OBSERVATÓRIO NACIONAL - ON
MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E INOVAÇÃO - MCTI
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA

TESE DE DOUTORADO

ANÁLISE DE ESTRELAS DE BÁRIO BASEADA EM ESPECTROSCOPIA EM ALTA RESOLUÇÃO

DENISE BARBOSA DE CASTRO

Rio de Janeiro, 11 de agosto de 2015

OBSERVATÓRIO NACIONAL - ON
MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E INOVAÇÃO - MCTI
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA

TESE DE DOUTORADO

ANÁLISE DE ESTRELAS DE BÁRIO BASEADA EM ESPECTROSCOPIA EM ALTA RESOLUÇÃO

Tese de Doutorado apresentada no Observatório Nacional como parte dos requisitos para a obtenção do grau de Doutor em Astronomia.

ORIENTADOR: Claudio Bastos Pereira

Rio de Janeiro, 11 de agosto de 2015

Dedico essa tese à pessoa
que é minha inspiração
Meu apoio
E exemplo
Minha amada mãe

Agradecimentos

Diversas pessoas me ajudaram a trilhar esse caminho de desenvolvimento. Assim, gostaria de agradecer

- Ao meu orientador, Dr. Claudio Bastos Pereira, pela orientação e por ter dedicado parte do seu tempo a este trabalho,
- Aos meus colegas do Grupo de Estelar do Observatório Nacional, em todos esses anos. Foram vários os momentos de aprendizado.
- Aos meus companheiros da sala 7 (a sala mais musical do ON), Pedro Henrique Hasselmann, Maryory Loaiza, Victor Carreira e Eduardo Rondón,
- Aos demais colegas do ON com quem tive contato maior. Tanto pelas dicas e ajuda no decorrer do trabalho, quando pelo carinho e apoio. Forma muitos e não quero deixar a minha memória me trair. Porém, gostaria de citar em especial, pessoas que tive o prazer de conviver mais de perto: Ana Carolina de Souza, minhas hermanitas Ximena Saad Oliveira e Cintia Martinez, Tiago Souza, Sandro de Souza e Rodrigo Souza,
- À Maria Emilia pelas doses infinitas de café, carinho e exemplo de luta,
- À todos os professores da Pós-Graduação , em especial aos que ministraram disciplinas a mim,
- À Natalia Drake e Vladimir Ganido Ortega pela ajuda com a tese.

Bem como as pessoas do meio acadêmico permitem um desenvolvimento em diversas outras áreas pessoais, pessoas que não estão diretamente ligadas ao meio acadêmico acabam por permitir o desenvolvimento de características que são refletidas na feitura da Tese. Por este motivo, agradeço também

- À minha mãe Marizor Barbosa de Castro e meu pai Gilson Alves Santos, pelo amor, carinho e por entenderem meus desaparecimentos do convívio familiar,
- À Fabiola Pinho Magalhães, Andreia Pinheiro e Elisangela Costa, pelos anos de amizade,
- Ao clube de astronomia Mário Schenberg, que estumulou a paixão pela astronomia

Análise de estrelas de bário baseada em espectroscopia em alta resolução

Denise Barbosa de Castro

Resumo

Estrelas de bário representam uma classe de estrelas gigantes vermelhas quimicamente peculiares e por apresentarem enriquecimento de carbono e elementos do processo-s em relação ao Sol. Essas estrelas foram primeiramente identificadas por Bidelman & Keenen (1951) e destacavam-se em relação às demais estrelas gigantes vermelhas por apresentarem linhas intensas de Ba II (elemento produzido pelo processo-s) e bandas intensas de CH, C_2 e CN. Estrelas de bário foram consideradas como quimicamente peculiares porque linhas intensas de Ba II e carbono são esperadas em estrelas que alcançaram o ramo assintótico das gigantes, sendo este um estágio evolutivo mais avançado, onde ocorre o auto - enriquecimento de carbono e elementos do processo-s. A explicação para tais peculiaridades químicas tem sido relacionada à transferência de massa em um sistema binário. Neste cenário, as estrelas pertencentes ao sistema binário possuem massas diferentes, o que resulta em escalas de tempo evolutivas diferentes. A estrela com maior massa do sistema evoluiu mais rapidamente, atingindo condições necessárias para se auto - enriquecer em carbono e elementos do processo-s. Posteriormente, este material enriquecido é transferido para sua companheira menos evoluída.

A hipótese de binaridade tem encontrado suporte em algumas evidências como as detecções de variações de velocidades radiais das estrelas de bário e observações de excesso de radiação UV, típico de estrelas anãs brancas, que seriam resultado da evolução da componente de maior massa do sistema. Além disso, foram observadas estrelas enriquecidas em elementos do processo-s em nebulosas planetárias que fazem parte de sistemas binários.

Dessa forma, as estrelas de bário podem fornecer informações adicionais a respeito da formação de elementos do processo-s, uma vez que as atmosferas de estrelas do ramo assintótico das gigantes são dominadas por bandas moleculares que dificultam a identificação de linhas atômicas e a determinação de abundâncias a partir destas (especialmente de elementos mais pesados que o ferro, como os elementos do processo-s). Além disso, o padrão de abundâncias de elementos pesados pode contribuir para o melhor entendimento dos mecanismos de transferência de massa em sistemas binários.

Estimulados por estas questões, iniciamos um levantamento espectroscópico em alta resolução para uma amostra de 183 estrelas de bário que foram observadas e analisadas. Determinamos os parâmetros atmosféricos: temperatura efetiva ($T_{\rm eff}$), gravidade superficial

($\log g$), velocidade de microturbulência (v_t) e metalicidade ([Fe/H]) utilizando linhas de absorção de Fe I e Fe II, modelos atmosféricos de Kurucz (1993) e o código MOOG. Este código também foi utilizado para obter a composição química das estrelas da amostra. Determinamos a abundância dos elementos Na, Al, elementos α (Mg, Si, Ca, Ti), elementos do pico do ferro (Cr, Ni) e elementos do processo-s (Y, Zr, La, Ce e Nd). Com estes resultados realizamos um estudo comparativo entre as estrelas de bário e as estrelas gigantes de campo. Ao analisar os parâmetros atmosféricos,verificamos que as estrelas de bário apresentam uma componente mais evoluída (correspondendo a uma pequena parcela da amostra), com valores médios de gravidade superficial e temperatura efetiva menores em comparação às estrelas gigantes de campo utilizadas. De modo geral, as distribuições de abundâncias das estrelas de bário e das estrelas de campo são similares, exceto para os elementos do processo-s. Para estes elementos, as estrelas de bário apresentam diferentes graus de enriquecimento. Neste trabalho também determinamos as correções bolométricas, as absorções interestelares, as distâncias espectroscópicas, as massas estelares, as luminosidades e as propriedades cinemáticas para as estrelas da nossa amostra. Nenhuma das estrelas apresenta a luminosidade mínima necessária para se auto - enriquecer em carbono e elementos do processo-s. Além disso, nossa análise cinemática mostra que estrelas de bário são essencialmente estrelas do disco fino, porém também são encontradas no disco espesso e no halo da Galáxia.

Barium stars analysis based high-resolution spectroscopy

Denise Barbosa de Castro

Abstract

Barium stars represent a class of chemically peculiar red giant stars, which are enriched in s-process elements and are also carbon enriched relative to the Sun. First identified by Bidelman & Keenen (1951), these stars differ from the red giant stars due to the intense lines of Ba II and due to the moderate strong bands of CH and C_2. Since the luminosities of the barium stars are not large enough to be at the asymptotic giant branch phase, the most likely explanation for such chemical peculiarities is related to mass transfer in a binary system. In this scenario, a more massive star in a binary system evolves faster and become self-enriched in s-process elements and carbon at the asymptotic giant branch phase. After this phase prior to become a planetary-nebula, enriched material is transfered to its less evolved companion. The hypothesis of binarity is supported because several barium star were already proved to be members of binary systems. Barium stars can be a valuable source of diagnostic of the s-process nucleosynthesis at asymptotic giant branch phase, since the atmosphere of these cool evolved stars are strongly dominated by molecular lines, thus making it difficult to identify atomic lines (specially those of elements heavier than iron as the s-process elements) and calculate the abundances based on such lines. In addition, the heavy element abundance pattern can provide strong constraints for the formation and evolution of these peculiar binary systems.

Motivated by some of these questions above raised, we started a high-resolution spectroscopic survey of a sample of 183 barium stars and candidates. We determined the atmospheric parameters: the effective temperature ($T_{\rm eff}$), the surface gravity ($\log$ g), the microturbulence velocity (v_t) and the metallicity ([Fe/H]) using several absorption lines of Fe I and Fe II. We also determined the abundance of Na, Al, α-elements (Mg, Si, Ca, Ti), iron peak elements (Cr, Ni) and the s-process elements (Y, Zr, La, Ce and Nd). Model atmospheres of Kurucz (1993) and the code MOOG were used to perform such calculations.

Based on our results, we showed the barium giant stars have three peaks in the surface gravity distribution, one peak at $\log g$ = 2.5 and two others at $\log g$ = 1.7 and 1.3 which correspond to small sample of more evolved stars. The abundance of the elements lighter than iron are similar to the field giant stars while those of the s-process display several degrees of enrichment. We also determined the bolometric correction, interstellar absorption, spectroscopic distances, masses and luminosities of the stars of our sample. None of the stars are luminous enough to be at the asymptotic giant branch phase. Finally our kinematic analysis

shows that barium stars belong mainly to the thin disk, but they are also found in the thick disk and in the halo of the Galaxy.

Sumário

Dedicatória 2
Agradecimentos 3
Resumo 4
Abstract 6
Lista de Figuras 11
Lista de Tabelas 12

Introdução **13**

1 Processo-s na Astrofísica **19**
1.1 Processo-s 23
1.2 Estrelas AGB 25
1.3 Processo-s e as estrelas de bário 28

2 Seleção, observação e determinação dos parâmetros atmosféricos das estrelas de bário da nossa amostra **30**
2.1 Seleção da amostra 30
2.2 Observações 32
2.2.1 Seleção das linhas espectrais de absorção 32
2.3 Determinação dos parâmetros atmosféricos 35
2.3.1 Incerteza nos parâmetros atmosféricos 39
2.4 Abundâncias químicas 39

3 Discussões **41**
3.1 Parâmetros atmosféricos 41
3.2 A procura de linhas de tecnécio nas estrelas de bário 48
3.3 Posição das estrelas de bário no diagrama $\log g$ - $\log T_{\rm eff}$ 52
3.4 Distâncias espectroscópicas, altura ao plano Galáctico e luminosidades. 58
3.5 Análise das abundâncias químicas 65
3.5.1 Estrelas rejeitadas como estrelas de bário 65

3.5.2 Abundâncias das estrelas de bário : Sódio ao níquel 68
3.5.3 Elementos do processo-s 74
3.6 Análise cinemática das estrelas de bário 85

4 Conclusões e Perspectivas **96**

A Dados observacionais, abundâcias químicas e cinemática das estrelas de bário **110**

Lista de Figuras

1.1 Abundância do sistema solar versus massa atômica. 20
1.2 Parte da sequência de formação de elementos produzidos pelo processo-s, pelo processo-r e por ambos. 22
1.3 Curva $\sigma_A N_A \; versus$ massa atômica para os elementos do processo-s. 24
1.4 Esquema ilustrativo de uma estrela na fase AGB. 25
1.5 Evolução da luminosidade em função da idade para a camada de queima de H e para a camada de He da fase AGB. 27

2.1 Espectros das estrelas de bário 33
2.2 Espectros das estrelas de bário. 34
2.3 Logaritmo da abundância de Fe I (log ϵ(Fe I)) $versus$ potencial de excitação (χ (eV)). 36
2.4 Logaritmo da abundância de Fe I (log ϵ(Fe I)) versus largura equivalente reduzida ($\frac{W_\lambda}{\lambda}$). 37
2.5 Obtenção dos parâmetros atmosféricos 38

3.1 Histograma normalizado da metalicidade das estrelas de bário. 43
3.2 Histograma normalizado da gravidade superficial das estrelas de bário. 44
3.3 Histograma normalizado da temperatura das estrelas de bário. 46
3.4 Histograma normalizado da velocidade de microturbulência das estrelas de bário. 46
3.5 Diagrama $\log g \; versus$ metalicidade. 47
3.6 Procura de Tc nas estrelas de bário (1). 49
3.7 Procura de Tc nas estrelas de bário (2). 50
3.8 Procura de Tc nas estrelas de bário (3). 51
3.9 Posição das estrelas de bário e estrelas rejeitadas como estrelas de bário no diagrama $\log g$ - log $T_{\rm eff}$ para Z = 0.02. 53
3.10 Posição das estrelas de bário e estrelas rejeitadas como estrelas de bário no diagrama $\log g$ - log $T_{\rm eff}$ para Z = 0.008. 54
3.11 Posição das estrelas de bário e estrelas rejeitadas como estrelas de bário no diagrama $\log g$ - log $T_{\rm eff}$ para Z = 0.004. 54

3.12 Posição das estrelas de bário e estrelas rejeitadas como estrelas de bário no diagrama $\log g$ - $\log T_{\rm eff}$ para Z = 0.001. 55
3.13 Diagrama log idade - metalicidade. 57
3.14 Distâncias astrométricas a partir da paralaxe Hipparcos $versus$ distâncias espectroscópicas para algumas estrelas de bário. 59
3.15 Distribuição das distâncias ao plano Galáctico para as estrelas de bário. 61
3.16 Histograma normalizado das luminosidades. 63
3.17 $\log g$ $versus$ $\log$ L/L$_\odot$. 64
3.18 Estrelas rejeitadas como estrelas de bário. 66
3.19 Razões de abundâncias (Na ao Si). 68
3.20 Razões de abundâncias (Ca ao Ni). 69
3.21 Relação entre abundâncias de Na e $\log g$. 71
3.22 Elementos α vs. metalicidade. 73
3.23 Razões de abundâncias vs. metalicidade para elementos do processo-s. 75
3.24 Média dos elementos do processo-s vs. metalicidade. 78
3.25 Processo-s nas estrelas de bário (1). 79
3.26 Processo-s nas estrelas de bário (2). 80
3.27 Modelos de nucleossíntese do processo-s (1) 81
3.28 Modelos de nucleossíntese do processo-s (2) 82
3.29 Abundâncias dos elementos do processo-s vs. período orbital ($\log P$). 84
3.30 Histograma da componente da velocidade espacial U$_{\rm LSR}$. 86
3.31 Histograma da componente da velocidade espacial V$_{\rm LSR}$. 87
3.32 Histograma da componente da velocidade espacial W$_{\rm LSR}$. 88
3.33 Diagrama UV para algumas estrelas de bário. 90
3.34 Relação entre metalicidade, elementos α e velocidade espacial. 94

Lista de Tabelas

3.1 Médias da temperatura, gravidade superficial, metalicidade e velocidade de microturbulência 42
3.2 Massas das estrelas de bário 56
3.3 Parâmetros de ajuste para a distribuição de distâncias ao plano Galáctico. Na última coluna temos os valores de χ^2 normalizados pelo número de graus de liberdade. 60
3.4 Estrelas rejeitadas como estrelas de bário 67
3.5 Média das velocidades U_{lsr}, V_{lsr} e W_{lsr} 92

A.1 Observações e informações básicas das estrelas de bário. 111
A.2 Linhas de Fe I e Fe II utilizadas na nossa análise. 115
A.3 Parâmetros atmosféricos para as estrelas analisadas. 117
A.4 Comparação entre os parâmetros atmosféricos a partir da nossa análise e os da literatura. 121
A.5 Linhas de Absorção utilizadas para a determinação das abundâncias químicas. . 123
A.6 Razões de abundâncias para elementos do Na ao Ni. 126
A.7 Razões de abundâncias para elementos do processo-s. 130
A.8 Massas estelares, correções bolométricas, absorções interestelares, distâncias espectroscópicas, magnitudes absolutas e luminosidades 134
A.9 Dados cinemáticos das estrelas de bário 138

Introdução

Bidelman & Keenan (1951) identificaram, entre estrelas gigantes vermelhas do tipo espectral G e K, um grupo de estrelas peculiares que apresentavam linhas fortes de Ba II e bandas moleculares intensas de CH, C_2 e CN. Estas estrelas, classificadas originalmente como "Ba II stars", foram consideradas peculiares porque estas características eram tipicamente observadas em estrelas do tipo espectral S, que são estrelas mais evoluídas, com valores menores de temperatura em comparação às estrelas gigantes vermelhas.

A primeira análise detalhada da composição química dessa classe de estrelas foi realizada por Burbidge et al. (1957) ao estudar a estrela de bário HD 46407. Os autores encontraram sobreabundâncias reais de carbono e elementos gerados pelo processo-s[1] (entre eles o elemento químico bário) em relação à abundância solar e às estrelas gigantes normais.

A análise de outros elementos como carbono, nitrogênio e oxigênio foi realizada por Tomkin & Lambert (1979), Smith et al. (1980), Sneden et al. (1981) e Kovacs (1985). Estes estudos mostraram que as estrelas de bário apresentam enriquecimento de nitrogênio ([N/Fe]$\sim$ 0.3) e abundância de oxigênio tipicamente solar e compatível com o que se observa em estrelas gigantes do tipo G e K, sendo resultado do processo de primeira dragagem acompanhado pelo decréscimo de ^{12}C (Lambert & Ries, 1981). Porém, a abundância de carbono nas estrelas de bário apresenta-se três vezes maior em relação às gigantes normais com valores similares de temperatura e gravidade superficial.

Warner (1965) introduziu a classificação das estrelas de bário por índices (1 a 5) de acordo com a intensidade da linha de absorção de Ba II em 4554 Å. Quanto maior o índice da estrela de bário nessa escala, mais intensa é essa linha de bário. Catchpole et al. (1977) usaram uma escala maior para classificar estrelas de bário: 1 a 8. No entanto, a descoberta de estrelas de bário com linhas de Ba II mais fracas foram classificadas como "marginal barium stars" ou "mild barium stars" sendo necessário classificá-las com índices menores que 1, enquanto que as demais estrelas de bário foram classificadas como "certain barium stars" (Keenan & Pitts,

[1]Processo-s é um processo de nucleossíntese por captura de nêutrons que será detalhadamente descrito no Capítulo 1.

1980).

Posteriormente, peculiaridades semelhantes as das estrelas de bário foram observadas em estrelas de outras classes de luminosidades, inclusive em estrelas anãs da sequência principal (Tomkin et al., 1989; Duquennoy & Mayor, 1990). A existência dessas estrelas anãs de bário foi sugerida por Kollatschny (1980) e impulsionou a interpretação da possível evolução de estrelas anãs de bário em gigantes de bário (North & Duquennoy, 1991).

A sobreabundância de carbono e elementos do processo-s em estrelas de bário permaneceu até a década de 80 sem uma clara explicação e representava um grande paradoxo. Isso porque, de acordo com os processos de nucleossíntese conhecidos, a sobreabundância destes elementos é esperada em estrelas que alcançaram o ramo assintótico das gigantes do diagrama HR (Asymptotic Giant Branch - AGB), que possuem magnitudes absolutas (M_V) entre ~ -3.0 e -5.0, ou seja, estrelas de bário não são evoluídas o suficiente para gerar e levar até a superfície estelar carbono e elementos gerados pelo processo-s. Essa situação mudou quando McClure et al. (1980) descobriram que estrelas de bário fazem parte de sistemas binários. Dessa forma, a hipótese de binaridade forneceu uma interessante explicação para as peculiaridades observadas, sendo a transferência de massa em um sistema binário responsável pelo enriquecimento em elementos do processo-s e carbono observado nas estrelas de bário. Nessa hipótese a transferência de massa ocorreu quando essa companheira estava na fase de AGB. Isso é possível quando a diferença de massa entre as duas componentes do sistema binário resulta em uma diferença temporal na evolução das duas estrelas. A estrela com maior massa evoluiu mais rapidamente, alcançando a fase de AGB, enquanto que a estrela com menor massa encontrava-se em uma fase menos evoluída.

McClure et al. (1980) verificaram que cerca de 90% das estrelas de bário observadas por eles mostravam variação da velocidade radial, indicando a presença de uma companheira. Estes autores argumentaram que a não detecção de variação da velocidade radial para algumas estrelas de bário era devido à existência de sistemas binários com longos períodos orbitais e/ou altas inclinações dos planos orbitais, de modo que as variações de velocidades radiais seriam muito pequenas. Além disso, medidas de velocidades radiais de estrelas de bário não são numerosas e requerem uma longa série de observações devido aos longos períodos orbitais característicos de algumas dessas estrelas. Monitoramentos das velocidades radiais realizados em algumas décadas resultaram em 75 determinações de períodos orbitais de estrelas de bário: McClure et al. (1980), McClure (1983), McClure (1984), Udry et al. (1998).

Böhm-Vitense & Johnson (1980) observaram excesso no ultravioleta nas estrelas de bário ζ Cap e ξ Ceti associando-o à presença de uma companheira anã branca. Na hipótese de transferência de massa, a componente de maior massa do sistema evolui até a fase AGB e, após transferir material enriquecido para sua companheira com menor massa (futura estrela de bário), evolui como anã branca e em seguida entra em uma fase de esfriamento. As diferentes

temperaturas das anãs brancas estão diretamente relacionadas às diferentes épocas em que a transferência de massa ocorreu. De acordo com Böhm-Vitense et al. (2000), anãs brancas com menores temperaturas são indicações de que a transferência de massa ocorreu há mais tempo do que em sistemas binários com anãs brancas mais quentes. Entretanto, Dominy & Lambert (1983) ao analisar espectros do IUE ("Internation Ultraviolet Explorer") não encontraram excesso de UV para algumas estrelas de bário, o que poderia tornar questionável a hipótese de que todas as estrelas de bário teriam uma companheira anã branca. Mais tarde, Böhm-Vitense et al. (2000) argumentaram que a companheira anã branca já teria se esfriado o suficiente para não ser detectada pelo satélite IUE. Dessa forma, é possível que o tempo de esfriamento da estrela anã branca seja menor do que o tempo que a estrela menos evoluída precisou para se tornar uma estrela gigante vermelha, sendo possível que a transferência de massa tenha ocorrido quando a componente com menor massa do sistema binário ainda estivesse na fase de sequência principal.

Scalo (1976) estimou a massa típica de estrelas de bário em 2.5 $M_{\odot}$ e, segundo Böhm-Vitense et al. (2000), com base em modelos evolutivos de Schaller et al. (1992), estrelas com essa massa apresentam uma escala de tempo de aproximadamente 7×10^8 anos para atingir a fase de gigante vermelha. Assim, a estrela anã branca companheira teria se esfriado e atingido nesse tempo uma temperatura de 9500 K, sendo assim não detectada no estudo realizado por Böhm-Vitense et al. (2000). Jorissen & van Eck (2000) concluíram que a binaridade é uma condição necessária, mas não suficiente, para a formação de estrelas de bário, já que são observados sistemas binários constituídos de uma estrela anã branca e uma gigante vermelha sem peculiaridades químicas. Além disso, esses autores relacionaram o grau de enriquecimento de elementos do processo-s e período orbital verificando que "mild barium stars" apresentam mais baixos graus de enriquecimento devido aos seus longos períodos orbitais. Eles também investigaram os possíveis processos de formação de estrelas de bário e concluiram que, de modo geral, em sistemas com longos períodos (maiores que $\sim$ 1500 dias) as estrelas de bário são formadas por mecanismos de acreção de massa por ventos estelares e em sistemas com períodos menores, elas são formadas por preenchimento do lóbulo de Roche.[2]

A separação do sistema binário não é o único fator que influencia nas sobreabundâncias observadas nas estrelas de bário. A metalicidade e a massa inicial da estrela AGB estão diretamente relacionadas à quantidade de elementos do processo-s que serão gerados e que serão posteriormente transferidos para a estrela de bário.

Estrelas enriquecidas em elementos do processo-s têm sido descobertas em nebulosas planetárias que fazem parte de sistemas binários, podendo representar um cenário recente

[2]Lóbulo de Roche é a região ao redor de uma estrela pertencente a um sistema binário em que a matéria está gravitacionalmente vinculada a essa estrela. Caso a expansão estelar ultrapassar o seu lóbulo de Roche, o material fora do lóbulo será acretado por sua companheira (Morris et al., 1994).

de formação de estrelas de bário e fornecendo mais um suporte a formação dessas estrelas por transferência de massa. Nas nebulosas planetárias Abell 35 (Jacoby, 1981; Thevenin & Jasniewicz, 1997) e LoTr5 (Jasniewicz et al., 1996; Thevenin & Jasniewicz, 1997) foram observadas estrelas ricas em bário e em outros elementos do processo-s. Em cada uma destas nebulosas foi detectada uma estrela quente, indicando que essas nebulosas planetárias contêm um sistema binário composto de uma estrela quente que ioniza a nebulosa, e uma estrela do tipo espectral G. Jeffries & Smalley (1996) observaram o sistema binário 2REJ0357+283 formado por uma anã branca e uma estrela do tipo espectral K rica em elementos do processo-s. Bond et al. (2003) observaram na nebulosa planetária WeBo1 uma estrela gigante vermelha e uma companheira anã branca detectada por sua emissão no ultravioleta. A componente mais fria do sistema binário além de apresentar a linha de absorção de Ba II em 4554 Å, também apresenta bandas intensas de C_2, CH e CN, que são características típicas de objetos enriquecidos. Mais recentemente, Boffin et al. (2012) encontraram na nebulosa planetária Abell 70 um sistema constituído por uma estrela do tipo espectral G8 enriquecida em elementos do processo-s e uma anã branca. Diante das evidências observacionais, a hipótese de binaridade como origem das peculiaridades químicas das estrelas de bário tem sido bem aceita, porém ainda é matéria de debate em qual estágio evolutivo (anã ou gigante vermelha) estaria a componente com menor massa do sistema binário, ao receber matéria da estrela AGB. Luck & Bond (1991) argumentaram que as estrelas subgigantes CH seriam as progenitoras das estrelas de bário, porém estrelas CH são objetos do halo, enquanto que estrelas de bário são objetos essencialmente do disco da Galáxia. A maior parte das estrelas de bário conhecidas são objetos da populacão I (Gomez et al., 1997; Mennessier et al., 1997). Luck & Bond (1991) foram os primeiros a identificar estrelas de bário pobres em metais e as denominaram como estrelas de bário da população II análogas às estrelas de bário clássicas. Desde então o número de estudos dedicados a investigar a natureza dessas estrelas tem aumentado, assim como o número conhecido desses objetos. Enquanto que no trabalho de Bidelman & Keenan (1951) somente cinco estrelas de bário foram apresentadas, Lu (1991) analisou uma amostra contendo 400 objetos entre estrelas de bário moderadas e clássicas. Porém, o número de estrelas de bário entre as estrelas gigantes de campo permanece baixo, correspondendo a cerca de 1 % das estrelas gigantes do tipo espectral G e K (Izzard et al., 2010).

Análises espectroscópicas em alta resolução de estrelas de bário têm sido realizadas nas últimas décadas. Alguns desses trabalhos dedicaram-se à determinação de abundâncias químicas, parâmetros atmosféricos, massas e como essas quantidades se relacionam, como por exemplo Liang et al. (2003), Antipova et al. (2004), Allen & Barbuy (2006), Smiljanic et al. (2007), Pereira & Drake (2009), Pereira et al. (2011).

Mennessier et al. (1997) analisaram uma amostra de estrelas de bário e concluíram que não representam um grupo homogêneo, e podem ser divididas em 5 diferentes grupos de acordo

com suas luminosidades e propriedades cinemáticas. Já Gomez et al. (1997) analisaram uma grande amostra de estrelas de bário com base em suas magnitudes absolutas e propriedades cinemáticas concluindo que a sua amostra é composta de 4 grupos, 3 deles com características de estrelas do disco, e o quarto com características de estrelas do halo.

Estudos sobre a relação entre sobreabundância de elementos do processo-s e período orbital, assim como a análise dos possíveis processos de transferência de massa, foram realizados nos trabalhos de Začs (2000) e Liu et al. (2009), utilizando determinações de elementos orbitais e velocidades radiais. Porém, ainda são poucas as correspondentes determinações das abundâncias de elementos do processo-s em alta resolução. Diferenças e semelhanças entre "strong barium stars" e "mild barium stars" têm sido avaliadas, e a partir dessas questões, formas de classificar estrelas como quimicamente peculiares têm sido procuradas além da simples classificação visual dos espectros. Estrelas de bário têm sido utilizadas para o melhor entendimento dos modelos de nucleossíntese em estrelas AGB. Para isso alguns fatores de ajuste são considerados como, por exemplo, o fator de diluição entre a matéria acretada pela estrela de bário e a matéria original da superfície estelar antes de receber a matéria enriquecida da companheira AGB (Husti et al., 2009; Liu et al., 2009). Nesse tipo de análise é possível estimar a massa inicial da extinta AGB e também o grau de diluição da matéria acretada, porém em muitos casos, uma solução única não é encontrada.

Estrelas de bário pobres em metais têm sido estudadas na literatura (Junqueira & Pereira, 2001; Drake & Pereira, 2008). A análise destas estrelas pode contribuir para o melhor entendimento do processo-s em regime de baixa metalicidade e aumentar a população conhecida de estrelas de bário do halo. Estrelas de bário podem também ser importantes fontes para determinar a distribuição na Galáxia de elementos gerados por captura de nêutrons, como o processo-s, e relacionar as observações e a teoria de evolução química da Galáxia (Cui et al., 2013; Pompéia & Allen, 2008).

Podemos concluir que as sobreabundâncias observadas em estrelas de bário constituem um importante teste observacional para a teoria de formação de elementos do processo-s como também para evolução de sistemas binários. Estrelas quimicamente peculiares como as estrelas de bário representam um particular cenário, onde há uma combinação de diferentes fatores em sua formação. Assim, a análise de uma grande amostra de estrelas de bário pode trazer contribuições para estas questões mencionadas anteriormente, bem como uma estimativa mais realista dos parâmetros atmosféricos e padrões de abundâncias dessas estrelas. Diante disso, iniciamos um levantamento espectroscópico em alta resolução usando como referência os trabalhos de MacConnel et al. (1972), Bidelman (1981), Luck & Bond (1991) e Goméz et al. (1997), totalizando 183 estrelas. No presente trabalho determinamos os parâmetros atmosféricos (temperatura efetiva, gravidade superficial, velocidade de microturbulência e metalicidade), abundâncias químicas dos elementos do processo-s (Y, Zr, La, Ce e Nd), os

elementos Na, Al, elementos α (Mg, Si, Ca e Ti), elementos do pico do ferro (Fe, Cr e Ni) e as propriedades cinemáticas. Além disso, fizemos um estudo comparativo dos nossos resultados com estrelas gigantes de campo utilizando algumas fontes da literatura. A presente tese está dividida da seguinte forma: No Capítulo 1, apresentamos uma breve descrição da nucleossíntese do processo-s. No Capítulo 2, descrevemos o processo de seleção, observação da amostra e a metodologia aplicada para determinar os parâmetros atmosféricos e abundâncias. Neste capítulo também explicamos o porque da abundância do elemento Ba não ter sido realizada.

O Capítulo 3 foi destinado a discussão dos resultados e as conclusões finais são apresentadas no Capítulo 4.

Capítulo 1

Processo-s na Astrofísica

As estrelas contribuem para a produção de elementos químicos em várias fases de sua evolução. Os elementos produzidos e liberados para o meio interestelar dependem, principalmente, da massa estelar. Por exemplo, as estrelas de baixa massa e massa intermediária ($0.8 \leq M/M_{\odot} \leq 8$) contribuem com He, ^{12}C, ^{13}C, ^{14}N e elementos do processo-s (Travaglio et al., 1999; Lugaro et al., 2003). Estrelas massivas ($M \geq 8\ M_{\odot}$) são as principais responsáveis pela produção de elementos α (O, Ne, Mg, Si, S, Ar e Ca) e supernovas do tipo Ia são responsáveis pela produção de elementos do pico do ferro (Sc, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu). Para compreender a evolução química da Galáxia devemos não apenas conhecer os processos de nucleossíntese em uma ampla faixa de massas, mas também como que diferentes tipos de estrelas de diferentes metalicidades evoluíram e enriqueceram o meio interestelar ao longo do tempo.

A história da composição química da Galáxia é dominada por processos de nucleossíntese que ocorreram em várias gerações estelares. Diferentes elementos químicos são produzidos no ambiente estelar em diferentes épocas da evolução da Galáxia. A composição do Sistema Solar pode ser considerada como representativa da composição química da Galáxia na vizinhança solar e é obtida principalmente de duas fontes: abundâncias dos meteoritos e da fotosfera solar (Lodders et al., 2009). Dessa forma, a composição química do Sistema Solar tem sido utilizada como referência não somente para estrelas com a mesma metalicidade, mas também para estrelas com diferentes metalicidades.

A abundância do Sistema Solar é mostrada na Figura 1.1. Podemos ver uma alta abundância de hidrogênio e hélio. De fato, esses dois elementos são os mais abundantes e compreendem cerca de 99% do total, estando relacionados, respectivamente, com a produção durante o Big Bang e a nucleossíntese estelar durante a fusão do hidrogênio. Os elementos que compõem o pico do ferro são os elementos mais estáveis ao ponto de representar uma barreira a continuidade da formação de novos elementos químicos por fusão nuclear.

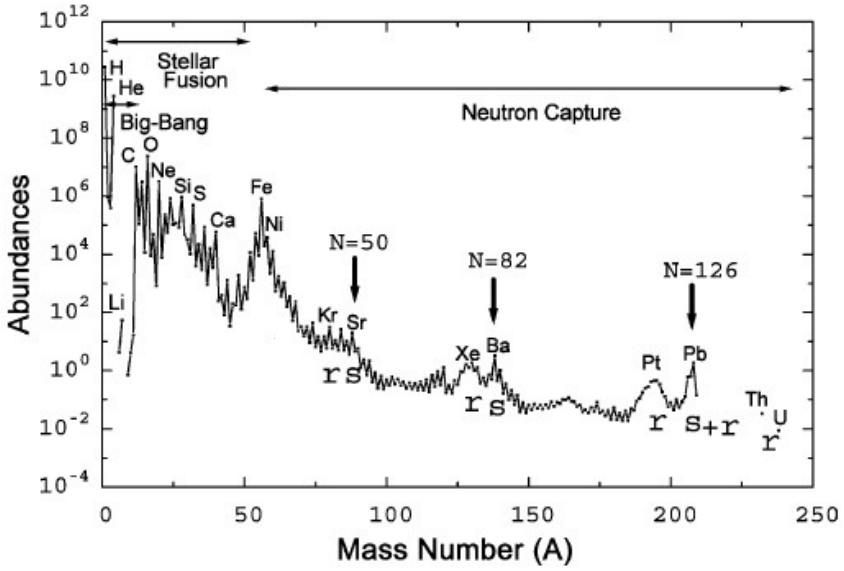

Figura 1.1: Abundância do sistema solar versus massa atômica. As letras 'r' e 's' na figura destacam os picos de abundâncias de elementos formados pelo processo-r e processo-s, respectivamente (Igashira & Ohsaki, 2004).

A barreira de Coulomb atua diretamente nas reações nucleares. Os prótons dos núcleos atômicos atuam de forma a torná-lo eletricamente carregado. Dessa foma, a força elétrica repulsiva entre dois núcleos atua proporcionalmente ao número de prótons dos núcleos envolvidos. Ou seja, quanto maior o número atômico dos núcleos envolvidos, maior a força repulsiva entre eles, tornando mais díficil a cadeia de fusão nuclear. Como resultado, a fusão nuclear não pode explicar a formação de elementos mais pesados que o ferro.

A limitação devido ao efeito Coulomb nas reações de fusão não é aplicável à absorção de nêutrons, pois estes não têm carga elétrica (Clayton, 1968). Assim, a formação de elementos mais pesados que os elementos do pico do ferro pode ser explicada pela captura de nêutrons, que pode ocorrer de duas formas: pelo processo-s que é o processo de captura lenta de nêutrons, onde "s" faz referência a "slow" e pelo processo-r, que é o processo de captura rápida de nêutrons, onde "r" faz referência a "rapid". A cadeia da reação abaixo ilustra o processo de captura de um nêutron. Um núcleo atômico, ao capturar um nêutron, torna-se um isótopo desse mesmo elemento com massa atômica (A+1).

$$(Z, A) + n \rightarrow (Z, A + 1) + \gamma \tag{1.1}$$

As definições de captura lenta e rápida de nêutrons são relativas ao decaimento β^-, onde ocorre o decaimento do nêutron em um próton dentro do núcleo, por emissão de um anti-

neutrino e um elétron. A reação abaixo ilustra o decaimento do nêutron com a formação de um novo elemento químico.

$$(Z, A+1) \rightarrow (Z+1, A+1) + \bar{\nu} + e^{-} \tag{1.2}$$

O isótopo $(Z, A+1)$ pode ser estável ou instável em relação ao decaimento β^{-}. Se o núcleo é estável, poderá absorver mais nêutrons tornando-se um isótopo mais pesado. Porém, se o núcleo é instável, o fluxo de nêutrons atuará de forma decisiva. Se o fluxo de nêutrons for baixo, a escala de tempo entre absorções de nêutrons para um dado núcleo instável será maior que a escala de tempo do decaimento β^{-}, ou seja, o decaimento β^{-} ocorre antes que outro nêutron seja capturado.

A escala de tempo do decaimento β^{-} em um núcleo instável é da ordem de segundos a poucos anos (Clayton, 1968). No processo-r a escala de tempo de captura de nêutrons é inferior a escala de tempo do decaimento β^{-}, sendo necessária uma alta densidade de nêutrons ($N_n \geq 10^{22}$ nêutrons/cm^3) para que elementos ricos em nêutrons sejam formados (Käppeler, 2011). Núcleos submetidos a alta densidade de nêutrons sofrem sucessivas capturas de nêutrons e decaem até o isótopo mais estável quando o fluxo de nêutrons cessa. Já no processo-s, a captura de nêutrons ocorre em uma escala de tempo superior a escala de tempo do decaimento β^{-} e ocorre em um meio de baixa densidade de nêutrons - $N_n \leq 10^{8}$ nêutrons/cm^3 (Busso et al., 1999). Dessa forma, a maior parte dos núcleos instáveis pode sofrer decaimento antes de capturar outro nêutron. Existem 54 elementos estáveis ou com meia vida relativamente alta ($\tau_{1/2} > 10^{6}$ anos) formados por captura de nêutrons (que são elementos com número atômico Z $>$ 30), enquanto que há 30 elementos mais leves. Apesar de mais numerosos, elementos formados por captura de nêutrons correspondem a apenas $\sim 10^{-6}$ % da massa do material solar. Apesar da baixa abundância no Sol, elementos formados por captura de nêutrons podem apresentar linhas de absorção intensas, como o que se observa nas estrelas quimicamente peculiares em um grande intervalo de metalicidades (Sneden et al., 2008).

Na Figura 1.2 temos uma ilustração da cadeia de formação de elementos gerados por captura de nêutrons entre os elementos Xe e Pr. A seta azul representa a influência do processo-s, enquanto que as setas verdes indicam a influência do processo-r. O trecho em zigue-zague da seta azul, que finaliza em ^{142}Nd, é a indicação de núcleos estáveis com número mágico de nêutrons[1] N=82.

Alguns elementos são produzidos por ambos os processos de captura de nêutrons com diferentes contribuições de cada um dos processos. Há elementos que são característicos do

[1]Núcleos atômicos com número mágico de nêutrons ou prótons apresentam camadas de valência preenchidas (Mayer, 1950). Isso torna o núcleo mais compacto e com menores seções de choque. Dessa forma, núcleos atômicos com número mágico de nêutrons são mais estáveis e apresentam baixa probabilidade de capturar nêutrons.

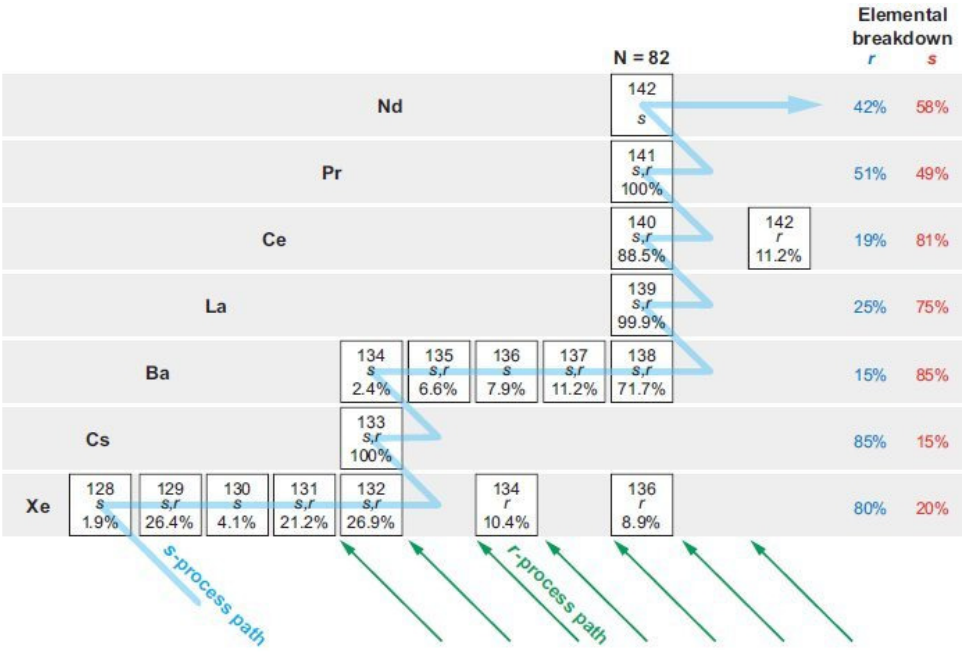

Figura 1.2: Parte da sequência de formação de elementos produzidos pelo processo-s, pelo processo-r e por ambos. A seta azul indica a atuação do processo-s. As setas verdes indicam a atuação do processo-r na formação de núcleos ricos em nêutrons que decaem até o núcleo mais estável. As porcentagens do lado direito da figura indicam as contribuições de cada processo na formação de cada elemento (Sneden et al., 2008).

processo-s por apresentarem maiores contribuições desse tipo de nucleossíntese, como Sr, Y, Zr, Ba, La, Nd e Pb. Aproximadamente 35 núcleos, do ^{96}Mo ao ^{204}Pb, são formados apenas pelo processo-s, como por exempo, ^{134}Ba que é "blindado" pelo ^{134}Xe e o ^{136}Ba pelo ^{136}Xe . Esses dois isótopos ocupam a região mais a direita da Figura 1.2, sendo mais ricos em nêutrons e formados apenas pelo processo-r.

Ao inspecionar a distribuição dos elementos químicos do Sistema Solar verificamos 3 picos de abundâncias na distribuição de abundâncias do processo-s. O primeiro é próximo ao Sr, o segundo é próximo ao Ba e o terceiro é próximo ao Pb. Os elementos que compõem os 3 picos de abundâncias possuem números mágicos de nêutrons (N= 50, 82, 126, respectivamente), sendo os núcleos mais estáveis. Assim, esses núcleos apresentam menores probabilidades de capturar mais nêutrons, agindo como uma espécie de bloqueio à cadeia de formação de elementos mais pesados do processo-s, e consequentemente, passam a compor picos de abundâncias na distribuição de abundâncias do processo-s.

1.1 Processo-s

A fenomenologia do processo-s foi formulada por Burbidge et al. (1957). Nas décadas seguintes essas idéias foram aprimoradas por Cameron (1957), Seeger et al. (1965), Clayton & Rassbach (1967) e Clayton & Ward (1974). Diante da ausência de modelos estelares detalhados para descrever a fenomenologia do processo-s, Burbidge et al. (1957) propuseram um modelo empírico, conhecido como aproximação clássica do processo-s. Um dos resultados mais importantes desta aproximação é obtido ao assumir que núcleos são irradiados por uma função exponencial de nêutrons. Dessa forma, é possível obter o produto entre a abundância de um núcleo A (N_A) e sua seção de choque (σ_A) como função da fração G de núcleos de Fe, da abundância solar de Fe ($N_{56}^{\odot}$) e da exposição média de nêutrons τ_0 dada por:

$$\sigma_A N_A = \frac{G N_{56}^{\odot}}{\tau_0} \prod_{i=56}^{A} (1 + \frac{1}{\tau_0 \sigma_i})^{-1} \tag{1.3}$$

A comparação entre teoria e dados observacionais da relação entre $\sigma_A N_A$ e massa atômica fornece uma comprovação de que a aproximação clássica é bem sucedida, como podemos ver na Figura 1.3. Podemos ver que há abruptas quedas no gráfico devido às pequenas seções de choque de núcleos com número mágico de nêutrons próximos a A= 88, 140 e 208. Também podemos verificar na Figura 1.3 que a análise clássica se mostra eficiente para a maior parte dos elementos do processo-s, do Y (A=89) até Pb (A=208), porém há uma inconsistência entre o modelo clássico e as observações para a abundância solar de ^{208}Pb e para núcleos com massa atômica menor que $A \sim 90$. Diante disso, assume-se que o processo-s pode ser dividido em 3 componentes:

- A componente principal (bem descrita pela análise clássica) contribui essencialmente para a formação de isótopos com massa atômica entre 90 e 208 (Kappeler et al., 1989);
- A componente fraca do processo-s que ocorre na explosão de supernovas tipo II associadas à estrelas massivas ($M \geq 8\,M_{\odot}$) e contribui para a formação de isótopos com massa atômica menor que 90 (Käppeler et al., 2011);
- A componente forte: uma terceira componente do processo-s foi necessária para justificar a abundância solar de ^{208}Pb e é associada a nucleossíntese de estrelas AGB de baixa metalicidade (Beer & Macklin, 1989; Ratzel et al., 1990);

A componente principal do processo-s tem sido relacionada a nucleossíntese em estrelas AGB após a identificação Tc (elemento formado pelo processo-s com $\tau_{1/2} = 10^5$ anos) em estrelas do tipo espectral S por Merrill (1952). Trabalhos posteriores analisaram o processo-s como um processo de nucleossíntese típico de estrelas AGB na fase de pulsos térmicos (Busso et al., 1999; Gallino, 1999; Straniero et al., 2003; Busso et al., 2004).

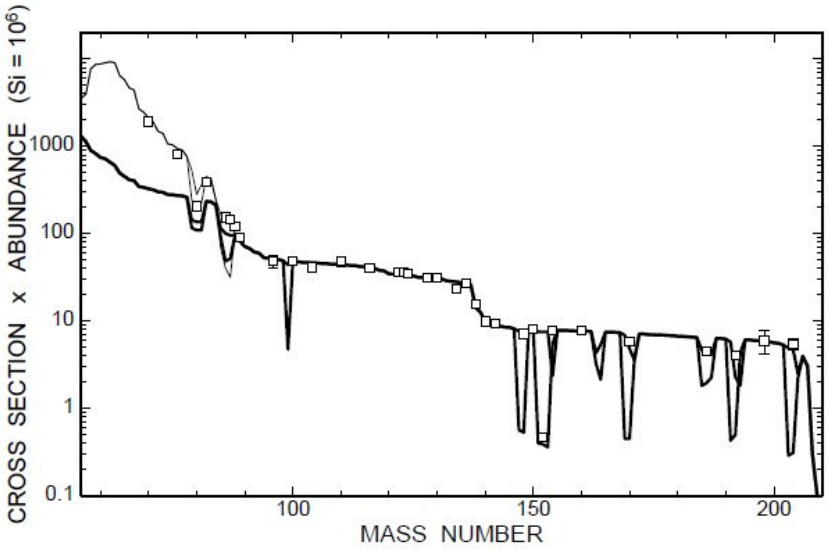

Figura 1.3: Curva $\sigma_A N_A \; versus$ massa atômica para os elementos do processo-s. A linha espessa representa a componente principal obtida da aproximação clássica do processo-s, e a linha fina corresponde a componente fraca. Os quadrados são valores de seção de choque e massa atômica de elementos formados somente pelo processo-s (Käppeler et al. 2011).

1.2 Estrelas AGB

Estrelas com massas entre $\sim$ 0.8 e 8.0 $M_{\odot}$ passam pela fase AGB, que é a última fase da evolução estelar onde ocorre a fusão nuclear fora do núcleo estelar, antes de terminar sua evolução como anãs brancas. Estrelas AGB caracterizam-se por possuir duas camadas onde ocorrem as fusões nucleares, uma onde ocorre a fusão do hélio em carbono e outra onde ocorre a fusão do hidrogênio em hélio em torno do núcleo degenerado de carbono e oxigênio. Entre essas duas camadas de queima há uma região composta principalmente de ^{4}He (Herwig, 2005). Na Figura 1.4 apresentamos um esquema ilustrativo da estrutura interna de uma estrela na fase AGB.

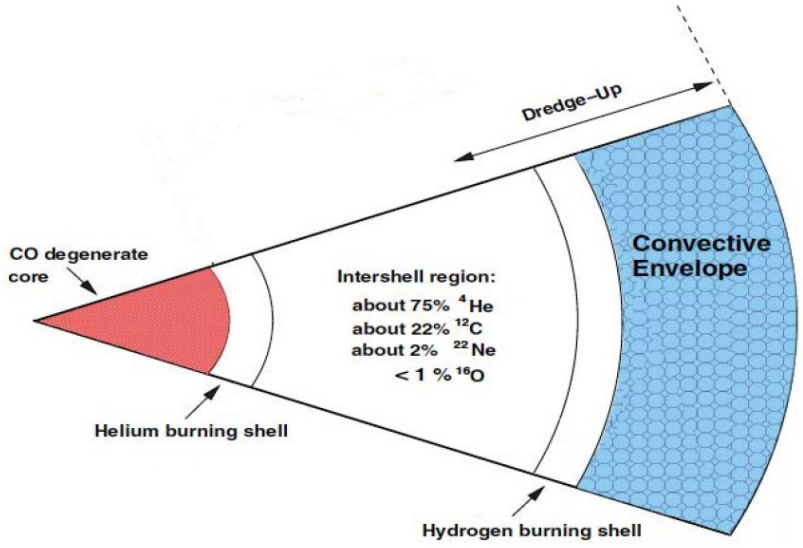

Figura 1.4: Esquema ilustrativo de uma estrela na fase AGB (Karakas & Lattanzio, 2014).

A medida que uma estrela ascende no ramo assintótico das gigantes, a camada de queima de He torna-se cada vez mais fina e eventualmente torna-se instável. A primeira instabilidade térmica, conhecida como pulso térmico, marca o início da estrela na fase de pulsos térmicos da fase AGB. Assim, estrelas nessa fase evolutiva são conhecidas como TP-AGB, onde "TP" faz referência a "thermal pulse". A fase TP-AGB é caracterizada por um relativo longo período onde a camada de queima de hidrogênio é a fonte de energia dominante enquanto que a camada de queima de hélio permanece inativa. Enquanto a camada de queima de hidrogênio está ativa, hélio é produzido e armazenado ao redor do núcleo, fazendo com que essa região alcance maior densidade e temperatura. Quando valores críticos de temperatura são alcançados, a

fusão do hélio inicia-se aumentando ainda mais a temperatura nessa região. Isso resulta em um dramático aumento da taxa de queima de hélio em um curto período de tempo, causando o pulso térmico ou um "flash do He", que diferente do que ocorre no núcleo estelar de estrelas na fase de gigantes vermelhas, este ocorre em uma fina camada em torno do núcleo estelar e em matéria não degenerada. A grande quantidade de energia liberada causa a expansão da estrela. Essa expansão causa a queda na temperatura da camada de queima de hidrogênio, que por consequência, tem sua produção interrompida (Herwig, 2005). A medida que a condição para que ocorra a queima de hélio não é mais atingida, o envelope convectivo se contrai por efeito da força gravitacional e a camada de queima de hidrogênio é reativada. Esse processo repete-se aproximadamente entre 10 a 100 ciclos antes do envelope ser completamente erodido pela perda de massa (Busso et al. 1999).

Podemos ver na Figura 1.5 a variação da luminosidade nas camadas de queima de hidrogênio e hélio durante a fase de pulsos térmicos para um modelo estelar com $2\,M_{\odot}$ e metalicidade Z= 0.0015. Essa figura ilustra o começo da fase de pulsos térmicos que se tornam mais intensos com o tempo. Também podemos ver que o primeiro pulso térmico produz uma luminosidade de $\sim 10^4 L_{\odot}$ e aumenta progressivamente podendo atingir $\sim 10^8 L_{\odot}$ no décimo quarto pulso térmico. Após uma série de pulsos térmicos o envelope convectivo pode se expandir cada vez mais e alcançar profundidades cada vez maiores, podendo alcançar a região entre as camadas de queima. Essa região rica em ^{4}He é também rica em carbono e elementos do processo-s anteriormente produzidos que podem ser dragados para a superfície estelar, em um episódio conhecido como terceira dragagem ("third dredge-up" - TDU).

Do ponto de vista estrutural, a terceira dragagem é muito similar ao fenômeno de segunda dragagem se repetindo muitas vezes (Busso et al., 1995), já que em ambos os processos ocorre o processo de mistura convectiva que traz para a superfície material produzido por processos de nucleossíntese que ocorreram no interior estelar. Esses processos de dragagem ocorrem quando o envelope estelar se expande e se esfria enquanto que o núcleo estelar se contrai após o fim de uma fase de fusão nuclear dominante. Por exemplo, o processo de primeira dragagem ocorre após a fase de fusão de hidrogênio no núcleo estelar, marcando o fim da fase na sequência principal e a ascenção ao ramo das gigantes. Já a segunda dragagem marca o fim da fase de fusão nuclear do hélio no núcleo estelar, sendo o fim da fase de gigante vermelha e início da fase AGB. A segunda dragagem ocorre em estrelas com massa maior que $\sim 4\,M_{\odot}$ para estrelas com metalicidade aproximadamente solar (Mowlavi, 1999). Em cada pulso térmico da fase AGB há condição favorável para a dragagem convectiva de material após cada "flash do He". Essa terceira dragagem traz para a superfície elementos gerados tanto pela camada de queima de hidrogênio quanto pela camada de queima de hélio, que incluem carbono, como também elementos gerados por captura lenta de nêutrons que ocorreram na região entre as camadas de queima.

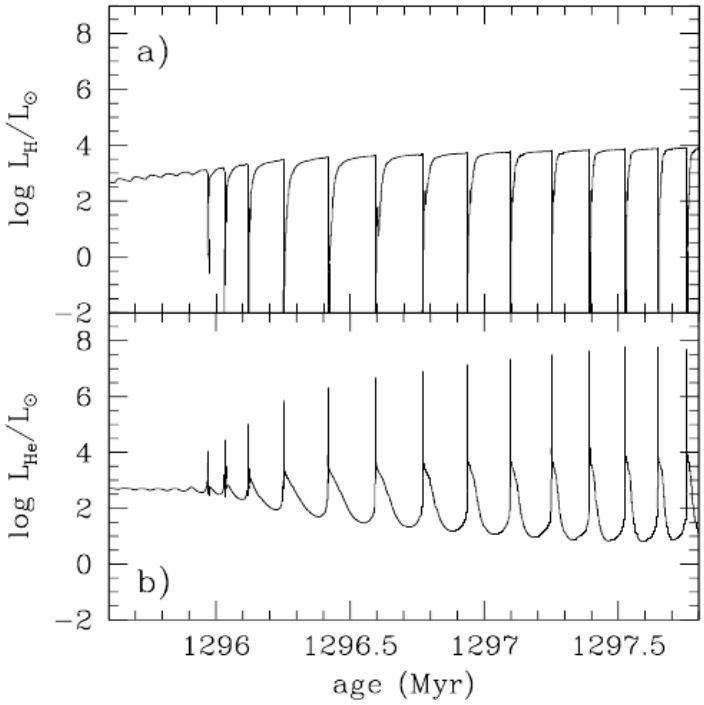

Figura 1.5: Evolução da luminosidade em função da idade para a camada de queima de H (a) e para a camada de He (b) para uma estrela com 2 $M_\odot$ e metalicidade Z= 0.0015 (Straniero et al., 2006).

Liang et al. (2000) calcularam a abundância de elementos pesados em um modelo estelar na fase AGB com massa inicial de 3 $M_\odot$ e com metalicidade solar. O primeiro episódio de terceira dragagem começa após o oitavo pulso térmico. Segundo Busso et al. (2001) a massa mínima para que ocorra a TDU é de 1.5 $M_\odot$ para metalicidade solar, e esse limite decresce ligeiramente com o decréscimo da metalicidade.

O processo de captura de nêutrons requer uma fonte de nêutrons livres, já que estes são instáveis e decaem em aproximadamente 15 minutos (Sneden et al., 2008). Existem duas possíveis fontes de nêutrons que ocorrem na fase de AGB:

$$^{13}C(\alpha, n)^{16}O \tag{1.4}$$

e

$$^{22}Ne(\alpha, n)^{25}Mg \tag{1.5}$$

A reação 1.4 é a fonte de nêutrons mais eficiente em estrelas de baixa massa e requer a presença prévia de ^{13}C para ocorrer. ^{13}C é produzido durante o ciclo CNO antes da fase de

pulsos térmicos, mas não em uma quantidade suficiente para a operação do processo-s (Gallino et al., 1998). Durante a fase de pulsos térmicos e a posterior penetração da base do envelope convectivo na região entre as camadas de queima, prótons são injetados nessa região, que por sua vez são capturados, dando sequência a reação durante a fase entre pulsos térmicos (Iben & Renzini, 1982):

$$^{12}C(p,\gamma)^{13}N(\beta^{+},\nu)^{13}C \tag{1.6}$$

A reação 1.5 foi identificada pela primeira vez por Cameron (1960) e é pouco eficiente em estrelas de baixa massa. A região entre as camadas de queima de uma estrela AGB é rica em ^{14}N que pode sofrer captura de partículas α e produzir ^{22}Ne, ocorrendo se a temperatura nessa região exceder 3×10^{8} K. Dada a alta temperatura para que esse reação ocorra de forma efetiva, ^{22}Ne torna-se eficiente em estrelas AGB com massa maior que 4 $M_{\odot}$.

A reação $^{22}Ne(\alpha,n)^{25}Mg$ permanece ativa por um relativo curto período de tempo correspondente aos períodos de pulsos térmicos. Em estrelas com maiores massas essa reação é favorecida já que temperaturas dessa ordem são alcançadas durante o pulso térmico. De acordo com Liang et al. (2000) em sua análise de modelos téoricos de nucleossíntese em estrelas AGB, a abundância de diferentes núcleos, com diferentes números atômicos Z, corresponde a diferentes exposições de nêutrons do estágio de TP-AGB.

A sequência evolutiva de estrelas do tipo espectral M-S-C é explicada ao comparar modelos de nucleossíntese teóricos e observações de elementos pesados, bem como a razão C/O. A análise espectral de estrelas AGB indica que a sequência evolutiva M-MS-S-SC-C é resultado da evolução estelar na fase do ramo assintótico das gigantes (Lambert, 1991). O tipo SC apresenta C/O aproximadamente igual a 1, já o tipo C apresenta razão $C/O > 1$ (Wallerstein & Knapp, 1998). Processos de pulsos térmicos e dragagem ocorrem várias vezes ao longo da fase AGB. Cada episódio de TDU leva carbono a superfície estelar provocando um gradual aumento da razão C/O em sua atmosfera. No início da fase AGB a razão C/O em estrelas de baixa massa é aproximadamente 0.31, abaixo do valor solar que é de aproximadamente 0.45. Isso porque o processo de primeira dragagem reduz a abundância de ^{12}C na superfície estelar em até 30%. Após um determinado número de pulsos térmicos e sucessivos processos de dragagem, ^{12}C e elementos do processo-s são levados para a superfície estelar. Dessa forma, uma implicação importante do processo de terceira dragagem é a formação das estrelas carbonadas.

1.3 Processo-s e as estrelas de bário

Evidências observacionais do processo-s podem ser obtidas diretamente do sítio onde esses elementos foram formados: estrelas do tipo espectral S e SC, estrelas carbonadas, pós-AGBs e

nebulosas planetárias binárias (Smith & Lambert, 1986; Vanture et al., 1991; Abia et al., 2001; van Winckel et al., 2000; Dermine et al., 2012). E também a partir da análise de nebulosas planetárias onde foram observadas linhas de emissão de elementos químicos do processo-s (Sterling et al., 2009).

A análise direta de abundâncias em estrelas AGB é difícil de ser realizada, pois os espectros dessas estrelas são dominados por bandas moleculares (Käppeler et al., 2011). Dessa forma, a análise de estrelas extrinsecamente enriquecidas em elementos do processo-s, como as estrelas de bário, estrelas CH e estrelas CEMP-s ("Carbon Enhanced Metal Poor- CEMP, onde "s" indica que essa classe de estrelas apresenta enriquecimento em elementos do processo-s) tornam-se apropriadas para a determinação de abundâncias dos elementos do processo-s. Nesse ponto as estrelas de bário apresentam uma vantagem adicional, porque representam a maior classe de estrelas quimicamente peculiares conhecida que apresentam sobreabundância em elementos do processo-s em relação ao Sol (Pereira et al., 2011). Estrelas de bário também podem ser utilizadas para analisar propriedades físicas de estrelas AGB, números de pulsos térmicos e abundância de elementos do processo-s produzidos. Pode-se também estimar a quantidade de matéria acretada, porém, sem um prévio conhecimento da abundância desse material, tal análise é prejudicada (Izzard et al., 2010).

Capítulo 2

Seleção, observação e determinação dos parâmetros atmosféricos das estrelas de bário da nossa amostra

2.1 Seleção da amostra

Utilizamos como referência o trabalho de MacConnell et al. (1972) para selecionar a maior parte das estrelas de bário analisadas neste trabalho, sendo 110 estrelas de um total de 151 (72,8 %) a partir da tabela I ("Certain Ba II stars") e 54 estrelas de um total de 90 (60 %) da Tabela II ("Marginal Ba II stars"). "Marginal Ba II stars" da Tabela II foram incluídas em nosso estudo porque até que fosse determinada a abundância dos elementos do processo-s, o padrão de abundância ainda não era conhecido para essas estrelas. Além disso, esse grupo de estrelas mostrou-se interessante para o estudo da nucleossíntese do processo-s, porque foram encontradas entres elas, estrelas ricas em metais e enriquecidas em elementos do processo-s (Pereira et al. 2011). Também foram incluídas em nossa análise 12 estrelas de um total de 15 classificadas como "Ba II stars" por Bidelman (1981) e duas estrelas de Luck & Bond (1991), BD+09°2384 e HD 89638. Selecionamos apenas duas estrelas da amostra de Luck & Bond (1991), porque várias já tinham sido selecionadas a partir da referência de MacConnel et al. (1972). Para completar nossa amostra de estrelas de bário, foram selecionadas algumas estrelas a partir de mais duas fontes que analisaram estrelas de bário utilizando as paralaxes determinadas pelo satélite Hipparcos e velocidades radiais de outras fontes da literatura (Gómez et al. 1997; Mennessier et al. 1997). Quatro destas estrelas foram classificadas como candidatas a estrelas do halo por Gómez et al. (1997) (BD-01°302, HD 749, HD 88927 e HD 211211). Mais uma quinta estrela candidata ao halo foi incluída em nossa lista, HD 187762, classificada assim por Mennessier et al. (1997). Esses autores listaram mais vinte estrelas candidatas

ao halo, mas somente HD 187762 foi escolhida por nós, porque as demais já haviam sido selecionadas a partir da amostra de MacConnell et al. (1972), ou porque já tinham sido analisadas e classificadas como estrelas anãs de bário. Apesar de Gómez et al. (1997) e Mennessier et al. (1997) terem analisado amostras contendo um grande número de estrelas, 318 e 296, respectivamente, que foram selecionadas de Lü (1991), algumas delas, segundo Jorissen et al. (1996), poderiam não ser estrelas de bário. Isso porque a análise realizada por McWilliam (1990) em alta resolução dessas estrelas não apresentou sobreabundância de elementos do processo-s em relação ao Sol. Dessa forma, optamos por evitar selecionar estrelas que foram incluídas nas amostras de Gómez et al. (1997) e Mennessier et al. (1997) utilizando Lü (1991) como referência. Assim, a nossa amostra de estrelas de bário totaliza 183 estrelas que foram observadas e analisadas. Na Tabela A.1 apresentamos os dados observacionais e informações básicas das estrelas da nossa amostra (data das observações, tempo de exposição, magnitude V e a fonte da qual cada estrela foi selecionada). Nesse trabalho apresentaremos nossos resultados seguindo a ordem apresentada na Tabela A.1, exceto para a Tabela A.9 onde separamos as estrelas de acordo com suas propriedades cinemáticas.

2.2 Observações

Os espectros em alta resolução foram obtidos com os telescópios de 1.52m e 2.2m do ESO ("European Southern Observatory"), situado em La Silla, Chile, utilizando o espectrógrafo FEROS (Fiberfed Extended Range Optical Spectrograph) (Kaufer et al., 1999) em observações realizadas entre 1999 e 2010. FEROS é um espectrógrafo com uma resolução de $R = 48\,000$, cobrindo comprimentos de onda entre 3 800 Å e 9 200 Å. Os espectros foram reduzidos utilizando o pacote de redução MIDAS (Munich Image Data Analysis System) seguindo os seguintes passos: subtração do bias e luz espalhada no CCD, divisão pelo espectro da lâmpada de flatfield, extração das ordens, calibração do comprimento de onda e correção da velocidade baricêntrica.

Nas Figuras 2.1 e 2.2 apresentamos, como exemplo, os espectros de quatro estrelas de bário em comparação a estrela HD 2114 com padrão de abundância semelhante a do Sol para os elementos do processo-*s*. Essas quatro estrelas fazem parte das estrelas mais ricas em elementos do processo-*s* da amostra, de acordo com a Tabela A.7 onde encontra-se a média dos elementos do processo-s em relação ao ferro.

2.2.1 Seleção das linhas espectrais de absorção

As linhas de absorção de Fe I e Fe II utilizadas em nossa análise foram selecionadas a partir de estudos anteriores dedicados a análise de abundâncias químicas de estrelas quimicamente peculiares. Os valores de $\log gf$ das linhas de Fe I e Fe II foram obtidas de Lambert et al. (1996) e Castro et al. (1997). Na Tabela A.2 estão as linhas de Fe I e Fe II, com os seus respectivos valores de potencial de excitação χ (eV) e gf (g é peso estatístico da transição e f é a força do oscilador), utilizadas para a obtenção dos parâmetros atmosféricos que, em conjunto, somam 122 linhas espectrais.

A Tabela A.5 mostra a lista de linhas utilizadas para a obtenção das abundâncias dos outros elementos analisados nesse trabalho, bem como as referências dos valores de $\log gf$ e χ (eV) utilizados na determinação das abundâncias. Para esse trabalho um total de cerca de 58 000 medidas de larguras equivalentes foram realizadas.

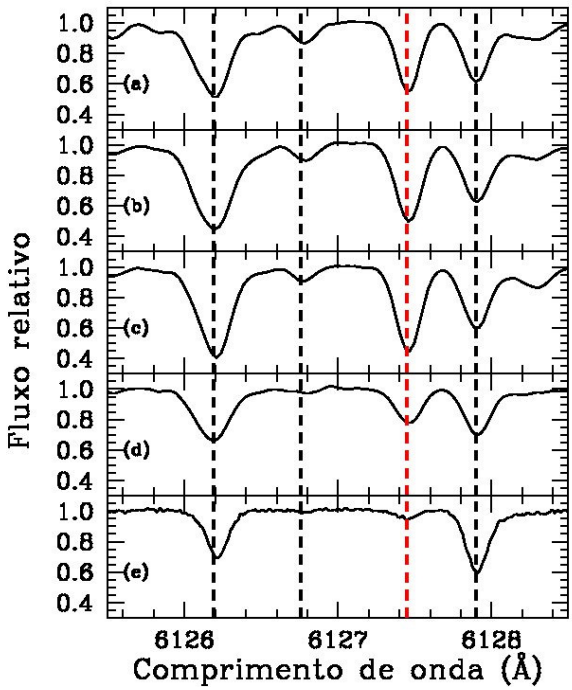

Figura 2.1: Espectros das estrelas de bário HD 24035 (a), HD 92626 (b), HD 123949 (c) e HD 201824 (d) em comparação com a estrela gigante de campo HD 2114 (e). São apresentadas linhas de absorção das transições do Ti I 6126.19, CN 6126.76, Zr I 6127.48 e Fe I 6127.91. As linhas tracejadas indicam os comprimentos de onda de repouso. A linha vermelha tracejada destaca a linha de Zr I que é mais intensa nas estrelas de bário em comparação à estrela gigante de campo.

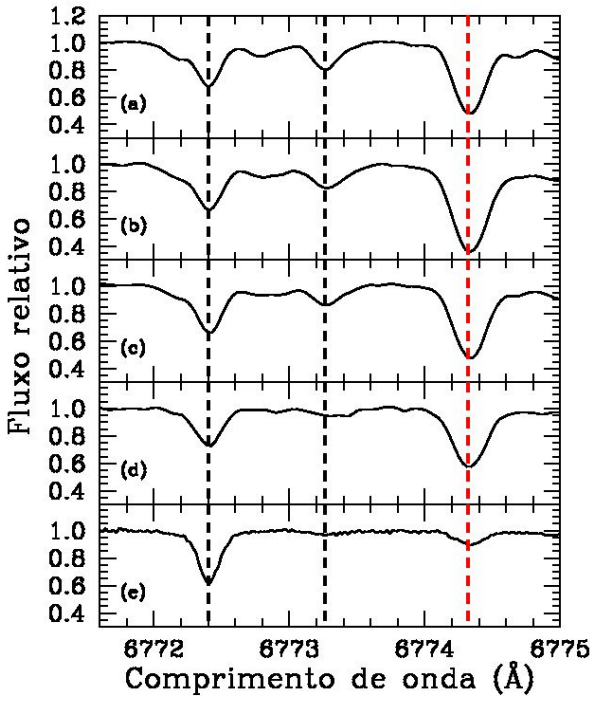

Figura 2.2: O mesmo da Figura 2.1, porém com as linhas de absorção das transições do Ni I 6772.32, CN 6773.26 e do La I 6774.32 (indicada pela linha tracejada vermelha). Note a intensidade da linha de La I nas estrelas de bário.

2.3 Determinação dos parâmetros atmosféricos

Os parâmetros atmosféricos, temperatura efetiva ($T_{\rm eff}$), gravidade superficial ($\log g$), velocidade de microturbulência (v_t) e metalicidade ([Fe/H]) (utilizando a notação [X/H]=$\log(N_{\rm X}/N_{\rm H})_\star - \log(N_{\rm X}/N_{\rm H})_\odot$[1]) foram determinados usando linhas de absorção de Fe I e Fe II, modelos atmosféricos de Kurucz (1993b) que assumem equilíbrio termodinâmico local (ETL) e o código MOOG (Sneden, 1973), que faz análise das linhas espectrais também assumindo ETL. Assumir ETL para uma atmosfera estelar implica na caracterização da atmosfera estelar a partir de valores locais de temperatura e densidade, ou seja, diversas camadas podem ser analisadas localmente através de uma temperatura e densidade característica. Os modelos atmosféricos de Kurucz (1993a) dividem a atmosfera estelar em 72 camadas, onde para cada camada há os valores de densidade do gás, temperatura, pressão do gás e densidade eletrônica.

Os parâmetros atmosféricos foram obtidos assumindo o equilíbrio de excitação e ionização, como também consideramos a independência entre a abundância de Fe e as larguras equivalentes reduzidas ($\frac{W_\lambda}{\lambda}$). Os três critérios foram aplicados simultaneamente tornando possível a determinação de um modelo atmosférico que melhor representa a atmosfera de cada estrela analisada. O equilíbrio de excitação foi utilizado para determinar a temperatura efetiva ($T_{\rm eff}$), sendo aplicado ao procurar a inclinação nula entre a abundância das linhas de absorção Fe I e seus respectivos potenciais de excitação. Na Figura 2.3 temos um exemplo desse tipo de análise para a estrela HD 22285. A gravidade superficial ($\log g$) foi obtida através da condição de equilíbrio de ionização, no qual procura-se a igualdade entre a abundância média obtida com o conjunto de linhas de Fe I ($\log\epsilon$(Fe I)) e a abundância média das linhas de Fe II ($\log\epsilon$(Fe II)). A velocidade de microturbulência (v_t) foi obtida quando as linhas de absorção fortes e fracas de Fe I fornecem a mesma abundância de ferro. Na Figura 2.4 exemplificamos a aplicação desse critério para a estrela HD 22285 por meio do gráfico que relaciona abundância de Fe I e largura equivalente reduzida ($\frac{W_\lambda}{\lambda}$).

Na Figura 2.5, temos um exemplo do procedimento adotado para a obtenção dos parâmetros atmosféricos para a estrela HD 22285. Analisamos a inclinação no gráfico que relaciona a abundância de Fe I e potencial de excitação (slope 1), e a inclinação no gráfico que relaciona a abundância de Fe I e a largura equivalente reduzida (slope 2). Assim, consideramos como solução o modelo atmosférico no qual as inclinações (slope 1 e slope 2) são aproximadamente nulas, não esquecendo de cumprir com o critério de equilíbrio de ionização ($\log\epsilon$(Fe I) = $\log\epsilon$(Fe II)). A solução para HD 22285 está indicada pela seta. Nesse ponto temos $\log\epsilon$(Fe I) = $\log\epsilon$(Fe II), slope 1= -0.004 e slope 2=-0.005. Na Tabela A.3 estão os parâmetros atmosféricos

[1] $N_{\rm X}$ e $N_{\rm H}$ são os números de partículas por unidade de volume dos elementos X e H, respectivamente.

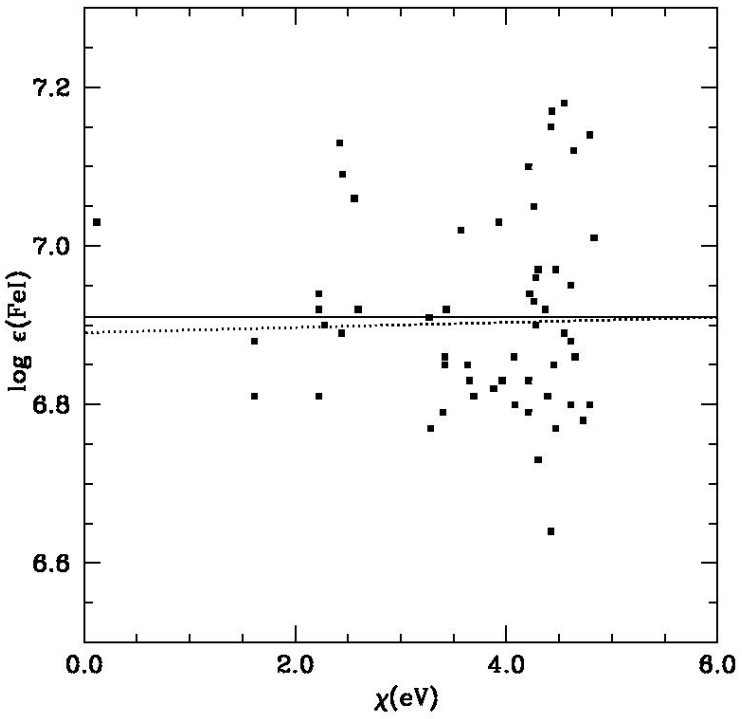

Figura 2.3: Logaritmo da abundância de Fe I (log ϵ(Fe I)) $versus$ potencial de excitação (χ (eV)). Os quadrados representam o conjunto de linhas de absorção de Fe I utilizado para obter os parâmetros atmosféricos. O ajuste feito aos dados está representado pela linha tracejada e a linha sólida representa uma inclinação nula para a abundância média de ferro de log ϵ(Fe I)=6.91 ([Fe/H]=$-$0.61).

obtidos para todas as estrelas da amostra.

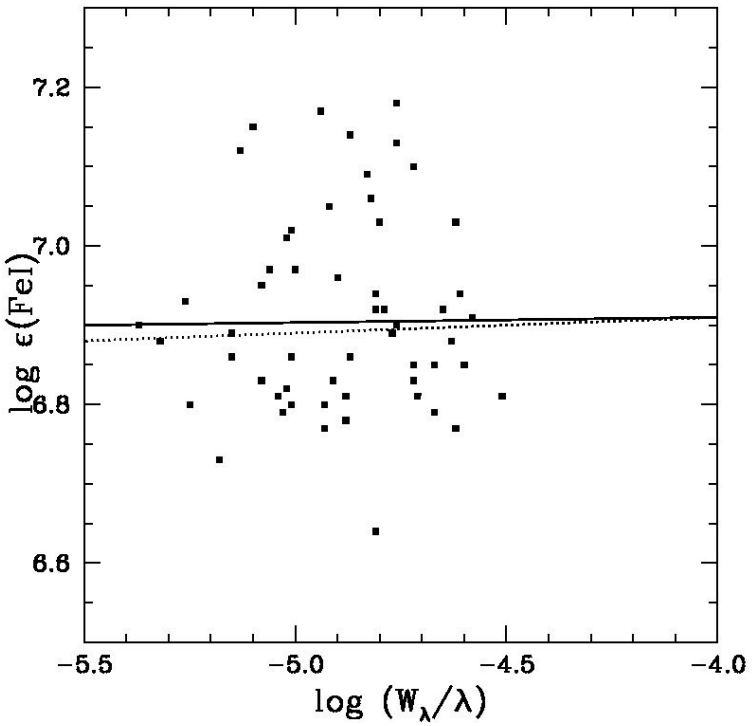

Figura 2.4: Logaritmo da abundância de Fe I (log ϵ(Fe I)) versus largura equivalente reduzida ($\frac{W_\lambda}{\lambda}$). Os símbolos são os mesmos da Figura 2.3.

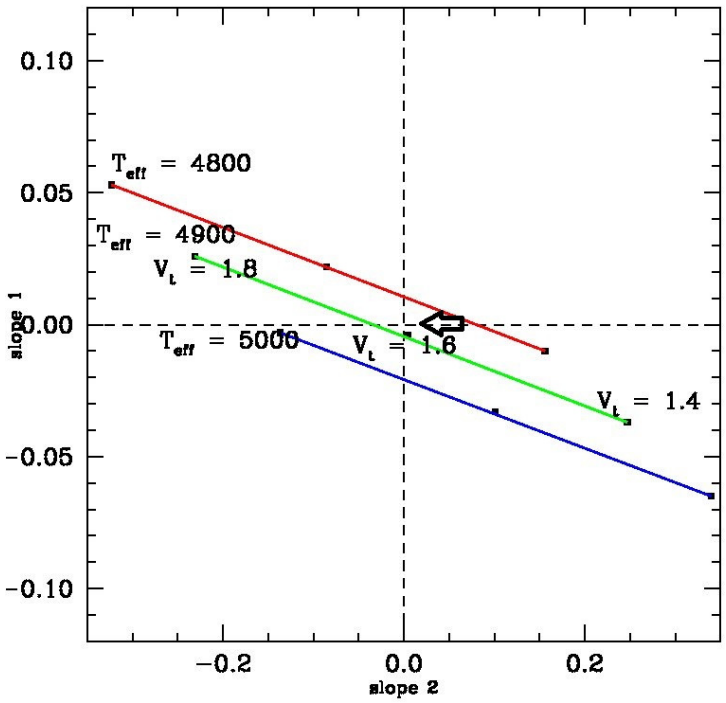

Figura 2.5: Inclinação do gráfico entre a abundância para cada linha de Fe I em relação aos respectivos potenciais de excitação (slope 1) $versus$ a inclinação do gráfico entre a abundância de Fe I em relação a largura equivalente reduzida ($\frac{W_\lambda}{\lambda}$) (slope 2). Para este gráfico foi adotada a gravidade superficial de log g=2.3. Cada reta representa diferentes valores de temperatura. A reta vermelha para $T_{\rm eff}$=4800 K, a verde para $T_{\rm eff}$= 4900 K e a azul para $T_{\rm eff}$=5000 K. Os pontos sobre as retas representam diferentes valores de velocidade de microturbulência (v_t). A solução para essa estrela está indicada pela seta correspondendo aos parâmetros atmosféricos $T_{\rm eff}$=4900 K, log g=2.3, v_t=1.6 km s^{-1} e logϵ(Fe I)=6.91.

Ao compararmos os parâmetros atmosféricos para a amostra de estrelas de bário com valores anteriormente determinados na literatura, encontramos que ambos os resultados são similares em 32 estrelas de nosso estudo, correspondendo a aproximadamente 20% da nossa amostra. Como pode ser visto na Tabela A.4, os valores dos parâmetros atmosféricos determinados nesse trabalho não se diferenciam significativamente dos valores encontrados na literatura.

2.3.1 Incerteza nos parâmetros atmosféricos

As incertezas nos valores de temperatura efetiva foram obtidas ao modificar esse parâmetro em torno da solução adotada como modelo atmosférico até que seja obtida uma diferença na abundância média de Fe I igual ao desvio padrão do valor médio de [Fe I/H]. Para as incertezas nos valores de velocidade de microturbulência seguimos o mesmo procedimento. Para a gravidade superficial, modificamos o seu valor até que fosse obtida uma diferença entre as abundâncias médias de Fe I e Fe II igual ao desvio padrão do valor médio de [Fe I/H]. Cada parâmetro atmosférico foi modificado por vez, enquanto os demais permaneceram inalterados. Para obter valores para as incertezas nos parâmetros atmosféricos representativos para toda a amostra, fizemos essa estimativa para um conjunto de estrelas escolhidas de forma a englobar os limites de temperatura efetiva, gravidade superficial, velocidade de microturbulência e metalicidade da amostra. Dessa forma, estimamos incertezas típicas nos parâmetros atmosféricos de ± 100 K, ± 0.02 dex e ± 0.1 km s^{-1} para T_{eff}, log$g$ e v_t, respectivamente.

2.4 Abundâncias químicas

Nesse trabalho obtivemos as abundâncias químicas dos elementos Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti, Cr, Ni, Y, Zr, La, Ce e Nd. Para isso utilizamos medidas de larguras equivalentes das linhas de absorção para cada elemento químico analisado, obtidas com a tarefa splot do IRAF. Também utilizamos o código de análise espectral MOOG, que fornece a abundância para cada linha espectral, assim como a média da abundância do conjunto de linhas utilizado de cada elemento químico. Para isso é necessário fornecer as medidas de larguras equivalentes do conjunto de linhas de absorção e seus respectivos dados atômicos.

Nesse trabalho não medimos a abundância de bário porque as linhas de absorção deste elemento químico nas estrelas de bário podem ter larguras equivalentes de 300 até 500 mÅ de modo que não estarão na parte linear da curva de crescimento (Hill et al., 1995; Pereira et al., 2011; Katime Santrich et al., 2013). Além disso, as linhas de absorção do bário têm estrutura hiperfina de modo que a determinação de abundâncias deve ser feita por meio de síntese espectral, tarefa esta que implicaria um significativo aumento de tempo de trabalho,

considerando o número de estrelas a serem analisadas. Assim, uma vez que medimos as larguras equivalentes de várias outras linhas de outros elementos do processo-s (Y, Zr, La, Ce e Nd) e suas respectivas abundâncias acreditamos que o padrão de abundâncias dos elementos gerados pelo processo-s nessas estrelas está bem investigado.

Capítulo 3

Discussões

Somente após a análise das abundâncias dos elementos do processo-s foi possível afirmar se as estrelas da nossa amostra são quimicamente peculiares, ou seja, se podem ser classificadas ou rejeitadas como estrelas de bário. Isso foi possível ao fazer a comparação da média das abundâncias dos elementos do processo-s em relação ao ferro ([s/Fe]) entre as estrelas de bário e as estrelas gigantes de campo. Para isso, consideramos cinco elementos do processo-s analisados nesse trabalho da seguinte forma:

$$[s/Fe] = \frac{[Y/Fe] + [Zr/Fe] + [La/Fe] + [Ce/Fe] + [Nd/Fe]}{5} \tag{3.1}$$

Na seção 3.5.1 discutiremos o método aplicado para confirmar as peculiaridades químicas das estrelas de bário que nos permitiu confirmar ou rejeitar as estrelas analisadas como estrelas de bário. Os estudos comparativos entre as estrelas de bário e estrelas gigantes de campo realizados nesse capítulo foram feitos desconsiderando as estrelas rejeitadas como estrelas de bário na análise de parâmetros atmosféricos (seção 3.1), na determinação das massas (seção 3.3), na determinação de distâncias e luminosidades (seção 3.4), na análise de abundâncias químicas (seção 3.5) e na análise cinemática das estrelas de bário (seção 3.6).

3.1 Parâmetros atmosféricos

Os parâmetros atmosféricos das estrelas de bário foram comparados com os das estrelas gigantes de campo da literatura, utilizando as seguintes referências: Mishenina et al. (2006), Luck & Heiter (2007), Hekker & Meléndez (2007) e Takeda et al. (2008), totalizando 1 134 estrelas. O objetivo desse estudo comparativo é verificar se as estrelas de bário diferem ou não das estrelas gigantes de campo, considerando os parâmetros atmosféricos. As Figuras 3.1, 3.2, 3.3 e 3.4 mostram histogramas comparativos da metalicidade, gravidade superficial, temperatura efetiva e velocidade de microturbulência para as estrelas de bário (em vermelho) e

Tabela 3.1: Médias da temperatura, gravidade superficial, metalicidade e velocidade de microturbulência e seus respectivos valores de desvio padrão (σ), baseados na distribuição das estrelas de bário analisadas nesse trabalho e para estrelas gigantes de campo.

Amostras	$<T_{eff}(K)>$	$<\log g>$	<[Fe/H]>	$<v_t(\mathrm{km\,s^{-1}})>$
	σ	σ	σ	σ
Estrelas de bário	4 920/4 460	2.55/1.70/1.27	$-0.07/-0.40$	1.44
	250/140	0.43/0.14/0.10	0.20/0.12	0.27
Estrelas gigantes de campo	4950	2.74	-0.01	1.52
	250	0.47	0.21	0.34

para a amostra de estrelas gigantes de campo (em preto). Para essa análise estatística utilizamos 169 estrelas de bário da nossa amostra ($183 - 14$ estrelas que foram rejeitas como estrelas de bário), e acrescentamos as estrelas HD 206983 (Junqueira & Pereira, 2001), HD 10613 (Pereira & Drake 2009) e estrelas de bário ricas em metais (Pereira et al. 2011) totalizando 185 estrelas de bário. Nessas figuras também apresentamos ajustes gaussianos para cada distribuição. Na Tabela 3.1 estão os valores médios e seus respectivos desvios padrões para temperatura, gravidade superficial, metalicidade e velocidade de microturbulência para as estrelas de bário e para as estrelas gigantes de campo.

É possível verificar na Figura 3.1 e na Tabela 3.1, que a distribuição de metalicidades para as estrelas de bário apresenta duas componentes gaussianas. A primeira e mais proeminente componente possui grande contribuição de estrelas pertencentes ao disco fino velho da Galáxia, enquanto que a menor componente corresponde às estrelas do disco espesso, sendo suas metalicidades médias, respectivamente, iguais a -0.07 ± 0.2 e -0.40 ± 0.12. Esses valores são similares aos encontrados por Schuster et al. (2006) em sua análise fotométrica de estrelas do disco fino velho e estrelas do halo. Esses autores encontraram para estrelas do disco fino velho o valor médio de metalicidade -0.16 ± 0.14 e o valor médio de -0.55 ± 0.18 para o disco espesso. De fato, como veremos na seção 3.6, a análise da cinemática das estrelas de bário mostra que 60% (98 estrelas) da nossa amostra pertence ao disco fino velho, enquanto que 33 estrelas (20% da nossa amostra) foram classificadas como membros do disco jovem/velho ou disco espesso. Na Figura 3.1, podemos também constatar que existem poucas estrelas com metalicidade menor que -1.0. Essas estrelas são membros do disco espesso ou do halo de acordo com suas propriedades cinemáticas.

Na Figura 3.2 e Tabela 3.1, apresentamos a distribuição das gravidades superficiais para as estrelas gigantes de campo e para as estrelas de bário. Podemos verificar que, para as estrelas de bário, existem três picos na distribuição de gravidades superficiais ($\log g = 2.55$, 1.70 e 1.27). Já para as estrelas gigantes de campo há uma única distribuição gaussiana com $\log g = 2.74$ e desvio padrão de 0.47.

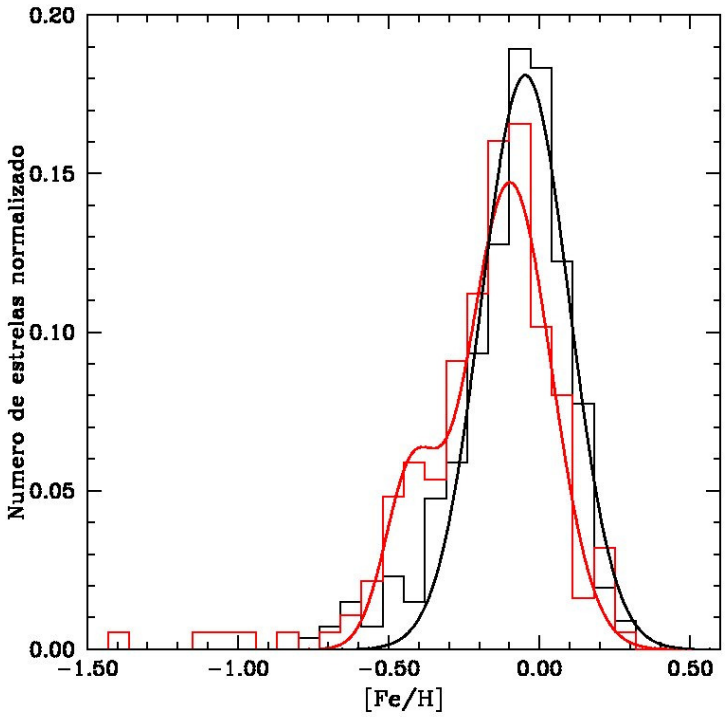

Figura 3.1: Histograma normalizado da metalicidade das estrelas de bário (vermelho) e estrelas de campo da literatura (preto). Também foram ajustados perfis gaussianos às distribuições de metalicidades.

A presença de estrelas de bário com $\log g$ entre 1.6 - 1.8 é responsável pelo pico em 1.7 na distribuição de $\log g$. Nesse intervalo de $\log g$ existem 30 estrelas (Tabela A.3 e a estrela HD 206983; Junqueira & Pereira 2001) entre as 169 estrelas de bário o que corresponde a 14% da amostra (lembrando que 14 estrelas foram rejeitadas como estrelas de bário). Para as estrelas gigantes do campo, essa porcentagem é de apenas 2.5% devido a presença de 28 estrelas entre 1 134 com esse intervalo de $\log g$. O pico em 1.27 é devido a presença de algumas estrelas de bário (sete estrelas) com $\log g$ entre 1.1 e 1.4, correspondendo à 3.5% da amostra. Para as estrelas gigantes de campo essa porcentagem é ainda menor, pois existem apenas cinco estrelas entre 1 134, correspodendo a 0.4% das estrelas nessa faixa de $\log g$.

Podemos também verificar na Figura 3.2 que o maior pico na distribuição de $\log g$ das estrelas de bário está deslocado aproximadamente 0.35 dex, em direção a menores valores de $\log g$ em comparação a distribuição das estrelas gigantes de campo. Diferentes análises realizadas por diferentes autores, que incluem dados atômicos utilizados para determinar metalicidades e gravidades superficiais, grades de modelos atmosféricos ou até mesmo a determinação automática do contínuo dos espectros estelares podem contribuir para uma diferença de 0.3 a 0.4 dex na determinação de $\log g$ e de metalicidades das estrelas gigantes.

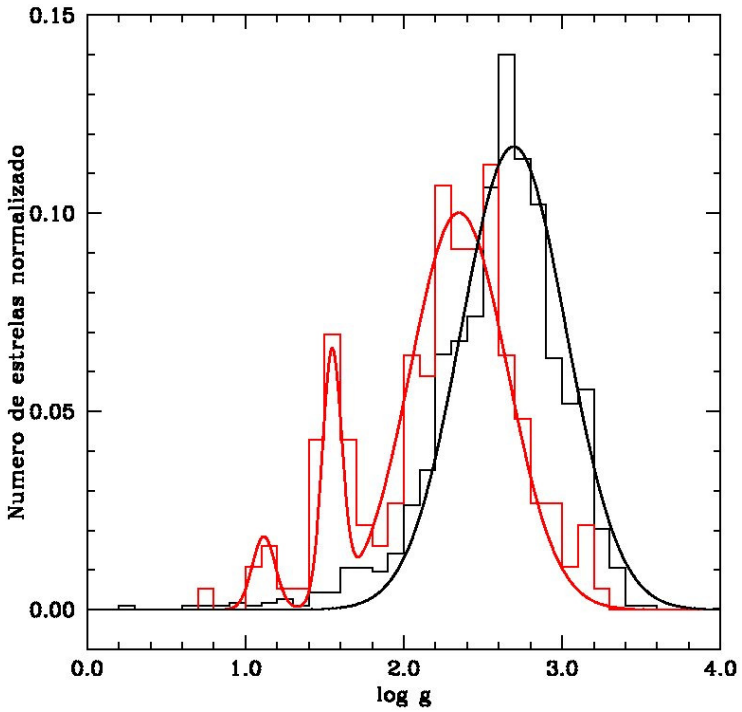

Figura 3.2: O mesmo que na Figura 3.1, porém para gravidade superficial.

Porém, efeitos evolutivos devem ser considerados. Muitas estrelas da amostra de Mishenina et al. (2006), Luck & Heiter (2007) e Takeda et al. (2008) ocupam uma região restrita em valores de $\log g$ do diagrama HR recebendo a denominação de "clump stars", ou seja, existem muitas estrelas com $\log g$ entre 2.0 e 3.0 (Figura 2 e 3a de Takeda et al. 2008). Essas estrelas estão na fase de queima de hélio no núcleo estelar, correspondendo a uma fase evolutiva estável, não havendo grande variação em suas luminosidades superficiais e causando um acúmulo, ou um "clump" no diagrama HR. Além disso, estrelas gigantes de bário podem ser mais evoluídas que estrelas gigantes de campo por efeito da transferência de massa a partir da sua companheira. Essa hipótese pode também explicar o porque de, proporcionalmente, encontrarmos mais estrelas de bário do que estrelas gigantes de campo com baixos valores de gravidade superficial. Luck & Bond (1991) sugeriram que a massa transferida pode influenciar a evolução da estrela com menor massa do sistema binário. Esses autores também argumentam que não há razões físicas para que a acreção de matéria a partir da companheira AGB seja favorecida quando a componente que recebeu o material enriquecido estava na sequência principal ou já na fase de gigante vermelha. Ao considerar o cenário em que a transferência de massa ocorre enquanto a estrela menos evoluída do sistema binário encontra-se na sequência principal, Boffin & Jorissen (1988) sugerem que uma substancial quantidade de material deve ser acretado para que efeitos de diluição, como a primeira dragagem, não apaguem o registo de peculiaridades químicas,

sendo possível que a matéria acretada influencie a evolução estelar. A massa acretada em um sistema binário, como o que gera estrelas de bário, pode ser comparável à massa do envelope convectivo de uma estrela gigante vermelha, podendo ser maior do que a metade da massa estelar para uma estrela com 1.0-1.5 $M_{\odot}$ (Iben, 1967). Estimar a quantidade de matéria acretada não é tarefa simples e depende de vários fatores como as massas das componentes do sistema, parâmetros orbitais como separação do sistema e excentricidade da órbita (Iben, 1967). Jorissen et al. (2009), por meio de simulações numéricas, obtiveram estimativas da quantidade de matéria acretada de 1.0 a 2.0 massas solares para sistemas em que ocorrem transferência de massa a partir de uma estrela AGB. Jorissen & van Eck (2000), em um trabalho dedicado ao estudo da formação de estrelas de bário, também questionaram se essas estrelas receberam o material enriquecido de uma companheira AGB quando ainda se encontravam na fase de sequência principal ou na fase de gigante vermelha, não chegando a uma resposta definitiva. Porém, esses autores destacam que, considerando a primeira hipótese, a matéria acretada por uma estrela anã pode fazer com que esta ganhe dimensões de uma estrela gigante. Kippenhahn & Meyer-Hofmeister (1977) analisaram o impacto da transferência de massa em sistemas binários em que uma componente anã recebe matéria de uma companheira mais evoluída. Eles argumentam que, dependendo da taxa em que a acreção de massa ocorra, pode ocorrer uma rápida expansão do raio da estrela que recebeu o material da estrela companheira, e que sua luminosidade pode alcançar a luminosidade de Eddington (luminosidade limite em que há o equilíbrio entre pressão radiativa e pressão do gás).

Para a distribuição de temperaturas, a Figura 3.3 mostra que existem dois picos no histograma referente às estrelas gigantes de bário. Um pico em 4 460 K correspondendo às estrelas mais evoluídas que contribuem para o pico em $\log g$ = 1.6 da Figura 3.2. Já o segundo pico em 4 920 K apresenta valor médio e desvio padrão para a temperatura similares aos valores das estrelas gigantes de campo.

A Figura 3.4 mostra o histograma para a velocidade de microturbulência. Pode-se verificar que não há uma diferença significativa entre a distribuição das estrelas de bário e estrelas gigantes de campo.

Na Figura 3.5 apresentamos o diagrama $\log g$ $versus$ metalicidade para as estrelas de bário e para as estrelas gigantes de campo das quatro referências mencionadas anteriormente. Foram incluídas estrelas anãs de campo analisadas por Edvardsson et al. (1993), Reddy et al. (2003) e Reddy et al. (2006), e também estrelas anãs de bário analisadas por Luck & Bond (1991), Smith et al. (1993), North et al. (1994), Pereira & Junqueira (2003), Pereira (2005), Pereira & Drake (2011), Allen & Barbuy (2006) e Liu et al. (2012). O diagrama $\log g$ $versus$ metalicidade mostra que ainda há poucas estrelas anãs de bário conhecidas em comparação às estrelas gigantes de bário que são encontradas em um amplo intervalo de metalicidades. As estrelas anãs de bário apresentam metalicidades inferiores ou iguais a -0.10. Esse ponto foi levantado

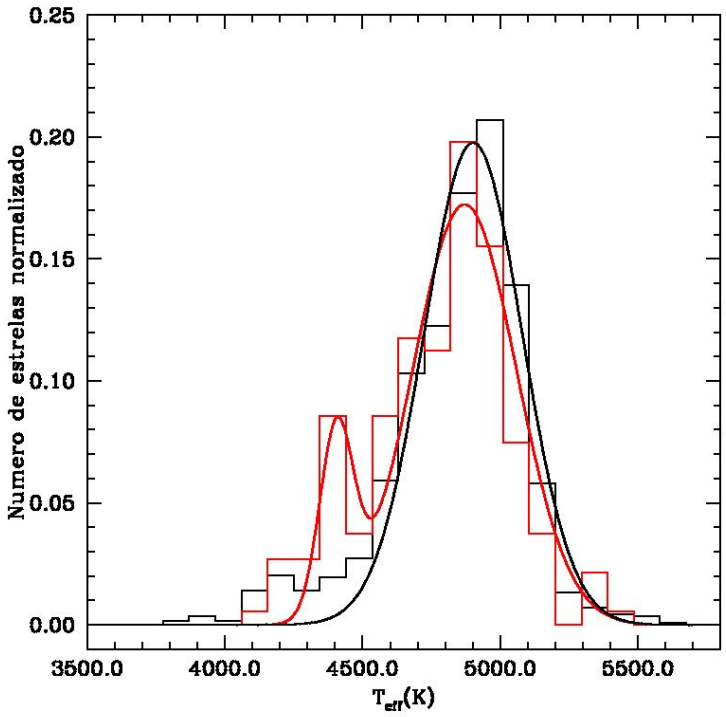

Figura 3.3: O mesmo da Figura 3.1, porém para a temperatura.

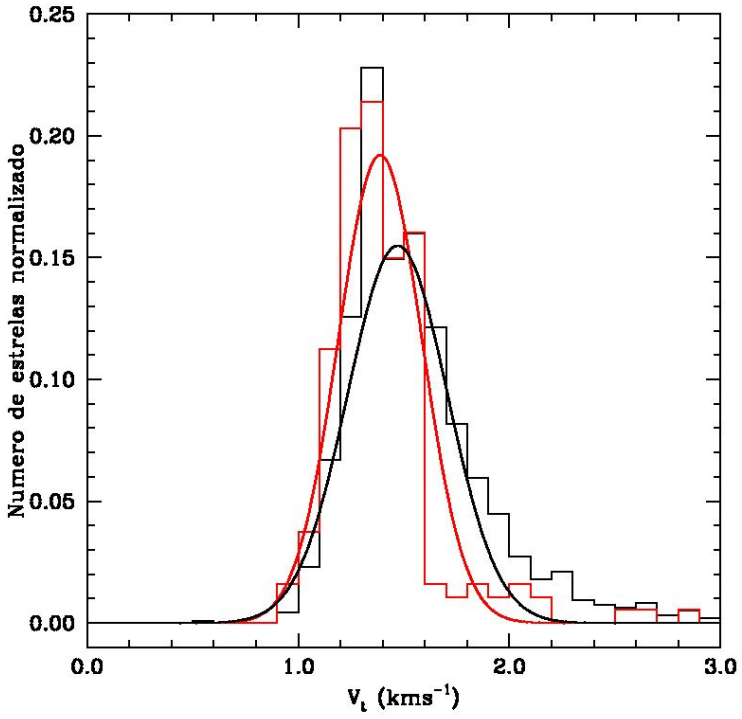

Figura 3.4: O mesmo da Figura 3.1, porém para a velocidade de microturbulência

por Pereira (2005), que argumenta que estrelas gigantes de bário ricas em metais existem e são provavelmente membros do disco fino e que estrelas anãs de bário com metalicidade aproximadamente solar ainda não foram encontradas.

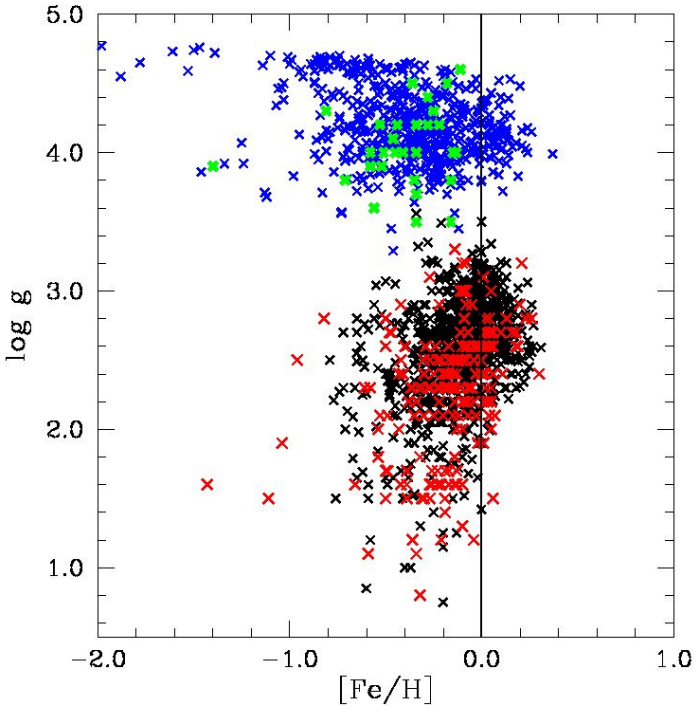

Figura 3.5: Diagrama $\log g$ *versus* metalicidade ([Fe/H]) para as mesmas estrelas gigantes de campo da Figura 3.1 (cruzes pretas), estrelas gigantes de bário (cruzes vermelhas), estrelas anãs de campo (cruzes azuis) e estrelas anãs de bário (cruzes verdes).

3.2 A procura de linhas de tecnécio nas estrelas de bário

Existem, na amostra de estrelas de bário, estrelas bastante evoluídas com $\log g$ entre 1.0 e 1.7, quando comparadas as estrelas gigantes de campo que têm valores de $\log g$ bem mais altos. Sendo estrelas mais evoluídas, estas já seriam auto-enriquecidas? Ou seja, já teriam desenvolvido mecanismos de produção e dragagem de elementos do processo-s típicos de estrelas na fase AGB? Estrelas do tipo espectral S ricas em Tc (estrelas S intrínsecas) estão relacionadas à sequência evolutiva M-S-C de estrelas na fase AGB. Existem evidências de estrelas do tipo espectral S ricas em elementos do processo-s, porém pobres em Tc, conhecidas como estrelas do tipo S extrinsecas e são prováveis descendentes mais frias das estrelas de bário (Jorissen et al., 1998). Estrelas do tipo S extrínsecas são binárias e, ao contrário das estrelas S isoladas, não apresentam mecanismo de auto-enriquecimento de elementos do processo-s, como Tc, típico de estrelas AGB (Jorissen et al., 1993).

Demonstraremos na seção 3.4 que as estrelas de bário mais evoluídas não são luminosas o suficiente, como as estrelas AGB, para se auto-enriquecer em elementos do processo-s. De forma adicional, investigamos a presença de Tc nos espectros dessas estrelas. A não detecção de linhas de Tc pode ser considerada como mais um suporte à hipótese de transferência de massa. Isso porque Tc é um elemento instável e requer um contínuo mecanismo de produção e dragagem, como o que ocorre em estrelas AGB, para ser observado na superfície estelar. Entre essas estrelas com $\log g$ entre 1.0 e 1.7 procuramos pelas linhas do Tc I em 4238.19 Å, 4262.27 Å e 5924.47 Å. Identificamos várias linhas de absorção na região azul usando como referência o espectro solar (Moore & Lewis, 1966). Para procurar por linhas de Tc usamos algumas publicações de espectros de estrelas do tipo S, onde essas linhas são claramente detectadas (Sanner, 1978; Smith & Lambert, 1986; Van Eck & Jorissen, 1999).

Nas Figuras 3.6, 3.7 e 3.8 mostramos dois exemplos de espectros de duas destas estrelas mais evoluídas da nossa amostra (HD 43389 e HD 66291) nas regiões espectrais onde três transições de Tc poderiam estar presentes, sendo destacadas pelas linhas vermelhas tracejadas. Na Figura 3.6 não há indicação da presença da linha de tecnécio em 4238.19 Å nos espectros dessas duas estrelas. Já, para a transição do Tc I em 4262.27 Å (Figura 3.7), a possibilidade de sua presença é muito fraca para considerá-la positiva. Também podemos identificar nessa região, como apontado por Van Eck & Jorissen (1999), a linha de Nd II em 4262.228 Å (linha verde pontilhada), que tem sua presença esperada já que essas estrelas são enriquecidas em elementos do processo-s.

Este não é o primeiro trabalho em que linhas de tecnécio são procuradas em estrelas de bário. Little-Marenin & Little (1987) procuraram por linhas de Tc II na região do ultravioleta no espectro da estrela HD 116713 (=HR 5058), não encontrando qualquer indicação da presença dessas linhas. Smith (1984) também não identificou a linha de tecnécio em 5924.47 Å nas

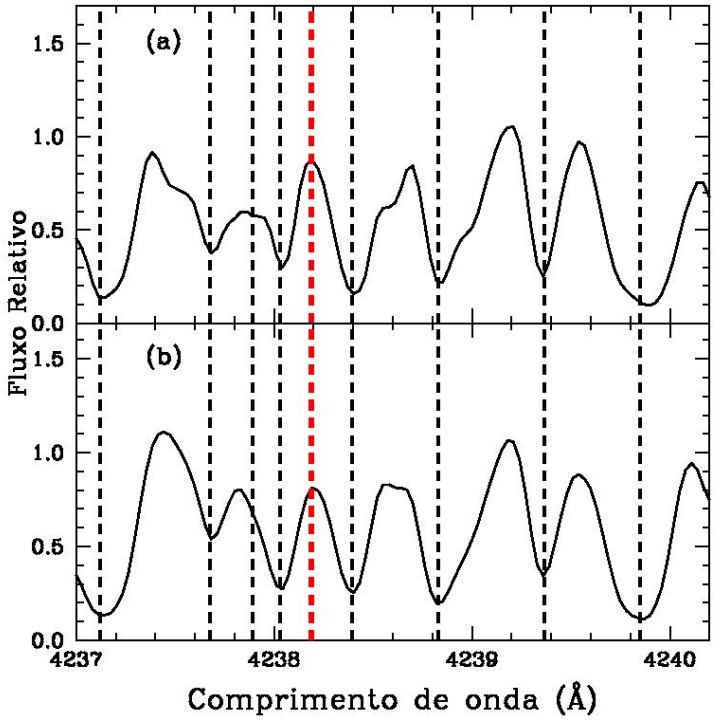

Figura 3.6: Espectros das estrelas HD 43389 (a) e HD 66291 (b). Linhas de absorção devido às transições do Fe I 4237.12 Å , Fe I 4237.68 Å , Ti I 4237.89 Å , Fe I 4238.03 Å , La II+CH 4238.39 Å , Fe I 4238.83 Å , Fe I 4239.37 Å e Fe I 4239.85 Å , são também apresentadas. Linhas tracejadas representam seus comprimentos de onda de repouso. A figura também mostra a transição do tecnécio em 4238.19 Å (linha vermelha tracejada).

estrelas da sua amostra. O mesmo resultado negativo foi obtido por Smith & Wallerstein (1983) ao procurar linhas de Tc na estrela de bário HD 178717. Na Figura 3.8 temos os espectros das estrelas HD 43389 e HD 66291 para uma região espectral em torno da linha de tecnécio em 5924.47 Å , não havendo qualquer indicação da presença dessa transição. Em nosso trabalho procuramos pela presença de Tc nos espectros das estrelas de bário mais evoluídas, chegando a um resultado negativo, e confirmando os resultados anteriores dedicados à identificação de tecnécio em estrelas de bário.

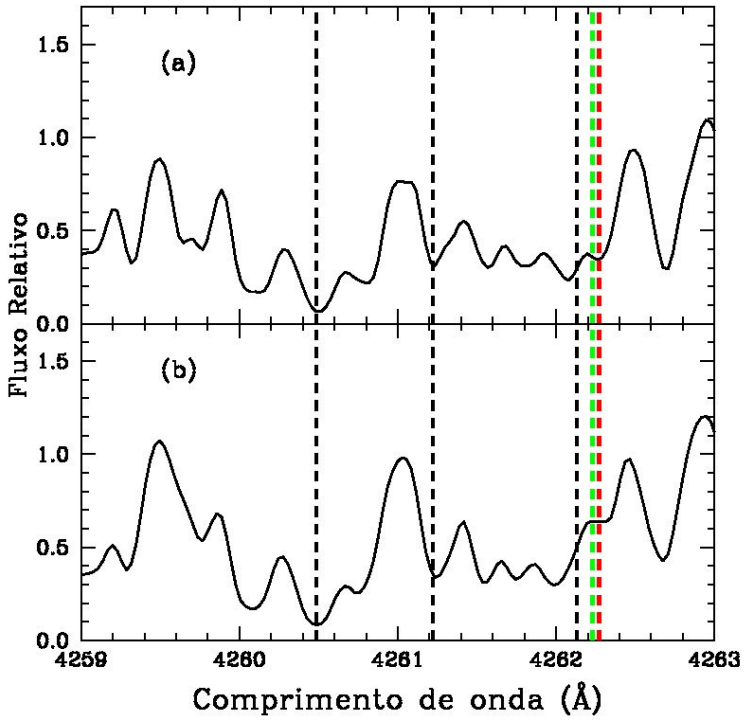

Figura 3.7: Espectros das estrelas HD 43389 (a) e HD 66291 (b). Linhas de absorção devido às transições do Fe I 4260.49 Å , CH 4261.22 Å , Cr I 4262.35 Å , também são apresentadas. As linhas tracejadas representam seus comprimentos de onda de repouso. A figura também mostra a transição do tecnécio no comprimento de onda de repouso em 4262.27 Å (linha vermelha tracejada) e uma linha vizinha do Nd II em 4262.228 Å (linha verde tracejada).

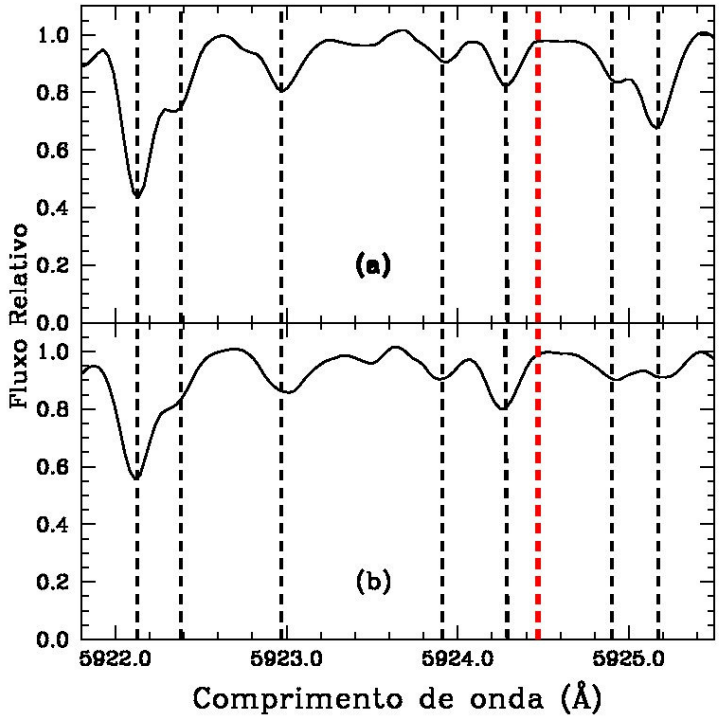

Figura 3.8: Espectros das estrelas HD 43389 (a) e HD 66291 (b). Linhas de absorção devido a transição do Ti I 5922.1 Å , CN+Co I 5922.37 Å , CN+Ce II 5922.95 Å , Ni I 5923.93 Å , CN 5924.29 Å , Ce II+CN 5924.92 Å e Zr II 5925.13 Å são apresentadas. As linhas tracejadas representam seus comprimentos de onda de repouso. A linha de absorção devido a transição do tecnécio no comprimento de onda de repouso de 5924.47 Å está indicada pela linha vermelha tracejada.

3.3 Posição das estrelas de bário no diagrama $\log g$ - $\log T_{\rm eff}$

As massas das estrelas de bário e das estrelas rejeitadas como estrelas de bário foram obtidas a partir de suas posições no diagrama $\log g$ - $\log T_{\rm eff}$, de acordo com os valores de $T_{\rm eff}$/$\log g$ da Tabela A.3. Para isso utilizamos trajetórias evolutivas de Fagotto et al. (1994) e Schaller et al. (1992). Nas Figuras 3.9 a 3.12 mostramos as trajetórias evolutivas para metalicidades Z[1] = 0.02, 0.008, 0.004, 0.001, respectivamente. Nossas estimativas para as massas estelares foram obtidas ao analisar a disposição de cada estrela no modelo evolutivo mais adequado, como podemos ver no painel superior (a) dessas figuras. Na Figura 3.9 temos modelos evolutivos com Z = 0.02, que corresponde a [Fe/H] = $+0.03$, onde incluímos estrelas com metalicidades entre $+0.18$ e -0.12, considerando uma incerteza média na metalicidade de ± 0.15 (Tabela 3.1). Para estrelas com [Fe/H] entre -0.22 e -0.52 utilizamos modelos evolutivos com Z = 0.008 (Figura 3.10), e para estrelas com metalicidade entre -0.52 e -0.82 utilizamos modelos evolutivos com Z = 0.004 (Figura 3.11). Para as estrelas de mais baixa metalicidade da amostra, com [Fe/H] em torno de -1.0 (BD+09° 2384, HD 123396 e HD 130255), utilizamos modelos evolutivos com Z = 0.001 (Figura 3.12).

Na Tabela A.8 encontram-se as massas estelares para as estrelas de bário. A maior parte delas (141 estrelas ou 76%) apresenta massas entre 2.0 e 3.0 $M_{\odot}$, que está em boa concordância com os modelos teóricos de Han et al. (1995) que preveêm um intervalo de massa para estrelas de bário de 1.0 a 3.0 $M_{\odot}$. Mennessier et al. (1997) calcularam as massas das estrelas de bário e concluíram que a maior parte das estrelas nos grupos classificados por eles como grupo C ("clump giants") e G (estrelas subgigantes e gigantes) têm massas entre 1.0 e 4.5 $M_{\odot}$. E, assim como Mennessier et al. (1997), também encontramos estrelas com massas entre 4.0 e 6.0 $M_{\odot}$.

Outros estudos que analisaram amostras menores de estrelas de bário também determinaram as massas das estrelas. Encontramos nesses estudos estrelas em comum com a nossa amostra e observamos que há uma boa concordância entre a nossa determinação das massas estelares dada uma incerteza de 0.5 - 1.0 $M_{\odot}$ (ver na Tabela 3.2).

Também utilizamos o diagrama $\log g$ - $\log T_{\rm eff}$ para determinar as idades das estrelas de bário. Para isso utilizamos isócronas de Fagotto et al. (1994) para as mesmas metalicidades das trajetórias evolutivas. Para Z=0.001, utilizamos isócronas de Bertelli et al. (2009), uma vez que Schaller et al. (1992) e Fagotto et al. (1994) não fornecem isócronas para essa metalicidade. Os paineis inferiores "(b)" das Figuras 3.9 a 3.12 apresentam as posições das estrelas de bário no diagrama $\log g$ - $\log T_{\rm eff}$ com as isócronas das referências acima mencionadas. Na última coluna da Tabela A.6 estão as idades de cada estrela. Nossos resultados estão em concordância com os resultados obtidos por Mennessier et al. (1997), que encontraram que as idades das

[1] Z também é um indicador de metalicidade, correspondendo à proporção de matéria diferente de H e He. A relação entre Z e [Fe/H] é dada por: [Fe/H]=logZ+1.73

estrelas de bário estão dentro de um intervalo de log (idade) entre 7.5 a 10.0 anos tendo uma grande concentração de log (idade) entre 8.0 e 9.0 anos.

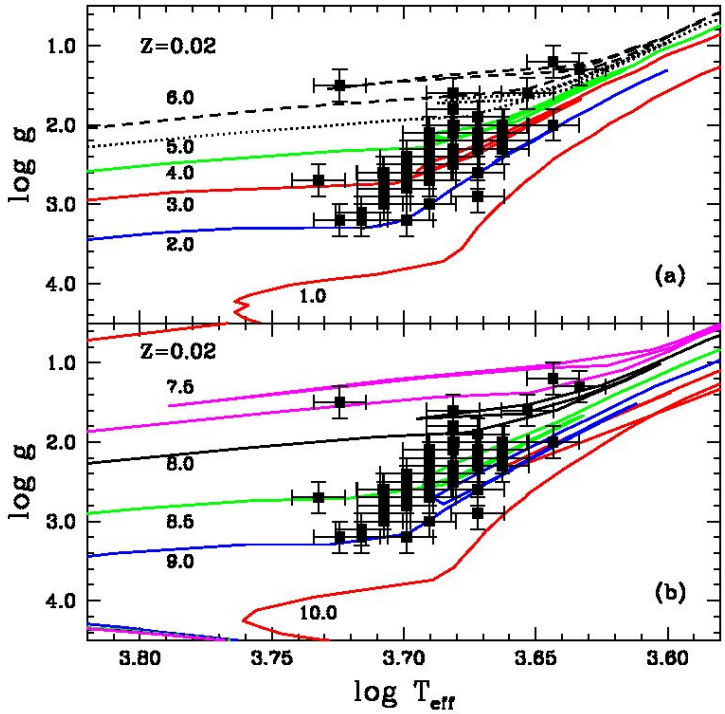

Figura 3.9: Posição das estrelas de bário e estrelas rejeitadas como estrelas de bário no diagrama $\log g$ - $\log T_{\rm eff}$. Em (a) vemos as trajetórias evolutivas onde os números correspondem às massas estelares em unidades solares. Em (b) vemos as isócronas onde os números correspondem ao logaritmo da idades em anos. Os modelos foram obtidos de Fagotto et al. (1994). As linhas representam as trajetórias evolutivas e isócronas para as estrelas com metalicidade Z = 0.02.

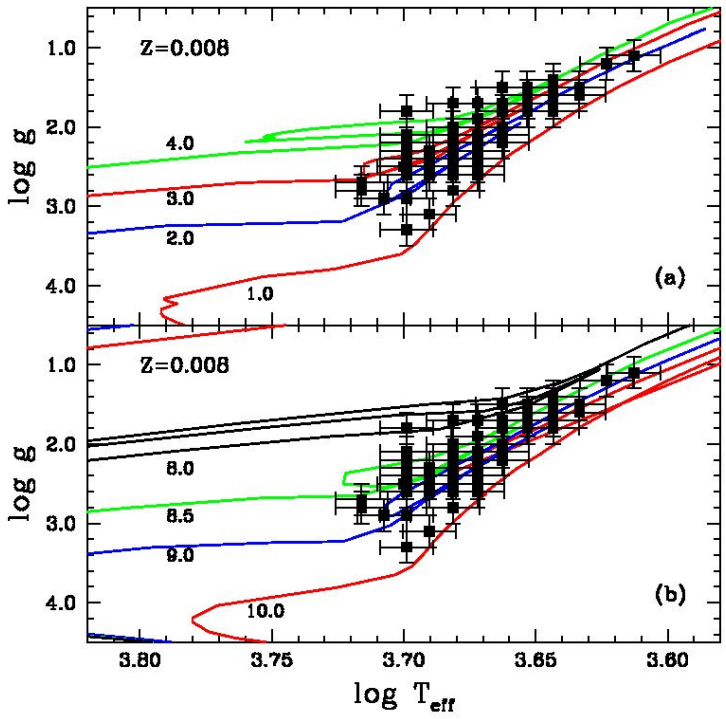

Figura 3.10: O mesmo da Figura 3.9, porém para metalicidade Z = 0.008.

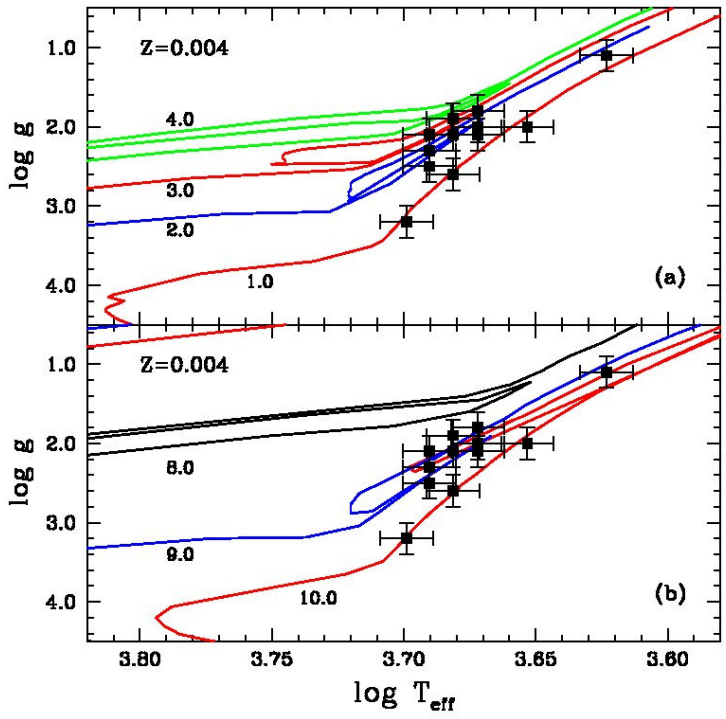

Figura 3.11: O mesmo da Figura 3.9, porém para metalicidade Z = 0.004.

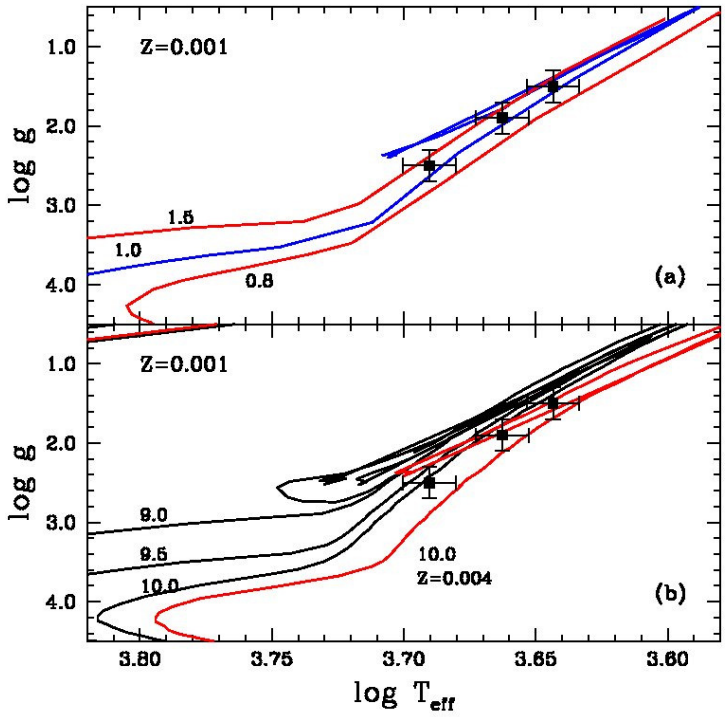

Figura 3.12: O mesmo da Figura 3.9 para metalicidade Z = 0.001, porém em (a) vemos as trajetórias evolutivas de Schaller et al. (1992) e em (b) as isócronas de Bertelli et al. (2009). No painel (b) também incluimos uma isócrona com idade de 10 Giga anos e metalicidade Z=0.004, com o objetivo de observar, para uma mesma idade, o efeito da metalicidade.

Tabela 3.2: Massas das estrelas de bário a partir da nossa análise (segunda coluna) e da literatura (terceira coluna).

Estrelas	$M/M_{\odot}$	$M/M_{\odot}$	Referência
HD 749	1.0	0.4 - 1.0	Allen & Barbuy (2006)
HD 5424	2.0	1.2 - 1.9	Allen & Barbuy (2006)
HD 12392	2.0	2.0	Allen & Barbuy (2006)
HD 26886	3.0	$2.78(+0.75,-0.78)$	Liang et al. (2003)
HD 88562	2.0	1.0	Antipova et al. (2004)
HD 116869	2.0	0.9 - 1.2	Allen & Barbuy (2006)
HD 123396	1.0	0.4 - 0.8	Allen & Barbuy (2006)
HD 183915	4.0	3.2	Antipova et al. (2004)
HD 201657	2.0	0.78	Liu et al. (2009)
HD 201824	3.0	4.57	Liu et al. (2009)
HD 204075	6.0	4.0 - 5.0	Böhm-Vitense et al. (2000)
		4.6	Antipova et al. (2004)
		4.2	Smiljanic et al. (2007)
HD 210709	2.0	0.8 - 1.1	Allen & Barbuy (2006)
HD 223938	2.0	0.6 - 1.4	Allen & Barbuy (2006)

Na Figura 3.13 apresentamos a relação entre idade e metalicidade (painel superior) e idade e massa (painel inferior) para as estrelas de bário. Embora haja uma dispersão de valores de metalicidade para uma dada idade, encontramos uma anti-correlação entre metalicidade e idade como representada pelo ajuste linear. Esse resultado é esperado de acordo com a evolução química da Galáxia (ver Figura 1 de Chiappini et al. (1997)). No painel inferior temos a relação entre massa e idade para as estrelas de bário (pontos conectados pela linha vermelha) e para estrelas gigantes de campo da amostra de Takeda et al. (2007) (pontos conectados pela linha azul). Podemos ver, para as duas amostras, que estrelas com maiores massas tendem a ser mais jovens. A explicação para isso é que a idade dessas estrelas é basicamente o tempo que elas permaneceram na fase de sequência principal, que por sua vez, depende da massa.

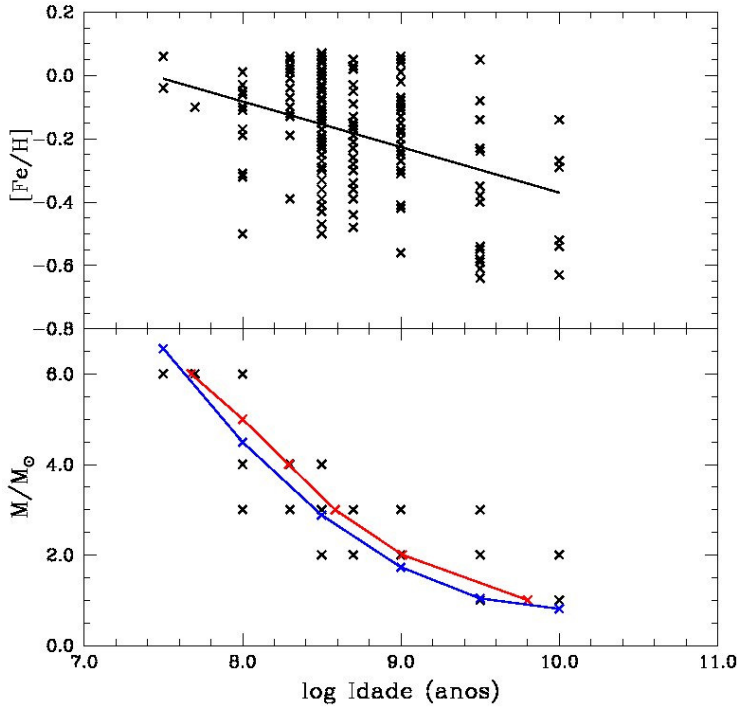

Figura 3.13: Diagrama log idade - metalicidade (painel superior) e log idade - massa (painel inferior) para as estrelas de bário analisadas. No diagrama log idade - massa cada ponto conectado pela linha vermelha representa o valor médio de idade para uma dada massa para as estrelas de bário. Cada ponto pode representar mais de uma estrela. Os pontos conectados pela linha azul representam a relação entre idade e massa fornecida por Takeda et al. (2007).

3.4 Distâncias espectroscópicas, altura ao plano Galáctico e luminosidades.

A partir dos resultados das seções 3.1 e 3.3 obtivemos as distâncias espectroscópicas das estrelas de bário. A relação entre a distância da estrela ao Sol (r), a temperatura ($T_{\rm eff}$), gravidade ($\log g$), massa (em unidades de massas solares), magnitude aparente na banda V, a absorção interestelar (A_V) e correção bolométrica (BC) é dada por:

$$\log r\,(\mathrm{kpc}) \;=\; \frac{1}{2}\left(\log\frac{M_\star}{M_\odot} + 0.4\,(V - A_{\rm V} + BC) + 4\log T_{\rm eff} - \log g - 16.5\right). \quad (3.2)$$

As magnitudes B e V das estrelas de bário são afetadas pelo efeito conhecido como depressão Bond-Neff, resultando em uma ampla banda de absorção observada entre 4 000 e 4 500Å (Bond & Neff, 1969; Gow, 1976; Lu & Sawyer, 1979). A absorção Bond-Neff foi inicialmente associada a absorção devido às bandas de CN e CH, porém como apontado por McWilliam & Smith (1984), elementos do processo-s seriam necessários para produzir a deficiência em fluxo observado nas estrelas de bário em comparacão às estrelas gigantes normais. Em um trabalho mais recente, Masseron et al. (2010) reproduziram a depressão Bond-Neff considerando que, tanto as bandas de CH quanto elementos do processo-s são necessários para provocar a deficiência no fluxo observado nos espectros das estrelas de bário entre λ = 3000 e 5500 Å .

Dessa forma, a maneira usual de determinar a extinção interestelar por meio da relação $A_{\rm v}$ = 3.2$\times E(B-V)$, usando o índice de cor $B-V$ não pode ser usada. Portanto, consideramos para estrelas com distâncias de até 100 pc, a extinção $A_{\rm v}$ = 0.1 (Böhm-Vitense et al. 2000). Para as demais estrelas, $A_{\rm v}$ foi calculada usando a calibração entre $A_{\rm v}$, coordenadas galácticas e distâncias dada por Chen et al. (1998). Essa calibração foi realizada para estrelas da vizinhança solar, seguindo a seguinte lei de extinção :

- Para $\mid b \mid > 50^0$: $A_{\rm v}$=0
- Para $10^0 < \mid b \mid \leq 50^0$: $A_{\rm v} = 0.165(1.192 - \mid tan\, b \mid) \mid csc\, b \mid [exp(-r \mid sen\, b \mid h_0^{-1}])$
- Para $\mid b \mid \leq 10^0$: $A_{\rm v} = a_1 r + a_2 r^2 + a_3 r^3 + a_4 r^4$

Sendo a última equação válida somente para estrelas até 1000 parsecs. Os coeficientes necessários para o cálculo de $A_{\rm v}$ (a_1, a_2, a_3 e a_4) e o parâmetro h_0 são fornecidos por Chen et al. (1998).

Os valores de correção bolométrica foram obtidos de Alonso et al. (1999) e usamos $M_{\rm bol\odot} = +4.74$ (Bessell et al., 1998). Os resultados para as distâncias espectroscópicas encontram-se na Tabela A.8, assim como os valores de correções bolométricas, absorções interestelares, as

distâncias dadas pelas paralaxes Hipparcos (van Leeuwen, 2007), magnitudes absolutas visuais e as luminosidades.

Para as estrelas HD 43389, HD 66291, HD 74950, HD 142491 e HD 168986, não foi possível determinar a absorção interestelar e suas distâncias. Isto porque estas estrelas estão a distâncias maiores que 1 000 pc e encontram-se em baixas latitudes galácticas com $|b| \leq 10^0$, de tal modo que a expressão polinomial para obter A_V dada por Chen et al. (1998) não pode ser usada para essas estrelas. Na Figura 3.14 comparamos as distâncias espectroscópicas obtidas para as estrelas de bário com as distâncias obtidas a partir da paralaxe Hipparcos. Vemos que existe uma correlação linear até 600 pc com um coeficiente angular de 0.7, que corresponde a um ângulo de 35°, próximo ao valor ideal de 45°. Para distâncias maiores que 600 pc os erros nas distâncias derivadas da paralaxe Hipparcos são muito altas.

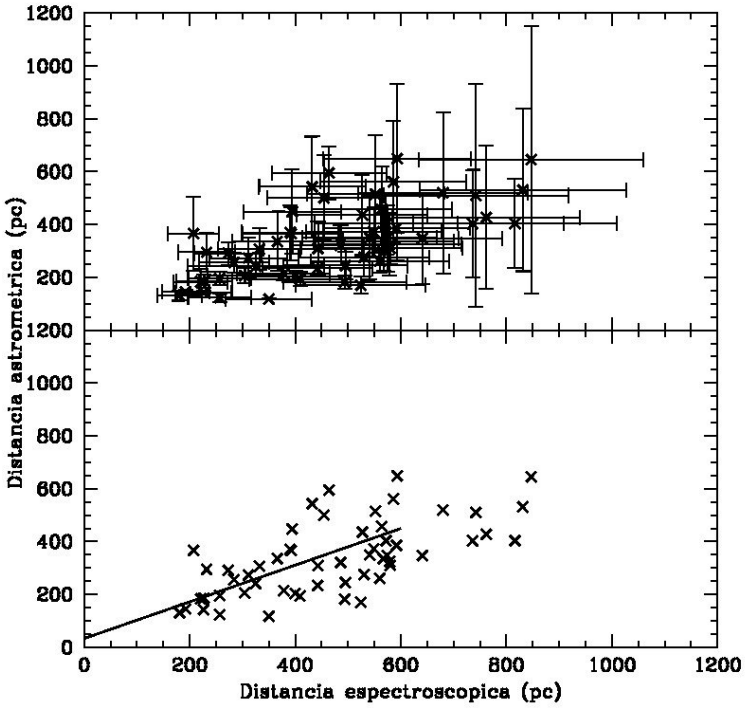

Figura 3.14: Distâncias astrométricas a partir da paralaxe Hipparcos $versus$ distâncias espectroscópicas para algumas estrelas de bário analisadas nesse trabalho, com a barra de erro (painel superior) e sem a barra de erro (painel inferior). Também mostramos um ajuste linear aos dois conjuntos de dados.

Com as distâncias das estrelas de bário calculadas, determinamos as distâncias ao plano Galáctico (z) e a escala de altura (h). A escala de altura é definida a partir do decaimento exponencial da distribuição de z que é simétrico em relação ao plano Galáctico, sendo igual à distância em que a distribuição diminui por um fator igual ao número de Euler (e). Como

Tabela 3.3: Parâmetros de ajuste para a distribuição de distâncias ao plano Galáctico. Na última coluna temos os valores de χ^2 normalizados pelo número de graus de liberdade.

Ajuste	z_0 [pc]	σ [pc]	N_0	h [pc]	χ^2
Exponencial ($z < 100$ pc)	—	—	38 ± 4	323 ± 39	4.3
Exponencial ($z < 200$ pc)	—	—	59 ± 8	246 ± 25	1.9
Exponencial ($z < 300$ pc)	—	—	73 ± 21	222 ± 33	2.0
Gaussiano (z para toda a amostra)	-115 ± 26	344 ± 26	18 ± 1	—	5.8

é possível notar na Figura 3.15, nossa distribuição não é simétrica, mas centrada em torno de $z_0 \sim -100$ pc. Isso se deve ao fato de que a maior parte da amostra foi observada no hemisfério sul. Dessa forma, utilizamos duas diferentes aproximações para estimar a escala de altura. Para a primeira estimativa utilizamos dados para $z \lesssim -100$ pc e ajustamos uma lei de exponencial do tipo $N = N_0 e^{-|z|/h}$ e fizemos uma extrapolação para $z = 0$. Essa aproximação apresenta a desvantagem de que mais de 45% da informação da nossa amostra é perdida. Para contornar esse problema, e usar a informação fornecida por toda a amostra, a segunda aproximação utiliza todos os dados para ajustar uma função gaussiana do tipo $N = N_0 e^{-(z-z_0)^2/2\sigma^2}$, assumindo um valor adequado de desvio padrão σ. A Figura 3.15 apresenta a distribuição de z para a nossa amostra com os diferentes ajustes, cujos parâmetros estão listados na Tabela 3.3. A partir desses ajustes, vemos que a escala de altura para as estrelas de bário está entre 222 e 344 parsecs, que é compatível com o valor obtido por Gilmore & Reid (1983) para a escala de altura de estrelas do disco fino velho (300 parsecs).

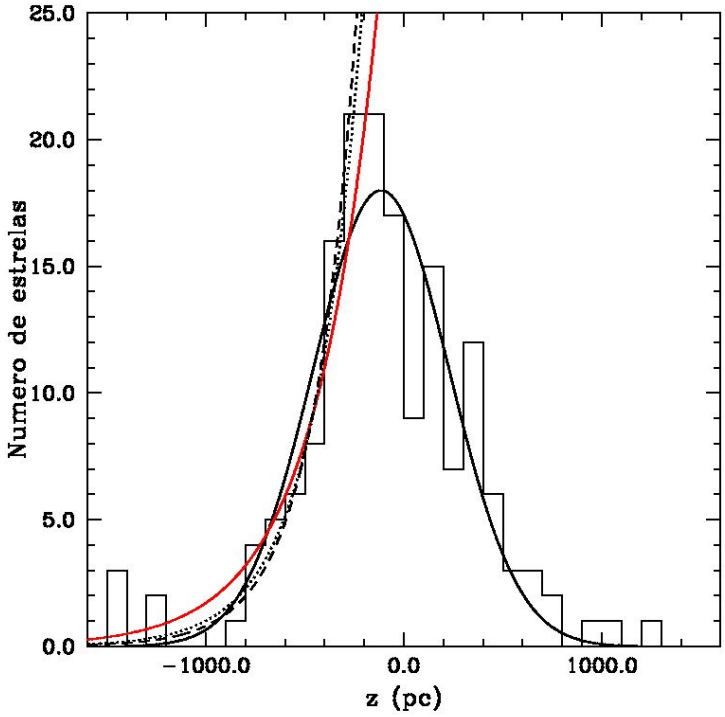

Figura 3.15: Distribuição das distâncias ao plano Galáctico para as estrelas de bário. A distribuição está deslocada para valores negativos devido a um "bias" observacional. Apresentamos as leis exponenciais e para o ajuste gaussiano (linha cheia). Para as leis exponenciais, o ajuste para estrelas com z menor que 100 parsecs é representado pela linha vermelha, para z menor 200 parsecs pela linha tracejada e para z menor que 300 parsec pela linha pontilhada.

As luminosidades foram obtidas a partir dos valores de massa, temperatura e gravidade através da fórmula:

$$\log(\frac{L}{L_{\odot}}) = log\frac{M}{M_{\odot}} + 4logT - log\, g - 10.61 \tag{3.3}$$

Na Figura 3.16 comparamos as luminosidades de estrelas gigantes de campo e estrelas de bário (excluindo as estrelas rejeitadas como estrelas de bário). Para as estrelas gigantes de campo, os valores de luminosidades estão disponíveis apenas para as amostras de Takeda et al. (2008) e Luck & Heiter (2007). Para as estrelas gigantes de campo determinamos um valor médio para log (L/L$_{\odot}$) de 1.8$\pm$0.34, enquanto que para as estrelas de bário esse valor é de 2.23$\pm$0.49. As amostras de estrelas gigantes de Luck & Heiter (2007) e Takeda et al. (2008) apresentam menores valores de desvio padrão do que as estrelas gigantes de bário. Provavelmente isso está relacionado com a maior quantidade de "clump stars" em comparação as estrelas gigantes de bário. De fato, quando essas amostras são examinadas no diagrama log (L/L$_{\odot}$)-$\log g$ (Figura 3.17) vemos que existe uma concentração de estrelas ou um "clump" em torno de log L/L$_{\odot}$ = 1.7 - 1.9.

Na Figura 3.16 também mostramos três linhas verticais que representam os limites inferiores de luminosidade para que uma estrela desenvolva o primeiro pulso térmico. Como podemos ver nenhuma estrela é luminosa o suficiente para desenvolver pulsos térmicos.

As estrelas com 6 $M_{\odot}$ na nossa amostra (HD 204075, HD 216809 e HD 221879) apresentam as maiores luminosidades da distribuição em torno de log L/L$_{\odot}\approx$3.5, mas mesmo essas estrelas mais luminosas não possuem luminosidade mínima suficiente para desenvolver pulsos térmicos. A luminosidade mínima para que ocorra o primeiro pulso térmico para uma estrela com 5 $M_{\odot}$ é log L/L$_{\odot}$ = 4.3 (linha vermelha). A Figura 3.16 representa a função de luminosidades observada das estrelas de bário determinada pela primeira vez.

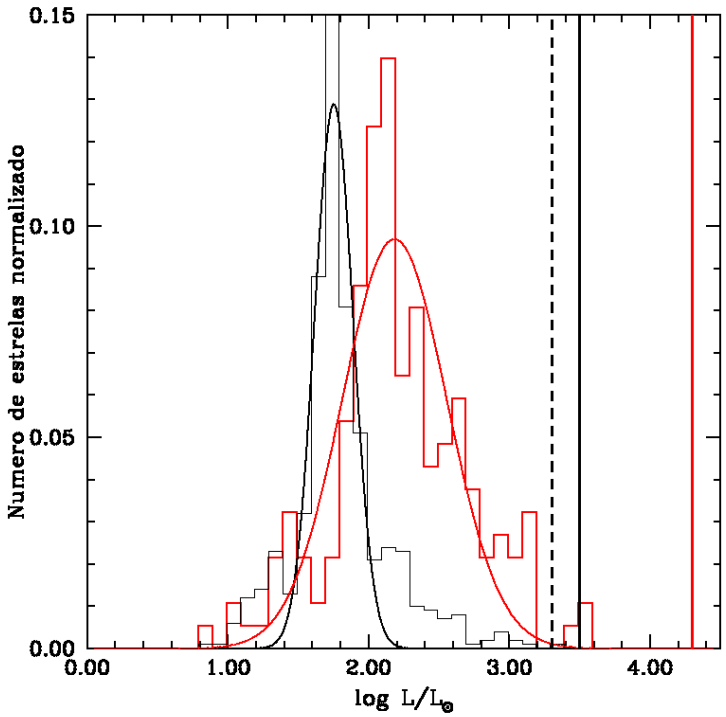

Figura 3.16: Histograma normalizado das luminosidades para as estrelas de bário (vermelho) e para as estrelas gigantes de campo (preto). Um perfil gaussiano foi traçado para as duas distribuições de luminosidades. As linhas verticais representam as luminosidades mínimas para que ocorra o primeiro pulso térmico da fase AGB de acordo com os modelos teóricos de Vassiliadis & Wood (1993). A linha tracejada representa a luminosidade mínima para um modelo com 1 $M_{\odot}$ e Z = 0.001. A linha preta sólida a luminosidade mínima para um modelo com 2 $M_{\odot}$ e Z = 0.008 e a linha vermelha para um modelo com 5 $M_{\odot}$ e Z = 0.008.

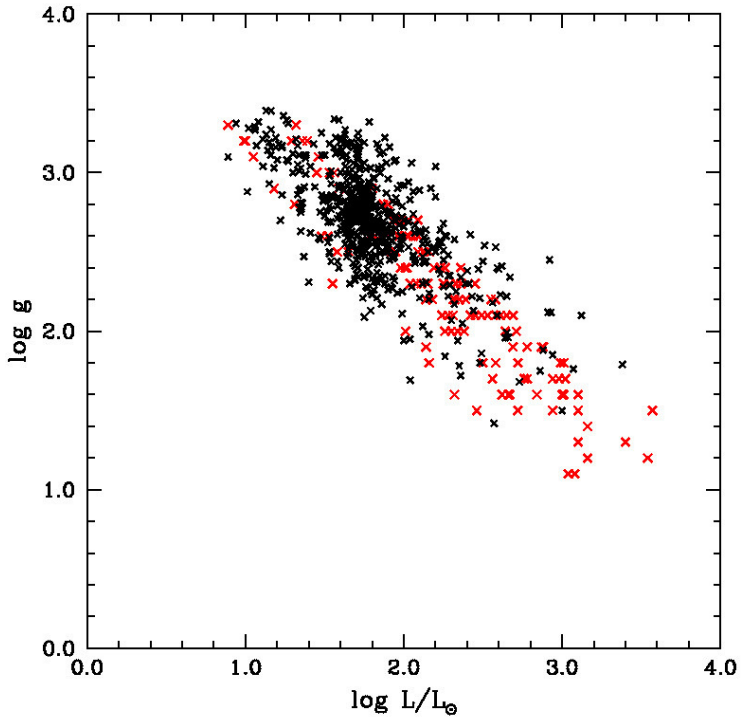

Figura 3.17: $\log g$ *versus* $\log \mathrm{L/L_{\odot}}$ para as estrelas de bário (cruzes vermelhas) e para estrelas gigantes de campo (cruzes pretas).

3.5 Análise das abundâncias químicas

3.5.1 Estrelas rejeitadas como estrelas de bário

Antes de discutirmos o padrão de abundâncias das estrelas de bário, primeiro nós excluímos as estrelas que apresentaram razões [s/Fe] similares ou menores do que as estrelas gigantes do campo, que não são enriquecidas em elementos do processo-s. Na Figura 3.18, apresentamos a razão [s/Fe] para as gigantes de campo com metalicidades entre -0.8 e $+0.5$ e também para as estrelas de bário com valores de [s/Fe] similares aos valores das estrelas gigantes de campo, considerando a barra de erro.

Na Figura 3.18 destacamos com quadrados verdes e preto, três estrelas (HD 49017, HD 119650 e MFU 214) que possuem [s/Fe], $+0.26$, $+0.27$ e $+0.29$, respectivamente. Essas estrelas apresentam a razão [s/Fe] acima dos valores das estrelas gigantes de campo, porém considerando a barra de erro, elas encontram-se marginalmente entre as estrelas gigantes de campo. Se considerarmos a mesma barra de erro para as estrelas gigantes de campo que calculamos para nossos valores de [s/Fe] (0.15 dex), essas estrelas não poderiam ser formalmente classificadas como estrelas de bário, uma vez que as razões [s/Fe] as colocariam essas estrelas entre as gigantes de campo. Entre essas três estrelas de bário MFU 214 (= BD-01°3022, quadrado preto aberto) é uma binária espectroscópica e provavelmente uma estrela de bário com baixo grau de enriquecimento. As outras duas estrelas com seus baixos valores de [s/Fe], porém ainda acima do valor limite para as estrelas de campo de aproximadamente 0.2 dex, podem ser rotuladas como "prováveis estrelas de bário".

De fato, essas estrelas pertencem a Tabela II de MacConnell et al. (1972) que as classificaram como estrelas de bário marginais. Mesmo com essa denominação , nós as incluímos na amostra de estrelas de bário, assim como muitas outras estrelas da Tabela II de MacConnell et al. (1972). Outras estrelas que foram excluídas como estrelas de bário (BD-01°3022 e HD 211221) foram selecionadas de Goméz et al. (1997), sendo originais da amostra de Lü (1991).

Não há na literatura uma clara concordância a respeito de quanto deve ser a razão [s/Fe], para que uma estrela seja considerada uma estrela de bário ou mesmo uma "mild barium star". Pilachowski (1977) demonstrou que "mild barium stars" apresentam valores médios de [s/Fe] $\geq$+0.5; Sneden et al. (1981), $+0.21$ e Pinsonneault et al. (1984), $+0.34$. Aqui iremos considerar o valor de $+0.26$ para o valor da razão [s/Fe], que é o valor para a estrela HD 49017, como o valor mínimo para uma estrela ser considerada como estrela de bário. Isso porque, como podemos ver na Figura 3.18, entre as estrelas com os mais baixos valores de [s/Fe], podemos

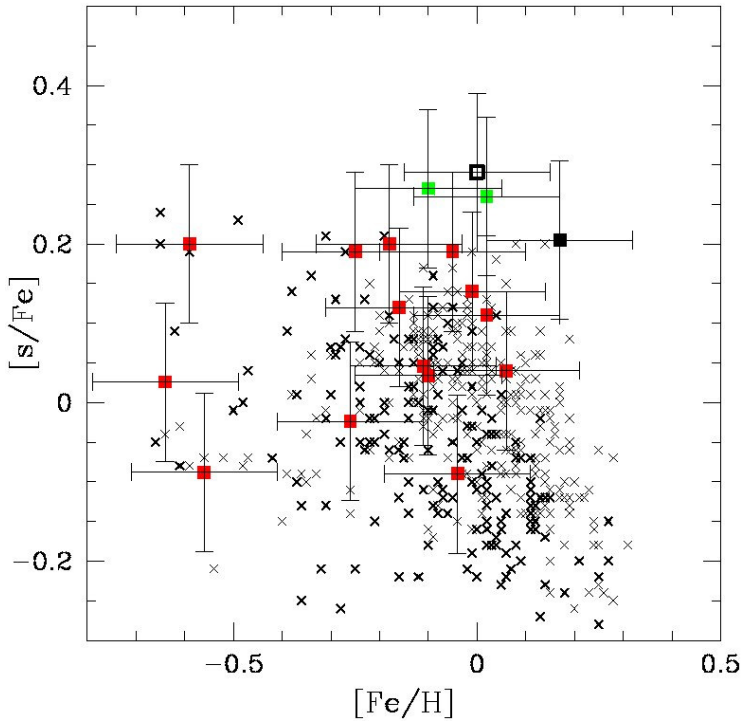

Figura 3.18: Razão [s/Fe] para as estrelas rejeitadas como estrelas de bário (quadrados vermelhos) em comparação com as estrelas gigantes de campo (cruzes pretas). Os quadrados verdes representam duas prováveis estrelas de bário HD 49017 e HD 119650. O quadrado preto aberto é a estrela MFU 214, que é uma binária espectroscópica. Também destacamos a estrela rejeitada HD 100012 como estrela de bário proposta por Pereira et al. (2011) (quadrado preto cheio).

considerá-la marginalmente enriquecida. Com esse critério rejeitamos, por exemplo, a estrela HD 95345 (= 58 Leo) como estrela de bário, por esta apresentar um baixo valor de [s/Fe] (+0.12). Essa estrela foi anteriormente classificada como "mild barium star" por Sneden et al. (1981), Pinsonneault et al. (1984) e McWilliam & Lambert (1988) e como estrela de bário por Barbuy et al. (1992). Sneden et al. (1981) obtiveram +0.21 como valor de [s/Fe] para essa estrela. Na Tabela 3.4 estão as estrelas que foram rejeitadas como estrelas de bário.

Tabela 3.4: Metalicidades e razões [s/Fe] para as estrelas rejeitadas como estrelas de bário.

Estrela	[Fe/H]	[s/Fe]
BD-01°302	-0.64	0.03 ± 0.09
HD 5322	-0.18	0.20 ± 0.09
HD 21980	-0.04	-0.09 ± 0.20
HD 33409	-0.59	0.20 ± 0.09
HD 42700	-0.25	0.19 ± 0.11
HD 51315	-0.05	0.19 ± 0.10
HD 90167	-0.26	-0.02 ± 0.09
HD 95345	-0.16	0.12 ± 0.09
HD 142491	$+0.02$	0.11 ± 0.13
HD 147136	-0.01	0.14 ± 0.12
HD 168986	-0.10	0.03 ± 0.09
HD 174204	$+0.06$	0.04 ± 0.08
HD 212484	-0.56	-0.09 ± 0.09
HD 211221	-0.11	0.05 ± 0.07

3.5.2 Abundâncias das estrelas de bário : Sódio ao níquel

Além dos elementos formados pelo processo-s, obtivemos as razões de abundâncias ([X/Fe]) para sódio, alumínio, elementos α (Mg, Si, Ca e Ti) e elementos do pico do ferro (Cr e Ni) para as estrelas gigantes de bário. Nas Figuras 3.19 e 3.20 apresentamos esses resultados e comparamos com estrelas gigantes de campo da literatura extensamente utilizadas nesse trabalho (Mishenina et al. 2006; Luck & Heiter 2007 e Takeda et al. 2008). A partir dessas figuras podemos concluir que os elementos analisados, exceto os elementos do processo-s seguem o mesmo padrão das estrelas gigantes do disco fino e do disco espesso. Já as três estrelas de bário mais pobres em metais analisadas nesse trabalho, BD+09°2384, HD 123396 e HD 130255 apresentam um padrão na distribuição de abundâncias similar às estrelas do disco espesso/halo. Para essas três estrelas, comparamos as razões [X/Fe] com os trabalhos de Fulbright (2000), Mishenina & Kovtyukh (2001) e Sneden et al. (1996).

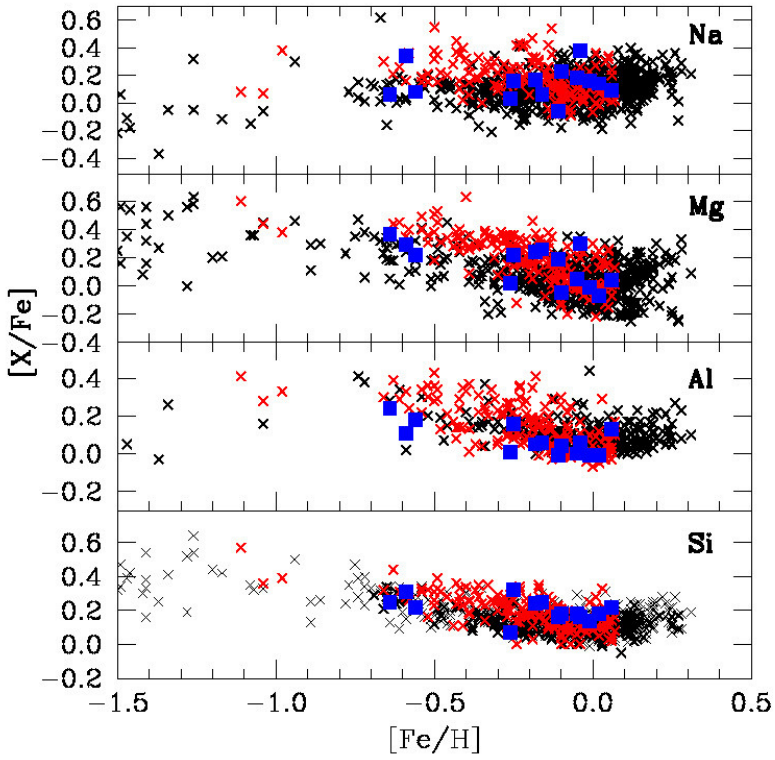

Figura 3.19: Razões de abundâncias [X/Fe] vs. [Fe/H]. Estrelas de bário (cruzes vermelhas), estrelas rejeitadas como estrelas de bário (quadrados azuis) e estrelas gigantes de campo (cruzes pretas). As abundâncias para as gigantes de campo foram obtidas a partir de Fulbright (2000), Mishenina & Kovtyukh (2001), Mishenina et al. (2006), Luck & Heiter (2007), Takeda et al. (2008) e Sneden et al. (1996).

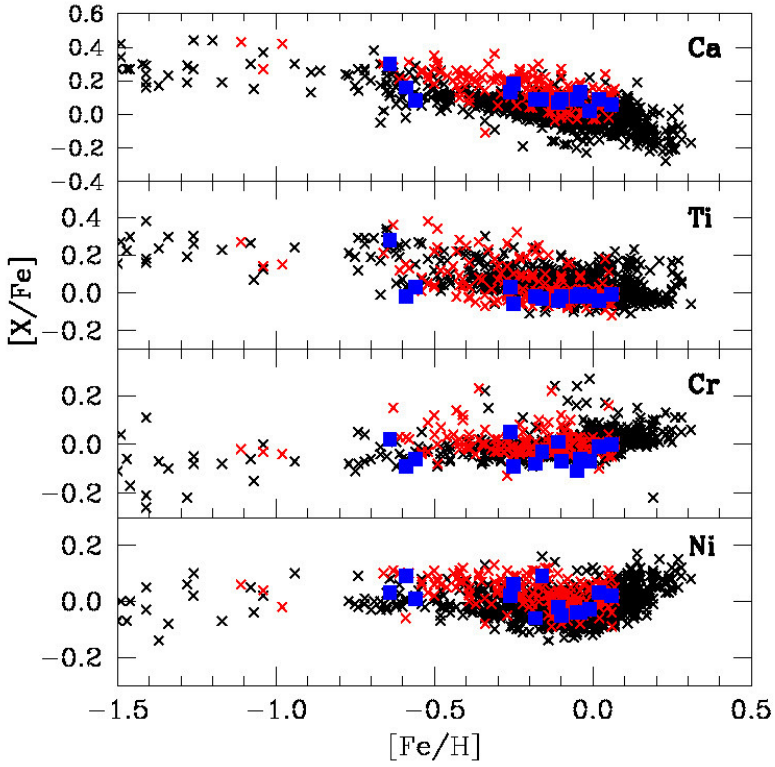

Figura 3.20: Razões de abundâncias [X/Fe] vs. [Fe/H]. Os símbolos são os mesmos da Figura 3.19.

- **Na e Al**:

Sódio e alumínio são principalmente produzidos pela queima de carbono e neônio em supernovas tipo II (Woosley & Weaver, 1995).

A razão [Al/Fe] na faixa de metalicidade de $-0.7 <$ [Fe/H] < 0.0 para as estrelas gigantes de campo foi investigada somente por Luck & Heiter (2007). Na Figura 3.19 vemos que as estrelas de bário e as gigantes de campo apresentam o mesmo padrão da razão [Al/Fe] com a metalicidade. A partir de [Fe/H] $= -1.0$, a razão [Al/Fe] aumenta com o decréscimo da metalicidade (Norris et al., 2001). Apesar da falta de estrelas com metalicidade entre -1.0 e -0.7, tanto estrelas de bário quando as gigantes de campo apresentam um suave aumento da razão [Al/Fe] na direção de menores metalicidades.

Estudos de estrelas anãs do disco fino e do disco espesso com metalicidades entre $-1.0 <$ [Fe/H] $<+0.2$ mostram que a razão [Na/Fe] não apresenta nenhuma dependência significativa com a metalicidade (Edvardsson et al. 1993, Reddy et al. 2003). Mesmo ao analisar separadamente estrelas do disco fino e estrelas do disco espesso uma possível tendência não é clara (Reddy et al. 2006). Podemos ver na Figura 3.19 que não há tendência entre a razão [Na/Fe] e a metalicidade, tanto para as estrelas de bário, quanto para as estrelas gigantes de

campo. Apesar de a maior parte das estrelas de bário apresentar a razão [Na/Fe] similar a das estrelas gigantes de campo, algumas estrelas apresentam uma abundância de Na entre $+0.3$ e $+0.6$, acima do valor das gigantes de campo.

- **Sobreabundância de Na nas estrelas de bário**:

Duas possíveis explicações podem ser consideradas para a sobreabundância de sódio na atmosfera destas estrelas. A primeira delas está relacionada à produção de Na quando estas estrelas encontravam-se na fase de sequência principal. El Eid & Champagne (1995) argumentam que sódio pode ser sintetizado no núcleo convectivo estelar na fase de sequência principal por meio do ciclo NeNa, e então levado a superfície pelo processo de primeira dragagem, juntamente com elementos gerados pelo ciclo CNO. Por isso, espera-se encontrar uma sobreabundância de sódio em estrelas gigantes e supergigantes em comparação às estrelas anãs. De fato, na Figura 2 de Boyarchuk et al. (2001) existe uma anticorrelação entre a razão [Na/Fe] e $\log g$, onde a razão [Na/Fe] apresenta-se alta para estrelas com $\log g$ =0.0 – 0.1 e menor para estrelas com $\log g$ = 2.0 – 3.0.

Antipova et al. (2004) ao comparar a abundância de Na em estrelas anãs da sequência principal com as estrelas gigantes de bário, encontraram excesso de sódio em algumas estrelas de bário da sua amostra e associaram esse resultado a processos evolutivos dessas estrelas, isto é, a ocorrência do ciclo NeNa durante a fase de sequência principal com a posterior dragagem de sódio para a superfície estelar. Eles também observaram não haver nenhuma relação significativa entre a razão [Na/Fe] e a metalicidade para as gigantes analisadas, porém a razão [Na/Fe] era sistematicamente maior para estrelas com menores valores de $\log g$. Em nossa análise também investigamos se haveria alguma anti-correlação entre a razão [Na/Fe] e $\log g$ para as estrelas de bário. Este resultado encontra-se na Figura 3.21.

Para as gigantes de bário (Figura 3.21 (a)) vemos que existe uma tendência de crescimento da razão [Na/Fe] para menores valores de $\log g$, o que não é visto nas estrelas da amostra de Luck & Heiter (2007) (Figura 3.21 (c)) e Mishenina et al. (2006) (Figura 3.21(d)), porém, provavelmente existente na amostra de Takeda et al. (2008) (Figura 3.21(b)). De fato, pelo ajuste feito aos dados encontramos que existe uma anti-correlação entre a razão [Na/Fe] e $\log g$ que pode ser expressa por: [Na/Fe] $= (0.37 \pm 0.05) - (0.087 \pm 0.02) \log g$.

A segunda possível explicação para a sobreabundância observada em algumas estrelas de bário está relacionada à produção de sódio na fase AGB. Mowlavi (1999) investigou a produção de sódio em estrelas pós-AGB e relacionou o seu resultado a produção de sódio quando estas estrelas estavam na fase AGB sendo produzido a partir da reação ^{22}Ne$(p,\gamma)^{23}$Na, onde ^{22}Ne é produzido através da captura de partículas α pelo ^{14}N (sendo ^{14}N produto da fusão do hidrogênio). Durante o episódio de terceira dragagem, elementos produzidos pela fusão do hidrogênio, que incluem Na e ^{12}C são levados para a superfície estelar.

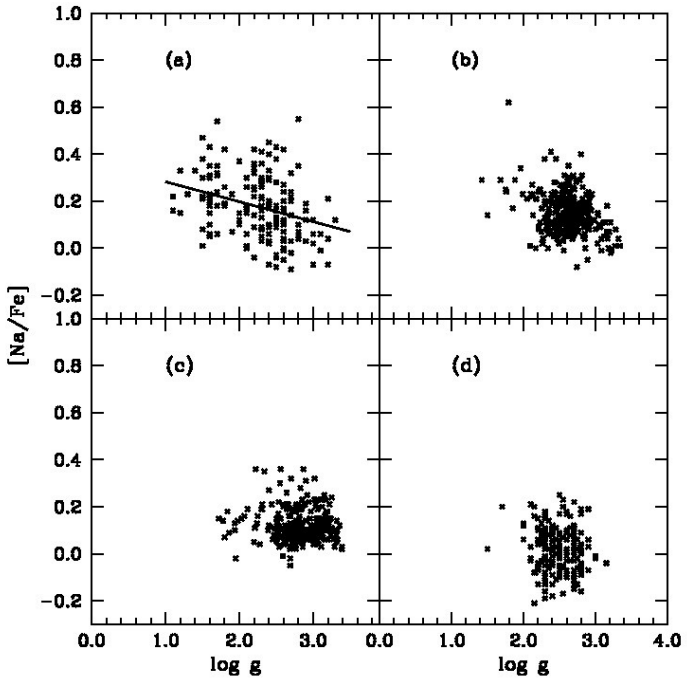

Figura 3.21: Relação entre a razão [Na/Fe] e $\log g$ para as estrelas de bário (a), para as amostras de Takeda et al. (2008) (b), Luck & Heiter (2007) (c) e Mishenina et al. (2006) (d). Em (a) mostramos para as estrelas gigantes de bário um ajuste linear.

É razoável considerar que, durante o processo de transferência de massa no sistema que contém uma estrela AGB, material rico em sódio pode ser transferido para a componente secundária do sistema. Dessa maneira, a nucleossíntese da estrela AGB pode ter contribuído para a sobreabundância observada de Na nas estrelas de bário.

- **Elementos** α:

Para os elementos α (Mg, Si, Ca e Ti) as estrelas de bário e as gigantes de campo apresentam um leve crescimento com o decréscimo da metalicidade. Modelos teóricos de nucleossíntese estelar prevêem que magnésio é produzido durante a fase de queima de neônio em estrelas com massas $\sim$25 $M_{\odot}$ (Woosley & Weaver 1995). Espera-se que a razão [Mg/Fe] aumente com o decréscimo da metalicidade (Timmes et al., 1995). Podemos verificar esse padrão nas estrelas de bário e nas gigantes de campo, onde há um progressivo aumento da razão [Mg/Fe] com o decréscimo da metalicidade a partir de 0.0 e atingindo um máximo de 0.5 a 0.6 para [Fe/H]~ -1.5 (Figura 3.19).

Silício e cálcio são produzidos em estrelas com massas entre 10 e 30 $M_{\odot}$, pela queima hidrostática de oxigênio durante a explosão de supernovas tipo II (Woosley & Weaver, 1986).

Para as estrelas gigantes de campo e para as estrelas de bário observamos a mesma tendência da abundância desses dois elementos em relação a metalicidade, mas encontramos um crescimento menos acentuado para as razões [Ca,Si/Fe] com a metalicidade em comparação a razão [Mg/Fe].

Apesar do titânio ter sido incluído como um elemento do pico do ferro devido ao seu número atômico por Timmes et al. (1995) em sua análise da evolução química da Galáxia, este elemento químico é usualmente considerado um elemento α, por apresentar em estrelas do disco espesso e em estrelas pobres em metais abundância similar à que é observada em outros elementos α, tais como Mg, Ca e Si (Fulbright 2000; Reddy et al. 2006; Norris et al. 2001). Esse elemento é produzido durante a queima de oxigênio em estrelas massivas, mas também pode ser produzido em supernovas tipo Ia (Woosley & Weaver 1995). Aqui vemos o mesmo padrão tanto para as estrelas de bário como para as estrelas gigantes de campo, tendo um suave crescimento da razão [Ti/Fe] para menores metalicidades.

Estrelas do disco fino e espesso apresentam abundâncias de elementos α de até $\approx$ 0.2-0.3 dex no intervalo de metalicidade de $-1.0 <$ [Fe/H] < 0.0 e então aumentam até um valor máximo de ≈ 0.5 dex entre $-4.0 <$ [Fe/H] < -1.5 para as estrelas do halo (Edvardsson et al. 1993; Norris et al. 2001). No intervalo de metalicidade de -0.3 a -0.5 há uma mistura de estrelas do disco fino e disco espesso e a razão [α/Fe] torna-se mais elevada para as estrelas do disco espesso do que para as estrelas do disco fino. Para o disco espesso a razão [α/Fe] varia em torno de $+0.2$ a $+0.3$ (Reddy et al. 2006). Na Figura 3.22 apresentamos a razão [α/Fe] $versus$ [Fe/H] para as estrelas de bário em comparação com as estrelas gigantes de campo.

No intervalo de metalicidade de -0.6 a -0.3 existem algumas estrelas de bário com a razão [α/Fe] mais alta do que a observada em estrelas gigantes de campo. Estas estrelas de bário são provavelmente da transição disco fino/espesso ou do disco espesso. Na seção 3.6, onde discutiremos a cinemática das estrelas de bário, iremos investigar a relação entre a razão [α/Fe] e as velocidades espaciais.

- **Cr e Ni**:

Supernovas tipo Ia são as principais produtoras de ferro e de elementos do pico do ferro. Os elementos do pico do ferro, como o cromo e o níquel, para a intervalo de metalicidades analisado, não apresentam tendência em relação a metalicidade (Woosley & Weaver 1995). Podemos ver na Figura 3.20 que a razão [X/Fe] permanece constante em [Cr,Ni/Fe] = 0.0 para as estrelas de bário e para as estrelas gigantes de campo.

Assim resumindo, o que foi apresentado nessa seção, as razões de abundâncias para as estrelas de bário analisadas são similares às razões de abundâncias das estrelas gigantes de campo. Ao investigar estudos anteriores, que também analisaram o padrão de abundâncias de estrelas de bário (Smith, 1984; Luck & Bond, 1991; Liang et al., 2003; Antipova et al., 2004; Jorissen et al., 2005; Allen & Barbuy, 2006; Smiljanic et al., 2007), vimos que os elementos

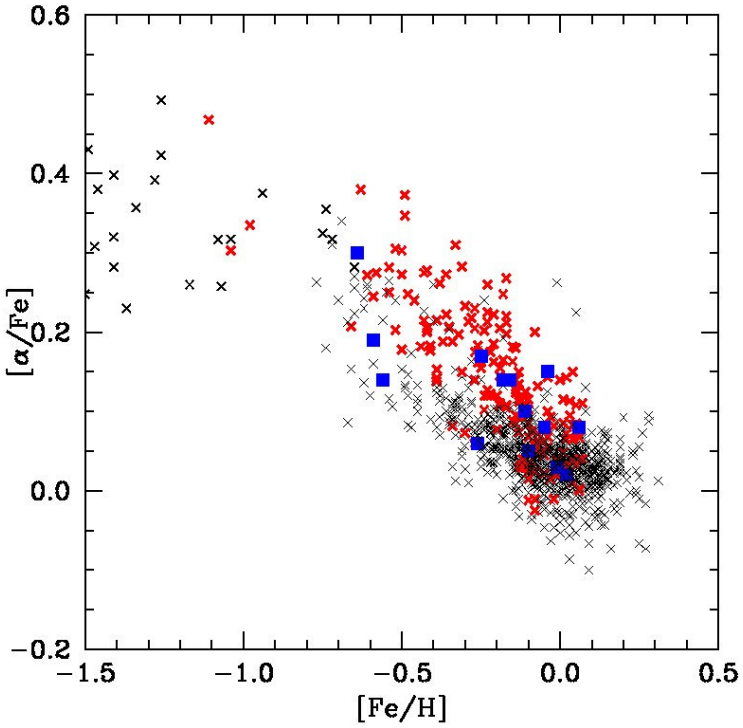

Figura 3.22: Razão [α/Fe] vs. [Fe/H]. Os símbolos são os mesmos da Figura 3.19.

α apresentam um leve aumento para estrelas de menores metalicidades e que elementos do pico do ferro mostram um padrão constante nos intervalos de metalicidades analisados nesses trabalhos. Para as estrelas rejeitadas como estrelas de bário, as razões de abundâncias também não apresentam nenhuma anomalia em suas distribuições .

3.5.3 Elementos do processo-s

Na Figura 3.23 apresentamos as razões [X/Fe] para os elementos criados pelo processo-s: Y, Zr, La, Ce e Nd para as estrelas de bário analisadas nesse trabalho (cruzes vermelhas) em comparação às gigantes de campo (cruzes verdes). Como já foi discutido na seção 3.5.1 consideramos como estrelas de bário somente estrelas que apresentam a média dos elementos do processo-s ([s/Fe]) maior ou igual a $+0.26$, apesar de algumas estrelas apresentarem a razão [X/Fe] para algum elemento do processo-s menor que esse valor. Podemos ver nessa figura que a abundância de zircônio é pouco investigada em estrelas gigantes na faixa de metalicidades analisada. Foram incluídas também nessa análise estrelas de bário com metalicidades maiores que $+0.10$ analisadas por Pereira et al. (2011), duas estrelas de bário analisadas por Pereira & Junqueira (2001) (HD 10613 com metalicidade de [Fe/H] $= -0.8$ e HD 206983 com metalicidade de [Fe/H] $= -1.4$) e duas estrelas de bário NGC 5822 - 2 e NGC 5822 - 201 descobertas no aglomerado aberto NGC 5822 (Katime Santrich et al. 2013). Também incluímos na Figura 3.23 determinações para as razões [Y, Zr, La, Ce e Nd/Fe] da literatura para estrelas gigantes de bário (quadrados cheios pretos) e para estrelas anãs de bário (quadrados abertos pretos).

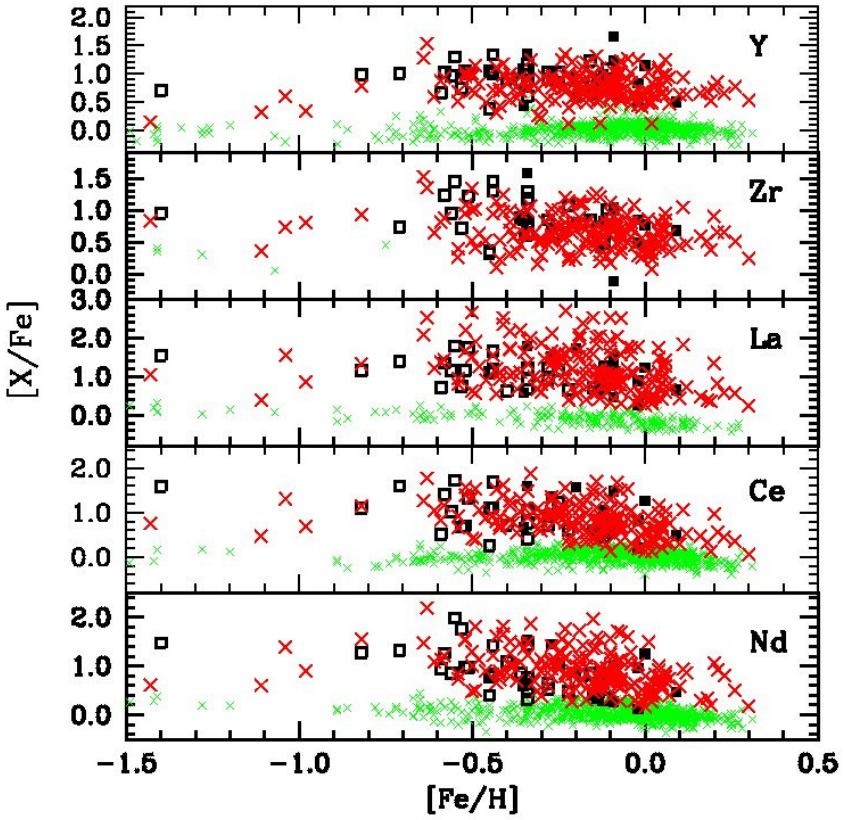

Figura 3.23: Razões de abundâncias [X/Fe] vs. [Fe/H] para elementos do processo-s das seguintes amostras: Estrelas de bário da nossa amostra (cruzes vermelhas), estrelas gigantes de campo (cruzes verdes), estrelas gigantes de bário da literatura (quadrados pretos cheios) e estrelas anãs de bário da literatura (quadrados pretos abertos). As abundâncias para as gigantes de campo foram obtidas de Fulbright (2000), Mishenina & Kovtyukh (2001), Mishenina et al. (2007), Luck & Heiter (2007) e Packomov et al. (2000); para as estrelas gigantes de bário da literatura: Antipova et al. (2003), Antipova et al. (2004), Smiljanic et al. (2007); para as anãs de bário da literatura: Antipova et al. (2003) e Allen & Porto de Mello (2010).

Modelos de evolução química da Galáxia não preveêm sobreabundância de elementos do processo-s como os que são vistos na Figura 3.23 (Travaglio et al., 1999, 2004). Dessa forma, as abundâncias observadas destes elementos químicos nas atmosferas destas estrelas são resultados de processos intrínsecos, como processos de auto-enriquecimento, ou de algum evento extrínseco que pode ter ocorrido no passado, como por exemplo transferência de massa. A primeira hipótese pode ser descartada, porque como vimos na Figura 3.16, as estrelas de bário analisadas neste trabalho não são luminosas o suficiente para terem alcançado o ramo assintótico das gigantes.

Na Figura 3.24 apresentamos a razão [s/Fe] $versus$ metalicidade (painel superior) e o índice [hs/ls] $versus$ metalicidade (painel inferior). Este índice tem sido largamente utilizado como indicador da eficiência do processo-s, e é definido como a diferença entre a média dos elementos leves [ls/Fe] e a média dos elementos pesados [hs/Fe] do processo-s. Os elementos que compõem [ls/Fe] e [hs/Fe] apresentam números mágicos de nêutrons, sendo elementos mais estáveis e contribuindo para picos de abundâncias na distribuição de elementos do processo-s (Capítulo 1). O primeiro pico corresponde aos elementos com número mágico de nêutrons igual a 50 e o segundo corresponde a 82. A escolha de quais elementos serão utilizados nas médias [ls/Fe] e [hs/Fe] varia de autor para autor e da qualidade dos espectros disponíveis. Aqui usaremos Y e Zr para calcular [ls/Fe] e La, Ce e Nd para calcular [hs/Fe]. Assim, os índices [ls/Fe] e [hs/Fe] foram calculados da seguinte forma:

$$[\mathrm{ls/Fe}] = \frac{[\mathrm{Y/Fe}] + [\mathrm{Zr/Fe}]}{2} \tag{3.4}$$

$$[\mathrm{hs/Fe}] = \frac{[\mathrm{La/Fe}] + [\mathrm{Ce/Fe}] + [\mathrm{Nd/Fe}]}{3} \tag{3.5}$$

$$[\mathrm{hs/ls}] = [\mathrm{hs/Fe}] - [\mathrm{ls/Fe}] \tag{3.6}$$

Na Figura 3.24 mostramos todas as estrelas analisadas na Figura 3.23 acrescidas de outras estrelas binárias quimicamente peculiares enriquecidas em elementos do processo-s: estrelas CH, estrelas simbióticas amarelas[2] e estrelas CEMP-s. Podemos ver que as estrelas de bário da nossa amostra e outras amostras de estrelas quimicamente peculiares apresentam sobreabundâncias de elementos do processo-s com diferentes graus de enriquecimento em comparação com as estrelas gigantes de campo, resultando em uma grande dispersão de

[2]Estrelas simbióticas amarelas são sistemas binários formados por uma estrela do tipo espectral F, G ou K e uma estrela anã branca que ioniza o vento estelar da componente mais fria do sistema binário (Pereira & Roig, 2009).

valores tanto da razão [s/Fe] quanto do índice [hs/ls]. Também podemos verificar que não há distinção entre gigantes de bário e anãs de bário em relação às abundâncias dos elementos do processo-s. Esse resultado pode indicar que processos de mistura como "thermohaline mixing" podem ter ocorrido em estrelas anãs de bário, no momento em que estas receberam o material enriquecido da estrela AGB. "Thermohaline mixing" é um processo de mistura que ocorre quando o peso molecular médio do material estelar aumenta em direção a superfície. Uma vez que o material transferido pela estrela AGB possui o peso molecular médio maior que o material original do envelope da estrela de bário, o material acretado pode sofrer uma intensa diluição (Stancliffe et al., 2007). Dessa forma, estrelas que sofreram um processo eficiente de "thermohaline mixing" antes de tornarem-se estrelas gigantes, sofrem um impacto menor da diluição devido ao processo de primeira dragagem. Aoki et al. (2008) analisaram estrelas CEMP-s que pertencem ao "turn-off"(estrelas subgigantes) do diagrama HR. Estes autores mostraram que a razão [C/H] é maior para as estrelas de sua amostra quando comparadas às estrelas CEMP-s gigantes levando a conclusão que efeitos de diluição como "thermohaline mixing" tiveram pouco impacto sobre a matéria recebida. Porém, como apontado por Stancliffe et al. (2007), o processo de "thermohaline mixing" pode causar a mistura de 16% a 88% do material acretado, dependendo da massa e composição desse material.

Apesar da dispersão de valores da razão [s/Fe] podemos observar uma tendência de crescimento de [s/Fe] com o decréscimo da metalicidade. Este resultado está de acordo com estudos teóricos dedicados à análise da produção de elementos do processo-s, como o de Busso et al. (2001), que indicam que estes elementos são mais facilmente produzidos em estrelas de menores metalicidades.

Na Figura 3.24 (painel inferior) vemos que existe uma anticorrelação entre [hs/ls] e [Fe/H] para as estrelas de bário. Menor metalicidade significa menor número de núcleos semente que são capazes de capturar nêutrons, aumentando a probabilidade de um mesmo núcleo capturar mais nêutrons. Isso pode diminuir a barreira à sequência de capturas de nêutrons causada pelos elementos com número mágico de nêutrons igual a 50 e favorecer a formação dos elementos mais pesados do processo-s. Assim, a abundância de elementos pesados do processo-s torna-se maior que a abundância dos elementos leves quanto menor for a metalicidade, de forma que o índice [hs/ls] alcança um pico máximo em [Fe/H] ~ -0.6 (Travaglio et al. 1999).

O resultado é que o índice [hs/ls] deve aumentar quanto maior for a exposição de nêutrons, que por sua vez é maior quanto menor for a metalicidade.

O padrão de crescimento tanto do índice [hs/ls] quando da razão [s/Fe] com o decréscimo da metalicidade é observado ao analisar uma grande amostra de estrelas de bário, que em sua maioria, apresentam metalicidades entre $-0.6 \leq$[Fe/H]≤ 0.2. Estrelas CEMP-s apresentam menores metalicidades ([Fe/H] ≤ -2.0) enquanto que entrelas CH apresentam metalicidades intermediárias ($-1.5 \leq$[Fe/H]≤ -0.5), que é a região onde as estrelas de bário são raras. Na

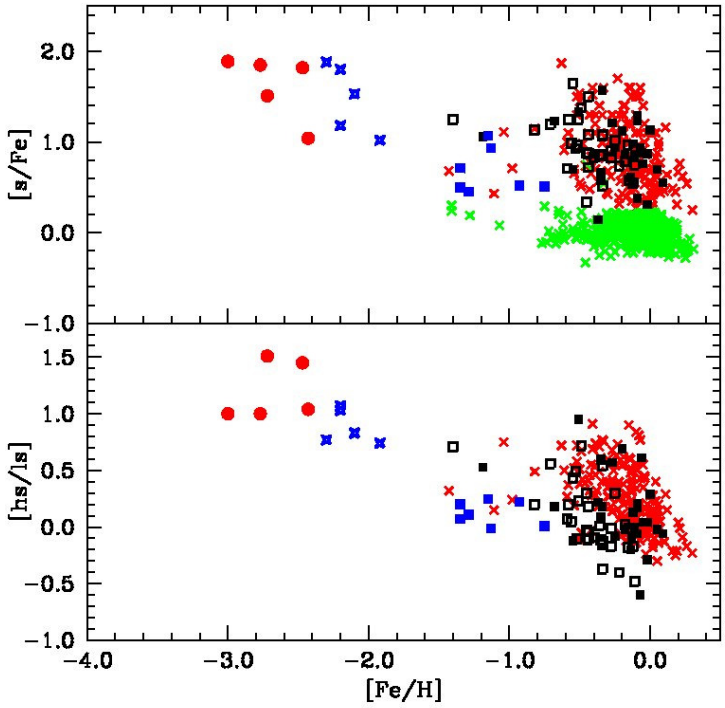

Figura 3.24: Razão [s/Fe] vs. [Fe/H] (painel superior) e [hs/ls] vs. [Fe/H] (painel inferior) para algumas classes de estrelas binárias quimicamente peculiares. Os símbolos são os mesmos da Figura 3.23 além de estrelas CEMP-s (círculos vermelhos) das amostras de Preston & Sneden (2001), Sivarani et al. (2004), Barbuy et al. (2005), Lucatello (2003) e Thompson et al. (2008); estrelas CH (cruzes azuis) de Pereira et al. (2011), Van Eck et al. (2003) e Pereira & Junqueira (2003) e estrelas simbióticas amarelas (quadrados azuis) de Pereira & Roig (2009).

Figura 3.25 apresentamos o índice [hs/ls] $versus$ a razão [s/Fe] para as estrelas da amostra onde podemos ver uma clara correlação entre estas duas quantidades. Por meio de um ajuste linear aos dados obtivemos um coeficiente de correlação de $+0.76$ e a relação entre [hs/ls] e [s/Fe] dada por: [hs/ls] = $(-0.25\pm0.03)+(0.58\pm 0.04)\times[s/Fe]$.

O mesmo tipo de relação foi obtido para estrelas pós-AGB enriquecidas em elementos do processo-s (Figura 7 de Reyniers et al. (2004)). Porém, neste caso, maiores valores de coeficiente de correlação e coeficiente angular foram obtidos (0.96 e 0.70, respectivamente) em comparação aos valores obtidos para as estrelas de bário (0.76 e 0.58, respectivamente). Reyniers et al. (2004) utilizaram oito estrelas pós-AGB em um intervalo de metalicidade de $-1.0\leq$[Fe/H]≤-0.3, enquanto que as estrelas de bário da nossa amostra abrangem um maior intervalo de metalicidades e também maiores intervalos de valores tanto da razão [s/Fe] quanto do índice [hs/ls]. Porém, devemos considerar que estrelas pós-AGB são intrisecamente enriquecidas em elementos do processo-s, enquanto que estrelas de bário são extrinsecamente

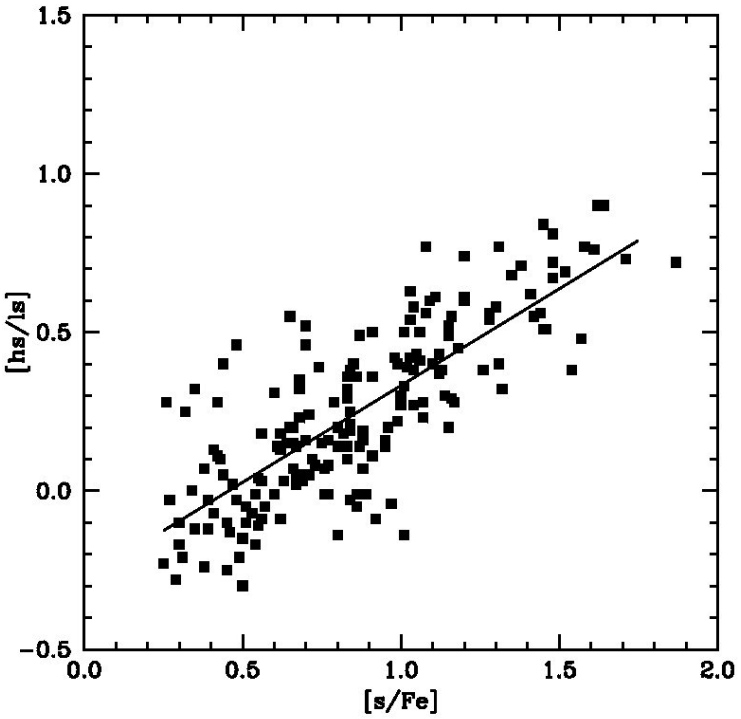

Figura 3.25: Índice [hs/ls] vs. razão [s/Fe] para as estrelas de bário da amostra.

enriquecidas. Assim, os fatores mencionados anteriormente relacionados à transferência de massas em um sistema binário, podem influênciar os diferentes valores dos coeficientes entre estrelas pós-AGB e estrelas de bário.

Com os resultados das abundâncias dos elementos do processo-s, estimamos o valor máximo do índice [hs/ls] para as estrelas de bário. Este resultado pode ser visto na Figura 3.26 onde agrupamos as estrelas de bário em intervalos de metalicidade de 0.1 e calculamos a média do índice [hs/ls] para cada grupo de estrelas. Com isso, foram obtidos dois ajustes aos dados, um ajuste linear e outro polinomial. Para o ajuste linear obtivemos a relação [hs/ls]) = (0.09$\pm$0.01)-(0.95$\pm$0.06) $\times$[Fe/H] no intervalo de metalicidades de -0.5 a $+0.2$, que engloba 98% das estrelas de bário. A partir do ajuste linear obtivemos para uma metalicidade de -0.5 um valor máximo para o índice [hs/ls] de $+0.57$ que está em boa concordância com os modelos de estrelas AGB de Goriely & Mowlavi (2000). Já Cristallo et al. (2011) obtiveram como valor máximo de [hs/ls] o valor de $\approx+0.7$ para uma metalicidade igual a ≈-0.8. Para o ajuste polinomial, o intervalo de metalicidades foi extendido até -1.0, mas apresenta maior incerteza por existirem somente duas estrelas com metalicidade de ≈-0.6 (HD 107541 e HD 219116), uma estrela com [Fe/H] = -0.82 e [hs/ls] = $+0.49$ (HD 10613) e duas estrelas que contribuem para o ponto equivalente a [Fe/H]=-1.0 na Figura 3.26 (BD+09°2384 com [Fe/H] = -0.98 e [hs/ls] = $+0.24$ e HD 123396 com [Fe/H] = -1.04 e [hs/ls] = $+0.75$). Os outros

dois pontos na figura em [Fe/H]=−1.11 ([hs/ls] = +0.15) e [Fe/H]=−1.43 ([hs/ls] = +0.32) representam as estrelas HD 130255 (da nossa amostra) e HD 206983 (Junqueira & Pereira 2001), respectivamente. Considerando o ajuste polinomial, mesmo com as incertezas descritas anteriormente para metalicidades menores que −0.50, um valor máximo de [hs/ls] foi estimado em +0.51 para [Fe/H]=−0.83.

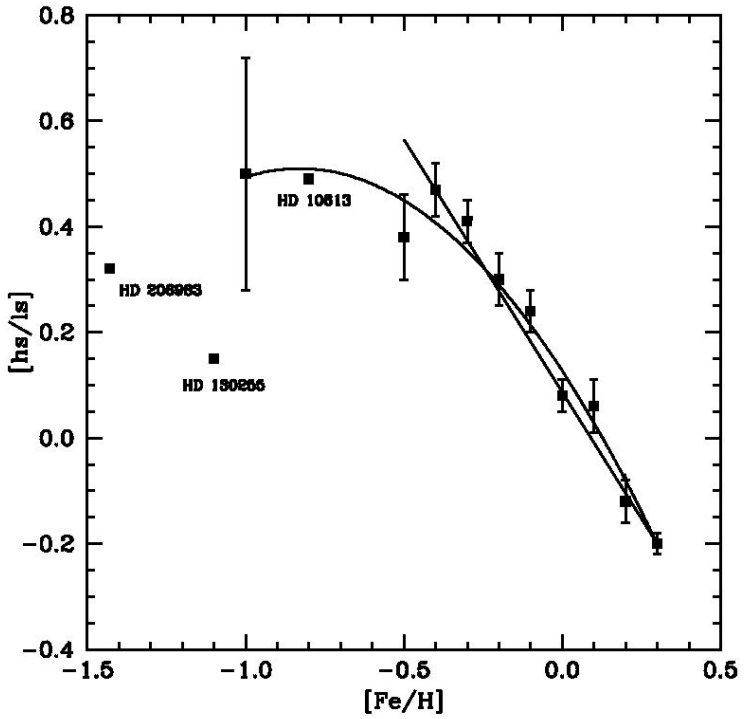

Figura 3.26: Índice [hs/ls] vs. metalicidade para as estrelas de bário. Os quadrados representam conjuntos de estrelas agrupados em intervalos de metalicidade de Δ([Fe/H])=0.1.

Nas Figuras 3.27 e 3.28 temos a relação entre o índice [hs/ls] e a metalicidade para modelos de nucleossíntese em estrelas AGB. Na Figura 3.27 apresentamos modelos de Goriely & Mowlavi (2000) que analisam também a variação do índice [hs/ls] após uma série de pulsos térmicos seguidos de terceira dragagem. Na Figura 3.28 temos os modelos de nucleossíntese de Cristallo et al. (2009) que incluem a influência da massa sobre o índice [hs/ls]. Podemos ver nestas figuras que, tanto a massa quanto o número de pulsos térmicos, tendem a aumentar o índice [hs/ls], mas o comportamento deste índice em relação a metalicidade apresenta o mesmo padrão em ambos, um valor máximo de [hs/ls] seguido de um decréscimo para metalicidades ainda menores. Ao diminuir ainda mais a metalicidade, a relação núcleos semente - nêutrons livres favorece a formação de ^{208}Pb (elemento do terceiro pico de abundâncias do processo-s com número mágico de nêutrons igual a 126). Assim espera-se que a abundância de ^{208}Pb seja alta em comparação à abundância dos elementos que compõem [ls/Fe] e [hs/Fe] em estrelas de

mais baixa metalicidade, como o que é observado em estrelas CH (Van Eck et al. 2003, Pereira & Drake 2009), que são claramente membros da população do halo (Hartwick & Cowley, 1985), enquanto que estrelas de bário são encontradas no disco e no halo da Galáxia (Goméz et al. 1997, Mennessier et al. 1997).

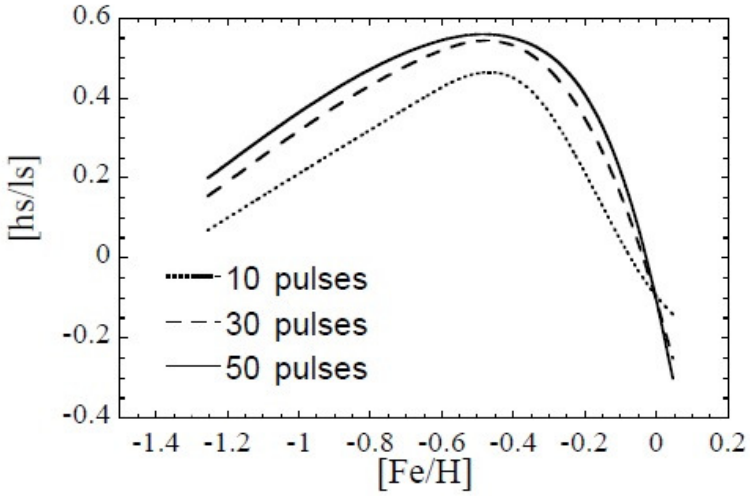

Figura 3.27: Índice [hs/ls] em função da metalicidade para modelos de nucleossíntese do processo-s em estrelas AGB após uma série de 10, 30 e 50 pulsos térmicos (Goriely & Mowlavi 2000).

Entre as estrelas analisadas por Mennessier et al. (1997), as estrelas de bário candidatas à população do halo compreendiam apenas 6% do total da amostra destes autores. Como veremos na próxima seção, algumas estrelas de bário candidatas a população do halo de Goméz et al. (1997), na verdade são estrelas do disco Galáctico. Dessa maneira, é possível que estrelas de bário do halo sejam mais raras que indicado por Mennessier et al. (1997).

Comparar o padrão de abundâncias observado em estrelas de bário e a nucleossíntese do processo-s em estrelas AGB requer a atenção a alguns fatores importantes que interferem nas abundâncias observadas nas estrelas extrinsecamente enriquecidas. Podemos citar como um dos possíveis fatores responsáveis pelo amplo grau de enriquecimento das estrelas de bário, as diferentes composições do material enriquecido que foi transferido pela estrela AGB. O processo-s, por sua vez, depende da massa da estrela AGB na qual esses elementos foram produzidos. Quanto maior a massa de uma estrela AGB, maior o número de episódios de pulsos térmicos seguidos de terceira dragagem e maior a quantidade de material enriquecido dragado para a superfície da estrela AGB (Bisterzo et al., 2010).

Podemos considerar razoável que as massas das estrelas de bário sejam limites inferiores

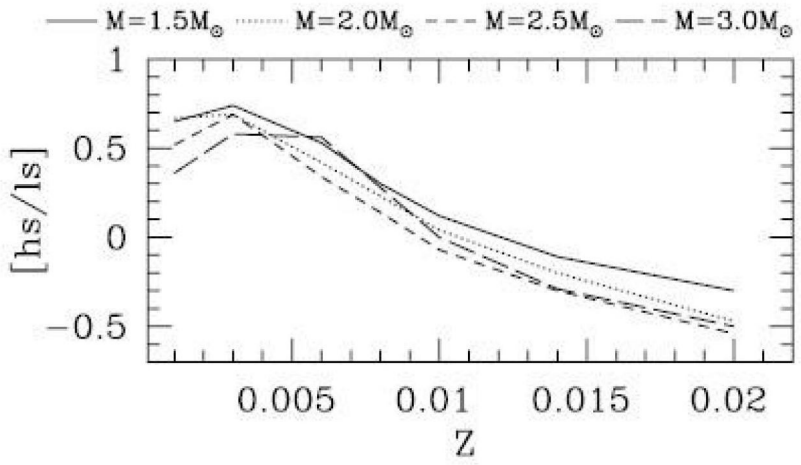

Figura 3.28: Índice [hs/ls] em função da metalicidade para diferentes massas estelares (Cristallo et al. 2011). Para Z=0.005, 0.01, 0.015 e 0.02 os valores de [Fe/H] são, respectivamente -0.57, -0.27, -0.09, 0.001.

para as massas das estrelas AGB provedoras dos elementos do processo-s, e uma vez que verificamos que as estrelas de bário abrangem um vasto intervalo de massas, seria possível que a distribuição de elementos do processo-s observado nas estrelas de bário seja resultado da nucleossíntese nas estrelas AGB de diferentes massas?

Com base nisto, investigamos se há uma dependência entre a massa das estrelas de bário e a abundância dos elementos do processo-s através do índice [hs/ls].

Para estrelas com massas iguais a 1.0, 2.0, 3.0 e 4.0 $M_\odot$ encontramos como valores médios para o índice [hs/ls], respectivamente 0.35 ± 0.27, 0.36 ± 0.25, 0.23 ± 0.26 e 0.25 ± 0.23, enquanto que para estrelas com 5.0 e 6.0 $M_\odot$ foram obtidos os valores de -0.05 ± 0.05 e -0.12 ± 0.04, respectivamente. Não há uma diferença significativa dos valores médios do índice [hs/ls] entre estrelas com 1.0 e 2.0 $M_\odot$, assim como entre estrelas com 3.0 e 4.0 $M_\odot$. Os valores mais altos para a média do índice [hs/ls] são alcançados para estrelas com massas 1.0 e 2.0 $M_\odot$. Este resultado pode ser efeito da metalicidade sobre a nucleossíntese do processo-s, porque como vimos na Figura 3.24, há uma anticorrelação entre o índice [hs/ls] e a metalicidade, sendo as estrelas com menores massas as mesmas que possuem as menores metalicidades da amostra. Também verificamos para estas estrelas altos valores de desvio padrão para os valores médios de [hs/ls]. Isso significa que outros parâmetros como número de pulsos térmicos da estrela AGB, fator de diluição da matéria transferida para a estrela de bário, metalicidade, separação orbital do sistema binário podem ter maior contribuição para as peculiaridades químicas observadas nas estrelas de bário.

Existem na amostra estrelas com 5.0 $M_\odot$ (HD 58121, HD 119650 e HD 210030) e 6.0 $M_\odot$ (HD 216809, HD 221879 e HD 204075), que apresentam baixos valores de [hs/ls]. Entre

estas estrelas somente HD 204075 apresenta padrão de abundâncias anteriormente determinado. Antipova et al. (2003) e Smiljanic et al. (2007) determinaram o índice [hs/ls] para esta estrela de -0.04 e -0.06, respectivamente, enquanto que em nossa análise obtivemos -0.14 utilizando os mesmos elementos. Apesar destas seis estrelas representarem uma pequena parcela da amostra, é interessante que todas elas apresentem baixos valores do índice [hs/ls]. Karakas et al. (2012) e Karakas & Lattanzio (2014) obtiveram previsões teóricas da razão de abundâncias [X/Fe] para elementos com número atômico Z>30 para estrelas com 6.0 $M_{\odot}$. De acordo com estes estudos, elementos do primeiro pico de abundâncias do processo-s (Rb, Sr, Y e Zr) tem sua produção favorecida em comparação aos elementos do segundo pico de abundâncias (Ba-La-Ce-Nd), sendo isto uma evidência da operação da reação ^{22}Ne(α,n)^{25}Mg como fonte de nêutrons, que torna-se eficiente em estrelas com 5.0 $M_{\odot} < M <$ 8.0 $M_{\odot}$ (Busso et al. 2001). Portanto, o índice [hs/ls] para estas seis estrelas com maiores massas é uma evidência espectroscópica de ^{22}Ne atuando como principal fonte de nêutrons resultado da nucleossíntese de estrelas AGB com maiores massas.

Um outro fator a ser considerado com relação às estrelas de bário, no cenário da transferência de massa em sistemas binários, é a possível relação entre a razão [s/Fe] e o período orbital, que está diretamente relacionado a separação e as massas das componentes do sistema. Začs (1994) propôs a relação entre a razão [s/Fe] e parâmetros orbitais e Začs (2000) a partir da análise de modelos de transferência de massa, concluiu que a razão [s/Fe] cresce continuamente com o decréscimo do período orbital para $\log P$ entre 5.0 a 3.0 (onde P é o período orbital em dias), e então decresce para $\log P \lesssim 3.0$. A partir desses estudos, Začs (2000) concluiu que a transferência de massa por ventos estelares a partir da estrela AGB é o principal mecanismo responsável pela relação observada entre [s/Fe] e $\log P$ para $\log P > 3.0$, enquanto que a transferência de massa por preenchimento do lóbulo de Roche pela estrela AGB pode ser o principal mecanismo responsável por esta relação para menores períodos orbitais, caso a superfície estelar ultrapasse a região definida pelo lóbulo de Roche, ocorre a transferência de massa, em um fenômeno conhecido como "Roche-lobe overflow".

Antipova et al. (2004) argumentam que a sobreabundância de elementos do processo-s deve ser menor quanto maior for o período orbital do sistema binário, com base uma pequena amostra de estrelas de bário com períodos $\log P$ entre 3.0 e 4.0. Na Figura 3.29 analisamos a relação [s/Fe] $versus$ período para as estrelas da nossa amostra que possuem períodos determinados na literatura. Não há uma clara correlação entre a razão [s/Fe] e período orbital para as estrelas de bário analisadas, porém podemos observar que as menores razões [s/Fe] (0.3 a 0.5) são encontrados em estrelas com maiores períodos orbitais ($\log P > 3.0$) e que estrelas com $\log P < 3.0$ apresentam [s/Fe]> 0.7.

A dispersão de valores de [s/Fe] para um mesmo período observado nessa figura pode ser o indício de que a separação do sistema binário não é o único fator que influência nas

sobreabundâncias observadas nas estrelas de bário. Outros fatores como a diluição da matéria recebida pela estrelas de bário e a metalicidade também exercem importantes papeis como discutidos anteriormente.

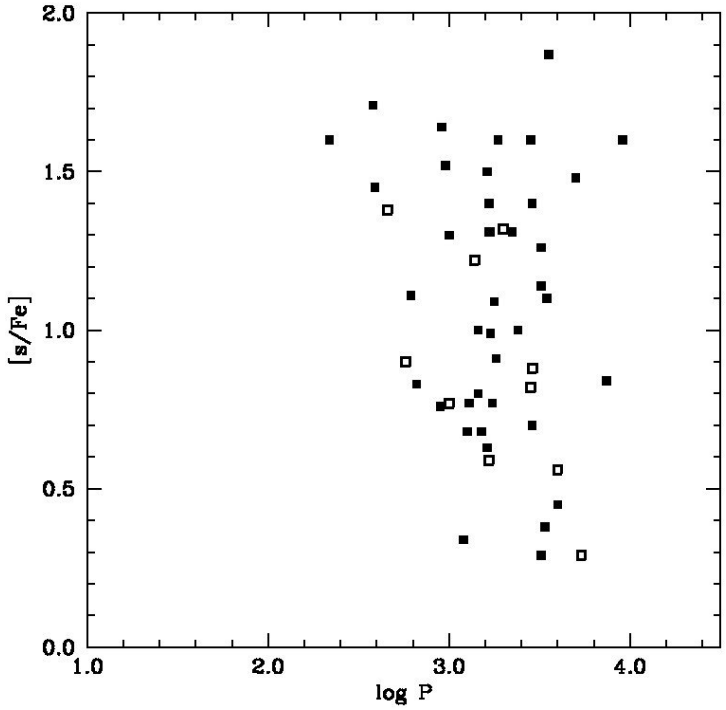

Figura 3.29: Razão [s/Fe] vs. período orbital ($\log P$) para as estrelas de bário com períodos orbitais determinados na literatura. Os dados de períodos orbitais foram obtidos de Jorissen et al (1998). Os quadrdos cheios são estrelas analisadas da nossa amostra e os quadrados vazios são estrelas de bário da literatura (Antipova et al. 2003, Liang et al. 2003, Smiljanic et al. 2007, Smith & Suntzeff (1987) e Katime Santrich et al. 2014).

3.6 Análise cinemática das estrelas de bário

As propriedades cinemáticas das estrelas de bário da amostra foram também estudadas nesse trabalho. Para isto utilizamos as distâncias calculadas na seção 3.4 e velocidades radiais que foram determinadas medindo o desvio Doppler das linhas espectrais. As velocidades espaciais para HD 43389, HD 66291 e HD 74950 não foram determinadas, porque não foi possível determinar a extinção interestelar para essas estrelas, e portanto suas distâncias, porém foram calculadas suas velocidades radiais que são 50.3 ± 0.2 km s^{-1}, 21.8 ± 0.1 km s^{-1} e 13 ± 0.2 km s^{-1}, respectivamente. Para as estrelas rejeitadas como estrelas de bário HD 142491 e HD 168986 também não calculamos suas distâncias pela mesma razão das três estrelas de bário mencionadas acima, porém suas velocidades radiais são, respectivamente -12.8 ± 0.8 km s^{-1} e -5.4 ± 0.2 km s^{-1}. O algoritmo de Johnson & Soderblom (1987) foi utilizado para obter as velocidades espaciais. Para isso foi necessário conhecer as coordenadas equatoriais e Galácticas, os valores de movimento próprio, velocidades radiais e distâncias. Os movimentos próprios foram obtidos de Hog et al. (1998) e Perryman et al. (1997).

As velocidades espaciais em relação ao padrão local de repouso (U_{LSR}, V_{LSR}, W_{LSR}) foram determinadas, onde U $_{LSR}$ é positivo na direção do centro da Galáxia (l = 0°, b = 0°), V_{LSR} é positivo na direção da rotação da Galáxia (l = 90°, b = 0°) e W_{LSR} é positivo na direção do polo norte Galáctico (b = 90°), assumindo o movimento solar (11.1, 12.2, 7.3) km s^{-1}, como obtido por Schönrich et al. (2010).

Assim como nas seções anteriores, comparamos nossos resultados com as velocidades espaciais de estrelas gigantes de campo. Takeda et al. (2008) disponibilizaram as velocidades espaciais, enquanto que para as estrelas da amostra de Luck & Heiter (2007) calculamos essas velocidades com base em suas distâncias e medidas de velocidades radiais disponibilizadas por estes autores. Como uma forma de verificar nossos cálculos, calculamos para a amostra de Luck & Heiter (2007) a média das velocidades U_{LSR}, V_{LSR} e W_{LSR}, e obtivemos respectivamente, -9.34 km s^{-1}, -17.6 km s^{-1} e -9.0 km s^{-1}, que são valores muito próximos aos obtidos por estes autores de -9.4 km s^{-1} ,-17.5 km s^{-1} e -9.2 km s^{-1}.

Nas Figuras 3.30 a 3.32 apresentamos os histogramas de U_{LSR}, V_{LSR} e W_{LSR} para as estrelas de bário (vermelho) e estrelas gigantes de campo das duas referências acima mencionadas (preto).

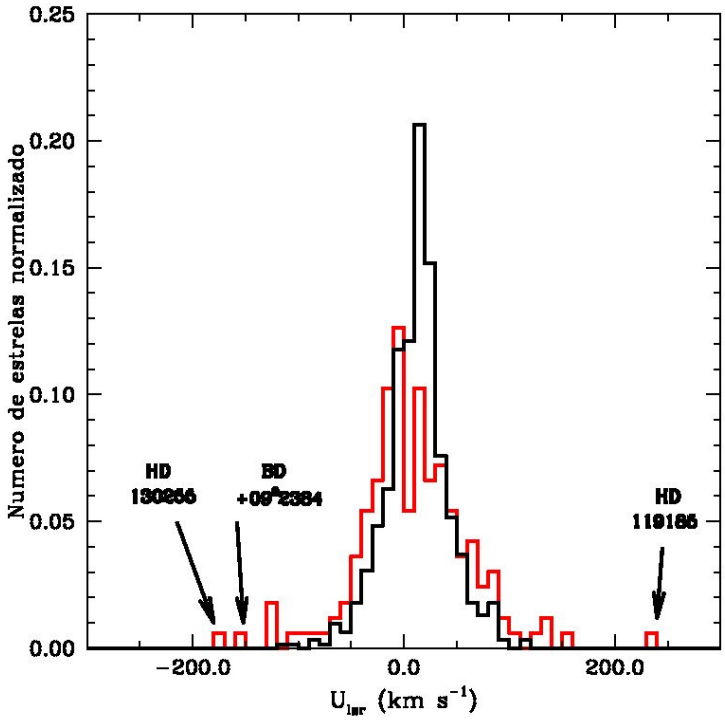

Figura 3.30: Histograma da componente da velocidade espacial U_{LSR} para as estrelas de bário (vermelho) e estrelas gigantes de campo (preto) das amostras de Luck & Heiter (2007) e Takeda et al. (2008). Destacamos algumas estrelas pertencentes ao disco espesso/halo.

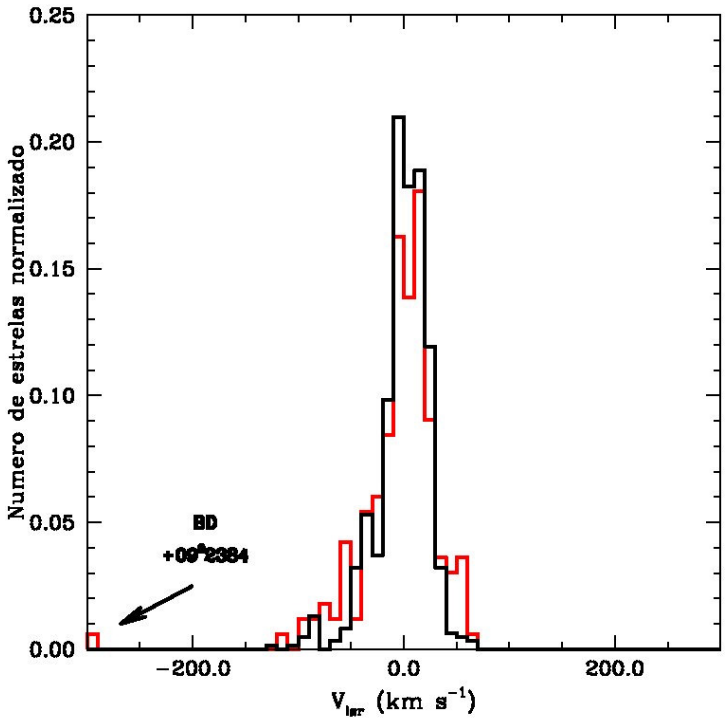

Figura 3.31: O mesmo da Figura 3.30 para V_{LSR}. Em destaque a posição da estrela do halo BD+09°2384.

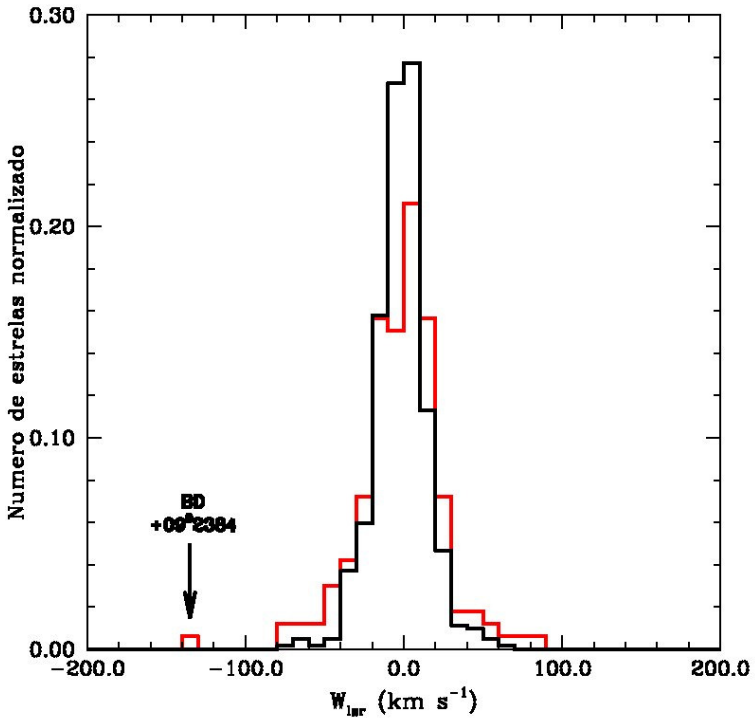

Figura 3.32: O mesmo da Figura 3.30 para W_{LSR}. Em destaque a posição da estrela do halo BD+09°2384.

A existência de estrelas do disco espesso e da transição entre disco fino e espesso foi também verificada nestas figuras, quando comparadas com as amostras de Luck & Heiter (2007) e Takeda et al. (2008), uma vez que estas duas amostras de comparação contém estrelas com distâncias heliocêntricas até 100 pc e 500 pc, respectivamente. As estrelas de bário mais distantes podem ser detectadas nestes diagramas. De fato, apenas 4% das gigantes de campo das duas amostras pertencem ao disco fino/espesso e ao disco espesso. Já entre as estrelas de bário 6% são da transição entre disco fino e espesso e 7% do disco espesso.

Neste trabalho também calculamos a probabilidade das estrelas de bário pertencerem à população do disco fino (jovem ou velho), disco espesso, ou halo. Para isso, seguimos o procedimento descrito por Reddy et al. (2006). Neste processo assume-se que a amostra é uma mistura de estrelas de diferentes populações, e que cada uma delas pode ter suas componentes da velocidade espacial $\mathrm{U_{LSR}}$, $\mathrm{V_{LSR}}$ e $\mathrm{W_{LSR}}$ representada por uma distribuição gaussiana com seus respectivos valores médios e dispersões de velocidades. Essas duas quantidades definem a distribuição gaussiana de velocidades. Dessa forma, a probabilidade de uma estrela pertencer a uma dada população pode ser obtida pela equação :

$$P_i = k_i \exp[-\frac{\mathrm{U_{LSR}^2}}{2\sigma_{\mathrm{U_i}}^2} - \frac{(\mathrm{V_{LSR}} - \mathrm{V_{ad}})^2}{2\sigma_{\mathrm{V_i}}^2} - \frac{\mathrm{W_{LSR}^2}}{2\sigma_{\mathrm{W_i}}^2}] \tag{3.7}$$

Onde k_i, que normaliza a distribuição é igual a:

$$k_i = \frac{1}{(2\pi)^{3/2}\sigma_{U_i}\sigma_{V_i}\sigma_{W_i}} \tag{3.8}$$

Sendo σ_{U_i}, σ_{V_i} e σ_{W_i} as dispersões de velocidades características de cada população estelar. V_{ad} é conhecida como velocidade assimétrica, ou atraso rotacional, sendo a velocidade média de rotação de cada população estelar em relação ao padrão local de repouso. Os parâmetros característicos de cada população , necessários para calcular as probabilidades pela equação 3.7 não são fornecidos por Reddy et al. (2006) para as populações do disco jovem e velho. Assim, utilizamos os dados fornecidos por Upgren (1978). Utilizamos como critério de separação das nossas estrelas em populações estelares o valor de corte de 70%. Uma estrela com probabilidade $\mathrm{P_{disco\,jovem}}$ ou $\mathrm{P_{disco\,velho}}$ ou $\mathrm{P_{disco\,espesso}}$ ou $\mathrm{P_{halo}}$ maior que 70% é considerada membro da população do disco jovem, ou do disco velho, ou do disco espesso ou do halo, respectivamente. Assim, todas as estrelas apresentam $\mathrm{P_{disco\,jovem}}$ + $\mathrm{P_{disco\,velho}}$ + $\mathrm{P_{disco\,espesso}}$ + $\mathrm{P_{halo}}$ = 100%. Há casos em que, para uma dada estrela, essas quatro probabilidades apresentam separadamente valor menor que 70%. Consideramos nesses casos, que quando nenhuma das quatro probabilidades atingir o valor de corte, a estrela em questão irá pertencer a uma população intermediária, sendo classificada como uma estrela do disco jovem/velho, velho/espesso ou espesso/halo, dependendo de como essas probabilidades estejam distribuídas.

Na Tabela A.9 apresentamos os resultados obtidos para as velocidades espaciais e probabilidades. A maioria das estrelas de bário pertence a população do disco velho, mas outras estrelas são também membros do disco jovem ou do disco espesso. Além disso, algumas estrelas são membros do disco jovem/velho, velho/espesso e espesso/halo. Das 166 estrelas aptas para a análise cinemática (as estrelas HD 43389, HD 66291 e HD 74950 foram excluídas por não ter sido possível determinar suas distâncias), 99 estrelas (60%) pertencem a população do disco velho. Eggen (1972) discute a cinemática de estrelas de bário também concluindo que as estrelas da sua amostra pertencem ao disco velho.

Na Figura 3.33 reproduzimos o diagrama UV para as estrelas de bário da nossa amostra como visto na Figura 7 de Eggen (1989). Com base nesse trabalho, mostramos a área delineada para destacar a região do diagrama ocupada por estrelas do disco jovem. Nesse diagrama vemos que estrelas de bário do disco jovem (em vermelho), em sua maioria, ocupam a região de domínio de estrelas do disco jovem (região interna ao diagrama), enquanto que estrelas de bário do disco velho ocupam a região externa a área destacada.

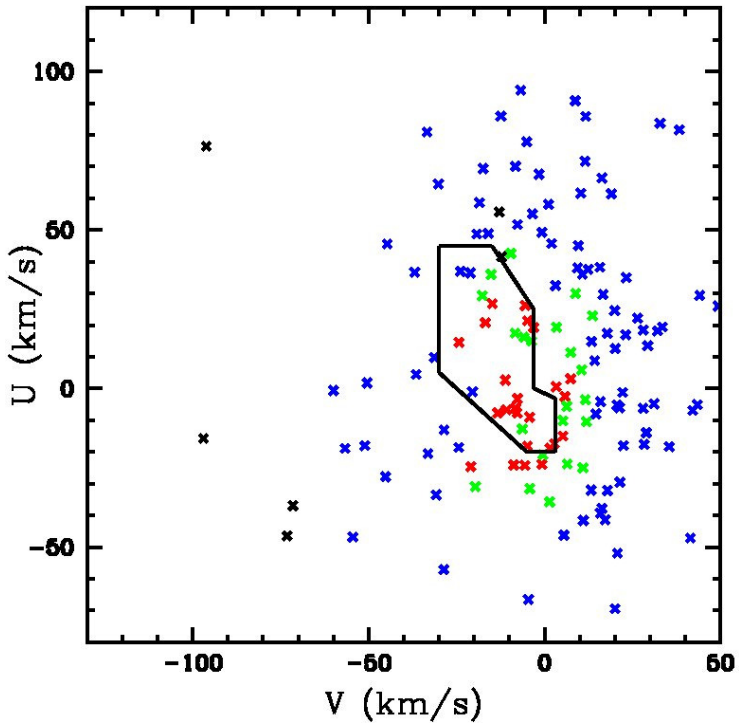

Figura 3.33: Diagrama UV para algumas estrelas de bário analisadas neste trabalho. As cruzes vermelhas são estrelas do disco jovem; cruzes verdes estrelas do disco jovem/velho, cruzes azuis estrelas do disco velho e em preto estrelas do disco espesso. A região delimitada vista na figura é associada a estrelas do disco jovem como definida por Eggen (1989).

Uma outra informação relevante a respeito das populações estelares da Galáxia é dada

pela média das velocidades espaciais e suas respectivas dispersões (σ_U, σ_V, σ_W). Na Tabela 3.5, temos os resultados para as médias das velocidades espaciais e suas dispersões para as estrelas de bário de cada população analisada neste trabalho, e para estrelas gigantes de campo das amostras de Luck & Heiter (2007) e Takeda et al. (2008). Além disso, nós também fornecemos as propriedades cinemáticas de diferentes populações na Galáxia que foram usadas para determinar a separação em populações das estrelas de bário.

Também verificamos na Tabela 3.5 que as duas amostras de estrelas gigantes de campo analisadas por Luck & Heiter (2007) e Takeda et al. (2008) pertencem ao disco fino. Em nenhuma dessas duas referências é feita distinção entre disco jovem e disco velho, havendo apenas a separação entre estrelas do disco fino e disco espesso. Nossos resultados mostram que 86% das estrelas de bário pertencem ao disco fino com dispersão de velocidades de $\sigma_U = 42$, $\sigma_V = 25$ e $\sigma_W = 18$, que são valores similares aos encontrados para estrelas gigantes de campo.

Gómez et al. (1997) e Mennessier et al. (1997) também analisaram a cinemática de estrelas de bário. O grupo S (estrelas supergigantes) de Mennessier et al. (1997) apresenta valores similares de dispersão de velocidades do grupo 1 (estrelas G e K) de Gómez et al. (1997). Estes dois grupos exibem dispersões de velocidades típicas das estrelas do disco jovem e também similares aos nossos resultados para estrelas de bário da população do disco jovem. Os resultados do grupo 2 de Gómez et al. (1997) e grupo G (estrelas gigantes e supergigantes) de Mennessier et al. (1997) formam a população mais numerosa e apresentam dispersões de velocidades típicas da população do disco velho, assim como os nossos resultados para a nossa amostra.

A presença de uma componente do halo entre as estrelas de bário foi identificada por Goméz et al. (1997) e Mennessier et al. (1997) e algumas dessas estrelas estão presentes em nossa amostra. Três estrelas cinematicamente classificadas por Goméz et al. (1997) como membros do halo Galáctico (HD 10613, HD 104340 e HD 206983) estão em concordância com estudos posteriores que identificaram estas estrelas como pobres em metais. As estrelas HD 88927 e HD 219116 de acordo com a A.7 são objetos do disco velho. As estrelas HD 107541 e HD 115277 são do disco velho ou do disco espesso. Mennessier et al. (1997) também analisaram algumas estrelas em comum com a nossa amostra. Estes autores também reconheceram HD 10613, HD 104340 e HD 206983 como membros do halo Galáctico. HD 187762 de acordo com nossos resultados pode ser membro do disco jovem ou do disco velho. CD-27°2233 (tal como HD 107541) pode ser membro do disco velho ou do disco espesso. Nossa análise cinemática mostra que HD 5424 e HD 139409 são membros do disco espesso, e não do halo da Galáxia. As metalicidades das estrelas CD-27°2233, HD 5424, HD 88927, HD 107541, HD 115277, HD 187762 e HD 2219116 fornecem outro suporte à classificação cinemática dessas estrelas como membros do disco velho ou espesso.

Populações estelares podem ser caracterizadas por um conjunto de propriedades tais como

Tabela 3.5: Média das velocidades U_{lsr}, V_{lsr} e W_{lsr} e suas respectivas dispersões para as estrelas de bário da nossa amostra (BaS), para duas amostras de estrelas gigantes de campo e para estrelas de bário analisadas por Gómez et al. (1997) e Mennessier at al. (1997). Também apresentamos ao final da tabela as dispersões das velocidades para diferentes populações da Galáxia: disco jovem, disco velho, disco fino, disco espesso e halo.

Amostras	$< U_{lsr} >$ (km s^{-1})	$< V_{lsr} >$ (km s^{-1})	$< W_{lsr} >$ (km s^{-1})	# estrelas e/ou referência
	σ_U	σ_V	σ_W	
Disco jovem (BaS)	-4.4	-5.8	1.3	25
	15.9	8.3	8.5	a
Disco jovem/velho (BaS)	2.0	0.0	1.9	21
	24.4	10.3	13.0	a
Disco velho (BaS)	13.7	6.9	-1.4	97
	42.5	28.7	21.4	a
Disco velho/espesso (BaS)	-6.7	-32.7	-4.3	14
	93.7	35.7	40.2	a
Disco espesso (BaS)	17.7	-54.4	-16.7	11
	106.9	48.7	55.8	a
Gigantes de bário	-10.0	-13.0	-7.0	159
	36.0	20.0	16.0	b
Gigantes de bário	-14.0	-12.0	-6.0	159
	37.0	20.0	16.0	c
Estrelas gigantes de campo	-9.3	-17.6	-9.0	298
	34.7	25.0	16.9	d
	1.1	3.2	-0.8	322
	32.1	23.1	15.8	e
	σ_U	σ_V	σ_W	
Disco jovem	17	10	11	f
Disco velho	36	25	20	f
Disco fino	43	28	17	g
Disco espesso	67	51	42	g
Halo	131	106	85	g

a: Neste trabalho

b: Grupo 2 de Gómez et al. (1997);

c: Grupo G de Mennessier et al. (1997);

d: Luck & Heiter (2007);

e: Takeda et al. (2008);

f: Upgren (1978);

g: Reddy et al. (2006);

distribuição espacial, velocidades, metalicidades, composição química e idade. Como vimos anteriormente, nossa amostra de estrelas abrange estrelas do disco fino (disco jovem e disco velho), do disco espesso e do halo. Cada um destes grupos apresenta características químicas e cinemáticas do meio onde elas se formaram, e/ou onde estão.

Na Figura 3.22 (seção 3.5.2) verificamos que o comportamento da razão [α/Fe] com a metalicidade para as estrelas de bário está de acordo com a previsão dos modelos de evolução química da Galáxia no intervalo de metalicidades analisado. A razão [α/Fe] também pode ser usada como critério de separação de populações estelares tendo em vista que, quando nos afastamos do plano Galáctico, mais alta é a dispersão de velocidades e também mais alta deverá ser a razão [α/Fe] (Navarro et al., 2011). A partir disto, analisamos como a razão [α/Fe], a metalicidade e a velocidade espacial se comportam quando analisadas em conjunto para diferentes populações estelares. Na Figura 3.34 temos [Fe/H] e [α/Fe] $versus$ velocidade espacial ($V_{esp} = \sqrt{U_{\rm lsr}^2 + V_{\rm lsr}^2 + W_{\rm lsr}^2}$) para as estrelas de bário distribuídas de acordo com as populações estelares a que pertencem.

De modo geral, podemos ver que quanto maior a velocidade espacial há uma tendência de decréscimo da metalicidade e crescimento de [α/Fe]. Estrelas do disco jovem apresentam as menores velocidades espaciais e também menor dispersão de velocidades que crescem a medida que transitamos em direção a populações mais velhas da amostra.

Na Figura 3.34 há cinco estrelas em destaque que merecem alguns comentários:

- BD+09°2384 (quadrado vermelho) é uma estrela que preenche todos os requisitos para ser considerada como objeto do halo: baixa metalicidade ([Fe/H] = -0.98), alta velocidade espacial, V_{esp}=347.8 km s^{-1};

- HD 123396 e HD 130255 (cruzes magentas) com metalicidades de aproximadamente -1.0 podem ser considerados objetos candidatos ao halo, mas foram cinematicamente classificados como estrelas do disco espesso. Isso é possível uma vez que estrelas do disco espesso podem apresentar metalicidades de até ≈ -1.1 (Robin et al., 2003);

- HD 119185 (quadrado vermelho) pode ser membro do disco espesso ou um objeto do halo já que, de acordo com nossa análise existe igual probabilidade desta estrela ser membro do disco espesso ou do halo. Sua alta distância ao plano galáctico (-1.0 kpc) combinada com sua alta velocidade espacial (V_{esp}=258.7 km s^{-1}) indicam que esta estrela na verdade pode ser um objeto do halo que está cruzando o plano Galáctico. Porém, sua metalicidade ([Fe/H] = -0.43) e valor da razão [α/Fe] de $+0.18$, não nos permitem classificar HD 119185 como uma estrela do halo.

- HD 221879 (cruz magenta) apresenta uma alta velocidade espacial (V_{esp}=194 km s^{-1}) típica de estrelas do disco espesso, porém possui metalicidade e a razão [α/Fe] típicas

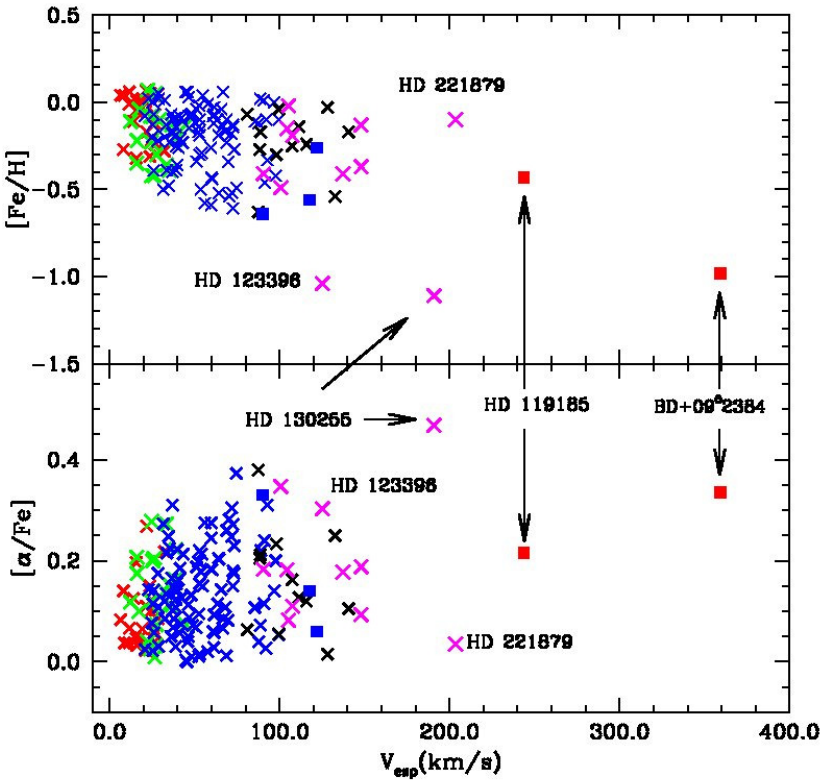

Figura 3.34: Metalicidade ([Fe/H]) e razão [α/Fe] $versus$ velocidade espacial ($V_{esp} = \sqrt{U_{\rm lsr}^2 + V_{\rm lsr}^2 + W_{\rm lsr}^2}$) para as estrelas de bário da nossa amostra. Os símbolos são os mesmos da Figura 3.33. Nessa figura adicionamos as estrelas da transição do disco espesso/halo (cruzes magentas). Os dois quadrados vermelhos representam uma estrela da transição do disco espesso/halo com mais baixa metalicidade (HD 119185) e uma estrela do halo (BD+09°2384). Os quadrados azuis representam apenas três estrelas rejeitadas como estrelas de bário com mais altas velocidades espaciais da amostra (BD°01-302, HD 90167 e HD 212484).

de estrelas do disco fino. Assim, HD 221879 pode ser considerada cinematicamente como membro do disco espesso com metalicidade típica de estrelas do disco fino. Reddy et al. (2006) encontraram estrelas anãs com esse tipo de característica em sua análise cinemática e química de estrelas do disco espesso. Mishenina et al. (2004) também encontraram estrelas anãs com essas características paradoxais. É possível que HD 221879 tenha sido originalmente do disco fino e depois deslocada para o disco espesso por algum efeito de perturbação (Reddy et al. 2006).

Finalmente, entre as estrelas rejeitadas como sendo estrelas de bário, a maioria pertence ao disco velho. Na Figura 3.34 somente apresentamos as três estrelas com as maiores velocidades espaciais (quadrados azuis) BD°01-302, HD 90167 e HD 212484, com V_{esp}= 90.1 km s^{-1}, 122.0 km s^{-1} e 117.6 km s^{-1}, e probabilidades de pertencer ao disco espesso de 31%, 67% e

97%, respectivamente.

Capítulo 4

Conclusões e Perspectivas

Este trabalho foi dedicado à análise espectroscópica em alta resolução de uma amostra de estrelas de bário, onde realizamos o estudo detalhado de parâmetros atmosféricos (metalicidade, gravidade superficial, temperatura efetiva e velocidade de microturbulência), da distribuição de abundâncias químicas e das propriedades cinemáticas. Com esses resultados realizamos um estudo comparativo entre estrelas de bário e estrelas gigantes de campo. Em relação aos parâmetros atmosféricos verificamos que as estrelas de bário apresentam duas componentes em sua distribuição de metalicidades. A primeira possui valor médio e desvio padrão similares aos obtidos para as estrelas gigantes de campo e a segunda componente possui menores valores de metalicidades. Nossos resultados mostram que existem três componentes para a distribuição de gravidades superficiais das estrelas de bário e apenas uma para estrelas gigantes de campo. A primeira componente apresenta-se ligeiramente deslocada para menores valores de gravidades superficiais em relação a distribuição das estrelas gigantes de campo, enquanto que as duas outras componentes possuem valores ainda menores de gravidades superficiais em um intervalo de valores onde as estrelas gigantes de campo são poucas. Dessa forma, estrelas de bário apresentam-se mais evoluídas em relação a amostra de estrelas gigantes de campo utilizadas para comparação. Isso pode estar relacionado ao fato de haver entre as estrelas gigantes de campo um maior número de "clump stars", o que restringe o intervalo de valores de gravidades superficiais para esse grupo de estrelas, porém, podemos também considerar o efeito da transferência de massa sobre a evolução estelar das estrelas de bário podendo torná-las mais evoluídas.

Para as distribuições de temperaturas efetivas encontramos duas componentes para as estrelas de bário. A primeira componente apresenta valor médio e desvio padrão similares aos obtidos para a distribuição das estrelas gigantes de campo. Já a segunda componente está deslocada para menores valores de temperatura em relação à distribuição das estrelas gigantes de campo, correspondendo às estrelas mais evoluídas da distribuição de gravidades superficiais. Para a distribuição de velocidades de microturbulência não verificamos diferença significativa

entre as distribuições para as estrelas bário e para as estrelas gigantes de campo.

Uma vez que identificamos estrelas mais evoluídas entre as estrelas de bário, será que estas já seriam auto - enriquecidas em elementos do processo-s? Ou seja, se já teriam alcançado a fase de pulsos térmicos da fase AGB? Procuramos entre estas estrelas a presença de linhas de absorção de tecnécio, já que este elemento químico é instável e requer um mecanismo contínuo de produção e dragagem típico das estrelas AGB para ser detectado. Em nenhuma das estrelas analisadas chegamos a um resultado positivo para a presença de linhas de Tc, o que fornece um suporte adicional a hipótese de transferência de massa. Além disso, obtivemos as luminosidades das estrelas de bário e verificamos que nenhuma delas apresenta luminosidades mínimas necessárias para estarem no início da fase de pulsos térmicos da fase AGB. Com nossas determinações de temperatura efetiva, gravidade superficial e com trajetórias evolutivas teóricas estimamos as massas e idades das estrelas de bário. A maior parte das estrelas da amostra apresenta massas entre 2.0 - 3.0 $M_{\odot}$ e log (idade) entre 7.5 e 10.0 anos, estando ambos os resultados em boa concordância com determinações anteriores. Comparamos as distâncias espectroscópicas das estrelas de bário obtidas em nossa análise com as distâncias obtidas a partir da paralaxe Hipparcos. Verificamos que há uma boa concordância entre as duas estimativas de distâncias até 600 pc. Para distâncias maiores os erros nas distâncias a partir da paralaxe são muito altos, devido aos maiores erros associados aos menores valores de paralaxe. Com as distâncias espectroscópicas calculadas para toda a amostra, estimamos a escala de altura das estrelas de bário utilizando duas diferentes aproximações. Na primeira ajustamos uma lei exponencial e na segunda utilizamos um ajuste gaussiano. Com essa análise estimamos a escala de altura para as estrelas de bário entre 222 e 344 pc, sendo compatível com a escala de altura de estrelas do disco velho. Uma análise detalhada da distribuição de abundâncias foi realizada para toda a amostra por meio da determinação das razões de abundâncias ([X/Fe]) para os elementos químicos: Na, Al, Mg, Si, Ca, Ti, Cr, Ni e para os elementos do processo-s, Y, Zr, La, Ce e Nd. Verificamos que, exceto para os elementos do processo-s, as estrelas de bário da amostra apresentam uma distribuição de abundâncias similar ao que é observado em estrelas gigantes de campo. Para os elementos do processo-s verificamos que as estrelas de bário apresentam diferentes graus de enriquecimento quando comparadas às estrelas gigantes de campo. Por meio da razão [s/Fe] verificamos que algumas estrelas de bário apresentam a média da abundância dos elementos do processo-s similar ao que é observado em estrelas gigantes de campo. Diante disso, questionamos se essas estrelas podem ser consideradas como quimicamente peculiares. Para isso fixamos um valor mínimo para a razão [s/Fe] de $+0.26$. Com isso rejeitamos um total de 14 estrelas como estrelas de bário.

Interpretar a abundância de elementos do processo-s em estrelas de bário requer atenção a um conjunto de fatores que englobam modelos de nucleossíntese de estrelas AGB (sítio onde esses elementos foram formados) como também fatores que estão diretamente relacionados

ao processo de transferência de massa, como período orbital e fator de diluição da matéria transferida para a estrela de bário. Verificamos que tanto a razão [s/Fe] quanto o índice [hs/ls] aumentam com o decréscimo da metalicidade estando este resultado de acordo com os modelos teóricos de nucleossíntese do processo-s. Ao analisar essas duas relações para estrelas gigantes de bário e anãs de bário não verificamos uma separação entre essas duas classes de estrelas, sendo isso uma possível indicação de que estrelas anãs de bário sofreram processos de mistura como "thermohaline mixing" que diluíram a matéria transferida pela estrela AGB ao ponto de tornar menor o impacto da diluição devido ao processo de primeira dragagem. Investigamos ainda se haveria alguma correlação entre o índice [hs/ls] com a massa das estrelas de bário. Não encontramos uma correlação clara, porém notamos que as estrelas com menores massas (1.0 e 2.0 $M_{\odot}$) possuem as maiores médias para o índice [hs/ls], sendo possível que isso seja efeito da nucleossíntese do processo-s em regime de baixa metalicidade, visto que estrelas de bário com as menores massas possuem menores metalicidades. Assim como em outros trabalhos dedicados a análise de estrelas de bário, verificamos que existem na nossa amostra estrelas de bário com 5.0 e 6.0 $M_{\odot}$. Estas estrelas possuem baixos valores de [hs/ls] que pode ser uma evidência da operação do ^{22}Ne como fonte de nêutrons.

Em nossa análise da cinemática das estrelas de bário determinanos velocidades espaciais e distribuição em populações estelares através da probabilidade de cada estrela pertencer ao disco jovem, disco velho, disco espesso ou halo. Estrelas de bário são em sua maioria objetos do disco velho. Os histogramas comparativos das velocidades espaciais entre as estrelas de bário e estrelas gigantes de campo diferem somente pela maior proporção, entre as estrelas de bário, de estrelas do disco espesso e uma estrela do halo. Os resultados da análise cinemática das estrelas de bário está em boa concordância com o padrão de abundâncias químicas e de metalicidades. Isso porque ao analisar em conjunto velocidades espaciais, a razão [α/Fe] e [Fe/H] vimos que há uma concordância com os resultados já obtidos de grandes amostras de estrelas e estudos de populações estelares, que mostram que populações estelares mais velhas apresentam maiores dispersões de velocidades, maiores valores de [α/Fe] e menores valores de [Fe/H]. Diante dos nossos resultados, algumas questões mostraram-se interessantes para futuros trabalhos, como por exemplo, a determinação da abundância de Pb nas estrelas de bário, que segundo os modelos de nucleossíntese do processo-s, tem sua produção diretamente relacionada à metalicidade. Além disso, vimos que ^{13}C é a principal fonte de nêutrons em estrelas de baixa massa, estando associada a componente principal do processo-s.

A segunda fonte de nêutrons (^{22}Ne) tem uma contribuição marginal em estrelas de baixa massa, tornando-se mais eficiente em estrelas AGB com maiores massas. Cristallo et al. (2011) discutem como essa fonte de nêutrons atua no processo de ramificação do processo-s, produzindo elementos como ^{87}Rb. A produção de Rb depende da probabilidade dos elementos químicos ^{85}Kr e ^{86}Rb capturar um nêutron antes de sofrer decaimento β^{-}. Dessa forma, estes

dois elementos promovem uma ramificação da cadeia de produção de elementos do processo-s, que pode resultar em uma maior produção de Rb em comparação aos outros elementos do primeiro pico de abundâncias como Sr, Y e Sr. Durante a operação do ^{13}C como fonte de nêutrons este ponto de ramificação não é ativado de forma eficiente.

Em estrelas com massas M>4 $M_{\odot}$ a base do envelope convectivo alcança temperaturas altas o suficiente para iniciar a fusão do H em um fenômeno conhecido com "Hot Bottom Burning - HBB" (Iben, 1973; Karakas & Lattanzio, 2003), que previne a formação de estrelas carbonadas devido à conversão de carbono em nitrogênio. Por outro lado, a perda de massa pode limitar a atuação do HBB (Straniero et al., 2000). Diante destas questões, a determinação das abundâncias de Rb, C, N e O em estrelas de bário torna-se interessante, especialmente para as estrelas com maiores massas da amostra.

Referências Bibliográficas

Abia, C., Busso, M., Gallino, R., Domínguez, I., Straniero, O., & Isern, J. 2001, ApJ, 559, 1117

Allen, D. M. & Barbuy, B. 2006, A&A , 454, 895

Allen, D. M. & Porto de Mello, G. F. 2010, VizieR Online Data Catalog, 352, 59063

Alonso, A., Arribas, S., & Martínez-Roger, C. 1999, A&AS, 139, 335

Antipova, L. I., Boyarchuk, A. A., Pakhomov, Y. V., & Panchuk, V. E. 2004, Astronomy Reports, 48, 597

Aoki, W., Beers, T. C., Sivarani, T., Marsteller, B., Lee, Y. S., Honda, S., Norris, J. E., Ryan, S. G., & Carollo, D. 2008, ApJ, 678, 1351

Barbuy, B., Jorissen, A., Rossi, S. C. F., & Arnould, M. 1992, A&A , 262, 216

Barbuy, B., Spite, M., Spite, F., Hill, V., Cayrel, R., Plez, B., & Petitjean, P. 2005, A&A , 429, 1031

Beer, H. & Macklin, R. L. 1989, ApJ, 339, 962

Bertelli, G., Nasi, E., Girardi, L., & Marigo, P. 2009, A&A , 508, 355

Bessell, M. S., Castelli, F., & Plez, B. 1998, A&A , 333, 231

Bidelman, W. P. 1981, AJ , 86, 553

Bidelman, W. P. & Keenan, P. C. 1951, ApJ, 114, 473

Bisterzo, S., Gallino, R., Straniero, O., Cristallo, S., & Käppeler, F. 2010, MNRAS, 404, 1529

Boffin, H. M. J. & Jorissen, A. 1988, A&A , 205, 155

Boffin, H. M. J., Miszalski, B., Frew, D. J., Acker, A., Köppen, J., Moffat, A. F. J., & Parker, Q. A. 2012, in IAU Symposium, Vol. 283, IAU Symposium, 314–315

Böhm-Vitense, E., Carpenter, K., Robinson, R., Ake, T., & Brown, J. 2000, ApJ, 533, 969

Bond, H. E. & Neff, J. S. 1969, ApJ, 158, 1235

Bond, H. E., Pollacco, D. L., & Webbink, R. F. 2003, AJ , 125, 260

Boyarchuk, A. A., Antipova, L. I., Boyarchuk, M. E., & Savanov, I. S. 2001, Astronomy Reports, 45, 301

Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A., & Hoyle, F. 1957, Reviews of Modern Physics, 29, 547

Busso, M., Gallino, R., Lambert, D. L., Travaglio, C., & Smith, V. V. 2001, ApJ, 557, 802

Busso, M., Gallino, R., & Wasserburg, G. J. 1999, ARA&A , 37, 239

Busso, M., Lambert, D. L., Beglio, L., Gallino, R., Raiteri, C. M., & Smith, V. V. 1995, ApJ, 446, 775

Busso, M., Straniero, O., Gallino, R., & Abia, C. 2004, Origin and Evolution of the Elements, 67

Cameron, A. G. W. 1957, AJ , 62, 9

—. 1960, AJ , 65, 485

Castro, S., Rich, R. M., Grenon, M., Barbuy, B., & McCarthy, J. K. 1997, AJ , 114, 376

Catchpole, R. M., Robertson, B. S. C., & Warren, P. R. 1977, MNRAS, 181, 391

Chen, B., Vergely, J. L., Valette, B., & Carraro, G. 1998, A&A , 336, 137

Chiappini, C., Matteucci, F., & Padoan, P. 1997, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 126, From Quantum Fluctuations to Cosmological Structures, ed. D. Valls-Gabaud, M. A. Hendry, P. Molaro, & K. Chamcham, 545

Clayton, D. D. 1968, Principles of stellar evolution and nucleosynthesis

Clayton, D. D. & Rassbach, M. E. 1967, ApJ, 148, 69

Clayton, D. D. & Ward, R. A. 1974, ApJ, 193, 397

Cristallo, S., Piersanti, L., Straniero, O., Gallino, R., Domínguez, I., Abia, C., Di Rico, G., Quintini, M., & Bisterzo, S. 2011, ApJS , 197, 17

Cui, W., Shi, J., Geng, Y., Zhang, C., Meng, X., Shao, L., & Zhang, B. 2013, Astrophysics and Space Science, 346, 477

Dermine, T., Izzard, R. G., Jorissen, A., & Van Winckel, H. 2012, ArXiv e-prints

Dominy, J. F. & Lambert, D. L. 1983, ApJ, 270, 180

Drake, N. A. & Pereira, C. B. 2008, AJ , 135, 1070

Duquennoy, A. & Mayor, M. Duplicity of solar-like stars in the solar neighbourhood, ed. F. Sanchez & M. Vazquez, 253

Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D. L., Nissen, P. E., & Tomkin, J. 1993, A&A , 275, 101

Eggen, O. J. 1972, ApJ, 177, 489

—. 1989, PASP , 101, 366

El Eid, M. F. & Champagne, A. E. 1995, ApJ, 451, 298

Fagotto, F., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 1994, A&AS, 105, 29

Fulbright, J. P. 2000, AJ , 120, 1841

Gallino, R. 1999, in Astronomy with Radioactivities, ed. R. Diehl & D. Hartmann, 95

Gallino, R., Arlandini, C., Busso, M., Lugaro, M., Travaglio, C., Straniero, O., Chieffi, A., & Limongi, M. 1998, ApJ, 497, 388

Gomez, A. E., Luri, X., Grenier, S., Prevot, L., Mennessier, M. O., Figueras, F., & Torra, J. 1997, A&A , 319, 881

Goriely, S. & Mowlavi, N. 2000, A&A , 362, 599

Gow, C. E. 1976, AJ , 81, 993

Hartwick, F. D. A. & Cowley, A. P. 1985, AJ , 90, 2244

Hekker, S. & Meléndez, J. 2007, A&A , 475, 1003

Herwig, F. 2005, ARA&A , 43, 435

Hill, V., Andrievsky, S., & Spite, M. 1995, A&A , 293, 347

Hog, E., Kuzmin, A., Bastian, U., Fabricius, C., Kuimov, K., Lindegren, L., Makarov, V. V., & Roeser, S. 1998, A&A , 335, L65

Husti, L., Gallino, R., Bisterzo, S., Straniero, O., & Cristallo, S. 2009, Publications of the Astronomical Society of Australia, 26, 176

Iben, Jr., I. 1967, ARA&A , 5, 571

Iben, Jr., I. 1973, in Red Giant Stars, ed. H. R. Johnson, J. P. Mutschlecner, & B. F. Peery, 242

Iben, Jr., I. & Renzini, A. 1982, ApJ , 263, L23

Igashira, M. & Ohsaki, T. 2004, Science and Technology of Advanced Materials, 5, 567

Izzard, R. G., Church, R. P., & Dermine, T. 2010, Memorie della Societá Astronomia Italiana , 81, 1034

Jacoby, G. H. 1981, ApJ, 244, 903

Jasniewicz, G., Thevenin, F., Monier, R., & Skiff, B. A. 1996, A&A , 307, 200

Jeffries, R. D. & Smalley, B. 1996, A&A , 315, L19

Johnson, D. R. H. & Soderblom, D. R. 1987, AJ , 93, 864

Jorissen, A., Frankowski, A., Famaey, B., & van Eck, S. 2009, A&A , 498, 489

Jorissen, A., Frayer, D. T., Johnson, H. R., Mayor, M., & Smith, V. V. 1993, A&A , 271, 463

Jorissen, A., Schmitt, J. H. M. M., Carquillat, J. M., Ginestet, N., & Bickert, K. F. 1996, A&A , 306, 467

Jorissen, A. & van Eck, S. 2000, in IAU Symposium, Vol. 177, The Carbon Star Phenomenon, ed. R. F. Wing, 259

Jorissen, A., Van Eck, S., Mayor, M., & Udry, S. 1998, A&A , 332, 877

Jorissen, A., Začs, L., Udry, S., Lindgren, H., & Musaev, F. A. 2005, A&A , 441, 1135

Junqueira, S. & Pereira, C. B. 2001, AJ , 122, 360

Käppeler, F. 2011, Progress in Particle and Nuclear Physics, 66, 390

Kappeler, F., Beer, H., & Wisshak, K. 1989, Reports on Progress in Physics, 52, 945

Käppeler, F., Gallino, R., Bisterzo, S., & Aoki, W. 2011, Reviews of Modern Physics, 83, 157

Karakas, A. I. & Lattanzio, J. C. 2003, Publications of the Astronomical Society of Australia, 20, 393

—. 2014, Publications of the Astronomical Society of Australia, 31, 30

Karakas, A. I., Lugaro, M., Stancliffe, R. J., & Rijs, C. 2012, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 458, Galactic Archaeology: Near-Field Cosmology and the Formation of the Milky Way, ed. W. Aoki, M. Ishigaki, T. Suda, T. Tsujimoto, & N. Arimoto, 35

Katime Santrich, O. J., Pereira, C. B., & de Castro, D. B. 2013, AJ , 146, 39

Kaufer, A., Stahl, O., Tubbesing, S., Nó rregaard, P., Avila, G., Francois, P., Pasquini, L., & Pizzella, A. 1999, The Messenger, 95, 8

Keenan, P. C. & Pitts, R. E. 1980, ApJS , 42, 541

Kippenhahn, R. & Meyer-Hofmeister, E. 1977, A&A , 54, 539

Kollatschny, W. 1980, A&A , 86, 308

Kovacs, N. 1985, A&A , 150, 232

Kurucz, R. L. 1993a, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 44, IAU Colloq. 138: Peculiar versus Normal Phenomena in A-type and Related Stars, ed. M. M. Dworetsky, F. Castelli, & R. Faraggiana, 87

Kurucz, R. L. 1993b, VizieR Online Data Catalog, 6039, 0

Lambert, D. L. 1991, in IAU Symposium, Vol. 145, Evolution of Stars: the Photospheric Abundance Connection, ed. G. Michaud & A. V. Tutukov, 299

Lambert, D. L. & Ries, L. M. 1981, ApJ, 248, 228

Liang, Y. C., Zhao, G., Chen, Y. Q., Qiu, H. M., & Zhang, B. 2003, A&A , 397, 257

Liang, Y. C., Zhao, G., & Zhang, B. 2000, A&A , 363, 555

Little-Marenin, I. R. & Little, S. J. 1987, AJ , 93, 1539

Liu, G.-Q., Liang, Y.-C., & Deng, L.-C. 2009, Research in Astronomy and Astrophysics, 9, 431

Liu, S., Nissen, P. E., Schuster, W. J., Zhao, G., Chen, Y. Q., & Liang, Y. C. 2012, A&A , 541, A48

Lodders, K., Palme, H., & Gail, H.-P. 2009, Landolt Börnstein, 44

Lu, P. K. 1991, AJ , 101, 2229

Lu, P. K. & Sawyer, D. 1979, ApJ, 231, 144

Luck, R. E. & Bond, H. E. 1991, ApJS , 77, 515

Luck, R. E. & Heiter, U. 2007, AJ , 133, 2464

Lugaro, M., Herwig, F., Lattanzio, J. C., Gallino, R., & Straniero, O. 2003, ApJ, 586, 1305

MacConnell, D. J., Frye, R. L., & Upgren, A. R. 1972, AJ , 77, 384

Masseron, T., Johnson, J. A., Plez, B., van Eck, S., Primas, F., Goriely, S., & Jorissen, A. 2010, A&A , 509, A93

McClure, R. D. 1983, ApJ, 268, 264

—. 1984, ApJ , 280, L31

McClure, R. D., Fletcher, J. M., & Nemec, J. M. 1980, ApJ , 238, L35

McWilliam, A. 1990, ApJS , 74, 1075

McWilliam, A. & Lambert, D. L. 1988, MNRAS, 230, 573

McWilliam, A. & Smith, V. V. 1984, in Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 16, Bulletin of the American Astronomical Society, 973

Mennessier, M. O., Luri, X., Figueras, F., Gomez, A. E., Grenier, S., Torra, J., & North, P. 1997, A&A , 326, 722

Merrill, P. W. 1952, ApJ, 116, 21

Mishenina, T. V., Bienaymé, O., Gorbaneva, T. I., Charbonnel, C., Soubiran, C., Korotin, S. A., & Kovtyukh, V. V. 2006, A&A , 456, 1109

Mishenina, T. V. & Kovtyukh, V. V. 2001, A&A , 370, 951

Mishenina, T. V., Soubiran, C., Kovtyukh, V. V., & Korotin, S. A. 2004, A&A , 418, 551

Moore, C. B. & Lewis, C. F. 1966, Earth and Planetary Science Letters, 1, 376

Morris, P. W., Reid, I. N., Griffiths, W. K., & Penny, A. J. 1994, MNRAS, 271, 852

Mowlavi, N. 1999, New Astronomy Reviews, 43, 389

Navarro, J. F., Abadi, M. G., Venn, K. A., Freeman, K. C., & Anguiano, B. 2011, MNRAS, 412, 1203

Norris, J. E., Ryan, S. G., & Beers, T. C. 2001, ApJ, 561, 1034

North, P., Berthet, S., & Lanz, T. 1994, A&A , 292, 350

North, P. & Duquennoy, A. 1991, A&A , 244, 335

Pereira, C. B. 2005, AJ , 129, 2469

Pereira, C. B. & Drake, N. A. 2009, A&A , 496, 791

—. 2011, AJ , 141, 79

Pereira, C. B. & Junqueira, S. 2003, A&A , 402, 1061

Pereira, C. B. & Roig, F. 2009, AJ , 137, 118

Pereira, C. B., Sales Silva, J. V., Chavero, C., Roig, F., & Jilinski, E. 2011, A&A , 533, A51

Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., Hoeg, E., Bastian, U., Bernacca, P. L., Crézé, M., Donati, F., Grenon, M., Grewing, M., van Leeuwen, F., van der Marel, H., Mignard, F., Murray, C. A., Le Poole, R. S., Schrijver, H., Turon, C., Arenou, F., Froeschlé, M., & Petersen, C. S. 1997, A&A , 323, L49

Pilachowski, C. A. 1977, A&A , 54, 465

Pinsonneault, M. H., Sneden, C., & Smith, V. V. 1984, PASP , 96, 239

Pompéia, L. & Allen, D. M. 2008, A&A , 488, 723

Preston, G. W. & Sneden, C. 2001, AJ , 122, 1545

Ratzel, U., Wiescher, M., Beer, H., Käppeler, F., & Steininger, R. 1990, in Nuclear Astrophysics, 5th Workshop, ed. W. Hillebrandt & E. Müller, 25

Reddy, B. E., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2006, MNRAS, 367, 1329

Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2003, MNRAS, 340, 304

Reyniers, M., Deroo, P., Van Winckel, H., Goriely, S., & Siess, L. 2004, Memorie della Societá Astronomia Italiana , 75, 584

Robin, A. C., Reylé, C., Derrière, S., & Picaud, S. 2003, A&A , 409, 523

Sanner, F. 1978, AJ , 83, 194

Scalo, J. M. 1976, ApJ, 206, 474

Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., & Maeder, A. 1992, A&AS, 96, 269

Schönrich, R., Binney, J., & Dehnen, W. 2010, MNRAS, 403, 1829

Seeger, P. A., Fowler, W. A., & Clayton, D. D. 1965, ApJS , 11, 121

Sivarani, T., Bonifacio, P., Molaro, P., Cayrel, R., Spite, M., Spite, F., Plez, B., Andersen, J., Barbuy, B., Beers, T. C., Depagne, E., Hill, V., François, P., Nordström, B., & Primas, F. 2004, A&A , 413, 1073

Smiljanic, R., Porto de Mello, G. F., & da Silva, L. 2007, A&A , 468, 679

Smith, V. V. 1984, A&A , 132, 326

Smith, V. V., Coleman, H., & Lambert, D. L. 1993, ApJ, 417, 287

Smith, V. V. & Lambert, D. L. 1986, ApJ, 311, 843

Smith, V. V., Sneden, C., & Pilachowski, C. A. 1980, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 92, 809

Smith, V. V. & Suntzeff, N. B. 1987, in Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 19, Bulletin of the American Astronomical Society, 1021

Smith, V. V. & Wallerstein, G. 1983, in Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 15, Bulletin of the American Astronomical Society, 644

Sneden, C. 1973, Ph.D. Thesis, Univ. of Texas.

Sneden, C., Cowan, J. J., & Gallino, R. 2008, ARA&A , 46, 241

Sneden, C., McWilliam, A., Preston, G. W., Cowan, J. J., Burris, D. L., & Armosky, B. J. 1996, ApJ, 467, 819

Sneden, C., Pilachowski, C. A., & Lambert, D. L. 1981, ApJ, 247, 1052

Stancliffe, R. J., Glebbeek, E., Izzard, R. G., & Pols, O. R. 2007, in American Institute of Physics Conference Series, Vol. 948, Unsolved Problems in Stellar Physics: A Conference in Honor of Douglas Gough, ed. R. J. Stancliffe, G. Houdek, R. G. Martin, & C. A. Tout, 79–83

Sterling, N. C., Dinerstein, H. L., Hwang, S., Redfield, S., Aguilar, A., Witthoeft, M. C., Esteves, D., Kilcoyne, A. L. D., Bautista, M., Phaneuf, R., Bilodeau, R. C., Ballance, C. P., McLaughlin, B., & Norrington, P. H. 2009, Publications of the Astronomical Society of Australia, 26, 339

Straniero, O., Domínguez, I., Cristallo, S., & Gallino, R. 2003, Publications of the Astronomical Society of Australia, 20, 389

Straniero, O., Gallino, R., & Cristallo, S. 2006, Nuclear Physics A, 777, 311

Straniero, O., Limongi, M., Chieffi, A., Dominguez, I., Busso, M., & Gallino, R. 2000, Memorie della Societá Astronomia Italiana , 71, 719

Takeda, Y., Sato, B., & Murata, D. 2008, PASJ , 60, 781

Thevenin, F. & Jasniewicz, G. 1997, A&A , 320, 913

Thompson, I. B., Ivans, I. I., Bisterzo, S., Sneden, C., Gallino, R., Vauclair, S., Burley, G. S., Shectman, S. A., & Preston, G. W. 2008, ApJ, 677, 556

Timmes, F. X., Woosley, S. E., Hartmann, D. H., Hoffman, R. D., Weaver, T. A., & Matteucci, F. 1995, ApJ, 449, 204

Tomkin, J. & Lambert, D. L. 1979, ApJ, 227, 209

Tomkin, J., Lambert, D. L., Edvardsson, B., Gustafsson, B., & Nissen, P. E. 1989, A&A , 219, L15

Travaglio, C., Galli, D., Gallino, R., Busso, M., Ferrini, F., & Stran iero, O. 1999, ApJ, 521, 691

Travaglio, C., Hillebrandt, W., Reinecke, M., & Thielemann, F.-K. 2004, A&A , 425, 1029

Udry, S., Mayor, M., Van Eck, S., Jorissen, A., Prevot, L., Grenier, S., & Lindgren, H. 1998, A&AS, 131, 43

Upgren, A. R. 1978, AJ , 83, 626

Van Eck, S. & Jorissen, A. 1999, A&A , 345, 127

van Leeuwen, F. 2007, A&A , 474, 653

van Winckel, H., Waelkens, C., & Waters, L. B. F. M. 2000, in IAU Symposium, Vol. 177, The Carbon Star Phenomenon, ed. R. F. Wing, 285

Vanture, A. D., Wallerstein, G., Brown, J. A., & Bazan, G. 1991, in Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 23, Bulletin of the American Astronomical Society, 966

Vassiliadis, E. & Wood, P. R. 1993, ApJ, 413, 641

Wallerstein, G. & Knapp, G. R. 1998, ARA&A , 36, 369

Warner, B. 1965, MNRAS, 129, 263

Woosley, S. E. & Weaver, T. A. 1986, in Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 18, Bulletin of the American Astronomical Society, 1016

Woosley, S. E. & Weaver, T. A. 1995, ApJS , 101, 181

Začs, L. 1994, A&A , 283, 937

Začs, L. 2000, in IAU Symposium, Vol. 177, The Carbon Star Phenomenon, ed. R. F. Wing, 277

Apêndice A

Dados observacionais, abundâcias químicas e cinemática das estrelas de bário

Tabela A.1: Observações e informações básicas das estrelas de bário.

Estrela	Data	Tempo de exposição (segundos)	V (mag)	SpT[a]	Fonte
BD-08°3194	08/04/2008	600	9.20	K1	I[b]
BD-09°4337	08/04/2008	1200	9.70	K4	
BD-14°2678	19/02/2008	1200	9.82	K5	
CD-27°2233	15/10/2007	900	9.00	K2	
CD-29°8822	19/02/2008	1200	9.85	K0	
CD-30°8774	05/04/2007	1800	9.79	G5	
CD-38°585	25/22/2001	3600	9.94	K0	
CD-42°2048	17/10/2008	900	9.33	K5	
CD-53°8144	11/04/2008	900	9.18	K0	
CD-61°1941	19/02/2008	1200	9.29	M	
CPD-62°1013	17/02/2008	1200	9.75	K1	
CPD-64°4333	15/10/2007	1200	9.59	M	
HD 4084	27/11/2001	3600	8.60	K1p	
HD 5424	31/07/2010	1200	9.49	G8II	
HD 5825	26/08/2007	900	7.68	G8p	
HD 15589	27/08/2007	1500	8.97	G8II	
HD 19014	15/10/2007	720	8.21	K2III	
HD 20394	27/08/2007	1200	8.74	K0	
HD 21989	18/08/2008	420	8.16	K1p	
HD 22285	27/08/2007	1200	8.78	K0	
HD 22772	16/10/2000	3600	8.69	G8p	
HD 24035	27/08/2007	1200	8.50	Kp	
HD 29370	18/08/2008	600	9.33	K0II	
HD 29685	18/08/2008	600	8.90	G8III	
HD 30240	18/08/2008	420	8.02	K1II	
HD 30554	18/08/2008	420	7.98	G8/K0p	
HD 32712	27/08/2007	1200	8.55	K0p	
HD 32901	18/08/2008	420	8.38	K0III	
HD 35993	27/08/2007	1500	9.55	Kp	
HD 36650	17/10/2008	600	8.74	K0III	
HD 38488	15/10/2008	600	8.57	K2/K3III	
HD 40430	14/10/2008	420	8.06	K0	
HD 43389	05/04/2007	900	8.32	K5	
HD 49641	18/10/2008	420	7.13	K0	
HD 51959	03/04/2007	900	8.92	K0	
HD 58368	19/02/2008	600	7.97	K0	
HD 59852	05/04/2007	900	8.70	G5	
HD 61332	22/02/2008	420	7.06	Kp	
HD 64425	03/04/2007	900	9.21	K0p	
HD 66291	05/04/2007	900	8.46	K1II/IIICNp	
HD 67036	22/02/2008	420	8.12	K5	
HD 71458	19/02/2008	600	7.71	K0/K1II	
HD 74950	19/02/2008	1200	9.41	K2III	
HD 82221	19/02/2008	600	7.93	K1p	
HD 83548	17/02/2008	120	5.50	G8II	
HD 84610	19/02/2008	600	7.81	G8II	
HD 84678	22/02/2008	600	9.00	K2.5	
HD 88035	05/04/2007	900	9.14	G8p	
HD 88562	17/02/2008	600	8.52	K1III	
HD 89175	17/02/2008	420	7.73	G8Ib/II	
HD 91208	19/02/2008	600	8.03	Kp	
HD 91979	19/02/2008	600	8.48	KpBA	
HD 92626	17/02/2008	420	7.07	G8/K0p	
HD 105902	28/07/2009	420	8.75	K5	

Tabela A.1, continuação

Estrela	Data	Tempo de exposição (segundos)	V (mag)	SpT[a]	Fonte
HD 107264	17/02/2008	600	8.66	Kp	
HD 107541	05/04/2007	1800	9.39	K1	
HD 110483	19/02/2008	900	8.52	G8Ib/II	
HD 110591	08/04/2008	420	9.33	G8II	
HD 111315	28/07/2009	80	5.55	G8Ib/II	
HD 113291	24/06/1999	3600	8.59	Kp	
HD 116869	04/05/2010	1200	9.50	K5	
HD 119185	17/02/2008	600	8.91	G8IIIp	
HD 120571	08/04/2008	1200	9.25	K0II	
HD 120620	19/02/2008	1200	9.60	K2	
HD 122687	08/04/2008	600	9.18	Kp	
HD 123396	05/04/2007	900	8.96	G8/K0II/III	
HD 123701	05/04/2007	900	8.51	K0	
HD 123949	08/04/2008	600	8.70	K1p	
HD 126313	08/04/2008	420	7.58	Kp	
HD 130255	08/04/2008	600	8.64	G5	
HD 131670	28/07/2009	420	8.01	K0	
HD 136636	08/04/2008	600	8.63	G7II	
HD 142751	08/04/2008	420	8.16	K0/K1II	
HD 143899	27/07/2009	420	8.30	G6/G8II	
HD 147884	05/04/2007	900	8.64	G8II	
HD 148177	08/04/2008	420	8.42	K1Ib/II	
HD 154430	08/04/2008	600	8.71	K3III	
HD 162806	08/04/2008	600	8.49	K0II	
HD 168214	03/04/2007	900	7.95	G6p	
HD 168560	08/04/2008	420	8.10	K1p	
HD 168791	09/04/2008	420	7.69	K3II/III	
HD 176105	10/04/2008	420	7.94	K0p	
HD 177192	11/04/2008	600	8.99	G8p	
HD 180996	11/04/2008	420	7.97	K2	
HD 182300	27/07/2009	1200	9.39	Kp	
HD 183915	27/07/2009	429	7.29	Kp	
HD 187308	27/07/2009	420	7.47	G8II	
HD 193530	26/05/2008	600	9.12	K2p	
HD 196445	18/08/2008	600	9.13	K1III	
HD 199435	18/08/2008	420	8.29	G8Ib/II	
HD 200995	26/05/2008	600	8.24	K0II	
HD 201657	18/08/2008	420	8.00	K2	
HD 201824	18/08/2008	600	8.94	K0	
HD 204075	18/08/2008	180	3.75	G4Ibp	
HD 207277	18/08/2008	420	8.12	K0Ib/II	
HD 210709	31/07/2010	420	9.23	G8II/III	
HD 210946	15/10/2007	720	8.08	K0	
HD 211173	27/08/2007	1200	8.49	G8II/III	
HD 211594	15/10/2007	720	8.05	K0	
HD 211954	15/10/2007	1200	10.14	G9III	
HD 214579	14/10/2007	720	8.24	Kp	
HD 217143	18/08/2008	420	7.98	K2	
HD 217447	15/10/2007	720	7.51	G8IIIp	
HD 219116	15/10/2007	610	9.25	G8IIIp	
HD 223586	26/10/1999	900	7.07	G8/K0	
HD 223617	14/10/2007	420	6.95	G5	
HD 252117	17/10/2008	600	9.23	K2	
HD 273845	17/10/2008	1200	9.61	K0	
HD 288174	14/10/2008	600	8.99	K0	

Tabela A.1, continuação

Estrela	Data	Tempo de exposição (segundos)	V (mag)	SpT[a]	Fonte
MFU 112	08/04/2008	1500	10.69	G5	
BD-18°821	13/10/2007	1500	8.80	K0	II[c]
CD-26°7844	22/02/2008	1200	9.80	K1	
CD-30°9005	19/02/2008	1200	9.21	K0	
CD-34°6139	08/04/2008	1200	9.65	K0	
CD-34°7430	19/02/2008	1200	9.59	K0	
CD-46°3977	22/02/2008	1200	9.41	K0	
HD 5322	27/07/2009	900	7.33	G6/G8II/III	
HD 18182	17/10/2000	3600	8.99	G5	
HD 18361	13/10/2007	900	8.52	K0II	
HD 21682	13/10/2007	900	9.03	G5III	
HD 21980	19/12/1999	2100	8.73	G8III/IVCN	
HD 26886	10/10/2000	3600	7.99	G5	
HD 31812	18/08/2008	600	8.58	G5	
HD 33409	18/08/2008	600	8.97	G6	
HD 33709	17/10/2008	420	7.91	K0II	
HD 39778	17/10/2008	1200	9.49	G8II/III	
HD 41701	17/10/2008	420	6.92	G8Ib/II	
HD 42700	16/10/2008	600	9.16	G8III	
HD 45483	17/10/2008	600	8.59	G8III	
HD 48814	18/10/2008	420	8.02	K0III	
HD 49017	18/10/2008	600	8.83	K0	
HD 49661	26/03/2000	1200	9.00	G5	
HD 49778	26/03/2000	240	7.12	G8III	
HD 50075	18/10/2008	600	8.85	K0	
HD 50843	18/10/2008	420	8.13	K0	
HD 51315	17/02/2008	600	7.62	K0II	
HD 53199	19/02/2008	600	9.11	G5	
HD 58121	06/03/2009	420	7.92	G7III	
HD 62017	19/02/2008	600	8.81	G5	
HD 88495	25/03/2000	900	8.46	G8II	
HD 90167	08/04/2008	420	8.39	K0	
HD 95193	08/04/2008	420	8.30	G8Ib/II	
HD 95345	02/05/2010	40	4.85	K1III	
HD 107270	26/03/2000	360	7.17	G5p...	
HD 109061	08/04/2008	420	8.10	G8II/III	
HD 113195	08/04/2008	600	8.94	G8II/III	
HD 115277	05/04/2007	900	8.13	K0III	
HD 119650	17/02/2008	600	7.58	K2	
HD 134698	24/06/1999	2400	8.68	K2	
HD 139266	08/04/2008	600	8.78	K2III	
HD 139409	29/07/2009	420	7.13	G8II/III	
HD 142491	08/04/2008	600	8.79	G8/K0III	
HD 147136	08/04/2008	420	8.36	G8III	
HD 148892	08/04/2008	600	9.22	G5III	
HD 168986	08/04/2008	600	9.21	G8III	
HD 169106	09/04/2008	420	8.22	G8/K0II	
HD 174204	09/04/2008	1200	9.79	K0II	
HD 184001	24/06/1999	3600	9.17	G8II	
HD 204886	18/08/2008	420	8.15	K0Ib/II	
HD 212484	27/10/1999	1800	8.96	G8III/IV	
HD 213084	14/10/2007	900	9.28	G8II/III	
HD 223938	31/07/2010	429	8.62	G6p	
MFU 214	27/07/2009	1200	9.24	K0	
MFU 229	27/07/2009	1200	9.87	K2	
HD 12392	01/08/2010	1200	8.49	K5	B81[d]

Tabela A.1, continuação

Estrela	Data	Tempo de exposição (segundos)	V (mag)	SpT[a]	Fonte
HD 17067	27/08/2007	1200	8.67	K5	
HD 90127	06/02/2001	3000	7.27	K0	
HD 102762	05/04/2007	600	8.05	K2	
HD 114678	05/04/2007	900	8.81	K0	
HD 180622	05/04/2007	720	7.63	K2	
HD 200063	26/08/2007	900	7.23	K5	
HD 210030	07/09/2007	720	7.47	K0	
HD 214889	26/08/2007	1200	8.92	G5	
HD 215555	26/08/2007	900	8.37	G8II	
HD 216809	26/08/2007	1200	8.36	K2II	
HD 221879	26/08/2007	1200	8.28	K3II	
BD-01°302	26/08/2007	1500	10.1	K0	G97[e]
HD 749	01/08/2010	420	7.88	K0p	
HD 88927	05/04/2007	900	8.32	K1III	
HD 211221	27/08/2007	1500	9.43	G6II	
BD+09° 2384	25/12/2009	900	9.86	G5	LB91[f]
HD 89638	24/12/2009	420	7.47	G8III	
HD 187762	05/04/2007	900	8.97	G8II/III	M97[g]

a: Tipo espectral a partir do bando de dados Simbad;

b: Tabela I of MacConnell et al. (1972);

c: Tabela II of MacConnell et al. (1972);

d: Bidelman (1981);

e: Goméz et al. (1997);

f: Luck & Bond (1991);

g: Mennessier et al. (1997);

Tabela A.2: Linhas de Fe I e Fe II utilizadas na nossa análise. Na última coluna temos as referências para os valores de gf-values.

Ion	λ	χ(eV)	gf	Ref.	Ion	λ	χ(eV)	gf	Ref.
Fe I	5242.49	3.63	−0.97	L	Fe I	6079.00	4.65	−0.97	L
	5242.49	3.63	−0.97	L		6082.71	2.22	−3.58	L
	5253.03	2.28	−3.79	L		6093.64	4.61	−1.35	L
	5288.52	3.69	−1.51	L		6096.66	3.98	−1.78	L
	5302.31	3.28	−0.74	L		6120.24	0.91	−5.95	L
	5307.36	1.61	−2.97	L		6136.62	2.45	−1.40	L
	5315.05	4.37	−1.40	L		6137.69	2.59	−1.40	L
	5321.11	4.43	−1.19	L		6151.62	2.18	−3.29	L
	5322.04	2.28	−2.84	L		6157.73	4.08	−1.11	L
	5364.87	4.45	+0.23	L		6165.36	4.14	−1.47	L
	5367.47	4.42	+0.44	L		6170.51	4.80	−0.38	L
	5369.96	4.37	−0.68	L		6173.34	2.22	−2.88	L
	5373.70	4.47	−0.71	L		6187.99	3.94	−1.57	L
	5389.47	4.42	−0.25	L		6200.32	2.60	−2.44	L
	5400.50	4.37	−0.10	L		6213.43	2.22	−2.48	L
	5410.91	4.47	+0.40	L		6230.72	2.56	−1.28	L
	5417.03	4.42	−1.53	L		6254.26	2.28	−2.44	L
	5434.52	1.01	−2.12	L		6265.13	2.18	−2.55	L
	5441.33	4.31	−1.58	L		6311.50	2.83	−3.23	L
	5445.04	4.39	+0.04	L		6322.69	2.59	−2.43	C
	5487.75	4.32	−0.65	L		6380.74	4.19	−1.32	L
	5497.52	1.01	−2.84	L		6392.53	2.28	−4.03	C
	5506.78	0.99	−2.80	L		6393.60	2.43	−1.43	L
	5522.44	4.21	−1.40	L		6411.65	3.65	−0.66	L
	5531.98	4.91	−1.46	L		6419.95	4.73	−0.09	L
	5554.90	4.55	−0.38	L		6421.35	2.28	−2.01	L
	5560.21	4.43	−1.04	L		6430.85	2.17	−2.01	L
	5563.60	4.19	−0.84	L		6436.40	4.19	−2.46	C
	5567.39	2.61	−2.56	L		6469.19	4.84	−0.62	L
	5569.62	3.42	−0.49	L		6518.37	2.83	−2.30	C
	5576.09	3.43	−0.85	L		6551.67	0.99	−5.79	C
	5584.77	3.57	−2.17	L		6574.22	0.99	−5.02	C
	5624.02	4.39	−1.33	L		6591.31	4.59	−2.07	C
	5633.94	4.99	−0.12	L		6592.91	2.72	−1.47	L
	5635.82	4.26	−1.74	L		6593.87	2.44	−2.42	L
	5638.26	4.22	−0.72	L		6597.56	4.79	−0.92	L
	5686.53	4.55	−0.45	L		6608.02	2.28	−4.03	C
	5691.50	4.30	−1.37	L		6609.11	2.56	−2.69	L
	5705.46	4.30	−1.36	L		6646.93	2.61	−3.99	C
	5717.83	4.28	−0.97	L		6653.85	4.14	−2.52	C
	5731.76	4.26	−1.15	L		6699.14	4.59	−2.19	C
	5762.99	4.21	−0.41	L		6703.56	2.76	−3.16	C
	5806.73	4.61	−0.90	L		6704.48	4.22	−2.66	C
	5814.81	4.28	−1.82	L		6710.32	1.80	−4.88	C
	5852.22	4.55	−1.18	L		6713.74	4.79	−1.60	C
	5883.81	3.96	−1.21	L		6739.52	1.56	−4.95	C
	5916.24	2.45	−2.99	L		6745.96	4.07	−2.77	C
	5934.65	3.93	−1.02	L		6750.15	2.42	−2.62	L
	6024.06	4.55	−0.06	L		6752.71	4.64	−1.20	L
	6027.05	4.08	−1.09	L		6783.70	2.59	−3.98	C
	6056.01	4.73	−0.40	L		6793.25	4.07	−2.47	C
	6065.48	2.61	−1.53	L		6806.84	2.73	−3.21	C

Tabela A.2, continuação

Ion	λ	χ(eV)	gf	Ref.
	6810.26	4.61	−1.20	L
	6820.37	4.64	−1.17	L
	6841.34	4.61	−0.67	L
	6851.64	1.61	−5.32	C
	6858.15	4.61	−0.93	L
Fe II	5132.65	2.81	−4.00	L
	5234.62	3.22	−2.24	L
	5284.10	2.89	−3.01	L
	5325.56	3.22	−3.17	L
	5414.04	3.22	−3.62	L
	5425.25	3.20	−3.21	L
	5534.83	3.25	−2.77	L
	5991.37	3.15	−3.56	L
	6084.09	3.20	−3.80	L
	6149.25	3.89	−2.72	L
	6247.55	3.89	−2.34	L
	6416.92	3.89	−2.68	L
	6432.68	2.89	−3.58	L

L: Lambert et al. (1996);

C: Castro et al. (1997);

Tabela A.3: Parâmetros atmosféricos para as estrelas analisadas. Na coluna 6 temos a fonte para cada estrela.

Estrela	$T_{\rm eff}$ (K)	$\log g$	[Fe I/H]$\pm\ \sigma$(#)	[Fe II/H$\pm\ \sigma$(#)	ξ(km s^{-1})	Fonte
BD-08°3194	4900	3.0	−0.10±0.16(36)	−0.05±0.21(13)	1.6	I
BD-09°4337	4800	2.6	−0.24±0.21(28)	−0.27±0.21(7)	2.7	
BD-14°2678	5200	3.1	+0.01±0.12(43)	+0.01±0.11(11)	1.4	
CD-27°2233	4700	2.4	−0.25±0.18(51)	−0.24±0.17(11)	1.4	
CD-29°8822	5100	2.8	+0.04±0.15(61)	+0.03±0.07(10)	1.3	
CD-30°8774	4900	2.3	−0.11±0.14(43)	−0.11±0.09(11)	1.2	
CD-38°585	4800	2.6	−0.52±0.11(59)	−0.57±0.10(12)	1.2	
CD-42°2048	4400	1.6	−0.23±0.16(31)	−0.23±0.18(8)	1.6	
CD-53°8144	4800	2.3	−0.19±0.15(54)	−0.16±0.17(9)	1.6	
CD-61°1941	4800	2.4	−0.20±0.14(73)	−0.17±0.10(12)	1.3	
CPD-62°1013	5100	2.6	−0.08±0.14(62)	−0.09±0.16(13)	1.4	
CPD-64°4333	4900	2.6	−0.10±0.18(39)	−0.11±0.18(12)	1.4	
HD 4084	4800	2.8	−0.40±0.16(50)	−0.42±0.17(13)	2.2	
HD 5424	4700	2.4	−0.41±0.18(67)	−0.41±0.12(13)	1.1	
HD 5825	5000	2.6	−0.48±0.09(61)	−0.50±0.07(14)	1.4	
HD 15589	4900	3.1	−0.27±0.15(50)	−0.26±0.13(10)	1.5	
HD 19014	4300	1.6	−0.66±0.15(35)	−0.64±0.17(8)	2.2	
HD 20394	5100	2.9	−0.22±0.12(51)	−0.21±0.10(10)	1.6	
HD 21989	4400	1.8	−0.14±0.17(69)	−0.11±0.08(11)	1.4	
HD 22285	4900	2.3	−0.60±0.13(57)	−0.59±0.09(14)	1.6	
HD 22772	4800	2.4	−0.17±0.13(47)	−0.12±0.12(11)	1.4	
HD 24035	4700	2.5	−0.23±0.15(35)	−0.28±0.14(5)	1.3	
HD 29370	4800	2.1	−0.25±0.16(49)	−0.28±0.10(8)	1.6	
HD 29685	4900	2.7	−0.07±0.14(74)	−0.05±0.12(12)	1.0	
HD 30240	5100	2.7	+0.02±0.15(70)	+0.02±0.10(11)	1.2	
HD 30554	4800	2.5	−0.12±0.14(62)	−0.10±0.10(10)	1.2	
HD 32712	4600	2.1	−0.24±0.16(53)	−0.25±0.15(11)	1.3	
HD 32901	4400	1.6	−0.44±0.14(63)	−0.46±0.12(10)	1.4	
HD 35993	5100	2.9	−0.05±0.12(47)	−0.06±0.13(12)	1.5	
HD 36650	4800	2.3	−0.28±0.13(53)	−0.28±0.07(9)	1.5	
HD 38488	4400	2.0	+0.05±0.10(32)	+0.05±0.09(8)	1.3	
HD 40430	4900	2.5	−0.23±0.13(77)	−0.22±0.11(11)	1.3	
HD 43389	4500	1.5	−0.50±0.17(34)	−0.54±0.09(7)	1.7	
HD 49641	4400	1.5	−0.30±0.17(41)	−0.30±0.12(9)	1.5	
HD 51959	5000	3.2	−0.10±0.15(58)	−0.11±0.14(14)	1.3	
HD 58368	5000	2.6	+0.04±0.14(53)	+0.04±0.10(13)	1.4	
HD 59852	5000	2.2	−0.22±0.10(64)	−0.26±0.09(13)	1.3	
HD 61332	4700	2.1	+0.07±0.13(39)	+0.07±0.11(11)	1.3	
HD 64425	4900	2.4	+0.06±0.16(42)	+0.01±0.21(11)	1.5	
HD 66291	4600	1.5	−0.31±0.15(22)	−0.32±0.18(9)	1.9	
HD 67036	4300	1.5	−0.41±0.13(39)	−0.41±0.14(7)	1.5	
HD 71458	4600	2.2	−0.03±0.10(40)	+0.05±0.10(9)	1.4	
HD 74950	4200	1.2	−0.21±0.13(45)	−0.22±0.12(7)	1.4	
HD 82221	4400	1.6	−0.21±0.18(49)	−0.18±0.13(9)	1.6	
HD 83548	5000	2.4	+0.03±0.14(46)	+0.02±0.10(11)	1.4	
HD 84610	4900	2.5	0.00±0.14(51)	−0.01±0.08(11)	1.3	
HD 84678	4600	1.7	−0.13±0.16(26)	−0.13±0.17(10)	1.4	
HD 88035	4900	2.5	−0.10±0.18(56)	−0.14±0.12(11)	1.5	
HD 88562	4300	1.6	−0.27±0.15(36)	−0.25±0.14(9)	1.6	
HD 89175	4900	2.1	−0.54±0.15(54)	−0.55±0.16(13)	1.6	
HD 91208	5100	3.0	+0.05±0.14(72)	+0.06±0.09(11)	1.1	
HD 91979	4900	2.7	−0.11±0.12(55)	−0.13±0.13(12)	1.2	

Tabela A.3, continuação

Estrela	$T_{\rm eff}$ (K)	$\log g$	[Fe I/H]$\pm\ \sigma$(#)	[Fe II/H$\pm\ \sigma$(#)	ξ(km s^{-1})	Fonte
HD 92626	4800	2.3	−0.15±0.22(36)	−0.13±0.09(6)	1.8	
HD 105902	4700	2.4	−0.18±0.17(35)	−0.18±0.18(7)	1.4	
HD 107264	4500	1.5	−0.19±0.17(29)	−0.22±0.22(8)	2.0	
HD 107541	5000	3.2	−0.63±0.11(48)	−0.63±0.09(8)	1.1	
HD 110483	4900	2.6	−0.04±0.14(47)	−0.03±0.18(13)	1.5	
HD 110591	4700	1.8	−0.56±0.12(71)	−0.55±0.12(11)	1.3	
HD 111315	4900	2.2	+0.05±0.10(42)	+0.01±0.12(10)	1.6	
HD 113291	4700	2.6	−0.02±0.16(63)	0.00±0.18(12)	1.6	
HD 116869	4800	2.3	−0.36±0.12(75)	−0.36±0.11(13)	1.3	
HD 119185	4800	2.0	−0.43±0.10(69)	−0.45±0.11(14)	1.3	
HD 120571	4600	1.7	−0.39±0.09(46)	−0.39±0.11(12)	1.4	
HD 120620	5000	3.3	−0.14±0.18(56)	−0.15±0.17(10)	1.3	
HD 122687	5000	2.6	−0.07±0.13(50)	−0.07±0.08(10)	1.3	
HD 123396	4600	1.9	−1.04±0.13(78)	−1.05±0.10(11)	1.4	
HD 123701	5000	2.5	−0.43±0.10(67)	−0.49±0.09(17)	1.6	
HD 123949	4600	2.2	−0.09±0.18(32)	−0.08±0.15(8)	1.4	
HD 126313	4900	2.2	−0.10±0.16(54)	−0.10±0.13(12)	1.6	
HD 130255	4400	1.5	−1.11±0.11(74)	−1.09±0.09(13)	1.3	
HD 131670	4700	2.2	−0.04±0.15(34)	−0.04±0.17(11)	1.6	
HD 136636	4900	2.5	−0.04±0.18(58)	−0.04±0.15(13)	1.4	
HD 142751	4600	2.0	−0.10±0.13(48)	−0.12±0.19(9)	1.5	
HD 143899	5000	2.5	−0.27±0.12(73)	−0.27±0.09(12)	1.2	
HD 147884	5100	3.0	−0.09±0.15(71)	−0.10±0.09(12)	1.2	
HD 148177	4400	1.6	−0.13±0.16(44)	−0.11±0.22(11)	1.4	
HD 154430	4200	1.2	−0.36±0.19(34)	−0.36±0.18(6)	1.5	
HD 162806	4500	1.7	−0.26±0.17(45)	−0.28±0.09(9)	1.5	
HD 168214	5300	3.2	−0.08±0.10(55)	−0.12±0.08(9)	1.2	
HD 168560	4400	1.6	−0.13±0.13(49)	−0.13±0.16(11)	1.4	
HD 168791	4400	1.7	−0.23±0.17(29)	−0.22±0.17(8)	2.1	
HD 176105	4500	1.6	−0.14±0.12(44)	−0.17±0.16(9)	1.5	
HD 177192	4700	1.7	−0.17±0.20(49)	−0.19±0.16(8)	1.6	
HD 180996	4900	2.6	+0.06±0.15(49)	+0.06±0.12(11)	1.4	
HD 182300	5000	2.7	+0.06±0.16(60)	+0.07±0.16(12)	1.3	
HD 183915	4500	1.6	−0.39±0.14(46)	−0.38±0.11(11)	1.5	
HD 187308	4900	2.5	−0.08±0.11(62)	−0.09±0.08(12)	1.2	
HD 193530	4400	1.6	−0.17±0.14(41)	−0.19±0.11(5)	1.4	
HD 196445	4400	1.4	−0.19±0.17(37)	−0.20±0.13(6)	1.5	
HD 199435	5000	2.6	−0.39±0.12(55)	−0.38±0.06(10)	1.4	
HD 200995	4600	2.1	−0.03±0.17(48)	−0.03±0.14(9)	1.4	
HD 201657	4700	2.2	−0.34±0.17(47)	−0.35±0.17(9)	1.6	
HD 201824	4900	2.3	−0.33±0.17(61)	−0.34±0.10(12)	1.4	
HD 204075	5300	1.5	+0.06±0.17(46)	+0.04±0.16(9)	2.0	
HD 207277	4600	2.0	−0.13±0.14(49)	−0.12±0.15(11)	1.4	
HD 210709	4700	2.6	−0.10±0.14(58)	−0.10±0.10(10)	1.2	
HD 210946	4800	2.1	−0.12±0.13(50)	−0.12±0.14(12)	1.3	
HD 211173	4800	2.2	−0.39±0.09(56)	−0.37±0.09(11)	1.2	
HD 211594	4900	2.4	−0.43±0.14(30)	−0.42±0.14(10)	1.6	
HD 211954	4500	1.7	−0.51±0.19(31)	−0.52±0.19(5)	1.2	
HD 214579	4400	1.6	−0.26±0.14(39)	−0.24±0.22(10)	1.6	
HD 217143	4600	2.1	−0.35±0.17(66)	−0.34±0.14(11)	1.2	
HD 217447	5000	2.5	−0.17±0.11(67)	−0.17±0.07(9)	1.3	
HD 219116	4900	2.3	−0.61±0.09(51)	−0.62±0.09(11)	1.6	
HD 223586	4700	2.9	−0.08±0.11(53)	−0.02±0.18(12)	1.3	
HD 223617	4700	2.3	−0.18±0.13(49)	−0.18±0.13(12)	1.6	
HD 252117	4600	1.8	−0.14±0.19(40)	−0.15±0.18(7)	1.5	

Tabela A.3, continuação

Estrela	$T_{\rm eff}$ (K)	$\log g$	[Fe I/H]$\pm\ \sigma$(#)	[Fe II/H]$\pm\ \sigma$(#)	ξ(km s^{-1})	Fonte
HD 273845	4800	2.5	−0.15±0.16(58)	−0.15±0.09(10)	1.4	
HD 288174	4800	2.3	−0.05±0.15(59)	−0.04±0.10(11)	1.3	
MFU 112	4900	2.4	−0.43±0.15(43)	−0.48±0.19(12)	1.6	
BD-18°821	5000	2.3	−0.27±0.15(63)	−0.30±0.09(13)	1.2	II
CD-26°7844	5100	2.8	+0.02±0.11(73)	+0.01±0.10(13)	1.2	
CD-30°9005	4700	2.3	+0.05±0.12(34)	+0.07±0.11(10)	1.4	
CD-34°6139	4900	2.2	−0.07±0.13(44)	−0.06±0.15(10)	1.6	
CD-34°7430	4900	2.6	+0.01±0.14(52)	+0.02±0.09(12)	1.3	
CD-46°3977	4900	2.6	−0.10±0.15(64)	−0.08±0.09(12)	1.4	
HD 5322	4800	1.7	−0.18±0.13(55)	−0.16±0.10(12)	1.8	
HD 18182	4900	2.3	−0.17±0.10(46)	−0.17±0.12(14)	1.5	
HD 18361	4900	2.6	+0.01±0.15(56)	+0.03±0.13(13)	1.5	
HD 21682	5200	2.7	−0.48±0.12(81)	−0.50±0.08(14)	1.5	
HD 21980	4800	2.0	−0.04±0.17(69)	−0.11±0.08(11)	1.5	
HD 26886	5000	2.5	−0.30±0.11(67)	−0.32±0.08(13)	1.4	
HD 31812	5100	2.6	−0.07±0.11(70)	−0.08±0.10(12)	1.3	
HD 33409	4800	1.9	−0.59±0.10(70)	−0.56±0.11(11)	1.3	
HD 33709	5000	2.1	−0.20±0.14(58)	−0.19±0.07(10)	1.6	
HD 39778	5000	2.5	−0.12±0.12(62)	−0.14±0.09(11)	1.3	
HD 41701	5000	2.6	+0.02±0.13(65)	+0.04±0.12(13)	1.2	
HD 42700	4800	2.2	−0.25±0.13(70)	−0.23±0.10(11)	1.4	
HD 45483	4800	2.2	−0.14±0.13(61)	−0.14±0.13(13)	1.3	
HD 48814	4800	2.3	−0.07±0.11(63)	−0.05±0.09(12)	1.3	
HD 49017	5100	2.8	+0.02±0.11(67)	0.02±0.09(13)	1.2	
HD 49661	5000	2.4	−0.13±0.10(52)	−0.15±0.09(9)	1.5	
HD 49778	5000	2.3	−0.22±0.12(43)	−0.20±0.09(10)	2.1	
HD 50075	4900	2.5	−0.16±0.11(67)	−0.18±0.10(13)	1.3	
HD 50843	4700	2.3	−0.31±0.13(72)	−0.30±0.11(13)	1.1	
HD 51315	4800	1.8	−0.05±0.12(46)	−0.03±0.12(11)	1.7	
HD 53199	5000	2.3	−0.23±0.13(69)	−0.29±0.09(13)	1.3	
HD 58121	4700	1.9	+0.01±0.14(43)	0.01±0.11(10)	1.4	
HD 62017	5000	1.8	−0.32±0.14(60)	−0.33±0.14(10)	1.6	
HD 88495	4900	3.0	−0.11±0.10(61)	−0.06±0.13(12)	1.1	
HD 90167	4700	1.9	−0.27±0.09(59)	−0.26±0.14(13)	1.2	
HD 95193	5000	2.7	+0.04±0.12(60)	+0.04±0.12(13)	1.3	
HD 95345	4500	1.8	−0.16±0.10(52)	−0.18±0.10(11)	1.4	
HD 107270	5400	2.7	+0.05±0.17(49)	+0.05±0.19(10)	2.9	
HD 109061	4700	2.0	−0.56±0.09(61)	−0.53±0.09(12)	1.3	
HD 113195	4700	2.1	−0.15±0.12(50)	−0.13±0.08(11)	1.3	
HD 115277	4800	2.4	−0.03±0.15(51)	−0.09±0.13(14)	1.4	
HD 119650	4500	1.6	−0.10±0.13(46)	−0.09±0.11(12)	1.4	
HD 134698	4500	2.0	−0.56±0.15(5)	−0.55±0.14(12)	1.8	
HD 139266	4300	1.5	−0.26±0.19(44)	−0.25±0.16(9)	1.7	
HD 139409	4700	2.1	−0.51±0.13(76)	−0.52±0.08(10)	1.3	
HD 142491	4800	2.0	+0.02±0.10(40)	+0.01±0.10(11)	1.5	
HD 147136	4900	2.2	−0.01±0.15(62)	−0.02±0.09(12)	1.5	
HD 148892	5000	2.3	−0.15±0.15(67)	−0.15±0.09(12)	1.5	
HD 168986	4800	1.6	−0.10±0.11(48)	−0.12±0.09(11)	1.7	
HD 169106	4900	2.2	+0.01±0.12(57)	+0.01±0.11(12)	1.6	
HD 174204	4900	2.1	−0.06±0.11(48)	−0.06±0.09(10)	1.3	
HD 184001	5000	2.5	−0.21±0.14(57)	−0.20±0.11(13)	1.6	
HD 204886	4600	2.1	+0.04±0.15(47)	+0.06±0.17(11)	1.5	
HD 212484	4800	2.1	−0.56±0.09(37)	−0.58±0.07(15)	1.5	
HD 213084	5000	2.8	−0.09±0.15(59)	−0.09±0.11(14)	1.5	
HD 223938	5000	2.9	−0.42±0.11(84)	−0.39±0.11(13)	1.0	

Tabela A.3, continuação

Estrela	$T_{\rm eff}$ (K)	$\log g$	[Fe I/H]$\pm\,\sigma$(#)	[Fe II/H$\pm\,\sigma$(#)	ξ(km s^{-1})	Fonte
MFU 214	4800	2.4	0.00$\pm$0.12(55)	+0.01$\pm$0.09(11)	1.3	
MFU 229	4900	2.6	$-$0.01$\pm$0.11(52)	$-$0.02$\pm$0.12(10)	1.3	
HD 12392	4900	3.0	$-$0.08$\pm$0.18(90)	$-$0.06$\pm$0.09(12)	1.1	B81
HD 17067	4200	1.1	$-$0.61$\pm$0.21(48)	$-$0.64$\pm$0.22(10)	2.1	
HD 90127	4600	2.2	$-$0.40$\pm$0.10(39)	$-$0.39$\pm$0.17(12)	1.8	
HD 102762	4400	1.6	$-$0.19$\pm$0.21(38)	$-$0.23$\pm$0.18(7)	1.6	
HD 114678	5200	2.8	$-$0.50$\pm$0.13(68)	$-$0.54$\pm$0.09(13)	1.4	
HD 180622	4600	2.2	+0.03$\pm$0.12(38)	0.00$\pm$0.10(8)	1.4	
HD 200063	4100	1.1	$-$0.34$\pm$0.20(44)	$-$0.32$\pm$0.14(6)	1.9	
HD 210030	4700	1.9	$-$0.01$\pm$0.11(48)	$-$0.02$\pm$0.10(11)	1.3	
HD 214889	4900	2.6	$-$0.17$\pm$0.12(70)	$-$0.14$\pm$0.10(12)	1.4	
HD 215555	5200	3.2	$-$0.08$\pm$0.12(59)	$-$0.06$\pm$0.15(12)	1.0	
HD 216809	4400	1.2	$-$0.04$\pm$0.14(31)	$-$0.05$\pm$0.14(7)	1.5	
HD 221879	4300	1.3	$-$0.10$\pm$0.19(44)	$-$0.11$\pm$0.15(8)	1.6	
BD-01°302	4200	1.1	$-$0.64$\pm$0.12(44)	$-$0.64$\pm$0.20(14)	1.3	G97
HD 749	4700	2.6	$-$0.29$\pm$0.15(67)	$-$0.29$\pm$0.10(10)	1.3	
HD 88927	4600	2.3	+0.02$\pm$0.13(50)	+0.04$\pm$0.15(13)	1.1	
HD 211221	4800	2.3	$-$0.11$\pm$0.09(55)	$-$0.17$\pm$0.12(12)	1.3	
BD+09°2384	4900	2.5	$-$0.98$\pm$0.11(88)	$-$0.99$\pm$0.09(13)	1.2	LB91
HD 89638	4900	2.4	$-$0.19$\pm$0.11(69)	$-$0.18$\pm$0.08(12)	1.2	
HD 187762	4800	2.4	$-$0.30$\pm$0.11(56)	$-$0.30$\pm$0.10(12)	1.4	M97

Tabela A.4: Comparação entre os parâmetros atmosféricos a partir da nossa análise e os da literatura.

Estrela	$T_{\rm eff}$ (K)	$\log g$	[Fe I/H]	ξ(km s^{-1})	Fonte
BD+09°2384	4900	2.5	−0.98	1.2	(1)
	5200	3.0	−0.71	2.0	(2)
CPD-64°4333	4900	2.6	−0.10	1.4	(1)
	4800	2.4	+0.05		(3)
HD 749	4700	2.6	−0.29	1.3	(1)
	4610	2.8	—-		(4)
HD 5424	4700	2.4	−0.41	1.1	(1)
	4600	2.3	−0.21	—-	(4)
	4570	2.0	−0.55		(5)
HD 12392	4900	3.0	−0.08	1.1	(1)
	5000	3.2	−0.06	—-	(4)
HD 15589	4900	3.1	−0.27	1.5	(1)
	5200	2.5	−0.7	—-	(6)
HD 26886	5200	3.0	−0.25	1.7	(1)
	4802	2.2	−0.28		(7)
HD 33409	4800	1.9	−0.59	1.3	(1)
	5064	2.7	−0.35	—-	(8)
HD 33709	5000	2.1	−0.20	1.6	(1)
	5200	1.6	−0.40	—-	(9)
HD 43389	4500	1.5	−0.50	1.7	(1)
	4400	1.0	—-	2.0	(10)
HD 49778	5000	3.2	−0.20	1.4	(1)
	4800	2.0	−0.40	—-	(11)
HD 51315	4800	1.8	−0.05	1.7	(1)
	5100	2.0	−0.20	—-	(11)
HD 58121	4700	1.9	+0.01	1.4	(1)
	4550	2.0	−0.72	—-	(12)
HD 83548	5000	2.4	+0.03	1.4	(1)
	4900	2.3	−0.4	1.6	(6)
	4930	2.0	—-	1.6	(10)
HD 88562	4300	1.6	−0.27	1.6	(1)
	4274	1.7	−0.16	—-	(13)
HD 89175	4900	2.1	−0.54	1.6	(1)
	4537	1.92	—-	—-	(12)
HD 89638	4900	2.4	−0.19	1.2	(1)
	5200	2.8	+0.10	2.0	(2)
HD 92626	4800	2.3	−0.15	1.8	(1)
	4554	1.63	—-	—-	(6)
	4667	1.7	−0.35	—-	(12)
HD 95345	4500	1.8	−0.16	1.4	(1)
	4667	2.0	−0.05	—-	(14)
	4490	2.26	−0.10	—-	(15)
	4540	2.58	−0.28	—-	(16)
	4559	2.17	−0.15	—-	(17)
HD 105902	4700	2.4	−0.18	1.4	(1)
	4600	2.0	—-	2.0	(10)
HD 111315	4900	2.0	+0.04	1.6	(1)
	4870	1.9	—-	2.2	(10)
HD 116869	4800	2.3	−0.36	1.3	(1)
	4850	2.1	−0.35	—-	(4)
HD 123396	4600	1.9	−1.04	1.4	(1)
	4360	1.4	−1.19	—-	(18)
	4400	1.4	−1.05	1.2	(19)

Tabela A.4, continuação

Estrela	$T_{\rm eff}$ (K)	$\log g$	[Fe I/H]	ξ(km s^{-1})	Fonte
HD 139409	4700	2.1	−0.51	1.3	(1)
	4835		−0.52	—-	(13)
	4731		−0.51	—-	(20)
HD 168214	5300	3.2	−0.08	1.2	(1)
	5117	3.2	—-	—-	(4)
	5200	3.5	—-	—-	(12)
HD 183915	4500	1.6	−0.39	1.5	(1)
	4415	1.4	—-	—-	(12)
	4642		−0.43	—-	(13)
	4616		−0.32	—-	(20)
HD 201657	4700	2.2	−0.34	1.6	(1)
	4284	2.1	−0.30	1.7	(21)
HD 201824	4900	2.3	−0.33	1.4	(1)
	4552	1.7	−0.40	1.5	(21)
HD 204075	5300	1.5	+0.06	2.0	(1)
	5192	—-	−0.04	—-	(13)
	5196	1.6	−0.15	—-	(14)
	5300	1.75	−0.06	2.2	(22)
	5397	1.48	−0.14	—-	(23)
	5250	1.53	−0.09	2.5	(24)
HD 210709	4700	2.6	−0.10	1.2	(1)
	4680	2.3	−0.07		(5)
HD 210946	4800	2.1	−0.12	1.3	(1)
	4577	2.4	−0.22	1.6	(18)
HD 211173	4800	2.2	−0.39	1.2	(1)
	4800	2.5	−0.12		(4)
	4852	2.9	−0.85		(12)
HD 211594	4900	2.4	−0.43	1.6	(1)
	4488	2.4	—-	—-	(12)
	4490	2.44	−0.23	1.6	(21)
HD 217447	5000	2.5	−0.17	1.3	(1)
	4800	2.2	—-	—-	(12)
HD 219116	4900	2.3	−0.61	1.6	(1)
	4800	1.8	−0.34	—-	(4)
	5300	3.5	−0.34	—-	(7)
HD 223617	4700	2.3	−0.18	1.6	(1)
	4501	2.27	−0.10	1.8	(21)
HD 223938	5000	2.9	−0.42	1.0	(1)
	5150	2.7	−0.35	—-	(4)
	4970	3.1	—-	—-	(5)

(1) This work; (2) Luck & Bond, 1991; (3) Smith, 1984; (4) Masseron et al. (2010);
(5) Allen & Porto de Mello, 2007; (6) Barbuy et al. (1992); (7) Soubiran et al. (2010);
(8) Kovács 1985; (9) Lambert et al. (1993); (10) Malaney & Lambert, 1988;
(11) Lebre et al. (2006); (12) Casagrande et al. (2011); (13) Antipova et al. (2005);
(14) Sneden et al. (1981); (15) Clem et al. (2004); (16) Manteiga et al. (2009);
(17) Wu et al. (2011); (18) Allen & Barbuy, 2006; (19) Alves-Brito et al. (2011);
(20) Boyarchuk, Antipova & Pakhomov, 2008; (21) Liu, Liang & Deng, 2009;
(22) Alexeeve, Pakhomov & Mashokina, 2014; (23) Prugniel, Vauglin & Koleva, 2011;
(24) Smiljanic, Porto de Mello & da Silva, 2007

Tabela A.5: Linhas de Absorção utilizadas para a determinação das abundâncias químicas.

Ion	λ	χ(eV)	loggf	Referência.	Ion	λ	χ(eV)	loggf	Referência
Na I	5682.65	2.10	−0.70	PS	Ti I	4555.49	0.85	−0.49	MFK
Na I	5688.22	2.10	−0.40	PS	Ti I	4562.64	0.02	−2.66	MFK
Na I	6154.22	2.10	−1.51	R03	Ti I	4563.43	2.43	−0.38	MFK
Na I	6160.75	2.10	−1.21	R03	Ti I	4617.28	1.75	+0.39	MFK
Mg I	4730.04	4.34	−2.39	R03	Ti I	4758.12	2.25	+0.42	MFK
Mg I	5711.10	4.34	−1.75	R99	Ti I	4759.28	2.25	+0.51	MFK
Mg I	6318.71	5.11	−1.94	Ca07	Ti I	4778.26	2.24	−0.33	MFK
Mg I	6319.24	5.11	−2.16	Ca07	Ti I	4997.10	0.00	−2.12	MFK
Mg I	6319.49	5.11	−2.67	Ca07	Ti I	5009.66	0.02	−2.26	MFK
Mg I	6765.45	5.75	−1.94	MR94	Ti I	5016.17	0.85	−0.57	MFK
Mg I	6965.41	5.75	−1.72	MR94	Ti I	5022.87	0.83	−0.43	MFK
Mg I	7387.70	5.75	−0.87	MR94	Ti I	5039.96	0.02	−1.13	MFK
Mg I	8712.69	5.93	−1.26	WSM	Ti I	5043.59	0.84	−1.73	MFK
Mg I	8717.83	5.91	−0.70	WSM	Ti I	5062.10	2.16	−0.46	MFK
Mg I	8736.04	5.94	−0.34	WSM	Ti I	5087.06	1.43	−0.84	E93
Al I	6696.03	3.14	−1.48	MR94	Ti I	5113.45	1.44	−0.78	E93
Al I	6698.67	3.14	−1.63	R03	Ti I	5145.47	1.46	−0.57	MFK
Al I	7835.32	4.04	−0.58	R03	Ti I	5147.48	0.00	−2.01	MFK
Al I	7836.13	4.02	−0.40	R03	Ti I	5152.19	0.02	−2.02	MFK
Al I	8772.88	4.02	−0.25	R03	Ti I	5173.75	0.00	−1.12	MFK
Al I	8773.91	4.02	−0.07	R03	Ti I	5210.39	0.05	−0.88	MFK
Si I	5793.08	4.93	−2.06	R03	Ti I	5219.71	0.02	−2.29	MFK
Si I	6125.03	5.61	−1.54	E93	Ti I	5223.63	2.09	−0.56	MFK
Si I	6131.58	5.62	−1.68	E93	Ti I	5282.44	1.05	−1.30	MFK
Si I	6145.02	5.61	−1.43	E93	Ti I	5295.78	1.05	−1.63	MFK
Si I	6155.14	5.62	−0.77	E93	Ti I	5490.16	1.46	−0.94	MFK
Si I	7760.64	6.20	−1.28	E93	Ti I	5662.16	2.32	−0.11	MFK
Si I	7800.00	6.18	−0.72	E93	Ti I	5689.48	2.30	−0.47	MFK
Si I	8728.01	6.18	−0.36	E93	Ti I	5866.46	1.07	−0.84	E93
Si I	8742.45	5.87	−0.51	E93	Ti I	5922.12	1.05	−1.47	MFK
Ca I	5581.79	2.52	−0.67	Chen	Ti I	5978.55	1.87	−0.50	MFK
Ca I	5601.28	2.52	−0.52	Chen	Ti I	6091.18	2.27	−0.42	R03
Ca I	5857.45	2.93	+0.11	Chen	Ti I	6126.22	1.07	−1.42	R03
Ca I	5867.57	2.93	−1.61	Chen	Ti I	6258.11	1.44	−0.36	MFK
Ca I	6102.72	1.88	−0.79	D2002	Ti I	6261.11	1.43	−0.48	B86
Ca I	6122.23	1.89	−0.32	D2002	Ti I	6554.24	1.44	−1.22	MFK
Ca I	6161.30	2.52	−1.27	E93	Cr I	5296.70	0.98	−1.24	GS
Ca I	6162.18	1.90	−0.09	D2002	Cr I	5300.75	0.98	−2.13	GS
Ca I	6166.44	2.52	−1.14	R03	Cr I	5345.81	1.00	−0.98	GS
Ca I	6161.30	2.52	−1.27	E93	Cr I	5348.33	1.00	−1.29	GS
Ca I	6166.44	2.52	−1.14	R03	Cr I	5787.93	3.32	−0.08	GS
Ca I	6169.04	2.52	−0.80	R03	Cr I	6330.10	0.94	−2.87	R03
Ca I	6169.56	2.53	−0.48	DS91	Ni I	4513.00	3.71	−1.52	MFK
Ca I	6455.60	2.51	−1.29	R03	Ni I	4904.42	3.54	−0.19	MFK
Ca I	6471.66	2.51	−0.69	S86	Ni I	4913.98	3.74	−0.60	MFK
Ca I	6493.79	2.52	−0.11	DS91	Ni I	4935.83	3.94	−0.34	MFK
Ca I	6499.65	2.52	−0.81	Chen	Ni I	4953.21	3.74	−0.62	MFK
Ca I	6717.69	2.71	−0.52	Chen	Ni I	4967.52	3.80	−1.60	MFK
Ca I	6798.47	2.71	−2.52	Chen	Ni I	4995.66	3.63	−1.61	MFK
Ti I	4512.74	0.84	−0.48	MFK	Ni I	5003.75	1.68	−3.13	MFK
Ti I	4518.03	0.83	−0.32	MFK	Ni I	5010.94	3.63	−0.90	MFK
Ti I	4533.25	0.85	+0.53	D2002	Ni I	5084.11	3.68	−0.18	E93
Ti I	4534.78	0.84	+0.28	D2002	Ni I	5094.42	3.83	−1.12	MFK
Ti I	4548.77	0.83	−0.35	MFK	Ni I	5115.40	3.83	−0.28	R03

Tabela A.5, continuação

Ion	λ	χ(eV)	loggf	Referência.
Ni I	5157.98	3.61	−1.72	MFK
Ni I	5197.17	3.90	−1.14	MFK
Ni I	5578.73	1.68	−2.67	MFK
Ni I	5587.87	1.94	−2.37	MFK
Ni I	5589.37	3.90	−1.15	MFK
Ni I	5593.75	3.90	−0.79	MFK
Ni I	5643.09	4.17	−1.25	MFK
Ni I	5748.36	1.68	−3.25	MFK
Ni I	5760.84	4.11	−0.81	MFK
Ni I	5805.23	4.17	−0.60	MFK
Ni I	5847.01	1.68	−3.44	MFK
Ni I	5996.74	4.24	−1.06	MFK
Ni I	6053.69	4.24	−1.07	MFK
Ni I	6086.29	4.27	−0.47	MFK
Ni I	6108.12	1.68	−2.49	MFK
Ni I	6111.08	4.09	−0.83	MFK
Ni I	6128.98	1.68	−3.39	MFK
Ni I	6130.14	4.27	−0.98	MFK
Ni I	6176.82	4.09	−0.26	R03
Ni I	6177.25	1.83	−3.60	MFK
Ni I	6186.72	4.11	−0.90	MFK
Ni I	6204.61	4.09	−1.15	MFK
Ni I	6223.99	4.11	−0.97	MFK
Ni I	6230.10	4.11	−1.20	MFK
Ni I	6322.17	4.15	−1.21	MFK
Ni I	6327.60	1.68	−3.09	MFK
Ni I	6378.26	4.15	−0.82	MFK
Ni I	6384.67	4.15	−1.00	MFK
Ni I	6482.81	1.94	−2.85	MFK
Ni I	6532.88	1.94	−3.42	MFK
Ni I	6586.32	1.95	−2.79	MFK
Ni I	6598.61	4.24	−0.93	MFK
Ni I	6635.14	4.42	−0.75	MFK
Ni I	6643.64	1.68	−2.03	MFW
Ni I	6767.78	1.83	−2.11	MFK
Ni I	6772.32	3.66	−1.01	R03
Ni I	6842.04	3.66	−1.44	E93
Ni I	7788.93	1.95	−1.99	E93
Y II	4883.68	1.08	+0.07	SN96
Y II	5087.43	1.08	−0.17	SN96
Y II	5200.41	0.99	−0.57	SN96
Y II	5289.81	1.03	−1.85	VWR
Y II	5402.78	1.84	−0.44	R03
Zr I	4772.30	0.62	−0.06	A05
Zr I	4784.94	0.69	−0.60	A05
Zr I	4805.87	0.69	−0.58	A05
Zr I	4809.47	1.58	+0.35	A05
Zr I	4815.05	0.65	−0.38	A05
Zr I	4815.63	0.60	−0.27	A05
Zr I	4828.05	0.62	−0.75	A05
Zr I	5046.55	1.53	−0.18	A05
Zr I	5385.13	0.52	−0.64	A05
Zr I	5437.77	0.15	−2.12	A05
Zr I	5620.13	0.52	−1.09	A05
Zr I	5680.91	0.54	−0.86	A05

Tabela A.5, continuação

Ion	λ	χ(eV)	loggf	Referência.
Zr I	5879.79	0.15	−1.03	A05
Zr I	5885.62	0.07	−1.73	A05
Zr I	5955.34	0.00	−1.70	A05
Zr I	6032.60	1.48	−0.35	A05
Zr I	6127.46	0.15	−1.06	S96
Zr I	6134.57	0.00	−1.28	S96
Zr I	6140.46	0.52	−1.41	S96
Zr I	6143.18	0.07	−1.10	S96
La II	4086.71	0.00	−0.16	SN96
La II	5122.99	0.32	−0.93	SN96
La II	5303.53	0.32	−1.35	VWR
La II	5880.63	0.24	−1.83	R04
La II	6320.43	0.17	−1.52	SN96
La II	6390.48	0.32	−1.41	VWR
La II	6774.33	0.12	−1.70	VWR
Ce II	4120.84	0.32	−0.24	SN96
Ce II	4418.79	0.86	+0.31	SN96
Ce II	4562.37	0.48	+0.33	SN96
Ce II	4628.16	0.52	+0.26	SN96
Ce II	5117.17	1.40	+0.01	VWR
Ce II	5187.46	1.21	+0.30	VWR
Ce II	5274.24	1.28	+0.38	VWR
Ce II	5472.30	1.25	−0.19	R04
Ce II	6051.80	0.23	−1.60	S96
4811.34	Nd II	0.06	−1.015	VWR
4959.12	Nd II	0.06	−0.916	VWR
5063.72	Nd II	0.98	−0.758	VWR
5130.59	Nd II	1.30	+0.100	SN96
5212.36	Nd II	0.20	−0.700	E93
5234.19	Nd II	0.55	−0.460	SN96
5311.46	Nd II	0.99	−0.560	SN96
5319.81	Nd II	0.55	−0.350	SN96
5416.38	Nd II	0.86	−0.980	VWR
5431.54	Nd II	1.12	−0.457	VWR
5442.26	Nd II	0.68	−0.900	SN96
5740.88	Nd II	1.16	−0.560	VWR
5842.39	Nd II	1.28	−0.601	VWR

Tabela A.6: Razões de abundâncias [X/Fe] Para elementos do Na ao Ni. As fontes das quais cada estrela foi seleciona são as mesmas da Tabela A.1

Estrela	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[Cr/Fe]	[Ni/Fe]	Fonte
BD-08°3194	0.12	0.15	−0.01	0.09	0.05	0.09	0.08	0.03	I
BD-09°4337	0.42	−0.12	0.19	0.00	0.21	0.32	—	0.09	
BD-14°2678	−0.01	0.01	0.09	0.10	0.07	0.01	0.00	0.00	
CD-27°2233	0.17	0.14	0.08	0.26	0.15	0.10	−0.01	0.09	
CD-29°8822	0.10	0.02	0.09	0.13	0.09	−0.09	−0.02	0.01	
CD-30°8774	0.24	0.10	0.08	0.23	0.14	0.00	0.00	0.04	
CD-38°585	0.21	0.31	0.36	0.32	0.21	0.38	0.09	0.09	
CD-42°2048	0.43	0.26	0.35	0.34	0.26	0.18	—	0.05	
CD-53°8144	0.16	0.17	0.17	0.11	0.08	0.08	−0.06	0.06	
CD-61°1941	0.06	0.08	0.08	0.18	0.04	0.01	−0.02	0.01	
CPD-62°1013	0.04	−0.20	0.15	0.10	0.01	−0.01	−0.01	−0.05	
CPD-64°4333	0.16	0.12	0.30	0.09	0.27	−0.02	0.12	−0.03	
HD 4084	0.35	0.40	0.29	0.33	0.10	0.28	0.02	0.10	
HD 5424	0.02	0.27	0.14	0.23	0.18	0.03	0.10	0.07	
HD 5825	0.22	0.31	0.13	0.31	0.25	0.12	0.07	0.06	
HD 15589	0.06	0.32	0.27	0.20	0.14	0.26	0.03	0.07	
HD 19014	0.30	—	0.30	0.32	0.30	0.21	—	0.10	
HD 20394	0.19	0.19	0.16	0.21	0.21	0.09	0.01	0.05	
HD 21989	0.18	0.30	0.14	0.11	0.17	−0.02	−0.01	0.08	
HD 22285	0.36	0.40	0.24	0.26	0.31	0.13	0.02	0.10	
HD 22772	0.30	0.22	0.16	0.35	0.30	0.20	0.07	0.05	
HD 24035	0.16	0.17	0.36	0.32	0.27	0.09	−0.04	0.06	
HD 29370	0.26	0.36	0.22	0.09	0.12	0.05	−0.04	0.03	
HD 29685	−0.09	0.05	0.00	0.07	0.11	0.02	0.03	0.01	
HD 30240	−0.02	−0.03	−0.05	0.05	0.07	0.03	0.01	−0.06	
HD 30554	−0.08	0.05	0.02	0.10	−0.04	0.00	−0.01	−0.04	
HD 32712	0.17	0.29	0.11	0.13	0.05	0.01	−0.03	0.03	
HD 32901	0.10	0.35	0.24	0.25	0.13	0.09	−0.02	0.07	
HD 35993	0.03	−0.02	0.00	0.06	0.14	0.00	0.03	0.01	
HD 36650	0.28	0.33	0.21	0.28	0.20	0.06	−0.03	0.03	
HD 38488	—	0.16	0.06	0.03	—	0.11	0.21	0.09	
HD 40430	0.13	0.21	0.05	0.16	0.18	−0.04	−0.03	0.06	
HD 43389	0.38	0.51	0.43	0.26	0.35	0.04	—	0.11	
HD 49641	0.22	0.08	0.05	0.20	0.05	−0.04	0.02	0.03	
HD 51959	0.04	0.06	0.07	0.10	0.10	0.08	0.03	0.02	
HD 58368	0.11	−0.13	0.08	0.12	0.06	−0.01	−0.04	0.02	
HD 59852	0.42	0.16	0.06	0.17	0.22	−0.06	−0.03	−0.01	
HD 61332	—	0.13	0.17	0.16	0.15	0.00	0.00	0.05	
HD 64425	0.20	−0.02	0.10	0.05	0.14	−0.01	−0.01	0.04	
HD 66291	0.30	0.34	0.29	0.25	0.36	0.18	0.02	0.13	
HD 67036	0.22	0.26	0.37	0.25	0.19	0.16	0.04	0.03	
HD 71458	0.06	0.00	0.00	0.07	0.14	0.02	0.03	0.03	
HD 74950	0.15	0.21	0.21	0.24	0.10	0.19	0.01	0.08	
HD 82221	0.20	0.28	0.28	0.24	0.15	−0.02	0.00	0.10	
HD 83548	0.10	0.18	0.02	0.17	0.13	−0.03	0.01	0.00	
HD 84610	0.18	0.30	0.04	0.08	0.16	0.02	0.03	0.06	
HD 84678	0.54	0.18	0.29	0.22	0.01	−0.04	0.22	−0.09	
HD 88035	−0.03	0.15	0.03	0.04	−0.02	−0.06	−0.02	−0.02	
HD 88562	0.21	0.28	0.24	0.22	0.18	0.14	0.01	0.03	
HD 89175	0.15	0.36	0.30	0.16	0.24	0.05	−0.03	0.03	
HD 91208	0.02	0.01	0.10	0.08	0.08	−0.01	0.01	0.00	
HD 91979	0.14	0.16	0.07	0.19	0.11	−0.03	0.01	0.03	
HD 92626	0.22	−0.07	0.25	0.22	0.15	0.05	0.06	0.09	

Tabela A.6, continuação

Estrela	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[Cr/Fe]	[Ni/Fe]	Fonte
HD 105902	0.33	0.37	0.41	0.19	0.21	0.22	0.01	0.11	
HD 107264	0.47	0.05	0.19	0.17	0.27	0.09	−0.01	−0.03	
HD 107541	0.21	0.44	0.39	0.44	0.28	0.36	0.15	0.11	
HD 110483	0.12	0.20	−0.01	0.09	0.19	0.09	0.03	0.04	
HD 110591	0.19	0.40	0.22	0.33	0.26	0.01	−0.04	0.07	
HD 111315	0.34	0.25	0.00	0.11	0.13	−0.06	−0.05	−0.02	
HD 113291	0.20	−0.04	−0.04	0.07	0.01	−0.08	−0.02	−0.04	
HD 116869	0.18	0.29	0.22	0.28	0.24	0.08	0.02	0.09	
HD 119185	0.37	0.35	0.14	0.36	0.17	−0.02	0.01	0.05	
HD 120571	0.06	0.09	0.13	0.26	0.22	−0.02	−0.02	0.05	
HD 120620	0.12	0.18	0.20	0.20	0.14	0.20	0.03	0.12	
HD 122687	0.07	0.00	−0.01	0.11	0.10	0.02	0.03	0.01	
HD 123396	0.07	0.44	0.28	0.36	0.27	0.14	−0.03	0.04	
HD 123701	0.28	0.28	0.17	0.11	0.20	0.14	0.04	0.10	
HD 123949	0.22	0.21	0.25	0.00	0.16	0.16	0.10	0.03	
HD 126313	0.09	0.00	0.04	0.17	0.23	0.01	−0.01	−0.04	
HD 130255	0.08	0.60	0.41	0.57	0.43	0.27	−0.02	0.06	
HD 131670	0.26	−0.01	0.11	0.18	0.14	−0.04	0.01	0.07	
HD 136636	0.09	0.25	0.07	0.12	0.01	0.02	0.00	0.00	
HD 142751	0.10	−0.14	0.08	0.06	0.03	0.00	0.00	0.01	
HD 143899	0.12	0.36	0.09	0.16	0.20	−0.02	0.01	0.05	
HD 147884	0.06	0.18	0.05	0.08	0.08	−0.04	0.05	−0.03	
HD 148177	0.35	0.35	0.13	0.22	0.05	−0.02	0.01	−0.04	
HD 154430	0.33	0.30	0.31	0.35	0.17	0.27	0.23	0.10	
HD 162806	0.24	0.36	0.11	0.29	0.10	−0.02	−0.06	0.04	
HD 168214	0.04	0.13	0.13	0.09	0.07	−0.06	0.04	−0.04	
HD 168560	0.06	0.16	0.04	0.26	0.11	0.01	−0.04	0.02	
HD 168791	—	0.34	0.30	0.13	0.24	0.19	0.09	0.02	
HD 176105	0.18	0.06	0.13	0.28	0.11	−0.07	−0.03	0.02	
HD 177192	0.31	0.33	0.05	0.33	0.16	0.06	−0.03	0.05	
HD 180996	0.20	0.01	0.03	0.14	0.11	0.01	0.01	0.08	
HD 182300	0.24	−0.07	−0.03	0.04	0.10	−0.06	0.01	−0.04	
HD 183915	0.15	0.36	—	0.18	0.10	−0.03	−0.01	0.02	
HD 187308	−0.04	0.03	0.01	0.08	0.06	−0.07	0.07	−0.01	
HD 193530	0.31	0.23	0.19	0.16	0.21	0.25	0.10	0.02	
HD 196445	0.33	0.12	0.35	0.03	0.23	0.24	—	0.11	
HD 199435	0.27	0.28	0.01	0.19	0.07	0.03	0.02	0.00	
HD 200995	0.01	0.24	0.01	0.11	0.00	0.02	−0.03	−0.05	
HD 201657	0.25	0.39	0.25	0.23	0.14	−0.01	0.00	0.01	
HD 201824	0.30	0.36	0.20	0.35	0.30	0.23	—	0.11	
HD 204075	0.01	0.06	0.01	0.02	0.04	−0.12	−0.05	−0.09	
HD 207277	0.12	0.12	−0.03	0.21	0.12	0.01	−0.04	−0.06	
HD 210709	−0.01	0.08	0.06	0.20	−0.01	−0.06	−0.03	0.06	
HD 210946	0.00	0.03	0.00	0.12	0.05	−0.04	−0.03	−0.03	
HD 211173	0.18	0.28	0.05	0.32	0.20	−0.05	−0.04	−0.01	
HD 211594	0.45	0.38	0.08	0.24	0.26	0.22	0.14	0.08	
HD 211954	0.35	0.53	0.34	0.33	0.29	0.34	−0.08	0.07	
HD 214579	0.23	0.27	0.27	0.20	0.15	0.03	−0.01	0.03	
HD 217143	0.00	0.42	0.04	0.24	0.22	0.07	0.00	0.07	
HD 217447	0.18	0.17	−0.01	0.17	0.12	−0.04	−0.05	0.00	
HD 219116	0.26	0.45	0.29	0.31	0.21	0.12	0.03	0.10	
HD 223586	0.12	0.28	0.22	0.20	0.17	0.15	−0.01	0.08	
HD 223617	0.27	0.24	0.17	0.20	0.21	0.01	−0.05	0.07	
HD 252117	0.42	0.38	0.16	0.09	0.09	−0.07	0.09	0.00	
HD 273845	0.10	0.30	0.10	0.14	0.11	0.10	−0.01	0.12	

Tabela A.6, continuação

Estrela	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[Cr/Fe]	[Ni/Fe]	Fonte
HD 288174	0.03	−0.01	0.03	0.16	−0.03	−0.03	−0.07	0.00	
MFU 112	0.40	0.31	0.35	0.11	0.24	0.07	0.16	0.12	
BD-18°821	0.18	0.06	0.10	0.06	0.13	−0.01	−0.13	−0.05	II
CD-26°7844	0.05	0.15	−0.03	0.08	0.05	−0.02	0.00	−0.01	
CD-30°9005	0.09	−0.15	0.06	0.14	0.12	0.02	0.04	0.11	
CD-34°6139	0.14	0.21	−0.02	0.10	0.00	−0.02	−0.05	0.00	
CD-34°7430	0.27	0.21	−0.01	0.22	0.09	−0.06	−0.02	0.07	
CD-46°3977	0.03	0.06	0.01	0.15	0.07	−0.01	0.02	−0.02	
HD 5322	0.17	0.24	0.05	0.24	0.09	−0.02	−0.08	−0.06	
HD 18182	0.29	0.32	0.15	0.28	0.19	0.00	−0.03	0.09	
HD 18361	0.00	0.22	0.00	0.16	−0.03	−0.01	−0.02	0.07	
HD 21682	0.20	0.34	0.21	0.28	0.23	0.11	0.03	0.05	
HD 21980	0.38	0.30	0.06	0.16	0.13	−0.01	−0.06	−0.04	
HD 26886	0.12	0.27	0.07	0.29	0.23	0.07	−0.01	0.06	
HD 31812	−0.05	0.10	0.02	0.10	0.07	−0.05	−0.04	−0.04	
HD 33409	0.34	0.29	0.11	0.31	0.16	−0.02	−0.09	0.09	
HD 33709	0.17	0.18	0.18	0.17	0.14	−0.01	−0.03	−0.02	
HD 39778	−0.04	−0.02	−0.02	0.09	0.11	−0.02	−0.02	−0.05	
HD 41701	0.11	0.25	0.00	0.19	0.15	−0.02	0.01	0.04	
HD 42700	0.16	0.22	0.16	0.32	0.18	−0.06	−0.09	0.06	
HD 45483	−0.04	0.27	0.07	0.09	0.01	−0.03	−0.02	−0.05	
HD 48814	0.05	−0.01	−0.01	0.15	0.07	−0.01	−0.01	0.05	
HD 49017	0.07	0.13	−0.02	0.10	0.04	−0.01	−0.01	−0.02	
HD 49661	0.19	0.01	0.02	0.18	0.08	0.02	−0.04	−0.01	
HD 49778	0.41	0.26	0.26	0.19	0.23	0.02	0.05	0.02	
HD 50075	−0.08	0.21	0.05	0.17	0.07	0.00	0.02	0.00	
HD 50843	0.13	0.20	0.29	0.25	0.20	−0.05	−0.03	0.07	
HD 51315	0.18	0.05	0.00	0.18	0.09	−0.02	−0.11	−0.04	
HD 53199	0.26	0.16	0.10	0.17	0.21	−0.06	−0.02	0.01	
HD 58121	0.23	−0.10	0.10	0.25	0.01	−0.01	−0.03	0.04	
HD 62017	0.26	0.30	0.34	0.26	0.21	0.02	−0.02	−0.01	
HD 88495	0.12	0.15	0.08	0.21	0.11	0.03	0.01	0.10	
HD 90167	0.03	0.02	0.01	0.07	0.13	0.03	0.05	0.02	
HD 95193	0.03	0.14	−0.02	0.16	0.05	−0.02	0.00	0.03	
HD 95345	0.06	0.26	0.06	0.25	0.09	−0.03	−0.03	0.09	
HD 107270	0.32	0.26	0.03	0.12	−0.02	−0.02	0.04	0.09	
HD 109061	0.15	0.49	0.34	0.31	0.25	0.08	−0.03	0.06	
HD 113195	0.18	0.20	0.18	0.26	0.22	0.05	−0.01	0.06	
HD 115277	0.03	−0.07	0.01	0.12	0.01	0.00	−0.01	0.06	
HD 119650	0.05	−0.12	0.00	0.21	0.03	−0.06	−0.01	−0.02	
HD 134698	0.32	0.38	0.36	0.31	0.18	0.22	0.04	0.06	
HD 139266	0.21	0.15	0.24	0.24	0.21	−0.04	−0.02	0.11	
HD 139409	0.15	0.45	0.29	0.39	0.31	0.24	0.00	0.08	
HD 142491	0.14	−0.07	−0.01	0.18	0.09	−0.04	−0.01	0.03	
HD 147136	0.16	−0.01	−0.01	0.14	0.02	−0.02	−0.07	−0.03	
HD 148892	0.26	0.15	0.01	0.19	0.16	0.01	0.01	0.03	
HD 168986	0.23	−0.05	0.04	0.18	0.09	−0.02	−0.07	−0.05	
HD 169106	0.36	−0.22	0.01	0.28	0.10	−0.03	−0.03	0.05	
HD 174204	0.09	0.04	0.13	0.22	0.06	−0.01	0.00	0.02	
HD 184001	0.43	0.33	0.09	0.27	0.21	0.08	0.02	0.08	
HD 204886	0.30	−0.03	0.04	0.21	0.24	0.18	0.00	0.06	
HD 212484	0.08	0.22	0.18	0.22	0.08	0.03	−0.06	0.01	
HD 213084	0.04	−0.03	0.05	0.08	0.07	0.00	0.03	0.02	
HD 223938	0.16	0.25	0.14	0.28	0.23	0.04	0.00	0.11	
MFU 214	−0.07	0.01	−0.07	0.12	−0.03	−0.01	−0.02	0.03	

Tabela A.6, continuação

Estrela	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[Cr/Fe]	[Ni/Fe]	Fonte
MFU 229	0.10	−0.04	0.02	0.13	0.05	−0.06	0.02	0.05	
HD 12392	−0.07	−0.02	0.08	0.08	−0.02	−0.08	0.02	−0.02	B81
HD 17067	0.16	0.35	0.33	0.28	0.20	0.15	0.03	−0.06	
HD 90127	0.32	0.39	0.33	0.34	0.26	0.25	−0.01	0.08	
HD 102762	0.18	0.46	0.13	0.22	0.04	0.10	−0.04	−0.01	
HD 114678	0.55	0.18	0.28	0.23	0.27	0.03	0.12	0.02	
HD 180622	—	0.00	0.29	0.33	—	0.05	−0.01	0.06	
HD 200063	0.22	0.37	0.23	0.14	−0.11	−0.07	0.06	−0.08	
HD 210030	0.07	0.12	0.08	0.11	0.12	−0.02	−0.04	0.00	
HD 214889	0.17	0.10	0.14	0.22	0.11	0.00	−0.05	0.06	
HD 215555	−0.07	0.06	0.10	0.09	0.08	0.01	0.03	−0.07	
HD 216809	—	−0.03	0.17	0.00	0.17	0.08	—	−0.08	
HD 221879	0.23	−0.04	0.26	0.00	0.11	0.07	0.00	−0.08	
BD-01°302	0.06	0.37	0.24	0.25	0.30	0.28	0.02	0.03	G97
HD 749	0.11	0.38	0.21	0.25	0.12	0.10	−0.02	0.08	
HD 88927	0.08	0.00	0.12	0.17	0.15	−0.03	−0.10	0.00	
HD 211221	−0.06	0.19	−0.01	0.16	0.07	−0.04	0.01	−0.02	
BD+09°2384	0.38	0.38	0.33	0.39	0.42	0.15	−0.04	−0.02	LB91
HD 89638	0.29	0.15	0.09	0.20	0.15	−0.07	−0.04	0.03	
HD 187762	0.09	0.33	0.23	0.25	0.21	0.14	−0.03	0.04	M97

Tabela A.7: Razões de abundâncias [X/Fe] para elementos do processo-s, razão [s/Fe] e índice [hs/ls]. As fontes das quais cada estrela foi seleciona são as mesmas da Tabela 1.

Estrela	[Y/Fe]	[Zr/Fe]	[La/Fe]	[Ce/Fe]	[Nd/Fe]	[s/Fe]	[hs/ls]	Fonte
BD-08°3194	0.95	0.95	1.94	1.31	1.27	1.28	0.56	I
BD-09°4337	1.25	0.41	1.43	1.16	1.54	1.16	0.55	
BD-14°2678	1.02	0.85	1.08	0.92	1.49	1.07	0.23	
CD-27°2233	0.89	0.73	1.41	1.01	1.00	1.01	0.33	
CD-29°8822	1.06	0.81	1.49	1.00	1.00	1.07	0.23	
CD-38°585	0.95	0.95	1.66	1.39	1.55	1.30	0.58	
CD-30°8774	0.73	0.27	0.59	0.28	0.55	0.48	−0.03	
CD-42°2048	0.95	0.96	1.56	1.06	1.15	1.14	0.30	
CD-53°8144	0.83	0.80	1.51	0.90	1.18	1.04	0.38	
CD-61°1941	0.73	0.68	1.56	1.16	1.01	1.03	0.54	
CPD-62°1013	0.72	0.72	0.97	0.92	0.89	0.84	0.21	
CPD-64°4333	0.77	1.12	2.52	1.28	1.56	1.45	0.84	
HD 4084	0.69	1.02	1.10	0.65	0.72	0.84	−0.03	
HD 5424	1.17	0.98	2.51	1.62	1.81	1.62	0.90	
HD 5825	0.82	0.63	1.26	1.06	1.12	0.98	0.42	
HD 15589	0.86	1.02	2.11	1.35	1.40	1.35	0.68	
HD 19014	1.28	1.52	2.07	1.27	1.47	1.52	0.20	
HD 20394	1.00	1.14	1.70	1.26	1.45	1.31	0.40	
HD 21989	0.66	0.42	0.93	0.73	0.66	0.68	0.23	
HD 22285	0.93	0.87	1.43	1.16	1.21	1.12	0.37	
HD 22772	1.20	0.81	1.56	1.29	1.00	1.17	0.28	
HD 24035	1.35	1.20	2.70	1.55	1.76	1.71	0.73	
HD 29370	0.81	1.00	1.60	1.00	1.26	1.13	0.38	
HD 29685	0.69	0.39	0.78	0.66	0.57	0.62	0.13	
HD 30240	0.83	0.52	0.84	0.65	0.69	0.71	0.05	
HD 30554	0.82	0.68	1.07	0.82	0.78	0.83	0.14	
HD 32712	0.74	0.56	1.53	1.04	1.26	1.03	0.63	
HD 32901	0.42	0.23	1.08	0.72	0.81	0.65	0.55	
HD 35993	1.26	0.92	1.77	1.54	1.60	1.42	0.55	
HD 36650	0.55	0.46	0.83	0.64	0.60	0.62	0.18	
HD 38488	0.97	0.70	1.26	0.72	0.73	0.88	0.07	
HD 40430	0.76	0.58	0.91	0.80	0.79	0.77	0.16	
HD 43389	0.94	1.34	2.65	1.34	1.00	1.45	0.51	
HD 49641	0.89	0.56	1.86	0.98	1.14	1.09	0.60	
HD 51959	0.61	0.76	0.99	0.85	0.81	0.80	0.20	
HD 58368	0.85	0.68	1.13	0.73	0.75	0.83	0.10	
HD 59852	0.40	0.27	0.39	0.41	0.41	0.38	0.07	
HD 61332	0.47	0.35	0.66	0.32	0.39	0.44	0.05	
HD 64425	0.89	0.84	1.27	0.87	0.87	0.95	0.14	
HD 66291	0.72	0.50	0.93	1.09	1.00	0.85	0.40	
HD 67036	0.99	0.81	1.69	0.84	1.01	1.07	0.28	
HD 71458	0.60	0.55	0.91	0.55	0.71	0.66	0.15	
HD 74950	1.21	0.74	1.18	0.66	0.83	0.92	−0.09	
HD 82221	0.90	0.79	1.20	0.76	0.90	0.91	0.11	
HD 83548	0.76	0.56	0.95	0.66	0.83	0.75	0.15	
HD 84610	0.69	0.48	0.81	0.58	0.79	0.67	0.14	
HD 84678	1.09	1.21	2.04	1.42	1.53	1.46	0.51	
HD 88035	0.87	0.80	1.74	1.08	1.24	1.15	0.52	
HD 88562	0.75	0.90	1.34	0.97	1.06	1.00	0.30	
HD 89175	1.01	1.08	2.20	1.57	1.52	1.48	0.72	
HD 91208	0.94	0.61	0.81	0.75	0.74	0.77	−0.01	
HD 91979	0.78	0.79	1.09	0.79	0.96	0.88	0.16	
HD 92626	0.99	1.21	2.51	1.53	1.96	1.64	0.90	

Tabela A.7, continuação

Estrela	[Y/Fe]	[Zr/Fe]	[La/Fe]	[Ce/Fe]	[Nd/Fe]	[s/Fe]	[hs/ls]	Fonte
HD 107264	0.60	0.89	1.70	1.23	0.98	1.08	0.56	
HD 107541	1.53	1.35	2.52	1.77	2.18	1.87	0.72	
HD 110483	0.84	0.74	1.58	1.03	1.04	1.05	0.43	
HD 110591	0.51	0.26	0.95	0.92	0.84	0.70	0.52	
HD 111315	0.66	0.39	0.82	0.60	0.57	0.61	0.14	
HD 113291	1.25	0.81	1.77	0.89	1.03	1.15	0.20	
HD 116869	0.69	0.46	1.12	1.02	1.06	0.87	0.49	
HD 119185	0.30	0.10	0.54	0.79	0.66	0.48	0.46	
HD 120571	0.53	0.31	1.02	0.83	0.80	0.70	0.46	
HD 120620	1.31	1.26	2.01	1.71	1.58	1.57	0.48	
HD 122687	1.02	0.71	1.57	1.18	1.12	1.12	0.43	
HD 123396	0.60	0.64	1.55	1.28	1.35	1.08	0.77	
HD 123701	0.70	0.94	1.54	0.92	1.22	1.06	0.41	
HD 123949	1.22	1.02	2.50	1.49	1.69	1.58	0.77	
HD 126313	0.81	0.70	1.58	1.05	1.15	1.06	0.50	
HD 130255	0.30	0.37	0.37	0.51	0.52	0.41	0.13	
HD 131670	0.62	0.58	1.09	0.61	0.59	0.70	0.16	
HD 136636	1.01	0.80	1.75	1.04	1.28	1.18	0.45	
HD 142751	0.81	0.62	1.06	0.62	0.69	0.76	0.07	
HD 143899	0.86	0.57	0.90	0.89	0.78	0.80	0.14	
HD 147884	1.02	0.77	1.05	0.82	0.79	0.89	−0.01	
HD 148177	0.70	0.63	1.15	0.45	0.54	0.69	0.05	
HD 154430	0.94	0.97	2.21	1.32	1.46	1.38	0.71	
HD 162806	0.80	0.63	1.56	0.96	1.12	1.01	0.50	
HD 168214	1.02	0.96	1.01	0.89	0.95	0.97	−0.04	
HD 168560	0.53	0.30	0.90	0.54	0.75	0.60	0.31	
HD 168791	0.77	0.80	1.58	0.77	1.17	1.02	0.39	
HD 176105	0.51	0.41	0.57	0.37	0.51	0.47	0.02	
HD 177192	0.58	0.50	0.72	0.45	0.53	0.56	0.03	
HD 180996	0.61	0.49	0.59	0.33	0.69	0.54	−0.01	
HD 182300	0.98	0.70	1.41	0.86	0.86	0.96	0.20	
HD 183915	0.88	0.68	2.16	1.15	1.25	1.20	0.74	
HD 187308	0.82	0.47	0.80	0.66	0.59	0.67	0.04	
HD 193530	0.60	0.71	1.25	0.74	0.84	0.83	0.29	
HD 196445	0.97	1.10	2.07	1.09	1.09	1.26	0.38	
HD 199435	0.92	0.99	1.74	1.26	1.49	1.28	0.54	
HD 200995	0.64	1.08	1.08	0.84	0.64	0.86	−0.01	
HD 201657	0.72	0.98	1.91	1.48	1.48	1.31	0.77	
HD 201824	1.25	1.06	1.99	1.88	1.86	1.61	0.76	
HD 204075	1.25	0.95	1.06	1.03	0.78	1.01	−0.14	
HD 207277	0.70	0.51	1.17	0.83	0.97	0.84	0.38	
HD 210709	0.56	0.39	0.92	0.68	0.85	0.68	0.34	
HD 210946	0.77	0.56	0.81	0.58	0.68	0.68	0.03	
HD 211173	0.56	0.35	0.68	0.54	0.69	0.56	0.18	
HD 211594	1.11	1.14	1.20	1.53	1.61	1.32	0.32	
HD 211954	1.14	1.02	1.90	1.54	1.81	1.48	0.67	
HD 214579	0.52	0.76	1.16	0.82	1.03	0.86	0.36	
HD 217143	0.87	0.62	1.62	1.09	1.35	1.11	0.61	
HD 217447	0.93	0.79	1.09	0.98	1.16	0.99	0.22	
HD 219116	0.59	0.64	1.21	1.05	1.08	0.91	0.50	
HD 223586	0.88	0.82	1.05	0.88	1.10	0.95	0.16	
HD 223617	0.70	0.73	1.03	0.67	0.70	0.77	0.08	
HD 252117	0.92	0.76	1.84	1.11	1.38	1.20	0.60	
HD 273845	0.99	0.69	1.57	1.41	1.36	1.20	0.61	
HD 288174	0.90	0.49	1.20	0.87	1.08	0.91	0.36	

Tabela 7, continuação

Estrela	[Y/Fe]	[Zr/Fe]	[La/Fe]	[Ce/Fe]	[Nd/Fe]	[s/Fe]	[hs/ls]	Fonte
MFU 112	0.97	1.47	2.36	1.39	1.65	1.52	0.69	
BD-18°821	0.88	0.51	1.44	1.28	1.09	1.04	0.58	II
CD-26°7844	0.62	0.56	0.43	0.34	0.54	0.50	−0.15	
CD-30°9005	0.79	0.53	1.00	0.67	0.61	0.72	0.10	
CD-34°6139	0.57	0.49	0.88	0.64	0.66	0.65	0.20	
CD-34°7430	0.68	0.37	0.59	0.59	0.53	0.55	0.04	
CD-46°3977	0.74	0.61	0.76	0.68	0.84	0.73	0.08	
HD 5322	0.03	0.03	0.32	0.27	0.35	0.20	0.28	
HD 18182	0.49	0.44	0.39	0.34	0.31	0.39	−0.12	
HD 18361	0.49	0.42	0.41	0.32	0.42	0.41	−0.07	
HD 21682	0.49	0.52	0.90	0.87	0.90	0.74	0.39	
HD 21980	−0.30	−0.30	0.10	0.02	0.15	−0.09	0.39	
HD 26886	0.44	0.50	0.79	0.80	0.88	0.68	0.35	
HD 31812	0.70	0.62	0.63	0.68	0.73	0.67	0.02	
HD 33409	0.32	0.08	0.11	0.13	0.37	0.20	0.00	
HD 33709	0.50	0.23	0.52	0.36	0.53	0.43	0.10	
HD 39778	0.85	0.72	1.09	0.84	0.84	0.87	0.14	
HD 41701	0.48	0.22	0.52	0.43	0.43	0.42	0.11	
HD 42700	0.02	0.16	0.25	0.20	0.32	0.19	0.17	
HD 45483	0.69	0.55	0.96	0.52	0.59	0.66	0.07	
HD 48814	0.52	0.33	0.29	0.34	0.28	0.35	−0.12	
HD 49017	0.11	0.07	0.31	0.40	0.39	0.26	0.28	
HD 49661	0.12	0.19	0.42	0.42	0.60	0.35	0.32	
HD 49778	0.12	0.21	0.40	0.29	0.56	0.32	0.25	
HD 50075	0.69	0.54	1.08	0.92	0.93	0.83	0.36	
HD 50843	0.26	0.15	0.67	0.64	0.49	0.44	0.40	
HD 51315	0.04	0.34	0.21	0.15	0.23	0.19	0.01	
HD 53199	0.68	0.70	1.06	0.91	0.85	0.84	0.25	
HD 58121	0.41	0.26	0.50	0.20	0.31	0.34	0.00	
HD 62017	0.80	0.63	0.99	1.01	0.69	0.82	0.18	
HD 88495	0.68	0.66	0.79	0.59	0.72	0.69	0.03	
HD 90167	−0.06	0.08	−0.01	−0.10	−0.03	−0.02	−0.06	
HD 95193	0.75	0.48	0.68	0.46	0.79	0.63	0.03	
HD 95345	0.12	−0.10	0.17	0.18	0.22	0.12	0.18	
HD 107270	0.64	0.73	0.42	0.20	0.52	0.50	−0.30	
HD 109061	0.68	0.39	0.80	0.66	0.73	0.65	0.20	
HD 113195	0.66	0.48	0.56	0.38	0.46	0.51	−0.10	
HD 115277	0.59	0.45	0.32	0.24	0.29	0.38	−0.24	
HD 119650	0.41	0.17	0.31	0.13	0.35	0.27	−0.03	
HD 134698	0.70	0.52	0.62	0.42	0.47	0.55	−0.11	
HD 139266	0.95	0.61	1.65	1.01	0.94	1.03	0.42	
HD 139409	0.66	0.41	0.57	0.39	0.50	0.51	−0.05	
HD 142491	0.06	−0.02	0.31	0.17	0.05	0.11	0.16	
HD 147136	0.00	−0.05	0.34	0.25	0.18	0.14	0.28	
HD 148892	0.87	0.59	1.14	0.83	0.79	0.84	0.19	
HD 168986	0.07	−0.11	0.09	0.09	0.03	0.03	0.09	
HD 169106	0.48	0.33	0.43	0.30	0.40	0.39	−0.03	
HD 174204	−0.11	−0.07	0.07	0.13	0.18	0.04	0.22	
HD 184001	0.57	0.64	0.70	0.68	0.27	0.57	−0.05	
HD 204886	1.11	0.64	1.75	1.16	0.91	1.10	0.40	
HD 212484	−0.18	0.08	0.04	−0.32	0.07	−0.09	−0.06	
HD 213084	0.80	0.72	1.10	0.88	0.88	0.88	0.19	
HD 223938	0.72	0.53	0.92	0.91	0.89	0.79	0.28	
MFU 214	0.60	0.31	0.25	0.13	0.16	0.29	−0.28	
MFU 229	0.67	0.56	0.57	0.49	0.51	0.56	−0.09	

Tabela 7, continuação

Estrela	[Y/Fe]	[Zr/Fe]	[La/Fe]	[Ce/Fe]	[Nd/Fe]	[s/Fe]	[hs/ls]	Fonte
HD 12392	1.15	0.83	2.02	1.67	1.71	1.48	0.81	B81
HD 17067	0.87	0.81	1.37	0.83	1.13	1.00	0.27	
HD 90127	0.70	0.58	1.09	0.77	1.01	0.83	0.32	
HD 102762	0.93	1.14	2.00	1.25	1.72	1.41	0.62	
HD 114678	1.00	1.00	1.50	1.35	1.29	1.54	0.38	
HD 180622	0.61	0.41	0.48	0.33	0.42	0.45	−0.10	
HD 200063	0.88	0.62	1.33	0.89	1.22	0.99	0.40	
HD 210030	0.44	0.29	0.37	0.19	0.23	0.30	−0.10	
HD 214889	0.69	0.53	0.71	0.54	0.54	0.60	−0.01	
HD 215555	0.99	0.80	0.85	0.81	0.86	0.86	−0.05	
HD 216809	0.45	0.69	0.64	0.30	0.57	0.53	−0.07	
HD 221879	0.93	0.83	0.91	0.70	0.62	0.80	−0.14	
BD-01°302	−0.16	−0.13	0.00	0.21	0.21	0.03	0.28	G97
HD 749	0.95	0.82	1.46	0.95	1.04	1.04	0.27	
HD 88927	0.49	0.32	0.30	0.12	0.27	0.30	−0.17	
HD 211221	−0.19	0.08	0.13	0.07	0.14	0.05	0.17	
BD+09°2384	0.33	0.80	0.85	0.68	0.89	0.71	0.24	LB91
HD 89638	0.70	0.37	0.78	0.78	0.65	0.66	0.20	
HD 187762	0.22	0.29	0.60	0.60	0.39	0.42	0.28	M97

Tabela A.8: Massas estelares em massas solares (Coluna 2), correções bolométricas (Coluna 3) absorções interestelares (Coluna 4), distâncias espectroscópicas (Coluna 5), distâncias a partir da paralaxe Hipparcus (Coluna 6), magnitude absoluta V (Coluna 7) e logaritmo da luminosidade (Coluna 8) e na coluna 9, o logaritmo da idades em anos (log(anos)) em anos. para as estrelas de bário e para as estrelas rejeitadas como estrelas de bário.

Estrela	$M/M_{\odot}$	B.C	Av	r(pc)	$r(pc)_{Hip}$	M_V	log $L/L_{\odot}$	log (anos)	Fonte
BD-08°3194	2.0	−0.29	0.00	366±86	—	1.38	1.45±0.32	9.0	I
BD-09°4337	2.0	−0.33	0.21	623±146	—	0.51	1.82±0.41	8.5	
BD-14°2678	2.0	−0.20	0.33	437±102	—	1.28	1.46±0.32	9.0	
CD-27°2233	2.0	−0.38	0.18	541±127	350±158	0.15	1.98±0.44	9.0	
CD-29°8822	3.0	−0.23	0.23	762±178	427±272	0.21	1.90±0.42	8.5	
CD-30°8774	4.0	−0.29	0.28	1333±313	—	−1.11	2.45±0.55	8.5	
CD-38°585	1.0	−0.34	0.00	540±127	—	1.27	1.52±0.34	10.0	
CD-42°2048	2.0	−0.55	0.19	1275±301	—	−1.38	2.66±0.61	8.7	
CD-53°8144	2.0	−0.33	0.24	683±160	—	−0.23	2.11±0.47	8.7	
CD-61°1941	2.0	−0.33	0.51	567±133	335±110	0.01	2.02±0.45	9.0	
CPD-62°1013	3.0	−0.23	0.55	790±185	—	0.05	1.96±0.43	8.5	
CPD-64°4333	3.0	−0.29	0.00	849±199	—	0.09	1.97±0.44	8.5	
HD 4084	1.0	−0.33	0.00	232±54	295±75	1.77	1.31±0.29	9.5	
HD 5424	2.0	−0.38	0.00	736±173	403±203	0.15	1.98±0.44	9.0	
HD 5825	2.0	−0.26	0.00	304±71	206±28	0.26	1.89±0.42	8.7	
HD 15589	1.0	−0.29	0.00	207±48	366±140	2.39	1.05±0.23	10.0	
HD 20394	3.0	−0.23	0.05	443±104	309±102	0.45	1.80±0.40	9.0	
HD 21989	1.0	−0.56	0.00	454±107	500±162	−0.12	2.16±0.49	10.0	
HD 22285	2.0	−0.30	0.00	677±159	—	−0.35	2.15±0.48	9.5	
HD 22772	2.0	−0.33	0.06	527±124	436±152	0.02	2.01±0.45	9.0	
HD 24035	1.0	−0.38	0.08	284±66	256±38	1.15	1.58±0.35	9.5	
HD 29370	3.0	−0.33	0.07	1223±287	—	−1.17	2.49±0.56	8.5	
HD 29685	3.0	−0.29	0.08	530±124	276±74	0.19	1.93±0.43	9.0	
HD 30240	3.0	−0.23	0.09	392±92	366±101	−0.03	1.99±0.44	8.5	
HD 30554	3.0	−0.33	0.15	400±94	204±20	−0.18	2.09±0.47	8.5	
HD 32712	2.0	−0.43	0.11	613±143	—	−0.44	2.24±0.51	9.5	
HD 32901	2.0	−0.55	0.17	831±196	531±308	−1.38	2.66±0.61	8.7	
HD 35993	3.0	−0.23	0.20	599±140	—	0.46	1.80±0.40	8.7	
HD 36650	2.0	−0.33	0.16	580±136	310±59	−0.23	2.11±0.47	8.7	
HD 38488	2.0	−0.56	0.19	564±133	458±162	−0.37	2.26±0.51	9.5	
HD 40430	2.0	−0.30	0.31	332±78	307±79	0.14	1.95±0.43	8.5	
HD 43389⋆	4.0	−0.49	—	—	—	−2.52	3.10±0.66	8.0	
HD 49641	3.0	−0.55	0.34	593±140	649±282	−2.07	2.94±0.67	8.7	
HD 51959	2.0	−0.26	0.10	257±60	124±16	1.77	1.29±0.29	9.0	
HD 58368	3.0	−0.26	0.16	394±92	448±160	−0.16	2.06±0.46	8.5	
HD 59852	4.0	−0.26	0.94	704±165	—	−1.47	2.58±0.57	8.5	
HD 61332	4.0	−0.38	0.18	442±104	234±22	−1.34	2.58±0.58	8.5	
HD 64425	3.0	−0.29	0.53	704±165	—	−0.55	2.23±0.50	8.3	
HD 66291⋆	4.0	−0.44	—	—	—	−1.45	2.72±0.51	8.0	
HD 67036	2.0	−0.63	0.36	696±164	—	−1.45	2.72±0.62	9.0	
HD 71458	3.0	−0.43	0.18	432±101	543±191	−0.64	2.32±0.52	8.7	
HD 74950⋆	3.0	−0.72	—	—	—	−2.44	3.16±0.73	8.5	
HD 82221	2.0	−0.55	0.53	572±135	403±117	−1.38	2.66±0.61	8.7	
HD 83548	4.0	−0.26	0.00	192±45	145±9	−0.91	2.36±0.52	8.3	
HD 84610	3.0	−0.29	0.15	390±91	370±104	−0.29	2.12±0.47	8.5	
HD 84678	4.0	−0.43	0.49	1388±327	—	−2.20	2.94±0.66	8.3	
HD 88035	3.0	−0.29	0.22	701±164	—	−0.30	2.13±0.47	8.5	
HD 88562	2.0	−0.63	0.17	816±193	404±170	−1.20	2.62±0.60	10.0	

Tabela A.8, continuação

Estrela	M/M$_\odot$	B.C	Av	r_{spec} (pc)	r_{HIP} (pc)	M_V	log L/L$_\odot$	log (anos)	Fonte
HD 89175	3.0	−0.30	0.28	560±131	261±43	−1.29	2.53±0.56	9.5	
HD 91208	2.0	−0.23	0.10	227±53	186±26	1.14	1.53±0.34	9.0	
HD 91979	3.0	−0.29	0.25	405±95	—	0.19	1.93±0.43	9.0	
HD 92626	2.0	−0.33	0.12	273±64	291±43	−0.23	2.11±0.47	8.7	
HD 105902	2.0	−0.38	0.00	524±123	—	0.15	1.98±0.44	9.0	
HD 107264	4.0	−0.49	0.38	1462±345	—	−2.54	3.10±0.70	8.0	
HD 107541	1.0	−0.26	0.14	221±51	183±48	2.52	1.00±0.22	10.0	
HD 110483	3.0	−0.29	0.40	432±101	—	−0.05	2.03±0.45	8.5	
HD 110591	2.0	−0.38	0.13	1287±303	—	−1.34	2.58±0.58	9.5	
HD 111315	4.0	−0.29	0.14	226±53	143±5	−1.36	2.55±0.57	8.3	
HD 113291	2.0	−0.38	0.12	366±86	336±112	0.65	1.78±0.40	9.0	
HD 116869	2.0	−0.33	0.00	885±208	—	−0.23	2.11±0.47	8.7	
HD 119185	4.0	−0.33	0.02	1336±314	—	−1.73	2.71±0.61	8.5	
HD 120571	4.0	−0.43	0.09	1876±442	—	−2.20	2.94±0.66	8.3	
HD 120620	1.0	−0.26	0.00	232±54	—	2.77	0.89±0.20	9.5	
HD 122687	3.0	−0.26	0.54	578±135	—	−0.16	2.06±0.46	8.5	
HD 123396	2.0	−0.43	0.32	586±138	561±230	−0.19	2.14±0.48	10.0	
HD 123701	3.0	−0.26	0.19	560±131	—	−0.42	2.16±0.48	8.5	
HD 123949	2.0	−0.43	0.09	579±136	325±117	−0.20	2.14±0.48	8.7	
HD 126313	4.0	−0.29	0.24	552±129	515±223	−1.36	2.55±0.57	8.3	
HD 130255	1.0	−0.55	0.00	804±190	—	−0.88	2.46±0.56	10.0	
HD 131670	3.0	−0.38	0.00	574±135	347±125	−0.78	2.35±0.53	8.5	
HD 136636	3.0	−0.29	0.55	474±111	—	−0.29	2.12±0.47	8.5	
HD 142751	4.0	−0.43	0.43	686±161	—	−1.45	2.64±0.60	8.0	
HD 143899	3.0	−0.26	0.26	494±116	182±25	−0.42	2.16±0.48	8.5	
HD 147884	2.0	−0.23	0.31	273±64	—	1.14	1.53±0.34	8.7	
HD 148177	3.0	−0.56	0.64	830±196	—	−1.81	2.84±0.65	8.7	
HD 154430	3.0	−0.71	0.79	1195±283	—	−2.46	3.16±0.73	8.5	
HD 162806	3.0	−0.49	0.45	901±212	—	−1.73	2.78±0.63	8.7	
HD 168214	2.0	−0.18	0.23	181±42	131±18	1.43	1.39±0.31	9.0	
HD 168560	3.0	−0.56	0.58	737±174	—	−1.81	2.84±0.65	8.7	
HD 168791	2.0	−0.55	0.35	495±117	245±51	−1.13	2.56±0.58	9.5	
HD 176105	4.0	−0.49	0.34	956±225	—	−2.30	3.01±0.68	8.5	
HD 177192	4.0	−0.38	0.25	1652±389		−2.35	2.98±0.67	8.0	
HD 180996	3.0	−0.29	0.55	311±73	273±78	−0.04	2.02±0.45	8.5	
HD 182300	3.0	−0.26	0.45	593±139	—	0.07	1.97±0.44	9.0	
HD 183915	4.0	−0.49	0.89	549±129	373±93	−2.29	3.00±0.68	8.5	
HD 187308	3.0	−0.29	0.21	325±76	241±50	−0.29	2.12±0.47	8.5	
HD 193530	2.0	−0.56	0.15	1176±277	—	−1.38	2.67±0.61	8.7	
HD 196445	4.0	−0.56	0.12	2127±502	—	−2.62	3.16±0.72	8.3	
HD 199435	2.0	−0.26	0.13	378±88	215±25	0.27	1.89±0.42	8.7	
HD 200995	3.0	−0.43	0.10	641±151	347±171	−0.89	2.42±0.55	8.5	
HD 201657	2.0	−0.38	0.29	409±96	194±27	−0.34	2.18±0.49	8.7	
HD 201824	3.0	−0.30	0.14	830±195	—	−0.79	2.33±0.52	8.5	
HD 204075	6.0	−0.17	0.05	350±82	118±2	−4.02	3.57±0.78	7.5	
HD 207277	2.0	−0.43	0.00	582±137	—	−0.70	2.34±0.53	9.0	
HD 210709	2.0	−0.38	0.00	519±122	—	0.65	1.78±0.40	9.0	
HD 210946	4.0	−0.33	0.07	794±186	—	−1.48	2.61±0.58	8.3	
HD 211173	3.0	−0.33	0.00	764±180	—	−0.92	2.39±0.53	8.5	
HD 211594	3.0	−0.30	0.00	524±123	170±33	−0.54	2.23±0.50	8.5	
HD 211954	3.0	−0.49	0.00	2330±550	—	−1.69	2.76±0.63	8.7	
HD 214579	2.0	−0.55	0.00	842±199	—	−1.38	2.66±0.61	8.7	
HD 217143	2.0	−0.43	0.00	486±114	—	−0.45	2.24±0.51	9.5	
HD 217447	3.0	−0.26	0.00	386±90	321±76	−0.42	2.16±0.48	8.5	

Tabela A.8, continuação

Estrela	M/M$_\odot$	B.C	Av	r_{spec} (pc)	r_{HIP} (pc)	M_V	log L/L$_\odot$	log (anos)	Fonte
HD 219116	2.0	−0.30	0.00	834±196	—	−0.35	2.15±0.48	9.5	
HD 223586	1.0	−0.38	0.00	96±22	—	2.15	1.18±0.26	9.5	
HD 223617	2.0	−0.38	0.00	257±60	195±25	−0.09	2.08±0.47	9.0	
HD 252117	3.0	−0.43	1.52	742±175	510±421	−1.64	2.72±0.61	8.5	
HD 273845	2.0	−0.33	0.12	699±164	—	0.26	1.92±0.43	9.0	
HD 288174	3.0	−0.33	0.50	680±160	520±306	−0.67	2.29±0.51	8.5	
MFU 112	3.0	−0.30	0.38	1491±350	—	−0.54	2.23±0.50	8.5	
BD-18°821	3.0	−0.26	0.08	847±199	—	−0.91	2.36±0.52	8.5	II
CD-26°7844	3.0	−0.23	0.28	728±170	—	0.20	1.90±0.42	8.5	
CD-30°9005	3.0	−0.38	0.25	794±187	—	−0.53	2.25±0.51	8.7	
CD-34°6139	4.0	−0.29	0.61	1208±284	—	−1.37	2.55±0.57	8.3	
CD-34°7430	3.0	−0.29	0.28	747±175	—	−0.05	2.03±0.45	8.5	
CD-46°3977	3.0	−0.29	0.46	631±148	—	−0.05	2.03±0.45	8.5	
HD 5322	4.0	−0.33	0.00	920±216	1219±773	−2.49	3.02±0.68	8.0	
HD 18182	3.0	−0.29	0.00	910±213	645±507	−0.80	2.33±0.52	8.5	
HD 18361	3.0	−0.29	0.00	519±122	—	−0.05	2.03±0.45	8.5	
HD 21682	3.0	−0.21	0.00	684±160	—	−0.14	2.03±0.45	8.5	
HD 21980	4.0	−0.33	0.00	1240±291	—	−1.73	2.71±0.61	8.3	
HD 26886	3.0	−0.26	0.14	453±106	216±42	−0.68	2.17±0.48	8.5	
HD 31812	3.0	−0.23	0.13	559±131	—	−0.28	2.09±0.46	8.5	
HD 33409	3.0	−0.34	0.13	1265±297	—	−1.67	2.69±0.60	9.5	
HD 33709	4.0	−0.26	0.17	785±184	—	−1.73	2.69±0.60	8.5	
HD 39778	3.0	−0.26	0.22	868±203	—	−0.42	2.16±0.48	8.5	
HD 41701	3.0	−0.26	0.16	244±57	—	−0.17	2.06±0.46	8.5	
HD 42700	3.0	−0.33	0.24	933±219	—	−0.92	2.39±0.53	8.5	
HD 45483	3.0	−0.33	0.22	722±169	425±114	−0.92	2.39±0.53	8.5	
HD 48814	3.0	−0.33	0.49	438±103	—	−0.67	2.29±0.51	8.5	
HD 49017	3.0	−0.23	0.19	486±114	—	0.20	1.90±0.42	8.5	
HD 49661	3.0	−0.26	0.53	674±158	—	−0.67	2.26±0.50	8.5	
HD 49778	4.0	−0.26	0.26	463±100	—	−1.23	2.49±0.55	8.5	
HD 50075	3.0	−0.29	0.52	533±125	—	−0.30	2.13±0.47	8.7	
HD 50843	2.0	−0.38	0.63	330±77	305±86	−0.09	2.08±0.47	9.0	
HD 51315	5.0	−0.33	0.43	857±201	—	−2.47	3.01±0.67	8.0	
HD 53199	3.0	−0.26	0.78	709±166	561±362	−0.92	2.36±0.52	8.5	
HD 58121	5.0	−0.38	0.80	691±162	—	−2.07	2.87±0.64	8.0	
HD 62017	4.0	−0.26	0.71	1308±307	—	−2.48	2.99±0.66	8.0	
HD 88495	2.0	−0.30	0.25	231±54	—	1.39	1.45±0.32	9.0	
HD 90167	4.0	−0.38	0.16	1034±243	—	−1.84	2.78±0.62	8.5	
HD 95193	3.0	−0.26	0.08	426±100	471±175	0.07	1.97±0.44	9.0	
HD 95345	2.0	−0.49	0.00	151±35	110±2	−1.04	2.50±0.57	9.0	
HD 107270	3.0	−0.15	0.16	297±69	273±34	−0.35	2.09±0.46	8.5	
HD 109061	2.0	−0.38	0.35	525±123	—	−0.85	2.38±0.53	9.5	
HD 113195	3.0	−0.38	0.21	897±211	—	−1.03	2.45±0.55	8.7	
HD 115277	3.0	−0.33	0.00	514±120	328±87	−0.42	2.19±0.49	8.5	
HD 119650	5.0	−0.49	0.00	1057±249	709±533	−2.54	3.10±0.70	8.0	
HD 134698	1.0	−0.49	0.09	475±112	—	0.20	2.01±0.46	10.0	
HD 139266	2.0	−0.63	0.27	986±233	—	−1.45	2.72±0.62	9.0	
HD 139409	2.0	−0.38	0.16	326±76	175±27	−0.59	2.28±0.51	9.5	
HD 142491*	4.0	−0.33	—	—	—	−1.71	2.71±0.60	8.3	
HD 147136	4.0	−0.29	0.31	765±179	—	−1.36	2.55±0.57	8.3	
HD 148892	3.0	−0.26	0.25	950±223	—	−0.91	2.36±0.52	8.5	
HD 168986*	6.0	−0.33	—	—	—	−3.16	3.29±0.74	8.0	
HD 169106	4.0	−0.29	0.45	673±158	—	−1.37	2.55±0.57	8.3	
HD 174204	4.0	−0.29	0.34	1632±383	—	−1.61	2.65±0.59	8.3	

Tabela A.8, continuação

Estrela	M/M$_\odot$	B.C	Av	r_{spec} (pc)	r_{HIP} (pc)	M_V	log L/L$_\odot$	log (anos)	Fonte
HD 184001	3.0	−0.26	0.26	736±172	—	−0.42	2.16±0.48	8.5	
HD 204886	3.0	−0.43	0.00	644±151	512±199	−0.89	2.42±0.55	8.5	
HD 212484	2.0	−0.34	0.05	845±198	—	−0.72	2.31±0.52	9.5	
HD 213084	3.0	−0.26	0.09	593±139	—	0.32	1.87±0.41	9.0	
HD 223938	2.0	−0.26	0.00	332±78	243±57	1.01	1.59±0.35	9.0	
MFU 214	3.0	−0.33	0.04	843±198	—	−0.42	2.19±0.49	8.5	
MFU 229	3.0	−0.29	0.37	813±191	—	−0.05	2.03±0.45	8.5	
HD 12392	2.0	−0.29	0.00	264±62	—	1.38	1.45±0.32	9.0	B81
HD 17067	2.0	−0.71	0.00	1545±366	—	−2.27	3.08±0.71	9.5	
HD 90127	2.0	−0.43	0.06	304±71	234±31	−0.20	2.14±0.48	9.5	
HD 102762	2.0	−0.56	0.00	768±181	—	−1.37	2.66±0.61	8.7	
HD 114678	3.0	−0.20	0.00	550±129	—	−0.38	1.93±0.42	8.5	
HD 180622	3.0	−0.43	0.63	337±79	174±22	−0.63	2.31±0.52	8.7	
HD 200063	2.0	−0.81	0.22	656±155	—	−2.07	3.04±0.70	8.7	
HD 210030	5.0	−0.38	0.00	817±192	—	−2.09	2.88±0.65	8.0	
HD 214889	2.0	−0.29	0.00	509±119	—	0.38	1.85±0.41	8.7	
HD 215555	2.0	−0.20	0.00	233±54	122±18	1.53	1.36±0.30	9.0	
HD 216809	6.0	−0.56	0.00	2433±575	—	−3.57	3.54±0.81	7.5	
HD 221879	6.0	−0.63	0.00	1932±457	—	−3.15	3.40±0.78	7.7	
BD-01°302	2.0	−0.70	0.00	3000±710	—	−2.28	3.08±0.71	9.5	G97
HD 749	1.0	−0.38	0.00	197±46	179±32	1.40	1.48±0.33	10.0	
HD 88927	2.0	−0.43	0.22	407±95	—	0.05	2.04±0.46	8.7	
HD 211221	3.0	−0.33	0.00	1050±247	—	−0.67	2.29±0.51	8.5	
BD+09°2384	2.0	−0.30	0.00	620±145	—	0.89	1.65±0.37	9.0	LB91
HD 89638	3.0	−0.30	0.19	368±86	195±29	−0.54	2.23±0.50	8.5	
HD 187762	2.0	−0.33	0.21	562±132	355±184	0.01	2.02±0.45	9.0	M97

Tabela A.9: Dados cinemáticos das estrelas de bário: velocidade radial (Coluna 2), velocidades espaciais (Colunas 3, 4 e 5), probabilidade de pertencer ao disco jovem, disco jovem/velho, disco velho, disco velho/espesso, disco espesso e halo (Coluna 6).

Estrela	RV	U_{LSR}	V_{LSR}	W_{LSR}	P
	$km\,s^{-1}$	$km\,s^{-1}$	$km\,s^{-1}$	$km\,s^{-1}$	
Disco jovem					
BD-14°2678	3.6± 0.4	−13.9	5.8	0.6	0.75
CD-26°7844	13.7±0.1	−24.5	−4.0	3.9	0.79
HD 21989	14.0±0.2	−29.1	−2.5	5.8	0.70
HD 22772	5.8±0.2	−4.1	−6.9	18.4	0.76
HD 35993	21.5±0.1	5.2	−9.4	9.1	0.88
HD 36650	32.6±0.3	−18.4	−18.9	−1.9	0.80
HD 38488	23.5±0.1	26.0	−2.7	8.6	0.73
HD 49017	−1.3±0.1	−19.0	−2.1	−2.0	0.83
HD 58121	15.1±0.1	3.7	5.4	10.9	0.73
HD 58368	36.5±0.1	22.4	−4.6	13.8	0.72
HD 59852	0.9±0.1	−20.8	−3.4	−1.3	0.83
HD 61332	17.1±0.1	−15.3	−3.6	−11.3	0.81
HD 62017	16.6±0.3	9.7	5.2	−5.7	0.77
HD 88495	15.0±0.5	-9.9	−6.7	−10.4	0.86
HD 95193	−0.9±0.1	4.3	7.2	−3.3	0.76
HD 107270	19.2±0.1	17.2	−22.9	2.3	0.74
HD 136636	3.1±0.1	−4.4	4.4	6.2	0.80
HD 139266	−1.4±0.2	8.9	1.9	8.5	0.81
HD 169106	7.9±0.5	−12.2	6.0	−2.9	0.75
HD 180996	−8.8±1.5	−5.3	−1.5	−7.7	0.86
HD 288174	32.5±0.7	21.5	−3.7	8.7	0.79
Disco jovem/velho					
BD-08°3194	4.2±0.5	−22.0	7.8	8.5	0.60/0.40
BD-18°821	36.0±0.2	36.9	−12.4	11.2	0.50/0.49
CD-38°585	25.17±0.3	17.1	4.1	10.2	0.70/0.30
HD 4084	9.4±0.3	−20.9	7.9	2.3	0.60/0.38
HD 19014	14.5±0.2	−1.7	8.5	−18.9	0.50/0.50
HD 22285	−8.4±0.3	−30.6	19.1	4.7	0.60/0.37
HD 31812	38.2±0.1	30.6	−20.7	13.4	0.50/0.50
HD 32901	20.6±0.1	21.6	−1.5	18.6	0.60/0.40
HD 49641	7.0±0.1	−10.2	−4.8	−24.1	0.60/0.40
HD 49778	1.6±0.1	−9.6	11.8	5.3	0.50/0.47
HD 50075	18.3±0.1	−27.9	−20.1	3.4	0.70/0.30
HD 50843	13.7±0.1	−4.2	−10.0	−25.0	0.60/0.40
HD 53199	25.8±0.2	18.4	6.7	−3.0	0.70/0.30
HD 91208	0.8±0.1	23.0	4.7	−12.3	0.60/0.40
HD 183915	−49.2±0.6	31.4	−17.5	−2.9	0.70/0.30
HD 184001	−38.0±0.1	42.7	−14.3	−7.7	0.40/0.60
HD 187308	2.9±0.2	−5.4	16.8	−5.9	0.30/0.65
HD 187762	−41.9±0.1	41.8	−83.1	3.4	0.50/0.48
HD 210946	−7.0±0.5	−18.3	5.1	13.7	0.60/0.39
HD 213084	13.2±0.2	−2.7	−24.1	12.9	0.70/0.30
HD 217447	13.4±0.6	−4.7	14.1	−9.7	0.40/0.56
HD 223586	−8.9±1.2	−18.6	0.4	13.9	0.70/0.30
HD 252117	25.8±1.3	16.3	12.5	−15.3	0.30/0.67
HD 273845	16.5±0.6	−23.0	6.3	−16.7	0.40/0.56

Tabela A.9, continuação

Disco velho					
BD-09°4337	−36.5±0.4	13.5	8.6	−25.5	0.78
CD-29°8822	14.7±0.4	13.1	6.7	24.5	0.70
CD-30°8774	−1.5±0.1	69.4	−13.2	−13.0	0.78
CD-30°9005	−11.8±0.1	20.8	14.6	−8.9	0.70
CD-34°6139	1.3±0.1	50.5	15.2	−2.7	0.96
CD-34°7430	7.6±0.1	93.7	−22.4	−1.3	0.90
CD-42°2048	46.7±0.3	28.9	42.2	−53.3	0.76
CD-46°3977	50.1±0.2	4.4	−36.0	8.5	0.73
CD-53°8144	−53.5±0.8	83.0	−42.8	−21.2	0.80
CD-61°1941	−6.7±0.1	−18.5	41.3	0.8	0.98
CPD-62°1013	−1.2±0.3	−10.3	34.2	−4.4	0.99
CPD-64°4333	18.8±0.3	−41.3	30.4	−6.4	0.98
HD 749	23.6±0.1	−13.3	−51.5	1.1	0.96
HD 5825	12.9±0.2	21.3	28.9	−10.2	0.98
HD 12392	−23.7±0.1	−27.2	−29.1	17.2	0.78
HD 15589	68.3±0.3	−16.4	−56.0	−43.3	0.74
HD 17067	−2.7±0.2	29.5	22.7	36.2	0.96
HD 18182	25.6±0.2	11.1	−52.0	−10.6	0.95
HD 18361	7.1±0.2	15.5	29.9	4.0	0.98
HD 20394	22.7±0.3	−0.9	26.9	−17.6	0.97
HD 21682	−2.1±0.2	73.8	36.2	12.3	0.94
HD 24035	−6.1±0.2	21.6	34.8	−20.5	0.98
HD 26886	1.7±0.2	−16.4	−11.3	0.7	0.92
HD 29370	10.7±0.2	−26.3	15.1	−18.7	0.89
HD 30240	0.0±0.1	−3.8	29.3	−3.8	0.97
HD 30554	5.9±0.3	65.7	−8.8	−0.5	0.95
HD 32712	11.3±0.2	−103.9	−20.6	27.1	0.72
HD 33709	24.8±0.1	14.7	21.4	−23.3	0.96
HD 39778	47.4±0.1	90.8	−7.6	7.4	0.93
HD 40430	−22.6±0.2	−36.7	17.5	1.8	0.91
HD 41701	−5.1±0.1	−5.9	15.9	14.5	0.73
HD 45483	20.9±0.1	−5.7	52.2	−42.9	0.86
HD 48814	38.5±0.1	−3.0	−20.3	−39.0	0.92
HD 49661	56.6±0.1	44.4	−9.6	56.6	0.79
HD 51959	39.9±0.1	32.0	1.1	−21.8	0.73
HD 64425	6.2±0.1	−39.5	8.9	−4.3	0.76
HD 67036	6.5±0.2	26.1	21.0	23.0	0.97
HD 71458	35.7±0.1	57.9	−1.9	25.2	0.96
HD 82221	1.3±0.2	40.7	17.4	−4.0	0.94
HD 83548	5.8±0.2	−47.9	6.3	0.3	0.84
HD 84610	17.8±0.2	92.8	−4.5	−20.9	0.90
HD 88035	−1.6±0.1	88.2	13.1	−34.1	0.84
HD 89638	−4.1±0.1	23.6	27.6	16.6	0.98
HD 88927	39.1±0.2	82.5	−6.2	34.3	0.87
HD 89175	45.6±0.6	43.5	−41.8	14.4	0.95
HD 90127	−11.6±0.4	−28.8	19.3	3.5	0.89
HD 91979	12.6±0.1	80.1	9.4	34.7	0.89
HD 92626	21.7±0.3	36.8	−22.4	−20.3	0.82
HD 102762	−15.7±0.1	55.3	28.7	1.6	0.98
HD 105902	−4.0±0.1	−54.1	−26.0	−35.6	0.92
HD 107264	−18.4±0.1	40.8	13.1	11.1	0.91
HD 109061	40.2±0.3	−0.9	−57.7	−39.0	0.79
HD 110483	−31.8±0.1	64.5	12.4	20.3	0.97
HD 111315	−4.0±0.1	−15.5	23.6	1.4	0.92
HD 113291	−24.3±0.2	54.6	−6.1	−6.3	0.85
HD 114678	−19.0±0.2	2.8	37.1	−0.4	0.93
HD 116869	−12.2±0.1	−19.3	39.6	−2.0	0.98

Tabela A.9, continuação

HD 119650	−0.5±0.2	38.5	22.5	30.8	0.97
HD 120571	−32.4±0.2	51.7	5.8	5.3	0.90
HD 120620	26.6±0.4	−69.0	18.6	5.4	0.97
HD 122687	−18.5±0.1	−3.0	30.0	−8.1	0.98
HD 123701	−26.8±0.3	−2.0	43.0	−6.6	0.98
HD 123949	−8.4±0.2	−1.2	44.9	20.9	0.97
HD 126313	−32.6±0.2	21.4	34.3	6.7	0.98
HD 131670	−18.4±0.2	−28.8	22.6	−37.6	0.96
HD 134698	−24.1±0.2	−1.7	19.3	−21.8	0.92
HD 142751	−72.3±0.2	73.8	7.9	10.8	0.97
HD 143899	−27.3±0.1	−6.2	62.7	−40.3	0.80
HD 147884	17.3±0.1	−35.4	16.9	11.1	0.92
HD 148177	−45.2±0.3	28.3	−46.2	−40.3	0.85
HD 154430	−34.6±0.5	33.9	3.6	22.3	0.81
HD 162806	−44.7±0.6	52.2	−15.1	28.2	0.95
HD 168214	7.2±0.8	−15.3	−24.7	26.6	0.78
HD 168560	4.2±0.5	−11.6	30.1	−11.0	0.98
HD 168791	−38.6±0.4	31.6	18.9	9.8	0.92
HD 176105	7.8±0.5	15.7	−30.3	29.5	0.91
HD 180622	35.5±0.2	−61.0	2.2	9.6	0.95
HD 182300	31.2±0.6	−37.4	23.9	0.7	0.97
HD 196445	−27.7±0.3	24.9	31.2	8.3	0.98
HD 199435	−3.1±0.3	17.0	14.7	−17.1	0.79
HD 200063	−60.4±0.2	49.4	1.9	48.5	0.89
HD 200995	1.7±0.5	15.4	57.6	2.3	0.96
HD 201657	−26.8±1.5	46.2	−5.0	−23.3	0.90
HD 201824	−28.7±1.6	73.8	37.4	−9.2	0.94
HD 204075	1.0±0.5	1.1	48.6	12.6	0.98
HD 204886	−25.6±0.1	37.3	−35.7	18.2	0.94
HD 207277	−21.9±0.5	13.1	15.3	17.0	0.79
HD 210709	29.3±0.4	−91.4	7.6	27.9	0.87
HD 211594	−4.1±0.7	30.3	47.9	18.5	0.96
HD 211954	−7.8±0.4	−3.0	−62.0	−7.5	0.92
HD 214579	6.2±0.6	10.2	−30.9	−24.3	0.83
HD 214889	31.3±0.2	37.8	66.1	−17.6	0.88
HD 215555	−36.4±0.2	64.7	4.1	16.0	0.97
HD 219116	−40.2±0.4	73.6	−22.6	13.3	0.95

Tabela A.9, continuação

HD 223617	32.6±0.5	0.9	30.5	−21.0	0.98
HD 223938	3.4±0.1	92.6	12.5	−37.3	0.78
MFU 214	−32.2±0.1	0.1	8.8	−30.1	0.86
MFU 229	−51.8±0.5	49.9	−21.0	−25.3	0.94
Disco velho/espesso					
CD-27°2233	−8.1±0.3	−10.4	−90.7	15.0	0.36/0.62
HD 29685	−17.1±0.1	46.5	17.6	68.5	0.44/0.55
HD 88562	21.4±0.1	−45.0	−54.6	−44.0	0.64/0.35
HD 107541	86.6±0.4	−22.7	−80.7	23.2	0.53/0.46
HD 110591	31.9±0.5	−126.3	1.3	−33.3	0.37/0.62
HD 115277	51.3±0.2	−124.8	−2.7	−0.9	0.65/0.34
HD 148892	−11.1±0.1	106.9	−32.3	−27.2	0.58/0.41
HD 177192	33.5±0.5	−87.3	71.1	−9.0	0.51/0.47
HD 193530	4.5±0.7	57.6	20.0	−69.5	0.32/0.66
HD 217143	−16.7±0.5	137.3	20.5	11.3	0.36/0.62
Disco espesso					
HD 5424	3.4±0.3	−116.7	−64.3	5.0	0.82
HD 84678	23.7±0.2	120.8	−62.0	−2.2	0.83
HD 113195	22.8±0.1	66.5	−16.1	86.2	0.96
HD 123396	28.6±0.2	79.9	−94.7	23.6	0.94
HD 130255	40.6±0.3	−171.7	−32.7	−69.0	0.93
HD 139409	65.1±0.3	65.1	−71.0	49.8	0.86
HD 210030	25.0±0.1	−33.6	−68.9	−68.2	0.94
HD 211173	−28.1±0.3	133.2	53.0	−46.7	0.95
HD 216809	−1.3±0.2	59.0	−70.1	−55.3	0.89
HD 221879	−7.9±0.1	149.6	−109.8	−56.5	0.86
MFU 112	1.9±0.2	44.1	−12.3	−80.1	0.86
Disco espesso/halo					
HD 119185	−79.1±0.2	245.3	21.4	79.4	0.48/0.52
Halo					
BD+09°2384	−15.8±0.1	−143.9	−284.3	−139.5	1.00