aglomerado. Os parâmetros assim determinados estão listados na Tab. 4.8.

CAPÍTULO 4. MISTURA PÓS SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Tabela 4.8: Parâmetros atmosféricos calculados por Hamdani et al. (2000) para as 7 estrelas em comum com a amostra analisada aqui.

Star	T_{eff}	$\log g$	ξ	$[\text{FeI}/\text{H}] \pm \sigma$ (#)	$[\text{FeII}/\text{H}] \pm \sigma$ (#)
NGC 2360 7	5230	2.89	1.57	+0.15±0.17 (57)	+0.15±0.10 (04)
NGC 2360 50	5170	2.86	1.69	+0.01±0.17 (55)	+0.11±0.20 (04)
NGC 2360 62	5180	2.94	1.44	+0.08±0.17 (52)	+0.16±0.17 (04)
NGC 2360 86	5130	2.73	1.52	+0.04±0.16 (55)	+0.04±0.13 (04)
NGC 2447 28	5140	2.56	1.75	-0.01±0.21 (55)	+0.06±0.16 (04)
NGC 2447 28	5250	2.70	1.77	+0.05±0.19 (56)	+0.03±0.13 (04)
NGC 2447 28	5200	2.65	1.70	+0.05±0.19 (57)	+0.04±0.16 (04)

As temperaturas calculadas aqui são sistematicamente menores que as calculadas por Hamdani et al. (2000). A diferença varia entre 75 e 170 K, com valor médio de ~ 125 K (maior que a incerteza estimada para a temperatura, ± 50 K). Essa diferença sistemática está possivelmente relacionada a uma combinação do método e da lista final de linhas. Em especial, apesar da mesma lista de linhas³ e as mesmas larguras equivalentes serem adotadas, os parâmetros finais aqui determinados são vinculados com um número menor de linhas de FeI quando comparados com os calculados por Hamdani et al. O primeiro fator é a exclusão das linhas na parte saturada da curva de crescimento, com $LE \geq 150$ mÅ. Essa exclusão não foi realizada em Hamdani et al. (2000). O segundo fator é o fato de que sempre que um conjunto de valores de parâmetros atmosféricos é vinculado, confere-se a lista de linhas para que linhas cujas abundâncias desviam por mais de 2 sigmas do valor médio sejam excluídas. Desta maneira, todo o procedimento é refeito até que a abundância dada por cada uma das linhas restantes esteja em acordo dentro de 2 sigmas. Assim, linhas afetadas por *gfs* incertos e/ou larguras equivalentes problemáticas são excluídas, resultando em um conjunto final de linhas mais robusto e confiável. As linhas assim excluídas parecem ser as

³Com exceção da lista de linhas de FeII que foi estendida neste trabalho, como discutido anteriormente.

responsáveis pela diferença encontrada nas temperaturas. Tal procedimento de exclusão de linhas não foi adotado por Hamdani et al. Tais cuidados com a lista de linha são imprescindíveis em uma análise espectroscópica. Apesar da diferença de temperatura poder ser atribuída à diferença dos métodos, à parte estes cuidados com a lista final, não é possível julgar se um deve ser preterido em relação ao outro.

Em contrapartida, com a exceção de apenas uma estrela, os valores de gravidade superficial calculados neste trabalho são sistematicamente maiores que os obtidos por Hamdani et al. As diferenças variam entre 0.04 e 0.21 dex, com média de 0.13 dex, próximo à incerteza do $\log g$, 0.15 dex. Os valores aqui determinados são dados pelo equilíbrio de ionização enquanto Hamdani et al. faz uso das massas dadas pelo ajuste de isócronas. O desacordo entre estes dois métodos é bem conhecido na literatura e também é encontrado quando paralaxes são usadas pra estimar o $\log g$ de gigantes do campo (Allende Prieto et al. 1999; da Silva et al. 2006). A exata causa desta discrepância ainda é desconhecida apesar de prováveis desvios do equilíbrio termodinâmico local serem geralmente responsabilizados. Além disso, é preciso notar que a diferença encontrada em $\log g$ parece ser independente da encontrada entre as temperaturas. De fato, um aumento na temperatura das estrelas implicaria também em um aumento nos valores de gravidade, acentuando a discrepância. É necessário, no entanto, estar ciente de que os valores de $\log g$ podem estar sistematicamente superestimados por um valor próximo à incerteza.

Os valores obtidos para a velocidade de microturbulência se comportam de maneira similar aos da temperatura. Esse comportamento é causado, possivelmente, pelo mesmo motivo. Os valores aqui determinados, no entanto, se encontram em ótimo acordo com os determinados por da Silva et al. (2006) para uma grande amostra de gigantes do campo com temperaturas e gravidades semelhantes (Fig. 4.7).

Apesar da diferença nos demais parâmetros, os valores de metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$) encontrados neste trabalho e em Hamdani et al. estão em ótimo

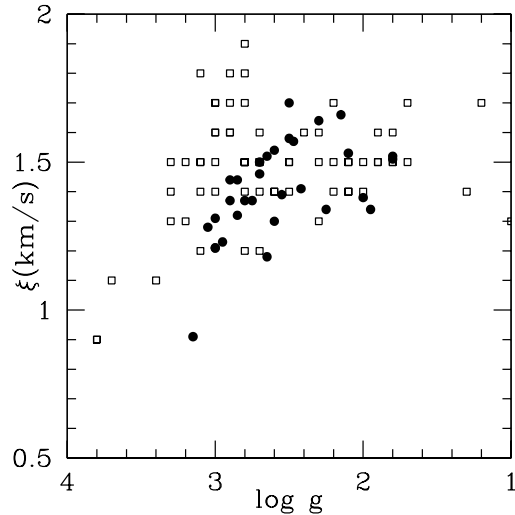


Figura 4.7: Comparação entre os valores da velocidade de microturbulência em função de $\log g$ entre as estrelas da amostra analisada aqui (círculos fechados) e as estrelas de da Silva et al. (2006) (quadrados abertos). A comparação mostra que os valores de microturbulência encontrados são consistentes com os encontrados em gigantes semelhantes por outros trabalhos da literatura.

acordo. A diferença média é de 0.05 dex. Este resultado parece ser evidência de que valores robustos de abundâncias podem ser obtidos, apesar de diferenças nas escalas introduzidas pelo uso de diferentes métodos para o seu cálculo.

Gilroy (1989) parece ser o único outro trabalho na literatura a analisar uma gigante membro do aglomerado aberto NGC 2360 (NGC 2360 12). A metalicidade encontrada por Gilroy (1989) é $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.20$ dex, alta quando comparada com os valores obtidos para outras estrelas do aglomerado neste trabalho e por Hamdani et al. (2000). Nenhuma outra análise de gigantes de NGC 2447, além de Hamdani et al. (2000), parece existir na literatura.

A nova amostra

Membros do aglomerado IC 4756 foram analisados por Gilroy (1989), Luck (1994) e Jacobson et al. (2007). Não há estrelas em comum com Luck (1994)

e apenas IC 4756 69 com Gilroy (1989) e Jacobson et al. (2007). Enquanto Gilroy (1989) encontra $T_{\text{eff}} = 5200$ K, $\log g = 3.20$, $\xi = 2.00$ km s⁻¹ e $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00$, em acordo razoável com os parâmetros encontrados aqui, exceto pela microturbulência, Jacobson et al. (2007) encontra $T_{\text{eff}} = 5000$ K, $\log g = 2.20$, $\xi = 1.50$ km s⁻¹ e $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.15$. Enquanto tanto T_{eff} quanto ξ são próximos, $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ são claramente discrepantes. As razões para isto estão provavelmente relacionadas ao pequeno número de linhas de FeII usadas por Jacobson et al., apenas três. A metalicidade média para o aglomerado, $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.04$, está em bom acordo com as encontradas por Luck, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.03$, e Gilroy (1989), $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.04$, enquanto a determinada por Jacobson et al. (2007), $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.15$, está em claro desacordo com todas.

Três das estrelas do aglomerado NGC 3532, 19, 596 e 670, também foram analisadas por Luck (1994). Os parâmetros encontrados por Luck são $T_{\text{eff}} = 5000$ K, $\log g = 2.36$, $\xi = 2.00$ km s⁻¹, $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.13$ para a estrela 19, $T_{\text{eff}} = 5000$ K, $\log g = 2.25$, $\xi = 2.00$ km s⁻¹, $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.08$ para a estrela 596 e $T_{\text{eff}} = 4500$ K, $\log g = 2.00$, $\xi = 2.40$ km s⁻¹, $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.09$ para a estrela 670. Temperaturas e metalicidades mostram um bom acordo. A gravidade, por outro lado, difere por um valor entre 0.20 e 0.35 dex. As velocidades de microturbulência são sistematicamente menores. A razão para estas diferenças não é clara já que os métodos usados para estimar $\log g$ e ξ são os mesmos e os valores de T_{eff} são similares.

Apenas outras duas análises usando dados de alta resolução de membros do aglomerado NGC 3680 podem ser encontradas (Pasquini et al. 2001; Pace et al. 2008). O primeiro trabalho encontrou uma metalicidade média de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.27$. Apesar disso, consideram como melhor estimativa o valor de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.17$, devido a possíveis efeitos sistemáticos afetando a análise. Pace et al. (2008) encontram $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.04$, para duas estrelas de sequência principal. O valor encontrado aqui é $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.04$. Este valor está em acordo com o encontrado por Pace et al. (2008) dado as incertezas.

Dentre as estrelas do aglomerado NGC 5822, apenas a estrela 01 foi analisada anteriormente com dados de alta resolução por Luck (1994). Os

parâmetros encontrados por Luck são $T_{\text{eff}} = 4800$ K, $\log g = 2.50$, $\xi = 2.50$ km s^{-1} e $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.13$, claramente diferentes dos encontrados neste trabalho. Um aumento de 300 K na temperatura continuaria a produzir parâmetros discrepantes, incluindo uma metalicidade bastante alta de $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.33$. Assim sendo, o valor menor calculado aqui deve ser favorecido. Este valor está em ótimo acordo com duas estimativas fotométricas de 4500 e 4450 K que também são listadas, mas não adotadas, por Luck (1994).

Nenhuma das estrelas do aglomerado NGC 6134 foi analisada anteriormente com dados de alta resolução. Carretta et al. (2004) analisaram 6 estrelas deste aglomerado e encontram uma metalicidade média de $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.15$, em excelente acordo com a metalicidade média encontrada neste trabalho, $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.12$.

Das duas estrelas do aglomerado NGC 6633 analisadas aqui, a estrela 100 foi analisada por Gilroy (1989) e Valenti & Fischer (2005). Gilroy encontra $T_{\text{eff}} = 4800$ K, $\log g = 2.70$, $\xi = 1.80$ km s^{-1} e $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00$ enquanto Valenti & Fischer encontram $T_{\text{eff}} = 5245$ K, $\log g = 3.11$ e $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.35$. Os resultados mostram melhor acordo com os de Gilroy, apesar da microturbulência ser menor e da metalicidade ser maior.

4.5 Abundâncias

Abundâncias para os elementos Mg, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Co, Ni, Y, Ce e Eu, foram calculadas por meio de larguras equivalentes. Apenas linhas com larguras equivalentes entre 10 e 150 mÅ foram utilizadas. Linhas com LE menor que 10 são excluídas por serem muito sensíveis à normalização e ao ruído dos espectros. Linhas com LE maior que 150 mÅ são excluídas por se encontrarem na parte saturada da curva de crescimento. Os parâmetros atmosféricos usados no cálculo são aqueles determinados neste trabalho.

4.5. ABUNDÂNCIAS

Tabela 4.9: Abundância média por elemento das estrelas da amostra seguida do desvio padrão, quando aplicável, e do número de linhas usadas no cálculo.

[X/Fe]	2714 5	4756 12	4756 14	4756 28
Mg	-0.02 (01)	-0.02 (01)	-0.05 (01)	-0.06 (01)
Si	+0.03 ± 0.12 (07)	+0.04 ± 0.09 (07)	+0.10 ± 0.07 (07)	+0.10 ± 0.09 (07)
Ca	+0.04 ± 0.04 (06)	+0.07 ± 0.10 (07)	+0.03 ± 0.05 (05)	-0.05 ± 0.04 (05)
Sc	-0.05 (02)	+0.01 (02)	+0.19 (02)	+0.02 (02)
Ti	-0.03 ± 0.09 (08)	-0.04 ± 0.11 (09)	-0.03 ± 0.16 (09)	-0.06 ± 0.05 (07)
VI	+0.04 ± 0.11 (08)	+0.03 ± 0.14 (08)	+0.09 ± 0.12 (08)	+0.01 ± 0.15 (08)
VII	+0.08 (02)	+0.19 (02)	+0.39 (02)	+0.22 (02)
CrI	-0.01 ± 0.16 (13)	+0.03 ± 0.08 (15)	+0.11 ± 0.10 (13)	-0.04 ± 0.18 (15)
CrII	+0.06 ± 0.11 (04)	+0.16 ± 0.10 (04)	+0.27 ± 0.08 (04)	+0.20 ± 0.12 (04)
Co	+0.05 ± 0.13 (08)	+0.05 ± 0.11 (08)	+0.12 ± 0.15 (08)	+0.05 ± 0.19 (08)
Ni	+0.01 ± 0.06 (09)	-0.02 ± 0.05 (10)	+0.03 ± 0.09 (09)	-0.01 ± 0.05 (07)
Y	-0.06 (02)	+0.02 (02)	+0.20 (02)	+0.10 (02)
Ce	0.00 (02)	+0.05 (02)	+0.18 (02)	+0.08 (02)
Eu	+0.34 (01)	+0.30 (01)	+0.31 (01)	+0.23 (01)

[X/Fe]	4756 38	4756 69	3532 19	3532 100
Mg	-0.05 (01)	-0.07 (01)	-0.07 (01)	-0.03 (01)
Si	+0.01 ± 0.06 (06)	+0.02 ± 0.04 (06)	+0.06 ± 0.06 (07)	+0.14 ± 0.09 (07)
Ca	+0.04 ± 0.09 (07)	+0.04 ± 0.09 (07)	+0.10 ± 0.12 (07)	+0.02 ± 0.06 (05)
Sc	+0.03 (02)	+0.07 (02)	-0.04 (02)	-0.07 (02)
Ti	-0.04 ± 0.10 (09)	-0.06 ± 0.04 (07)	-0.01 ± 0.08 (08)	-0.04 ± 0.08 (07)
VI	-0.06 ± 0.08 (07)	-0.05 ± 0.07 (06)	-0.01 ± 0.09 (07)	-0.04 ± 0.13 (08)
VII	+0.16 (02)	+0.19 (02)	+0.16 (02)	+0.14 (02)
CrI	+0.05 ± 0.08 (15)	+0.03 ± 0.09 (14)	0.00 ± 0.10 (13)	-0.04 ± 0.11 (13)
CrII	+0.14 ± 0.06 (04)	+0.21 ± 0.11 (04)	+0.17 ± 0.08 (04)	+0.12 ± 0.06 (04)
Co	+0.02 ± 0.14 (08)	+0.06 ± 0.14 (08)	+0.03 ± 0.13 (08)	+0.01 ± 0.14 (08)
Ni	-0.02 ± 0.05 (11)	-0.01 ± 0.05 (10)	-0.01 ± 0.07 (09)	0.00 ± 0.07 (09)
Y	+0.05 (02)	+0.09 (02)	+0.12 (02)	+0.07 (02)
Ce	+0.02 (01)	+0.12 (01)	+0.06 (02)	+0.06 (02)
Eu	+0.23 (01)	+0.39 (01)	+0.35 (01)	+0.28 (01)

CAPÍTULO 4. MISTURA PÓS SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Tabela 4.10: continuação

[X/Fe]	3532 122	3532 596	3532 670	3680 13
Mg	-0.03 (01)	0.00 (01)	-	-0.23 (01)
Si	+0.08 ± 0.16 (07)	+0.09 ± 0.11 (07)	+0.14 ± 0.11 (06)	+0.10 ± 0.09 (07)
Ca	+0.15 ± 0.12 (07)	+0.13 ± 0.11 (07)	+0.04 ± 0.04 (03)	+0.01 ± 0.04 (05)
Sc	-0.08 (02)	+0.04 (02)	+0.12 (02)	+0.08 (02)
Ti	-0.03 ± 0.13 (09)	-0.02 ± 0.10 (09)	+0.01 ± 0.09 (06)	-0.01 ± 0.04 (07)
VI	+0.05 ± 0.10 (07)	+0.02 ± 0.14 (08)	+0.16 ± 0.16 (07)	+0.09 ± 0.15 (08)
VII	+0.16 (01)	+0.14 (02)	+0.36 (02)	+0.24 (02)
CrI	+0.06 ± 0.17 (15)	+0.03 ± 0.06 (11)	-0.01 ± 0.13 (12)	0.00 ± 0.13 (13)
CrII	+0.06 ± 0.11 (04)	+0.19 ± 0.05 (04)	+0.28 ± 0.21 (04)	+0.18 ± 0.06 (04)
Co	+0.12 ± 0.14 (08)	+0.10 ± 0.18 (08)	+0.13 ± 0.25 (07)	+0.14 ± 0.19 (08)
Ni	-0.01 ± 0.08 (10)	-0.01 ± 0.09 (09)	+0.16 ± 0.15 (09)	+0.02 ± 0.08 (09)
Y	+0.02 (02)	+0.07 (02)	+0.14 (02)	+0.08 (02)
Ce	+0.02 (02)	+0.02 (02)	+0.23 (02)	+0.12 (02)
Eu	+0.15 (01)	+0.10 (01)	+0.26 (01)	+0.25 (01)

[X/Fe]	5822 1	5822 201	5822 240	5822 316
Mg	-	-0.01 (01)	-	-0.02 (01)
Si	+0.13 ± 0.12 (07)	+0.06 ± 0.07 (07)	+0.11 ± 0.09 (06)	-0.04 ± 0.04 (06)
Ca	-0.02 ± 0.06 (03)	+0.03 ± 0.15 (07)	0.00 ± 0.08 (03)	0.00 ± 0.06 (06)
Sc	+0.03 (02)	0.00 (02)	+0.03 (02)	-0.17 (02)
Ti	-0.02 ± 0.08 (07)	+0.04 ± 0.04 (07)	-0.01 ± 0.08 (07)	-0.02 ± 0.10 (09)
VI	+0.11 ± 0.16 (08)	+0.05 ± 0.14 (08)	+0.12 ± 0.15 (07)	0.00 ± 0.08 (07)
VII	+0.28 (02)	+0.11 (02)	+0.27 (02)	+0.13 (02)
CrI	-0.03 ± 0.17 (14)	+0.06 ± 0.10 (15)	+0.02 ± 0.07 (10)	+0.03 ± 0.10 (15)
CrII	+0.11 ± 0.15 (04)	+0.16 ± 0.09 (04)	+0.16 ± 0.12 (04)	+0.19 ± 0.12 (04)
Co	+0.06 ± 0.20 (08)	+0.10 ± 0.15 (08)	+0.12 ± 0.20 (08)	+0.03 ± 0.15 (07)
Ni	+0.05 ± 0.09 (09)	+0.01 ± 0.06 (09)	+0.08 ± 0.13 (09)	-0.03 ± 0.05 (09)
Y	+0.13 (02)	+0.16 (02)	+0.10 (02)	+0.13 (02)
Ce	+0.05 (02)	+0.07 (02)	+0.12 (02)	+0.11 (02)
Eu	+0.26 (01)	+0.34 (01)	+0.21 (01)	+0.09 (01)

4.5. ABUNDÂNCIAS

Tabela 4.11: continuação

[X/Fe]	5822 443	6134 30	6134 99	6134 202
Mg	+0.03 (01)	0.00 (01)	-0.02 (01)	+0.01 (01)
Si	+0.17 ± 0.08 (07)	+0.03 ± 0.10 (07)	+0.09 ± 0.08 (07)	+0.16 ± 0.11 (07)
Ca	+0.06 ± 0.14 (06)	+0.06 ± 0.14 (06)	+0.05 ± 0.08 (06)	+0.09 ± 0.16 (05)
Sc	+0.06 (02)	+0.10 (02)	+0.11 (02)	+0.02 (02)
Ti	-0.04 ± 0.06 (07)	-0.04 ± 0.06 (08)	0.00 ± 0.07 (07)	-0.06 ± 0.07 (07)
VI	+0.02 ± 0.13 (08)	-0.04 ± 0.05 (07)	+0.10 ± 0.13 (08)	+0.05 ± 0.16 (08)
VII	+0.26 (02)	+0.17 (02)	+0.28 (02)	+0.20 (02)
CrI	+0.04 ± 0.10 (13)	+0.04 ± 0.09 (10)	+0.09 ± 0.11 (13)	+0.06 ± 0.14 (13)
CrII	+0.19 ± 0.06 (04)	+0.20 ± 0.13 (04)	+0.22 ± 0.10 (04)	0.00 ± 0.13 (04)
Co	+0.08 ± 0.15 (08)	+0.11 ± 0.16 (07)	+0.08 ± 0.17 (08)	+0.14 ± 0.14 (07)
Ni	+0.05 ± 0.05 (08)	+0.03 ± 0.10 (10)	+0.05 ± 0.08 (09)	+0.07 ± 0.08 (09)
Y	+0.05 (02)	+0.05 (02)	+0.07 (02)	-0.02 (02)
Ce	+0.08 (02)	+0.04 (02)	+0.04 (02)	-0.04 (02)
Eu	+0.22 (01)	+0.17 (01)	+0.18 (01)	+0.18 (01)
[X/Fe]	6281 3	6281 4	6633 78	6633 100
Mg	+0.04 (01)	+0.02 (01)	-	-0.06 (01)
Si	+0.13 ± 0.07 (07)	+0.10 ± 0.07 (07)	+0.10 ± 0.09 (06)	+0.04 ± 0.08 (07)
Ca	+0.10 ± 0.11 (06)	+0.11 ± 0.10 (06)	-0.03 ± 0.08 (03)	-0.01 ± 0.05 (06)
Sc	-0.02 (02)	-0.01 (02)	+0.12 (02)	+0.11 (02)
Ti	+0.01 ± 0.10 (07)	-0.03 ± 0.12 (09)	+0.05 ± 0.07 (07)	-0.03 ± 0.10 (09)
VI	-0.02 ± 0.08 (07)	+0.04 ± 0.12 (08)	+0.16 ± 0.16 (07)	-0.04 ± 0.07 (07)
VII	+0.15 (02)	+0.12 (02)	+0.40 (02)	+0.30 (02)
CrI	+0.01 ± 0.08 (13)	+0.02 ± 0.10 (13)	0.00 ± 0.15 (12)	+0.03 ± 0.11 (13)
CrII	+0.15 ± 0.06 (04)	+0.14 ± 0.06 (04)	+0.27 ± 0.12 (04)	+0.25 ± 0.09 (04)
Co	+0.07 ± 0.18 (09)	+0.02 ± 0.14 (08)	+0.17 ± 0.23 (08)	+0.07 ± 0.16 (08)
Ni	+0.01 ± 0.06 (08)	+0.06 ± 0.06 (08)	+0.09 ± 0.14 (09)	-0.03 ± 0.08 (10)
Y	+0.06 (02)	+0.12 (02)	+0.11 (02)	+0.19 (02)
Ce	+0.02 (02)	+0.02 (02)	+0.17 (02)	+0.12 (02)
Eu	+0.37 (01)	+0.33 (01)	+0.37 (01)	+0.37 (01)

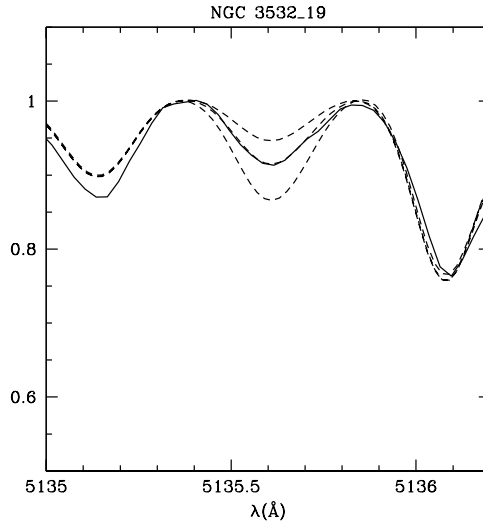


Figura 4.8: Ajuste da banda de C_2 $\lambda 5135.62\text{\AA}$ em NGC3532 19. A linha sólida representa o espectro observado. Espectros sintéticos para $[C/Fe] = -0.11$, -0.21 e -0.31 são mostrados como linhas tracejadas.

4.5.1 Síntese espectral

A razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e as abundâncias de C, N e O foram calculadas por meio de síntese espectral. Os códigos para calcular os espectros sintéticos são descritos em Barbuy et al. (2003) e Coelho et al. (2005). As abundâncias solares adotadas de C e N são as recomendadas por Grevesse & Sauval (1998), $A(\text{C}) = 8.52$ e $A(\text{N}) = 7.92$. A abundância solar de O adotada é a adequada para modelos 1D recomendada por Allende Prieto et al. (2001), $A(\text{O}) = 8.77$.

A abundância de carbono foi calculada usando a banda de C_2 do sistema de Swan em $\lambda 5135 \text{\AA}$. Os dados da molécula de C_2 são os mesmos usados em Smiljanic et al. (2006) e listados em Barbuy (1985), com potencial de dissociação $D_0(C_2) = 6.21 \text{ eV}$ e força de oscilador eletrônica-vibracional $f_{00} = 0.0184$. A abundância calculada por esta estrutura foi considerada como a soma $^{12}\text{C}+^{13}\text{C}$. Um exemplo de ajuste é mostrado na Fig. 4.8.

A abundância de nitrogênio foi calculada pela cabeça de banda CN(5,1) $\lambda 6332.18 \text{\AA}$ do sistema vermelho $A^2\Pi-X^2\Sigma$. Os parâmetros da molécula são os mesmos usados em Smiljanic et al. (2006) e Milone et al. (1992); potencial

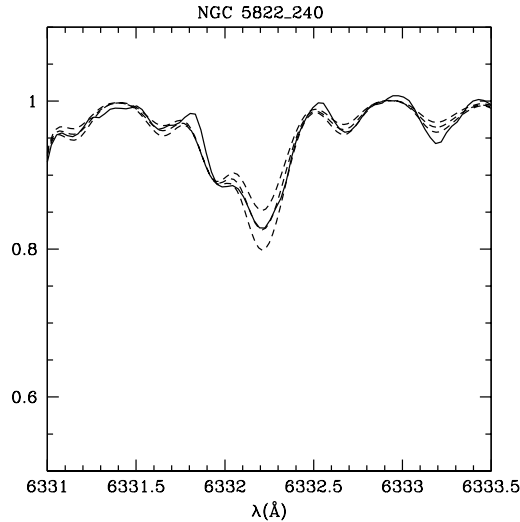


Figura 4.9: Ajuste da cabeça de banda de CN $\lambda 6332.18\text{\AA}$ em NGC5822 240. A linha sólida representa o espectro observado. As linhas tracejadas mostram espectros sintéticos para $[\text{N}/\text{Fe}] = +0.23, +0.33$ e $+0.43$.

de dissociação $D_0(\text{CN}) = 7.65$ eV e força de oscilador eletrônica $f_{el} = 6.76 \cdot 10^{-3}$. Um exemplo de ajuste é mostrado na Fig. 4.9.

A abundância de oxigênio foi calculada pela linha proibida de [OI] em $\lambda 6300.311$ Å. A linha proibida é afetada por um *blend* fraco de NiI em $\lambda 6300.34$ Å, que foi incluído na análise com parâmetros recomendados por Allende Prieto et al. (2001). A linha próxima de ScII em $\lambda 6300.70$ Å foi modelada com os dados de estrutura hiperfina de Spite et al. (1989). Um exemplo de ajuste é mostrado na Fig. 4.10.

A razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ foi calculada pelo ajuste de bandas de ^{12}CN e ^{13}CN na região de $\lambda\lambda 8000\text{-}8006$ Å. Os dados moleculares são os mesmos adotados por da Silva et al. (1995) e descritos em Barbuy et al. (1992). Um exemplo de ajuste é mostrado na Fig. 4.11.

A abundância de sódio foi calculada por meio do ajuste das linhas de NaI em $\lambda 6154.23$ e 6160.75 Å. Os dados das linhas são os mesmos usados em Barbuy et al. (2006); potencial de excitação 2.10 eV e $C_6 = 0.30 \times 10^{-31}$ para as duas linhas e $\log gf = -1.56$ e -1.26 para as linhas 6154 e 6160, respecti-

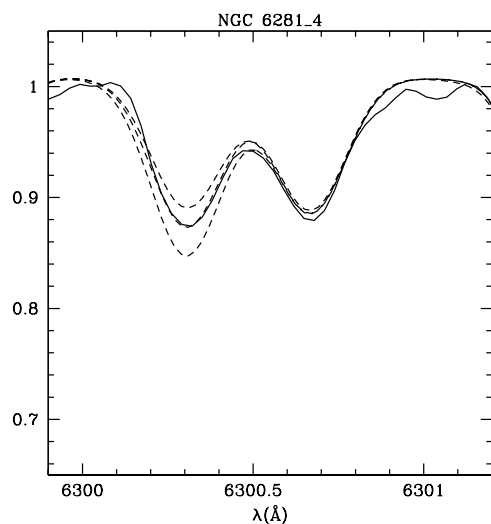


Figura 4.10: Ajuste da linha proibida de [OI] 6300Å em NGC6281 4. A linha sólida representa o espectro observado e as linhas tracejadas espectros sintéticos para $[O/Fe] = -0.18, -0.08$ e $+0.02$.

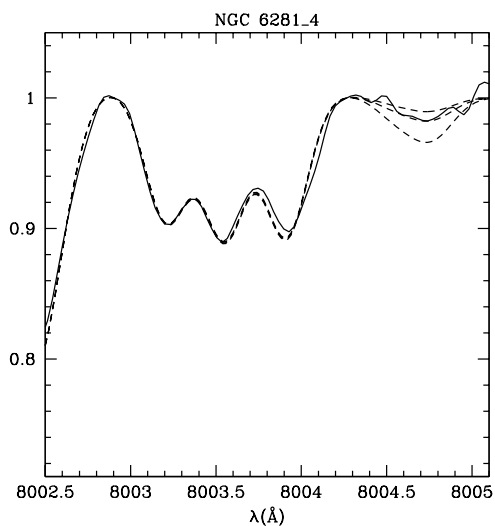


Figura 4.11: Ajuste das bandas de ^{12}CN e ^{13}CN na região de 8005Å em NGC6281 4. A linha sólida representa o espectro observado e as linhas tracejadas espectros sintéticos para $^{12}\text{CN}/^{13}\text{CN} = 06, 12$ e 20 .

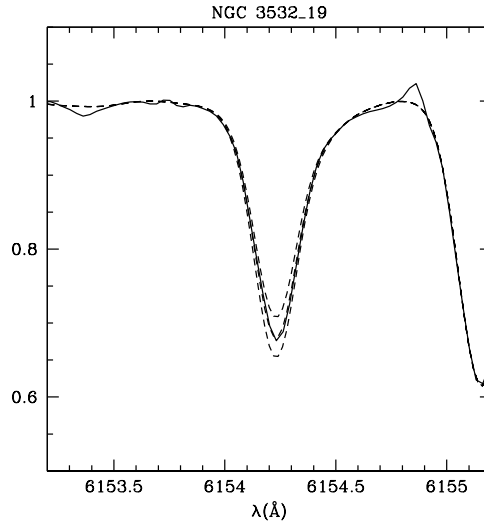


Figura 4.12: Ajuste da linha de NaI em 6154 Å na estrela NGC 3532 19. O espectro observado é representado pela linha sólida. Espectros sintéticos com $[\text{Na}/\text{Fe}] = -0.10, 0.00$ e $+0.10$ são mostrados como linhas tracejadas.

vamente. Um exemplo de ajuste é mostrado na Fig. 4.12. As abundâncias de C, N, O e Na assim calculadas estão listadas na Tab. 4.12.

Vários trabalhos na literatura investigaram a influência de desvios do ETL nas abundâncias de Na. Em geral, encontram que as linhas usadas neste trabalho, λ 6154/6160 Å, são as menos afetadas. Além disso, os efeitos são mais fortes para estrelas pobres em metais (Baumueller et al. 1998; Gratton et al. 1999; Mashonkina et al. 2000; Takeda et al. 2003; Shi et al. 2004). Takeda et al. (2003) calculam efeitos do desvio do LTE para várias linhas em um amplo conjunto de parâmetros atmosféricos. Takeda et al. (2003) estimam uma correção de -0.04 dex para λ 6154 Å e de -0.06 dex para λ 6160 Å, para o Sol. A partir das tabelas apresentadas naquele trabalho, correções médias de -0.07 dex para λ 6154 Å e de -0.11 dex para λ 6160 Å correspondem ao intervalo de parâmetros determinado para as estrelas da amostra. Estas correções correspondem a -0.03 e -0.05 na comparação com o Sol, para as linhas λ 6154 Å e 6160 Å, respectivamente. Na Tab. 4.12 os valores listados de $[\text{Na}/\text{Fe}]$ já se encontram corrigidos.

CAPÍTULO 4. MISTURA PÓS SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Tabela 4.12: Abundâncias de Na, C, N e O e a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. Os valores da abundância de Na já estão corrigidos dos efeitos de desvios do LTE.

Star	[Na/Fe]	[C/Fe]	[N/Fe]	[O/Fe]	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$
IC 2714 5	0.00	-0.17	0.51	-	-
IC 4756 12	0.05	-0.14	0.50	-0.03	11
IC 4756 14	-0.02	-0.14	0.45	-0.01	17
IC 4756 28	-0.05	-0.15	0.32	-0.02	15
IC 4756 38	-0.01	-0.18	0.34	0.00	10
IC 4756 69	0.15	-0.60	0.55	-0.17	05
NGC 2360 7	-0.02	-	-	-	-
NGC 2360 50	0.02	-0.18	0.40	-	-
NGC 2360 62	-0.03	-0.24	0.22	-	-
NGC 2360 86	-0.03	-0.18	0.45	-0.10	-
NGC 2447 28	0.05	-0.18	0.58	-0.17	-
NGC 2447 34	0.03	-0.18	0.48	-0.13	-
NGC 2447 41	0.06	-0.15	-	-0.12	-
NGC 3532 19	-0.02	-0.25	0.34	-0.21	12
NGC 3532 100	0.05	-0.20	0.47	-0.13	10
NGC 3532 122	0.08	-0.15	0.48	-	-
NGC 3532 596	0.06	-0.22	0.40	-0.22	-
NGC 3532 670	0.08	-0.15	0.37	-0.08	20
NGC 3680 13	-0.07	-	-	-	-
NGC 5822 1	-0.05	-0.15	0.43	-	13
NGC 5822 201	0.03	-0.19	0.47	-	13
NGC 5822 240	-0.02	-0.10	0.33	-	17
NGC 5822 316	-0.07	-0.21	0.39	-	-
NGC 5822 443	-0.01	-0.13	0.50	-	10
NGC 6134 30	-0.03	-0.21	0.42	-	12
NGC 6134 99	0.07	-	-	-	-
NGC 6134 202	-0.02	-0.09	0.36	-	13
NGC 6281 3	0.09	-0.24	0.55	-0.15	12
NGC 6281 4	0.02	-0.22	0.40	-0.08	12
NGC 6633 78	-0.01	-0.17	0.38	-0.11	18
NGC 6633 100	-0.03	-0.19	0.45	-0.06	21

4.5.2 Incertezas das abundâncias

Para avaliar a influência da incerteza dos parâmetros atmosféricos no cálculo das abundâncias, seguimos o mesmo método descrito no Cap. 2. Os resultados deste exercício estão listados na Tab. 4.13. A incerteza total associada é obtida por meio da soma quadrática das incertezas individuais.

A razão isotópica do carbono é um valor robusto pouco afetado pelas incertezas dos parâmetros atmosféricos, como pode ser percebido pela Tab. 4.13. Isso se deve ao fato das duas espécies isotópicas reagirem de maneira similar a variações nos parâmetros atmosféricos. É fato bem conhecido na literatura que a incerteza na microturbulência pode ser importante. Neste trabalho, no entanto, a incerteza deste parâmetro é pequena demais para introduzir mudanças significativas na razão isotópica. Neste caso, as fontes mais importantes de incertezas são o posicionamento do contínuo e o nível de ruído do espectro. Os dois, em última instância, estão conectados à razão sinal ruído dos espectros.

A incerteza devido ao nível de ruído do espectro foi estimada da seguinte maneira, usando-se a estrela IC 4756 14. Dois espectros sintéticos com os parâmetros atmosféricos desta estrela foram calculados, um com a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 10$ e outro com $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 20$. Então, ruídos Gaussianos equivalentes a uma razão S/R de 100, 200 e 350, o intervalo de S/R dos espectros da amostra, foram introduzidos usando-se o IRAF, resultando em seis espectros diferentes. Estes espectros foram tratados como observados e a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ medida através do mesmo método usado para as estrelas da amostra. Neste exercício procurou-se encontrar limites de menor e maior razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ que resultassem em ajustes razoáveis. A diferença entre a razão usada originalmente no cálculo do espectro e o menor e maior valor assim determinados representam a incerteza introduzida pela S/R dos espectros. Os valores assim determinados estão listados na Tab. 4.14.

A incerteza relacionada ao posicionamento do contínuo foi também estimada usando-se a estrela IC 4756 14. A normalização do contínuo na região da banda de ^{13}CN foi repetida, adotando-se ajustes diferentes para represen-

CAPÍTULO 4. MISTURA PÓS SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Tabela 4.13: A incerteza na abundância introduzida pelas incertezas nos parâmetros atmosféricos.

Elem.	σ_{Teff}	σ_{logg}	σ_{ξ}	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	σ_{total}
Na	+0.04	-0.01	-0.02	-0.02	± 0.05
C	-0.01	+0.01	-0.01	-0.05	± 0.05
N	+0.03	+0.03	+0.01	-0.03	± 0.05
O	-0.02	+0.06	+0.00	-0.07	± 0.09
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	+0.00	+0.00	+0.00	+0.00	± 0.00

Tabela 4.14: A incerteza na razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ devida ao nível de ruído do espectro.

$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	S/R	σ
10	100	$\begin{smallmatrix} -1 \\ +2 \end{smallmatrix}$
10	200	$\begin{smallmatrix} -1 \\ +1 \end{smallmatrix}$
10	350	$\begin{smallmatrix} -0 \\ +1 \end{smallmatrix}$
20	100	$\begin{smallmatrix} -3 \\ +5 \end{smallmatrix}$
20	200	$\begin{smallmatrix} -2 \\ +4 \end{smallmatrix}$
20	350	$\begin{smallmatrix} -1 \\ +2 \end{smallmatrix}$

tar o pseudo-contínuo. A razão isotópica é então redeterminada nos espectros renormalizados. A incerteza assim introduzida é estimada em $\sigma = \pm 2$.

4.6 Discussão

4.6.1 Carbono, nitrogênio e oxigênio

Quando o material é processado pelo ciclo CNO, as abundâncias relativas de C, N e O mudam, mas a soma C+N+O deve permanecer constante. Na Tab. 4.15 estão listados as soma de C+N, O+N, C+O e C+N+O para as estrelas da amostra. O valor de C+N+O varia entre 8.79 e 8.98, com média 8.88 ± 0.06 . Este valor é próximo do solar, 9.00, em acordo com a metalicidade média da amostra, $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.05 \pm 0.06$. O acordo entre os valores de

C+N+O para estrelas de um mesmo aglomerado é excelente. Estes fatos confirmam que os efeitos observados nas abundâncias se devem a mistura de material processado pelo ciclo CNO.

Na Fig. 4.13 a abundância de nitrogênio das estrelas da amostra é mostrada em função da abundância de carbono. O quadrado aberto isolado com alta abundância de N e baixa de C é a estrela IC 4756 69. Esta estrela é um sistema binário formado pela gigante e uma estrela companheira de baixa massa, possivelmente uma anã branca⁴. As abundâncias encontradas neste objeto, na verdade um limite superior da abundância de C e um limite inferior da abundância de N, são compatíveis com as observadas em estrelas com massa maior que $4M_{\odot}$ (Smiljanic et al. 2006). Essas abundâncias são provavelmente resultado de um evento de transferência de massa no sistema. Assim, esta estrela será excluída das figuras e da discussão que se segue. A estrela com a menor abundância de N na Fig. 4.13 é NGC 2360 62 (mostrada com um asterisco). Esta estrela também é um sistema binário, no entanto, as razões para sua baixa abundância de N não são claras.

Excluindo estas duas estrelas, não há indício de correlação entre as abundâncias de N e C, um coeficiente de correlação de $\rho = -0.14$ é encontrado. As demais estrelas têm um valor médio de $[C/Fe] = -0.17 \pm 0.04$ e $[N/Fe] = +0.43 \pm 0.07$. O baixo valor do desvio padrão indica que as estrelas da amostra possuem valores muito semelhantes.

Para se discutir os efeitos da mistura do material é mais adequado o uso da razão $[N/C]$ no lugar das abundâncias de N e C. Esta razão é dada na Tab. 4.15. A amostra tem uma média de $[N/C] = +0.61 \pm 0.08$, em excelente acordo com o esperado pelos modelos de Schaller et al. (1992) em uma estrela de $2.5 M_{\odot}$, pós primeira dragagem, $[N/C] = +0.58$.

Na Fig. 4.14 a razão $[N/C]$ é mostrada em função da massa de estrelas do clump de cada aglomerado. Este valor de massa é usado como representativo do valor real da massa de cada estrela. Apenas uma pequena diferença é

⁴Usando os parâmetros orbitais determinados Mermilliod et al. (2007) e uma massa em torno de $2.57 M_{\odot}$ para a gigante, uma massa de $0.60 M_{\odot}$ é estimada para a companheira

CAPÍTULO 4. MISTURA PÓS SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Tabela 4.15: A razão $[N/C]$ e as somas C+N, O+N, C+O e C+N+O.

Estrela	$[N/C]$	C+N	O+N	C+O	C+N+O
IC 2714 5	0.68	8.81	–	–	–
IC 4756 12	0.64	8.69	8.89	9.01	8.90
IC 4756 14	0.59	8.71	8.94	9.05	8.94
IC 4756 28	0.47	8.68	8.97	9.06	8.94
IC 4756 38	0.52	8.65	8.96	9.05	8.94
IC 4756 69	1.15	8.66	8.76	8.97	8.92
NGC 2360 7	–	–	–	–	–
NGC 2360 50	0.58	8.6	–	–	–
NGC 2360 62	0.46	8.64	–	–	–
NGC 2360 86	0.63	8.60	8.78	8.90	8.79
NGC 2447 28	0.76	8.72	8.78	8.96	8.84
NGC 2447 34	0.66	8.66	8.81	8.95	8.83
NGC 2447 41	–	–	8.81	–	–
NGC 3532 19	0.59	8.68	8.85	8.97	8.85
NGC 3532 100	0.67	8.67	8.82	8.96	8.84
NGC 3532 122	0.63	8.67	–	–	–
NGC 3532 596	0.62	8.65	8.78	8.92	8.79
NGC 3532 670	0.52	8.71	8.94	9.04	8.92
NGC 3680 13	–	–	–	–	–
NGC 5822 1	0.58	8.69	–	–	–
NGC 5822 201	0.66	8.71	–	–	–
NGC 5822 240	0.43	8.66	–	–	–
NGC 5822 316	0.60	8.77	–	–	–
NGC 5822 443	0.63	8.65	–	–	–
NGC 6134 30	0.63	8.84	–	–	–
NGC 6134 99	–	–	–	–	–
NGC 6134 202	0.45	8.70	–	–	–
NGC 6281 3	0.79	8.70	8.79	8.97	8.86
NGC 6281 4	0.62	8.70	8.93	9.04	8.93
NGC 6633 78	0.55	8.67	8.87	8.98	8.86
NGC 6633 100	0.64	8.76	8.97	9.09	8.98

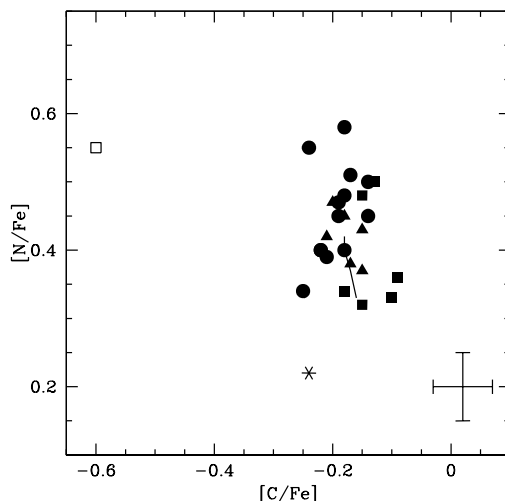


Figura 4.13: Abundâncias de nitrogênio das estrelas da amostra, $[N/Fe]$, em função das abundâncias de carbono, $[C/Fe]$. A estrela IC 4756 69 é representada como um quadrado aberto e a estrela NGC 2360 62 como um asterisco. Possíveis estrelas do RGB, incluindo estrelas com classificação ambígua, são representadas como quadrados fechados, estrelas do clump como círculos fechados e possíveis AGBs como triângulos fechados. A linha sólida conecta os valores esperados para estrelas entre 1.7 e $4.0 M_{\odot}$ pelos modelos de Schaller et al. (1992). Uma barra de erro típica também é mostrada.

esperada como pode ser visto pela pequena diferença entre a massa do turn-off vermelho e do clump em cada aglomerado, como listado na Tab. 4.3.

A amostra em análise não possui estrelas no intervalo entre 2.4 e $2.8 M_{\odot}$. Uma pequena diferença na abundância média entre as estrelas dos dois lados deste intervalo é aparente na figura. As estrelas com menor massa têm $[N/C] = +0.57 \pm 0.08$, já as estrelas com maior massa têm $[N/C] = +0.64 \pm 0.08$. Nesta mesma figura uma linha sólida representando a variação de $[N/C]$ com a massa, após a primeira dragagem, nos modelos de Schaller et al. (1992) é mostrada. Um pequeno aumento da razão $[N/C]$ com a massa é esperado, em acordo como o comportamento observado.

Dadas as incertezas observacionais, no entanto, é difícil julgar se este

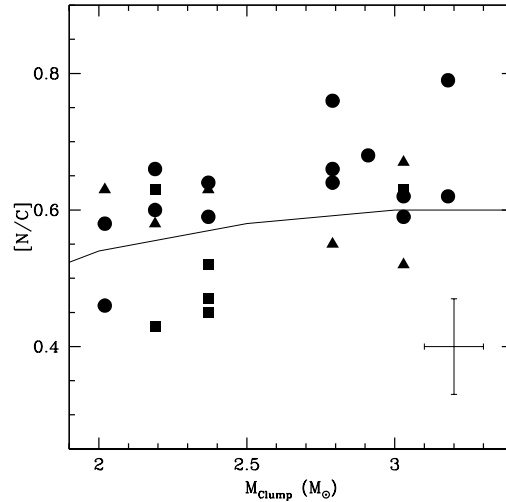


Figura 4.14: A razão $[N/C]$ em função da massa típica das estrelas do clump dos aglomerados. Os símbolos são os mesmos da Fig. 4.13. A linha sólida representa o comportamento esperado da razão $[N/C]$ em função da massa estelar dada pelos modelos de Schaller et al. (1992). Uma barra de erro típica é mostrada.

comportamento é real. Tomando os valores apenas, a diferença entre as médias calculadas dos dois lados do intervalo parecem relacionadas a um grupo de cinco estrelas de menor massa com razão $[N/C]$ menor ou próxima de $+0.55$. Estas estrelas com massa menor que $2.4 M_{\odot}$ são: IC 4756 28, IC 4756 38, NGC 2360 62, NGC 5822 240 e NGC 6134 202. Exceto pela estrela NGC 2360 62, todas foram classificadas anteriormente como possíveis estrelas do RGB a partir dos CMDs. A média deste grupo de cinco estrelas é de $[N/C] = +0.47 \pm 0.04$, incluindo ou não a estrela NGC 2360 62. As demais estrelas com massa menor que $2.4 M_{\odot}$ têm $[N/C] = +0.63 \pm 0.03$. Este valor é 0.16 dex maior que o do grupo de 5 estrelas com baixo $[N/C]$, enquanto a incerteza estimada para esta razão é de 0.07 dex. Existem, porém, três outras estrelas na amostra que foram classificadas como possíveis estrelas do RGB: NGC 3532 122, NGC 3680 13 e NGC 5822 443. A razão $[N/C]$ não foi obtida para a estrela NGC 3680 13. As duas outras estrelas possuem $[N/C] = +0.63$. Caso esta diferença nas abundâncias seja real, ela parece relacionada

ao estágio evolutivo das estrelas. Neste caso, a alta razão $[N/C]$ destas duas últimas estrelas indicaria que elas não são gigantes do RGB, mas sim estrelas mais evoluídas. Isto implica na detecção de um efeito extra de mistura em estrelas localizadas após o bump.

Duas estrelas com massa maior que $2.7 M_{\odot}$ e razão $[N/C]$ acima de $+0.75$ também contribuem para a diferença observada entre os dois grupos de massa, elas são as estrelas NGC 2447 28 e NGC 6281 3. As duas parecem ser estrelas do clump. É preciso notar ainda a existência de duas estrelas no grupo de maior massa que possuem razão $[N/C]$ abaixo de $+0.55$, NGC 3532 670 e NGC 6633 78. As duas são classificadas como possíveis AGBs. As duas são ainda as estrelas mais luminosas da amostra. Tal fato pode ser visto como um possível argumento contrário a uma origem evolutiva na variação observada em $[N/C]$. Pode ainda ser um artefato da análise, afetando as estrelas mais luminosas, ou algum efeito físico real que provoca uma diminuição de $[N/C]$ nestas estrelas mais evoluídas. Para esclarecer este assunto, uma investigação posterior mais detalhada com uma amostra maior é necessária.

A discussão acima parece indicar que os modelos de Schaller et al. (1992) podem superestimar o efeito da primeira dragagem em estrelas com massa em torno de $\sim 2.2 M_{\odot}$. Para estrelas com $1.5 M_{\odot}$, Schaller et al. (1992) calculam $[N/C] = +0.44$, em melhor acordo com o grupo de estrelas de baixa massa e baixo $[N/C]$, que parecem não ter sofrido os efeitos da mistura extra pós bump. A comparação com modelos mais recentes pode ajudar a esclarecer este ponto. Esta comparação deve ser realizada no futuro quando novos modelos do grupo de Geneva estiverem disponíveis. Estes modelos serão calculados com as novas abundâncias solares e incluindo os efeitos da convecção thermohaline (Corinne Charbonnel 2008, comunicação privada).

Na Fig. 4.15 a abundância de oxigênio das estrelas da amostra é mostrada em função da razão $[N/C]$. Uma leve anti-correlação com $\rho = -0.53$ é aparente. O mesmo efeito é visto na Fig. 4.16, onde a abundância de oxigênio é mostrada em função da abundância de carbono. Um coeficiente de correlação

de $\rho = 0.87$ é encontrado neste caso. Este tipo de correlação não foi encontrado em Smiljanic et al. (2006) para estrelas com massa maior que $M/M_{\odot} \geq 4$. A correlação foi encontrada, no entanto, por Luck et al. (2006) neste mesmo intervalo de massa. A anti-correlação encontrada parece indicar que o processo de mistura nas estrelas da amostra foi capaz de afetar a abundância de oxigênio, contrário ao esperado pelos modelos. Devido à magnitude das incertezas, no entanto, é preciso ser cuidadoso na interpretação. Uma análise de uma amostra maior pode ajudar a esclarecer este caso.

Na Fig. 4.17, $[O/Fe]$ é mostrado em função da massa das estrelas. A linha sólida representa o esperado pelos modelos de Schaller et al. (1992), após a primeira dragagem. Apenas uma pequena dependência de $[O/Fe]$ com massa, praticamente imperceptível em termos observacionais, é esperada. Os resultados obtidos neste trabalho indicam uma dependência mais acentuada com a massa do que a esperada. É interessante notar que as estrelas com $[O/Fe]$ em acordo com a curva teórica pertencem ao mesmo aglomerado, IC 4756. Isto inclui tanto as estrelas do RGB, IC 4756 28 e 38, quanto as estrelas do clump IC 4756 12 e 14. Se o efeito observado é real, parece estar relacionado apenas à massa da estrela e não ao efeito extra de mistura associado às diferentes fases evolutivas das estrelas.

A outra estrela deste aglomerado, IC 4756 69 tem abundâncias de C e O em ótimo acordo com o encontrado para estrelas de maior massa em Smiljanic et al. (2006). Este fato dá suporte à ideia de que a origem das abundâncias neste objeto está em um evento de transferência de massa a partir de uma companheira inicialmente mais massiva.

4.6.2 Sódio

Abundâncias de sódio foram calculadas para um grande número de gigantes de aglomerados abertos. Como discutido anteriormente, alguns trabalhos encontram grandes sobre abundâncias de Na mas outros não. Dentre os fatores levando a resultados tão discrepantes estão a adoção de diferentes gfs para as mesmas linhas de Na. Por exemplo, os gfs adotados neste

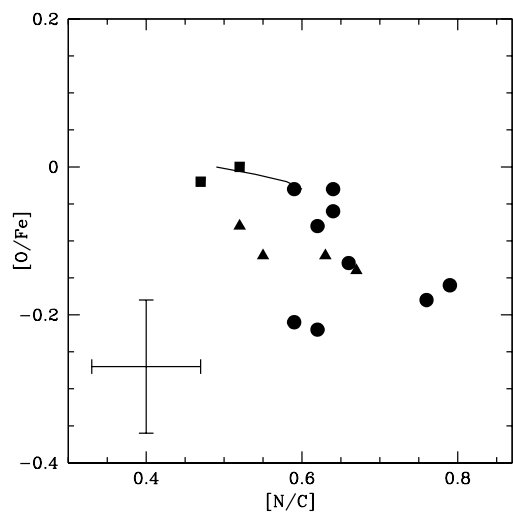


Figura 4.15: A abundância de oxigênio das estrelas da amostra em função da razão $[N/C]$. Símbolos e a curva são como na Fig. 4.13. Uma barra de erro típica é mostrada.

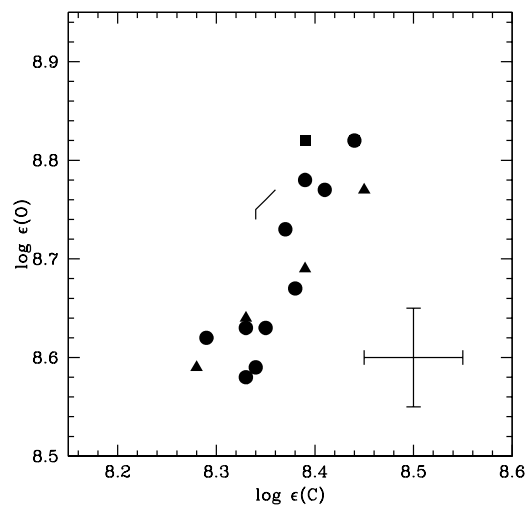


Figura 4.16: A abundância de oxigênio das estrelas da amostra em função da abundância de carbono. Símbolos e a curva são como na Fig. 4.13. Uma barra de erro típica é mostrada.

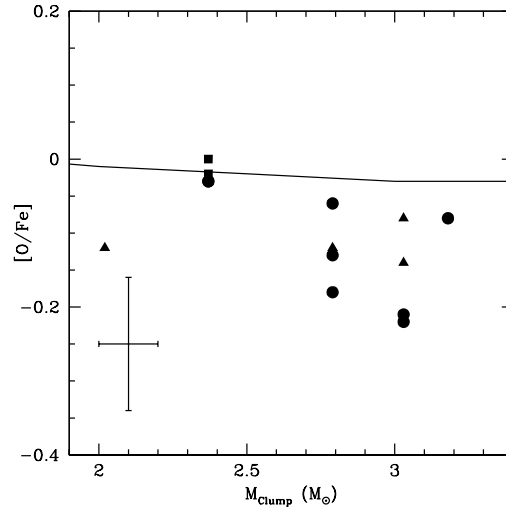


Figura 4.17: A abundância de oxigênio das estrelas da amostra em função da massa. Símbolos são como na figura 4.13. A linha sólida representa o comportamento esperado pelos modelos de Schaller et al. (1992). Uma barra de erro típica é mostrada.

trabalho foram determinados com relação ao Sol. Eles são 0.18 e 0.24 dex maiores que os adotados por Jacobson et al. (2007) para as linhas λ 6154 Å e 6160 Å, respectivamente. Os *gfs* adotados por Jacobson et al. (2007) foram determinados a partir do espectro de Arcturus.

Nas Figuras 4.18 e 4.19 a abundância de Na das estrelas da amostra é mostrada em função de $[N/Fe]$ e $[N/C]$, respectivamente. Na primeira figura um coeficiente de correlação de $\rho = 0.42$ é obtido e na segunda de $\rho = 0.49$, sugerindo apenas correlações fracas. A abundância média de sódio da amostra é $[Na/Fe] = +0.01 \pm 0.05$, para todo o intervalo de $[N/Fe]$ e $[N/C]$. Na Fig. 4.20 a abundância de sódio é mostrada em função da abundância de oxigênio. A possível correlação entre Na e O também é fraca, $\rho = -0.40$. Caso real, esta tendência indicaria um pequeno aumento na abundância de sódio em estrelas onde os efeitos da mistura do material são mais acentuados, i.e., em estrelas com maior $[N/C]$ e menor $[O/Fe]$. Novamente, no entanto, dadas as incertezas esta interpretação deve ser vista com cuidado.

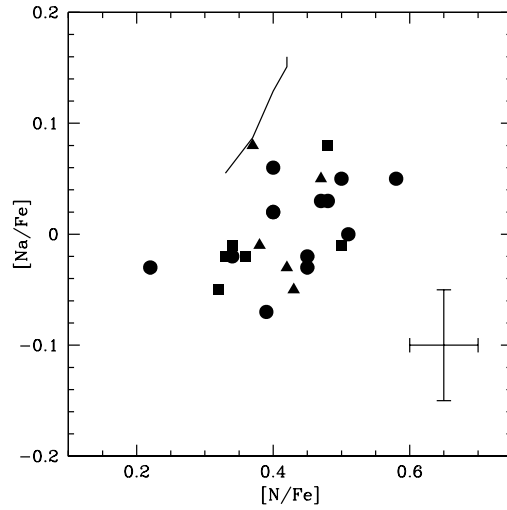


Figura 4.18: A abundância de sódio, $[Na/Fe]$, das estrelas da amostra em função da abundância de nitrogênio, $[N/Fe]$. Símbolos são como na Fig. 4.13. A linha sólida conecta os valores de $[Na/Fe]$ esperado para estrelas entre 1.8 e $4.0 M_{\odot}$ nos modelos de Mowlavi (1999) e os valores de $[N/Fe]$ de Schaller et al. (1992). Uma barra de erro típica é mostrada.

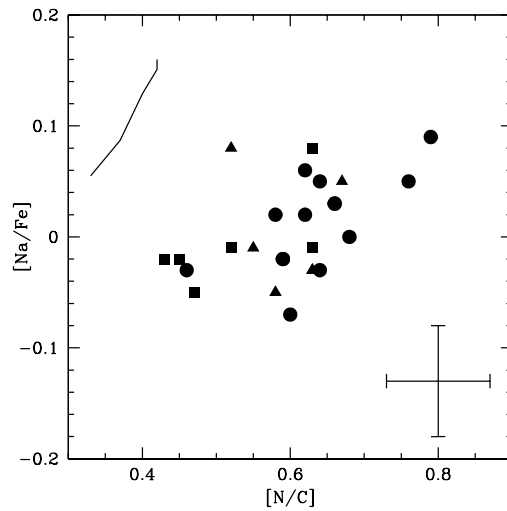


Figura 4.19: A abundância de sódio, $[Na/Fe]$, das estrelas da amostra em função da razão $[N/C]$. Símbolos e a linha sólida são como na Fig. 4.18. Uma barra de erro típica é mostrada.

A Fig. 4.21 mostra a abundância de sódio em função da massa das estrelas e o comportamento teórico esperado pelos modelos de Mowlavi (1999) pós primeira dragagem. Um comportamento semelhante ao visto anteriormente na Fig. 4.14 para $[N/C]$ é visto aqui. Uma pequena diferença entre os dois grupos de massa é aparente. Para o sódio, no entanto, não parece haver um sub-grupo causando a diferença. As quatro estrelas do RGB previamente identificadas têm abundâncias de sódio semelhantes às abundâncias das estrelas do clump no mesmo intervalo de massa. No entanto, a tendência de aumento de $[Na/Fe]$ com a massa parece presente, apesar de deslocada por cerca de 0.10 dex. Apesar deste aumento estar dentro das incertezas da análise, um acordo entre os modelos e as observações parece presente.

Os resultados obtidos não confirmam as altas sobre-abundâncias de Na encontradas em alguns aglomerados, como em Jacobson et al. (2007). Outros trabalhos recentes, como Randich et al. (2006) e Sestito et al. (2007, 2008), chegaram a esta mesma conclusão. Desta forma, o Na parece ser apenas minimamente afetado pela primeira dragagem, em acordo qualitativo com o esperado pelos modelos.

4.6.3 $^{12}C/^{13}C$

Na Fig. 4.22 a razão isotópica do carbono é mostrada em função da razão $[N/C]$ para as estrelas da amostra. Assim como encontrado por Gilroy & Brown (1991), não há evidência de uma correlação, $\rho = -0.32$. Na Figura 4.23 a razão $^{12}C/^{13}C$ é mostrada em função da massa do turn-off dos aglomerados. A razão isotópica das estrelas analisadas por Gilroy (1989), Luck (1994) e Tautvaišiene et al. (2005) também são representadas. Nesta figura é usada a massa do turn-off, e não a do clump (que é um melhor indicador da massa da estrela), para facilitar a comparação com resultados da literatura. Na figura é possível notar que parte da amostra tem o mesmo comportamento identificado anteriormente por Gilroy (1989).

Entretanto, também é possível identificar estrelas com $^{12}C/^{13}C$ mais baixo do que identificado anteriormente. No caso de aglomerados com $M_{TO} \sim 2.0$

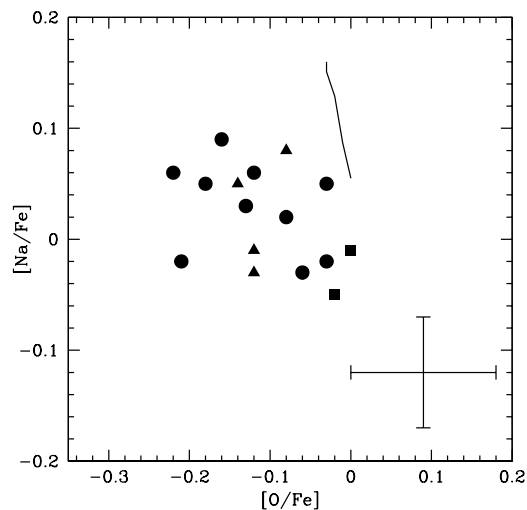


Figura 4.20: A abundância de sódio, $[Na/Fe]$, das estrelas da amostra em função da abundância de oxigênio, $[O/Fe]$. Símbolos e a linha sólida são como na figura 4.18. Uma barra de erro típica é mostrada.

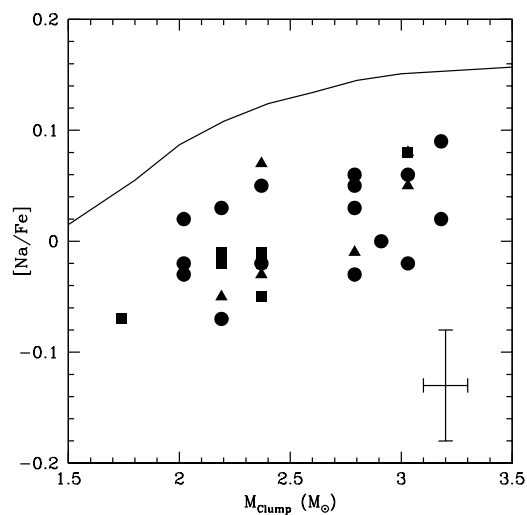


Figura 4.21: A abundância de sódio, $[Na/Fe]$, das estrelas da amostra em função da massa das estrelas. A linha sólida representa o valor esperado pelos modelos de Mowlavi (1999) em função da massa inicial. Uma barra de erro típica é mostrada.

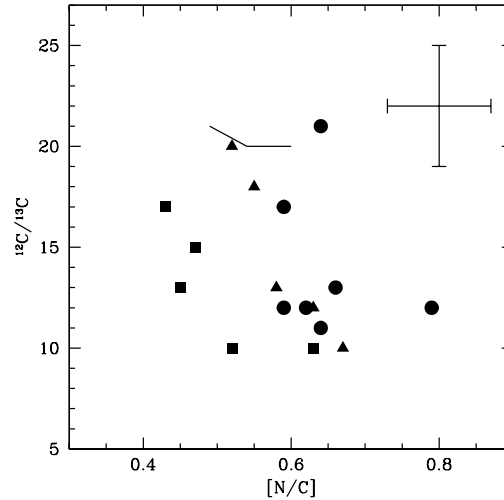


Figura 4.22: A razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em função da razão $[\text{N}/\text{C}]$. Símbolos são como nas figuras anteriores. A linha sólida conecta os valores esperados pelos modelos de Schaller et al. (1992) no intervalo de 1.7 a 4.0 M_{\odot} . Uma barra de erro típica é mostrada.

M_{\odot} , algumas estrelas mostram uma razão isotópica abaixo da correlação identificada anteriormente por Gilroy (1989). Em conjunto com as estrelas do aglomerado NGC 7789, analisadas por Tautvaišienė et al. (2005), elas sugerem uma correlação mais pronunciada, indicando menores razões isotópicas do que o encontrado por Gilroy (1989). A média das estrelas abaixo de 2.0 M_{\odot} é $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 13.1 \pm 2.6$.

Um segundo grupo de estrelas com baixo $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ é visto na região das estrelas com maior massa, e não é explicável apenas como uma dispersão devida a erros observacionais. Quatro estrelas com $M_{\text{TO}} \geq 2.6 M_{\odot}$ têm uma média de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 11.5 \pm 1.0$. Estas estrelas, NGC 3532 19, NGC 3532 100, NGC 6281 3 e NGC 6281 4, se desviam consideravelmente do comportamento das demais estrelas neste intervalo de massa.

Este comportamento não foi claramente detectado e discutido anteriormente na literatura. Apesar disso, algumas das estrelas analisadas por Luck (1994) com $M/M_{\odot} \geq 2.0$ também mostram valores baixos de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. O mo-

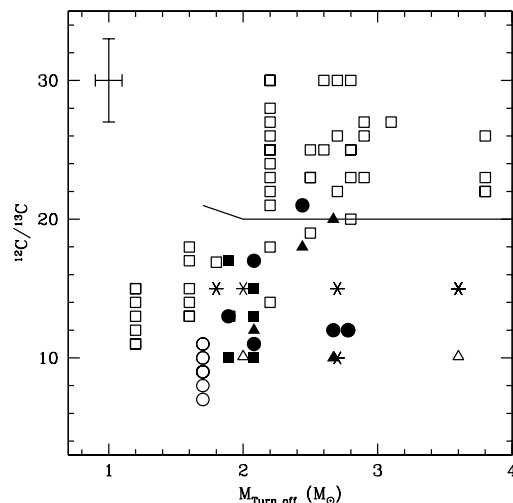


Figura 4.23: A razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em função da massa do turn-off dos aglomerados. As estrelas analisadas neste trabalho são representadas como nas figuras anteriores, as estrelas analisadas por Gilroy (1989) como quadrados abertos, as estrelas analisadas por Luck (1994) como asteriscos ou como triângulos abertos quando apenas um limite inferior foi determinado, as estrelas de Tautvaišiene et al. (2005) do aglomerado NGC 7789 ($M_{\text{to}} = 1.70$) são representadas como círculos abertos. O comportamento teórico esperado pelos modelos de Schaller et al. (1992) da razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em função da massa inicial da estrela é mostrado como uma linha sólida.

tivo pelo qual este fato foi ignorado até o momento não é claro. Trabalhos da literatura sobre o assunto se limitam a discutir os resultados de Gilroy (1989), onde apenas estrelas em aglomerados com $M/M_{\odot} \leq 2.0$ apresentam baixas razões $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. Este resultado indica que estrelas de massa intermediária também passam por um evento extra de mistura que resulta na diminuição da razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$.

Em estrelas de baixa massa, a baixa razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ é atribuída a convecção thermohaline agindo logo após a estrela cruzar o bump (Charbonnel & Zahn 2007a). Em estrelas de massa intermediária, esse mecanismo não é esperado, já que estas iniciam a queima de He antes de atravessarem o bump. No entanto, como foi sugerido por Charbonnel & Balachandran (2000), um

CAPÍTULO 4. MISTURA PÓS SEQUÊNCIA PRINCIPAL

mecanismo similar ao que ocorre no caso das estrelas de baixa massa cruzando o bump poderia ocorrer para massas maiores durante o início do AGB (Cantiello & Langer 2008). Este efeito pode explicar a observação de baixas razões $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ nestas estrelas de maior massa.

Entretanto, quando o estado evolutivo das estrelas é analisado com cuidado, alguns pontos desta interpretação não são tão claros. Na verdade, das quatro estrelas com $M/M_{\odot} \geq 2.0$ e baixo $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, apenas NGC 3532 100 foi classificada como estando no início do AGB. As demais foram classificadas como estrelas do clump. Além disso, duas das estrelas classificadas como AGBs com $M/M_{\odot} \geq 2.0$ têm alto $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (NGC 3532 670 e NGC 6633 78). Estes fatos podem ser interpretados como evidência de que o evento responsável pela diminuição da razão isotópica não ocorre em todas as estrelas de massa intermediária. Como discutido em Charbonnel & Zahn (2007b), a mistura pela convecção thermohaline pode ser inibida por campos magnéticos fósseis em estrelas que sejam decedentes de estrelas Ap. Por outro lado, é preciso lembrar que classificar de maneira correta o estágio evolutivo destas estrelas não é fácil, o que pode afetar a interpretação.

A razão isotópica foi determinada para três das quatro estrelas classificadas como estrelas do RGB, IC 4756 28, 38 e NGC 5822 443. As três possuem baixo $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. No diagrama cor magnitude, duas delas foram classificadas como estando após o bump, o que explicaria a razão isotópica observada. A estrela IC 4756 38, no entanto, foi classificada como uma provável gigante pré-bump, ou como uma estrela do clump apesar da baixa razão $[\text{N}/\text{C}]$. É importante lembrar que o aglomerado IC 4756 é afetado por avermelhamento diferencial, o que dificulta a classificação das estrelas com base no CMD.

Capítulo 5

Conclusões e perspectivas

Esta tese apresenta resultados de um extenso estudo observacional sobre a abundância de elementos leves na Galáxia. Abundâncias de Be e Li em uma amostra de anãs pobres em metais do halo e do disco espesso foram usadas para discutir a formação da Galáxia. Abundâncias de Be e Li em anãs e gigantes de metalicidade solar do aglomerado IC 4651 foram usadas para discutir os processos de mistura na sequência evolutiva do aglomerado. Abundâncias de C, N, O e Na e a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em gigantes de aglomerados abertos foram usadas para discutir os processos evolutivos de mistura pós sequência principal.

No Cap. 2 foram determinadas abundâncias de Be na maior amostra de anãs pobres em metais já estudada com este fim. Assim como já encontrado anteriormente na literatura, a abundância de Be mostra um aumento linear com as razões $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $[\alpha/\text{H}]$. Um espalhamento acima do esperado pelos erros da análise foi encontrado no diagrama $\log(\text{Be}/\text{H})$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$. Este espalhamento é confirmado por pares de estrelas com os mesmos parâmetros atmosféricos e abundâncias de Be diferentes. O espalhamento aparece devido às diferentes escalas de tempo da formação estelar entre as diferentes componentes da Galáxia. Em um dado momento nas fases iniciais da Galáxia estrelas com a mesma abundância de Be são formadas com diferentes metalicidades no halo e no disco espesso.

O uso do Be como escala de tempo foi testado comparando-se as observações com modelos. O disco espesso se mostrou composto de uma população homogênea. Nenhuma correlação entre Be e a cinemática foi encontrada. Em especial, um gradiente contra o semi-eixo menor da órbita estelar é visto para $[\alpha/\text{Fe}]$ mas não para Be. Este resultado pode ser interpretado como um gradiente da taxa de formação estelar no disco espesso e mostra que o Be é independente dos detalhes locais da formação estelar. As observações sugerem que a formação estelar no disco espesso se iniciou e foi mais intensa nas regiões centrais.

O halo, por sua vez, parece ser formado por populações distintas. Em um diagrama $\log(\text{Be}/\text{H})$ vs. $[\alpha/\text{Fe}]$ as estrelas do halo analisadas aqui se dividem em duas sequências bem definidas. Uma destas segue o comportamento esperado pelos modelos, a outra parece quimicamente idêntica ao disco espesso. No entanto, a maior parte das estrelas que seguem o modelo tem cinemática peculiar e semelhante. Parecem fazer parte de um grupo de estrelas sem velocidade de rotação na Galáxia que se move em direção ao centro Galáctico. Estas características sugerem que uma parte considerável do halo local tem uma origem via acreção de um sistema externo à Galáxia.

No Cap. 3 foram determinadas abundâncias de Be para 21 estrelas ao longo da sequência evolutiva do aglomerado aberto IC 4651. Esta é a primeira vez que abundâncias de Be são determinadas para estrelas cobrindo toda a sequência evolutiva de um aglomerado, da sequência principal passando pelo turn-off e fase de subgigantes chegando ao ramo das gigantes.

Os resultados mostram que o Be não é depletado em estrelas mais frias ou mais quentes do que as que definem o Li-dip. No Li-dip, por outro lado, o padrão de depleção do Be segue o do Li. As observações parecem ser bem explicadas por modelos incluindo processos de mistura induzida por rotação. Uma comparação quantitativa com modelos mais detalhados é necessária, no entanto, para que conclusões mais precisas possam ser obtidas.

Estrelas do turn-off superior e do ramo das subgigantes mostram um espalhamento da abundância de Be, similar ao que foi observado anteriormente

nas abundâncias de Li. Das cinco estrelas nesta fase, quatro são bem explicadas por modelos que incluem mistura induzida por rotação. As gigantes analisadas parecem ter diluído Be na mesma extensão, sugerindo que o espalhamento observado nas abundâncias de Li se deve à produção do mesmo durante o RGB.

No Cap. 4 foram discutidas abundâncias de C, N, O e Na e a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ determinadas de maneira homogênea em gigantes de aglomerados abertos. Estas abundâncias foram usadas para discutir os eventos evolutivos de mistura do material do interior estelar ao material da superfície.

A razão $[\text{N}/\text{C}]$ média da amostra está em acordo com o esperado por modelos como os de Schaller et al. (1992). No entanto, um grupo de estrelas do RGB com massa menor que $2.4 M_{\odot}$ têm $[\text{N}/\text{C}] = +0.43 \pm 0.04$ enquanto estrelas mais evoluídas no mesmo intervalo de massa têm $[\text{N}/\text{C}] = +0.63 \pm 0.03$. Este resultado sugere uma diferença real entre as abundâncias de gigantes vermelhas e gigantes do clump ou do início do AGB. Esta observação está em desacordo com modelos padrão mas em acordo com modelos incluindo a convecção thermohaline (Charbonnel & Zahn 2007a, Charbonnel et al., em preparação).

A abundância de oxigênio das estrelas mostra uma correlação com $[\text{N}/\text{C}]$. Além disso, uma diminuição de $[\text{O}/\text{Fe}]$ em função da massa mais acentuada que a esperada por modelos foi encontrada. Esta observação sugere uma mistura mais eficiente do que a esperada pelos modelos.

A abundância de Na média da amostra é solar. Sobre-abundâncias da ordem de $+0.60$ dex, como encontradas em alguns trabalhos da literatura, não são confirmadas. Um aumento da ordem de 0.10 dex no intervalo de massa de 1.8 a $3.2 M_{\odot}$ foi encontrado, em acordo qualitativo com o esperado por modelos.

A conhecida correlação entre $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e massa é encontrada na amostra analisada. Além disso, algumas estrelas de massa intermediária com baixa razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ também foram identificadas. Tal resultado jamais foi adequadamente encontrado e discutido anteriormente. Como estas estrelas não

passam pelo bump, o evento extra de mistura responsável pela baixa razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ deve acontecer durante ou após a fase de queima de He, como sugerido por Charbonnel & Balachandran (2000) e Cantiello & Langer (2008).

Todos os tópicos discutidos neste trabalho oferecem diversas possibilidades de trabalhos futuros. Por exemplo, abundâncias de CNO devem ser determinadas nas estrelas pobres em metais que tiveram sua abundância de Be calculadas. Apesar do Be ser produzido a partir da espalação destes núcleos no meio interestelar, a evolução do mesmo na Galáxia jamais foi estudada em detalhe em função das abundâncias de CNO em conjunto, apenas em função do oxigênio. Além disso, o uso de um produto nucleossintético puro de SNeII como o oxigênio, no lugar de elementos α , pode permitir a melhor caracterização do espalhamento observado nas abundâncias de Be. Desta forma, a divisão do halo em duas componentes pode ser melhor caracterizada. O aumento da amostra analisada também é necessário. Para o halo isso ajudaria a confirmar que a divisão ocorre em apenas duas componentes. No disco espesso, ajudaria a confirmar que a formação estelar se inicia nas regiões centrais, i.e. que baixas abundâncias de Be se concentram em estrelas formadas nas regiões interiores do disco.

Quanto à estrela super-rica em Be, HD 106038, abundâncias de outros elementos (como Co e Cu) precisam ser determinados para uma comparação mais detalhada com o esperado a partir da nucleossíntese em uma hipernova. Do lado teórico, é preciso que se calcule o comportamento dos elementos pesados de captura de neutrons para que uma comparação quantitativa possa confirmar ou excluir o cenário proposto.

No caso de aglomerados abertos é preciso expandir a determinação da abundância de Be para estrelas de outras massas, metalicidades e idades. Desta forma pode-se estabelecer em detalhe as características dos processos de mistura. Seria ainda importante conseguir determinar abundâncias de B para algumas destas estrelas. Isto ajudaria a estabelecer vínculos ainda mais robustos sobre a atuação dos mecanismos de mistura nestas estrelas.

Mesmo com os resultados apresentados aqui, ainda é pequeno o número

de gigantes de aglomerados abertos onde abundâncias de C, N, O, Na e a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ tenham sido determinadas de maneira homogênea. Análises de amostras maiores podem confirmar as dependências das abundâncias com a massa estelar observadas aqui. A comparação destas observações com modelos recentes podem ajudar a vincular a ação do mecanismo extra de mistura, identificado recentemente como a convecção thermohaline.

A determinação da razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em estrelas de um amplo intervalo de massa é necessária. Pode-se, assim, estabelecer qual a porcentagem das estrelas de massa intermediária que sofrem a ação de um processo extra de mistura durante ou depois da queima central de He.

CAPÍTULO 5. CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Apêndice A

Dados das anãs pobres em metais

Este apêndice apresenta os dados das estrelas anãs pobres em metais analisadas no capítulo 2.

A Tab. A.1 lista os dados das observações, a data na qual foi realizada, qual o tipo de dado (novas observações com o UVES, dados do arquivo do ESO ou dados da biblioteca de espectros UVES POP), o tempo de exposição, o poder de resolução, o comprimento de onda central do setup e a razão S/R do espectro azul na região das linhas de Be.

A Tab. A.2 lista a identificação no catálogo do Hipparcos (ESA 1997), quando existente, o número HD, quando existente, ou uma outra identificação, a magnitude visual V , a paralaxe Hipparcos e a sua incerteza, a correções bolométricas, a luminosidades e informação quanto a multiplicidade do sistema.

A Tab. A.3 lista os parâmetros atmosféricos das estrelas da amostra: temperatura efetiva, $\log g$ adotado da literatura, $\log g$ calculado com o uso da paralaxe do Hipparcos, velocidade de microturbulência, metalicidade e a referência de onde os parâmetros foram dotados.

A Tab. A.4 lista as abundâncias de Be e Li e a razão $[\alpha/\text{Fe}]$ das estrelas da amostra. São listadas a abundância de Be dada somente pela linha 3131

APÊNDICE A. DADOS DAS ANÃS POBRES EM METAIS

Å, que foi usada nas discussões, e a abundância média das duas linhas de BeII. A abundância de Li é seguida da referência de onde ela foi adotada. A razão $[\alpha/\text{Fe}]$ foi determinada pelo mesmo trabalho de onde os parâmetros atmosféricos foram adotados.

A Tab. A.5 lista as probabilidades de cada estrela pertencer ao disco fino, ao disco espesso e ao halo da Galáxia, como calculado por Venn et al. (2004) e a classificação cinemática feita por Gratton et al. (2003b,c).

A Tab. A.6 lista os parâmetros orbitais das estrelas da amostra, semi-eixo menor ou raio mínimo (R_{min}), semi-eixo maior ou raio máximo (R_{max}), distância máxima do plano Galáctico (Z_{max}), excentricidade, e velocidade de rotação, de acordo com Gratton et al. (2003b,c) ou calculado neste trabalho usando o mesmo método descrito em Gratton et al. (2003b,c).

Tabela A.1: Log book das observações. Para cada estrela é listada a data da observação, o tipo dos dados, o tempo de exposição, o poder resolutor do espectro, o comprimento de onda central do setup e a razão S/R do espectro azul (já combinado, no caso de múltiplas exposições) na região das linhas de Be.

HIP	Data da obs.	Tipo	Tempo de Exp. (s)	R	λ_c (Å)	S/R (final)
171	13.oct.2005	Nova obs. UVES	2×150	35,000	3460	100
	13.oct.2005	Nova obs. UVES	2×30		5800	
	13.oct.2005	Nova obs. UVES	2×30		8600	
3026	08.oct.2001	Arquivo	4200	35,000	3460	130
7459	22.sep.2005	Nova obs. UVES	2×1800	35,000	3460	60
	22.sep.2005	Nova obs. UVES	2×800		5800	
	22.sep.2005	Nova obs. UVES	2×800		8600	
10140	14.oct.2005	Nova obs. UVES	2×900	35,000	3460	70
	14.oct.2005	Nova obs. UVES	2×350		5800	
	14.oct.2005	Nova obs. UVES	2×350		8600	
10449	14.oct.2005	Nova obs. UVES	2×900	35,000	3460	90
	14.oct.2005	Nova obs. UVES	2×350		5800	
	14.oct.2005	Nova obs. UVES	2×350		8600	

Tabela A.1: continuação.

HIP	Data da obs.	Tipo	Tempo de Exp. (s)	R	λ_c (Å)	S/R (final)
11952	13.oct.2005	Nova obs. UVES	1500	35,000	3460	75
	13.oct.2005	Nova obs. UVES	2×650		8600	
13366	13.oct.2005	Nova obs. UVES	450 and 900	35,000	3460	90
	13.oct.2005	Nova obs. UVES	2×150		5800	
	13.oct.2005	Nova obs. UVES	2×700		8600	
14086	23.sep.2005	Nova obs. UVES	2×150	35,000	3460	70
	23.sep.2005	Nova obs. UVES	2×30		5800	
	23.sep.2005	Nova obs. UVES	2×30		8600	
14594	26.nov.2001	Arquivo	1800	40,000	3460	150
17001	13.dec.2001	Arquivo	4×1175	40,000	3460	110
17147	26.nov.2001	Arquivo	480	40,000	3460	140
18802	28.nov.2001	Arquivo	1500	35,000	3460	100
19007	16.oct.2005	Nova obs. UVES	2×1200	35,000	3460	50
	16.oct.2005	Nova obs. UVES	2×500		5800	
	16.oct.2005	Nova obs. UVES	2×500		8600	
19814	16.oct.2005	Nova obs. UVES	2×2400	35,000	3460	55
	16.oct.2005	Nova obs. UVES	2×1100		5800	
	16.oct.2005	Nova obs. UVES	2×1100		8600	
21609	23.sep.2005	Nova obs. UVES	2×1800	35,000	3460	60
	23.sep.2005	Nova obs. UVES	2×800		5800	
	23.sep.2005	Nova obs. UVES	2×800		8600	
22632	21.sep.2005	Nova obs. UVES	2×900	35,000	3460	60
	21.sep.2005	Nova obs. UVES	2×350		5800	
	21.sep.2005	Nova obs. UVES	2×350		8600	
24030	08.oct.2005	Nova obs. UVES	2×1500	35,000	3460	75
	08.oct.2005	Nova obs. UVES	2×650		5800	
	08.oct.2005	Nova obs. UVES	2×650		8600	
24316	22.sep.2005	Nova obs. UVES	2×1200	35,000	3460	70
	22.sep.2005	Nova obs. UVES	2×500		5800	
	22.sep.2005	Nova obs. UVES	2×500		8600	
31188	26.nov.2005	Nova obs. UVES	2×700	35,000	3460	80
	26.nov.2005	Nova obs. UVES	2×300		5800	
	26.nov.2005	Nova obs. UVES	2×300		8600	
31639	24.sep.2005	Nova obs. UVES	2×1200	35,000	3460	25

APÊNDICE A. DADOS DAS ANÃS POBRES EM METAIS

Tabela A.1: continuação.

HIP	Data da obs.	Tipo	Tempo de Exp. (s)	R	λ_c (Å)	S/R (final)
	24.sep.2005	Nova obs. UVES	2×500		5800	
	24.sep.2005	Nova obs. UVES	2×500		8600	
33221	01.dec.2001	Arquivo	4200	35,000	3460	145
	26.dec.2001	Arquivo	4200		3460	
	27.dec.2001	Arquivo	4200		3460	
33582	10.nov.2005	Nova obs. UVES	2×900	35,000	3460	65
	10.nov.2005	Nova obs. UVES	2×350		5800	
	10.nov.2005	Nova obs. UVES	2×350		8600	
34285	10.apr.2000	Arquivo	4500	40,000	3460	100
	11.apr.2000	Arquivo	3600	50,000	3460	
36491	24.dec.2005	Nova obs. UVES	2×500	35,000	3460	40
	24.dec.2005	Nova obs. UVES	2×250		5800	
	24.dec.2005	Nova obs. UVES	2×250		8600	
36640	08.oct.2005	Nova obs. UVES	2×150	35,000	3460	130
	08.oct.2005	Nova obs. UVES	2×30		5800	
	08.oct.2005	Nova obs. UVES	2×30		8600	
36818	25.nov.2001	Arquivo	5400	35,000	3460	75
36849	25.nov.2001	Arquivo	2×2100	35,000	3460	130
37853	08.apr.2001	UVES POP	2×60	80,000	3460	80
38625	20.dec.2005	Nova obs. UVES	4×360	35,000	3460	60
	20.dec.2005	Nova obs. UVES	6×120		5800	
	20.dec.2005	Nova obs. UVES	2×120		8600	
42592	20.dec.2005	Nova obs. UVES	2×900	35,000	3460	90
	20.dec.2005	Nova obs. UVES	2×350		5800	
	20.dec.2005	Nova obs. UVES	2×360		8600	
44075	14.apr.2001	UVES POP	200	80,000	3460	60
44124	01.feb.2005	Arquivo	3×1066	40,000	3460	105
	01.feb.2005	Arquivo	3×800		5800	
45554	24.dec.2005	Nova obs. UVES	2×3000	35,000	3460	45
	24.dec.2005	Nova obs. UVES	2×1400		5800	
	24.dec.2005	Nova obs. UVES	2×1400		8600	
48152	29.nov.2002	UVES POP	3×400	80,000	3460	115
50139	05.jan.2006	Nova obs. UVES	2×400	35,000	3460	90
	05.jan.2006	Nova obs. UVES	2×130		5800	

Tabela A.1: continuação.

HIP	Data da obs.	Tipo	Tempo de Exp. (s)	R	λ_c (Å)	S/R (final)
	05.jan.2006	Nova obs. UVES	2×130		8600	
52771	20.mar.2005	Arquivo	3×1066	40,000	3460	40
53070	05.jan.2006	Nova obs. UVES	600	35,000	3460	60
	05.jan.2006	Nova obs. UVES	2×200		8600	
55022	10.apr.2000	Arquivo	3×1800	40,000	3460	90
57265	14.jan.2006	Nova obs. UVES	2×2100	35,000	3460	50
	14.jan.2006	Nova obs. UVES	2×900		5800	
	14.jan.2006	Nova obs. UVES	2×900		8600	
58145	14.jan.2006	Nova obs. UVES	2×1800	35,000	3460	85
	14.jan.2006	Nova obs. UVES	2×800		5800	
	14.jan.2006	Nova obs. UVES	2×800		8600	
58962	12.jan.2002	Arquivo	2×4800	35,000	3460	70
59490	12.apr.2000	Arquivo	2×3600	40,000	3460	70
59750	30.jan.2006	Nova obs. UVES	2×150	35,000	3460	100
	30.jan.2006	Nova obs. UVES	2×30		5800	
	30.jan.2006	Nova obs. UVES	2×30		8600	
60632	28.mar.2004	Arquivo	3×1066	40,000	3460	70
62882	10.apr.2000	Arquivo	2×1800	40,000	3460	155
63559	19.jan.2006	Nova obs. UVES	2×300	35,000	3460	75
	19.jan.2006	Nova obs. UVES	1×200		5800	
	19.jan.2006	Nova obs. UVES	2×200		8600	
63918	10.apr.2000	Arquivo	2×3600	40,000	3460	100
64426	08.jun.2006	Nova obs. UVES	3×450	35,000	3460	145
	08.jun.2006	Nova obs. UVES	4×150		5800	
	08.jun.2006	Nova obs. UVES	2×150		8600	
66665	15.jun.2006	Nova obs. UVES	2×1000	35,000	3460	50
	15.jun.2006	Nova obs. UVES	2×400		5800	
	15.jun.2006	Nova obs. UVES	2×400		8600	
67655	21.feb.2002	Arquivo	2×900	35,000	3460	100
67863	11.apr.2001	Arquivo	3600	40,000	3460	145
70681	09.apr.2000	Arquivo	2×2700	50,000	3460	100
71458	04.feb.2002	Arquivo	5×250	40,000	3460	170
72461	25.jun.2006	Nova obs. UVES	2×1800	40,000	3460	60
	25.jun.2006	Nova obs. UVES	2×800		5800	

APÊNDICE A. DADOS DAS ANÃS POBRES EM METAIS

Tabela A.1: continuação.

HIP	Data da obs.	Tipo	Tempo de Exp. (s)	R	λ_c (Å)	S/R (final)
	25.jun.2006	Nova obs. UVES	2×800		8600	
74067	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×500	35,000	3460	100
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×200		5800	
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×200		8600	
74079	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×400	35,000	3460	85
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×150		5800	
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×150		8600	
77946	11.jun.2006	Nova obs. UVES	2×800	35,000	3460	65
	11.jun.2006	Nova obs. UVES	2×300		5800	
	11.jun.2006	Nova obs. UVES	2×300		8600	
80003	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×2400	35,000	3460	30
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×900		5800	
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×900		8600	
80837	04.jun.2006	Nova obs. UVES	4×300	35,000	3460	110
	04.jun.2006	Nova obs. UVES	4×100		5800	
	04.jun.2006	Nova obs. UVES	4×100		8600	
81170	05.aug.2003	Arquivo	3×1333	40,000	3460	45
85963	04.jun.2006	Nova obs. UVES	2×400	35,000	3460	70
	04.jun.2006	Nova obs. UVES	2×150		5800	
	04.jun.2006	Nova obs. UVES	2×150		8600	
87693	10.apr.2000	Arquivo	2×3600	40,000	3460	70
88010	07.aug.2003	Arquivo	3×1333	40,000	3460	70
92781	10.apr.2000	Arquivo	2×1800	40,000	3460	100
94449	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×1000	35,000	3460	90
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×400		5800	
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×400		8600	
98020	11.apr.2001	Arquivo	2700	50,000	3460	110
98532	09.apr.2000	Arquivo	2×900	50,000	3460	140
100568	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×800	35,000	3460	120
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×300		5800	
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×300		8600	
100792	25.jun.2006	Nova obs. UVES	2×700	35,000	3460	50
	25.jun.2006	Nova obs. UVES	2×300		5800	
	25.jun.2006	Nova obs. UVES	2×300		8600	

Tabela A.1: continuação.

HIP	Data da obs.	Tipo	Tempo de Exp. (s)	R	λ_c (Å)	S/R (final)
101346	10.apr.2000	Arquivo	2×1500	40,000	3460	85
103498	04.jun.2006	Nova obs. UVES	2×600	35,000	3460	80
	04.jun.2006	Nova obs. UVES	2×200		5800	
	04.jun.2006	Nova obs. UVES	2×200		8600	
104660	30.jun.2006	Nova obs. UVES	2×500	35,000	3460	40
	30.jun.2006	Nova obs. UVES	2×200		5800	
	30.jun.2006	Nova obs. UVES	2×200		8600	
105858	07.dec.2002	UVES POP	3×80	80,000	3460	400
105888	18.oct.2005	Arquivo	800	40,000	3460	65
106447	25.jun.2006	Nova obs. UVES	2×3600	35,000	3460	45
	25.jun.2006	Nova obs. UVES	6×1100		5800	
	30.jun.2006	Nova obs. UVES	3600	35,000	3460	
	30.jun.2006	Nova obs. UVES	3×1100		8600	
107975	30.jun.2006	Nova obs. UVES	2×150	35,000	3460	55
	30.jun.2006	Nova obs. UVES	2×10		5800	
	30.jun.2006	Nova obs. UVES	2×10		8600	
108490	12.jun.2006	Nova obs. UVES	300	35,000	3460	90
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×30		8600	
	09.jul.2006	Nova obs. UVES	300	35,000	3460	
	09.jul.2006	Nova obs. UVES	2×30		5800	
109067	13.oct.2005	Nova obs. UVES	1500	35,000	3460	50
	13.oct.2005	Nova obs. UVES	2×650		5800	
109558	29.may.2006	Nova obs. UVES	1800	35,000	3460	55
	29.may.2006	Nova obs. UVES	2×600		5800	
109646	30.jun.2006	Nova obs. UVES	2×400	35,000	3460	105
	30.jun.2006	Nova obs. UVES	2×150		5800	
	30.jun.2006	Nova obs. UVES	2×150		8600	
112229	30.jun.2006	Nova obs. UVES	400	35,000	3460	45
	30.jun.2006	Nova obs. UVES	2×150		8600	
114271	17.oct.2005	Nova obs. UVES	1200	35,000	3460	120
	17.oct.2005	Nova obs. UVES	2×500		8600	
114962	29.may.2006	Nova obs. UVES	2×600	35,000	3460	100
	29.may.2006	Nova obs. UVES	2×200		5800	
	29.may.2006	Nova obs. UVES	2×200		8600	

APÊNDICE A. DADOS DAS ANÃS POBRES EM METAIS

Tabela A.1: continuação.

HIP	Data da obs.	Tipo	Tempo de Exp. (s)	R	λ_c (Å)	S/R (final)
115167	11.aug.2003	Arquivo	3×1066	40,000	3460	65
117041	13.oct.2005	Nova obs. UVES	1800	35,000	3460	35
	13.oct.2005	Nova obs. UVES	2×800		5800	
G05-19	15.oct.2005	Nova obs. UVES	2700	35,000	3460	55
	15.oct.2005	Nova obs. UVES	3000	35,000	3460	
	15.oct.2005	Nova obs. UVES	2×1300		5800	
	15.oct.2005	Nova obs. UVES	2×1400		8600	
G05-40	08.oct.2001	Arquivo	2×4800	35,000	3460	90
	22.nov.2001	Arquivo	2×4800	35,000	3460	
G66-51	02.jun.2006	Nova obs. UVES	2×2400	35,000	3460	30
	02.jun.2006	Nova obs. UVES	2×900		5800	
	02.jun.2006	Nova obs. UVES	2×900		8600	
G166-37	02.jun.2006	Nova obs. UVES	3600	35,000	3460	25
	02.jun.2006	Nova obs. UVES	3×1100		5800	
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	2×3600	35,000	3460	
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	3×1100		5800	
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	3×1100		8600	
G170-21	01.jun.2006	Nova obs. UVES	3600	35,000	3460	35
	01.jun.2006	Nova obs. UVES	3×1100		5800	
	02.jun.2006	Nova obs. UVES	3600	35,000	3460	
	02.jun.2006	Nova obs. UVES	3×1100		5800	
	02.jun.2006	Nova obs. UVES	2×1100		8600	
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	3600	35,000	3460	
	12.jun.2006	Nova obs. UVES	3×1100		8600	

Tabela A.2: Dados da amostra. A identificação no catálogo do Hipparcos (ESA 1997), quando existente, o número HD, quando existente ou uma outra identificação, a magnitude visual V, a paralaxe Hipparcos e a sua incerteza, a correções bolométricas, a luminosidades e informação quanto a multiplicidade do sistema.

HIP	HD	V mag.	π mas	σ_π mas	BC mag.	$\log(L_\star/L_\odot)$	binária?
171	224930	5.75	80.63	3.03	-0.27	-0.11	ABCD ¹
3026	3567	9.26	9.57	1.38	-0.16	+0.30	não ²
7459	-	10.10	11.63	1.19	-0.16	-0.21	-
10140	-	8.77	17.66	1.29	-0.22	-0.01	ABCD ¹
10449	-	9.09	16.17	1.34	-0.20	-0.07	não ²
11952	16031	9.77	8.67	1.81	-0.18	+0.19	Susp. ³
13366	17820	8.38	15.38	1.39	-0.16	+0.24	não ⁴
14086	18907	5.89	32.94	0.72	-0.33	+0.64	sim ⁵
14594	19445	8.06	25.85	1.14	-0.23	-0.06	não ⁶
17001	-	9.92	4.42	1.75	-	-	-
17147	22879	6.70	41.07	0.86	-0.17	+0.06	não ²
18802	25704	8.10	19.02	0.87	-0.15	+0.16	AB ¹
19007	25673	9.56	24.23	1.53	-0.26	-0.59	-
19814	-	10.60	24.27	23.10	-0.25	-	não ²
21609	29907	9.85	17.00	0.98	-0.28	-0.39	AB ⁷
22632	31128	9.13	15.55	1.20	-0.21	-0.05	não ⁴
24030	241253	9.72	10.29	1.66	-0.19	+0.06	não ²
24316	34328	9.44	14.55	1.01	-0.21	-0.12	-
31188	46341	8.62	16.86	0.98	-0.16	+0.06	-
31639	-	9.65	17.59	1.34	-0.25	-0.35	-
33221	-	9.03	9.11	1.01	-0.17	+0.44	-

(1) Dommaget & Nys (1994), (2) Latham et al. (2002), (3) Fouts (1987),

(4) Nordström et al. (2004)), (5) This work,

(6) Lu et al. (1987), (7) Lindgren & Ardeberg (1996),

(8) Gliese & Jahreiss (1988)), (9) Goldberg et al. (2002),

(10) Carney et al. (2001), (11) Stryker et al. (1985),

(12) Patience et al. (2002), (13) McAlister et al. (1987),

(14) MacConnell et al. (1997)

APÊNDICE A. DADOS DAS ANÃS POBRES EM METAIS

Tabela A.2: continuação

HIP	HD	V	π	σ_π	BC	$\log(L_\star/L_\odot)$	binária?
		mag.	mas	mas	mag.		
33582	51754	9.05	14.63	1.39	-0.16	+0.01	nã ²
34285	-	9.54	10.68	0.91	-0.16	+0.09	nã ⁴
36491	59374	8.50	20.00	1.66	-0.17	-0.03	nã ²
36640	59984	5.90	33.40	0.93	-	-	AB ¹
36818	-	10.43	15.32	1.38	-0.19	-0.57	-
36849	60319	8.95	12.15	1.24	-0.17	+0.22	nã ²
37853	63077	5.36	65.79	0.56	-0.15	+0.18	wide ⁸
38625	64606	7.44	52.01	1.85	-0.25	-0.41	sim ²
42592	74000	9.66	7.26	1.32	-0.21	+0.40	nã ²
44075	76932	5.86	46.90	0.97	-0.14	+0.27	sim ⁴
44124	-	9.69	12.37	1.72	-	-	sim ⁹
45554	-	10.86	3.79	2.16	-0.15	+0.46	sim ²
48152	84937	8.31	12.44	1.06	-0.19	+0.46	nã ¹⁰
50139	88725	7.74	27.67	1.01	-0.19	0.00	nã ²
52771	-	10.24	10.55	1.75	-0.21	-0.16	Susp. ¹¹
53070	94028	8.23	19.23	1.13	-0.18	+0.11	nã ²
55022	97916	9.21	7.69	1.23	-0.10	+0.48	sim ¹⁰
57265	-	10.37	6.14	1.82	-0.19	+0.25	nã ²
58145	-	10.15	5.43	1.44	-0.16	0.43	-
58962	105004	10.21	2.68	4.49	-0.17	-	ABC ¹
59490	106038	10.18	9.16	1.50	-0.16	-0.03	nã ²
59750	106516	6.11	44.34	1.01	-0.11	+0.21	AB ¹
60632	108177	9.67	-	-	-0.17	+0.02	nã ²
62882	111980	8.38	12.48	1.38	-	-	AB ¹
63559	113083	8.05	18.51	1.12	-0.18	+0.22	sim ⁴
63918	113679	9.70	6.82	1.32	-0.16	+0.42	nã ⁴
64426	114762	7.31	24.65	1.44	-0.16	+0.26	sim ¹²

(1) Dommaget & Nys (1994), (2) Latham et al. (2002), (3) Fouts (1987),

(4) Nordström et al. (2004), (5) This work,

(6) Lu et al. (1987), (7) Lindgren & Ardeberg (1996),

(8) Gliese & Jahreiss (1988), (9) Goldberg et al. (2002),

(10) Carney et al. (2001), (11) Stryker et al. (1985),

(12) Patience et al. (2002), (13) McAlister et al. (1987),

(14) MacConnell et al. (1997)

Tabela A.2: continuação

HIP	HD	V mag.	π mas	σ_π mas	BC mag.	$\log(L_\star/L_\odot)$	binária?
66665	–	9.37	7.44	1.70	–0.20	+0.49	não ²
67655	120559	7.97	40.02	1.00	–0.26	–0.39	–
67863	121004	9.04	16.73	1.35	–0.16	–0.10	não ⁴
70681	126681	9.33	19.16	1.44	–0.22	–0.31	não ⁴
71458	128279	7.97	5.96	1.32	–	–	não ⁴
72461	–	9.74	10.28	1.42	–0.21	+0.06	sim ¹¹
74067	134088	8.00	28.29	1.04	–0.20	–0.12	não ⁴
74079	134169	7.68	16.80	1.11	–0.16	+0.44	sim ⁴
77946	142575	8.61	6.56	1.23	–0.11	+0.87	–
80003	–	11.51	9.12	3.01	–0.21	–0.54	sim ²
80837	148816	7.28	24.34	0.90	–0.17	+0.28	não ²
81170	149414	9.63	20.71	1.50	–0.26	–0.48	ABCDE ¹
85963	159307	7.41	13.40	0.99	–0.13	+0.73	sim ⁴
87693	–	9.71	6.47	7.85	–0.19	+0.47	sim ⁴
88010	163810	9.63	11.88	2.21	–0.28	+0.01	AB ¹
92781	175179	9.08	11.55	1.81	–0.16	+0.18	não ²
94449	179626	9.17	7.52	1.36	–0.21	+0.56	não ²
98020	188510	8.83	25.32	1.17	–0.27	–0.33	sim ⁴
98532	189558	7.72	14.76	1.10	–	–	AB ⁴
100568	193901	8.65	22.88	1.24	–0.19	–0.20	não ²
100792	194598	8.36	17.94	1.24	–0.17	+0.12	não ²
101346	195633	8.53	8.63	1.16	–0.13	+0.67	não ⁴
103498	199289	8.29	18.94	1.03	–0.17	+0.10	não ⁴
104660	201889	8.04	17.95	1.44	–0.20	+0.26	AB ¹
105858	203608	4.22	108.50	0.59	–0.13	+0.19	não ⁴
105888	204155	9.03	13.02	1.11	–0.16	+0.33	não ²
106447	–	12.15	–1.57	4.54	–0.21	–	não ²

(1) Dommaget & Nys (1994), (2) Latham et al. (2002), (3) Fouts (1987),

(4) Nordström et al. (2004)), (5) This work,

(6) Lu et al. (1987), (7) Lindgren & Ardeberg (1996),

(8) Gliese & Jahreiss (1988)), (9) Goldberg et al. (2002),

(10) Carney et al. (2001), (11) Stryker et al. (1985),

(12) Patience et al. (2002), (13) McAlister et al. (1987),

(14) MacConnell et al. (1997)

APÊNDICE A. DADOS DAS ANÃS POBRES EM METAIS

Tabela A.2: continuação

HIP	HD	V mag.	π mas	σ_π mas	BC mag.	$\log(L_\star/L_\odot)$	binária?
107975	207978	5.54	36.15	0.69	-0.11	+0.62	nã ¹³
108490	208906	6.95	34.12	0.70	-0.15	+0.11	AB ¹
109067	-	9.55	21.52	1.59	-0.26	-0.48	AB ²
109558	-	9.47	8.43	1.42	-0.18	+0.33	AB ²
109646	210752	7.40	26.57	0.85	-0.14	+0.18	nã ⁴
112229	215257	7.40	23.66	0.97	-0.14	+0.25	nã ²
114271	218502	8.50	14.33	1.20	-0.11	+0.26	-
114962	219617	8.17	12.04	2.41	-0.20	+0.55	ABCD ¹
115167	-	10.21	3.26	2.20	-0.20	+0.87	AB ¹
117041	222766	10.15	8.46	1.76	-0.26	+0.09	nã ⁶
-	G05-19	11.12	-	-	-0.16	-	nã ²
-	G05-40	10.79	-	-	-0.17	-	nã ²
-	G66-51	10.63	-	-	-0.26	-	nã ²
-	G166-37	12.66	5.20 ¹⁴	0.70	-0.27	-0.49	nã ²
-	G120-21	12.51	-	-	-0.21	-	nã ²

- (1) Dommanget & Nys (1994), (2) Latham et al. (2002), (3) Fouts (1987),
(4) Nordström et al. (2004)), (5) This work,
(6) Lu et al. (1987), (7) Lindgren & Ardeberg (1996),
(8) Gliese & Jahreiss (1988)), (9) Goldberg et al. (2002),
(10) Carney et al. (2001), (11) Stryker et al. (1985),
(12) Patience et al. (2002), (13) McAlister et al. (1987),
(14) MacConnell et al. (1997)

Tabela A.3: Parâmetros atmosféricos, temperatura efetiva, $\log g$ adotado da literatura, $\log g$ calculado com o uso da paralaxe do Hipparcos, velocidade de microturbulência, metalicidade e a referência de onde os parâmetros foram dotados.

Estrela	T_{eff} (K)	$\log g$ Liter.	$\log g$ Paral.	ξ km s ⁻¹	[Fe/H]	Ref.
HIP 171	5275	4.10	4.30	1.05	-0.90	F00
HIP 3026	5950	3.90	4.10	1.40	-1.20	F00
HIP 7459	5909	4.46	4.59	1.23	-1.15	NS97

Tabela A.3: continuação.

Estrela	T _{eff} (K)	log g Liter.	log g Paral.	ξ km s ⁻¹	[Fe/H]	Ref.
HIP 10140	5425	4.10	4.25	0.85	-1.00	F00
HIP 10449	5640	4.40	4.38	1.00	-0.80	F00
HIP 11952	6100	4.20	4.25	0.95	-1.60	F00
HIP 13366	5700	4.20	4.09	0.95	-0.70	F00
HIP 14086	5075	3.60	3.48	1.10	-0.60	F00
HIP 14594	5825	4.20	4.42	1.10	-2.00	F00
HIP 17001	5360	3.00	-	1.20	-2.35	GS88
HIP 17147	5800	4.30	4.29	1.10	-0.80	F00
HIP 18802	5886	4.33	4.22	1.38	-0.85	NS97
HIP 19007	5150	4.50	4.74	1.20	-0.50	F00
HIP 19814	5378	4.43	-	0.84	-0.69	NS97
HIP 21609	5200	3.80	4.55	1.55	-1.60	F00
HIP 22632	5825	4.30	4.41	1.35	-1.40	F00
HIP 24030	5700	4.20	4.26	1.11	-1.20	Pr00
HIP 24316	5725	4.40	4.45	1.30	-1.50	F00
HIP 31188	5750	4.10	4.28	1.65	-0.70	F00
HIP 31639	5300	4.30	4.55	0.60	-0.50	F00
HIP 33221	6097	4.09	4.00	1.86	-1.30	NS97
HIP 33582	5725	4.30	4.32	1.25	-0.50	F00
HIP 34285	5933	4.26	4.30	1.50	-0.90	NS97
HIP 36491	5800	4.40	4.39	1.10	-0.80	F00
HIP 36640	5830	3.64	-	0.70	-0.70	GS91
HIP 36818	5672	4.57	4.88	0.90	-0.83	NS97
HIP 36849	5850	4.10	4.15	1.10	-0.70	F00
HIP 37853	5822	4.42	4.18	1.21	-0.78	Ed93
HIP 38625	5200	4.40	4.57	0.30	-0.70	F00
HIP 42592	6025	4.10	4.02	1.20	-2.00	F00
HIP 44075	5900	4.20	4.11	1.25	-0.70	F00
HIP 44124	5750	3.60	-	0.10	-1.80	F00
HIP 45554	6021	4.44	3.96	1.34	-0.75	NS97
HIP 48152	6375	4.10	4.06	2.25	-2.00	F00
HIP 50139	5600	4.30	4.30	0.35	-0.70	F00
HIP 52771	5700	4.50	4.48	1.30	-1.80	F00
HIP 53070	5900	4.20	4.27	1.45	-1.40	F00

APÊNDICE A. DADOS DAS ANÃS POBRES EM METAIS

Tabela A.3: continuação.

Estrela	T_{eff} (K)	log g Liter.	log g Paral.	ξ km s ⁻¹	[Fe/H]	Ref.
HIP 55022	6450	4.20	4.05	1.80	-0.80	F00
HIP 57265	5875	4.00	4.13	1.50	-1.00	F00
HIP 58145	5946	4.41	3.96	1.32	-1.04	NS97
HIP 58962	5831	4.36	-	1.30	-0.80	NS97
HIP 59490	6046	4.46	4.46	1.34	-1.26	NS97
HIP 59750	6200	4.40	4.26	1.10	-0.60	F00
HIP 60632	6200	4.40	4.45	1.35	-1.50	F00
HIP 62882	5600	3.70	-	0.04	-1.10	F00
HIP 63559	5865	4.41	4.16	1.26	-0.93	NS97
HIP 63918	5720	4.14	3.91	1.49	-0.65	NS97
HIP 64426	5800	4.10	4.10	1.25	-0.70	F00
HIP 66665	5500	3.80	3.77	1.05	-0.80	F00
HIP 67655	5396	4.38	4.62	0.92	-0.93	NS97
HIP 67863	5686	4.40	4.42	1.13	-0.70	NS97
HIP 70681	5450	4.50	4.55	0.80	-1.10	F00
HIP 71458	5480	3.10	-	1.98	-2.10	McW95
HIP 72461	5875	4.10	4.31	0.40	-2.30	F00
HIP 74067	5575	4.30	4.41	1.10	-0.80	F00
HIP 74079	5825	4.00	3.92	1.30	-0.70	F00
HIP 77946	6550	3.60	3.70	1.65	-0.90	F00
HIP 80003	5486	4.80	4.80	0.00	-0.87	SB02
HIP 80837	5800	4.10	4.07	1.15	-0.70	F00
HIP 81170	5175	4.70	4.64	0.30	-1.10	F00
HIP 85963	6227	3.94	3.75	2.16	-0.71	Ed93
HIP 87693	6175	4.00	3.99	0.90	-2.00	F00
HIP 88010	5200	4.00	4.15	0.70	-1.40	F00
HIP 92781	5650	4.20	4.12	0.95	-0.60	F00
HIP 94449	5625	3.70	3.74	1.15	-1.20	F00
HIP 98020	5325	4.60	4.54	1.10	-1.60	F00
HIP 98532	5550	3.60	-	1.30	-1.10	F00
HIP 100568	5650	4.40	4.51	1.10	-1.00	F00
HIP 100792	5875	4.20	4.26	1.40	-1.10	F00
HIP 101346	6000	3.90	3.74	1.40	-0.50	F00
HIP 103498	5894	4.38	4.29	1.32	-1.03	Ed93

Tabela A.3: continuação.

Estrela	T_{eff} (K)	log g Liter.	log g Paral.	ξ km s ⁻¹	[Fe/H]	Ref.
HIP 104660	5500	3.90	4.01	1.15	-0.80	F00
HIP 105858	6139	4.34	4.26	1.57	-0.67	Ed93
HIP 105888	5700	4.00	3.99	1.00	-0.60	F00
HIP 106447	6089	4.04	-	1.50	-2.48	SB02
HIP 107975	6275	3.90	3.87	1.50	-0.50	F00
HIP 108490	6009	4.41	4.30	1.37	-0.72	Ed93
HIP 109067	5300	4.30	4.68	0.85	-0.80	F00
HIP 109558	6025	4.00	4.09	1.10	-1.50	F00
HIP 109646	5910	4.25	4.21	1.50	-0.64	Ed93
HIP 112229	5983	4.37	4.16	1.40	-0.65	Ed93
HIP 114271	6200	4.10	4.21	0.90	-1.70	F00
HIP 114962	5825	4.30	3.81	1.40	-1.40	F00
HIP 115167	6100	3.80	3.57	1.15	-1.50	F00
HIP 117041	5300	4.20	4.11	0.90	-0.80	F00
G05-19	5942	4.24	-	0.89	-1.10	SB02
G05-40	5863	4.24	-	1.48	-0.83	NS97
G66-51	5255	4.48	-	0.90	-1.00	Pr00
G166-37	5300	4.80	4.69	0.60	-1.20	F00
G170-21	5664	4.65	-	0.00	-1.45	SB02

Tabela A.4: Abundâncias de Be e Li e a razão $[\alpha/\text{Fe}]$ das estrelas da amostra. São listadas a abundância de Be dada somente pela linha 3131 Å, que foi usada nas discussões e a abundância média das duas linhas de BeII. A abundância de Li é seguida da referência de onde ela foi adotada

Estrela	log(Be/H) 3131	log(Be/H) média	$[\alpha/\text{Fe}]$	A(Li)	Ref.
HIP 171	-11.55	-11.51	0.41	≤ 0.80	Takeda05
HIP 3026	-12.13	-12.11	0.30	2.42	CP05
HIP 7459	-11.90	-11.88	0.17	2.12	Chen01
HIP 10140	-11.68	-11.64	0.29	1.54	CP05
HIP 10449	-11.31	-11.31	0.33	1.00	Este trabalho

APÊNDICE A. DADOS DAS ANÃS POBRES EM METAIS

Tabela A.4: continuação.

Estrela	log(Be/H) 3131	log(Be/H) média	$[\alpha/\text{Fe}]$	A(Li)	Ref.
HIP 11952	-12.28	-12.26	0.43	2.16	CP05
HIP 13366	-11.07	-11.04	0.31	1.28	Chen01
HIP 14086	-	-	0.34	-	-
HIP 14594	-12.63	-12.58	0.41	2.18	CP05
HIP 17001	≤ -13.83	-	0.16	1.17	CP05
HIP 17147	-11.20	-11.20	0.33	1.45	Chen01
HIP 18802	-11.41	-11.41	0.18	1.89	CP05
HIP 19007	-	-	0.21	-	-
HIP 19814	-	≤ -11.64	0.05	0.98	Boe05
HIP 21609	-	-	1.43	0.45	CP05
HIP 22632	-12.17	-12.14	0.36	2.17	CP05
HIP 24030	-11.55	-11.53	0.28	2.08	Chen01
HIP 24316	-11.98	-11.96	0.37	2.00	CP05
HIP 31188	-11.46	-11.46	0.13	1.95	Este trabalho
HIP 31639	-11.27	-11.15	0.27	≤ 0.50	Este trabalho
HIP 33221	-11.67	-11.67	0.28	2.32	Chen01
HIP 33582	-11.09	-11.09	0.37	1.10	Este trabalho
HIP 34285	-11.85	-11.85	0.05	2.22	Chen01
HIP 36491	-11.40	-11.40	0.30	1.70	F00
HIP 36640	-11.44	-11.42	0.06	2.36	Chen01
HIP 36818	-	≤ -12.58	0.04	≤ 0.70	Chen01
HIP 36849	-11.35	-11.33	0.26	1.96	Chen01
HIP 37853	-11.16	-11.19	0.28	1.37	Chen01
HIP 38625	-11.42	-	0.28	≤ 0.16	Favata96
HIP 42592	-12.58	-12.58	0.30	2.12	CP05
HIP 44075	-11.12	-11.12	0.34	2.06	Chen01
HIP 44124	-12.92	-12.86	0.29	1.96	Este trabalho
HIP 45554	-11.45	-11.45	0.08	2.09	Chen01
HIP 48152	-12.67	-12.67	0.38	2.25	CP05
HIP 50139	-11.28	-11.23	0.25	≤ 0.40	Este trabalho
HIP 52771	-	-12.55	0.45	2.16	CP05
HIP 53070	-11.80	-11.80	0.44	2.21	CP05
HIP 55022	-	≤ -12.75	0.38	≤ 1.31	CP05
HIP 57265	-11.90	-11.90	0.21	2.55	Boe05

Tabela A.4: continuação.

Estrela	log(Be/H) 3131	log(Be/H) média	$[\alpha/\text{Fe}]$	A(Li)	Ref.
HIP 58145	-11.31	-11.31	0.24	1.95	Chen01
HIP 58962	-11.68	-11.64	0.06	1.95	Chen01
HIP 59490	-10.60	-10.58	0.25	2.51	Chen01
HIP 59750	-	≤ -12.50	0.31	≤ 1.10	Chen01
HIP 60632	-12.10	-12.10	0.41	2.21	CP05
HIP 62882	-11.20	-11.20	0.37	2.19	Ryan95
HIP 63559	-	-	0.11	2.14	CP05
HIP 63918	-10.95	-10.95	0.21	1.99	Chen01
HIP 64426	-11.31	-11.31	0.29	2.01	Chen01
HIP 66665	-11.61	-11.63	0.36	0.90	Este trabalho
HIP 67655	-11.69	-11.50	0.22	≤ 1.25	CP05
HIP 67863	-10.95	-10.95	0.22	≤ 1.34	CP05
HIP 70681	-11.12	-11.12	0.31	1.54	Chen01
HIP 71458	≤ -13.90	-	0.35	1.29	CP05
HIP 72461	-	-	0.44	2.22	CP05
HIP 74067	-11.36	-11.36	0.30	0.95	Este trabalho
HIP 74079	-11.28	-11.28	0.27	2.24	CP05
HIP 77946	≤ -12.95	≤ -12.85	0.42	≤ 1.45	F00
HIP 80003	-11.62	-11.62	0.21	1.25	Boe05
HIP 80837	-11.22	-11.20	0.32	1.53	Romano99
HIP 81170	-11.53	-11.42	0.36	≤ 0.30	Spite94
HIP 85963	-11.78	-11.78	0.15	≤ 0.70	Este trabalho
HIP 87693	-12.77	-12.77	0.44	2.20	CP05
HIP 88010	-12.40	-12.34	0.31	1.67	CP05
HIP 92781	-11.14	-11.14	0.29	-	-
HIP 94449	-11.50	-11.50	0.38	1.81	F00
HIP 98020	-	-	0.27	1.61	CP05
HIP 98532	-11.43	-11.43	0.39	2.15	Chen01
HIP 100568	-11.98	-11.92	0.20	1.92	CP05
HIP 100792	-11.97	-11.93	0.24	2.02	CP05
HIP 101346	-11.52	-11.52	0.16	2.15	Romano99
HIP 103498	-11.36	-11.39	0.30	2.00	Gr00
HIP 104660	-11.41	-11.44	0.42	1.10	CP05
HIP 105858	-11.32	-11.32	0.09	2.39	Chen01

APÊNDICE A. DADOS DAS ANÃS POBRES EM METAIS

Tabela A.4: continuação.

Estrela	log(Be/H)	log(Be/H)	[α /Fe]	A(Li)	Ref.
	3131	média			
HIP 105888	-11.13	-11.13	0.35	1.37	F00
HIP 106447	-12.88	-	0.42	2.23	Boe05
HIP 107975	-12.25	-12.25	0.18	≤ 1.10	Romano99
HIP 108490	-11.34	-11.30	0.15	2.31	Chen01
HIP 109067	-11.39	-11.37	0.31	≤ 0.10	Este trabalho
HIP 109558	-12.30	-12.34	0.41	2.10	CP05
HIP 109646	-11.38	-11.36	0.10	2.23	Chen01
HIP 112229	-11.21	-11.25	0.12	2.31	Chen01
HIP 114271	-12.44	-12.39	0.37	2.32	CP05
HIP 114962	-12.40	-12.34	0.30	2.25	CP05
HIP 115167	-12.45	-12.45	0.38	2.17	CP05
HIP 117041	-11.34	-11.34	0.38	≤ 0.10	Este trabalho
G05-19	-11.98	-12.01	0.20	2.26	Boe05
G05-40	-11.15	-11.15	0.23	1.90	Chen01
G66-51	-11.47	-11.37	0.29	≤ 0.30	Este trabalho
G166-37	-	-	0.16	1.28	Boe05
G170-21	-11.65	-11.58	0.36	1.91	Boe05

Tabela A.5: A tabela lista as probabilidades de cada estrela pertencer ao disco fino, ao disco espesso e ao halo da Galáxia, como calculado por Venn et al. (2004) e a classificação cinemática feita por Gratton et al. (2003b,c)

Estrela	Disco Fino	Disco Espesso	Halo	Gratton
	prob.	prob.	prob.	clas. ¹
HIP 171	0.20	0.80	0.00	0
HIP 3026	0.00	0.00	1.00	1
HIP 7459	0.00	0.00	1.00	1
HIP 10140	0.00	0.90	0.10	0
HIP 10449	0.00	0.00	1.00	1

(1) O seguinte código é adotado:

0 para a componente de acreção e

1 para a componente dissipativa e 2 para o disco fino.

Tabela A.5: continuação.

Estrela	Disco Fino prob.	Disco Espesso prob.	Halo prob.	Gratton clas. ¹
HIP 11952	0.00	0.90	0.10	0
HIP 13366	0.00	0.70	0.30	0
HIP 14086	0.10	0.90	0.00	0
HIP 14594	0.00	0.10	0.90	0
HIP 17001	0.00	0.00	1.00	–
HIP 17147	0.00	0.90	0.10	0
HIP 18802	0.30	0.70	0.00	0
HIP 19007	0.90	0.10	0.00	2
HIP 19814	0.00	0.00	1.00	1
HIP 21609	0.00	0.00	1.00	1
HIP 22632	0.00	0.90	0.10	0
HIP 24030	0.00	0.80	0.20	0
HIP 24316	0.00	0.00	1.00	1
HIP 31188	0.00	0.90	0.10	0
HIP 31639	0.20	0.70	0.00	0
HIP 33221	0.00	0.70	0.30	0
HIP 33582	0.00	0.00	1.00	0
HIP 34285	0.00	0.00	1.00	1
HIP 36491	0.00	0.80	0.20	0
HIP 36640	0.00	0.00	1.00	–
HIP 36818	0.00	0.00	1.00	1
HIP 36849	0.00	0.90	0.10	0
HIP 37853	0.00	0.00	1.00	0
HIP 38625	0.20	0.80	0.00	0
HIP 42592	0.00	0.00	1.00	1
HIP 44075	0.00	0.80	0.20	0
HIP 44124	0.00	0.00	1.00	0
HIP 45554	0.00	0.00	1.00	1
HIP 48152	0.00	0.00	1.00	1
HIP 50139	0.50	0.40	0.00	0
HIP 52771	0.00	0.00	1.00	1

(1) O seguinte código é adotado:

0 para a componente de acreção e

1 para a componente dissipativa e 2 para o disco fino.

APÊNDICE A. DADOS DAS ANÃS POBRES EM METAIS

Tabela A.5: continuação.

Estrela	Disco Fino prob.	Disco Espesso prob.	Halo prob.	Gratton clas. ¹
HIP 53070	0.00	0.60	0.40	0
HIP 55022	0.00	0.50	0.50	1
HIP 57265	0.00	0.00	1.00	1
HIP 58145	0.00	0.90	0.10	0
HIP 58962	0.00	0.00	1.00	1
HIP 59490	0.00	0.00	1.00	1
HIP 59750	0.00	0.90	0.10	0
HIP 60632	0.00	0.00	1.00	1
HIP 62882	0.00	0.00	1.00	1
HIP 63559	0.00	0.00	1.00	1
HIP 63918	0.00	0.00	1.00	1
HIP 64426	0.00	0.90	0.10	0
HIP 66665	0.00	0.20	0.80	0
HIP 67655	0.30	0.70	0.00	0
HIP 67863	0.00	0.00	1.00	1
HIP 70681	0.00	0.90	0.10	0
HIP 71458	0.00	0.00	1.00	–
HIP 72461	0.00	0.60	0.40	0
HIP 74067	0.00	0.90	0.10	0
HIP 74079	0.90	0.10	0.00	0
HIP 77946	0.00	0.00	1.00	0
HIP 80003	0.00	0.00	1.00	1
HIP 80837	0.00	0.00	1.00	1
HIP 81170	0.00	0.00	1.00	0
HIP 85963	0.80	0.20	0.00	2
HIP 87693	0.00	0.00	1.00	1
HIP 88010	0.00	0.00	1.00	1
HIP 92781	0.00	0.20	0.80	0
HIP 94449	0.00	0.00	1.00	1
HIP 98020	0.00	0.20	0.80	0
HIP 98532	0.00	0.50	0.50	0

(1) O seguinte código é adotado:

0 para a componente de acreção e

1 para a componente dissipativa e 2 para o disco fino.

Tabela A.5: continuação.

Estrela	Disco Fino prob.	Disco Espesso prob.	Halo prob.	Gratton clas. ¹
HIP 100568	0.00	0.00	1.00	1
HIP 100792	0.00	0.00	1.00	1
HIP 101346	0.60	0.40	0.00	0
HIP 103498	0.10	0.80	0.00	0
HIP 104660	0.00	0.80	0.10	0
HIP 105858	0.90	0.10	0.00	0
HIP 105888	0.00	0.70	0.30	0
HIP 106447	0.00	0.00	1.00	1
HIP 107975	0.90	0.10	0.00	2
HIP 108490	0.80	0.20	0.00	0
HIP 109067	0.00	0.00	1.00	1
HIP 109558	0.00	0.00	1.00	1
HIP 109646	0.20	0.70	0.00	0
HIP 112229	0.50	0.40	0.00	0
HIP 114271	0.00	0.90	0.10	0
HIP 114962	0.00	0.00	1.00	1
HIP 115167	0.00	0.00	1.00	1
HIP 117041	0.00	0.00	1.00	1
G05-19	0.00	0.00	1.00	1
G05-40	0.00	0.00	1.00	1
G66-51	0.00	0.80	0.20	1
G166-37	0.00	0.00	1.00	1
G170-21	0.00	0.00	1.00	0

(1) O seguinte código é adotado:

0 para a componente de acreção e

1 para a componente dissipativa e 2 para o disco fino.

APÊNDICE A. DADOS DAS ANÃS POBRES EM METAIS

Tabela A.6: Esta tabela lista os parâmetros orbitais das estrelas da amostra, semi-eixo menor ou raio mínimo (R_{min}), semi-eixo maior ou raio máximo (R_{max}), distância máxima do plano Galáctico (Z_{max}), excentricidade, e velocidade de rotação, de acordo com Gratton et al. (2003b,c) ou calculado neste trabalho usando o mesmo método descrito em Gratton et al. (2003b,c).

Estrela	R min.	R max.	Z max	ecc.	V_{rot}
HIP 171	4.58	8.50	0.31	0.30	152.63
HIP 3026	0.19	10.72	7.62	0.97	-10.61
HIP 7459	0.67	16.87	8.34	0.92	-38.62
HIP 10140	4.29	8.97	0.61	0.35	147.98
HIP 10449	0.40	12.82	6.64	0.94	22.69
HIP 11952 ¹	3.70	8.67	0.42	0.40	122.0
HIP 13366	3.35	8.85	1.65	0.45	120.06
HIP 14086	5.27	9.02	1.05	0.26	167.76
HIP 14594	2.34	12.24	1.52	0.68	102.15
HIP 17001	-	-	-	-	-
HIP 17147	3.74	9.93	0.52	0.45	140.82
HIP 18802	4.30	11.06	0.05	0.44	162.33
HIP 19007	7.95	10.97	0.11	0.16	236.72
HIP 19814 ¹	0.58	31.41	10.39	0.96	28.00
HIP 21609	1.51	47.65	2.24	0.94	89.89
HIP 22632	3.48	8.87	0.24	0.44	128.43
HIP 24030	4.06	8.66	2.49	0.36	131.64
HIP 24316	2.65	15.78	4.71	0.71	-120.15
HIP 31188	6.98	8.68	1.42	0.11	191.26
HIP 31639	5.71	8.55	0.55	0.20	173.93
HIP 33221	6.67	8.88	3.43	0.14	175.82
HIP 33582	1.74	14.68	0.18	0.79	89.37
HIP 34285	0.63	25.25	2.14	0.95	-43.26
HIP 36491	2.60	8.71	0.04	0.54	103.85
HIP 36640	-	-	-	-	-
HIP 36818	0.66	14.63	1.73	0.91	-37.34

(1) Órbitas calculadas neste trabalho.

Tabela A.6: continuação.

Estrela	R min.	R max.	Z max	ecc.	V_{rot}
HIP 36849	3.69	9.27	0.78	0.43	134.34
HIP 37853 ¹	3.96	11.00	0.38	0.47	141.60
HIP 38625	4.92	9.39	0.08	0.31	166.78
HIP 42592	2.92	21.49	3.08	0.76	-137.69
HIP 44075	3.95	8.75	1.74	0.38	134.02
HIP 44124	0.76	13.22	0.17	0.89	46.74
HIP 45554 ¹	1.02	8.65	2.90	0.79	-0.62
HIP 48152	0.19	15.58	9.08	0.98	-12.26
HIP 50139	5.80	10.44	0.22	0.29	193.21
HIP 52771	2.89	12.65	1.75	0.63	-117.71
HIP 53070	2.01	8.58	0.18	0.62	85.88
HIP 55022	6.60	16.23	2.46	0.42	235.35
HIP 57265 ¹	0.13	43.31	21.72	0.99	-6.00
HIP 58145 ¹	4.87	8.55	1.37	0.27	143.00
HIP 58962 ¹	0.56	8.54	2.75	0.88	21.00
HIP 59490	0.82	8.61	0.55	0.83	-44.47
HIP 59750	4.36	9.23	0.89	0.36	150.82
HIP 60632	0.21	10.92	6.77	0.96	11.03
HIP 62882	0.33	21.76	10.23	0.97	22.14
HIP 63559	0.38	9.00	5.19	0.92	-18.24
HIP 63918	1.67	9.70	0.07	0.71	-80.00
HIP 64426	4.58	9.52	1.35	0.35	155.72
HIP 66665 ¹	3.28	12.57	2.19	0.59	123.00
HIP 67655	5.82	8.75	0.38	0.19	177.72
HIP 67863	0.59	9.01	6.24	0.88	-27.24
HIP 70681	6.14	8.50	1.35	0.16	178.04
HIP 71458	-	-	-	-	-
HIP 72461	2.83	10.82	0.46	0.59	119.11
HIP 74067	4.95	8.53	1.09	0.27	157.5
HIP 74079	7.99	9.41	0.25	0.08	222.97
HIP 77946	2.20	10.66	4.03	0.66	94.05
HIP 80003 ¹	3.19	25.24	4.32	0.78	146.00
HIP 80837	0.70	9.70	5.24	0.87	-39.51

(1) Órbitas calculadas neste trabalho.

APÊNDICE A. DADOS DAS ANÃS POBRES EM METAIS

Tabela A.6: continuação.

Estrela	R min.	R max.	Z max	ecc.	V_{rot}
HIP 81170	1.51	9.28	6.03	0.72	52.21
HIP 85963 ¹	6.93	8.55	0.05	0.11	185.90
HIP 87693 ¹	4.42	8.89	0.45	0.34	-164.00
HIP 88010	0.94	21.21	2.37	0.92	-56.94
HIP 92781	1.73	9.83	0.41	0.70	80.00
HIP 94449	1.92	11.42	1.41	0.71	-90.38
HIP 98020	2.67	11.29	1.81	0.62	111.38
HIP 98532	2.34	9.31	1.00	0.60	97.36
HIP 100568	0.45	10.59	1.87	0.92	-21.64
HIP 100792	0.97	8.88	0.34	0.80	-50.74
HIP 101346	5.76	9.53	0.06	0.25	187.90
HIP 103498 ¹	4.94	8.75	0.33	0.28	151.00
HIP 104660	3.64	10.73	0.48	0.49	143.58
HIP 105858	8.43	12.69	0.12	0.20	249.80
HIP 105888 ¹	2.47	8.54	0.56	0.55	99.52
HIP 106447 ¹	0.89	23.80	2.15	0.93	44.00
HIP 107975	8.31	10.73	0.01	0.13	241.03
HIP 108490 ¹	7.01	10.61	0.16	0.20	207.20
HIP 109067	0.15	8.57	6.14	0.97	4.57
HIP 109558	0.94	22.67	0.32	0.92	-55.85
HIP 109646 ¹	8.39	11.73	1.36	0.17	235.40
HIP 112229 ¹	7.56	11.14	0.76	0.19	219.20
HIP 114271	3.18	8.50	0.06	0.46	119.82
HIP 114962 ¹	1.49	59.03	3.13	0.95	-109.00
HIP 115167 ¹	4.19	38.98	3.17	0.81	-231.00
HIP 117041 ¹	1.22	22.74	18.60	0.90	42.00
G05-19 ¹	0.81	17.35	0.21	0.91	39.00
G05-40 ¹	0.44	10.45	5.86	0.92	15.00
G66-51 ¹	4.00	10.21	1.06	0.44	136.00
G166-37 ¹	1.75	105.74	64.65	0.97	82.00
G170-21 ¹	1.72	8.48	0.65	0.66	-88.00

(1) Órbitas calculadas neste trabalho.

Apêndice B

Comparação das abundâncias de Be com a literatura

Apresenta-se aqui uma comparação em mais detalhes das abundâncias de Be calculadas neste trabalho e as calculadas anteriormente na literatura. Na maior parte dos casos, diferenças nas abundâncias são causadas por diferenças nos valores de $\log g$. Como reforçado diversas vezes, a comparação com valores de gravidade calculados com o uso de paralaxes Hipparcos transmite confiança aos valores adotados aqui.

HIP 171 (HD 224930)

A abundância de Be da estrelas HIP 171 foi determinada anteriormente por Stephens et al. (1997), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.02$. O valor encontrado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.55$, é diferente. A diferença pode ser atribuída aos diferentes valores de $\log g$; $\log g = 4.62$ adotado por Stephens et al. (1997) e $\log g = 4.10$ adotado aqui.

HIP 11952 (HD 16031)

A abundância de Be da estrelas HIP 11952 foi determinada anteriormente por Gilmore et al. (1992). Adotando $\log g = 3.90$ e $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.96$ encontram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.37$. Adotando $\log g = 4.20$ e $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.60$, encontra-se aqui $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.28$, em bom acordo dentro das incertezas, apesar da diferença entre os parâmetros

HIP 14594 (HD 19445)

A abundância de Be da estrela HIP 14594 foi determinada por Rebolo et al. (1988) que encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) < -11.70$, por Ryan et al. (1990) que encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) <$

APÊNDICE B. COMPARAÇÃO DAS ABUNDÂNCIAS DE BE COM A LITERATURA

−12.30, por Boesgaard & King (1993) que encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.14$ e por Boesgaard et al. (1999) que encontraram valores variando de $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.45$ a -12.55 . O valor determinado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.63$, está em bom acordo com o limite inferior dos valores encontrados por Boesgaard et al. (1999).

HIP 17001 (CD−24 1782)

A abundância de Be de HIP 17001 foi determinada por García Pérez & Primas (2006), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -13.45$ em ETL e $\log(\text{Be}/\text{H}) = -13.54$ em NETL. Um limite de $\log(\text{Be}/\text{H}) < -13.83$ foi encontrado aqui. A diferença se deve aos diferentes valores de gravidade adotados, $\log g = 3.00$ aqui e $\log g = 3.46$ em García Pérez & Primas (2006).

HIP 17147 (HD 22879)

A abundância de Be de HIP 17147 foi determinada por Beckman et al. (1989), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.25$. Este valor está em bom acordo com o encontrado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.20$.

HIP 18802 (HD 25704)

A abundância de Be da estrela HIP 18802 foi determinada por Molaro et al. (1997), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.61$. Um valor de $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.41$ foi encontrado aqui. Os valores de $\log g$, apesar de semelhantes, $\log g = 4.20$ por Molaro et al. (1997) e $\log g = 4.33$ aqui, resultam em uma diferença de ~ 0.08 dex, suficiente para produzir um acordo dentro das incertezas.

HIP 24316 (HD 34328)

Um valor de $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.90$ foi encontrado por Gilmore et al. (1992) para HIP 24316, em bom acordo com o determinado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.98$.

HIP 37853 (HR 3018)

Para HIP 37853 Gilmore et al. (1992) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.20$ em bom acordo com o calculado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.16$.

HIP 42592 (HD 74000)

A abundância de Be da estrela HIP 42592 foi calculada por Ryan et al. (1990), $\log(\text{Be}/\text{H}) < -12.20$, e por Boesgaard et al. (1999), que encontraram valores entre $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.03$ e -12.47 . O valor encontrado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.58$, está em acordo com os menores valores determinados por Boesgaard et al. (1999), dentro das incertezas. A

diferença se deve ao maior valor de $\log g$ adotado por Boesgaard et al., 0.16 dex maior que o adotado aqui (resultando em uma diferença de ~ 0.08 dex na abundância).

HIP 44075 (HD 76932)

A abundância de Be da estrela HIP 44075 foi determinada por vários trabalhos: Molaro & Beckman (1984) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) < -11.52$, Beckman et al. (1989) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.69$, Gilmore et al. (1992) e Ryan et al. (1992) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.30$, Boesgaard & King (1993) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.04$, Garcia Lopez et al. (1995b) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.36$ (em NETL), Thorburn & Hobbs (1996) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.45$, Molaro et al. (1997) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.21$ e Boesgaard et al. (1999) encontraram valores entre $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.17$ e -11.24 . O valor determinado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.12$, está em acordo com os mais altos encontrados anteriormente.

HIP 48152 (HD 84937)

Para a estrela HIP 48152, Ryan et al. (1992) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) < -12.85$, Boesgaard & King (1993) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.85$, Thorburn & Hobbs (1996) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) < -12.95$ e Boesgaard et al. (1999) encontraram valores entre $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.83$ e -12.94 . O valor determinado aqui é $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.67$. Reduzindo o $\log g$ adotado por 0.20 dex para igualar o adotado por Boesgaard et al. (1999), diminuiria a abundância por ~ 0.11 dex, resultando em um acordo dentro das incertezas.

HIP 53070 (HD 94028)

Para a estrela HIP 53070, Boesgaard & King (1993) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.56$, Garcia Lopez et al. (1995b) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.66$ (em NETL), Thorburn & Hobbs (1996) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.65$ e Boesgaard et al. (1999) encontraram valores entre $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.51$ e -11.55 . O valor encontrado aqui é $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.80$. Novamente, uma mudança no valor adotado de $\log g$ provocaria um melhor acordo entre as abundâncias.

HIP 55022 (HD 97916)

Para HIP 55022, Boesgaard (2007) encontrou $\log(\text{Be}/\text{H}) < -13.30$ enquanto um limite de $\log(\text{Be}/\text{H}) < = -12.75$ foi calculado aqui.

APÊNDICE B. COMPARAÇÃO DAS ABUNDÂNCIAS DE BE COM A LITERATURA

HIP 59750 (HD 106516)

Para HIP 59750, Molaro et al. (1997) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) < -12.76$ enquanto Stephens et al. (1997) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) < -12.61$. O limite encontrado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) < -12.50$, está em bom acordo com estes valores.

HIP 64426 (HD 114762)

Para HIP 64426, Stephens et al. (1997) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.05$, Boesgaard & King (1993) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.14$, Santos et al. (2002) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.03$ e Santos et al. (2004) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.18$. O valor encontrado aqui foi $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.31$. A diferença está mais uma vez ligada a diferença em $\log g$.

HIP 71458 (HD 128279)

Para HIP 71458, Molaro et al. (1997) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.75$ e García Pérez & Primas (2006) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) < -14.01$, em ETL, e $\log(\text{Be}/\text{H}) = -13.94$ em NETL. Um limite de $\log(\text{Be}/\text{H}) < -13.90$ foi determinado aqui.

HIP 74079 (HD 134169)

A abundância de Be de HIP 74079 foi determinada por Gilmore et al. (1992) Ryan et al. (1992) que encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.35$, por Boesgaard & King (1993) que encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.29$, por Garcia Lopez et al. (1995b) que encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.23$ (em NETL) e por Boesgaard et al. (1999) que encontraram valores entre $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.32$ e $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.40$. Todos estes valores concordam com o encontrado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.28$, dentro das incertezas.

HIP 80837 (HD 148816)

A abundância de Be de HIP 80837 foi determinada por Stephens et al. (1997), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.07$ e por Boesgaard & King (1993), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.10$. Os dois valores são consistentes com o encontrado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.22$, dentro das incertezas.

HIP 87693 (BD+20 3603)

A abundância de Be da estrela HIP 87693 foi determinada por Boesgaard et al. (1999) que encontraram valores entre $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.40$ e $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.62$. A abundância calculada aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.77$, está em acordo com o valor mais baixo de Boesgaard et al. (1999), dentro das incertezas.

HIP 98532 (HD 189558)

A abundância de Be de HIP 98532 foi determinada anteriormente por Rebolo et al. (1988), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.70$, e por Boesgaard & King (1993), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -10.99$. Nos dois trabalhos, uma incerteza maior na abundância desta estrela é listada quando comparada com o restante da amostra. O valor calculado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.43$, é intermediário entre os dois anteriores.

HIP 100792 (HD 194598)

A abundância de Be de HIP 100792 foi determinada por Rebolo et al. (1988), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.70$, por Thorburn & Hobbs (1996), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.95$ e por Boesgaard et al. (1999) que encontraram valores entre $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.73$ e -11.88 . O valor calculado aqui foi $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.97$, em acordo com o determinado por Thorburn & Hobbs (1996). Dentro das incertezas, também há um acordo com o menor dos valores encontrados por Boesgaard et al. (1999).

HIP 101346 (HD 195633)

Para HIP 101346, Boesgaard & King (1993) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.21$, Stephens et al. (1997) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.29$ e Boesgaard & Novicki (2006) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.34$. O valor determinado aqui é um pouco menor, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.52$. Neste caso, há uma grande diferença nos valores de metalicidade usados, aqui adota-se $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.50$, enquanto Boesgaard & King (1993) adotam $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.07$, Stephens et al. (1997) adotam $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.00$ e Boesgaard & Novicki (2006) adotam $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.88$. O valor adotado por Boesgaard & Novicki (2006) resultaria em um aumento de 0.08 dex na abundância, trazendo os resultados a um acordo dentro das incertezas.

HIP 104660 (HD 201889)

A abundância de Be de HIP 104660 foi determinada por Boesgaard & King (1993), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.43$, e por Boesgaard et al. (1999) que encontraram valores entre $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.30$ e -11.38 . O valor determinado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.41$, está em ótimo acordo com estes.

HIP 105858 (HR 8181)

Para HIP 105858 Gilmore et al. (1992) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.40$, em acordo com o determinado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.32$.

APÊNDICE B. COMPARAÇÃO DAS ABUNDÂNCIAS DE BE COM A LITERATURA

HIP 107975 (HD 207978)

Para HIP 107975 Stephens et al. (1997) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) < -12.38$, enquanto aqui um valor de $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.25$ foi determinado.

HIP 108490 (HD 208906)

A abundância de Be da estrela HIP 108490 foi determinada por Boesgaard & King (1993), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.10$, por Stephens et al. (1997) $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.19$ e por Boesgaard et al. (2004b), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.30$. Este último em acordo com o encontrado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -11.34$.

HIP 109558 (BD+17 4708)

A abundância de Be de HIP 109558 foi determinada por Boesgaard et al. (1999) que encontraram valores entre $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.28$ e -12.42 . Em ótimo acordo com o valor encontrado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.30$.

HIP 114271 (HD 218502)

A abundância de Be de HIP 114271 foi determinada por Molaro et al. (1997), $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.56$, em acordo com o encontrado aqui $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.44$.

HIP 114962 (HD 219617)

Para HIP 114962, Rebolo et al. (1988) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) < -11.60$, Molaro et al. (1997) encontraram $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.56$ e Boesgaard et al. (1999) encontraram valores entre $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.09$ e -12.15 . O valor calculado aqui, $\log(\text{Be}/\text{H}) = -12.40$, é próximo ao determinado por Molaro et al. (1997).

Apêndice C

Larguras equivalentes das gigantes

Este apêndice lista as tabelas contendo as larguras equivalentes das linhas atômicas das estrelas gigantes de aglomerados abertos medidas neste trabalho. Apenas linhas com largura equivalente maior que 10mÅ e menor que 150mÅ foram usadas. Além disso, larguras de linhas excluídas da análise por defeitos ou pelo critério 2σ não são listadas.

Tabela C.1: Larguras equivalentes medidas nas estrelas IC 2714 5, IC 4756 12, 14, 28 e 38.

λ (Å)	Elem.	χ (eV)	log gf	2714 5	4756 12	4756 14	4756 28	4756 38
6154.22	NA1	2.10	-1.560	85.4	73.3	85.5	96.0	68.6
6160.75	NA1	2.10	-1.260	103.0	93.5	114.4	114.9	91.9
5528.42	MG1	4.34	-0.470	234.9	225.1	246.6	257.3	228.4
5711.09	MG1	4.34	-1.750	137.6	127.7	145.8	145.6	125.9
5772.15	SI1	5.06	-1.790	91.2	76.9	79.0	78.0	-
6125.03	SI1	5.59	-1.660	45.8	43.3	44.0	55.5	44.4
6131.58	SI1	5.59	-1.840	45.9	28.1	38.4	37.2	35.7
6131.86	SI1	5.59	-1.770	37.1	32.0	36.6	40.4	33.3
6142.53	SI1	5.59	-1.580	52.5	43.7	44.0	45.1	44.8
6145.08	SI1	5.59	-1.500	54.8	45.9	47.8	49.2	45.4
6155.14	SI1	5.59	-0.890	96.6	93.6	96.8	96.9	92.5
5867.57	CA1	2.92	-1.760	50.0	46.7	62.1	63.5	45.8
6122.23	CA1	1.88	-0.180	215.8	197.2	228.2	235.4	199.8

APÊNDICE C. LARGURAS EQUIVALENTES DAS GIGANTES

Tabela C.1: continuação.

λ (Å)	Elem.	χ (eV)	log gf	2714 5	4756 12	4756 14	4756 28	4756 38
6156.03	CA1	2.51	-2.580	30.5	18.9	33.8	38.7	18.6
6161.29	CA1	2.51	-1.370	-	103.3	-	-	98.5
6166.44	CA1	2.51	-1.270	105.7	97.7	119.3	119.8	95.1
6169.04	CA1	2.51	-0.800	129.2	123.9	144.7	146.6	120.3
6169.56	CA1	2.51	-0.580	147.6	137.1	157.7	160.1	135.3
6493.78	CA1	2.51	-0.280	172.2	155.6	178.1	178.9	154.9
6499.65	CA1	2.51	-0.970	128.4	121.0	140.1	141.6	116.0
5318.34	SC2	1.35	-1.890	45.6	39.6	53.1	48.7	38.8
5334.22	SC2	1.49	-2.200	23.6	20.0	32.8	28.6	17.9
5145.47	TI1	1.45	-0.590	87.8	78.5	110.0	113.0	77.9
5295.78	TI1	1.06	-1.790	48.9	42.7	78.5	79.4	43.3
5299.98	TI1	1.05	-1.750	42.8	39.9	64.7	-	41.7
5338.33	TI1	0.82	-2.100	-	32.2	49.2	-	31.9
5351.07	TI1	2.77	-0.210	24.8	30.9	48.5	46.7	28.2
5766.33	TI1	3.28	0.220	28.0	25.9	36.9	45.3	29.1
6121.01	TI1	1.87	-1.480	22.3	15.7	33.7	42.7	13.9
6126.22	TI1	1.06	-1.480	76.5	62.6	98.2	105.5	61.7
6497.68	TI1	1.44	-2.070	22.9	19.9	42.6	48.6	18.5
5846.27	V1	3.12	0.700	15.7	16.6	24.2	26.1	12.7
6002.65	V1	1.05	-1.720	18.4	16.2	36.7	42.7	-
6039.69	V1	1.06	-0.740	51.0	44.6	80.9	84.7	40.6
6111.65	V1	1.04	-0.720	51.7	43.0	87.1	97.5	41.2
6119.53	V1	1.06	-0.560	73.5	64.5	94.4	97.0	57.4
6135.37	V1	1.05	-0.910	52.4	41.2	81.0	88.6	38.6
6150.15	V1	0.30	-1.680	56.9	47.8	98.6	110.5	45.0
6504.19	V1	1.18	-0.830	41.6	36.9	61.5	68.0	36.3
5303.22	V2	2.27	-2.040	26.4	23.0	37.6	31.3	19.0
6028.28	V2	2.48	-1.990	15.8	15.0	18.9	16.4	13.6
5122.12	CR1	1.03	-3.240	58.0	49.5	83.9	95.1	49.9
5296.69	CR1	0.98	-1.510	152.5	139.3	177.2	180.4	136.0
5300.75	CR1	0.98	-2.230	119.2	104.2	134.3	131.5	98.0
5304.18	CR1	3.45	-0.770	33.7	29.6	48.1	50.1	31.0
5312.88	CR1	3.43	-0.690	53.6	35.4	54.1	55.8	40.4
5318.78	CR1	3.43	-0.800	30.4	31.9	52.8	51.2	32.6
5329.12	CR1	2.90	-0.140	99.7	102.2	128.1	130.1	100.9

Tabela C.1: continuação.

λ (Å)	Elem.	χ (eV)	log gf	2714 5	4756 12	4756 14	4756 28	4756 38
5340.44	CR1	3.42	-0.840	-	33.2	50.6	50.4	31.9
5348.32	CR1	1.00	-1.370	151.9	140.8	174.6	180.2	138.8
5783.07	CR1	3.31	-0.400	69.6	63.2	76.6	77.5	59.8
5783.87	CR1	3.31	-0.560	-	-	-	-	-
5787.99	CR1	3.31	-0.260	81.4	75.2	91.2	87.3	71.7
5788.39	CR1	3.00	-1.720	21.3	21.9	38.1	40.8	18.4
5844.61	CR1	3.00	-1.820	24.9	18.4	30.6	36.5	17.4
5863.96	CR1	3.11	-1.970	-	-	22.5	25.9	-
6135.78	CR1	4.80	0.550	34.9	30.1	38.9	43.9	29.7
6501.21	CR1	0.98	-3.730	25.4	23.7	44.3	49.5	22.8
6630.02	CR1	1.03	-3.240	40.3	-	-	73.9	-
5305.87	CR2	3.81	-2.240	50.1	47.1	-	45.0	41.3
5310.70	CR2	4.05	-2.410	31.7	26.7	27.5	25.4	25.8
5313.59	CR2	4.06	-1.840	66.8	60.2	57.6	61.0	53.3
5334.88	CR2	4.05	-1.750	58.9	54.0	62.1	58.5	54.4
5133.69	FE1	4.18	0.140	179.8	169.5	189.0	198.7	171.6
5141.75	FE1	2.42	-2.240	139.7	129.2	159.7	146.1	128.3
5143.73	FE1	2.20	-3.690	78.4	71.2	104.9	-	69.0
5293.97	FE1	4.14	-1.840	62.4	58.8	75.6	71.1	55.7
5294.55	FE1	3.64	-2.810	40.1	34.1	56.7	54.1	34.4
5295.32	FE1	4.42	-1.670	56.1	42.5	66.8	61.3	49.1
5307.36	FE1	1.61	-2.978	154.4	139.5	170.7	165.4	133.3
5315.07	FE1	4.37	-1.550	-	-	74.0	75.9	61.3
5320.05	FE1	3.64	-2.490	50.2	42.4	59.5	60.0	43.9
5321.11	FE1	4.44	-1.090	-	-	79.7	-	-
5322.05	FE1	2.28	-2.800	112.0	-	126.8	124.4	-
5326.79	FE1	4.42	-2.090	36.9	33.5	-	49.6	34.8
5339.94	FE1	3.27	-0.720	172.4	162.1	182.9	183.3	161.9
5358.10	FE1	3.29	-3.400	-	-	-	-	-
5367.47	FE1	4.42	0.443	153.5	-	152.5	152.4	-
5369.97	FE1	4.37	0.536	-	-	168.3	170.8	-
5568.81	FE1	3.64	-2.950	33.6	28.4	41.5	48.9	28.0
5759.27	FE1	4.65	-2.070	18.9	16.5	22.6	-	17.9
5760.35	FE1	3.64	-2.490	54.2	45.8	60.4	64.7	44.7
5775.09	FE1	0.05	-1.298	-	-	-	-	-

APÊNDICE C. LARGURAS EQUIVALENTES DAS GIGANTES

Tabela C.1: continuação.

λ (Å)	Elem.	χ (eV)	log gf	2714 5	4756 12	4756 14	4756 28	4756 38
5778.47	FE1	2.59	-3.430	70.2	61.4	81.3	83.2	55.9
5784.69	FE1	3.40	-2.532	-	62.0	77.5	75.3	55.1
5838.42	FE1	3.94	-2.290	49.2	42.4	60.0	58.0	41.6
5849.70	FE1	3.69	-2.990	24.2	29.3	43.4	44.5	29.7
5852.19	FE1	4.55	-1.300	75.6	66.8	89.0	-	63.8
5853.18	FE1	1.48	-5.270	39.0	33.8	59.7	62.6	32.8
5855.09	FE1	4.61	-1.478	-	40.8	50.4	54.2	40.5
5856.08	FE1	4.29	-1.328	-	-	-	-	-
5858.77	FE1	4.22	-2.260	37.6	32.7	42.6	44.9	30.6
5859.61	FE1	4.53	-0.600	-	-	-	-	-
5862.36	FE1	4.53	-0.250	-	-	-	-	-
6003.03	FE1	3.88	-1.110	118.2	109.6	123.1	124.4	105.8
6007.96	FE1	4.63	-0.750	-	-	-	-	-
6008.58	FE1	3.87	-1.100	-	-	-	-	-
6015.25	FE1	2.22	-4.680	28.5	23.4	38.1	48.4	23.4
6019.36	FE1	3.57	-3.360	22.7	19.3	30.5	34.6	19.5
6024.07	FE1	4.55	-0.110	138.4	126.6	134.1	137.9	123.5
6027.06	FE1	4.08	-1.089	107.7	95.1	106.7	107.5	90.4
6034.04	FE1	4.31	-2.420	30.9	-	29.6	37.1	19.5
6035.34	FE1	4.29	-2.590	17.3	15.5	23.6	27.0	17.7
6054.10	FE1	4.37	-2.300	24.3	18.7	29.0	29.0	18.7
6120.25	FE1	0.91	-5.970	39.0	31.6	59.1	65.9	28.6
6151.62	FE1	2.18	-3.299	101.7	91.4	109.7	116.6	86.0
6157.73	FE1	4.08	-1.220	106.4	98.6	121.4	121.4	94.8
6165.37	FE1	4.14	-1.474	78.3	69.6	87.1	85.5	67.7
6173.34	FE1	2.22	-2.880	131.8	116.9	143.3	143.0	109.0
6475.63	FE1	2.56	-2.940	114.3	104.4	133.9	130.3	97.9
6481.87	FE1	2.28	-2.984	121.9	108.2	134.4	137.2	105.3
6483.94	FE1	1.48	-5.650	-	-	-	-	-
6495.74	FE1	4.83	-0.920	84.1	61.8	80.5	78.8	60.0
6496.47	FE1	4.80	-0.610	90.9	92.7	110.3	104.4	87.8
6498.95	FE1	0.96	-4.687	113.3	106.3	140.2	142.3	99.8
6627.56	FE1	4.55	-1.680	56.6	46.5	60.4	64.4	47.8
6633.42	FE1	4.83	-1.490	-	-	62.7	60.6	-
6633.76	FE1	4.56	-0.799	89.6	88.3	100.0	98.3	88.4

Tabela C.1: continuação.

λ (Å)	Elem.	χ (eV)	log gf	2714 5	4756 12	4756 14	4756 28	4756 38
6646.98	FE1	2.61	-3.990	48.5	36.7	63.5	69.0	36.9
6648.08	FE1	1.01	-5.918	-	-	-	-	-
5132.67	FE2	2.79	-4.110	60.8	49.5	55.2	50.4	50.9
5256.94	FE2	2.89	-4.050	56.9	45.4	49.2	49.1	41.5
5264.81	FE2	3.23	-3.200	-	73.0	69.7	69.5	67.0
5325.56	FE2	3.22	-3.160	83.0	69.9	72.6	64.5	66.3
5414.08	FE2	3.22	-3.650	60.2	50.5	47.1	42.5	45.8
5425.26	FE2	3.20	-3.220	77.8	66.3	-	59.9	61.7
6084.10	FE2	3.20	-3.760	53.3	44.8	45.0	39.4	38.9
6113.33	FE2	3.22	-4.110	-	32.9	34.8	-	29.8
6129.70	FE2	3.20	-4.600	-	-	-	-	-
6149.24	FE2	3.87	-2.700	-	54.9	53.1	50.8	51.1
6247.56	FE2	3.89	-2.310	89.1	76.2	-	65.9	72.2
6369.46	FE2	2.89	-4.150	52.2	42.5	40.8	40.5	38.7
6416.93	FE2	3.89	-2.720	67.5	60.6	57.8	58.3	56.3
6456.39	FE2	3.90	-2.060	107.3	89.5	81.4	78.8	85.2
5301.04	CO1	1.70	-2.080	67.0	64.0	93.3	97.4	62.0
5325.28	CO1	4.21	-0.100	26.3	23.1	31.5	31.0	24.5
5342.70	CO1	4.00	0.550	56.4	50.8	64.2	61.2	47.3
5352.05	CO1	3.56	-0.020	62.7	52.3	72.9	70.7	50.8
5359.20	CO1	4.13	0.010	22.2	19.4	23.3	23.3	17.1
5369.59	CO1	1.73	-1.730	-	-	-	-	-
6117.00	CO1	1.78	-2.570	34.8	26.6	50.1	58.1	24.4
6490.34	CO1	2.03	-2.580	31.2	22.0	32.5	41.4	19.3
6632.47	CO1	2.27	-2.060	38.7	31.2	55.5	58.6	30.3
5137.08	NI1	1.67	-1.630	152.2	144.2	165.2	165.0	141.1
5593.74	NI1	3.90	-0.930	71.3	63.9	72.7	73.9	63.8
5760.83	NI1	4.09	-0.850	71.1	56.4	71.2	71.2	51.8
5847.01	NI1	1.67	-3.480	73.6	63.9	91.8	-	58.4
6007.31	NI1	1.67	-3.400	73.2	64.7	82.3	86.8	61.0
6053.68	NI1	4.22	-1.110	48.0	35.4	47.7	48.1	35.6
6111.06	NI1	4.07	-0.900	64.3	55.4	64.8	66.7	54.1
6128.99	NI1	1.67	-3.400	76.4	63.7	89.3	95.4	59.5
6130.13	NI1	4.25	-1.030	42.4	33.3	38.5	45.8	34.0
6635.15	NI1	4.40	-0.830	48.0	45.7	51.6	50.5	41.4

APÊNDICE C. LARGURAS EQUIVALENTES DAS GIGANTES

Tabela C.1: continuação.

λ (Å)	Elem.	χ (eV)	log gf	2714 5	4756 12	4756 14	4756 28	4756 38
6643.64	NI1	1.67	-1.980	164.8	150.1	177.2	180.8	144.0
5119.12	Y2	0.99	-1.370	52.6	44.1	60.5	63.9	46.1
5289.82	Y2	1.03	-1.870	22.8	21.8	37.0	31.0	17.5
5330.58	CE2	0.87	-0.280	28.0	22.7	39.6	35.9	20.7
6043.39	CE2	1.21	-0.340	15.4	13.0	18.3	21.0	8.2
6645.11	EU2	1.37	0.170	41.1	31.3	36.5	38.6	25.4

Tabela C.2: Larguras equivalentes medidas nas estrelas 4756
69, 3532 19, NGC 3532 100, 122, 596 e 670.

λ (Å)	Elem.	4756 69	3532 19	3532 100	3532 122	3532 596	3532 670
6154.22	NA1	80.0	89.8	108.8	81.1	87.7	133.8
6160.75	NA1	100.9	105.8	120.2	99.2	106.5	148.9
5528.42	MG1	212.6	235.4	250.4	234.8	235.1	277.5
5711.09	MG1	126.0	137.1	146.3	129.0	136.5	162.6
5772.15	SI1	-	82.4	89.2	82.2	88.0	83.6
6125.03	SI1	45.5	55.3	60.0	48.8	54.0	-
6131.58	SI1	34.0	42.2	45.7	48.1	45.5	41.9
6131.86	SI1	38.1	43.4	43.1	25.1	36.0	46.6
6142.53	SI1	48.7	49.7	50.0	43.7	49.5	45.4
6145.08	SI1	48.4	58.3	60.2	51.4	54.3	54.0
6155.14	SI1	94.7	105.8	106.6	93.0	102.0	105.8
5867.57	CA1	45.5	52.9	53.3	50.8	51.9	80.6
6122.23	CA1	198.1	213.4	228.0	222.8	207.1	284.6
6156.03	CA1	18.6	43.1	33.1	35.5	37.7	66.0
6161.29	CA1	100.5	120.5	-	110.2	116.1	169.9
6166.44	CA1	97.5	110.5	120.3	101.0	107.6	145.5
6169.04	CA1	122.2	134.1	145.7	122.7	129.3	174.2
6169.56	CA1	138.1	149.1	159.9	146.3	147.9	188.9
6493.78	CA1	162.1	169.3	181.2	170.9	166.7	207.4
6499.65	CA1	117.7	134.0	148.1	127.0	132.1	177.0
5318.34	SC2	42.3	50.0	51.2	43.7	55.5	66.9
5334.22	SC2	20.8	22.4	26.4	16.2	25.6	48.5

Tabela C.2: continuação.

λ (Å)	Elem.	4756 69	3532 19	3532 100	3532 122	3532 596	3532 670
5145.47	TI1	76.3	93.8	107.3	86.5	90.6	154.5
5295.78	TI1	–	53.5	67.6	46.4	55.0	111.2
5299.98	TI1	42.0	49.2	–	31.7	47.2	–
5338.33	TI1	34.7	38.3	–	33.7	38.6	–
5351.07	TI1	27.3	37.6	42.4	34.0	38.3	68.8
5766.33	TI1	–	32.6	34.2	25.7	23.2	55.4
6121.01	TI1	15.6	23.3	31.3	19.2	17.7	70.7
6126.22	TI1	62.8	79.8	96.8	64.8	70.8	145.3
6497.68	TI1	13.0	26.0	40.1	11.0	20.5	85.8
5846.27	V1	9.9	18.6	22.3	12.2	16.0	54.2
6002.65	V1	–	–	33.2	–	18.8	74.6
6039.69	V1	38.7	56.6	74.6	45.8	48.6	121.5
6111.65	V1	42.4	55.7	74.1	45.6	47.0	145.6
6119.53	V1	58.6	74.1	88.3	69.0	72.9	135.6
6135.37	V1	40.9	55.0	72.2	50.3	47.6	128.5
6150.15	V1	43.9	67.1	86.0	56.6	59.8	162.8
6504.19	V1	33.7	48.1	63.1	42.2	40.2	105.0
5303.22	V2	26.5	31.0	32.3	23.1	34.8	50.7
6028.28	V2	12.4	17.3	18.9	9.1	13.9	25.2
5122.12	CR1	48.5	65.6	80.1	61.1	55.6	–
5296.69	CR1	141.8	155.1	174.4	149.0	155.6	231.1
5300.75	CR1	102.2	113.7	129.4	108.3	116.6	164.4
5304.18	CR1	33.7	37.1	41.4	35.8	39.4	74.3
5312.88	CR1	37.4	47.5	52.0	46.1	46.4	73.2
5318.78	CR1	32.3	37.3	42.6	24.4	38.6	80.2
5329.12	CR1	105.5	109.0	119.8	115.6	–	174.6
5340.44	CR1	35.7	38.0	43.7	20.1	39.0	64.8
5348.32	CR1	142.8	154.5	172.3	137.9	153.4	223.8
5783.07	CR1	60.3	63.6	72.9	62.4	66.3	97.1
5783.87	CR1	–	–	–	–	–	–
5787.99	CR1	–	82.7	86.1	76.2	82.0	104.5
5788.39	CR1	16.5	25.0	30.6	25.7	–	61.6
5844.61	CR1	12.6	25.0	32.3	18.7	17.7	50.4
5863.96	CR1	–	–	–	–	–	33.2
6135.78	CR1	30.5	40.6	40.7	31.9	32.7	54.0

APÊNDICE C. LARGURAS EQUIVALENTES DAS GIGANTES

Tabela C.2: continuação.

λ (Å)	Elem.	4756 69	3532 19	3532 100	3532 122	3532 596	3532 670
6501.21	CR1	21.1	35.3	46.3	22.4	28.6	86.8
6630.02	CR1	–	–	–	–	–	116.4
5305.87	CR2	51.4	56.5	57.5	44.4	58.8	51.0
5310.70	CR2	28.1	35.8	31.6	27.3	38.0	32.5
5313.59	CR2	62.8	67.7	64.3	62.6	68.7	78.4
5334.88	CR2	56.8	62.7	63.0	54.8	67.7	59.6
5133.69	FE1	168.3	178.6	201.0	187.0	188.2	230.0
5141.75	FE1	125.1	144.0	161.4	136.9	144.6	194.8
5143.73	FE1	64.3	86.7	101.7	75.1	84.5	–
5293.97	FE1	59.7	67.6	70.0	56.9	68.1	85.1
5294.55	FE1	36.2	41.8	48.9	37.4	44.4	74.2
5295.32	FE1	53.1	59.0	64.9	51.4	62.2	75.5
5307.36	FE1	139.6	155.2	172.5	144.7	158.5	199.7
5315.07	FE1	64.4	77.8	85.3	62.7	–	–
5320.05	FE1	44.8	52.5	61.6	40.5	47.0	74.2
5321.11	FE1	–	–	–	–	73.9	94.7
5322.05	FE1	101.5	115.3	126.4	–	119.3	155.7
5326.79	FE1	35.0	37.9	43.2	36.3	39.5	–
5339.94	FE1	161.3	170.8	168.0	185.2	173.6	207.6
5358.10	FE1	–	–	–	–	–	–
5367.47	FE1	–	151.3	158.2	153.2	–	163.5
5369.97	FE1	–	–	177.5	–	–	191.8
5568.81	FE1	30.6	37.3	44.8	31.0	35.3	57.0
5759.27	FE1	16.6	19.7	22.4	16.3	17.1	31.3
5760.35	FE1	46.2	56.9	64.0	55.4	64.3	74.1
5775.09	FE1	–	–	–	–	–	–
5778.47	FE1	60.3	65.7	78.1	54.5	63.3	99.6
5784.69	FE1	60.4	65.5	–	54.3	68.4	90.2
5838.42	FE1	42.2	52.9	59.5	–	53.0	74.8
5849.70	FE1	24.8	27.0	32.9	22.2	23.8	47.1
5852.19	FE1	66.8	78.5	86.9	68.3	74.2	–
5853.18	FE1	35.2	46.9	59.5	35.8	42.1	89.2
5855.09	FE1	41.8	46.0	52.5	39.2	44.2	60.0
5856.08	FE1	–	–	–	–	–	–
5858.77	FE1	31.1	38.5	47.8	33.5	38.6	60.9

Tabela C.2: continuação.

λ (Å)	Elem.	4756 69	3532 19	3532 100	3532 122	3532 596	3532 670
5859.61	FE1	–	–	–	–	–	–
5862.36	FE1	–	–	–	–	–	–
6003.03	FE1	107.4	121.6	129.7	116.0	120.3	138.8
6007.96	FE1	–	–	–	–	–	–
6008.58	FE1	–	–	–	–	–	–
6015.25	FE1	21.0	32.3	42.1	21.5	24.6	67.5
6019.36	FE1	16.7	24.6	32.8	16.1	19.4	50.4
6024.07	FE1	126.6	137.0	144.1	125.8	130.2	150.7
6027.06	FE1	94.8	104.9	111.5	96.4	106.7	120.2
6034.04	FE1	20.9	35.2	–	26.9	18.7	–
6035.34	FE1	17.8	20.7	25.7	14.9	16.6	34.8
6054.10	FE1	18.6	26.2	31.1	19.2	24.7	42.9
6120.25	FE1	27.9	40.0	56.4	33.8	37.4	96.9
6151.62	FE1	90.5	105.7	118.5	93.4	101.7	146.5
6157.73	FE1	97.7	119.3	–	110.1	116.2	157.3
6165.37	FE1	69.3	82.4	91.3	73.6	81.1	104.6
6173.34	FE1	111.7	132.4	148.2	122.3	133.0	180.2
6475.63	FE1	100.2	118.1	135.0	106.0	106.2	165.1
6481.87	FE1	103.4	125.1	142.2	115.9	120.4	172.5
6483.94	FE1	–	–	–	–	–	–
6495.74	FE1	65.5	69.8	73.8	74.6	72.0	95.4
6496.47	FE1	88.7	97.8	105.6	80.3	90.0	111.5
6498.95	FE1	102.6	125.8	143.5	115.7	120.0	202.5
6627.56	FE1	48.7	60.7	68.8	49.6	53.3	76.9
6633.42	FE1	–	–	–	34.3	–	–
6633.76	FE1	90.3	98.5	100.5	–	102.0	110.8
6646.98	FE1	37.6	54.9	66.6	–	49.5	–
6648.08	FE1	–	–	–	–	–	–
5132.67	FE2	47.9	61.6	64.0	–	63.4	59.6
5256.94	FE2	46.9	55.2	59.1	–	55.6	–
5264.81	FE2	–	–	82.8	81.4	84.4	69.6
5325.56	FE2	74.3	81.1	81.3	86.2	91.4	76.0
5414.08	FE2	49.0	55.1	56.2	52.2	57.1	48.1
5425.26	FE2	64.8	73.5	–	68.7	74.8	60.2
6084.10	FE2	43.4	50.8	54.7	50.3	55.7	49.0

APÊNDICE C. LARGURAS EQUIVALENTES DAS GIGANTES

Tabela C.2: continuação.

λ (Å)	Elem.	4756 69	3532 19	3532 100	3532 122	3532 596	3532 670
6113.33	FE2	–	37.5	–	33.9	42.9	–
6129.70	FE2	–	–	–	–	–	–
6149.24	FE2	57.8	66.5	66.3	64.7	68.2	55.9
6247.56	FE2	79.0	87.6	86.5	89.0	87.7	62.9
6369.46	FE2	44.3	50.6	48.6	41.1	–	37.8
6416.93	FE2	63.7	70.4	69.7	59.7	68.9	60.3
6456.39	FE2	92.3	100.4	96.2	103.6	101.6	74.2
5301.04	CO1	65.3	74.8	89.1	59.7	71.7	–
5325.28	CO1	24.2	27.3	28.6	18.4	25.4	40.7
5342.70	CO1	51.3	56.9	60.2	52.7	51.6	75.3
5352.05	CO1	53.1	60.8	69.4	57.6	54.6	85.0
5359.20	CO1	18.4	23.0	25.5	–	–	30.5
5369.59	CO1	–	–	–	95.5	99.4	–
6117.00	CO1	25.6	36.3	46.3	31.1	33.5	84.0
6490.34	CO1	22.3	30.1	44.0	26.5	35.5	85.7
6632.47	CO1	29.7	44.1	52.9	35.5	36.4	86.0
5137.08	NI1	147.5	–	166.6	152.7	157.0	184.7
5593.74	NI1	61.1	72.2	76.9	66.5	73.5	85.0
5760.83	NI1	55.7	63.7	72.5	66.2	71.7	96.0
5847.01	NI1	63.7	77.7	91.0	67.0	73.2	118.5
6007.31	NI1	61.0	76.2	88.1	66.2	69.3	107.9
6053.68	NI1	36.8	51.0	54.9	44.1	45.1	62.6
6111.06	NI1	56.0	63.2	69.8	53.9	59.4	75.0
6128.99	NI1	63.2	77.1	97.7	68.1	72.1	127.6
6130.13	NI1	–	43.9	47.7	39.3	40.1	59.4
6635.15	NI1	40.9	56.9	57.9	42.1	51.8	66.9
6643.64	NI1	149.1	165.1	181.0	147.3	156.6	213.7
5119.12	Y2	44.0	63.5	67.9	52.7	56.1	80.2
5289.82	Y2	24.7	30.8	36.6	21.5	33.5	49.2
5330.58	CE2	25.7	31.3	33.9	23.8	31.2	64.0
6043.39	CE2	6.3	18.2	27.4	14.0	15.6	37.1
6645.11	EU2	33.8	42.2	45.7	28.5	30.8	51.8

Tabela C.3: Larguras equivalentes das estrelas 3680 13, 5822 1, 5822 201, 5822 240, NGC 5822 316, 443 e NGC 6134 30.

λ (Å)	Elem.	3680 13	5822 1	5822 201	5822 240	5822 316	5822 443	6134 30
6154.22	NA1	91.5	111.5	78.5	113.2	73.8	95.7	94.6
6160.75	NA1	109.5	125.9	97.3	126.9	98.9	114.6	113.2
5528.42	MG1	250.1	254.5	226.3	267.9	232.4	246.4	246.4
5711.09	MG1	129.3	152.9	131.4	151.5	136.7	146.3	145.7
5772.15	SI1	74.5	79.5	77.4	77.8	–	80.4	86.9
6125.03	SII	51.5	59.8	49.0	61.1	47.6	54.8	53.8
6131.58	SI1	34.2	35.9	35.1	35.3	34.6	37.7	41.8
6131.86	SI1	33.9	41.2	37.8	41.3	39.7	43.5	39.8
6142.53	SI1	43.1	43.5	46.1	43.0	46.6	46.3	50.8
6145.08	SI1	47.2	47.7	49.2	47.5	49.8	49.9	54.3
6155.14	SII	94.5	95.2	95.8	94.2	97.2	97.2	106.3
5867.57	CA1	58.6	69.4	46.4	71.8	50.7	64.3	56.9
6122.23	CA1	232.8	248.3	207.2	257.7	205.2	234.1	217.8
6156.03	CA1	38.5	45.4	23.6	47.1	24.1	34.6	26.5
6161.29	CA1	–	147.4	106.4	–	–	131.7	121.1
6166.44	CA1	118.2	127.6	100.0	130.1	103.0	117.9	110.7
6169.04	CA1	143.2	153.9	126.0	157.1	125.2	142.6	138.9
6169.56	CA1	159.4	168.3	121.5	170.5	140.4	158.4	153.3
6493.78	CA1	172.5	190.2	158.5	191.1	154.7	177.7	171.2
6499.65	CA1	138.6	154.9	124.5	154.6	120.2	143.1	133.5
5318.34	SC2	43.4	54.1	41.4	53.7	42.2	51.6	47.0
5334.22	SC2	27.8	36.1	18.8	36.0	10.5	32.3	30.5
5145.47	TI1	108.2	126.3	85.9	127.9	86.8	111.0	91.1
5295.78	TI1	76.9	91.7	53.2	95.2	50.8	77.1	59.9
5299.98	TI1	–	–	–	–	43.3	–	55.0
5338.33	TI1	–	–	–	–	35.3	–	–
5351.07	TI1	44.1	51.5	31.7	56.7	35.0	46.8	35.8
5766.33	TI1	39.8	46.1	28.0	46.1	27.1	35.9	36.4
6121.01	TI1	38.4	55.0	20.4	57.0	19.4	41.2	25.9
6126.22	TI1	99.1	120.9	70.5	123.7	67.9	101.0	79.6
6497.68	TI1	44.5	65.1	20.4	66.4	22.1	45.5	27.9
5846.27	V1	25.4	35.0	19.4	34.1	16.7	28.6	18.4
6002.65	V1	35.4	52.9	18.8	56.6	–	38.3	–

APÊNDICE C. LARGURAS EQUIVALENTES DAS GIGANTES

Tabela C.3: continuação.

λ (Å)	Elem.	3680 13	5822 1	5822 201	5822 240	5822 316	5822 443	6134 30
6039.69	V1	82.4	99.0	48.8	104.3	51.5	81.2	63.0
6111.65	V1	95.9	118.2	49.1	125.4	47.8	92.9	64.3
6119.53	V1	93.0	115.2	64.2	123.0	66.8	96.0	77.4
6135.37	V1	84.7	105.3	47.8	109.8	46.3	83.6	59.2
6150.15	V1	105.7	130.8	54.4	–	52.2	101.2	58.0
6504.19	V1	64.7	84.5	40.4	88.3	39.3	66.2	54.0
5303.22	V2	25.5	39.4	23.3	38.8	22.4	34.0	25.8
6028.28	V2	15.9	20.0	11.6	19.0	14.5	18.5	17.9
5122.12	CR1	–	–	59.6	–	55.6	86.9	67.0
5296.69	CR1	170.3	191.8	144.4	200.7	146.2	175.3	155.8
5300.75	CR1	127.4	144.1	105.0	151.3	104.8	129.9	117.5
5304.18	CR1	46.5	48.5	33.0	60.8	37.5	47.4	42.1
5312.88	CR1	52.4	59.9	43.2	64.0	44.3	56.0	53.2
5318.78	CR1	49.8	58.6	34.3	64.6	37.5	50.3	–
5329.12	CR1	128.5	140.2	109.7	–	113.1	129.0	–
5340.44	CR1	51.1	53.6	34.7	56.3	38.1	49.5	43.9
5348.32	CR1	169.7	191.1	145.8	198.8	142.3	174.7	159.4
5783.07	CR1	75.0	86.3	62.3	88.2	66.7	75.8	72.1
5783.87	CR1	–	–	–	–	–	–	–
5787.99	CR1	86.5	92.2	75.7	97.9	77.5	90.6	85.0
5788.39	CR1	34.3	49.6	23.8	47.3	21.5	34.8	31.6
5844.61	CR1	29.8	39.5	20.1	39.9	17.6	31.5	25.0
5863.96	CR1	24.2	30.6	–	29.8	–	18.9	–
6135.78	CR1	38.7	47.0	34.2	46.9	31.8	42.5	41.7
6501.21	CR1	49.2	65.9	26.6	–	23.9	–	–
6630.02	CR1	–	91.6	–	–	–	–	–
5305.87	CR2	40.2	47.4	47.7	45.2	49.9	49.9	48.4
5310.70	CR2	24.2	22.4	27.9	28.2	29.5	27.3	32.4
5313.59	CR2	51.2	59.3	59.5	58.1	65.3	57.6	67.3
5334.88	CR2	53.1	51.6	54.2	48.6	58.1	61.5	58.1
5133.69	FE1	202.3	206.2	179.3	210.9	179.1	197.9	185.2
5141.75	FE1	154.2	167.6	134.0	171.3	122.5	159.4	128.3
5143.73	FE1	–	–	76.4	–	79.7	103.0	84.0
5293.97	FE1	71.4	76.7	60.3	78.7	62.1	73.6	68.2
5294.55	FE1	51.0	58.8	39.6	59.5	30.1	52.6	47.5

Tabela C.3: continuação.

λ (Å)	Elem.	3680 13	5822 1	5822 201	5822 240	5822 316	5822 443	6134 30
5295.32	FE1	59.0	64.7	55.2	64.4	57.1	61.5	59.8
5307.36	FE1	160.7	178.7	139.6	180.2	138.5	167.0	154.0
5315.07	FE1	72.3	–	67.0	–	67.6	78.3	74.4
5320.05	FE1	58.9	62.5	41.4	63.4	48.0	59.9	56.5
5321.11	FE1	–	–	68.4	81.2	–	–	–
5322.05	FE1	114.4	132.5	104.1	134.0	106.0	125.6	117.9
5326.79	FE1	–	51.3	35.0	–	40.7	–	42.5
5339.94	FE1	181.7	190.0	166.1	199.2	160.8	185.5	163.2
5358.10	FE1	–	–	–	–	–	–	–
5367.47	FE1	150.2	154.9	–	156.3	–	154.4	155.2
5369.97	FE1	–	177.3	–	179.8	–	170.5	–
5568.81	FE1	43.8	53.8	31.1	48.6	33.3	44.1	42.5
5759.27	FE1	22.9	26.1	18.1	25.2	17.6	24.0	22.3
5760.35	FE1	64.2	68.3	48.0	67.7	48.3	62.1	59.6
5775.09	FE1	–	–	–	–	–	–	–
5778.47	FE1	75.7	88.6	62.4	88.3	65.1	79.8	72.1
5784.69	FE1	74.9	83.4	61.6	87.3	64.4	77.3	67.9
5838.42	FE1	53.6	62.1	46.3	62.7	42.9	55.0	56.8
5849.70	FE1	34.9	38.8	24.1	40.4	24.4	33.6	31.7
5852.19	FE1	–	–	73.5	–	71.3	–	78.8
5853.18	FE1	60.1	74.1	38.9	75.8	35.1	62.4	47.0
5855.09	FE1	46.0	54.0	45.4	54.8	43.6	52.8	48.9
5856.08	FE1	–	–	66.3	–	–	–	–
5858.77	FE1	39.5	46.8	32.7	47.7	33.5	43.2	31.1
5859.61	FE1	–	–	–	–	–	–	–
5862.36	FE1	–	–	–	–	–	–	–
6003.03	FE1	120.2	128.9	111.8	127.7	114.8	124.2	120.0
6007.96	FE1	–	–	–	–	–	–	–
6008.58	FE1	–	–	–	–	–	–	–
6015.25	FE1	37.0	52.9	23.2	54.2	26.6	42.4	31.8
6019.36	FE1	31.6	38.2	20.4	39.9	23.2	30.9	31.8
6024.07	FE1	131.3	138.5	127.0	136.7	129.0	134.9	139.1
6027.06	FE1	98.6	110.4	94.8	109.5	101.2	106.5	104.2
6034.04	FE1	31.3	41.7	20.3	40.9	29.4	34.1	36.5
6035.34	FE1	24.4	31.0	19.3	31.0	20.8	22.8	24.4

APÊNDICE C. LARGURAS EQUIVALENTES DAS GIGANTES

Tabela C.3: continuação.

λ (Å)	Elem.	3680 13	5822 1	5822 201	5822 240	5822 316	5822 443	6134 30
6054.10	FE1	29.2	34.9	21.8	33.4	25.1	30.0	28.2
6120.25	FE1	59.1	78.5	35.5	79.9	32.7	65.1	43.3
6151.62	FE1	111.5	129.0	92.8	128.0	96.1	116.4	102.0
6157.73	FE1	114.8	–	100.9	–	104.4	120.2	112.0
6165.37	FE1	83.9	88.6	71.5	90.2	75.4	84.9	82.8
6173.34	FE1	138.1	158.0	117.1	156.4	121.0	144.9	128.2
6475.63	FE1	108.5	–	102.9	–	101.1	128.9	114.4
6481.87	FE1	125.2	149.0	111.1	150.2	111.7	139.4	118.5
6483.94	FE1	–	–	–	–	–	–	–
6495.74	FE1	74.5	–	67.2	88.5	65.7	80.8	69.8
6496.47	FE1	95.6	107.1	91.1	105.0	86.0	101.1	97.9
6498.95	FE1	131.8	164.5	106.4	160.8	103.6	143.8	112.8
6627.56	FE1	59.3	68.4	54.4	68.6	51.3	65.1	59.6
6633.42	FE1	52.3	–	–	–	50.9	–	–
6633.76	FE1	95.6	101.3	92.9	102.4	95.0	98.2	95.8
6646.98	FE1	54.7	76.8	41.4	79.9	40.8	63.7	55.6
6648.08	FE1	–	–	–	–	–	–	–
5132.67	FE2	46.4	53.5	52.9	50.8	52.8	53.8	53.9
5256.94	FE2	49.7	–	49.7	–	48.6	–	54.5
5264.81	FE2	62.7	70.1	–	66.3	–	71.1	75.1
5325.56	FE2	65.0	63.1	69.4	64.6	70.1	70.4	70.2
5414.08	FE2	39.6	48.1	49.5	43.3	52.1	48.3	49.6
5425.26	FE2	51.9	59.4	65.8	57.5	–	62.9	65.4
6084.10	FE2	38.6	45.8	43.3	43.2	45.3	46.4	46.1
6113.33	FE2	24.6	30.8	33.4	30.8	33.3	32.6	–
6129.70	FE2	–	–	–	–	–	–	–
6149.24	FE2	46.6	48.8	55.8	48.9	–	51.6	56.9
6247.56	FE2	57.7	63.9	75.4	58.6	78.2	69.9	–
6369.46	FE2	33.2	40.4	43.0	–	44.6	42.4	44.2
6416.93	FE2	53.8	–	62.5	57.5	61.7	59.6	–
6456.39	FE2	69.0	78.3	89.7	69.9	89.7	84.4	91.1
5301.04	CO1	92.9	104.1	70.0	106.3	67.9	95.0	82.7
5325.28	CO1	31.8	35.1	25.8	35.8	24.9	30.5	33.7
5342.70	CO1	58.0	65.7	51.6	68.4	–	63.6	57.9
5352.05	CO1	70.9	76.3	55.2	76.3	51.0	71.0	66.2

Tabela C.3: continuação.

λ (Å)	Elem.	3680 13	5822 1	5822 201	5822 240	5822 316	5822 443	6134 30
5359.20	CO1	25.6	27.1	18.1	27.2	18.1	24.5	–
5369.59	CO1	–	131.6	–	–	–	–	–
6117.00	CO1	53.4	68.6	30.1	68.4	28.7	54.9	39.1
6490.34	CO1	44.6	38.0	22.9	53.2	21.6	46.0	33.9
6632.47	CO1	54.6	68.2	35.5	69.8	36.3	57.4	42.2
5137.08	NI1	169.4	167.4	150.3	173.8	152.3	172.6	147.7
5593.74	NI1	68.9	74.7	62.5	75.0	67.3	75.1	75.6
5760.83	NI1	67.0	72.9	60.1	75.5	59.6	72.9	68.3
5847.01	NI1	85.8	100.5	69.1	105.3	65.8	91.7	81.1
6007.31	NI1	77.2	94.6	64.9	95.5	68.3	–	75.6
6053.68	NI1	48.4	50.5	41.3	52.0	39.1	45.5	48.6
6111.06	NI1	60.5	68.0	60.3	67.3	55.6	68.2	67.2
6128.99	NI1	86.8	106.3	70.8	106.1	67.4	93.1	78.0
6130.13	NI1	42.6	49.3	35.8	43.7	38.6	46.6	44.0
6635.15	NI1	46.8	56.3	47.5	55.4	49.2	56.3	57.0
6643.64	NI1	170.6	193.0	151.6	195.4	150.5	180.8	162.1
5119.12	Y2	58.8	71.8	55.9	69.3	52.9	60.4	51.8
5289.82	Y2	22.6	38.3	23.2	37.4	24.2	33.4	25.6
5330.58	CE2	31.4	45.8	24.7	48.7	27.8	37.5	25.8
6043.39	CE2	18.9	22.1	13.4	25.5	14.2	21.2	17.4
6645.11	EU2	31.9	43.8	33.2	41.4	24.0	37.8	29.8

Tabela C.4: Larguras equivalentes das estrelas NGC 6134 99, NGC 6134 202, NGC 6181 3, 4, NGC 6633 78 e 100.

λ (Å)	Elem.	6134 99	6134 202	6181 1	6181 4	6633 78	6633 100
6154.22	NA1	101.5	105.4	91.8	86.7	125.5	80.8
6160.75	NA1	117.0	121.4	110.0	106.1	138.3	102.1
5528.42	MG1	256.5	256.7	238.8	243.0	271.5	234.4
5711.09	MG1	145.4	147.5	142.8	144.8	160.4	136.7
5772.15	SI1	85.2	84.6	85.8	89.8	76.8	83.1
6125.03	SI1	49.2	55.5	58.6	60.4	–	49.6
6131.58	SI1	43.3	37.2	42.4	46.0	40.4	39.4
6131.86	SI1	43.4	40.3	44.8	42.5	42.5	38.1

APÊNDICE C. LARGURAS EQUIVALENTES DAS GIGANTES

Tabela C.4: continuação.

λ (Å)	Elem.	6134 99	6134 202	6181 1	6181 4	6633 78	6633 100
6142.53	SI1	47.7	46.6	51.0	56.3	43.3	48.0
6145.08	SI1	55.4	48.8	58.9	62.8	49.7	51.4
6155.14	SI1	103.7	97.7	105.2	109.5	99.5	101.1
5867.57	CA1	61.8	65.5	55.2	55.6	73.8	51.7
6122.23	CA1	228.2	245.7	223.0	225.4	280.1	209.5
6156.03	CA1	34.4	41.6	26.7	32.8	53.1	24.3
6161.29	CA1	120.1	136.3	120.9	123.4	165.3	–
6166.44	CA1	118.3	122.6	112.2	115.8	141.1	105.6
6169.04	CA1	143.2	150.5	136.5	137.9	172.7	131.1
6169.56	CA1	160.8	164.6	154.1	158.0	182.6	147.1
6493.78	CA1	175.9	181.1	176.4	179.7	203.3	164.6
6499.65	CA1	136.9	148.4	138.9	135.9	165.8	127.4
5318.34	SC2	52.5	47.4	52.1	55.6	66.0	49.5
5334.22	SC2	33.5	31.7	27.3	26.2	45.9	26.9
5145.47	TI1	107.5	117.5	93.2	91.8	141.3	92.1
5295.78	TI1	72.6	78.5	56.2	58.0	108.7	57.5
5299.98	TI1	–	–	–	47.0	–	47.4
5338.33	TI1	–	–	–	37.8	–	39.3
5351.07	TI1	40.7	48.5	38.2	38.0	66.4	38.0
5766.33	TI1	34.5	41.6	29.4	29.0	54.7	27.6
6121.01	TI1	37.7	46.9	25.5	26.8	75.3	22.8
6126.22	TI1	92.3	104.6	81.6	81.1	140.7	73.9
6497.68	TI1	42.4	52.5	30.4	21.4	80.0	23.5
5846.27	V1	32.9	27.9	17.4	18.8	45.7	14.2
6002.65	V1	33.5	45.3	–	19.8	72.2	–
6039.69	V1	79.1	91.0	58.6	55.1	121.4	55.6
6111.65	V1	80.0	105.1	58.5	56.2	142.8	52.1
6119.53	V1	98.7	97.4	79.6	79.6	133.1	73.1
6135.37	V1	75.0	92.8	55.9	58.1	123.4	51.5
6150.15	V1	91.9	116.8	67.5	63.9	155.8	59.1
6504.19	V1	61.2	73.6	50.0	44.5	99.2	43.7
5303.22	V2	31.6	26.9	31.7	34.2	49.0	32.4
6028.28	V2	22.1	19.5	18.8	16.4	27.0	19.3
5122.12	CR1	80.9	94.8	62.4	65.8	–	59.9
5296.69	CR1	169.7	182.7	162.5	166.3	226.4	155.2

Tabela C.4: continuação.

λ (Å)	Elem.	6134 99	6134 202	6181 1	6181 4	6633 78	6633 100
5300.75	CR1	124.0	134.0	118.9	118.2	158.5	112.4
5304.18	CR1	48.0	51.8	36.5	39.8	68.5	42.8
5312.88	CR1	58.0	56.2	44.7	47.6	70.9	46.4
5318.78	CR1	51.0	53.5	37.4	37.0	77.7	39.9
5329.12	CR1	131.1	134.6	113.3	117.8	158.4	117.7
5340.44	CR1	49.4	53.6	47.3	32.4	65.8	39.5
5348.32	CR1	–	177.0	162.8	162.4	212.3	152.2
5783.07	CR1	80.2	83.8	69.0	70.9	93.5	64.6
5783.87	CR1	–	–	–	–	–	–
5787.99	CR1	93.1	95.6	78.4	87.6	100.8	81.9
5788.39	CR1	34.6	47.2	23.6	29.8	59.8	29.0
5844.61	CR1	32.8	34.5	23.0	20.7	49.6	21.5
5863.96	CR1	23.0	32.5	–	–	34.1	–
6135.78	CR1	41.8	44.2	37.0	35.8	55.7	32.7
6501.21	CR1	–	–	34.8	30.0	79.5	28.9
6630.02	CR1	–	–	–	–	109.7	–
5305.87	CR2	55.5	39.2	58.8	57.3	53.4	56.1
5310.70	CR2	30.0	23.5	34.5	41.5	32.3	32.2
5313.59	CR2	64.1	36.4	67.6	70.9	69.0	66.8
5334.88	CR2	59.0	55.3	67.0	69.8	60.3	65.1
5133.69	FE1	201.7	191.4	189.1	186.1	207.8	183.7
5141.75	FE1	159.2	163.3	150.4	150.3	183.2	144.6
5143.73	FE1	–	–	87.5	86.6	–	85.2
5293.97	FE1	75.2	64.0	68.1	70.6	81.9	65.3
5294.55	FE1	54.2	53.5	43.8	45.9	68.5	43.8
5295.32	FE1	65.1	61.7	59.1	61.6	73.1	62.7
5307.36	FE1	164.8	165.9	163.1	159.1	198.4	154.9
5315.07	FE1	71.1	74.6	76.6	–	–	66.5
5320.05	FE1	62.4	–	54.4	–	71.0	52.9
5321.11	FE1	–	–	–	–	90.1	74.6
5322.05	FE1	124.8	125.5	121.0	122.1	149.7	117.9
5326.79	FE1	–	–	37.0	37.0	–	42.5
5339.94	FE1	175.1	184.9	181.2	181.6	202.2	171.6
5358.10	FE1	–	–	–	–	–	–
5367.47	FE1	160.7	155.2	157.5	163.0	157.8	152.6

APÊNDICE C. LARGURAS EQUIVALENTES DAS GIGANTES

Tabela C.4: continuação.

λ (Å)	Elem.	6134 99	6134 202	6181 1	6181 4	6633 78	6633 100
5369.97	FE1	–	171.0	–	–	181.5	–
5568.81	FE1	42.0	51.5	38.4	39.0	54.1	37.4
5759.27	FE1	22.9	25.4	19.1	18.6	27.8	20.4
5760.35	FE1	60.4	66.5	54.8	63.9	71.8	53.4
5775.09	FE1	–	–	–	–	–	–
5778.47	FE1	79.8	82.7	71.3	70.5	99.3	67.4
5784.69	FE1	75.9	78.5	70.2	–	92.4	66.9
5838.42	FE1	57.7	58.1	51.7	53.4	68.9	48.7
5849.70	FE1	41.2	40.2	27.0	29.9	48.0	31.5
5852.19	FE1	–	–	79.4	80.8	–	73.9
5853.18	FE1	54.4	65.1	45.6	45.2	83.7	42.5
5855.09	FE1	53.2	52.5	46.1	–	58.5	44.3
5856.08	FE1	–	–	–	–	–	–
5858.77	FE1	45.3	45.0	36.6	33.4	52.6	39.0
5859.61	FE1	–	–	–	–	–	–
5862.36	FE1	–	–	–	–	–	–
6003.03	FE1	122.0	–	124.6	125.0	138.6	115.3
6007.96	FE1	–	–	–	–	–	–
6008.58	FE1	–	–	–	–	–	–
6015.25	FE1	38.2	46.8	29.6	26.2	67.1	26.2
6019.36	FE1	34.7	37.7	24.0	20.8	47.0	20.8
6024.07	FE1	136.7	137.0	137.5	144.1	147.9	129.8
6027.06	FE1	105.3	106.9	111.7	114.0	117.1	102.6
6034.04	FE1	33.1	37.2	25.0	25.2	41.0	21.9
6035.34	FE1	25.1	30.1	21.4	18.6	36.8	19.4
6054.10	FE1	31.8	33.8	25.7	25.8	38.5	24.4
6120.25	FE1	50.6	68.8	46.6	42.3	91.0	37.5
6151.62	FE1	108.5	116.5	111.3	113.8	139.8	100.3
6157.73	FE1	117.4	–	–	–	–	110.0
6165.37	FE1	90.1	87.2	85.3	89.2	98.8	77.9
6173.34	FE1	141.2	144.4	140.0	144.2	168.9	128.3
6475.63	FE1	114.7	117.2	122.9	119.9	158.7	116.5
6481.87	FE1	129.5	135.9	133.2	133.7	164.2	117.2
6483.94	FE1	–	–	–	–	–	–
6495.74	FE1	73.1	85.2	80.9	76.8	91.3	67.1

Tabela C.4: continuação.

λ (Å)	Elem.	6134 99	6134 202	6181 1	6181 4	6633 78	6633 100
6496.47	FE1	98.9	102.0	97.5	97.5	116.7	100.1
6498.95	FE1	131.1	140.7	131.3	130.2	179.6	116.0
6627.56	FE1	64.7	65.1	–	60.8	72.8	58.2
6633.42	FE1	–	–	–	–	–	54.8
6633.76	FE1	97.0	99.3	102.5	–	104.7	100.0
6646.98	FE1	61.4	67.9	58.8	–	–	–
6648.08	FE1	–	–	–	–	–	–
5132.67	FE2	56.6	55.9	61.1	65.7	51.6	55.9
5256.94	FE2	50.7	–	59.2	63.8	–	52.6
5264.81	FE2	70.8	67.9	87.6	–	68.0	78.0
5325.56	FE2	74.4	–	85.2	90.7	71.5	80.4
5414.08	FE2	45.8	43.5	61.3	64.5	44.5	53.0
5425.26	FE2	63.6	59.5	76.6	–	57.7	66.8
6084.10	FE2	–	–	59.4	61.7	46.7	50.5
6113.33	FE2	37.6	–	41.5	–	37.7	–
6129.70	FE2	–	–	–	–	–	–
6149.24	FE2	57.0	47.4	66.6	74.2	50.1	59.8
6247.56	FE2	68.0	62.5	91.2	95.3	60.7	76.8
6369.46	FE2	43.4	35.4	51.8	55.4	38.4	43.4
6416.93	FE2	61.9	56.6	72.2	74.8	62.7	62.8
6456.39	FE2	89.9	79.3	103.6	106.7	71.7	90.6
5301.04	CO1	88.6	96.8	80.7	80.9	121.5	75.7
5325.28	CO1	37.8	35.5	27.7	26.5	41.4	30.3
5342.70	CO1	63.7	63.8	59.3	58.8	73.9	57.7
5352.05	CO1	73.0	74.8	67.6	62.5	85.3	63.2
5359.20	CO1	24.1	–	21.2	21.1	30.9	20.2
5369.59	CO1	–	–	108.1	–	–	–
6117.00	CO1	48.4	60.9	42.0	41.3	82.2	33.2
6490.34	CO1	34.5	47.5	19.1	21.2	67.3	29.5
6632.47	CO1	54.2	59.9	49.9	44.2	80.7	43.5
5137.08	NI1	161.5	–	161.0	162.3	172.9	147.8
5593.74	NI1	76.5	76.4	76.9	78.5	80.1	70.3
5760.83	NI1	72.0	74.1	68.0	79.3	87.2	62.5
5847.01	NI1	89.3	92.0	82.9	81.7	114.7	73.5
6007.31	NI1	80.8	87.0	78.1	–	104.5	70.6

APÊNDICE C. LARGURAS EQUIVALENTES DAS GIGANTES

Tabela C.4: continuação.

λ (Å)	Elem.	6134 99	6134 202	6181 1	6181 4	6633 78	6633 100
6053.68	NI1	50.3	53.2	48.2	49.8	58.9	42.1
6111.06	NI1	68.1	70.8	67.4	66.1	73.7	61.7
6128.99	NI1	89.4	95.0	83.5	88.8	119.0	75.7
6130.13	NI1	47.0	44.5	45.2	48.9	46.8	38.7
6635.15	NI1	58.5	57.9	–	58.2	60.0	55.3
6643.64	NI1	172.3	178.8	177.8	174.4	208.8	162.1
5119.12	Y2	58.1	57.7	63.6	67.4	71.2	56.5
5289.82	Y2	31.2	28.0	32.4	35.1	51.8	32.7
5330.58	CE2	29.9	30.7	31.3	33.1	61.8	33.6
6043.39	CE2	20.4	19.3	20.4	18.6	29.5	14.5
6645.11	EU2	33.9	35.2	47.6	46.0	55.4	38.1

Tabela C.5: Larguras equivalentes das linhas de FeII das estrelas NGC 2360 7, 50, 62, NGC 2447 28, 34 e 41, analisadas anteriormente por Hamdani et al. (2000).

λ (Å)	Elem.	2360 7	2360 50	2360 62	2360 86	2447 28	2447 34	2447 41
5132.67	FE2	46.1	51.9	49.5	44.7	51.2	46.6	48.5
5256.94	FE2	–	–	–	–	–	–	–
5264.81	FE2	–	–	59.3	63.2	–	76.9	–
5325.56	FE2	71.7	69.7	67.2	65.0	74.6	74.1	72.0
5414.08	FE2	48.8	49.0	40.6	44.3	58.8	–	45.5
5425.26	FE2	70.4	58.5	55.0	–	70.0	62.6	61.3
6084.10	FE2	49.2	–	34.2	–	52.3	45.5	44.1
6113.33	FE2	30.6	28.5	24.9	26.9	35.6	33.6	33.5
6129.70	FE2	–	–	14.8	–	–	–	–
6149.24	FE2	58.0	50.9	51.4	51.7	57.4	57.5	55.1
6247.56	FE2	73.0	74.6	62.6	69.8	82.1	77.9	75.9
6369.46	FE2	41.1	30.5	28.6	–	42.6	41.5	39.9
6416.93	FE2	57.8	54.7	55.7	–	62.2	57.5	60.6
6456.39	FE2	–	84.4	78.3	82.7	–	91.6	97.1

Referências Bibliográficas

- Akerman, C. J., Carigi, L., Nissen, P. E., Pettini, M., & Asplund, M. 2004, *A&A*, 414, 931
- Allende Prieto, C., García López, R. J., Lambert, D. L., & Gustafsson, B. 1999, *ApJ*, 527, 879
- Allende Prieto, C. & Lambert, D. L. 2000, *AJ*, 119, 2445
- Allende Prieto, C., Lambert, D. L., & Asplund, M. 2001, *ApJL*, 556, L63
- Alonso, A., Arribas, S., & Martínez-Roger, C. 1995, *A&A*, 297, 197
- Alonso, A., Arribas, S., & Martínez-Roger, C. 1996, *A&AS*, 117
- Alonso, A., Arribas, S., & Martínez-Roger, C. 1999, *A&AS*, 140, 261
- Alpher, R. A., Bethe, H., & Gamow, G. 1948, *Physical Review*, 73, 803
- Andersen, J., Gustafsson, B., & Lambert, D. L. 1984, *A&A*, 136, 65
- Anthony-Twarog, B. J., Mukherjee, K., Twarog, B. A., & Caldwell, N. 1988, *AJ*, 95, 1453
- Arnett, W. D. 1974, *ApJ*, 193, 169
- Arnone, E., Ryan, S. G., Argast, D., Norris, J. E., & Beers, T. C. 2005, *A&A*, 430, 507
- Ashwell, J. F., Jeffries, R. D., Smalley, B., et al. 2005, *MNRAS*, 363, L81
- Asplund, M. 2004, *A&A*, 417, 769
- Asplund, M., Lambert, D. L., Nissen, P. E., Primas, F., & Smith, V. V. 2006, *ApJ*, 644, 229
- Audouze, J. & Silk, J. 1995, *ApJL*, 451, L49+
- Bagnulo, S., Jehin, E., Ledoux, C., et al. 2003, *The Messenger*, 114, 10
- Balachandran, S. C. & Bell, R. A. 1998, *Nature*, 392, 791
- Barbuy, B. 1983, *A&A*, 123, 1
- Barbuy, B. 1985, *A&A*, 151, 189

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Barbuy, B. 1988, *A&A*, 191, 121
- Barbuy, B., Jorissen, A., Rossi, S. C. F., & Arnould, M. 1992, *A&A*, 262, 216
- Barbuy, B., Perrin, M.-N., Katz, D., et al. 2003, *A&A*, 404, 661
- Barbuy, B., Zoccali, M., Ortolani, S., et al. 2006, *A&A*, 449, 349
- Barnes, G., Charbonneau, P., & MacGregor, K. B. 1999, *ApJ*, 511, 466
- Basu, S. & Antia, H. M. 2008, *Phys. Rev.*, 457, 217
- Bates, D. R. 1952, *MNRAS*, 112, 40
- Baumgardt, H., Dettbarn, C., & Wielen, R. 2000, *A&AS*, 146, 251
- Baummueller, D., Butler, K., & Gehren, T. 1998, *A&A*, 338, 637
- Bautista, M. A. 1997, *A&AS*, 122, 167
- Becker, W. 1960, *Zeitschrift fur Astrophysik*, 51, 49
- Becker, W., Svolopoulos, S. N., & Fang, C. 1976, *Kataloge photographischer und photoelektrischer Helligkeiten von 25 galaktischen Sternhaufen im RGU- und UcBV-System* (Basel: Astronomisches Institut der Universitaet Basel, 1976)
- Beckman, J. E., Abia, C., & Rebolo, R. 1989, *Ap&SS*, 157, 41
- Beers, T. C., Suzuki, T. K., & Yoshii, Y. 2000, in *IAU Symposium 198*, ed. L. da Silva, R. de Medeiros, & M. Spite, 425–+
- Bell, R. A., Balachandran, S. C., & Bautista, M. 2001, *ApJL*, 546, L65
- Boesgaard, A. M. 2007, *ApJ*, 667, 1196
- Boesgaard, A. M., Armengaud, E., & King, J. R. 2003a, *ApJ*, 583, 955
- Boesgaard, A. M., Armengaud, E., & King, J. R. 2003b, *ApJ*, 582, 410
- Boesgaard, A. M., Armengaud, E., & King, J. R. 2004a, *ApJ*, 605, 864
- Boesgaard, A. M., Armengaud, E., King, J. R., Deliyannis, C. P., & Stephens, A. 2004b, *ApJ*, 613, 1202
- Boesgaard, A. M., Deliyannis, C. P., King, J. R., et al. 1999, *AJ*, 117, 1549
- Boesgaard, A. M. & King, J. R. 1993, *AJ*, 106, 2309
- Boesgaard, A. M. & King, J. R. 2002, *ApJ*, 565, 587
- Boesgaard, A. M. & Novicki, M. C. 2006, *ApJ*, 641, 1122
- Boesgaard, A. M., Stephens, A., & Deliyannis, C. P. 2005, *ApJ*, 633, 398
- Boesgaard, A. M. & Tripicco, M. J. 1986, *ApJL*, 302, L49
- Bonifacio, P. & Molaro, P. 1997, *MNRAS*, 285, 847
- Bonifacio, P., Molaro, P., Sivarani, T., et al. 2007, *A&A*, 462, 851
- Boothroyd, A. I. & Sackmann, I.-J. 1999, *ApJ*, 510, 232

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Boyarchuk, A. A., Aantipova, L. I., & Boyarchuk, M. E. Savanov, I. S. 1996, *Astronomy Reports*, 40, 783
- Bozkurt, S. 1974, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 1, 89
- Bragaglia, A., Carretta, E., Gratton, R. G., et al. 2001, *AJ*, 121, 327
- Bruntt, H., Frandsen, S., Kjeldsen, H., & Andersen, M. I. 1999, *A&AS*, 140, 135
- Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A., & Hoyle, F. 1957, *Reviews of Modern Physics*, 29, 547
- Burles, S., Nollett, K. M., & Turner, M. S. 2001, *ApJL*, 552, L1
- Cameron, A. G. W. & Fowler, W. A. 1971, *ApJ*, 164, 111
- Cannon, R. D. 1970, *MNRAS*, 150, 111
- Cantiello, M. & Langer, N. 2008, *ArXiv e-prints*, astro-ph/0806.4342
- Carbon, D. F., Barbuy, B., Kraft, R. P., Friel, E. D., & Suntzeff, N. B. 1987, *PASP*, 99, 335
- Carney, B. W., Latham, D. W., Laird, J. B., Grant, C. E., & Morse, J. A. 2001, *AJ*, 122, 3419
- Carney, B. W., Wright, J. S., Sneden, C., et al. 1997, *AJ*, 114, 363
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R. G., & Tosi, M. 2004, *A&A*, 422, 951
- Casares, J., Bonifacio, P., Gonzalez Hernandez, J. I., Molaro, P., & Zoccali, M. 2007, *A&A*, 470, 1033
- Cassé, M., Lehoucq, R., & Vangioni-Flam, E. 1995, *Nature*, 373, 318
- Castelli, F., Gratton, R. G., & Kurúcz, R. L. 1997, *A&A*, 318, 841
- Castelli, F. & Kurúcz, R. L. 2003, in *Proceedings of the IAU Symposium 210*, ed. N. Piskunov, W. W. Weiss, & D. F. Gray, A20
- Castilho, B. V., Spite, F., Barbuy, B., et al. 1999, *A&A*, 345, 249
- Caughlan, G. R. & Fowler, W. A. 1962, *ApJ*, 136, 453
- Cayrel, R., Depagne, E., Spite, M., et al. 2004, *A&A*, 416, 1117
- Charbonnel, C. 1994, *A&A*, 282, 811
- Charbonnel, C. & Balachandran, S. C. 2000, *A&A*, 359, 563
- Charbonnel, C., Brown, J. A., & Wallerstein, G. 1998, *A&A*, 332, 204
- Charbonnel, C. & Do Nascimento, J. D. 1998, *A&A*, 336, 915
- Charbonnel, C. & Primas, F. 2005, *A&A*, 442, 961
- Charbonnel, C. & Talon, S. 1999, *A&A*, 351, 635
- Charbonnel, C., Vauclair, S., Maeder, A., Meynet, G., & Schaller, G. 1994, *A&A*,

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- 283, 155
- Charbonnel, C. & Zahn, J.-P. 2007a, *A&A*, 467, L15
- Charbonnel, C. & Zahn, J.-P. 2007b, *A&A*, 476, L29
- Chen, L., Hou, J. L., & Wang, J. J. 2003, *AJ*, 125, 1397
- Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Benoni, T., & Zhao, G. 2001, *A&A*, 371, 943
- Chiappini, C., Romano, D., & Matteucci, F. 2003, *MNRAS*, 339, 63
- Chiosi, C., Bertelli, G., & Bressan, A. 1992, *ARA&A*, 30, 235
- Chmielewski, Y., Brault, J. W., & Mueller, E. A. 1975, *A&A*, 42, 37
- Clariá, J. J. & Lapasset, E. 1983, *Journal of Astrophysics and Astronomy*, 4, 117
- Clariá, J. J. & Lapasset, E. 1985, *MNRAS*, 214, 229
- Clariá, J. J. & Lapasset, E. 1988, *MNRAS*, 235, 1129
- Clariá, J. J., Lapasset, E., & Minniti, D. 1989, *A&AS*, 78, 363
- Clariá, J. J. & Mermilliod, J.-C. 1992, *A&AS*, 95, 429
- Clariá, J. J., Mermilliod, J.-C., Piatti, A. E., & Minniti, D. 1994, *A&AS*, 107, 39
- Clariá, J. J., Piatti, A. E., Lapasset, E., & Parisi, M. C. 2005, *Baltic Astronomy*, 14, 301
- Coc, A., Vangioni-Flam, E., Descouvemont, P., Adahchour, A., & Angulo, C. 2004, *ApJ*, 600, 544
- Cochran, W. D., Endl, M., Wittenmyer, R. A., & Bean, J. L. 2007, *ApJ*, 665, 1407
- Coelho, P., Barbuy, B., Meléndez, J., Schiavon, R. P., & Castilho, B. V. 2005, *A&A*, 443, 735
- Cohen, J. G., McWilliam, A., Sheckman, S., et al. 2006, *AJ*, 132, 137
- Cram, L. 1999, in *Trans. of the IAU*, vol. XXIIIB, *Proceedings of the 23rd General Assembly*, ed. J. Andersen, 141–
- da Silva, L., de La Reza, R., & Barbuy, B. 1995, *ApJL*, 448, L41
- da Silva, L., Girardi, L., Pasquini, L., et al. 2006, *A&A*, 458, 609
- Dalgarno, A. 1962, *GCA Technical Report No 62-28-A* (Bedford, Mass.)
- Dalgarno, A. & Williams, D. A. 1962, *ApJ*, 136, 690
- Dearborn, D. S., Bolton, A. J. C., & Eggleton, P. P. 1975a, *MNRAS*, 170, 7P
- Dearborn, D. S. P., Lambert, D. L., & Tomkin, J. 1975b, *ApJ*, 200, 675
- Dearborn, D. S. P., Lattanzio, J. C., & Eggleton, P. P. 2006, *ApJ*, 639, 405
- Decressin, T., Meynet, G., Charbonnel, C., Prantzos, N., & Ekström, S. 2007, *A&A*, 464, 1029

- Dekker, H., Delabre, B., & Dodorico, S. 1986, in SPIE Conference, Vol. 627, Proceedings of the Meeting: Instrumentation in astronomy VI; Tucson, AZ, ed. D. L. Crawford, 339–348
- Dekker, H., D’Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B., & Kotzlowski, H. 2000, in Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference, Vol. 4008, Proc. SPIE, Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors, ed. M. Iye & A. F. Moorwood, 534–545
- Deliyannis, C. P., Boesgaard, A. M., Stephens, A., et al. 1998, *ApJL*, 498, L147+
- Deliyannis, C. P. & Pinsonneault, M. H. 1997, *ApJ*, 488, 836
- Deliyannis, C. P., Steinhauer, A., & Jeffries, R. D. 2002, *ApJL*, 577, L39
- Demarque, P. & Heasley, J. N. 1971, *MNRAS*, 155, 85
- Denissenkov, P. A. & Pinsonneault, M. 2007, *ApJ*, 655, 1157
- Denissenkov, P. A. & Pinsonneault, M. 2008, *ApJ*, 684, 626
- Denissenkov, P. A. & Vandenberg, D. A. 2003, *ApJ*, 593, 509
- Denissenkov, P. A. & Weiss, A. 2004, *ApJ*, 603, 119
- Dias, W. S., Lépine, J. R. D., & Alessi, B. S. 2001, *A&A*, 376, 441
- Dommanget, J. & Nys, O. 1994, *Communications de l’Observatoire Royal de Belgique*, 115, 1
- Dragon, J. N. & Mutschlecner, J. P. 1980, *ApJ*, 239, 1045
- Drake, N. A., de la Reza, R., da Silva, L., & Lambert, D. L. 2002, *AJ*, 123, 2703
- Duncan, D. K., Lambert, D. L., & Lemke, M. 1992, *ApJ*, 401, 584
- Edmunds, M. G. & Pagel, B. E. J. 1978, *MNRAS*, 185, 77P
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., et al. 1993, *A&A*, 275, 101
- Eggen, O. J. 1969, *ApJ*, 155, 439
- Eggen, O. J. 1971, *ApJ*, 166, 87
- Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, *ApJ*, 136, 748
- Eggleton, P. P., Dearborn, D. S. P., & Lattanzio, J. C. 2006, *Science*, 314, 1580
- Ellison, S. L., Prochaska, J. X., & Lopez, S. 2007, *MNRAS*, 380, 1245
- ESA. 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogues*, 1239
- Fabbian, D., Asplund, M., Carlsson, M., & Kiselman, D. 2006, *A&A*, 458, 899
- Faulkner, D. J. & Cannon, R. D. 1973, *ApJ*, 180, 435
- Favata, F., Micela, G., & Sciortino, S. 1996, *A&A*, 311, 951
- Fedotov, S. I., Kartavtsev, O. I., Kochkin, V. I., & Malykh, A. V. 2004, *Phys.*

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Rev. C, 70, 014006
- Feinstein, A. & Forte, J. C. 1974, *PASP*, 86, 284
- Fernandez, J. A. & Salgado, C. W. 1980, *A&AS*, 39, 11
- Fields, B. D., Daigne, F., Cassé, M., & Vangioni-Flam, E. 2002, *ApJ*, 581, 389
- Fields, B. D. & Olive, K. A. 1999, *ApJ*, 516, 797
- Font, A. S., Johnston, K. V., Bullock, J. S., & Robertson, B. E. 2006, *ApJ*, 638, 585
- Fouts, G. 1987, *PASP*, 99, 986
- François, P., Depagne, E., Hill, V., et al. 2007, *A&A*, 476, 935
- Fremat, Y. & Houziaux, L. 1997, *A&A*, 320, 580
- Friel, E. D., Jacobson, H. R., Barrett, E., et al. 2003, *AJ*, 126, 2372
- Fuhr, J. R. & Wiese, W. L. 2006, *Journal of Physical and Chemical Reference Data*, 35, 1669
- Fuhrmann, K. 1998, *A&A*, 330, 626
- Fuhrmann, K. 2000, <http://www.ing.iac.es/klaus/>
- Fuhrmann, K. 2004, *Astronomische Nachrichten*, 325, 3
- Fuhrmann, K. 2008, *MNRAS*, 384, 173
- Fulbright, J. P. 2000, *AJ*, 120, 1841
- Fusi Pecci, F., Ferraro, F. R., Crocker, D. A., Rood, R. T., & Buonanno, R. 1990, *A&A*, 238, 95
- Galli, D., Stanghellini, L., Tosi, M., & Palla, F. 1997, *ApJ*, 477, 218
- Gamow, G. 1946, *Physical Review*, 70, 572
- Garcia Lopez, R. J., Rebolo, R., & Perez de Taoro, M. R. 1995a, *A&A*, 302, 184
- Garcia Lopez, R. J., Severino, G., & Gomez, M. T. 1995b, *A&A*, 297, 787
- García Pérez, A. E., Asplund, M., Primas, F., Nissen, P. E., & Gustafsson, B. 2006, *A&A*, 451, 621
- García Pérez, A. E. & Primas, F. 2006, *A&A*, 447, 299
- Geisler, D., Smith, V. V., Wallerstein, G., Gonzalez, G., & Charbonnel, C. 2005, *AJ*, 129, 1428
- Geltman, S. 1962, *ApJ*, 136, 935
- Gilmore, G., Gustafsson, B., Edvardsson, B., & Nissen, P. E. 1992, *Nature*, 357, 379
- Gilroy, K. K. 1989, *ApJ*, 347, 835

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Gilroy, K. K. & Brown, J. A. 1991, *ApJ*, 371, 578
- Gingerich, O. 1964, *SAO Special Report*, 167, 17
- Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., et al. 2002, *A&A*, 391, 195
- Gliese, W. & Jahreiss, H. 1988, *Ap&SS*, 142, 49
- Goldberg, D., Mazeh, T., Latham, D. W., et al. 2002, *AJ*, 124, 1132
- Gonzalez, G. 2006, *MNRAS*, 367, L37
- González, J. F. & Lapasset, E. 2002, *AJ*, 123, 3318
- Goswami, A. & Prantzos, N. 2000, *A&A*, 359, 191
- Gratton, R. & Sneden, C. 1988, *A&A*, 204, 193
- Gratton, R. & Sneden, C. 1991, *A&A*, 241, 501
- Gratton, R. G., Bragaglia, A., Carretta, E., et al. 2003a, *A&A*, 408, 529
- Gratton, R. G., Carretta, E., Claudi, R., Lucatello, S., & Barbieri, M. 2003b, *A&A*, 404, 187
- Gratton, R. G., Carretta, E., Desidera, S., et al. 2003c, *A&A*, 406, 131
- Gratton, R. G., Carretta, E., Eriksson, K., & Gustafsson, B. 1999, *A&A*, 350, 955
- Gratton, R. G., Sneden, C., Carretta, E., & Bragaglia, A. 2000, *A&A*, 354, 169
- Grevesse, N., Noels, A., & Sauval, A. J. 1996, in *ASP Conf. Ser. 99: Cosmic Abundances*, ed. S. S. Holt & G. Sonneborn, 117–
- Grevesse, N. & Sauval, A. J. 1998, *Space Science Reviews*, 85, 161
- Hamdani, S., North, P., Mowlavi, N., Raboud, D., & Mermilliod, J.-C. 2000, *A&A*, 360, 509
- Heger, A., Kolbe, E., Haxton, W. C., et al. 2005, *Physics Letters B*, 606, 258
- Henry, R. B. C., Edmunds, M. G., & Köppen, J. 2000, *ApJ*, 541, 660
- Herzog, A. D., Sanders, W. L., & Seggewiss, W. 1975, *A&AS*, 19, 211
- Higdon, J. C., Lingenfelter, R. E., & Ramaty, R. 1998, *ApJL*, 509, L33
- Hinkle, K. H., Lambert, D. L., & Snell, R. L. 1976, *ApJ*, 210, 684
- Hobbs, L. M., Iben, I. J., & Pilachowski, C. 1989, *ApJ*, 347, 817
- Hoyle, F. & Tayler, R. J. 1964, *Nature*, 203, 1108
- Iben, I. J. 1964, *ApJ*, 140, 1631
- Iben, I. J. 1968, *ApJ*, 154, 581
- Israelian, G., García López, R. J., & Rebolo, R. 1998, *ApJ*, 507, 805
- Iwamoto, K., Brachwitz, F., Nomoto, K., et al. 1999, *ApJS*, 125, 439
- Iwamoto, K., Mazzali, P. A., Nomoto, K., et al. 1998, *Nature*, 395, 672

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Iwamoto, K., Nomoto, K., Mazzali, P. A., & et al. 2003, in *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, Vol. 598, *Supernovae and Gamma-Ray Bursters*, ed. K. Weiler, 243–281
- Jacobson, H. R., Friel, E. D., & Pilachowski, C. A. 2007, *AJ*, 134, 1216
- Kaufer, A., Stahl, O., Tubbesing, S., et al. 1999, *The Messenger*, 95, 8
- Keller, L. D., Pilachowski, C. A., & Sneden, C. 2001, *AJ*, 122, 2554
- King, J. R. 2001, *AJ*, 122, 3115
- King, J. R. 2002, *PASP*, 114, 25
- Kippenhahn, R., Ruschenplatt, G., & Thomas, H.-C. 1980, *A&A*, 91, 175
- Kopff, E. 1943, *Astronomische Nachrichten*, 274, 69
- Korn, A. J., Grundahl, F., Richard, O., et al. 2007, *ApJ*, 671, 402
- Kozhurina-Platais, V., Girard, T. M., Platais, I., et al. 1995, *AJ*, 109, 672
- Kunz, R., Fey, M., Jaeger, M., et al. 2002, *ApJ*, 567, 643
- Kusakabe, M. 2008, *ApJ*, 681, 18
- Latham, D. W., Stefanik, R. P., Torres, G., et al. 2002, *AJ*, 124, 1144
- Laws, C. & Gonzalez, G. 2003, *ApJ*, 595, 1148
- Lèbre, A., de Laverny, P., de Medeiros, J. R., Charbonnel, C., & da Silva, L. 1999, *A&A*, 345, 936
- Ledoux, W. P. 1947, *ApJ*, 105, 305
- Lejeune, T. & Schaerer, D. 2001, *A&A*, 366, 538
- Lemoine, M., Vangioni-Flam, E., & Cassé, M. 1998, *ApJ*, 499, 735
- Lindgren, H. & Ardeberg, A. 1996, *A&AS*, 119, 25
- Lindoff, U. 1972, *A&AS*, 7, 231
- Lodders, K. 2003, *ApJ*, 591, 1220
- Lorenz-Wirzba, H., Schmalbrock, P., Trautvetter, H. P., et al. 1979, *Nuclear Physics A*, 313, 346
- Lu, P. K., Demarque, P., van Alena, W., McAlister, H., & Hartkopf, W. 1987, *AJ*, 94, 1318
- Luck, R. E. 1994, *ApJS*, 91, 309
- Luck, R. E., Kovtyukh, V. V., & Andrievsky, S. M. 2006, *AJ*, 132, 902
- MacConnell, D. J., Osborn, W. H., & Miller, R. J. 1997, *AJ*, 114, 1268
- Maeder, A. & Meynet, G. 2003, *A&A*, 411, 543
- Malaney, R. A. & Mathews, G. J. 1993, *Phys. Rev.*, 229, 145

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Mashonkina, L. I., Shimanskiĭ, V. V., & Sakhbullin, N. A. 2000, *Astronomy Reports*, 44, 790
- Mathis, S. & Zahn, J.-P. 2004, *A&A*, 425, 229
- Mazzali, P. A., Iwamoto, K., & Nomoto, K. 2000, *ApJ*, 545, 407
- Mazzali, P. A., Lucy, L. B., & Butler, K. 1992, *A&A*, 258, 399
- Mazzitelli, I. & Moretti, M. 1980, *ApJ*, 235, 955
- McAlister, H. A., Hartkopf, W. I., Hutter, D. J., Shara, M. M., & Franz, O. G. 1987, *AJ*, 93, 183
- McWilliam, A., Preston, G. W., Sneden, C., & Searle, L. 1995, *AJ*, 109, 2757
- McWilliam, A. & Rich, R. M. 1994, *ApJS*, 91, 749
- Meibom, S. 2000, *A&A*, 361, 929
- Meibom, S., Andersen, J., & Nordström, B. 2002, *A&A*, 386, 187
- Meléndez, J., Barbuy, B., Bica, E., et al. 2003, *A&A*, 411, 417
- Meléndez, J., Shchukina, N. G., Vasiljeva, I. E., & Ramírez, I. 2006, *ApJ*, 642, 1082
- Meneguzzi, M., Audouze, J., & Reeves, H. 1971, *A&A*, 15, 337
- Meneguzzi, M. & Reeves, H. 1975, *A&A*, 40, 99
- Mermilliod, J.-C., Andersen, J., Latham, D. W., & Mayor, M. 2007, *A&A*, 473, 829
- Mermilliod, J.-C., Andersen, J., Nordstroem, B., & Mayor, M. 1995, *A&A*, 299
- Mermilliod, J.-C. & Mayor, M. 1989, *A&A*, 219, 125
- Mermilliod, J.-C. & Mayor, M. 1990, *A&A*, 237, 61
- Meynet, G. & Maeder, A. 2002a, *A&A*, 390, 561
- Meynet, G. & Maeder, A. 2002b, *A&A*, 381, L25
- Michaud, G. 1986, *ApJ*, 302, 650
- Milone, A., Barbuy, B., Spite, M., & Spite, F. 1992, *A&A*, 261, 551
- Mitler, H. E. 1970, *SAO Special Report*, 330
- Mocák, M., Mueller, E., Weiss, A., & Kifonidis, K. 2008, *A&A*, 490, 265
- Molaro, P. & Beckman, J. 1984, *A&A*, 139, 394
- Molaro, P., Bonifacio, P., Castelli, F., & Pasquini, L. 1997, *A&A*, 319, 593
- Montalban, J. & Schatzman, E. 1996, *A&A*, 305, 513
- Montalbán, J. & Schatzman, E. 2000, *A&A*, 354, 943
- Mowlavi, N. 1999, *A&A*, 350, 73

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Müller, E. A., Peytremann, E., & de La Reza, R. 1975, *Solar Physics*, 41, 53
- Murray, N., Chaboyer, B., Arras, P., Hansen, B., & Noyes, R. W. 2001, *ApJ*, 555, 801
- Nakamura, K. & Shigeyama, T. 2004, *ApJ*, 610, 888
- Nakamura, T., Umeda, H., Iwamoto, K., et al. 2001, *ApJ*, 555, 880
- Nissen, P. E., Akerman, C., Asplund, M., Fabbian, D., & Kerber, F. 2007, *A&A*, 469, 319
- Nissen, P. E., Chen, Y. Q., Schuster, W. J., & Zhao, G. 2000, *A&A*, 353, 722
- Nissen, P. E., Gustafsson, B., Edvardsson, B., & Gilmore, G. 1994, *A&A*, 285, 440
- Nissen, P. E. & Schuster, W. J. 1997, *A&A*, 326, 751
- Nomoto, K., Tominaga, N., Umeda, H., Kobayashi, C., & Maeda, K. 2006, *Nuclear Physics A*, 777, 424
- Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, *A&A*, 418, 989
- Norris, J. 1994, *ApJ*, 431, 645
- Norris, J. E., Ryan, S. G., & Beers, T. C. 2001, *ApJ*, 561, 1034
- Orito, M., Kajino, T., Boyd, R. N., & Mathews, G. J. 1997, *ApJ*, 488, 515
- Pace, G., Pasquini, L., & François, P. 2008, *A&A*, 489, 403
- Palacios, A., Charbonnel, C., Talon, S., & Siess, L. 2006, *A&A*, 453, 261
- Palacios, A., Talon, S., Charbonnel, C., & Forestini, M. 2003, *A&A*, 399, 603
- Parizot, E. 2000, *A&A*, 362, 786
- Parizot, E. 2001, *Space Science Reviews*, 99, 61
- Parizot, E. & Drury, L. 1999, *A&A*, 349, 673
- Parizot, E. & Drury, L. 2000, *A&A*, 356, L66
- Pasquini, L., Bonifacio, P., Randich, S., Galli, D., & Gratton, R. G. 2004a, *A&A*, 426, 651
- Pasquini, L., Bonifacio, P., Randich, S., et al. 2007, *A&A*, 464, 601
- Pasquini, L., Galli, D., Gratton, R. G., et al. 2005, *A&A*, 436, L57
- Pasquini, L., Liu, Q., & Pallavicini, R. 1994, *A&A*, 287, 191
- Pasquini, L., Randich, S., & Pallavicini, R. 1997, *A&A*, 325, 535
- Pasquini, L., Randich, S., & Pallavicini, R. 2001, *A&A*, 374, 1017
- Pasquini, L., Randich, S., Zoccali, M., et al. 2004b, *A&A*, 424, 951
- Pasquini, L., Smiljanic, R., Bonifacio, P., et al. 2009, in *Proceedings of the IAU Symposium 254*, ed. J. Andersen, J. Bland-Hawthorn, & B. Nordström, in press

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Patience, J., White, R. J., Ghez, A. M., et al. 2002, *ApJ*, 581, 654
- Pavlenko, Y. V., Jones, H. R. A., & Longmore, A. J. 2003, *MNRAS*, 345, 311
- Peebles, P. J. E. 1966, *ApJ*, 146, 542
- Peimbert, M., Luridiana, V., & Peimbert, A. 2007, *ApJ*, 666, 636
- Piau, L., Beers, T. C., Balsara, D. S., et al. 2006, *ApJ*, 653, 300
- Pilachowski, C., Sneden, C., Freeland, E., & Casperson, J. 2003, *AJ*, 125, 794
- Plez, B., Brett, J. M., & Nordlund, A. 1992, *A&A*, 256, 551
- Podsiadlowski, P., Nomoto, K., Maeda, K., et al. 2002, *ApJ*, 567, 491
- Prantzos, N. 1996, *A&A*, 310, 106
- Prantzos, N. 2007, *Space Science Reviews*, 130, 27
- Prantzos, N., Cassé, M., & Vangioni-Flam, E. 1993, *ApJ*, 403, 630
- Prantzos, N., Charbonnel, C., & Iliadis, C. 2007, *A&A*, 470, 179
- Primas, F., Asplund, M., Nissen, P. E., & Hill, V. 2000a, *A&A*, 364, L42
- Primas, F., Duncan, D. K., Pinsonneault, M. H., Deliyannis, C. P., & Thorburn, J. A. 1997, *ApJ*, 480, 784
- Primas, F., Molaro, P., Bonifacio, P., & Hill, V. 2000b, *A&A*, 362, 666
- Prochaska, J. X., Naumov, S. O., Carney, B. W., McWilliam, A., & Wolfe, A. M. 2000, *AJ*, 120, 2513
- Ralchenko, Y., Jou, F.-C., Kelleher, D. E., et al. 2005, NIST Atomic Database (version 3.0) (<http://physics.nist.gov/asd>: National Institute of Standards and Technology)
- Ramaty, R., Scully, S. T., Lingenfelter, R. E., & Kozlovsky, B. 2000, *ApJ*, 534, 747
- Randich, S., Primas, F., Pasquini, L., & Pallavicini, R. 2002, *A&A*, 387, 222
- Randich, S., Primas, F., Pasquini, L., Sestito, P., & Pallavicini, R. 2007, *A&A*, 469, 163
- Randich, S., Sestito, P., Primas, F., Pallavicini, R., & Pasquini, L. 2006, *A&A*, 450, 557
- Rayet, M. & Hashimoto, M.-a. 2000, *A&A*, 354, 740
- Rayleigh, L. 1883, *Proc. Roy. Math. Soc.*, 14, 170
- Rebolo, R., Abia, C., Beckman, J. E., & Molaro, P. 1988, *A&A*, 193, 193
- Recio-Blanco, A. & de Laverny, P. 2007, *A&A*, 461, L13
- Reeves, H. 1994, *Reviews of Modern Physics*, 66, 193

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Reeves, H., Audouze, J., Fowler, W. A., & Schramm, D. N. 1973, *ApJ*, 179, 909
- Reeves, H., Fowler, W. A., & Hoyle, F. 1970, *Nature*, 226, 727
- Renzini, A. & Voli, M. 1981, *A&A*, 94, 175
- Richard, O., Michaud, G., Richer, J., et al. 2002, *ApJ*, 568, 979
- Richer, J. & Michaud, G. 1993, *ApJ*, 416, 312
- Rolfs, C. & Rodney, W. S. 1974, *ApJL*, 194, L63+
- Rollinde, E., Maurin, D., Vangioni, E., Olive, K. A., & Inoue, S. 2008, *ApJ*, 673, 676
- Romano, D., Matteucci, F., Molaro, P., & Bonifacio, P. 1999, *A&A*, 352, 117
- Ryan, S. G., Beers, T. C., Kajino, T., & Rosolankova, K. 2001, *ApJ*, 547, 231
- Ryan, S. G., Bessell, M. S., Sutherland, R. S., & Norris, J. E. 1990, *ApJL*, 348, L57
- Ryan, S. G. & Deliyannis, C. P. 1995, *ApJ*, 453, 819
- Ryan, S. G., Norris, J. E., & Beers, T. C. 1996, *ApJ*, 471, 254
- Ryan, S. G., Norris, J. E., Bessell, M. S., & Deliyannis, C. 1992, *ApJ*, 388, 184
- Sadakane, K., Jugaku, J., & Takada-Hidai, M. 1985, *ApJ*, 297, 240
- Salpeter, E. E. 1952, *ApJ*, 115, 326
- Santos, N. C., García López, R. J., Israelian, G., et al. 2002, *A&A*, 386, 1028
- Santos, N. C., Israelian, G., Randich, S., García López, R. J., & Rebolo, R. 2004, *A&A*, 425, 1013
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., & Maeder, A. 1992, *A&AS*, 96, 269
- Schmidt, E. G. 1978, *PASP*, 90, 157
- Schramm, D. N., Steigman, G., & Dearborn, D. S. P. 1990, *ApJL*, 359, L55
- Searle, L. & Zinn, R. 1978, *ApJ*, 225, 357
- Sestito, P., Bragaglia, A., Randich, S., et al. 2008, *ArXiv e-prints*, astro-ph/807.2313
- Sestito, P. & Randich, S. 2005, *A&A*, 442, 615
- Sestito, P., Randich, S., & Bragaglia, A. 2007, *A&A*, 465, 185
- Shetrone, M. D. 2003, *ApJL*, 585, L45
- Shi, J. R., Gehren, T., & Zhao, G. 2004, *A&A*, 423, 683
- Shivamoggi, B. K. 2008, *ArXiv e-prints*
- Smiljanic, R. 2005, *Dissertação de Mestrado*, IAG/Universidade de São Paulo
- Smiljanic, R. & Barbuy, B. 2007, in *Proceedings of the IAU Symposium 241*, ed.

- A. Vazdekis & R. F. Peletier, Vol. 241, 103–104
- Smiljanic, R., Barbuy, B., De Medeiros, J. R., & Maeder, A. 2006, *A&A*, 449, 655
- Smiljanic, R., Gauderon, R., North, P., et al. 2007, in *Proceedings of the IAU Symposium 239*, ed. F. Kupka, I. Roxburgh, & K. Chan, Vol. 239, 298–300
- Smiljanic, R., Gauderon, R., North, P., et al. 2008a, *ArXiv e-prints*, 0810.1701
- Smiljanic, R., Pasquini, L., Bonifacio, P., et al. 2008b, *A&A*, in press
- Smiljanic, R., Pasquini, L., Galli, D., et al. 2008c, in *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, ed. S. Cassisi & M. Salaris, Vol. 79, 750
- Smiljanic, R., Pasquini, L., Primas, F., et al. 2008d, *MNRAS*, 385, L93
- Smith, G. H. 1983, *PASP*, 95, 296
- Smith, V. V., Hinkle, K. H., Cunha, K., et al. 2002, *AJ*, 124, 3241
- Snedden, C., Pilachowski, C. A., & Vandenberg, D. A. 1986, *ApJ*, 311, 826
- Soderblom, D. R., Jones, B. F., Balachandran, S., et al. 1993, *AJ*, 106, 1059
- Somerville, W. B. 1964, *ApJ*, 139, 192
- Spite, F. & Spite, M. 1982, *A&A*, 115, 357
- Spite, M., Barbuy, B., & Spite, F. 1989, *A&A*, 222, 35
- Spite, M., Cayrel, R., Hill, V., et al. 2006, *A&A*, 455, 291
- Spite, M., Maillard, J. P., & Spite, F. 1984, *A&A*, 141, 56
- Spite, M., Pasquini, L., & Spite, F. 1994, *A&A*, 290, 217
- Steigman, G. 2007, *Annual Review of Nuclear and Particle Science*, 57, 463
- Stephens, A. & Boesgaard, A. M. 2002, *AJ*, 123, 1647
- Stephens, A., Boesgaard, A. M., King, J. R., & Deliyannis, C. P. 1997, *ApJ*, 491, 339
- Stern, M. E. 1960, *Tellus*, 12, 172
- Stryker, L. L., Hesser, J. E., Hill, G., Garlick, G. S., & Okeefe, L. M. 1985, *PASP*, 97, 247
- Suzuki, T. K. & Yoshii, Y. 2001, *ApJ*, 549, 303
- Suzuki, T. K., Yoshii, Y., & Kajino, T. 1999, *ApJL*, 522, L125
- Sweigart, A. V. & Mengel, J. G. 1979, *ApJ*, 229, 624
- Swenson, F. J. & Faulkner, J. 1992, *ApJ*, 395, 654
- Takeda, Y. & Kawanomoto, S. 2005, *PASJ*, 57, 45
- Takeda, Y., Zhao, G., Takada-Hidai, M., et al. 2003, *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics*, 3, 316

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Talon, S. & Charbonnel, C. 1998, *A&A*, 335, 959
- Talon, S. & Charbonnel, C. 2003, *A&A*, 405, 1025
- Tan, K. F., Shi, J. R., & Zhao, G. 2008, ArXiv e-prints
- Tatischeff, V. & Thibaud, J.-P. 2007, *A&A*, 469, 265
- Tautvaišiene, G., Edvardsson, B., Puzeras, E., & Ilyin, I. 2005, *A&A*, 431, 933
- Tautvaišiene, G., Edvardsson, B., Tuominen, I., & Ilyin, I. 2000, *A&A*, 360, 499
- Taylor, G. 1950, *Royal Society of London Proceedings Series A*, 201, 192
- Thévenin, F. 1989a, *A&AS*, 77, 137
- Thévenin, F. 1989b, *A&AS*, 82, 179
- Thomas, D., Schramm, D. N., Olive, K. A., & Fields, B. D. 1993, *ApJ*, 406, 569
- Thomas, D., Schramm, D. N., Olive, K. A., et al. 1994, *ApJ*, 430, 291
- Thomas, H.-C. 1967, *Zeitschrift fur Astrophysik*, 67, 420
- Thorburn, J. A. & Hobbs, L. M. 1996, *AJ*, 111, 2106
- Travaglio, C., Randich, S., Galli, D., et al. 2001, *ApJ*, 559, 909
- Truran, J. W., Cowan, J. J., Pilachowski, C. A., & Sneden, C. 2002, *PASP*, 114, 1293
- Ulrich, R. K. 1972, *ApJ*, 172, 165
- Valenti, J. A. & Fischer, D. A. 2005, *ApJS*, 159, 141
- Valle, G., Ferrini, F., Galli, D., & Shore, S. N. 2002, *ApJ*, 566, 252
- Vangioni-Flam, E., Cassé, M., Audouze, J., & Oberto, Y. 1990, *ApJ*, 364, 568
- Vangioni-Flam, E., Ramaty, R., Olive, K. A., & Cassé, M. 1998, *A&A*, 337, 714
- Vardya, M. S. 1964, *ApJS*, 8, 277
- Vasilevskis, S., Klemola, A., & Preston, G. 1958, *AJ*, 63, 387
- Venn, K. A., Irwin, M., Shetrone, M. D., et al. 2004, *AJ*, 128, 1177
- Wagoner, R. V. 1973, *ApJ*, 179, 343
- Wagoner, R. V., Fowler, W. A., & Hoyle, F. 1967, *ApJ*, 148, 3
- Wallerstein, G., Herbig, G. H., & Conti, P. S. 1965, *ApJ*, 141, 610
- Wallerstein, G., Iben, I. J., Parker, P., et al. 1997, *Reviews of Modern Physics*, 69, 995
- Weiss, A. & Charbonnel, C. 2004, *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 75, 347
- Wiescher, M., Görres, J., & Schatz, H. 1999, *Journal of Physics G Nuclear Physics*, 25, 133

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Woosley, S. E., Hartmann, D. H., Hoffman, R. D., & Haxton, W. C. 1990, *ApJ*, 356, 272
- Woosley, S. E. & Weaver, T. A. 1995, *ApJS*, 101, 181
- Xu, H. Y. & Li, Y. 2004a, *A&A*, 418, 213
- Xu, H. Y. & Li, Y. 2004b, *A&A*, 418, 225
- Yang, W. M. & Bi, S. L. 2006, *A&A*, 449, 1161
- Yoshii, Y., Mathews, G. J., & Kajino, T. 1995, *ApJ*, 447, 184
- Zahn, J.-P. 1992, *A&A*, 265, 115

Livros Grátis

(<http://www.livrosgratis.com.br>)

Milhares de Livros para Download:

[Baixar livros de Administração](#)

[Baixar livros de Agronomia](#)

[Baixar livros de Arquitetura](#)

[Baixar livros de Artes](#)

[Baixar livros de Astronomia](#)

[Baixar livros de Biologia Geral](#)

[Baixar livros de Ciência da Computação](#)

[Baixar livros de Ciência da Informação](#)

[Baixar livros de Ciência Política](#)

[Baixar livros de Ciências da Saúde](#)

[Baixar livros de Comunicação](#)

[Baixar livros do Conselho Nacional de Educação - CNE](#)

[Baixar livros de Defesa civil](#)

[Baixar livros de Direito](#)

[Baixar livros de Direitos humanos](#)

[Baixar livros de Economia](#)

[Baixar livros de Economia Doméstica](#)

[Baixar livros de Educação](#)

[Baixar livros de Educação - Trânsito](#)

[Baixar livros de Educação Física](#)

[Baixar livros de Engenharia Aeroespacial](#)

[Baixar livros de Farmácia](#)

[Baixar livros de Filosofia](#)

[Baixar livros de Física](#)

[Baixar livros de Geociências](#)

[Baixar livros de Geografia](#)

[Baixar livros de História](#)

[Baixar livros de Línguas](#)

[Baixar livros de Literatura](#)
[Baixar livros de Literatura de Cordel](#)
[Baixar livros de Literatura Infantil](#)
[Baixar livros de Matemática](#)
[Baixar livros de Medicina](#)
[Baixar livros de Medicina Veterinária](#)
[Baixar livros de Meio Ambiente](#)
[Baixar livros de Meteorologia](#)
[Baixar Monografias e TCC](#)
[Baixar livros Multidisciplinar](#)
[Baixar livros de Música](#)
[Baixar livros de Psicologia](#)
[Baixar livros de Química](#)
[Baixar livros de Saúde Coletiva](#)
[Baixar livros de Serviço Social](#)
[Baixar livros de Sociologia](#)
[Baixar livros de Teologia](#)
[Baixar livros de Trabalho](#)
[Baixar livros de Turismo](#)