

Universidade Federal do Rio de Janeiro
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza
Observatório do Valongo
Departamento de Astronomia



Análise Quimiocinemática de Anãs
Tardias da Vizinhança Solar

Projeto de Final de Curso

Aluno: Gustavo de Almeida Bragança

Orientador: Prof. Dr. Helio J. Rocha-Pinto

2 de Abril de 2009

*Aos meus pais, Carlos e Wilena,
e a minha irmã, Juliana, pelo ca-
rinho e amor.*

Agradecimentos

Agradeço a minha família pelo amor, apoio e compreensão;

Agradeço ao prof. Helio pelo conhecimento compartilhado, paciência e dedicação;

Agradeço ao prof. Gustavo pelos conselhos de como proceder em certas partes deste projeto;

Agradeço aos demais professores pela aprendizagem dada dentro e fora das salas de aula;

Agradeço aos meus amigos de graduação por tornarem as dificuldades do curso mais brandas, pelas risadas e bons momentos compartilhados;

Agradeço aos funcionários do Observatório do Valongo por tornarem o dia a dia mais agradável e pela ajuda na burocracia quando necessário;

Agradeço ao Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq) pelo apoio financeiro.

Sumário

Agradecimentos	iii
Resumo	v
Abstract	vi
1 Introdução	1
1.1 Evolução química da Galáxia	1
1.1.1 Função de massa inicial e taxa de formação estelar	2
1.1.2 Equações básicas	6
1.1.3 Modelo simples e o Problema das Anãs G	11
1.2 Nucleossíntese	16
1.2.1 Nucleossíntese primordial	16
1.2.2 Nucleossíntese estelar	18
1.3 Grupos cinemáticos	26
2 Metodologia	37
2.1 Cálculo das abundâncias	37
2.2 Estimativa dos erros	41
2.3 Método iterativo para o cálculo do $\log g$	47
2.4 Amostra final	50
2.5 Comparação com dados da literatura	51
3 Resultado e discussões	57
3.1 Análise química	57

3.1.1	Razões de abundâncias	57
3.1.2	Distribuição das abundâncias	63
3.2	Análise quimiocinemática	68
3.2.1	O algoritmo N -dimensional	72
3.2.2	Análise paramétrica	75
3.2.3	O grupo LHS 1982	77
4	Conclusões	82
A	Amostra	89
B	Siglas e Símbolos	122

Resumo

Uma das grandes contribuições ao entendimento da evolução química da Galáxia provêm de estudos de distribuição de abundâncias químicas das estrelas e cálculos dos processos nucleossintéticos formadores de elementos químicos. Nos últimos anos, houve um aumento no número de levantamentos espectroscópicos que, graças a novas tecnologias, possuem uma quantidade crescente de estrelas e elementos químicos. A maior quantidade de grupos que trabalham na busca por planetas extrassolares também explica essa maior profusão de levantamentos espectroscópicos. Problemas clássicos de evolução química da Galáxia, tais quais o problema das anãs G e a relação idade-metalicidade, podem ser reinvestigados com maior precisão. Realizamos um levantamento das abundâncias químicas para 325 anãs G do disco fino situadas dentro de 25 pc de distância do Sol. A partir das abundâncias de Na, Si, Ca, Ni, Fe e Ba, e velocidades espaciais U , V e W reinvestigamos vínculos observacionais clássicos como a distribuição de metalicidades e padrões químicos em um espaço de velocidades. Também desenvolvemos um método que localiza grupos estelares co-moventes em um espaço de N dimensões usando a estatística de Kolmogorov-Smirnov e simulações de distribuições aleatórias. Utilizando os valores das abundâncias dos 6 elementos químicos pesquisados e as velocidades U e V , construímos um espaço octodimensional e fomos capazes de identificar um provável novo grupo co-movente: LHS 1982.

Palavras-chave: Galáxia: evolução química – Galáxia: abundâncias – Galáxia: vizinhança Solar.

Abstract

One of the major contribution to the understanding of the chemical evolution of the Galaxy is played by studies of stellar chemical abundance distributions and calculations of nucleosynthetic processes that form chemical elements. In the last years, there has been an increase in the number of spectroscopic studies that, owing to new technologies, surveys a larger and larger number of stars and chemical elements. The large number of groups searching for extra-solar planets also explains this increasing interest in spectroscopic surveys. Classical problems on the chemical evolution of the Galaxy, such as the G dwarf problem and the age-metallicity relation, can be reinvestigated with better accuracy. We did a chemical abundance survey of 325 thin disk G dwarfs situated within 25 pc from the Sun. Using the abundances of Na, Si, Ca, Ni, Fe and Ba, and spatial velocities U , V , W , we reinvestigated some classical observational constraints such as abundance distributions and chemical patterns inside the velocity phase space. We also developed a method to find stellar moving groups inside an N -dimensional space using the Kolmogorov-Smirnov statistics and simulations of random groups. Using the abundances of the 6 chemical elements and the spatial velocities U and V , we built an eight-dimensional space and were able to identify a probably new co-moving group: LHS 1982.

Keywords: Galaxy: chemical evolution – Galaxy: abundances – Galaxy: solar neighbourhood

Capítulo 1

Introdução

*“There once was a lady named Bright,
Who traveled much faster than light.
She departed one day, in a relative way,
And returned on the previous night.”*

Anônimo

1.1 Evolução química da Galáxia

Sabemos que os elementos químicos são sintetizados no interior das estrelas e, na fase final da vida destas, são ejetados no meio interestelar (MIE)¹ através dos ventos ou das explosões de supernova. Esses elementos químicos são absorvidos por novas estrelas que se formam a partir do gás do MIE.

Estudos de evolução química têm como objetivo descrever como a distribuição dos elementos químicos é modificada tanto em função da posição na Galáxia quanto da idade. Para isso, modelos teóricos são construídos e comparados aos dados observacionais.

Conceitos e equações importantes para o entendimento desses modelos são descritos a seguir.

¹Glossário com símbolos e siglas pode ser encontrado no Apêndice B.

1.1.1 Função de massa inicial e taxa de formação estelar

O número de estrelas formadas no intervalo de massa $(m, m + dm)$ e no intervalo de tempo $(t, t + dt)$ é dado por

$$d^2n^*(m, t) = \phi(m)\psi(t)dm dt, \quad (1.1)$$

em que $\psi(t)$ é a *taxa de formação estelar* (TFE), que é a massa total transformada em estrelas por unidade de tempo, e $\phi(m)$ é a *função de massa inicial* (FMI). A FMI é uma distribuição relacionada à quantidade de estrelas de massa m que se formam a cada geração estelar. A FMI é uma função normalizada, ou seja:

$$\int_0^\infty m\phi(m)dm = 1. \quad (1.2)$$

É usual aproximar a FMI por uma lei de potência:

$$\phi(m) \propto m^{-\alpha}, \quad (1.3)$$

em que α é a inclinação da FMI.

O trabalho pioneiro de Salpeter (1955) inferiu uma FMI com $\alpha = 2.35$ para o intervalo de massa $0.4 \lesssim m/m_\odot \lesssim 10$. Durante os anos, diversos grupos trabalharam na tentativa de inferir uma FMI mais precisa e para um intervalo de massa maior. Um passo importante foi dado por Miller & Scalo (1979) que utilizaram uma amostra de estrelas próximas para calcular a FMI:

$$\phi(m) \propto \begin{cases} m^{-2.5} & \text{para } 1 m_\odot < m < 10 m_\odot \\ m^{-3.3} & \text{para } m > 10 m_\odot \end{cases} \quad (1.4)$$

Parte da importância do trabalho de Miller & Scalo (1979) foi a cuidadosa análise de erros observacionais e o efeito de sua propagação sobre a FMI empiricamente inferida.

Posteriormente, Scalo (1986) utilizou um levantamento maior e mais profundo de estrelas, composto de estrelas do campo Galáctico e de associações OB. Ele inferiu um índice $\alpha = 2.7$ para $m \lesssim 2 m_\odot$, porém com muita incerteza na região $m \gtrsim 10 m_\odot$. O trabalho de

Scalo (1986), até hoje, é a análise mais profunda e abrangente sobre a FMI. Os trabalhos de Kroupa et al. (1990, 1991, 1993) forneceram uma maior compreensão sobre a forma da função de luminosidade estelar em termos físicos, e as diferenças nos resultados para o regime de baixas massas obtidas por Miller & Scalo (1979) e Scalo (1986) puderam ser resolvidas.

Massey (1998) inferiu um índice α igual ao de Salpeter para estrelas com massa $m \gtrsim 10 m_{\odot}$. Para tal, sua amostra era composta de associações OB e aglomerados densos com populações variando em metalicidade desde uma próxima à solar até a um décimo desta. Mais recentemente, Kroupa (2007a,b) afirmou que o *índice de Salpeter/Massey* $\alpha = 2.35$ pode ser considerado uma *FMI estelar universal*, sendo assim, invariante para o intervalo de massa $m \lesssim 0.5 m_{\odot}$.

Diversos outros trabalhos discutem sobre o formato da FMI, e resenhar todos eles não é o objetivo deste trabalho. Para uma abordagem mais completa, sugerimos a leitura de Scalo (2005), Kroupa (2007a,b) e referências nestes incluídas.

Entretanto, uma simples lei de potências mostra-se incapaz de descrever o comportamento da FMI para todo o intervalo de massas. Assim, é comum ajustar diferentes parametrizações para a FMI em diferentes intervalos de massa.

Kroupa (2007b) propõe os seguintes índices da *FMI universal* para o espectro de massa:

$$\phi(m) \propto \begin{cases} m^{-0.3 \pm 0.7} & \text{para } 0.01 \lesssim m/m_{\odot} \lesssim 0.08 \\ m^{-1.3 \pm 0.5} & \text{para } 0.08 \lesssim m/m_{\odot} \lesssim 0.5 \\ m^{-2.3 \pm 0.7} & \text{para } 0.5 \lesssim m/m_{\odot} \lesssim 150. \end{cases} \quad (1.5)$$

A FMI pode ser obtida através da função de luminosidade $\Phi(M)$, em que M é a magnitude da estrela. A função de luminosidade deve ser determinada para estrelas da sequência principal de aglomerados ou da vizinhança solar e corrigida devido à evolução estelar. De acordo com Binney & Merrifield (1998), se as estrelas estudadas foram formadas em uma mesma época, não é necessário realizar nenhuma correção na função de luminosidade, porém, se a TFE é aproximadamente constante, como se espera que seja na vizinhança solar, a função de luminosidade deve ser corrigida. Eles propõem que uma

estimativa da **função de luminosidade inicial** $\Phi_0(M)$ seja:

$$\Phi_0(M) = \Phi(M) \times \begin{cases} \tau/\tau_{\text{SP}}(M) & , \text{ para } \tau_{\text{SP}}(M) < \tau \\ 1 & , \text{ caso contrário,} \end{cases} \quad (1.6)$$

em que τ é o tempo desde que a população começou a ser formada e $\tau_{\text{SP}}(M)$ é o tempo de vida na sequência principal de uma estrela de magnitude M . O fator $t/\tau_{\text{SP}}(M)$ corrige o fato de só observarmos estrelas com magnitude M nascidas há menos de $\tau_{\text{SP}}(M)$ anos. A FMI pode ser inferida utilizando a função de luminosidade inicial $\Phi_0(M)$:

$$\phi(m) = \frac{dM}{dm} \Phi_0[M(m)]. \quad (1.7)$$

Agora, o problema é determinar a função $M(m)$. De acordo com Binney & Merrifield (1998), $M(m)$ pode ser encontrada teoricamente ou empiricamente. Teoricamente, procura-se o valor de $M(m)$ ajustando modelos de atmosfera estelar a modelos de estrelas da sequência principal, variando a massa e a metalicidade. Porém essa técnica torna-se ineficiente para estrelas de massa $m \lesssim 0.5 m_{\odot}$. Estrelas frias e de baixa massa possuem espectros que não se ajustam muito bem à curva de corpo negro. Assim, modelos atmosféricos são mais difíceis de serem ajustados. Empiricamente, utiliza-se estrelas binárias para obter $M(m)$. A massa de binária é obtida através da determinação de sua órbita. Porém, a obtenção desses dados é sujeita a várias incertezas observacionais.

Um outro método para obter a FMI da vizinhança solar ou local é a partir da contagem de estrelas, utilizando princípios semelhantes aos de Salpeter (1955). O objetivo é obter uma função de distribuição de massa representativa das estrelas da vizinhança solar $\phi_{\text{atual}}(m)$, a qual chamaremos *função de massa atual*. Assim, $\phi_{\text{atual}}(m)dm$ representa a quantidade atual de estrelas da sequência principal presentes no intervalo de massa $(m, m + dm)$.

Supomos que τ_m seja a idade de uma estrela de massa m , e T_G seja a idade da Galáxia. As relações a seguir consideram que a vida da estrela dependa apenas da massa inicial, desconsiderando efeitos tais como a metalicidade. Estrelas com tempos de vida maiores que a idade da Galáxia têm-se acumulado desde sua formação ($t \equiv 0$); assim:

$$\phi_{\text{atual}}(m) = \int_0^{T_G} \phi(m)\psi(t)dt, \quad \tau_m \geq T_G, \quad (1.8)$$

descreve a quantidade total dessas estrelas.

Se considerarmos a TFE como uma TFE média passada, a Eq. 1.8 se resume a:

$$\phi_{\text{atual}}(m) = \phi(m)\bar{\psi}T_G, \quad \tau_m \geq T_G, \quad (1.9)$$

onde $\bar{\psi}$ é taxa média de formação estelar. A massa para a qual $\tau_m = T_G$ é a massa de desligamento da sequência principal.

A quantidade atual de estrelas com tempo de vida menor que a idade da Galáxia é dada apenas pelas estrelas formadas a um tempo τ_m atrás, já que estrelas formadas a um tempo maior já morreram. Assim:

$$\phi_{\text{atual}}(m) = \int_{T_G-\tau_m}^{T_G} \phi(m)\psi(t)dt, \quad \text{para } \tau_m \leq T_G. \quad (1.10)$$

Mesmo que a FMI seja constante, a função de massa atual ainda depende da TFE passada. Para tempos de vida pequenos em relação à idade da Galáxia, podemos reescrever a Eq. 1.10 como:

$$\phi_{\text{atual}}(m) = \phi(m)\psi_1\tau_m, \quad \text{para } \tau_m \ll T_G, \quad (1.11)$$

em que ψ_1 é a TFE atual.

Fica evidente que a FMI e a TFE não podem ser obtidas de forma independente, pois estão ligadas pelas Equações 1.8 e 1.10. Só após a obtenção da função de massa atual através da observação de estrelas da vizinhança solar, e propondo uma forma para a TFE, pode-se obter a FMI.

A TFE é um dos parâmetros mais importante para o entendimento da evolução química da Galáxia. Sua obtenção pode ser feita de diversas formas, entre elas:

1. contagem de estrelas em regiões HII, que estão associadas a regiões de formação estelar;

2. função de massa atual;
3. distribuição de idades estelares.

A maioria dos métodos se reduz à obtenção de uma taxa de formação estelar relativa $b = \psi_1/\bar{\psi}$. Alguns autores demonstraram que b provavelmente variou em determinadas épocas (Barry 1988, Majewski 1993, Rocha-Pinto et al. 2000, Hernandez et al. 2000, Cignoni et al. 2006). Essa variação provém de surtos de formação estelar na Galáxia. Por exemplo, Rocha-Pinto et al. (2000) encontrou três surtos distintos A, B e C (nomenclatura original de Majewski 1993) ocorrendo, respectivamente, há 0-1 Ga, 2-5 Ga e 7-9.5 Ga. O surto B, de maior intensidade, possui um valor de b entre 1.25 e 2.5.

1.1.2 Equações básicas

Nossa Galáxia é formada por três componentes principais: o halo, o bojo e o disco.

O halo é composto por estrelas de população II (estrelas predominantemente de baixa metalicidade e velhas), situadas principalmente em aglomerados globulares. O halo possui quase nenhum gás, o que sugere não haver mais formação estelar; possui uma velocidade de rotação sistêmica quase nula. Searle & Zinn (1978) mediram a metalicidade em uma amostra de aglomerados globulares do halo e concluíram que não há um gradiente de metalicidade em função da distância galactocêntrica. Eles formularam a hipótese que o halo foi formado durante um longo período através da aglomeração de muitos fragmentos subgalácticos. Devido à descoberta de galáxias anãs que estão em processo de colisão com a Via Láctea (e.g., Sagittarius, Ibata et al. 1994), hoje se sabe que a formação do halo é um processo contínuo.

O bojo situa-se na parte central da Galáxia. Matteucci & Brocato (1990) previram que a abundância de elementos α no bojo seria maior que a da vizinhança solar devido à alta TFE, o que foi comprovado posteriormente por McWilliam & Rich (1994). Acredita-se que a razão disso seja que a formação estelar no bojo, em épocas passadas, foi bastante intensa, levando a um rápido crescimento na metalicidade dessa região.

O halo foi formado pela aglomeração de um grande número de objetos com massa $m \sim m_{\odot}$. O gás ejetado por esses objetos, que esfria até uma temperatura $\lesssim 10^4$ K,

assenta-se devido à força gravitacional da Galáxia até que forma um disco estável devido à força centrífuga (Binney & Merrifield 1998). O disco é composto majoritariamente por estrelas de população I (estrelas jovens e ricas). Ao analisar-se o perfil de densidade das estrelas $\nu(z)$, em função da altura z em relação ao plano galáctico, espera-se que este tenha uma forma exponencial $\nu \propto e^{-z/z_0}$. Como demonstrado em Binney & Merrifield (1998), observacionalmente, o perfil de densidade aparenta ser bimodal. As explicações plausíveis para tal comportamento são: 1) o perfil de densidade não é uma exponencial; 2) o disco possui duas populações estelares distintas. Medidas de idades e abundâncias corroboram a segunda opção. Assim, separa-se o disco galáctico em duas componentes: o disco fino e o disco espesso. O disco espesso constitui-se de estrelas com idade superior à 10 Ga e com $[\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -0.3$, e o disco fino constitui-se de estrelas com idade inferior à 10 Ga e mais ricas, $[\text{Fe}/\text{H}] \gtrsim -0.5$. As escalas de altura z_0 também são diferentes: Ojha et al. (1996) aponta valores $z_0 = 260 \pm 50$ pc para o disco fino e $z_0 = 760 \pm 50$ pc para o disco espesso.

As equações a seguir descrevem, de forma simplificada, como ocorreu o enriquecimento químico da vizinhança solar. No método, divide-se o disco em regiões e aplica-se o conjunto de equações para cada região utilizando parâmetros específicos locais.

A massa total da Galáxia (\mathcal{M}_G) é a massa total do sistema:

$$\mathcal{M}_G = \mathcal{M}_{\text{gás}} + \mathcal{M}_{\star}, \quad (1.12)$$

em que $\mathcal{M}_{\text{gás}}$ e \mathcal{M}_{\star} são respectivamente a massa em gás e a massa em estrelas. A variação da massa \mathcal{M}_G total pode ser descrita como:

$$\frac{d}{dt}\mathcal{M}_G(t) = f(t) - O(t), \quad (1.13)$$

em que $f(t)$ e $O(t)$ são respectivamente o acréscimo (*infall*) e a perda (*outflow*) de gás pelo sistema.

A variação da massa de gás no sistema é dada por

$$\frac{d}{dt}\mathcal{M}_{\text{gás}} = f(t) - O(t) + E(t) - \psi(t), \quad (1.14)$$

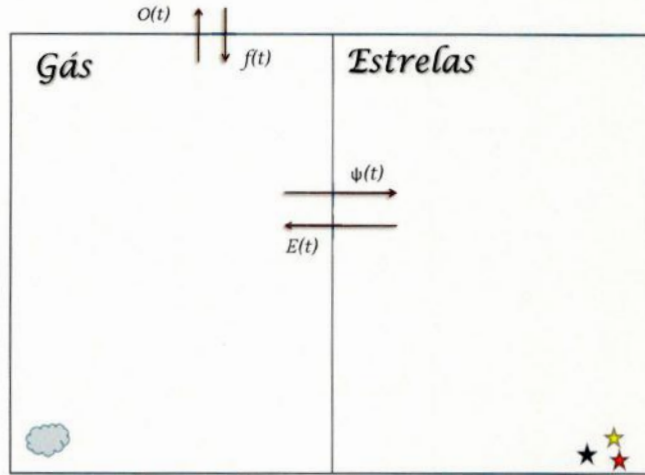


Figura 1.1: Esquema ilustrativo das trocas de massa realizada por uma região do disco galático.

em que $E(t)$ é a taxa de ejeção de massa pelas estrelas e $\psi(t)$ é TFE. A Figura 1.1 ilustra as trocas de massa que ocorrem no sistema. Assim, torna-se trivial a dedução da variação de massa em estrelas:

$$\frac{d}{dt} \mathcal{M}_{\star} = \psi(t) - E(t) \quad (1.15)$$

A taxa de ejeção pode ser obtida se adotarmos a *aproximação de perda de massa súbita* (APMS). Nesta aproximação, a estrela perde toda a massa que deveria ter perdido durante sua vida em um único evento final. Se considerarmos que as estrelas passam 90% de sua vida na sequência principal e, durante esse estágio, a perda de massa é irrisória, a APMS torna-se uma boa aproximação. Assim, consideramos que a estrela morre tão logo deixa a sequência principal. De acordo com Tinsley (1980), a APMS só se torna ineficiente em escalas de vida de 10^6 anos.

Adotando a APMS e tomando τ_m como o tempo de vida de uma estrela de massa m , podemos estipular que a quantidade de estrelas com massa $(m, m + dm)$ a morrer no intervalo de tempo $(t, t + dt)$, $d^2 n^\dagger$, deve ser a mesma quantidade de estrelas que nascem em $(t - \tau_m, t - \tau_m + dt)$. Assim, pela equação 1.1:

$$d^2 n^\dagger(m, t) = d^2 n^*(m, t - \tau_m) = \psi(t - \tau_m) \phi(m) dm dt \quad (1.16)$$

Sendo ω_m a massa da remanescente de uma estrela de massa m , a massa ejetada na fase final de sua vida é $(m - \omega_m)$. A taxa de ejeção pode ser descrita pela integral de $(m - \omega_m)d^2n^\dagger/dt$ em um intervalo de massa:

$$E(t) = \int_{m_{\min}(t)}^{m_{\max}} (m - \omega_m)\psi(t - \tau_m)\phi(m)dm, \quad (1.17)$$

em que m_{\max} é a massa máxima que uma estrela possa atingir, e m_{\min} é a menor massa de uma estrela que morre no tempo t . Associa-se essa massa mínima à massa das estrelas do ponto de desligamento da sequência principal no tempo t considerado (*turnoff point*).

Definimos a grandeza $R(t)$, que é a fração de retorno de massa a cada geração assim:

$$R(t) = \frac{E(t)}{\psi(t)} = \frac{1}{\psi(t)} \int_{m_{\min}(t)}^{m_{\max}} (m - \omega_m)\psi(t - \tau_m)\phi(m)dm \quad (1.18)$$

O nosso interesse é saber como ocorre o enriquecimento da Galáxia. Chamamos de Z a metalicidade média do gás, em que metais são todos os elementos mais pesados que o hidrogênio e hélio. A variação de metais no gás é

$$\frac{d}{dt}(Z(t)\mathcal{M}_{\text{gás}}(t)) = -Z(t)\psi(t) + E_Z(t) + Z_f(t) - Z(t)O(t) \quad (1.19)$$

em que E_Z é a taxa de ejeção de metais pelas estrelas que morrem em t , e Z_f é a metalicidade média do material que é acrescentado ao gás pelo *infall*.

A taxa de ejeção de metais considera todo o tipo de metal que foi ejetado pela estrela, ou seja, tanto os sintetizados quanto os que foram absorvidos na criação das estrelas e reejetados para o MIE. Suponha que temos uma grandeza p_{zm} que constitui a fração de massa que foi convertida em metal na estrela e ejetada para o MIE; assim,

$$\int_{m_{\min}(t)}^{m_{\max}} mp_{zm}\psi(t - \tau_m)\phi(m)dm \quad (1.20)$$

é a taxa de ejeção de massa convertida em metais pelas estrelas do disco em um tempo t .

Em sua morte, uma estrela ejeta uma massa não processada correspondente a $(m - \omega_m - mp_{zm})$. A abundância desse material é a mesma da época do nascimento da estrela, $Z(t - \tau_m)$. Assim, a taxa de ejeção dos metais que foram absorvidos pela estrela, no seu

nascimento, e retornados ao MIE, na sua morte, é

$$\int_{m_{\min}(t)}^{m_{\max}} (m - \omega_m - mp_{zm})Z(t - \tau_m)\psi(t - \tau_m)\phi(m)dm \quad (1.21)$$

A taxa de ejeção de metais, tanto os recém-sintetizados quanto os já existentes, é dada pela soma das Equações 1.20 e 1.21:

$$E_Z(t) = \int_{m_{\min}(t)}^{m_{\max}} [(m - \omega_m - mp_{zm})Z(t - \tau_m) + mp_{zm}]\psi(t - \tau_m)\phi(m)dm \quad (1.22)$$

Porém, a Equação 1.22 só pode ser resolvida por métodos numéricos, devido ao fato de ψ não depender apenas do tempo, mas também de τ_m que por sua vez depende da massa da estrela e, possivelmente, de sua composição química. Para contornar este problema e tornar a Equação 1.22 analiticamente solúvel, adotamos a *aproximação de reciclagem instantânea* (ARI). A ARI considera que estrelas com $m > m_{\min}$ têm um tempo de vida muito curto em relação à idade da Galáxia, ou seja, $\tau_m \rightarrow 0$, enquanto estrelas com $m < m_{\min}$ “vivem para sempre”. Se considerarmos as estrelas de alta massa, a ARI pode ser julgada razoável. Estrelas de alta massa, progenitoras de supernovas, têm um tempo de vida bem menor que a idade da Galáxia. Entretanto, a ARI falha quando consideramos estrelas de baixa massa e intermediária. Essas estrelas são progenitoras de supernovas tipo I; assim, a ARI tende a subestimar metais sintetizados nesse tipo de supernova.

Assim, a Equação 1.18 se reduz a

$$R(t) \rightarrow R = \int_{m_{\min}(t)}^{m_{\max}} (m - \omega_m)\phi(m)dm, \quad (1.23)$$

em que a taxa de ejeção se resume a

$$E(t) = R\psi(t). \quad (1.24)$$

Fica fácil deduzir as equações básicas de variação de massa:

$$\frac{d}{dt}\mathcal{M}_{\text{gás}} = -(1 - R)\psi(t) + f(t) - O(t), \quad (1.25)$$

e

$$\frac{d}{dt}\mathcal{M}_{\star} = (1 - R)\psi(t), \quad (1.26)$$

em que a Equação 1.22 assume a seguinte forma:

$$E_Z(t) = RZ(t)\psi(t) + y(1 - R)[1 - Z(t)]\psi(t). \quad (1.27)$$

A grandeza y , conhecida como *yield* (rendimento, ganho), é a massa dos novos metais (que foram sintetizados) ejetados pelas as estrelas em unidade de massa presa nas estrelas e nos remanescentes:

$$y = \frac{1}{1 - R} \int_{m_{\min}(t)}^{m_{\max}} mp_{zm}\phi(m)dm \quad (1.28)$$

Algumas vezes, p_{zm} é chamado de *yield estelar*, e y , de *yield líquido*.

Considerando que $Z \ll 1$, reescrevemos a equação de evolução química 1.19 como

$$\frac{d}{dt}(Z(t)\mathcal{M}_{\text{gás}}(t)) = -Z(t)[1 - R]\psi(t) + y[1 - R]\psi(t) + Z_f(t) - Z(t)O(t) \quad (1.29)$$

1.1.3 Modelo simples e o Problema das Anãs G

O modelo simples baseia-se em princípios básicos que, aplicados às equações acima, tentam descrever a evolução química da vizinhança solar. Os princípios são:

1. É um modelo de caixa fechada: não há troca de gás entre o sistema e o meio externo, i.e., $f = 0$ e $O = 0$;
2. A FMI é constante;
3. A Aproximação de Reciclagem Instântanea é válida;
4. No início havia apenas gás cuja metalicidade era nula [$Z(t = 0) = 0$ e $\mathcal{M}_{\text{gás}} = \mathcal{M}_G$];

5. O gás é eficientemente misturado, evitando a existência de regiões com uma grande ou pequena concentração de metais.

Essas suposições foram feitas por Schmidt (1963), e as equações que descrevem o sistema foram derivadas por Talbot & Arnett (1971).

As equações básicas para o modelo simples podem ser derivadas a partir de 1.25, 1.26 e 1.29:

$$\frac{d}{dt}\mathcal{M}_{\text{gás}} = -\frac{d}{dt}\mathcal{M}_{\star}(t) = -(1-R)\psi(t), \quad (1.30)$$

$$\frac{d}{dt}\mathcal{M}_G(t) = 0, \quad (1.31)$$

$$\frac{d}{dt}Z(t)\mathcal{M}_{\text{gás}}(t) = -Z(t)[1-R]\psi(t) + y[1-R]\psi(t). \quad (1.32)$$

Utilizando a regra da cadeia, reduzimos a Equação 1.32:

$$\mathcal{M}_{\text{gás}}(t)\frac{d}{dt}Z(t) = y[1-R]\psi(t) \quad (1.33)$$

Dividindo-a pela 1.30, obtemos:

$$\mathcal{M}_{\text{gás}}(t)\frac{d}{d\mathcal{M}_{\text{gás}}(t)}Z(t) = -y. \quad (1.34)$$

Sendo y constante,

$$dZ(t) = -y d\ln \mathcal{M}_{\text{gás}}(t). \quad (1.35)$$

A Equação 1.35 descreve a variação da metalicidade em função da massa de gás e do tempo. No modelo simples, a massa inicial de gás é igual a massa total [$\mathcal{M}_{\text{gás}}(t=0) = \mathcal{M}_G$], e a metalicidade inicial é nula [$Z(t=0) = 0$]. Chamando $\mu = \mathcal{M}_{\text{gás}}(t)/\mathcal{M}_G$ de razão de massa de gás, integramos a 1.35 para obter:

$$Z(t) = y \ln \mu^{-1} \quad (1.36)$$

Este resultado é válido para sistemas em que $Z \ll 1$. A Equação 1.36 descreve uma relação simples da metalicidade do gás em um sistema fechado, tal qual a vizinhança solar. Sendo y constante, a metalicidade varia apenas com a razão de massa de gás. Assim, quando $\mu \rightarrow 0$, teremos $Z \rightarrow \infty$. Este resultado não é realista devido a desconsiderar os efeitos da metalicidade na nucleossíntese estelar (Tinsley 1980).

Utilizando estas equações podemos ainda deduzir a fração de massa de estrelas que possuam metalicidade abaixo de um valor de Z dado. Utilizando a Equação 1.35, a massa de estrelas que possui metalicidade menor que $Z(t)$ é

$$\begin{aligned} \mathcal{M}_{\star}[\lt Z(t)] &= \mathcal{M}_{\star}(t) = \mathcal{M}_G - \mathcal{M}_{\text{gás}}(t) \\ &= \mathcal{M}_G(1 - e^{-Z(t)/y}). \end{aligned} \quad (1.37)$$

Usando esta equação, deduzimos a fração de estrelas com $Z < \alpha Z(t)$:

$$\begin{aligned} \frac{\mathcal{M}_{\star}[\lt \alpha Z(t)]}{\mathcal{M}_{\star}[\lt Z(t)]} &= \frac{1 - e^{-\alpha Z(t)/y}}{1 - e^{-Z(t)/y}} \\ &= \frac{1 - \mu^{\alpha}}{1 - \mu}. \end{aligned} \quad (1.38)$$

Um valor razoável para a fração de massa de gás na vizinhança solar é de $\mu = 0.1$. Para uma dada metalicidade Z , a fração de massa que está presa nas estrelas, com metalicidade igual ou menor à $Z/3$, corresponde a:

$$\mathcal{M}_{\star}\left(\frac{1}{3}Z\right) = 0.51\mathcal{M}_{\star}. \quad (1.39)$$

Ou seja, se a vizinhança solar fosse um sistema fechado, um pouco mais da metade das estrelas teria uma metalicidade menor que um terço da metalicidade atual.

Entretanto, dados observacionais não corroboram o modelo teórico. Levantamentos observacionais de anãs G mostram uma deficiência de estrelas com baixa metalicidade quando comparados ao modelo simples. Este fato foi primeiro descoberto por van den Bergh (1962) e Schmidt (1963) e ficou conhecido como o *Problema das Anãs G*. Esta mesma deficiência também é encontrada em anãs K (Rocha-Pinto & Maciel 1998, Kotoneva et al. 2002) e M (Mould 1978).

À primeira vista, a solução mais plausível é alterar a TFE, fazendo com que a produção de metais ocorra mais rapidamente no início. Entretanto, como o gás primordial possui metalicidade nula e a FMI é constante, uma parcela de anãs G pobres deve-se formar juntamente com as estrelas de alta massa que produzem metais, não importa quão rápido o processo seja.

Diversos autores buscam uma solução para o Problema das Anãs G criando modelos alternativos ao modelo simples. Estas soluções residem em alterar os princípios propostos para o modelo simples. Por exemplo, a idéia de que a vizinhança solar deva ser tratada como um sistema fechado provavelmente é falsa (Tinsley 1980), assim como a idéia de que o gás primordial possuísse $Z = 0$ (Truran & Cameron 1971).

Uma outra solução seria considerar uma FMI variável, já que o modelo simples é derivado usando uma FMI constante. Schmidt (1963) foi o primeiro a sugerir uma FMI variável. Sua sugestão é uma FMI rica em estrelas de grande massa no início da formação da vizinhança solar. Após um certo valor de metalicidade ser atingido, a FMI mudaria para a forma atual. Assim, a criação de estrelas velhas, pobres e de baixa massa seria reduzida. Larson (2005) aponta que a FMI em baixas massas possa depender da metalicidade e de radiação externa (e.g., radiação cósmica de fundo). Esses dois fatores contribuiriam para as condições físicas iniciais da nuvem em colapso.

A idéia de que a vizinhança solar e o disco sejam sistemas fechados é amplamente discutida. Devido a efeitos externos à vizinhança solar, é bastante provável que haja troca de material entre a vizinhança solar e o meio externo. Assim, pode ter ocorrido queda e/ou ejeção de material processado e/ou não processado na vizinhança solar.

Larson (1972) sugere que o Problema das Anãs G possa ser resolvido se for levado em conta a queda de gás. Sua teoria parte das seguintes idéias: a quantidade de estrelas formadas é proporcional à quantidade de gás; se no início da formação da vizinhança solar houvesse uma pequena quantidade de gás, e essa quantidade fosse aumentando devido a uma queda gradual de gás, a quantidade de estrelas formadas no início da formação da vizinhança solar seria menor do que em tempos posteriores.

Há evidências observacionais de que a queda e a ejeção de gás ocorrem. A galáxia anã Sagittarius está em presente junção com a nossa. Ela está cruzando o disco e suas caudas mareais estão em queda gravitacional no disco galáctico (Law et al. 2005). Caudas mareais são estruturas, que como o próprio nome define, em forma de cauda que se entendem radialmente da galáxia quando esta é sujeita a forças mareias, como por exemplo, durante a junção de galáxias. Outros fatores também contribuem para a troca de material entre regiões do disco, tais quais explosões de supernovas e os braços espirais.

Uma outra solução é fornecida por Haywood (2006). Ele aponta que o Problema das Anãs G é causado devido à contaminação das amostras por estrelas do disco espesso. Ele faz uma correção de escala de altura baseada em $\sigma_W \times [\text{Fe}/\text{H}]$, em que σ_W é a dispersão de velocidades na direção perpendicular ao plano galáctico. Assim, Haywood conclui que o modelo simples fechado é mais condizente com a vizinhança solar que o modelo de queda de gás. Entretanto, Holmberg et al. (2007) realiza uma correção de escala de altura para seus dados e acha uma subabundância de estrelas pobres. Holmberg et al. (2007) aponta que, como Haywood (2006) não descreve o modelo fechado aplicado, não é possível comentar sobre como ele encontrou um bom ajuste à distribuição de abundâncias com o modelo fechado usado.

A deficiência de estrelas pobres pode ser interpretada de diversas maneiras, porém ainda não há uma solução concreta para este problema. As amostras utilizadas até o momento são, em sua maioria, fotométricas. Recentemente, levantamentos espectroscópicos começaram a ser realizados (eg. Allende-Prieto et al. 2004), impulsionados principalmente pelos programas destinados à localização de planetas extrasolares (Haywood 2006). Nossa amostra é espectroscópica em sua origem e composta de valores de abundâncias para seis

elementos químicos: Na, Si, Ca, Ni, Fe e Ba.

1.2 Nucleossíntese

A nucleossíntese tem como objetivo estudar e quantificar os diversos processos que levam à formação dos elementos químicos. Os elementos químicos são formados através da fusão nuclear de elementos mais leves ou pelo decaimento de elementos mais pesados.

1.2.1 Nucleossíntese primordial

Durante os primeiros minutos após o Big Bang, as condições físicas existentes permitiram que fossem criados os primeiros elementos químicos. Foram sintetizados ^1H (próton), ^2D (deutério - um próton e um nêutron), ^3He (hélio-3), ^4He (hélio-4), ^7Li (lítio-7) e ^7Be (berílio-7). Com exceção do Li e do Be, o grosso desses isótopos foram formados durante os eventos seguintes ao Big Bang, ainda que ^4He continue sendo produzido atualmente através de outros mecanismos e uma pequena quantidade de H seja produzido por reações de decaimento. As frações de abundância por massa primordial são $X \sim 0.76$, $Y \sim 0.24$ e $Z \sim 0.00$, em que X , Y , e Z representam, respectivamente, as frações de massa de hidrogênio, hélio e metais².

A teoria de um Big Bang quente foi formulada por G. Gamow, R. A. Alpher, H. A. Bethe e R. C. Herman no final dos anos 40 (Gamow, 1946, 1948; Alpher et al., 1948a, 1948b). Anos depois, C. Hayashi forneceu um embasamento físico para a teoria (Hayashi 1950). Em 1964, foi descoberto a Radiação Cósmica de Fundo, por Penzias & Wilson (1965), mostrando que a radiação do BB tem uma temperatura de corpo negro de 2.73 K, como Gamow e colaboradores previram.

Antes de o Universo atingir uma energia térmica de $kT = 0.8$, em que k é a constante de Boltzmann, e T , a temperatura, nêutrons e prótons se encontram em uma situação de equilíbrio em que ocorrem as seguintes reações mútuas:

²Astrônomos consideram metais todos os elementos mais pesados que o hélio.

$$n + e^+ \leftrightarrow p + \bar{\nu}_e$$

$$p + e^- \leftrightarrow n + \nu_e$$

$$n \leftrightarrow p + e^- + \bar{\nu}_e$$

em que n representa nêutrons, p representa prótons, e^+ representa pósitrons, e^- representa elétrons, ν_e representa neutrinos e $\bar{\nu}_e$ representa antineutrinos.

Quando $kT = 0.8$, a taxa em que essas interações ocorrem cai em relação à taxa de expansão do universo, congelando a razão $n/p \approx 0.2$. Uma fração dos nêutrons sobreviventes participa da formação de ${}^4\text{He}$. As reações de formação de ${}^4\text{He}$ são:

$$p + n \leftrightarrow \text{D} + \gamma$$

$$\text{D} + \text{D} \leftrightarrow {}^3\text{He} + n, {}^3\text{H} + p$$

$${}^3\text{He} + \text{D} \leftrightarrow {}^4\text{He} + p$$

$${}^3\text{H} + \text{D} \leftrightarrow {}^4\text{He} + n$$

Em $kT = 0.1$, as reações nucleares passam a ser mais eficientes. Além das reações anteriores, as seguintes reações ocorrem:

$${}^3\text{H} + \alpha \leftrightarrow {}^7\text{Li} + \gamma$$

$${}^3\text{He} + \alpha \leftrightarrow {}^7\text{Be} + n, {}^3\text{He} + p$$

$${}^7\text{Be} + n \leftrightarrow {}^7\text{Li} + p$$

$${}^7\text{Li} + p \leftrightarrow {}^4\text{He} + {}^4\text{He}$$

em que partículas α são núcleos de hélio.

Assim, forma-se todo ${}^4\text{He}$ até a fração de massa $Y \sim 0.24$.

1.2.2 Nucleossíntese estelar

Após o BB, a síntese de elementos químicos passa a ocorrer apenas no interior de estrelas ou em estágios finais da vida das estrelas. Os processos nucleares foram pela primeira vez apresentados, em grande detalhe, por E. M. Burbidge, G. R. Burbidge, W. A. Fowler e F. Hoyle (1957, em um artigo que ficou conhecido como B²FH).

As reações nucleares não ocorrem no meio interestelar ou intergaláctico porque estes não provêm temperatura e densidade suficientes para que as reações ocorram. As reações que ocorrem no interior das estrelas fornecem energia necessária para que a estrela se mantenha estável, evitando seu colapso devido à força gravitacional.

Queima de hidrogênio

A primeira reação nuclear que ocorre no interior estelar é a queima de hidrogênio. Uma estrela da sequência principal queima hidrogênio em seu núcleo. A sequência principal é uma região do diagrama cor-magnitude (DCM) que é povoada por estrelas que queimam H no núcleo. O DCM vai ser explicado com mais detalhe na seção 1.3.

As reações ocorrem quando a temperatura do núcleo da estrela alcança 10^7 K. Nessa temperatura, os prótons possuem energia cinética suficiente para ultrapassar a barreira de Coulomb através de tunelamento quântico. A queima de hidrogênio pode ocorrer através de dois processos: *cadeia pp* ou *ciclo CNO*.

- Cadeia pp

Em estrelas de baixa massa, a cadeia pp é a mais importante das reações de queima de H. As reações fundamentais são:

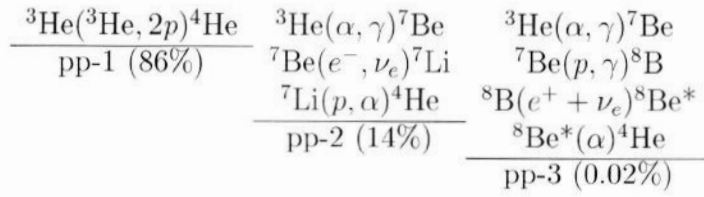
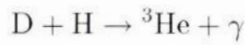
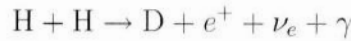


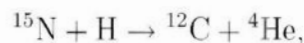
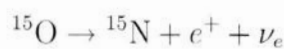
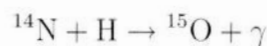
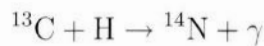
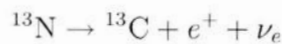
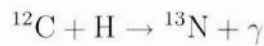
Tabela 1.1: Possíveis ramificações da cadeia pp com taxa de eficiência no Sol.



Em seguida, há uma ramificação em 3 possibilidades, que estão exemplificadas na Tabela 1.1. A notação $A(B, C)D$ tem o mesmo significado que $A + B \rightarrow C + D$.

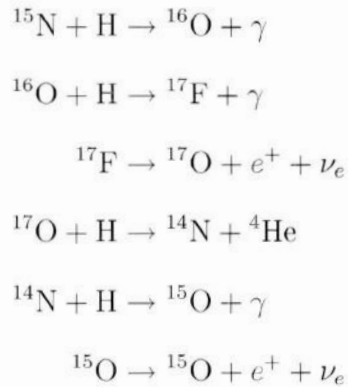
- Ciclo CNO

O ciclo CNO passa a ser o processo mais eficiente de queima de H em estrelas com temperatura superior a $\sim 10^7$ K em seu interior. Este ciclo utiliza os elementos C (carbono), N (nitrogênio) e O (oxigênio) como catalisadores. Assim, esses elementos devem estar presentes no interior estelar. Isso significa que o ciclo CNO não ocorreu em estrelas de primeira geração. As principais reações são:

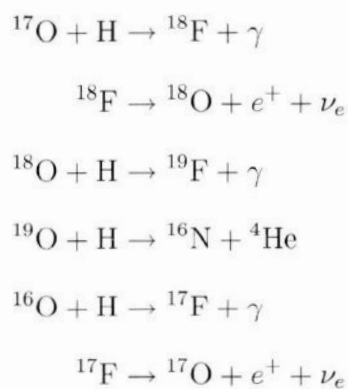


em que o carbono produzido na última reação é reaproveitado para reiniciar o ciclo.

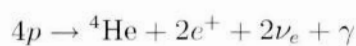
Ainda há um ramo do ciclo CNO com uma taxa de ocorrência no Sol de apenas 0.04%. O flúor (F) produzido neste ciclo também age apenas como catalisador, não necessariamente se acumulando no interior estelar.



Em estrelas de maior massa e mais quentes, há ainda uma ramificação. Esta ocorre quando a quarta reação acima resulta em ${}^{18}\text{F}$ ao invés de ${}^{14}\text{N}$ e ${}^4\text{He}$. Este ciclo é chamado de ciclo OF:



O ciclo CNO tem como resultado líquido a seguinte reação:



Queima de hélio

Quando $\sim 10\%$ de todo H da estrela é consumido, as reações nucleares no interior da estrela não são mais suficientes para mantê-la. Ela se contrai devido à força gravitacional, o que ocasiona um aumento na temperatura e na luminosidade. Esse aumento da temperatura cria as condições necessárias para iniciar a queima de H em uma concha ao redor do núcleo, principalmente através do ciclo CNO. Nesta etapa, a estrela desloca-se para fora da sequência principal.

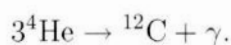
O início da queima de H em concha faz com que a estrela se expanda, ao mesmo tempo que mantém sua luminosidade constante. Com isso, a temperatura diminui. Estrelas com magnitude absoluta > 1 deslocam-se rapidamente para a direita no DCM em uma região conhecida como *Falha de Hertzsprung*.

Com o decréscimo da temperatura na superfície, a região convectiva aumenta. Isso proporciona uma aceleração na produção de energia devido ao aumento da concha de queima de H. A estrela continua sua expansão, mas agora com acréscimo na luminosidade.

Simultaneamente, o núcleo de He aumenta em massa e em temperatura.

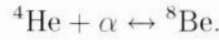
Para estrelas de massa $\gtrsim 2 m_{\odot}$, a queima de He no núcleo ocorre de forma tranquila quando este alcança uma temperatura $t \approx 10^8$ K. Para estrelas de baixa massa, a fusão do He ocorre de forma violenta. As condições físicas no núcleo atingem o regime de degenerescência. Quando isso ocorre, a pressão não depende mais da temperatura. Quando a fusão se inicia, a temperatura aumenta mas o núcleo não se expande. Isso faz com que a queima do He ocorra rapidamente. Eventualmente, a temperatura será tão alta que a degenerescência será removida. A estrela se reorganiza através de uma expansão que reduz a temperatura. No final deste processo, a estrela se localiza no ramo horizontal no DCM.

O processo de queima de He é conhecido como *processo alfa triplo*. A reação é:



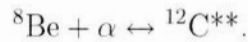
A queima do He ocorre através de duas reações intermediárias. A primeira é uma

reação endotérmica, ou seja, necessita de energia para ocorrer:



Embora, o ${}^8\text{Be}$ seja instável e possua uma meia-vida de $\sim 10^{-16}$ s, em interiores estelares a concentração desse elemento é grande, o que resulta no equilíbrio entre suas taxas de destruição e criação.

A segunda reação intermediária é



O ${}^{12}\text{C}$ está em um estado excitado e maior parte decai em 3α , mas há uma pequena porcentagem que alcança o estado fundamental. E como o número de reações e a escala de tempo são enormes, a quantidade de ${}^{12}\text{C}$ torna-se significativa.

Estágios avançados

Quando a fusão de He no núcleo termina, forma-se um núcleo de CO. A estrela volta a se contrair. Em certo ponto, a base da concha de He fica quente o suficiente para que a queima de He em concha ocorra. Simultaneamente, acima da concha de He, também ocorre a queima de H em concha. Com a energia produzida na queima de He e H, a estrela consegue se manter em equilíbrio hidrostático. Ela volta a se expandir e aumentar a luminosidade. Nessa etapa, a estrela se localiza no ramo assintótico das gigantes.

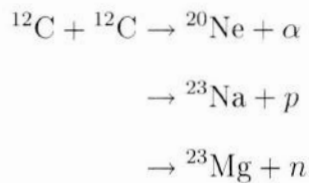
No começo da fase assintótica, a queima de He em concha ocorre de forma instável e turbulenta. A concha de He se apaga e acende de forma periódica. Cada vez que a concha de He se acende, esta se expande e empurra a concha de H que se apaga. Quando a concha de He se apaga, a concha de H se acende.

Presume-se que a perda de massa de gigantes no ramo assintótico de CO termina quando o envoltório de hidrogênio é totalmente expelido. A velocidade dos ventos dessas estrelas é cerca de 10 vezes superior à dos ventos de estrelas carbonadas. Esses ventos são chamados de *superventos*. Para estrelas com massa inferior a $8 m_{\odot}$, o núcleo de CO é

degenerado.

Em estrelas de maior massa, inicia-se a queima de C no núcleo não degenerado. Com a formação de um núcleo com as cinzas da queima de C, este pode acender-se ocorrendo, simultaneamente, a queima de C em concha. Este processo de queima no núcleo das cinzas da produção anterior pode continuar, dependendo da massa da estrela. A estrela fica dividida em camadas, em que em cada camada ocorre a queima de um elemento. As cinzas de cada camada são consumidas na camada seguinte mais interna. As principais reações, temperatura T que as reações ocorrem e sua escala de tempo t são:

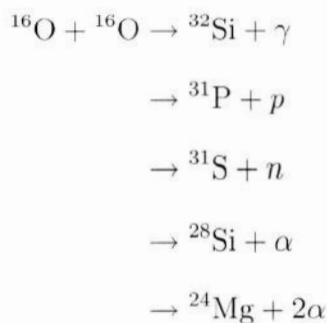
- Queima de C ($T \approx 10^9$ K, $t \approx 600$ anos)



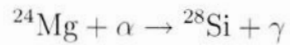
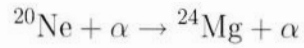
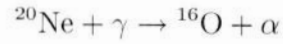
Após uma estrela de grande massa ter queimado todo seu C, ela contrai e se aquece. Em seguida, inicia-se a queima de O, Ne e Mg.

- Queima de O ($T \approx 2.10^9$ K, $t \approx 0.5$ anos)

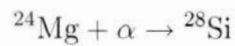
A queima de O no núcleo ocorre com queima em concha de C.



- Queima de Ne

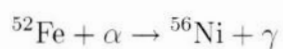
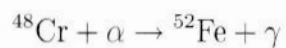
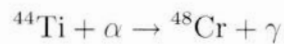
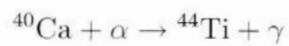
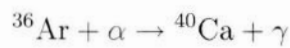
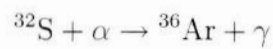
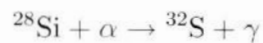


- Queima de Mg



- Queima de Si ($T \approx 3.10^9$ K, $t \approx 1$ ano)

O próximo colapso da estrela eleva sua temperatura a $T \approx 2.7 - 3.5 \times 10^9$ K. Essa temperatura é propícia para iniciar a queima do Si. A queima ocorre através da captura de núcleos de He para criar elementos mais pesados. Este processo é conhecido como *processo α* :

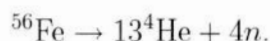


Toda essa cadeia de queima de Si tem uma duração de aproximadamente 1 dia. O produto final das reações, ${}^{56}\text{Ni}$, é instável e decai em ${}^{56}\text{Fe}$, passando por ${}^{56}\text{Co}$. O ferro-56

é o elemento com maior energia de ligação dentre os elementos químicos. A próxima etapa seria a fusão de um elemento alfa com o ferro-56 para gerar o zinco-60. Porém, o zinco-60 possui uma maior razão massa/nuclídeo que o ferro-56, tornando essa reação endotérmica. Como não há mais produção de energia no núcleo estelar, este colapsa rapidamente em frações de segundo. O resultado é uma supernova tipo II, uma explosão que expela as camadas externas, deixando apenas uma estrela de nêutrons. Se a massa do remanescente for superior a $1.5 - 3M_{\odot}$ (limite de Tolman-Oppenheimer-Volkoff), um buraco negro se formará.

Nucleossíntese explosiva

Durante a contração da estrela no período anterior à supernova, o ferro-56 é dissociado:



Simultaneamente,



Devido à redução na pressão eletrônica, o núcleo de Fe colapsa quase em queda livre. Quando a pressão no núcleo atinge a pressão de degenerescência do nêutron, o colapso termina. A brusca parada do colapso gera ondas de choque, que varrem as camadas externas. A onda de choque acende as camadas externas de Si e O que se fundem até gerar elementos do pico do ferro.

O pico do ferro é um máximo local na vizinhança do ferro (V, Cr, Mn, Fe, Co e Ni) no gráfico de abundâncias versus número atômico. Nessa vizinhança, o ferro é o elemento com maior abundância. A razão, como foi explicado anteriormente, é que para fundir o ferro é necessário ceder energia à reação.

Porém a maior contribuição na abundância dos elementos do pico do ferro provém de supernovas tipo Ia. Este tipo de supernova ocorre quando uma anã branca recebe material de uma gigante que atingiu o lóbulo de Roche do sistema. O novo material permite que

a anã branca se reacenda e, em seguida, explode.

Processos de captura de nêutrons

Elementos mais pesados que o Fe não são sintetizados a partir da fusão em interiores estelares. Eles resultam de uma sucessão de capturas de nêutrons em um núcleo semente – em sua maioria o ferro-56.

Esses processos são de dois tipos:

- **Processo-s** (slow - lento), em que nêutrons são capturados em uma escala de tempo maior que a do decaimento- β .
- **Processo-r** (rapid - rápido), núclídeos instáveis ricos em nêutrons são sintetizados rapidamente em extremas condições, seguidos por uma série de decaimentos- β^- .

O processo-s ocorre em gigantes frias, especialmente durante a fase de gigante do ramo assintótico. O processo-r é caracterizado por ocorrer durante a supernova tipo II e, possivelmente, em outros eventos de altas energias relacionadas as estrelas de nêutrons.

1.3 Grupos cinemáticos

Um grupo cinemático de estrelas é um conjunto de estrelas que possuem movimento comum. Embora possam haver estrelas que apresentem velocidades semelhantes no espaço de fase, acredita-se que um grupo cinemático possui movimento coerente devido a alguma causa específica. A idéia original é que as estrelas que compõem um grupo cinemático possuem uma origem comum, ou seja, nasceram juntas.

A formação estelar ocorre a partir do colapso de nuvens moleculares. Uma nuvem molecular, como o próprio nome sugere, é uma nuvem de gás interestelar cuja densidade e temperatura permite a formação de moléculas. As principais moléculas que compõem as nuvens são H_2 , CO, H_2O , NO, CH_4 e NH_3 . Apesar de as nuvens serem compostas principalmente de hidrogênio molecular, essa molécula não é uma boa traçadora para localizar nuvens. A razão é que as transições associadas ao H_2 liberam fótons muito

energéticos, com comprimentos de onda no ultravioleta. Fótons no ultravioleta sofrem uma maior extinção no gás interestelar do que fótons de comprimentos de onda maiores. Já, as transições de CO ocorrem a energias menores, com fótons de comprimentos de onda de milímetros (infravermelho longínquo), o que torna o CO um melhor traçador de nuvens moleculares. Além disso, diferentemente do H₂, o CO possui uma estrutura polar que permite que o CO irradie quando gira.

A maior concentração de nuvens situa-se em um toro de gás no disco fino da Galáxia entre 3.5 e 7.5 kpc do centro galáctico (o Sol está a uma distância de ~ 8.0 kpc). Nuvens que chegam a $10^4 - 10^6$ vezes a massa do Sol (m_{\odot}) são chamadas de Nuvens Moleculares Gigantes (NMG); elas possuem dezenas de parsecs de diâmetro e sua densidade chega $10^2 - 10^3$ partículas por cm³.

Nuvens moleculares encontram-se em um estado de equilíbrio virial – a energia cinética do gás de partículas está sendo equilibrada pela energia gravitacional. O colapso da nuvem ocorre devido a perturbações causadas por forças externas. Estas forças podem ser de diferentes origens, tais como uma supernova, braços espirais ou vento estelar. O gás é comprimido, aumentando a densidade de tal forma que a força gravitacional passa a ser eficiente.

Porém a nuvem não é homogênea em densidade. Ela é composta por subestruturas fractais com escalas de tamanho distintas. As estrelas formadas a partir do colapso aglomeram-se de forma hierárquica similar àquela da nuvem progenitora (Elmegreen & Efremov 1996; Elmegreen & Elmegreen 2001).

Entretanto, a nuvem só colapsa quando sofre uma perturbação externa ou sua massa é superior à massa de Jeans. O raio, ou comprimento, de Jeans é o raio máximo a que uma nuvem pode alcançar sem colapsar devido à força gravitacional. Seu nome vem do físico britânico Sir James Jeans que o derivou. O comprimento de Jeans é:

$$\lambda_J = \frac{15\kappa T}{4\pi G\mu\rho}, \quad (1.40)$$

em que κ é a constante de Boltzmann, T é a temperatura da nuvem, G é a constante gravitacional, μ é a massa média por partícula e ρ é a densidade de massa. Um valor de

$\mu = 3.9 \times 10^{24} \text{g}$ é considerado típico de uma nuvem com hélio a 20% da densidade numérica total. A massa de Jeans, que é a massa total que uma nuvem com o comprimento de Jeans pode possuir, é simplesmente a massa de uma esfera cujo raio é o comprimento de Jeans:

$$M_J = \left(\frac{4\pi}{3} \right) \rho (\lambda_J)^3 \quad (1.41)$$

Independentemente da forma de colapso da nuvem, esta formará estrelas. Cada nuvem forma uma plêiade de estrelas; o número total de estrelas formadas dependerá da massa da nuvem e da FMI. Enquanto a gravidade força o colapso da nuvem, a energia magnética e de turbulência do gás resiste eficientemente ao colapso. Nas partes mais densas da nuvem, a quantidade de material ionizado é reduzida devido a diminuição do fluxo de radiação e raios cósmicos, ocasionando o enfraquecimento da energia magnética, até certo ponto em que não é mais capaz de sustentar o colapso. Assim, a nuvem torna-se mais densa, a quantidade de material ionizado diminui ainda mais, e a energia magnética se esvai mais rapidamente. Uma *protoestrela* nasce.

Neste estágio, não há forças para resistir à gravidade; logo, o material protostrelar está em queda livre. Durante seu colapso, sua energia gravitacional precisa ser irradiada. Como o material colapsante é transparente no infravermelho, a perda de energia radiativa é eficiente. A luminosidade das estrelas aumenta rapidamente, porém a temperatura continua baixa (10 – 20 K). Finalmente, a protoestrela torna-se opaca em um núcleo denso e, assim, armazena radiação que aumenta a temperatura. O aumento da temperatura faz com que a pressão também aumente; o colapso da protoestrela sofre resistência devido à pressão. A temperatura aumenta até alcançar 2000 K, em que a molécula de hidrogênio é quebrada em átomos. Isto aciona uma nova queda livre do material protoestrelar até o estágio em que o átomo de hidrogênio ioniza-se. Os elétrons, agora livres, aprisionam eficientemente a radiação. A pressão torna-se eficiente novamente e para o colapso. Neste ponto, a luminosidade é alta o suficiente para que a protoestrela se torne convectiva. A protoestrela encontra-se na *linha de Hayashi* (Hayashi 1961).

A linha de Hayashi é uma trajetória no DCM que a protoestrela convectiva percorre. A temperatura torna-se praticamente independente da luminosidade. Durante a fase em

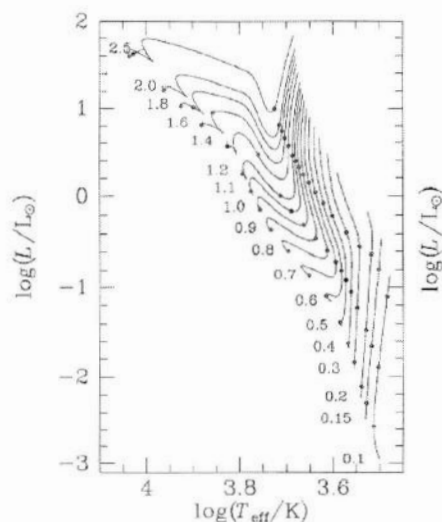


Figura 1.2: Trajetórias evolutivas de protoestrelas na linha de Hayashi. Curvas são trajetórias para protoestrelas com massas distintas. As massas são apresentadas em unidade de massa solar. No começo, as protoestrelas descem pela linha de Hayashi quase verticalmente. As estrelas com massa $m \gtrsim 0.3 m_{\odot}$ deixam de ser totalmente convectivas, o que ocasiona um aumento de temperatura com luminosidade constante. A protoestrela torna-se capaz de queimar H em He e alcança a SPIZ. Figura retirada de Binney & Merrifield (1998).

que a protoestrela encontra-se na linha de Hayashi, ela aumenta de tamanho e luminosidade, mas a temperatura permanece aproximadamente constante. No DCM, essa é uma trajetória vertical (temperatura constante) com direção para baixo (luminosidade crescente). Durante esse percurso, ocorre a queima de isótopos leves, tais quais o deutério e o lítio. Nesse estágio, a protoestrela sofre uma diminuição na velocidade de colapso, causada pela pressão de radiação. Estrelas de massa superior a $0.3m_{\odot}$ deixam de ser totalmente convectivas. O núcleo radiativo dessas estrelas de maior massa aumenta. Isso faz com que a protoestrela diminua em raio, com sua luminosidade aproximadamente constante e sua temperatura crescente. Em certo ponto, a temperatura do núcleo aumenta até que é possível a fusão de H em He. A estrela entra na região conhecida com Sequência Principal de Idade Zero (SPIZ), considerada como o nascimento da estrela. Um esquema evolutivo dessas trajetórias protoestelares pode ser visto na Figura 1.2.

Após o término da formação estelar, há um aglomerado de estrelas que pode conter ou não gás da nuvem em seu meio, porém, após certo tempo, esse gás dissipa-se no meio interestelar. Com o decorrer do tempo, esse aglomerado será gravitacionalmente destruído devido ao encontro com objetos de maior massa (talvez até uma NMG), lançando estrelas

ao campo. Porém, essas estrelas ainda tenderão a ter velocidades e direção semelhantes entre si, o que forma um grupo cinemático estelar (GCE, daqui em diante).

Como foi dito anteriormente, de acordo com a FMI apresentada na seção 1.1.1, a condensação da nuvem prioriza a formação de estrelas de baixa massa. As estrelas com massas semelhantes terão trajetórias evolutivas semelhantes, idades semelhantes e, como todas originaram-se de uma mesma nuvem, os valores das abundâncias químicas não serão tão distintos. Assim, além do movimento, essas estrelas possuem outras propriedades em semelhança, caso tenham a mesma origem. Essas outras propriedades auxiliam o estudo da pertinência das estrelas a um grupo. Sir Arthur Eddington (apud De Zeeuw 2001) já aventava existência de propriedades semelhantes das estrelas de um GCE desde o início do século XX ao afirmar: “como alguns milhares de movimentos próprios estão disponíveis, deve ser possível, se pegarmos qualquer estrela, selecionar um número de outras que concorde aproximadamente com seu movimento... Obviamente a concordância dos movimentos não é prova da associação, a não ser que haja outra condição a indicar que a coincidência seja de alguma forma extraordinária”.

De acordo com Soderblom & Mayor (1993), para um GCE ser confirmado, as estrelas devem estar em uma mesma região ou sequência do diagrama cor-magnitude, o que determina que as estrelas tenham idade e composição química semelhantes, e as estrelas devem ter direções semelhantes e pequenas variações na velocidade, o que reflete a falta de coesão espacial.

O estudo dos GCEs é essencial para a compreensão das forças que causam a dissolução de aglomerados, por ser este o último passo de uma estrela antes de tornar-se uma estrela de campo. Além disso, tem interesse para a astronomia galáctica, porque auxilia os estudos de formação estelar e evolução cinemática estelar.

Há mais de um século estuda-se grupos cinemáticos (e.g. Proctor 1869), porém a maior parte do avanço em sua compreensão e identificação deve-se a O. J. Eggen, que catalogou a maior parte dos grupos existentes. Ele define em Eggen (1994) a separação de GCE em:

1. superaglomerados (SA), que são estrelas gravitacionalmente desligadas que possuem velocidades semelhantes e se estendem por toda a Galáxia; e

2. grupos co-moventes (GruMo) como uma parte de um SA que se encontra na vizinhança solar.

Como já foi dito anteriormente, as estrelas formadas no aglomerado acabam desligando-se totalmente, espalhando-se, assim, no campo estelar. Em um estudo estatístico, Wielen (1971) afirma que aproximadamente 50% dos aglomerados abertos se dissolvem com 0.2 Ga de idade e que apenas 10% sobrevivem mais que 0.5 Ga. Wielen (1991) prova essa afirmação mediante cálculos teóricos de aglomerados estelares que empregam argumentos de relaxação interna, efeitos de maré do campo galáctico estacionário e encontros com objetos de grande massa.

Há uma discussão mais recente sobre a validade da idéia de que um GCE seja formado pela dissociação de um aglomerado. A solução alternativa é que mecanismos dinâmicos ressonantes causados pelo potencial gravitacional não simétrico e não estacionário da Galáxia produziria coerência no espaço de fase, i.e. um GCE. Por exemplo, sabe-se que uma barra girante no centro da Galáxia poderia ser capaz de criar o grupo cinemático Hércules (Zeta Herculis, na Tabela 1.2) se o Sol estiver localizado próximo ao raio externo da Ressonância de Lindblad (Dehnen 2000, Fux 2001). Assim, os GCEs não seriam mais remanescentes de aglomerados, mas *correntes dinâmicas*. Braços espirais são uma das causas primárias do aquecimento do disco, aumentando gradualmente a excentricidade das órbitas estelares (Jenkins & Binney 1990). Selwood & Binney (2002) afirmam que se uma estrela estiver na ressonância de co-rotação de um braço espiral transiente, ela pode se mover radialmente para dentro ou para fora do disco e manter sua órbita circular. Com esses argumentos e uma simulação de N corpos, Roškar et al. (2008) mostram que aproximadamente 50% das estrelas da vizinhança solar podem ter vindo de outra parte da Galáxia, principalmente do interior do disco. Já antes dessa conclusão, Famaey et al. (2005) havia utilizado um método de máxima verosimilhança e identificado três grupos (Hércules, Sirius e Híades-Plêiades) como correntes dinâmicas. Recentemente, Famaey et al. (2008) reutilizou seus dados em Famaey et al. (2005) e, utilizando transformada de wavelets, reafirma que esses grupos se originam de uma dinâmica ressonante. Que a metalicidade das Híades seja mais rica que a solar é coerente com essa idéia, já que estrelas

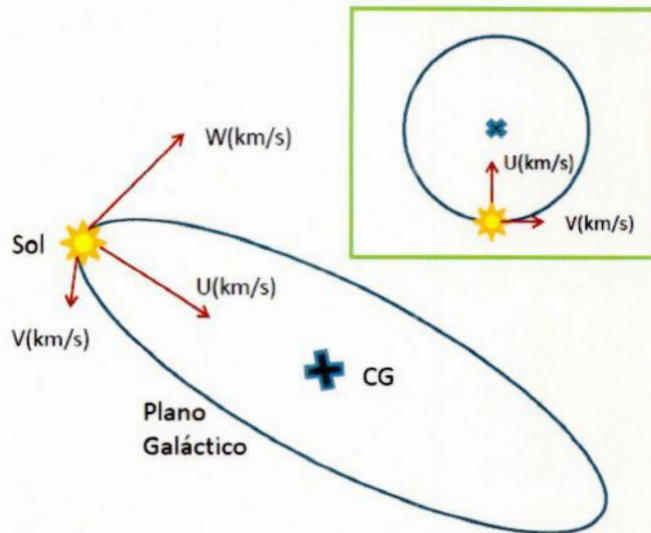


Figura 1.3: Representação das velocidades espaciais. CG representa Centro Galáctico. Em destaque, a Galáxia vista de topo.

pertencentes à região mais central da Galáxia apresentam uma metalicidade maior.

A despeito disso, chamo a atenção para que este trabalho foi elaborado sobre o argumento que grupos cinemáticos sejam frutos da evaporação de aglomerados estelares.

Para as velocidades das estrelas, utilizam-se as velocidades U , V e W . A velocidade U é a componente do vetor velocidade apontando para o Centro Galáctico (CG), a velocidade V corresponde à componente da velocidade na direção de rotação da Galáxia, e o eixo W é a componente da velocidade na direção do pólo norte galáctico. Para um melhor entendimento, ver Figura 1.3. As forças galácticas que levam à dissolução do aglomerado levam à difusão das estrelas nas três direções.

Movimentos em U e W são considerados oscilações em torno do movimento médio do grupo (Binney & Tremaine 1987), mas a difusão em V separa permanentemente as estrelas do grupo do movimento comum (Wooley & Candy, 1968; Innanen & House, 1970). Assim, a dispersão em V de grupos na vizinhança solar deve ser relativamente menor do que aquela em U e W . A Tabela 1.2 mostra os GruMos encontrados até hoje, suas velocidades e respectivas referências.

Estrelas integrantes de um mesmo aglomerado possuem movimentos paralelos entre si. A velocidade espacial das estrelas pode ser separada nas componentes radial e transver-

Grupos Co-moventes	U (km/s)	V (km/s)	Referência
Ursa Maior (Sirius)	+13	+1	Roman (1949) ; Eggen (1960)
Gamma Leonis	+75	+4	Eggen (1959a) ; Eggen (1959b)
Híades	-40	-18	Eggen (1958a) ; Eggen (1958c)
Associação Local (Plêiades)	-7	-25	Eggen (1957)
Wolf 630	+26	-33	Eggen (1965) ; Eggen (1969)
Epsilon Indi	-79	-39	Eggen (1958b) ; Eggen (1971)
Zeta Herculis	-54	-47	Eggen (1958b) ; Eggen (1971)
61 Cygni	-80	-53	Eggen (1958b) ; Eggen (1971)
HR 1614	-5	-60	Eggen (1978)
Sigma Puppis	-70	-80	Eggen (1971)
Eta Cephei	-35	-97	Eggen (1971)
Arcturus	+25	+116	Eggen (1971)
IC 2391	-23	-18	Eggen (1991)
TW Hydrae	-11	-18	Zuckerman (2004)
Tucana/Horologium	-11	-21	Zuckerman (2004)
Beta Pictoris	-11	-16	Zuckerman (2004)
AB Doradus	-8	-27	Zuckerman (2004)
Eta Chamaleontis	-12	-19	Zuckerman (2004)
Chamaleon Próximo	-11	-16	Zuckerman (2004)

Tabela 1.2: Grupos co-moventes encontrados na literatura

sal (figura 1.4). Se projetarmos a velocidade transversal dessas estrelas na esfera celeste, obteremos o movimento próprio de cada uma. Assim, na esfera celeste, as estrelas convergirão para um ponto em comum (figura 1.5). Esse é o chamado “método do ponto convergente”, o qual foi muito utilizado no início do século XX para a determinação de estrelas integrantes de aglomerados. Devido a erros de calibração e/ou cálculo, o ponto convergente acaba tornando-se uma região de convergência. Eggen (1965) afirma que esse método apenas é válido se as três componentes da velocidade forem precisamente iguais para as estrelas do grupo. Porém, as estrelas de um GruMo não devem ter necessariamente as três velocidade iguais, apenas a V ; assim, o método do ponto convergente torna-se ineficaz para a determinação de estrelas do GruMo.

Uma das ferramentas mais usadas na astronomia é o diagrama H-R. Recebe este nome em homenagem aos dois astrônomos que o desenvolveram: Ejnar Hertzsprung e Henry N. Russel. O diagrama H-R tradicional grafica a luminosidade das estrelas em função do tipo espectral. Porém, é mais comum utilizar a cor da estrela ou sua temperatura em vez do tipo espectral. A cor da estrela é definida como a diferença entre magnitudes

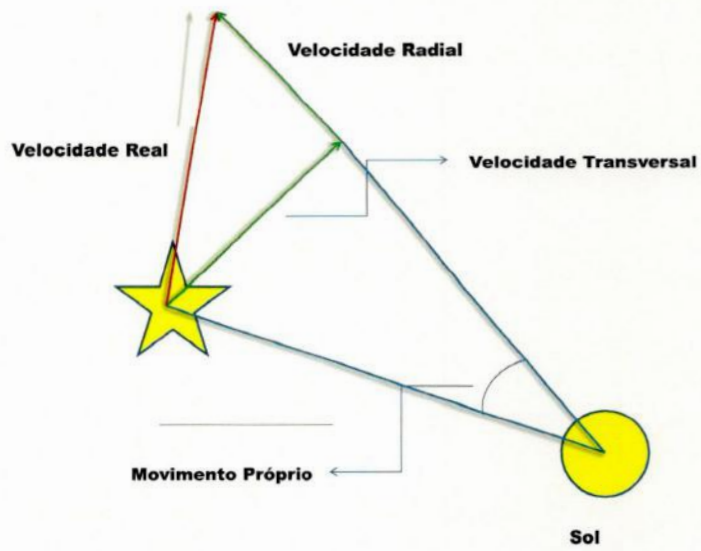


Figura 1.4: Componentes de velocidade de uma estrela

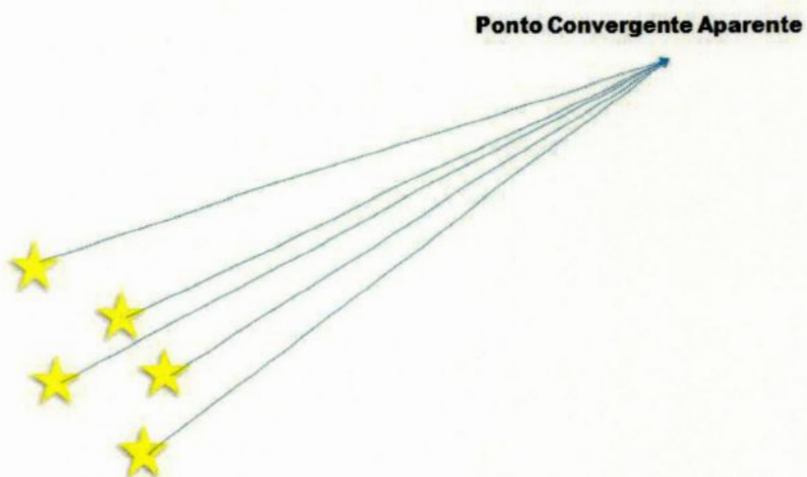


Figura 1.5: Convergência de um aglomerado na esfera celeste.

em dois diferentes filtros, sendo sempre a magnitude correspondente ao filtro de menor comprimento de onda menos aquela correspondente ao filtro de maior comprimento de onda. Cores costumam ser um bom indicador da temperatura da estrela. No diagrama também se pode substituir a luminosidade da estrela pela magnitude absoluta ou aparente. Assim, o diagrama H-R também pode ser chamado de diagrama cor–magnitude (DCM).

O DCM tem importante papel no entendimento da evolução estelar. Ele apresenta, de forma bem definida, os diversos estágios da vida da estrela, desde seu nascimento até a morte. Como as estrelas de um mesmo GruMo devem ter nascido em uma mesma nuvem molecular, espera-se que elas tenham a mesma idade. Podemos traçar, no DCM, linhas de mesma idade chamadas isócronas. As isócronas atravessam todo o DCM, passando por todos os estágios evolutivos. Assim, como método de confirmação da existência do GruMo, as estrelas devem ajustar-se a uma dada isócrona.

O método de cálculo de idade por isócronas não é completamente acurado. As incertezas são grandes, especialmente entre as estrelas à direita do ponto de desligamento, ou seja, estrelas ainda na sequência principal. A razão desse problema é que as isócronas se sobrepõem nessa região. Isócronas com idades próximas a do disco galáctico terão o ponto de desligamento na região espectral das estrelas G iniciais; assim, é impossível inferir a idade isocronal das estrelas de classe espectral G finais, K e M. Porém, há outras formas de inferir a idade dessas estrelas.

A rotação diferencial e a convecção nas estrelas de tipo solar geram campos magnéticos através do efeito dínamo. Levando em consideração o vento estelar, o campo magnético vai gerar uma força contrária na direção de rotação, fazendo com que a estrela perca momento angular. Logo, a rotação estelar decairá ao longo de sua vida, tornando o efeito dínamo menos eficiente e o campo magnético mais fraco. Essa interação efeito dínamo–campo magnético–vento estelar é observada no Sol e parece ser característica de estrelas de baixa massa que possuam envoltórios convectivos. Embora esta teoria ainda não tenha sido provada, nada há que a refute (Soderblom & Mayor 1993). A atividade cromosférica da estrela está diretamente relacionada a seu campo magnético; assim, ao medir a intensidade da atividade cromosférica pode-se inferir a idade da estrela. A atividade cromosférica pode

ser medida, por exemplo, através das observações das linhas H e K do Ca II, $H\alpha$, e a linha $\lambda 304 \text{ \AA}$ do HeII ou do tripleto infravermelho do CaII.

Capítulo 2

Metodologia

“One day man will connect his apparatus to the very wheelwork of the universe [...] and the very forces that motivate the planets in their orbits and cause them to rotate will rotate his own machinery.”

Nikola Tesla

2.1 Cálculo das abundâncias

A nossa amostra foi construída utilizando estrelas do catálogo Hipparcos (ESA 1997) que também possuíssem índices *uvby* medidos por Olsen (1983, 1993, 1994) ou compilados por Hauck & Mermilliod (1998) e as quais pudessem ser observadas no hemisfério sul (a maior parte das estrelas possui declinação $< +20^\circ$). Consideramos um limite de 25 pc na distância heliocêntrica. Nossa amostra final é composta de 325 estrelas.

As observações foram realizadas pelos professores Helio J. Rocha-Pinto e Gustavo Porto de Mello em diversas missões observacionais no Observatório do Pico dos Dias (OPD) entre os anos de 1999 a 2001. A região espectral observada foi centrada em $\lambda\lambda 6145 \text{ \AA}$ cobrindo desde $\sim 6010 \text{ \AA}$ a $\sim 6210 \text{ \AA}$, em 1024 píxeis. Eles realizaram todo o procedimento de redução dos dados, correções dos erros em *bias* e *flat-field*. Toda a redução foi feita usando

Tabela 2.1: Linhas observadas em nosso levantamento.

Comprimento de onda (Å)	elemento	Comprimento de onda (Å)	elemento
6078.499	Fe I	6149.249	Fe II
6079.016	Fe I	6151.623	Fe I
6084.105	Fe II	6154.230	Na I
6086.288	Ni I	6157.733	Fe I
6089.574	Fe I	6160.753	Na I
6096.671	Fe I	6165.363	Fe I
6102.183	Fe I	6166.440	Ca I
6108.125	Ni I	6169.044	Ca I
6111.078	Ni I	6169.564	Ca I
6125.025	Si I	6176.816	Ni I
6141.727	Ba II	6186.717	Ni I
6142.494	Si I	6187.995	Fe I
6145.020	Si I	6200.321	Fe I

o pacote **IRAF**. As linhas cujas larguras equivalentes foram medidas são apresentadas na Tabela 2.1. A Figura 2.1 mostra os espectros de 4 estrelas típicas de nossa amostra.

O cálculo dos valores das abundâncias químicas $[X/H]^1$ foi realizado usando um programa compilado em Fortran. Essa etapa foi realizada com o auxílio do aluno Rafael H. O. Rangel, que também foi orientado pelo Prof. Helio J. Rocha-Pinto entre 2005 e 2007. Separamos as estrelas em dois conjuntos e cada um de nós calculou os valores das abundâncias de um conjunto. Alguns resultados parciais da análise desses dados foram publicados em Rocha-Pinto et al. (2006).

O programa que calcula as abundâncias foi criado pelo professor Gustavo Porto de Mello em 2005. É um programa iterativo que utiliza valores de $\log g$, “índice” de temperatura $\theta \equiv \frac{5040}{T_{\text{eff},\odot}}$, microturbulência e metalicidade solares como valores iniciais para a iteração. Os dados de entrada são as larguras equivalentes (W_λ) das linhas de cada estrela e as cores ($B - V$), ($b - y$) e ($B_T - V_T$). As cores ($B - V$) das estrelas foram obtidas no catálogo Hipparcos (ESA, 1997) e as cores ($B_T - V_T$) obtidas no catálogo Tycho-2 (Hog et al. 2000). As cores ($b - y$) das estrelas foram obtidas em Olsen (1983), Olsen (1993), Olsen (1994) e Hauck & Mermilliod (1998). Utilizamos primeiramente os dados de Olsen (1993, 1994) e, no caso da ausência de alguma estrela nestes catálogos, utilizamos a conversão dada pela fórmula abaixo, retirada de Olsen (1993), para transformar os dados de Olsen

¹ $[X/H] \equiv \log(X/H)_{\text{estrela}} - \log(X/H)_\odot$

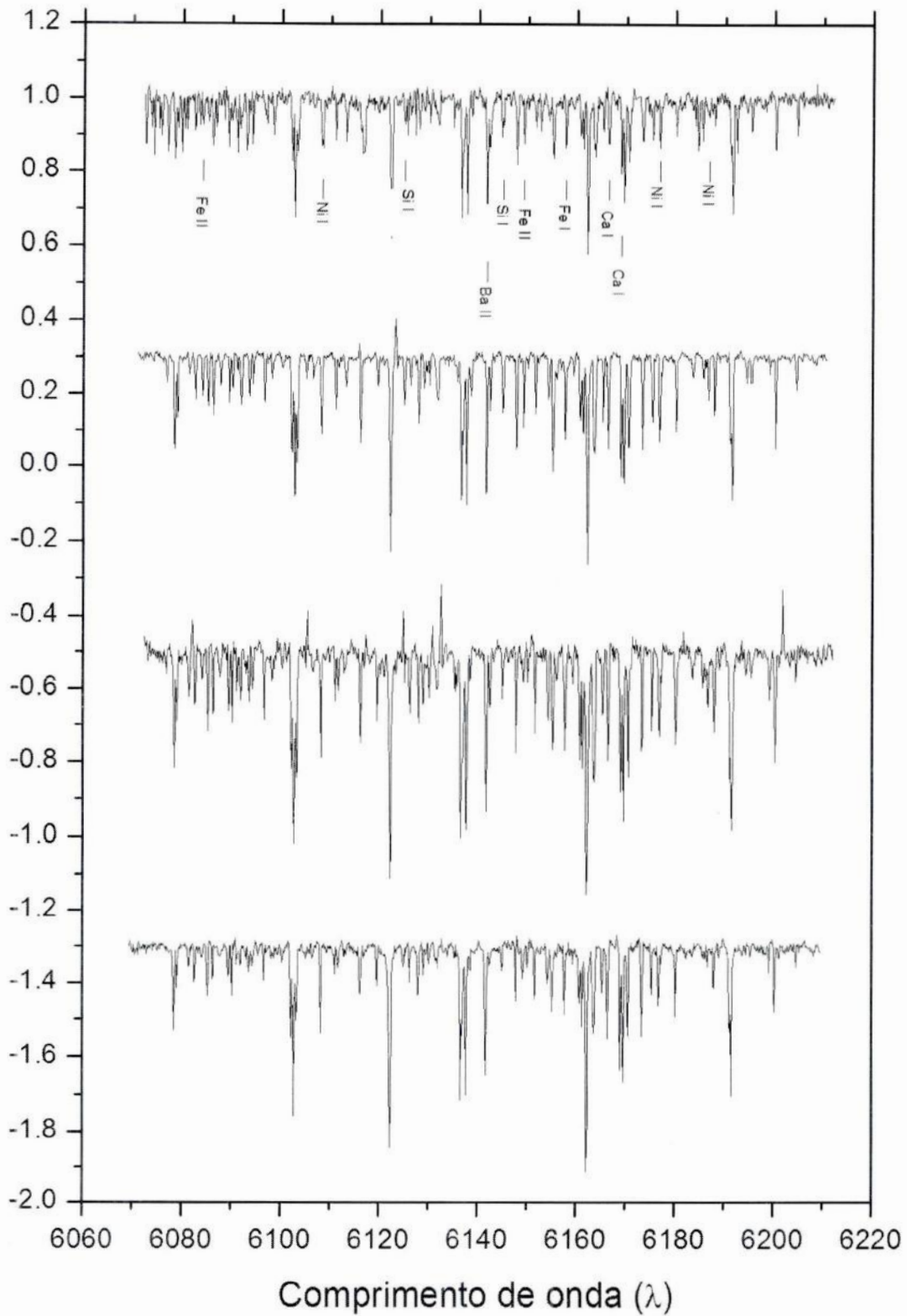


Figura 2.1: Espectros de 4 estrelas típicas de nossa amostra. As observações foram realizadas no Observatório do Pico dos Dias (OPD) entre os anos de 1999 a 2001. A região espectral observada foi centrada em $\lambda\lambda 6145$ Å cobrindo desde ~ 6010 Å a ~ 6210 Å, em 1024 pixels. Algumas linhas espectrais da Tabela 2.1 são apontadas. Os três espectros inferiores foram deslocados para uma melhor visualização.

(1983) para os padrões de Olsen (1993):

$$(b - y)_{\text{Olsen},93} = 0.8858(b - y)_{\text{Olsen},83} + 0.0532 \quad (2.1)$$

Caso não houvesse a cor $(b - y)$ em nenhum dos catálogos citados acima, utilizamos o catálogo de Hauck & Mermilliod (1998). A razão é por este ser uma coletânea de diversas fontes.

A grandeza g (não confundir com a gravidade superficial g) é um peso estatístico referente aos diversos subestados quânticos que correspondem a um único valor de energia, ou seja, sua degenerescência. A força de oscilador f é a probabilidade de que uma transição entre dois níveis subatômicos ocorra. Estas grandezas estão diretamente ligadas ao valor da abundância química de um elemento X através da relação:

$$\log(W_\lambda) \propto [X/H] + \log(gf) \quad (2.2)$$

Os valores de $\log(gf)$ foram calculados por nós com o intuito de otimizar os dados observados. Para tal, utilizamos o reflexo do Sol na Lua; assim, o espectro solar é observado em condições semelhantes à dos espectros estelares.

O programa funciona da seguinte forma: primeiramente, o programa calcula o modelo atmosférico a partir dos $\log(gf)$. Em seguida, calcula a abundância de $[\text{Fe}/\text{H}]$ para cada linha de Fe I. A metalicidade média e a dispersão em $[\text{Fe}/\text{H}]$ é calculada a partir dos valores individuais $[\text{Fe}/\text{H}]_i$ das linhas. O programa calcula a velocidade de microturbulência utilizando a equação (Porto de Mello 1996):

$$\xi = 0.000615T_{\text{eff}} - 0.5039 \log g + 0.336[\text{Fe}/\text{H}] \quad (2.3)$$

Os primeiros testes de convergência são realizados. Primeiro, testa-se a convergência de ξ . Se o valor do módulo da diferença entre o valor calculado e o inicial for igual ou inferior a 0.02, o programa converge; em caso negativo, o programa atribui $\xi_{\text{calculado}}$ a ξ_{inicial} e itera. O próximo teste de convergência é do $[\text{Fe}/\text{H}]$. Se o módulo da diferença entre $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{médio}}$ e o $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{inicial}}$ for menor ou igual a 0.004, o programa converge; em caso

negativo, o programa faz $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{médio}} = [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{inicial}}$ e itera. Em seguida, calcula-se a T_{eff} fotométrica a partir das cores. Realiza-se o teste de convergência da T_{eff} : se o módulo da diferença entre $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ e $T_{\text{eff}}^{\text{inicial}}$ for menor ou igual a 0.001, o programa converge; em caso negativo, o programa atribui o valor de $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ a $T_{\text{eff}}^{\text{inicial}}$ e itera.

Calcula-se, agora, a abundância de $[\text{Fe II}/\text{H}]$. Além das W_{λ} das linhas de Fe II, usa-se também o valor de $\log g$. Assim, após o cálculo da metalicidade de Fe II, seu valor médio e dispersão, realiza-se a calibração do valor de $\log g$. Se o valor da diferença entre $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{médio}}$ e $[\text{Fe II}/\text{H}]_{\text{médio}}$ for superior a 0.01, o programa adiciona 0.02 ao valor inicial de $\log g$ e itera. Se esta diferença for inferior a -0.01 , o programa subtrai 0.02 ao valor inicial ao valor de $\log g$ e itera. Caso esta diferença esteja dentro do intervalo de -0.01 e 0.01 , ou seja, $|[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{médio}} - [\text{Fe II}/\text{H}]_{\text{médio}}| \leq 0.01$, o programa convergiu e segue para o próximo passo.

Nos passos finais, o programa recalcula o modelo atmosférico, $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{médio}}$ e dispersão $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$ e as abundâncias $[\text{X}/\text{H}]$ e dispersões $\sigma_{[\text{X}/\text{H}]}$ dos demais elementos. Um esquema do algoritmo desse programa é apresentado na Figura 2.2.

2.2 Estimativa dos erros

Os valores $\sigma_{[\text{X}/\text{H}]}$ são as dispersões dos valores das abundâncias calculados para cada linha do elemento químico X numa dada estrela. Apenas estrelas que possuam duas ou mais linhas medidas para um dado elemento podem ter suas dispersões calculadas. As dispersões que encontramos não apresentam dependência com a metalicidade, como pode ser visto na Figura 2.4 através de um diagrama de caixas. O diagrama de caixas representa uma distribuição de valores numéricos mediante uma caixa com barras de erro, na qual 6 importantes regiões são indicadas: o menor valor observado, o primeiro quartil, a mediana, o terceiro quartil, o maior valor observado e a média. Um exemplo é dado na Figura 2.3. Realizamos a contagem dos valores das dispersões dos elementos em intervalos de 0.2 dex em $[\text{Fe}/\text{H}]$. Intervalos inferiores a -0.6 e superiores a $+0.4$ em $[\text{Fe}/\text{H}]$ foram rejeitados por apresentarem poucas estrelas (há apenas duas estrelas com $[\text{Fe}/\text{H}] > 0.4$ dex e 11 com $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.6$ dex). Usamos apenas as estrelas que possuíssem no mínimo 3 linhas

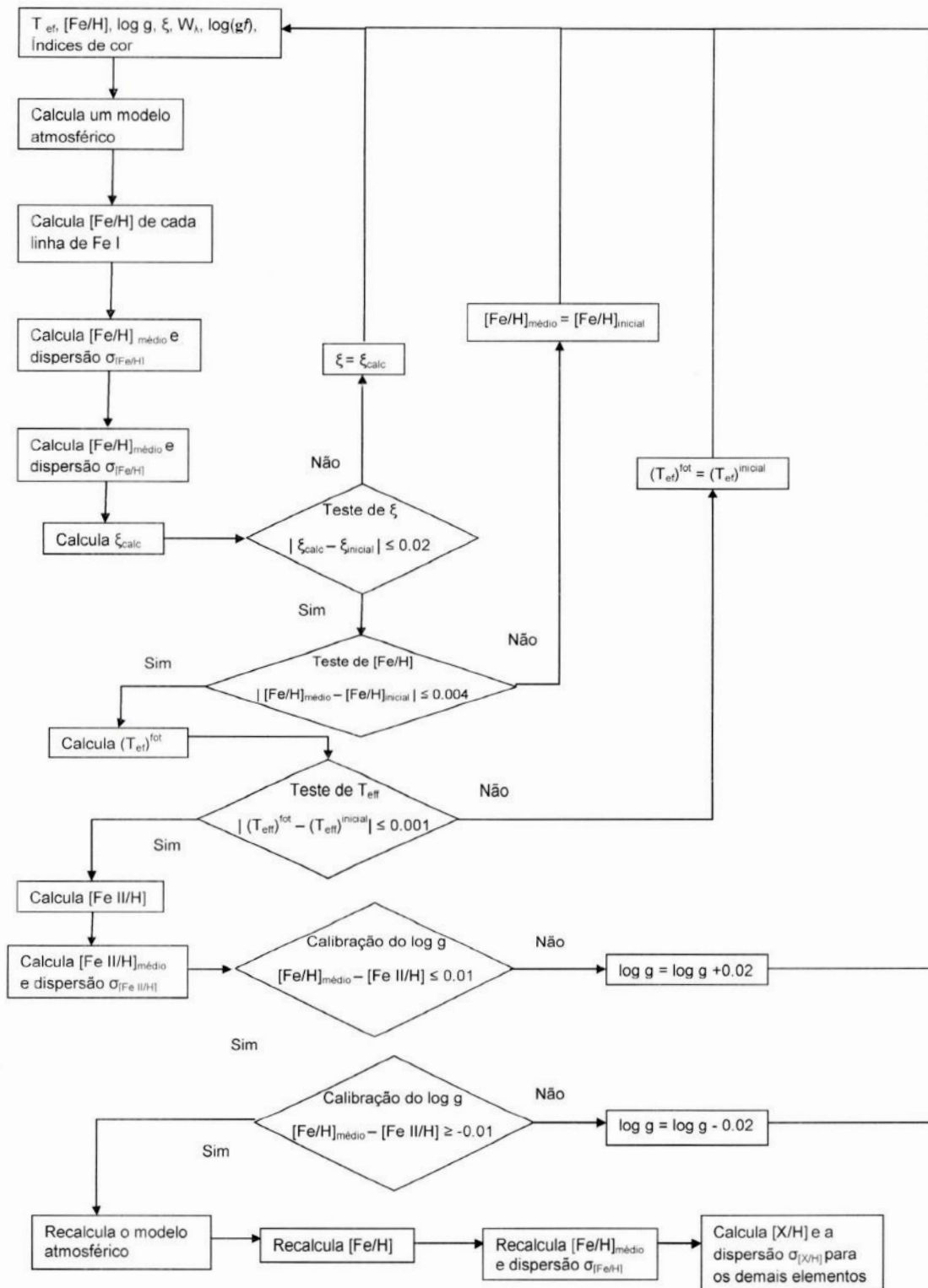


Figura 2.2: Algoritmo do método iterativo para o cálculo das abundâncias

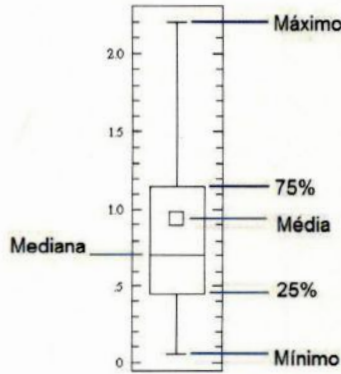


Figura 2.3: Representação dos componentes de um diagrama de caixas.

medidas para o elemento, com exceção do Na – que possui no máximo duas linhas – para o qual consideramos apenas as estrelas com essas duas linhas. O Ba não foi utilizado por só possuir uma linha. Apenas o Fe apresenta uma leve dependência em relação à metalicidade, o que pode ser explicado por haver poucos pontos nas regiões $[-0.6, -0.4]$ e $[+0.2, +0.4]$ que resultam um valor superior na média das dispersões.

Erros nos parâmetros de entrada causam erros sistemáticos nas abundâncias. Um erro em uma das cores pode ocasionar um cálculo errôneo na T_{eff} da estrela e, assim, uma construção equivocada para o modelo atmosférico. Sendo assim, foi necessário realizar uma estimativa teórica dos erros. Escolhemos quatro estrelas de forma que seu conjunto fosse bem representativo para toda a amostra. Utilizamos como critério de representatividade a temperatura e a metalicidade. Escolhemos ao acaso uma estrela quente e rica (HD 75289), uma quente e pobre (HD 128020), uma fria e rica (HD 29231) e uma fria e pobre (HD 14412). Seus parâmetros fundamentais estão apresentados na Tabela 2.2 e seus espectros podem ser vistos na Figura 2.1.

HD	T_{eff}	[Fe/H]	$\log g$
14412	5437.5	-0.46	4.50
29231	5446.0	+0.13	4.58
75289	6075.0	+0.20	4.31
128020	6171.0	-0.26	4.40

Tabela 2.2: Estrelas utilizadas para o cálculo de erros.

Os erros foram estimados variando os parâmetros de entrada no programa descrito na Tabela 2.1. Os parâmetros são T_{eff} , $\log g$, [Fe/H], microturbulência e largura equivalente,

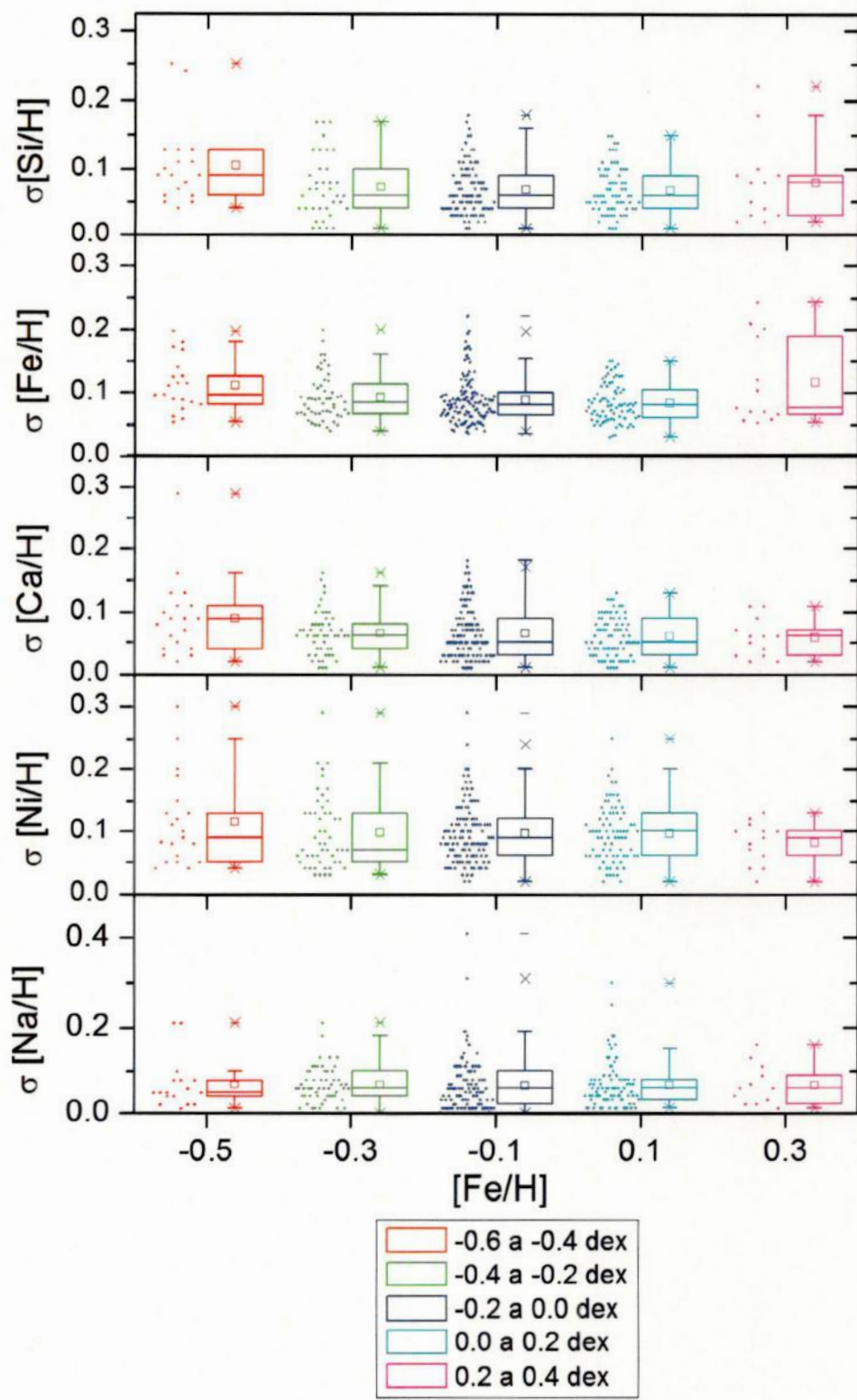


Figura 2.4: Análise estatística das dispersões nas abundâncias em função da metalicidade. Os dados são apresentados em diagramas de caixa justapostos à distribuição dos pontos.

Parâmetro	Variacão
T_{eff}	± 50 K
$\log g$	± 0.2 dex
[Fe/H]	± 0.1 dex
ξ	± 0.12 km/s
W_λ	± 3.6 mÅ

Tabela 2.3: Valores alterados dos parâmetros de entrada para o cálculo dos erros.

[X/H]	$\sigma_{T_{\text{eff}}}$	$\sigma_{\log g}$	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	σ_ξ	σ_{W_λ}	$\sigma[\text{X}/\text{H}]$
Fe I	+0.03	-0.02	+0.01	-0.02	+0.07	± 0.11
Fe II	-0.01	+0.09	+0.03	-0.01	+0.11	± 0.18
Na I	+0.03	-0.01	0.00	-0.01	+0.06	± 0.09
Si I	+0.01	+0.02	0.00	0.00	+0.09	± 0.13
Ca I	+0.04	-0.06	+0.02	-0.03	+0.05	± 0.11
Ni I	+0.03	0.00	+0.01	-0.01	+0.09	± 0.13
Ba II	+0.02	-0.01	+0.05	-0.05	+0.04	± 0.09

Tabela 2.4: Estrela fria e pobre: HD 14412

[X/H]	$\sigma_{T_{\text{eff}}}$	$\sigma_{\log g}$	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	σ_ξ	σ_{W_λ}	$\sigma[\text{X}/\text{H}]$
Fe I	+0.03	-0.02	+0.01	-0.02	+0.07	± 0.11
Fe II	-0.01	+0.09	+0.03	-0.01	+0.11	± 0.18
Na I	+0.03	-0.01	0.00	-0.01	+0.06	± 0.09
Si I	+0.01	+0.02	+0.01	0.00	+0.09	± 0.13
Ca I	+0.04	-0.06	+0.02	-0.03	+0.05	± 0.11
Ni I	+0.03	0.00	+0.01	-0.01	+0.09	± 0.13
Ba II	+0.02	-0.01	+0.05	-0.05	+0.04	± 0.09

Tabela 2.5: Estrela fria e rica: HD 29231

[X/H]	$\sigma_{T_{\text{eff}}}$	$\sigma_{\log g}$	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	σ_ξ	σ_{W_λ}	$\sigma[\text{X}/\text{H}]$
Fe I	+0.04	-0.01	0.00	-0.01	+0.08	± 0.12
Fe II	-0.01	+0.07	+0.01	-0.01	+0.08	± 0.13
Na I	+0.03	-0.01	+0.01	-0.01	+0.07	± 0.10
Si I	+0.01	-0.01	+0.01	-0.01	+0.07	± 0.10
Ca I	+0.03	-0.04	0.00	-0.02	+0.06	± 0.10
Ni I	+0.03	-0.01	0.00	-0.01	+0.07	± 0.10

Tabela 2.6: Estrela quente e pobre: HD 128020

[X/H]	$\sigma_{T_{\text{eff}}}$	$\sigma_{\log g}$	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	σ_ξ	σ_{W_λ}	$\sigma[\text{X}/\text{H}]$
Fe I	+0.03	-0.02	0.00	-0.02	+0.06	± 0.09
Fe II	-0.01	+0.09	+0.01	-0.02	+0.07	± 0.14
Na I	+0.03	-0.01	0.00	-0.01	+0.06	± 0.09
Si I	+0.01	0.00	0.00	-0.01	+0.05	± 0.07
Ca I	+0.04	-0.04	0.00	-0.04	+0.06	± 0.11
Ni I	+0.03	0.00	+0.01	-0.02	+0.07	± 0.11
Ba II	+0.03	+0.01	+0.04	-0.06	+0.05	± 0.11

Tabela 2.7: Estrela quente e rica: HD 75289

e as variações aplicadas podem ser vistas na Tabela 2.3. Variamos um parâmetro por vez, mantendo os demais fixos. O erro estimado para um parâmetro é o valor recalculado das abundâncias menos o valor real. Cito, como exemplo, a fórmula do erro em $[X/H]$ devido a T_{eff}

$$(\sigma[X/H])_{T_{\text{eff}}} = ([X/H]_{\text{estimado}} - [X/H]_{\text{real}}) |_{\log g, [\text{Fe}/H], \xi, W_\lambda = \text{Constante}} \quad (2.4)$$

Os valores calculados para as 4 estrelas podem ser vistos nas tabelas 2.4, 2.5, 2.6 e 2.7. A estrela HD 128020 não possui nenhuma linha de Ba II medida; assim, as medidas dos erros não puderam ser estimadas. O erro final para o elemento $[X/H]$ é obtido através da raiz da soma quadrática dos erros:

$$\sigma[X/H] = \sqrt{(\sigma[X/H])_{T_{\text{eff}}}^2 + (\sigma[X/H])_{\log g}^2 + (\sigma[X/H])_{[\text{Fe}/H]}^2 + (\sigma[X/H])_{\xi}^2 + 2 \times (\sigma[X/H])_{W_\lambda}^2} \quad (2.5)$$

O fator 2 que multiplica a contribuição de W_λ advém do erro do $\log(gf)$, que é aproximadamente igual ao erro em W_λ , resultando em $\sigma_{\log(gf)} \approx \sigma_{W_\lambda}$.

Os erros das abundâncias para as quatro estrelas são bem próximos. Tomamos a média dos erros de cada elemento como representativa para toda a amostra. No caso do Ba, a média só foi realizada com três das quatro estrelas. Os valores adotados podem ser visto na Tabela 2.8.

Note que realizamos separadamente o cálculo para Fe I e Fe II. Para obtermos o erro em $[X/Fe]$, subtraímos os erros de $[X/H]$ pelos erros de $[Fe/H]$, que foram previamente calculados (equação 2.5). Porém, devido à configuração atômica dos elementos, essa subtração só pode ser realizada para elementos com o mesmo grau de ionização. Assim, erros de Na I, Ni I, Ca I e Si I foram subtraídos pelos erros do Fe I, e os erros do Ba II foram subtraídos pelos erros de Fe II. Os valores finais calculados estão na Tabela 2.8.

Elemento	$\sigma[X/H]$	$\sigma[X/Fe]$
Fe I	± 0.11	–
Fe II	± 0.16	–
Na I	± 0.09	± 0.02
Si I	± 0.11	± 0.04
Ca I	± 0.11	± 0.04
Ni I	± 0.12	± 0.03
Ba II	± 0.10	± 0.06

Tabela 2.8: Erros externos estimados para $[X/H]$ e $[X/Fe]$.

2.3 Método iterativo para o cálculo do $\log g$

Como já foi citado anteriormente, nossa amostra é composta principalmente de estrelas anãs de classe espectral G. Estrelas desse tipo possuem $4.2 \lesssim \log g \lesssim 4.6$. Encontramos entre as estrelas da amostra valores de $\log g$ superiores e inferiores à faixa de valores típicos para tais estrelas. Estrelas com $\log g < 4.2$ podem corresponder a estrelas subgigantes. Assim, é possível que nossa amostra possua algumas subgigantes, apesar de ser bem improvável. A Figura 2.5 apresenta nossa amostra no gráfico dos índices $c_1 \times (b - y)$. O índice c_1 é definido como $c_1 = (U - V) - (B - Y)$. A linha contínua em vermelho representa a sequência principal do aglomerado aberto Híades (Olsen 1984). A linha preta tracejada é um limite no qual as estrelas acima desta linha são mais provavelmente subgigantes. Como pode ser visto, a quantidade de possíveis subgigantes é muito inferior a de anãs.

O maior problema está nas estrelas que possuem $\log g > 4.6$. Valores altos são característicos de anãs brancas, e como é praticamente impossível que nossa amostra esteja contaminada por anãs brancas, devido à baixa luminosidade, os valores para a gravidade superficial foram revistos.

Para as estrelas que tiveram $\log g > 4.6$, usamos um método iterativo que calcula a gravidade superficial através da idade isocronal da estrela. Isócronas são curvas no diagrama HR para estrelas de mesma idade. Através da T_{eff} e magnitude absoluta (M_V) interpolamos diversas isócronas a partir dos modelos de Bressan et al. (1993). Utilizando a metalicidade da estrela ($[Fe/H]$), inferimos a idade a partir dessas isócronas. Foram utilizados os valores de T_{eff} e $[Fe/H]$ calculados por nós e M_V foi obtido a partir de V

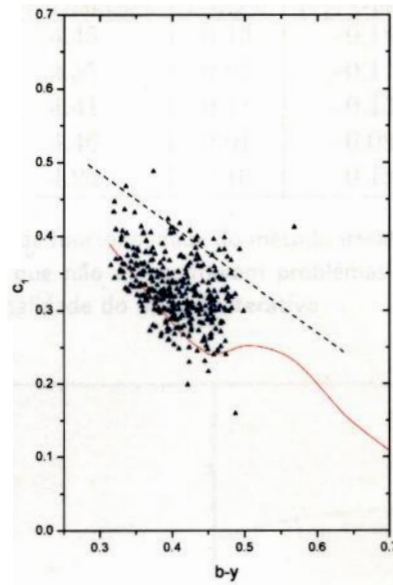


Figura 2.5: Gráfico dos índices $c_1 \times (b - y)$ das estrelas de nossa amostra. A linha contínua em vermelho é a sequência principal do aglomerado aberto Híades. A linha preta tracejada é um limite no qual as estrelas acima desta linha são mais prováveis de serem subgigantes. Como pode ser visto, a quantidade de possíveis subgigantes é muito inferior a de anãs.

a gravidade superficial através da idade isocronal da estrela. Isócronas são curvas no diagrama HR para estrelas de mesma idade. Através da T_{eff} e magnitude absoluta (M_V) interpolamos diversas isócronas a partir dos modelos de Bressan et al. (1993). Utilizando a metalicidade da estrela ($[\text{Fe}/\text{H}]$), inferimos a idade a partir dessas isócronas. Foram utilizados os valores de T_{eff} e $[\text{Fe}/\text{H}]$ calculados por nós e M_V foi obtido a partir de V e paralaxe no Simbad². Com a idade e a metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}]$, simulamos um diagrama $\log g \times (B - V)$ usando as mesmas isócronas de Bressan et al. (1993). Conhecendo a cor ($B - V$) da estrela, obtivemos o valor da gravidade para uma anã G de dada idade e $[\text{Fe}/\text{H}]$. Utilizando a T_{eff} , $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$, executamos o programa de cálculo das abundâncias (descrito na seção 2.1, modificado de modo a não calcular a gravidade). Se os valores de saída estiverem de acordo com os valores de entrada, termina-se a iteração; em caso negativo, iteramos.

Para testar a funcionalidade do método iterativo, aplicamo-lo a um conjunto de 5 estrelas que não apresentavam problemas com o valor do $\log g$. A diferença entre os

²<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fid>

HD	$(\log g)_{\text{inicial}}$	$(\log g)_{\text{calculado}}$	$ \Delta_{\log g} $	$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{inicial}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{final}}$	$ \Delta_{[\text{Fe}/\text{H}]}$
8262	4.58	4.45	0.13	-0.183	-0.180	0.003
30278	4.53	4.55	0.02	-0.111	-0.076	0.035
114853	4.30	4.41	0.11	-0.135	-0.133	0.002
134330	4.44	4.46	0.01	+0.081	+0.081	0.000
217014	4.36	4.26	0.10	+0.184	+0.183	0.001

Tabela 2.9: Resultado do teste de funcionalidade do método iterativo. Aplicamos o método iterativo em cinco estrelas que não apresentavam problemas no valor de $\log g$. Os resultados mostram a funcionalidade do método iterativo.

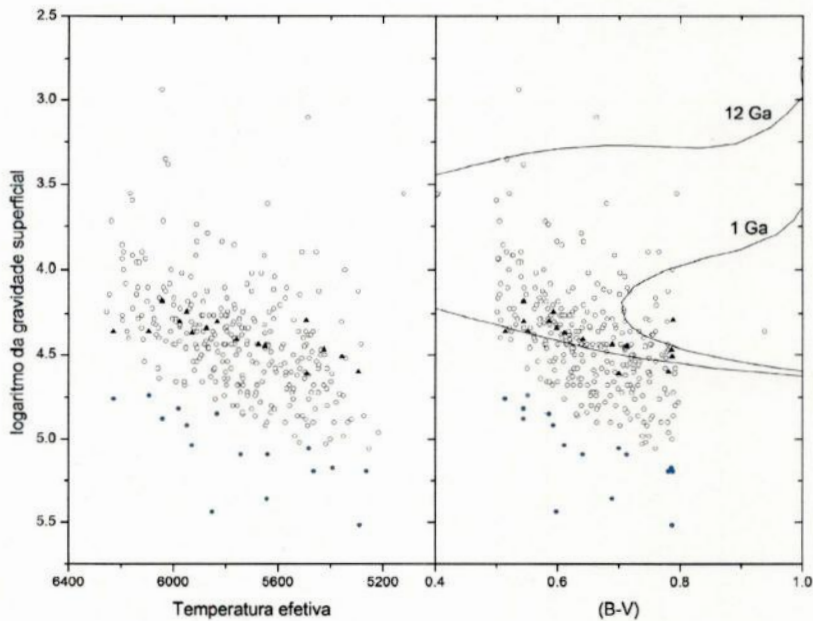


Figura 2.6: Diagramas de $\log g$ contra T_{eff} e cor $(B - V)$. Triângulos pretos representam os novos valores de $\log g$ das estrelas que possuíam $\log g > 4.6$, e círculos azuis mostram os valores antigos de $\log g$. Os círculos brancos representam as estrelas que não apresentaram problema. Linhas no segundo diagrama são isócronas de 1 Ga e 12 Ga.

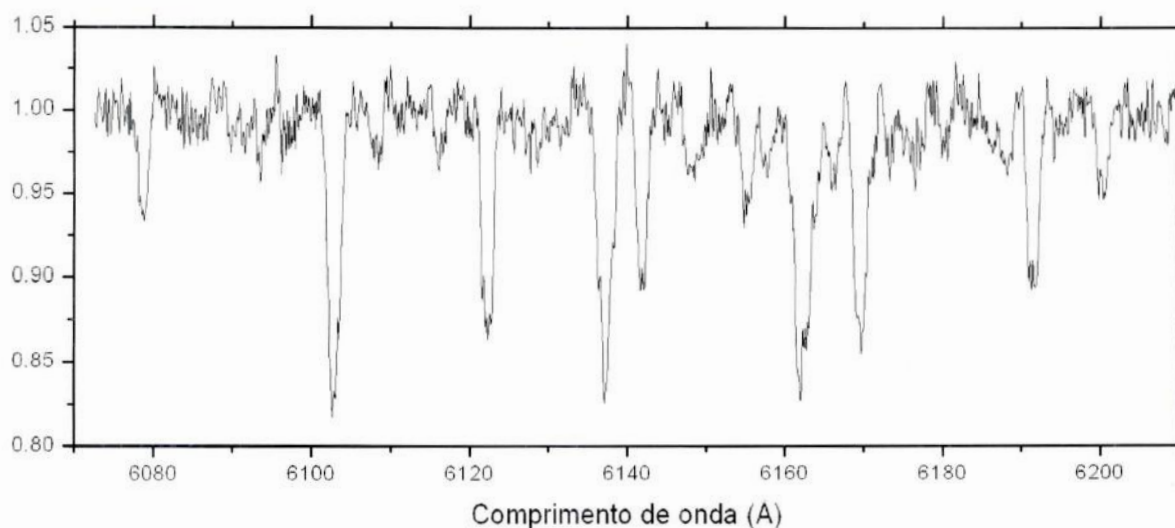


Figura 2.7: Espectro da estrela HD 35850. Este é um exemplo de um espectro ruim. Esta e mais 12 estrelas foram rejeitadas da amostra inicial por serem binárias espectroscópicas ou por possuírem um espectro mal resolvido. Esse espectro, em particular, possui linhas fracas e muito alargadas.

tos são essas mesmas estrelas, porém corrigidas. O segundo diagrama também apresenta isócronas de 1 Ga e 12 Ga.

As estrelas que possuíam um valor de gravidade alto totalizavam 16 estrelas. Uma tabela com os valores de T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$, tanto os iniciais quanto os calculados, pode ser encontrada no Apêndice A (Tabela A.4). O método iterativo convergiu para todas essas estrelas. O cálculo de $\log g$ para essas estrelas deve ser mais preciso do que aquele feito para as demais estrelas. O cálculo do erro deveria ser refeito para essas estrelas com um $\sigma_{\log g}$ menor mas, para efeitos de simplificação, usaremos os mesmos valores para os erros. Essas estrelas foram devolvidas à amostra, não havendo diferenciação no tratamento de sua análise quimiocinemática.

2.4 Amostra final

Após a redução dos dados, estrelas que tinham mais de uma observação tiveram os valores de suas abundâncias calculados por média ponderada entre as diferentes observações, utilizando como peso as dispersões das abundâncias calculadas para cada linha. Para o cálculo dessas dispersões, de $\log g$ e T_{eff} utilizamos média aritmética.

A amostra contém 296 estrelas, além das 16 que foram submetidas ao método iterativo. Assim, nossa amostra total é de 312 estrelas. Treze estrelas foram rejeitadas da amostra inicial de 325 anãs por serem binárias espectroscópicas ou por possuírem um espectro mal resolvido (e.g. HD 35850, Figura 2.7). Porém, dentre essas treze estrelas, uma teve um resultado um tanto peculiar: a HD 47127 apresentou uma metalicidade anormalmente alta nas duas observações realizadas para esta estrela ($[Fe/H]=0.91$ e 1.1). Desconhecemos a razão disso. Os dados para as estrelas da amostra final podem ser encontradas no Apêndice A.

2.5 Comparação com dados da literatura

Para verificar se os valores das abundâncias químicas de nossa amostra foram calculadas corretamente, cruzamos os nossos dados com os da literatura. Usamos três artigos como base de comparação:

1. Um levantamento espectroscópico de 189 anãs G e F é realizado por Edvardsson et al. (1993). São anãs próximas pertencentes ao disco galáctico, cobrindo um intervalo de metalicidade de $[-1.0, +0.3]$. Há 26 estrelas em comum entre nossos trabalhos;
2. Chen et al. (2000) realiza um levantamento espectroscópico de 90 anãs F e G do disco, cobrindo o intervalo de metalicidade $-1.0 < [Fe/H] < +0.1$. Seu objetivo foi revisitar os resultados de Edvardsson et al. (1993). Há 15 estrelas em comum entre nossos levantamentos;
3. O trabalho de Reddy et al. (2003) consiste de um levantamento espectroscópico de 181 anãs F e G. Também se utilizam das velocidades espaciais (U , V e W) e de um potencial galáctico para estimar os parâmetros orbitais estelares, o que leva à conclusão que a maior parte de suas estrelas sejam do disco fino. Há apenas 6 estrelas em comum entre nossos trabalhos.

A Figura 2.8 apresenta os valores de $[X/H]$ para as estrelas em comum entre esses trabalhos e o nosso. Os quadrados verdes são de Edvardsson et al. (1993), círculos vermelhos de Reddy et al. (2003) e triângulos azuis são de Chen et al. (2000).

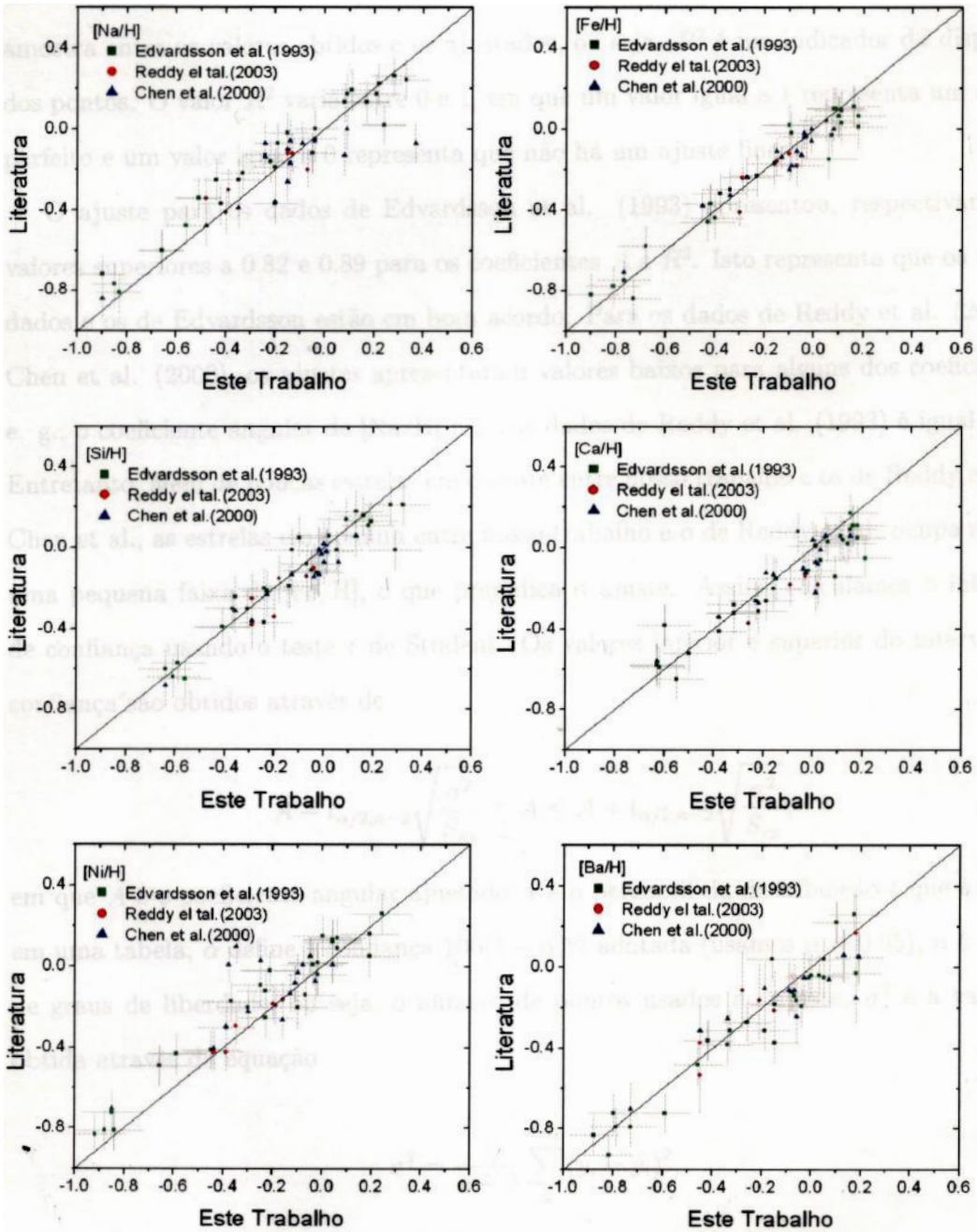


Figura 2.8: Comparação das abundâncias $[X/H]$ com dados da literatura; quadrados verdes são de Edvardsson et al. (1993); círculos vermelhos, de Reddy et al. (2003); e triângulos azuis, de Chen et al. (2000).

Para compararmos os dados, utilizamos um ajuste linear através do método dos mínimos quadrados. O ajuste linear foi feito em separado para cada trabalho e para cada elemento, utilizando apenas estrelas em comum entre os trabalhos. Neste caso, o coeficiente angular A do ajuste linear $y = Ax + B$ deve ser $A \sim 1$ para que os dados estejam em bom acordo. Os valores do coeficiente de inclinação e seu erro podem ser vistos na Tabela 2.10. Esta tabela também apresenta o número de pontos utilizados e o coeficiente de determinação R^2 . Em um ajuste linear, R^2 é o quadrado do coeficiente de correlação da amostra entre os valores obtidos e os ajustados, ou seja, R^2 é um indicador da dispersão dos pontos. O valor R^2 varia entre 0 e 1, em que um valor igual a 1 representa um ajuste perfeito e um valor igual a 0 representa que não há um ajuste linear.

O ajuste para os dados de Edvardsson et al. (1993) apresentou, respectivamente, valores superiores a 0.82 e 0.89 para os coeficientes A e R^2 . Isto representa que os nossos dados e os de Edvardsson estão em bom acordo. Para os dados de Reddy et al. (2003) e Chen et al. (2000), os ajustes apresentaram valores baixos para alguns dos coeficientes, e. g., o coeficiente angular de $[\text{Na}/\text{H}]$ para os dados de Reddy et al. (1993) é igual a 0.6. Entretanto, além de poucas estrelas em comum entre nosso trabalho e os de Reddy et al. e Chen et al., as estrelas em comum entre nosso trabalho e o de Reddy et al. ocupam apenas uma pequena faixa de $[\text{Fe}/\text{H}]$, o que prejudica o ajuste. Assim, calculamos o intervalo de confiança usando o teste t de Student. Os valores inferior e superior do intervalo de confiança são obtidos através de

$$\hat{A} - t_{\alpha/2, n-2} \sqrt{\frac{\sigma^2}{S_{xx}}} \leq A \leq \hat{A} + t_{\alpha/2, n-2} \sqrt{\frac{\sigma^2}{S_{xx}}}, \quad (2.6)$$

em que \hat{A} é o coeficiente angular ajustado, t é o percentil da distribuição- t que é obtida em uma tabela, α define a confiança $100(1 - \alpha)\%$ adotada (usamos $\alpha = 0.05$), n é o valor de graus de liberdade, ou seja, o número de pontos usados no ajuste, σ^2 é a variância obtida através da equação

$$\sigma^2 = \frac{1}{n-2} \sum_n^{i=1} (y_i - \hat{y}_i)^2, \quad (2.7)$$

e S_{xx} é a soma quadrática dos resíduos em x , ou seja,

$$S_{xx} = \sum_n^{i=1} (x_i - \bar{x})^2. \quad (2.8)$$

Os valores de mínimo e máximo do intervalo de confiança de cada elemento químico e para cada trabalho comparado podem ser vistos na Tabela 2.11. Verificamos que os coeficientes angulares obtidos são estatisticamente compatíveis com um coeficiente angular $A = 1$, e assim, concluímos que nossa amostra está de bom acordo com a literatura.

	Edvardsson et al. (1993)				Reddy et al. (2003)				Chen et al. (2000)			
	A	σ_A	Nº pontos	R^2	A	σ_A	Nº pontos	R^2	A	σ_A	Nº pontos	R^2
[Fe/H]	0.89	± 0.04	28	0.95	0.70	± 0.22	6	0.72	0.83	± 0.05	15	0.95
[Na/H]	0.85	± 0.04	28	0.93	0.60	± 0.18	6	0.74	0.67	± 0.12	15	0.72
[Ca/H]	0.82	± 0.06	28	0.89	0.60	± 0.14	6	0.82	0.77	± 0.10	14	0.84
[Si/H]	0.88	± 0.06	28	0.90	0.87	± 0.32	6	0.64	0.92	± 0.07	14	0.93
[Ni/H]	0.90	± 0.04	28	0.94	0.97	± 0.12	6	0.94	0.71	± 0.17	15	0.56
[Ba/H]	0.95	± 0.06	28	0.92	0.94	± 0.20	6	0.85	0.65	± 0.11	12	0.79

Tabela 2.10: Parâmetros do ajuste linear realizado para os seis elementos químicos pesquisados e para os três trabalhos comparados. Apresentamos o coeficiente angular A e seu erro σ_A , o número de pontos ajustados e o coeficiente de determinação R^2 que representa a dispersão em torno da reta ajustada.

	Edvardsson et al. (1993)		Reddy et al. (2003)		Chen et al. (2000)	
	Valor Inferior	Valor Superior	Valor Inferior	Valor Superior	Valor Inferior	Valor Superior
[Na/H]	+0.75	+0.95	+0.11	+1.09	+0.42	+0.92
[Si/H]	+0.75	+1.06	-0.03	+1.77	+0.76	+1.08
[Ca/H]	+0.71	+0.93	+0.20	+1.00	+0.56	+0.98
[Ni/H]	+0.81	+0.99	+ 0.62	+1.32	+0.34	+1.08
[Fe/H]	+0.80	+0.97	+0.10	+1.30	+0.71	+0.95
[Ba/H]	+0.82	+1.08	+0.39	+1.49	+0.41	+0.88

Tabela 2.11: Valores de mínimo e máximo do intervalo de confiança de cada elemento químico e para cada trabalho comparado. Verificamos que os coeficientes angulares obtidos são estatisticamente compatíveis com um coeficiente angular $A = 1$, e assim, concluímos que nossa amostra está de bom acordo com a literatura.

Capítulo 3

Resultado e discussões

*“A discovery is said to be an accident
meeting a prepared mind.”*

Albert Szent-Gyorgyi

3.1 Análise química

3.1.1 Razões de abundâncias

Como já foi citado, os elementos químicos pesquisados foram sódio, silício, cálcio, níquel, ferro e bário. Os elementos Si e Ca estão entre os elementos conhecidos como elementos- α , por serem criados a partir do acréscimo de partículas α (núcleo de hélio). Acredita-se que os elementos- α sejam criados principalmente em estrelas de grande massa ($m > 8m_{\odot}$). Os elementos sintetizados são lançados ao meio interestelar através dos ventos estelares e da explosão em supernova tipo II (SNII) que essas estrelas sofrem no estágio final de sua evolução. O Na está entre o grupo dos elementos Z-ímpar, por possuir 23 prótons em seu núcleo. O Na também é produzido em estrelas de grande massa. O níquel e o ferro são elementos do pico do ferro, e o principal sítio astrofísico para a formação desses elementos são supernovas tipo Ia (SNIa). O bário é um elemento formado quase totalmente pelo processo-s (ver seção 1.2.2). O principal sítio astrofísico dessas reações são estrelas gigantes do ramo assintótico, principalmente as de baixa massa, ou seja, de maior vida. O processo-

s ocorre dentro das conchas de queima de hidrogênio dessas estrelas. Os elementos criados por processo-s retornam ao meio interestelar pelos ventos dessas estrelas e os superventos que ejetam o material para o meio interestelar na forma de nebulosa planetária.

Assim, espera-se que, durante a evolução química da Galáxia, primeiro sejam sintetizados o Na, Si e Ca, já que as estrelas progenitoras de SNII são estrelas de alta massa, e assim, curta vida. Com o aumento do número de anãs brancas e estrelas de nêutrons na Galáxia, aumenta-se também o número de colisões entre essas estrelas, originando um aumento na ocorrência de SNIa e, portanto, um acréscimo de Ni e Fe no meio interestelar. Também se espera que as progenitoras dessas anãs brancas tenham ejetado seus envoltórios em forma de nebulosa planetária, aumentando a concentração de Ba no meio.

As Figuras 3.1 e 3.2 apresentam, respectivamente, os gráficos de espalhamento de $[X/H]$ vs. $[Fe/H]$ e as razões de abundâncias dos elementos em comparação ao ferro. Nas duas figuras, as barras de erro correspondem às dispersões nas medidas das abundâncias entre as linhas de um mesmo elemento no espectro da estrela. O Ba só possui uma linha medida; assim, a dispersão em sua abundância não pôde ser calculada. As linhas sólidas vertical e horizontal em todos os gráficos demarcam a posição do Sol, o qual, que por definição, possui $[X/H]=0.0$ para qualquer X.

Nos gráficos $[X/H]$ vs. $[Fe/H]$ da Figura 3.1, vemos que não há enriquecimento independente entre os elementos; os processos nucleossintéticos ocorrem para todos os elementos. Porém este enriquecimento pode ocorrer em escalas de tempo distintas para cada elemento. As razões de abundâncias da Figura 3.2 explicitam como ocorre o crescimento de um dado elemento químico em relação ao Fe. Para uma melhor visualização dos padrões de cada elemento, as Figuras 3.3 e 3.4 apresentam diagramas de caixas de $[X/Fe]$ para cada intervalo de 0.2 dex em $[Fe/H]$. O diagrama de caixas já foi explicado na seção 2.2. Só foram consideradas as estrelas dentro do intervalo $-0.6 \leq [Fe/H] \leq +0.4$ (só foram desconsideradas 5 estrelas).

A produção de Na ocorre durante o processo de queima de carbono e neônio em estrelas de grande massa, e sua ejeção ocorre em SNII. Tsujimoto et al. (1995) afirma que também há produção de Na em SNIa, porém em menor quantidade. Shi et al. (2004) anotam que

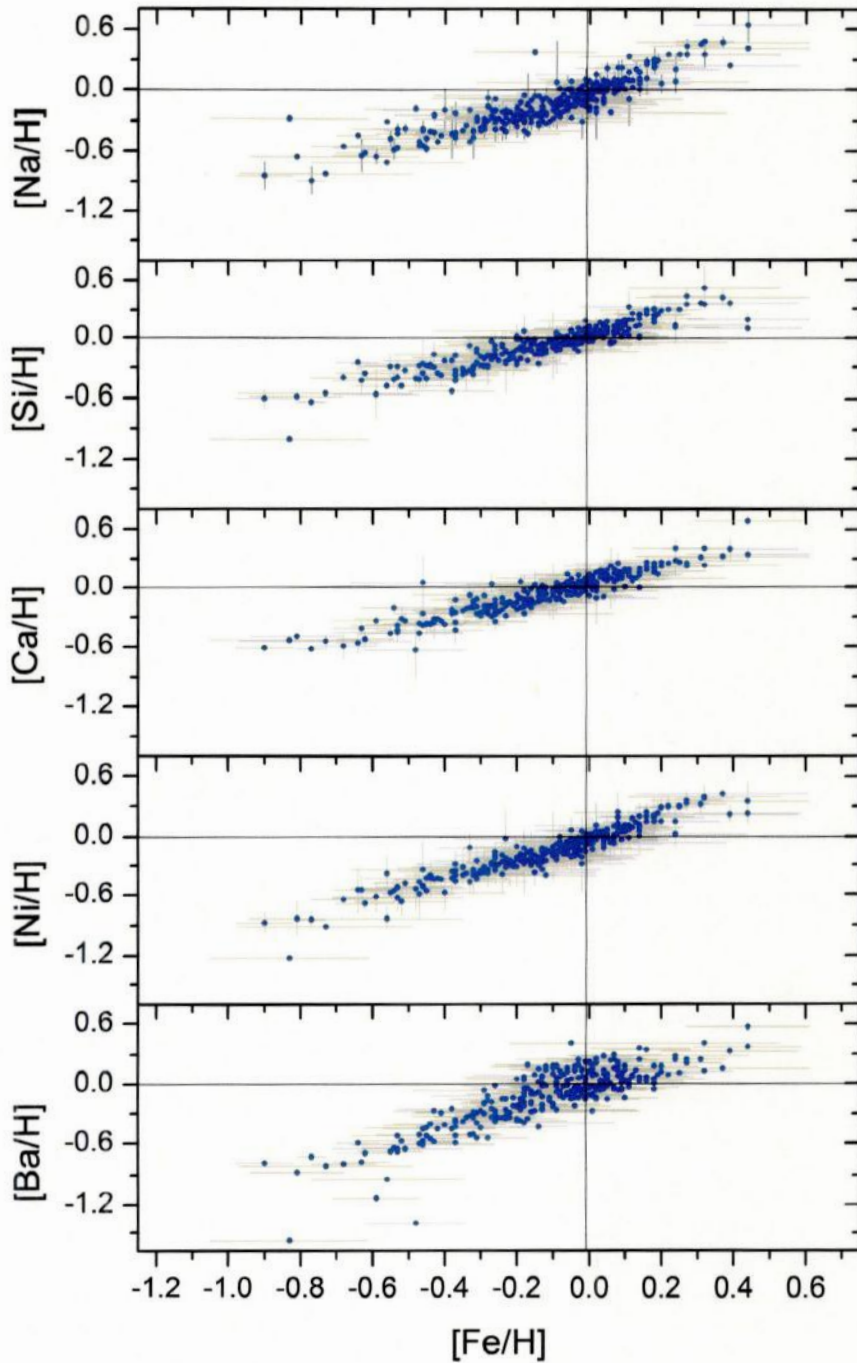


Figura 3.1: Gráfico de espalhamento $[X/H]$ vs. $[Fe/H]$. As barras de erro correspondem às dispersões nas medidas das abundâncias entre as linhas de um mesmo elemento no espectro da estrela. Pela figura fica óbvio que não há enriquecimento independente entre os elementos; os processos nucleossintéticos ocorrem para todos os elementos.

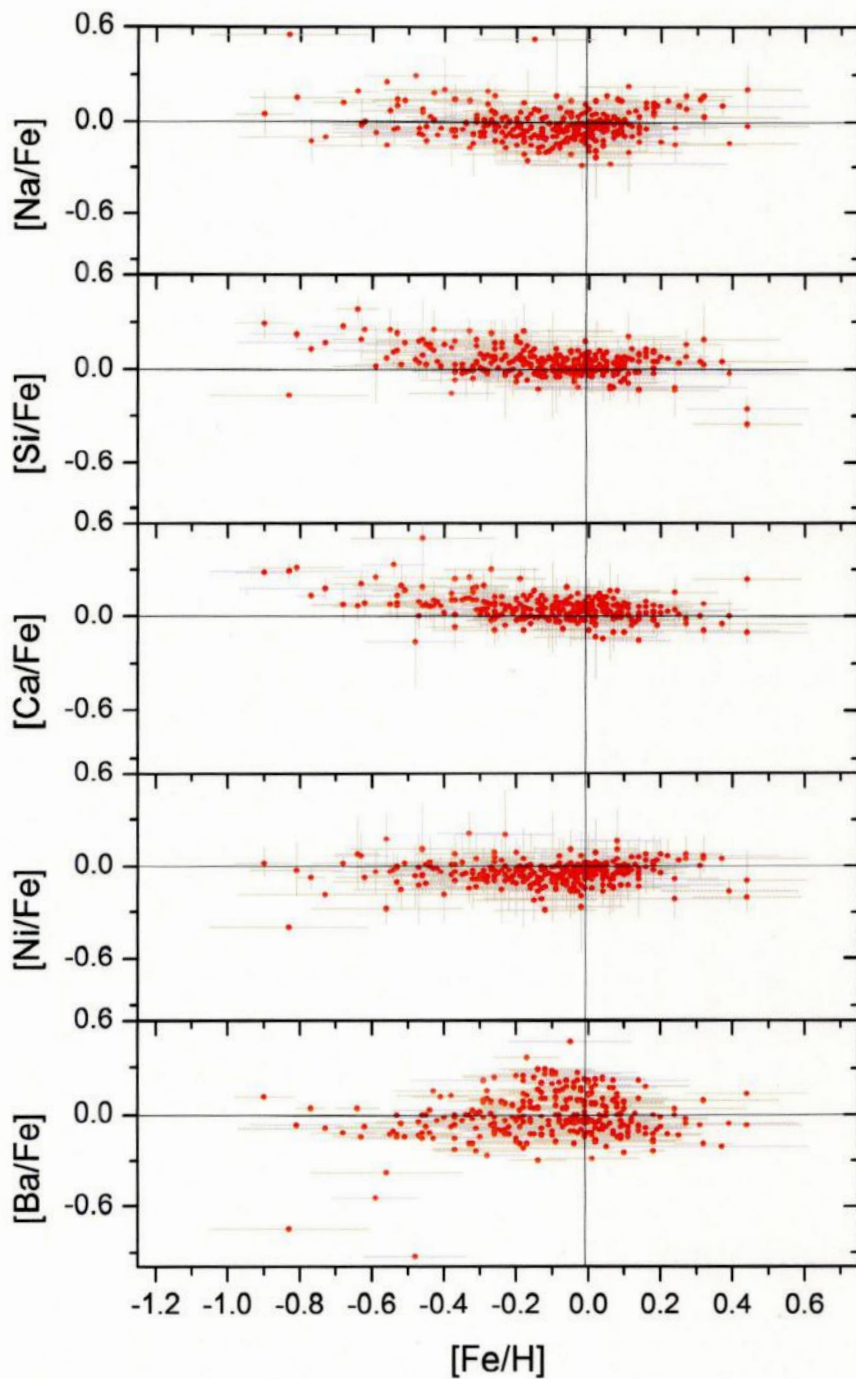


Figura 3.2: Razões de abundâncias $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$. As barras de erro correspondem às dispersões nas medidas das abundâncias entre as linhas de um mesmo elemento no espectro da estrela. Um gráfico de dispersão de $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ informa como a quantidade do elemento X varia em relação à quantidade de Fe na vizinhança solar.

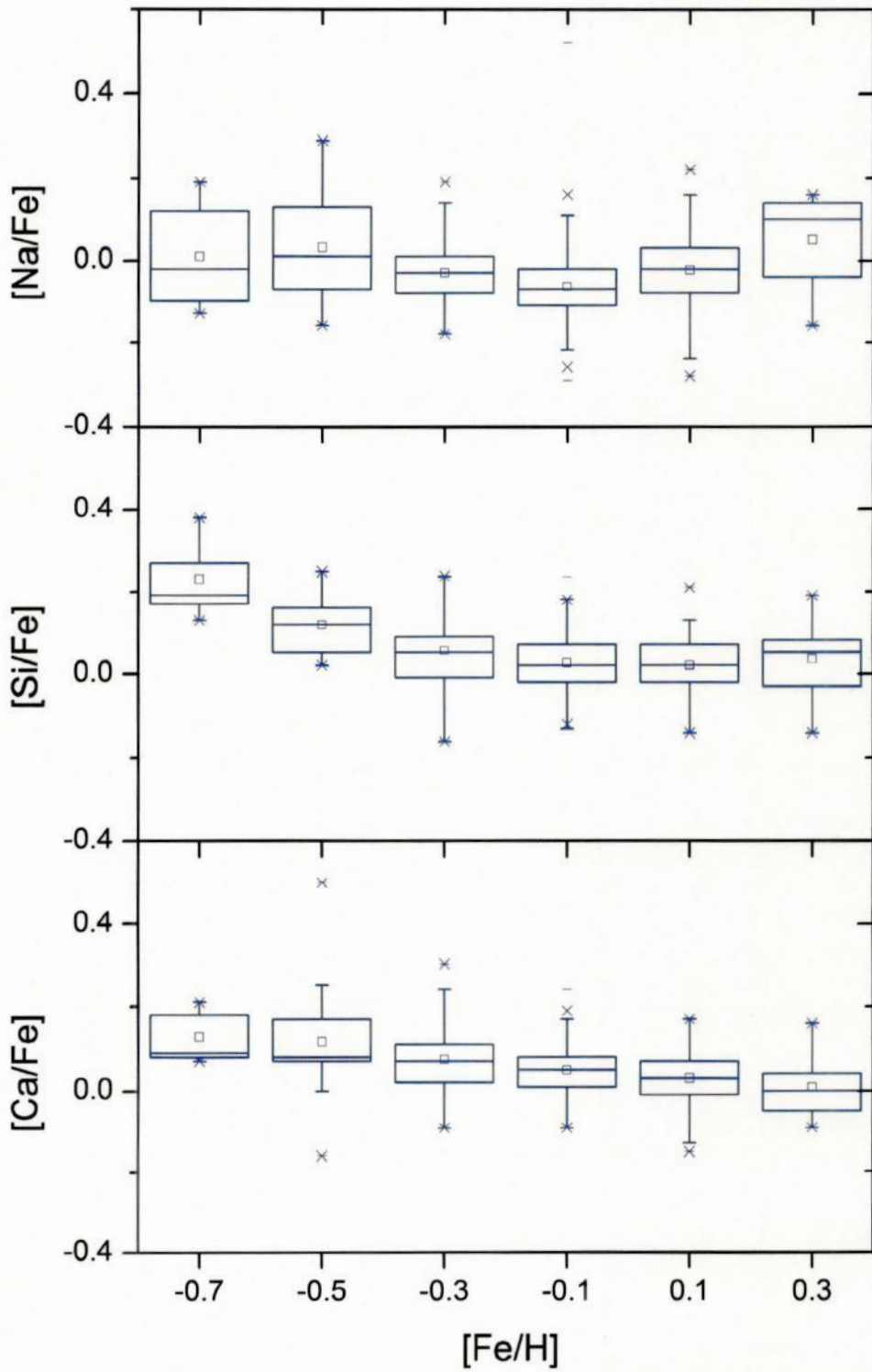


Figura 3.3: Diagrama de caixa para as abundâncias $[Na/Fe]$, $[Si/Fe]$ e $[Ca/Fe]$ a cada 0.2 dex em $[Fe/H]$. Os valores nas abscissas representam os valores médios do intervalo.

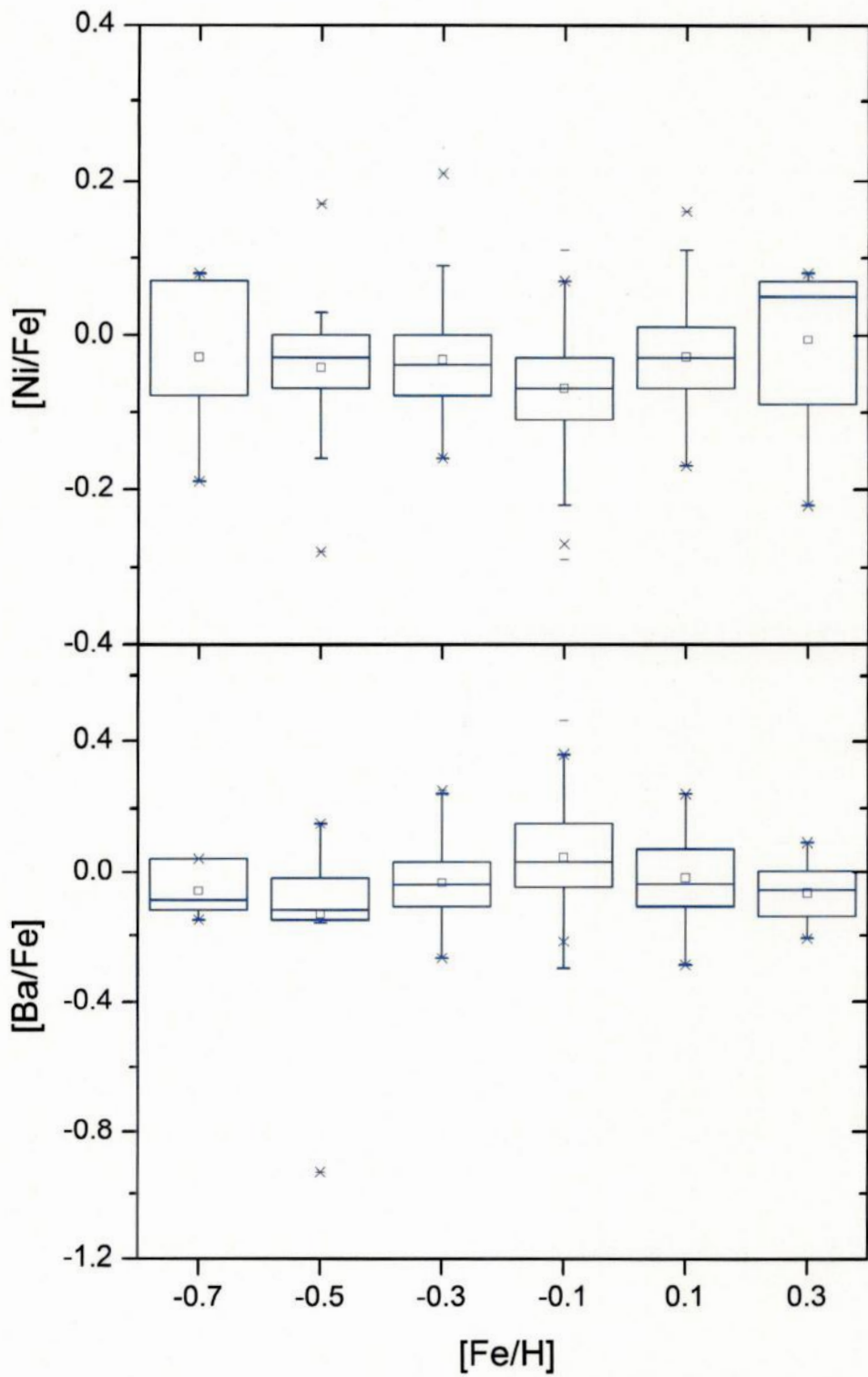


Figura 3.4: Diagrama de caixa para as abundâncias $[Ni/Fe]$ e $[Ba/Fe]$ a cada 0.2 dex em $[Fe/H]$. Os valores nas abscissas representam os valores médios do intervalo

o Na pode ser sintetizado como elemento primário ou secundário. Como primário, o Na é produzido diretamente pela queima de carbono e a taxa de produção seria independente da metalicidade das estrelas. Como secundário, o Na é produzido devido ao excesso de nêutrons, que é determinado pela metalicidade da estrela. No gráfico de $[\text{Na}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ fica claro que há um decréscimo em $[\text{Na}/\text{Fe}]$ para $[\text{Fe}/\text{H}]$ crescente até o valor de $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$. Para $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$, $[\text{Na}/\text{Fe}]$ passa a ser crescente. A “virada” no valor de $[\text{Na}/\text{Fe}]$ também é encontrada por Shi et al. (2004) e Edvardsson et al. (1993).

O Si e o Ca apresentam um decréscimo para valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ crescente, que é o esperado para os elementos- α . Este fato pode ser explicado por haver um atraso na produção de SNIa em relação às SNII. Porém o Ca apresenta um decréscimo maior para $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.2$ dex, e para valores maiores que este, o decréscimo é quase imperceptível.

O Ni apresenta um comportamento típico de elemento do pico do ferro, o que era de se esperar por serem produzidos no mesmo sítio astrofísico. O crescimento de Ni é proporcional ao de Fe nas estrelas do disco.

A abundância de Ba apresenta uma grande dispersão que parece ser independente do Fe, o que confirma trabalhos anteriores sobre a evolução do processo-s no disco. Há a possibilidade de que o comportamento real possa estar obscurecido pelo fato de não termos as dispersões nas medidas. Entretanto, nosso resultado está de bom acordo com o de Edvardsson et al. (1993).

3.1.2 Distribuição das abundâncias

Apresentamos aqui a distribuição dos valores das abundâncias através de histogramas individuais para cada elemento químico, com o intuito de analisarmos o Problema das Anãs G em nossa amostra. O Problema das Anãs G é uma paucidade de estrelas pobres em metais na vizinhança solar em comparação às previsões do modelo simples de evolução da Galáxia. Ao invés de usarmos histogramas simples para estudar a distribuição de abundâncias, utilizamos um estimador *kernel* gaussiano para que a função densidade de probabilidade (*fdp*) para as dispersões nas medidas de abundâncias e os erros teóricos pudessem ser considerados. Para uma leitura introdutória sobre o assunto, sugerimos

Tarter & Lock (1993). Para a construção dos histogramas generalizados, supomos que cada medida de abundância possa ser representada por uma distribuição gaussiana (eq. 3.1) que representa a incerteza intrínseca dessa medida individual. Uma distribuição gaussiana utiliza dois parâmetros: a média da distribuição (μ) e o desvio padrão (σ), e é parametrizada por

$$K_i(x) = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} \exp\left[-\frac{(x-\mu)^2}{2\sigma^2}\right]. \quad (3.1)$$

Para μ , utilizamos o valor medido das abundâncias de cada estrela, e para o desvio padrão, utilizamos a seguinte relação:

$$\sigma = \sqrt{\sigma_{\text{Externo}}^2 + \sigma_{\text{Interno}}^2} \quad (3.2)$$

em que σ_{Externo} é o erro teórico (Tabela 2.8), e σ_{Interno} é a dispersão entre os valores de abundância entre as linhas de cada elemento. Para as estrelas que não possuíam erro interno por ter somente uma linha medida, usamos

$$\sigma_{\text{Interno}} = \langle\sigma_{\text{Observacional}}\rangle + \sigma_{\langle\sigma_{\text{Observacional}}\rangle}, \quad (3.3)$$

em que $\langle\sigma_{\text{Observacional}}\rangle$, definido para cada elemento químico, é a média das dispersões individuais de todas as estrelas da amostra, e $\sigma_{\langle\sigma_{\text{Observacional}}\rangle}$ é o desvio padrão da média anteriormente citada. Para o Ba, que não possui $\sigma_{\text{Observacional}}$, usamos, para σ_{Interno} , o maior valor calculado entre os demais elementos mediante a Equação 3.3.

Em seguida, os histogramas generalizados são construídos somando-se os *kernels* gaussianos de cada estrela:

$$\phi(x) = \frac{1}{N_{\text{total}}} \sum_{i=1}^{N_{\text{total}}} K_i(x). \quad (3.4)$$

Construímos histogramas generalizados para os valores das abundâncias em relação ao hidrogênio ($[X/H]$, Figura 3.6) e ao ferro ($[X/Fe]$, Figura 3.5). Os parâmetros estatísticos da amostra em $[X/H]$ e $[X/Fe]$ são apresentados nas Tabelas 3.1 e 3.2, respectivamente.

A porcentagem de estrelas que possuem valores de abundâncias no intervalo $-1.2 \leq$

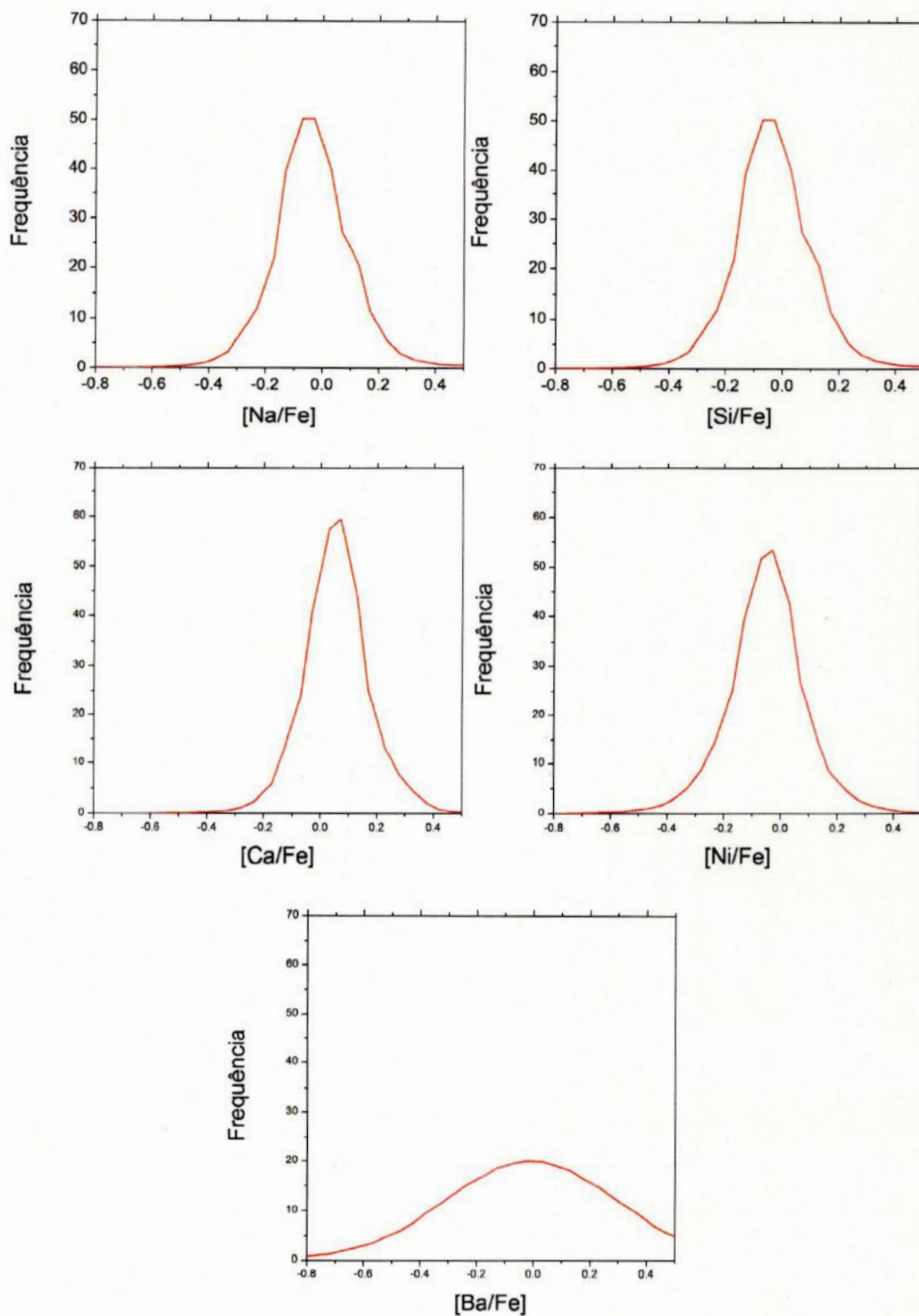


Figura 3.5: Histograma generalizado de $[X/Fe]$ para 5 dos 6 elementos químicos pesquisados. Os histogramas foram construídos utilizando um estimador *kernel* gaussiano, o que nos permite considerar os erros nas medidas das abundâncias.

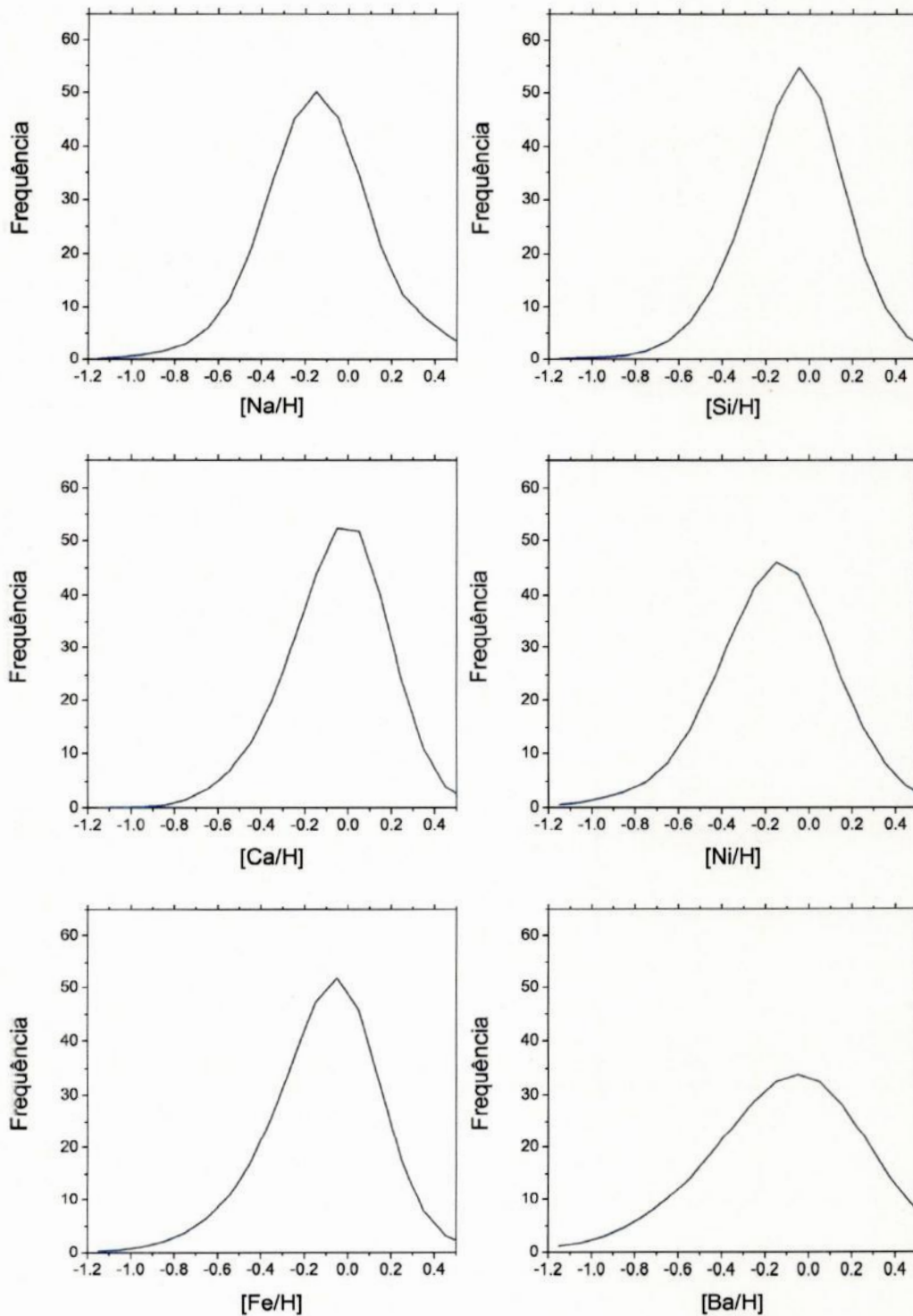


Figura 3.6: Histograma generalizado de $[X/H]$ para os 6 elementos químicos pesquisados. Os histogramas foram construídos utilizando um estimador *kernel* gaussiano, o que nos permite considerar os erros nas medidas das abundâncias.

Elemento	Média	σ
Fe	-0.11 ± 0.01	0.22
Na	-0.14 ± 0.01	0.24
Si	-0.07 ± 0.01	0.20
Ca	-0.05 ± 0.01	0.12
Ni	-0.16 ± 0.01	0.24
Ba	-0.12 ± 0.02	0.29

Tabela 3.1: Valores da média e desvio padrão de $[X/H]$

Elemento	Média	σ
Na	-0.03 ± 0.01	0.11
Si	$+0.04 \pm 0.01$	0.09
Ca	$+0.06 \pm 0.01$	0.08
Ni	-0.05 ± 0.01	0.08
Ba	-0.01 ± 0.01	0.15

Tabela 3.2: Valores da média e desvio padrão de $[X/Fe]$

$[X/H] \leq -0.8$ é $\sim 1\%$ para $[Fe/H]$, $\sim 1\%$ para $[Na/H]$, menor que 1% para $[Si/H]$, 0% para o $[Ca/H]$, $\sim 2\%$ para $[Ni/H]$ e também $\sim 2\%$ para $[Ba/H]$. O Ba é o único elemento que possui uma estrela (HD 120559) com uma medida inferior a -1.2 ($[Ba/H] = -1.58$). Valores de abundância inferiores a -1.2 são característicos de estrelas do halo. O pequeno número de estrelas nessa faixa de valores confirma qualitativamente o Problema das Anãs G. Fica claro que o Problema das Anãs G não é apenas característico do Fe, mas que também está presente nas abundâncias dos outros elementos químicos.

Através da tabela 3.1, vemos que o Sol ($[X/H]=[X/Fe]=0$) é uma estrela mais rica que a média da vizinhança solar entre os elementos estudados. Edvardsson et al. (1993) e Allende-Prieto et al. (2004) também calculam que a média em metalicidade da vizinhança solar é inferior ao valor solar.

Na Figura 3.7, apresentamos a comparação entre as distribuições de abundâncias de diversos trabalhos. A curva sólida em vermelho é deste trabalho, a verde tracejada corresponde aos dados de Takeda (2007), preto pontilhada, de Shi et al. (2004) e azul ponto-traço, de Allende-Prieto et al. (2004). Todas as curvas são histogramas generalizados contruídos usando o método de *kernels* gaussiano explicado nesta seção. Takeda (2007) calcula massa, idade, cinemática e abundâncias de 160 estrelas F, G e K obtidas a partir do banco de dados do Observatório Astrofísico de Okayama. Allende-Prieto et al.

(2004) realizam um levantamento espectroscópico de 118 estrelas F, G e K a menos de 15 pc de distância. Shi et al. (2004) realizam um estudo da abundância de Na em 90 anãs F, G e K do disco.

A amostra de Takeda et al. (2007) apresenta uma distribuição de abundâncias mais rica que nosso trabalho para os quatro elementos em comum, assim como a de Shi et al. (2004) para o Na. Note que a amostra de Takeda privilegia estrelas mais brilhantes, e assim, mais jovens e mais ricas, o que explicaria a tendência nos histogramas.

Há uma concordância para o pico das distribuições entre este trabalho e o de Allende-Prieto et al. (2004), exceto para o Ba. Porém, o levantamento de Allende-Prieto apresenta uma quantidade maior de estrelas para valores de abundância maiores que 0.2-0.3 e uma menor quantidade de estrelas para valores menores que a média. Uma possível causa para esta discrepância seria as diferenças entre os levantamentos: o nosso é composto de 312 estrelas a até 25 pc de distância do Sol, enquanto Allende-Prieto et al. (2004) é composto de bem menos estrelas (118) a uma distância de apenas 15 pc. Além disso, nossas medidas de abundâncias do Ba foram realizadas em apenas uma linha espectral ($\lambda 6141.727\text{\AA}$), o que nos impede de calcular a dispersão para esses valores e torna nossos valores de $[\text{Ba}/\text{H}]$ poucos confiáveis.

3.2 Análise quimiocinemática

Analizamos a correlação entre os valores das abundâncias químicas e as velocidades galácticas das estrelas. As velocidades galácticas são: U (km/s), apontando na direção do centro da Galáxia, V (km/s), apontando na direção da rotação da Galáxia, e W (km/s), na direção do polo norte da Galáxia (ver Figura 1.3). Velocidades obtidas na literatura que estejam em outro sistema de coordenadas foram convertidas para o nosso antes da análise. Utilizando nossos dados, obtivemos valores das velocidades para 297 estrelas. As Figuras 3.8, 3.9 e 3.10 apresentam a distribuição espacial das velocidades U , V e W . A escala de cor representa a média das abundâncias correspondentes às estrelas encontradas naquelas velocidades específicas: áreas em vermelho representam um valor maior na média, e áreas em azul representam um valor menor; outras cores representam

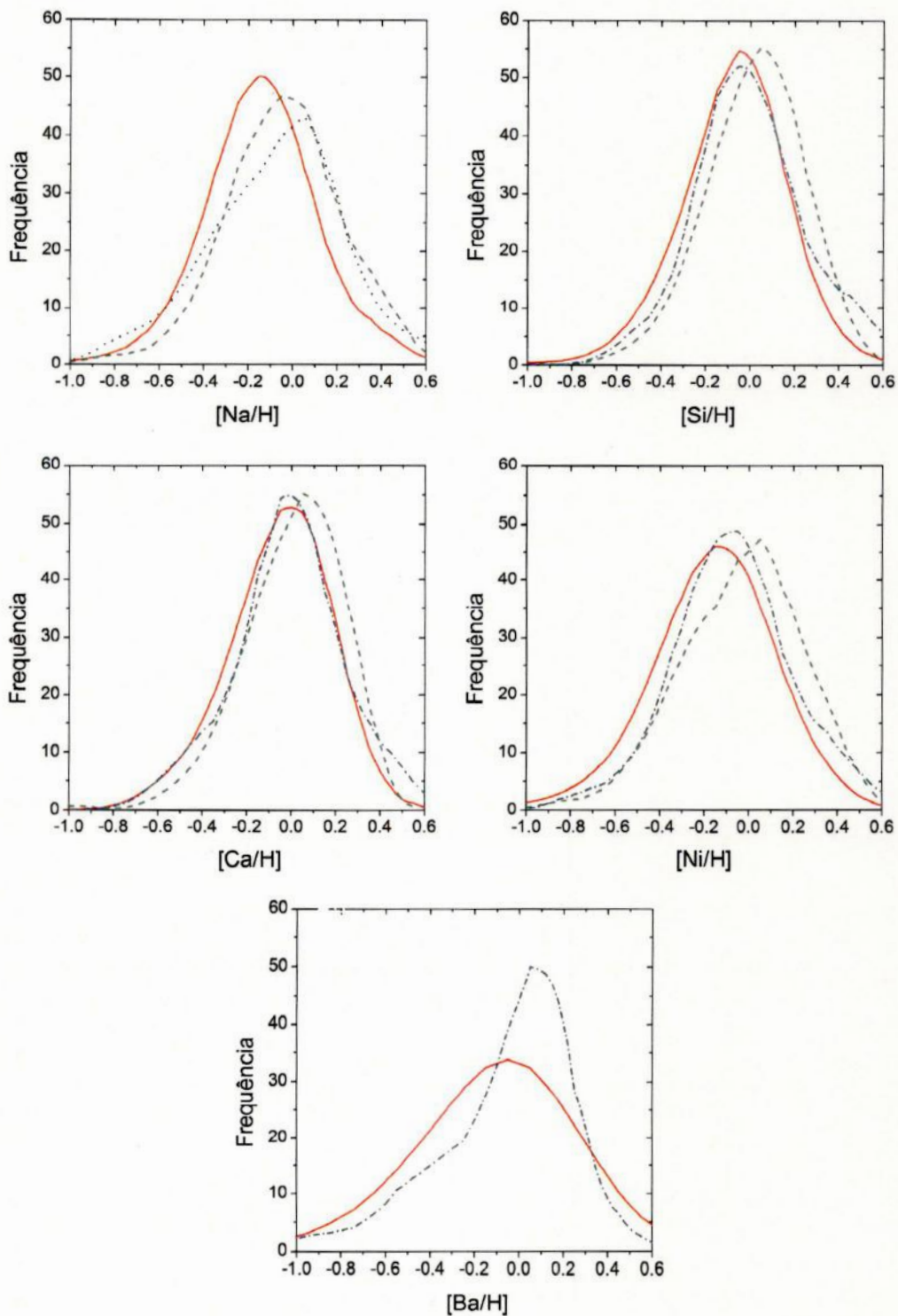


Figura 3.7: Comparação entre distribuições de abundâncias. Vermelho sólido: este trabalho; preto pontilhado: Shi et al. (2004); verde tracejado: Takeda (2007); azul ponto-traço: Allende-Prieto et al. (2004)

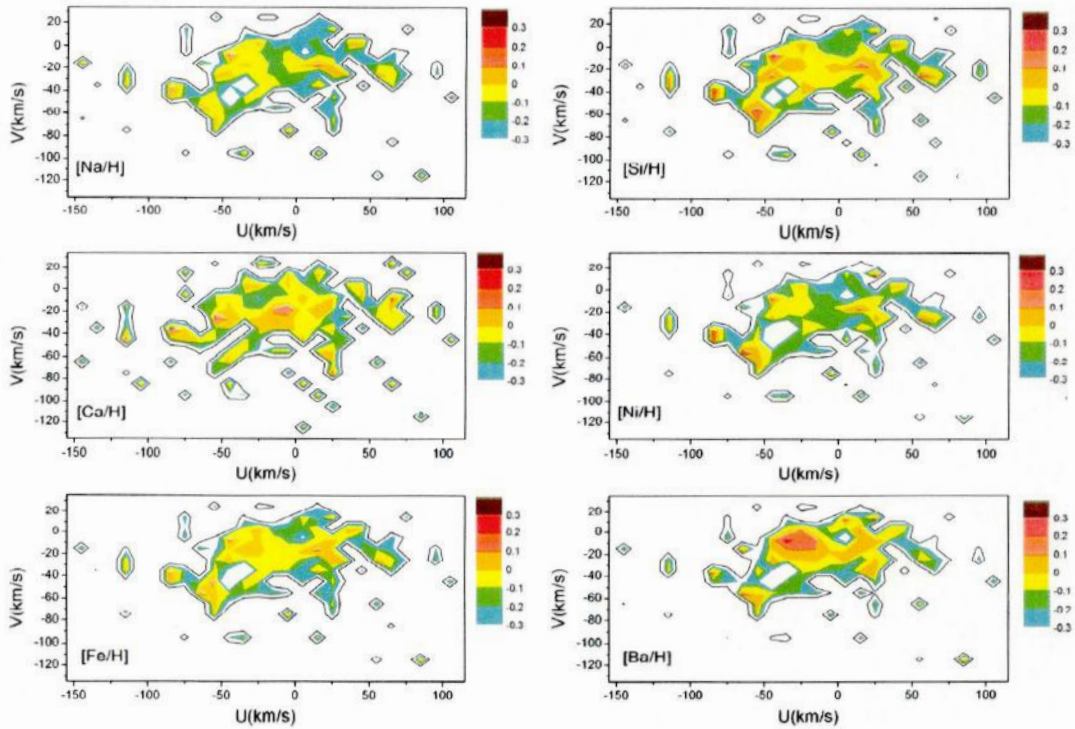


Figura 3.8: Média das abundâncias em função das velocidades U e V . Cores representam valores médios para $[X/H] > -0.3$. Curva de contorno representa um limite na média para valores igual a -0.5 dex. Fica claro a heterogeneidade das distribuições de abundâncias no espaço de fase.

valores intermediários. A escala de cor só considera valores com média superior a -0.3 dex. A curva de contorno representa um limite na média para valores iguais a -0.5 dex. Pode-se ver que a distribuição espacial das estrelas não é homogênea, apontando para subgrupos de velocidades e distribuições de abundâncias distintas. Esta é uma indicação sugestiva da existência de GruMos em nossa amostra.

Como vimos na seção 1.3, estrelas de um GruMo podem ser provenientes de uma mesma nuvem molecular, tendo herdado as velocidades dessa nuvem progenitora. Além da velocidade, as estrelas também herdam as abundâncias da nuvem. Assim, as abundâncias devem ser similares entre as estrelas formadas de uma mesma nuvem. Utilizamos esse argumento para procurar GruMos dentro de nossa amostra.

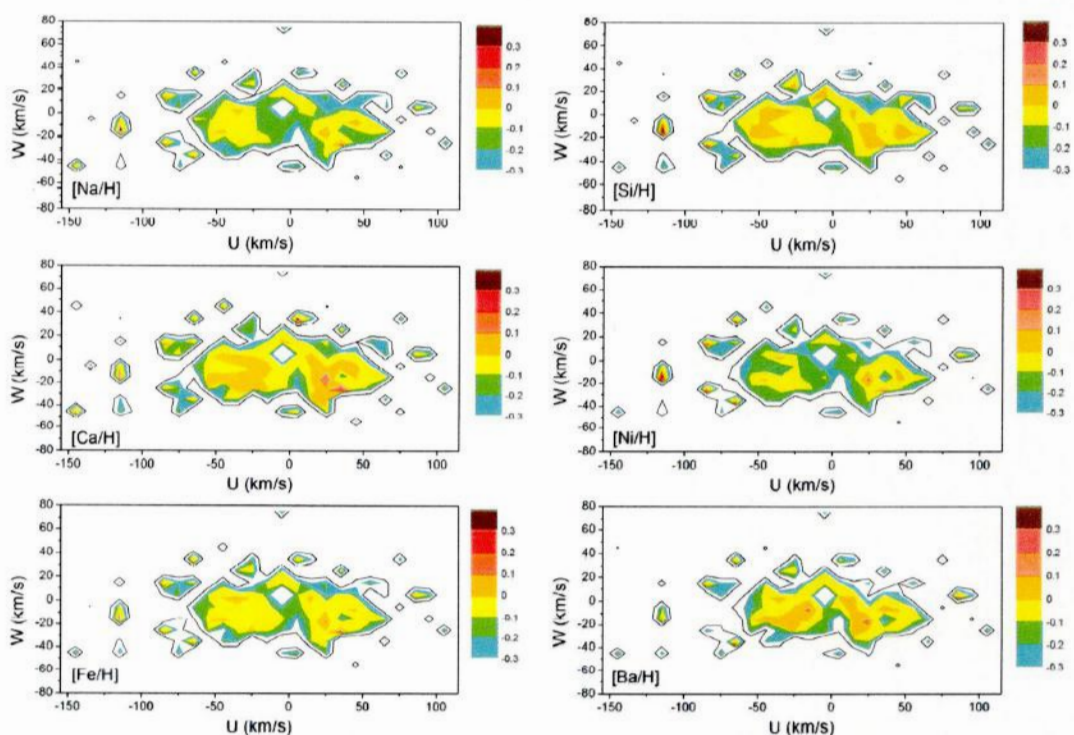


Figura 3.9: Idem à Figura 3.8 para as velocidades U e W.

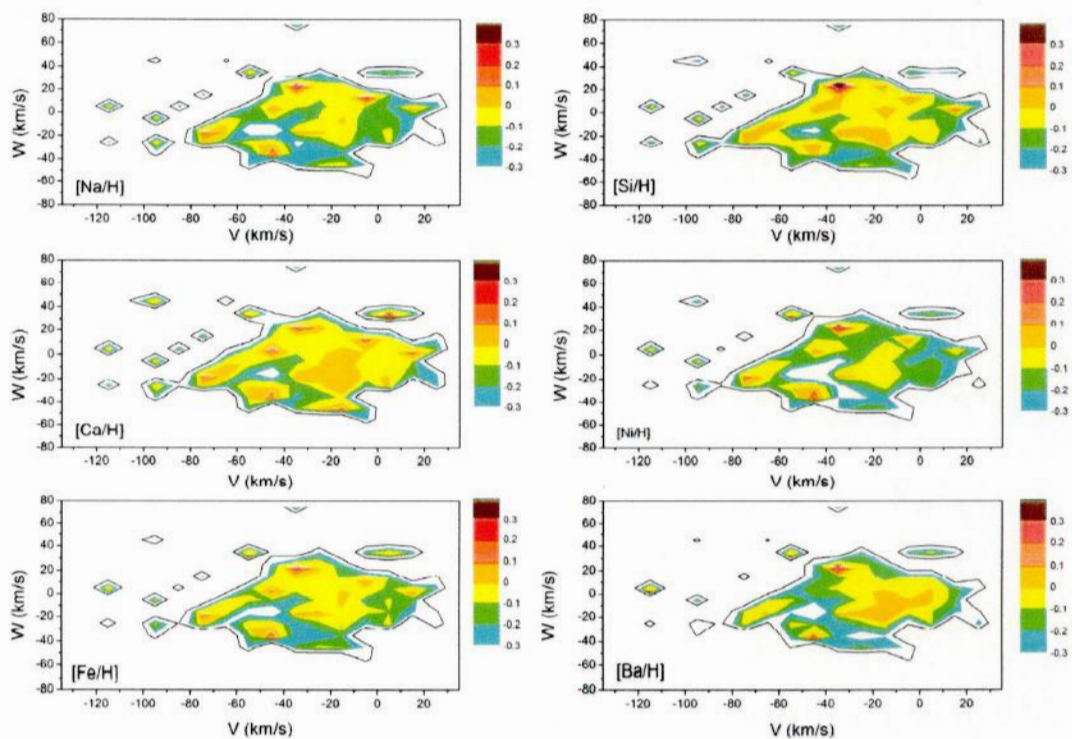


Figura 3.10: Idem à Figura 3.8 para as velocidades V e W.

3.2.1 O algoritmo N -dimensional

Desenvolvemos um algoritmo que identifica GruMos em um espaço N -dimensional. Essas dimensões podem ser quaisquer grandezas desde que seja possível, com elas, estabelecer uma coesão entre as estrelas.

Neste trabalho, usamos um espaço octodimensional composto das duas velocidades U e V e abundâncias $[X/H]$ dos seis elementos químicos pesquisados: Na, Si, Ca, Ni, Fe, Ba. A velocidade W não foi utilizada por ser uma componente da velocidade que indica a oscilação da estrela em torno do plano do disco da galáxia; assim, desvios em W não destroem a coesão das estrelas de um GruMo.

Como os valores das abundâncias químicas de estrelas co-moventes devem ser similares, a dispersão em seus valores de abundância devem ser baixos. Logo, usamos a dispersão como parâmetro para identificar os grupos. Mais especificamente, usamos a soma das dispersões nos valores de cada elemento como parâmetro (σ_{prox} , Equação 3.5). O σ_{prox} é calculado para cada estrela e suas n vizinhas no espaço bidimensional de velocidades $U \times V$ como:

$$\sigma_{\text{prox}} = \sum \sigma_{[X/H]} = \sigma_{[\text{Fe}/H]} + \sigma_{[\text{Na}/H]} + \sigma_{[\text{Si}/H]} + \sigma_{[\text{Ca}/H]} + \sigma_{[\text{Ni}/H]} + \sigma_{[\text{Ba}/H]}. \quad (3.5)$$

O algoritmo foi escrito em pascal estruturado/orientado a objetos usando a plataforma Borland Delphi 7.0. Este programa nos permite criar uma GUI (*Graphical User Interface*) utilizando a propriedade de orientação a objeto do pascal. A GUI facilita o uso do programa pelo usuário, permitindo que o programador forneça comandos suficientes para que o usuário não precise modificar o código fonte.

O usuário deve fornecer ao programa o número n de vizinhas e o arquivo de entrada contendo: o número HD da estrela (ou qualquer outra identificação), as velocidades U e V , e os valores das abundâncias químicas.

O algoritmo do programa é apresentando a seguir textualmente, bem como também na Figura 3.11:

1. O programa transposta os dados do arquivo de entrada para uma matriz e faz a

contagem do número N_{total} de estrelas;

2. Cria-se um contador i que irá permitir que o programa percorra a matriz, estrela à estrela. Inicialmente, $i = 1$;
3. Calcula-se a distância entre a estrela i em questão e as demais estrelas na matriz. A métrica usada para determinar essa distância é $\mathcal{D} = \sqrt{(U_i - U_j)^2 + (V_i - V_j)^2}$, em que j representa uma estrela diferente de i . O valor das distâncias são guardadas em um vetor;
4. O vetor com o valor das distâncias é ordenado crescentemente;
5. As n vizinhas da estrela i são registradas em um arquivo de texto para consulta posterior do usuário;
6. Calcula-se a dispersão $\sigma_{[X/H]}$ dos valores das abundâncias químicas entre a estrela i e suas n vizinhas.
7. Soma-se as dispersões para obter σ_{prox} ;
8. Registra-se a identificação da estrela i , as dispersões $\sigma_{[X/H]}$ e sua soma σ_{prox} ;
9. Realiza-se o teste para verificar se a matriz está no fim. Se $i = N_{\text{total}}$, o programa finaliza. Em caso negativo, soma-se 1 ao valor de i , e repete-se o procedimento a partir do passo 3.

Construímos também uma amostra de agrupamentos aleatórios utilizando os valores de abundâncias reais com o intuito de certificar que os agrupamentos existentes sejam estatisticamente significantes. Para tal, também usamos a rotina computacional supracitada, mas com algumas modificações. A amostra aleatória é construída usando valores aleatórios para as distâncias entre as estrelas, i.e., não consideramos as n vizinhas no espaço $U \times V$, mas sim n estrelas quaisquer da amostra. Para o cálculo das dispersões, os nossos valores das abundâncias químicas foram usados. O programa é executado 100 vezes, e a amostra aleatória final é composta da média das dispersões dessas 100 execuções:

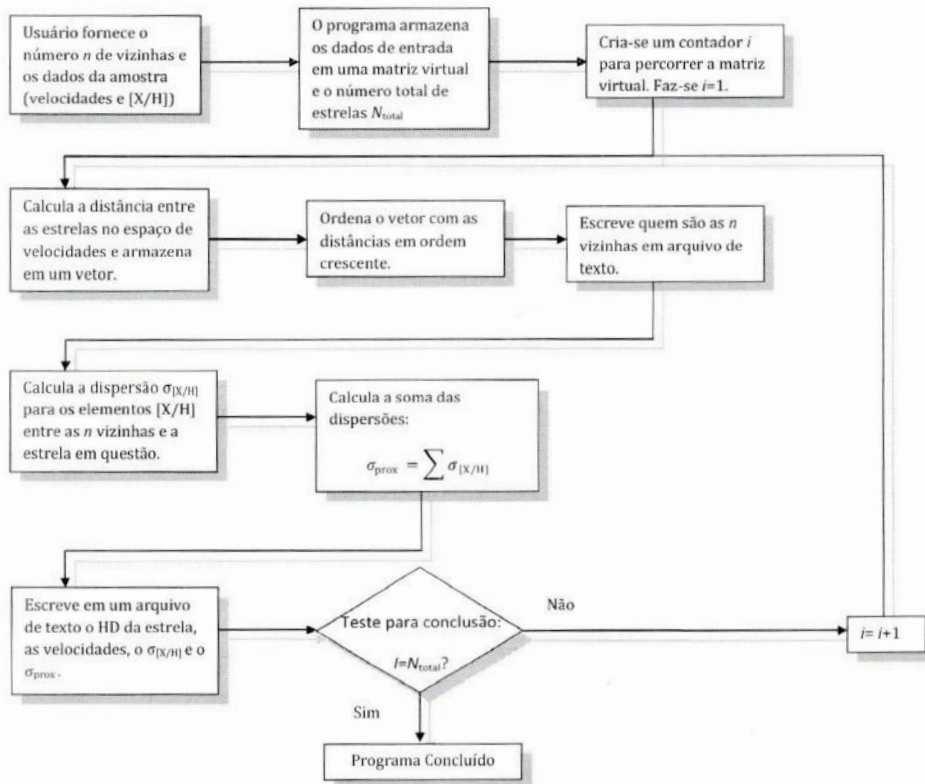


Figura 3.11: Algoritmo do método N -dimensional para a procura de GruMos.

$$\sigma_{\text{alea}} = \frac{1}{100} \sum_1^{100} \sigma_{\text{alea}}^i \quad (3.6)$$

Verificamos que a *fdp* de σ_{prox} não é similar à *fdp* de σ_{alea} . Para tal, utilizamos o teste estatístico de Kolmogorov-Smirnov (KS). O teste KS é um estimador de distância mínima usado como um teste não paramétrico para comparar uma ou duas amostras de distribuições de probabilidade unidimensionais. A hipótese nula é que as duas *fdfs* sejam iguais (ou seja, que os valores amostrais de σ_{prox} e σ_{alea} sejam provenientes da mesma população estatística). Após aplicar o teste, rejeitamos a hipótese nula com uma confiança superior a 99,999%. Com isso, provamos que os agrupamentos de estrelas com abundâncias e velocidades similares dentro do espaço de fase $U \times V$ são reais, e não resultado de construções aleatórias.

O valor de n não pode ser muito pequeno e nem grande demais. Um valor pequeno resulta em um maior número de estrelas com σ_{prox} pequenos, causando a identificação de diversos pequenos grupos irreais dentro de grupos verdadeiros. Um valor muito grande

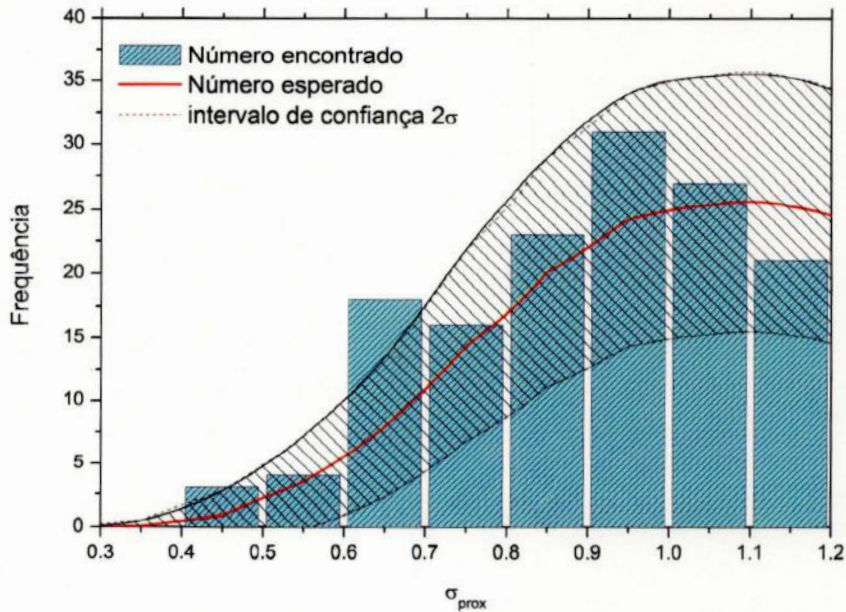


Figura 3.12: Comparação da distribuição dos agrupamentos reais e aleatórios e faixa do intervalo de confiança 2σ . Estrelas dentro do intervalo $0.6 \leq \sigma_{prox} \leq 0.7$ possuem uma probabilidade maior de serem integrantes de GruMos que outras estrelas.

resulta em uma situação exatamente contrária: um maior número de estrelas tem σ_{prox} grande, ocasionando o surgimento de grupos maiores que seriam a junção de grupos reais. Assim um valor ideal para n foi inferido. Através de uma análise visual e subjetiva para diversos n , chegamos ao valor $n = 7$. Nosso método encontra-se, portanto, otimizado para localizar GruMos compostos de aproximadamente 7 estrelas.

3.2.2 Análise paramétrica

Para identificar as regiões paramétricas mais prováveis de encontrarmos GruMos, comparamos as *fdps* de σ_{prox} (correspondente a agrupamentos reais) e σ_{alea} (correspondente a agrupamentos aleatórios) dentro de um intervalo de confiança de 2σ . Esta comparação pode ser vista na figura 3.12.

A coluna representando o intervalo $0.6 \leq \sigma_{prox} \leq 0.7$ possui uma frequência maior que o valor do intervalo de confiança da *fdp* de σ_{alea} . Estrelas com um valor de σ_{prox} dentro desse intervalo possuem uma probabilidade maior de serem integrantes de GruMos que outras estrelas. Realçamos na Figura 3.13 as regiões em que o centróide aproximado

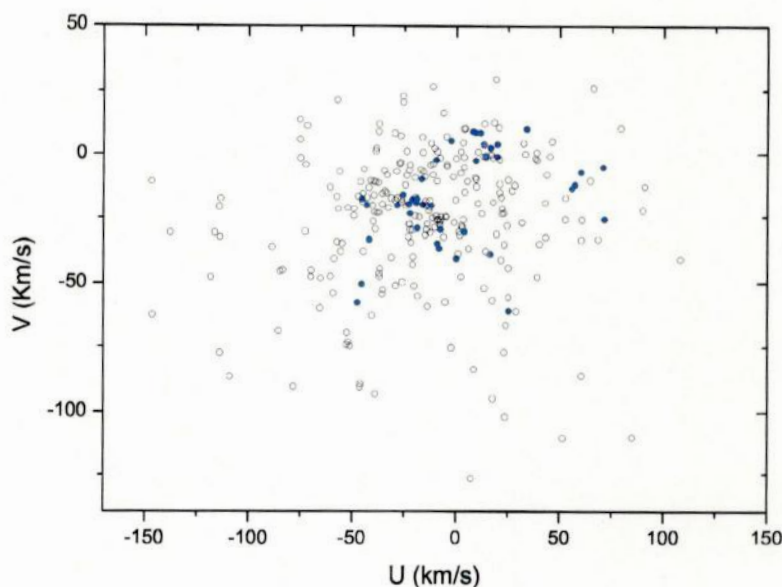


Figura 3.13: Demarcação das estrelas com maior probabilidade de pertencerem a GruMos. Essas estrelas possuem um valor de σ_{prox} dentro do intervalo $[0.6, 0.7]$. Juntamente com suas n vizinhas mais próximas, essas estrelas formam prováveis GruMos.

desses grupos se encontra no espaço de velocidades $U \times V$, para que uma identificação visual possa ser feita.

Realizamos ainda uma última etapa antes que fôssemos capazes de identificar grupos. Através de uma identificação visual, separamos as estrelas em 7 possíveis grupos. Para testar a pertinência das estrelas em cada grupo utilizamos um método não paramétrico de pontuação (Figura 3.14):

1. Calculamos o percentil de 5% e 95% para a distribuição de abundâncias de cada elemento químico dentro de um dos possíveis grupos;
2. Para uma dada estrela desse grupo, se o seu valor da abundância do elemento X estiver dentro desses percentis, a estrela recebe uma pontuação de 1, caso contrário, pontuação 0;
3. Repetimos o passo anterior para os 6 elementos químicos, e somamos as pontuações. A pontuação máxima que uma estrela pode receber é 6;
4. Caso a estrela tenha uma pontuação ≤ 4 , ela é eliminada;

	LHS 1982	A	Híades	B	Plêiades	C	Ursa Maior
$\langle U \rangle$	+58.10	-18.88	-41.53	-20.8	-9.32	+1.25	14.16
$\sigma_{\langle U \rangle}$	4.05	5.17	3.39	1.78	3.07	1.71	3.79
$\langle V \rangle$	-12.20	-19.04	-20.78	-27.95	-28.04	-29.58	+2.51
$\sigma_{\langle V \rangle}$	3.60	1.59	11.29	3.65	3.34	1.96	4.45
$\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle$	-0.19	+0.01	-0.05	-0.05	-0.02	-0.22	-0.03
$\sigma_{\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle}$	0.09	0.07	0.11	0.14	0.15	0.14	0.08
$\langle [\text{Na}/\text{H}] \rangle$	-0.19	-0.05	-0.09	-0.11	-0.06	-0.27	-0.14
$\sigma_{\langle [\text{Na}/\text{H}] \rangle}$	0.11	0.12	0.15	0.14	0.19	0.08	0.08
$\langle [\text{Si}/\text{H}] \rangle$	-0.18	0.00	-0.03	-0.03	-0.03	-0.08	-0.03
$\sigma_{\langle [\text{Si}/\text{H}] \rangle}$	0.06	0.07	0.07	0.07	0.17	0.05	0.07
$\langle [\text{Ca}/\text{H}] \rangle$	-0.10	+0.05	-0.01	+0.02	0.00	-0.16	0.01
$\sigma_{\langle [\text{Ca}/\text{H}] \rangle}$	0.09	0.1	0.11	0.14	0.15	0.15	0.07
$\langle [\text{Ni}/\text{H}] \rangle$	-0.27	-0.05	-0.10	-0.14	-0.07	-0.26	-0.13
$\sigma_{\langle [\text{Ni}/\text{H}] \rangle}$	0.08	0.08	0.13	0.16	0.18	0.09	0.11
$\langle [\text{Ba}/\text{H}] \rangle$	-0.25	+0.11	-0.05	-0.10	-0.03	-0.08	0.11
$\sigma_{\langle [\text{Ba}/\text{H}] \rangle}$	0.10	0.14	0.14	0.28	0.18	0.13	0.15

Tabela 3.3: Valores médios e dispersões em velocidades e abundâncias químicas dos sete grupos encontrados. Resultados apresentados são finais, i.e., após método de pontuação.

5. Repetimos a partir do passo 2 para cada estrela do grupo;
6. Repetimos a partir do passo 1 para outro possível grupo.

Após este procedimento obtivemos os grupos apresentados na Figura 3.15.

Através das velocidades médias (ver Tabela 1.2), identificamos os grupos de Ursa Maior (Soderblom & Mayor 1993), Híades (Eggen 1958a) e Plêiades (Eggen 1975), apresentados na Figura 3.15. Membros do grupo Ursa Maior presentes em nossa amostra coincidem com estrelas identificadas por Soderblom & Mayor (1993) como possíveis membros. Os grupos B e C possivelmente estão associados às Plêiades, assim como o grupo A provavelmente está associado a IC 2391 (Eggen 1991). Para um dos grupos não encontramos referências bibliográficas. Destarte, nomeamo-lo LHS 1982, a partir do nome da estrela mais brilhante. As médias e dispersões em velocidades e abundâncias químicas dos grupos podem ser encontradas na Tabela 3.3.

3.2.3 O grupo LHS 1982

Não há nenhum grupo na literatura que possua valores de velocidade semelhantes ao de LHS 1982. O grupo que mais se aproxima, no espaço de velocidades, é Gamma Leonis

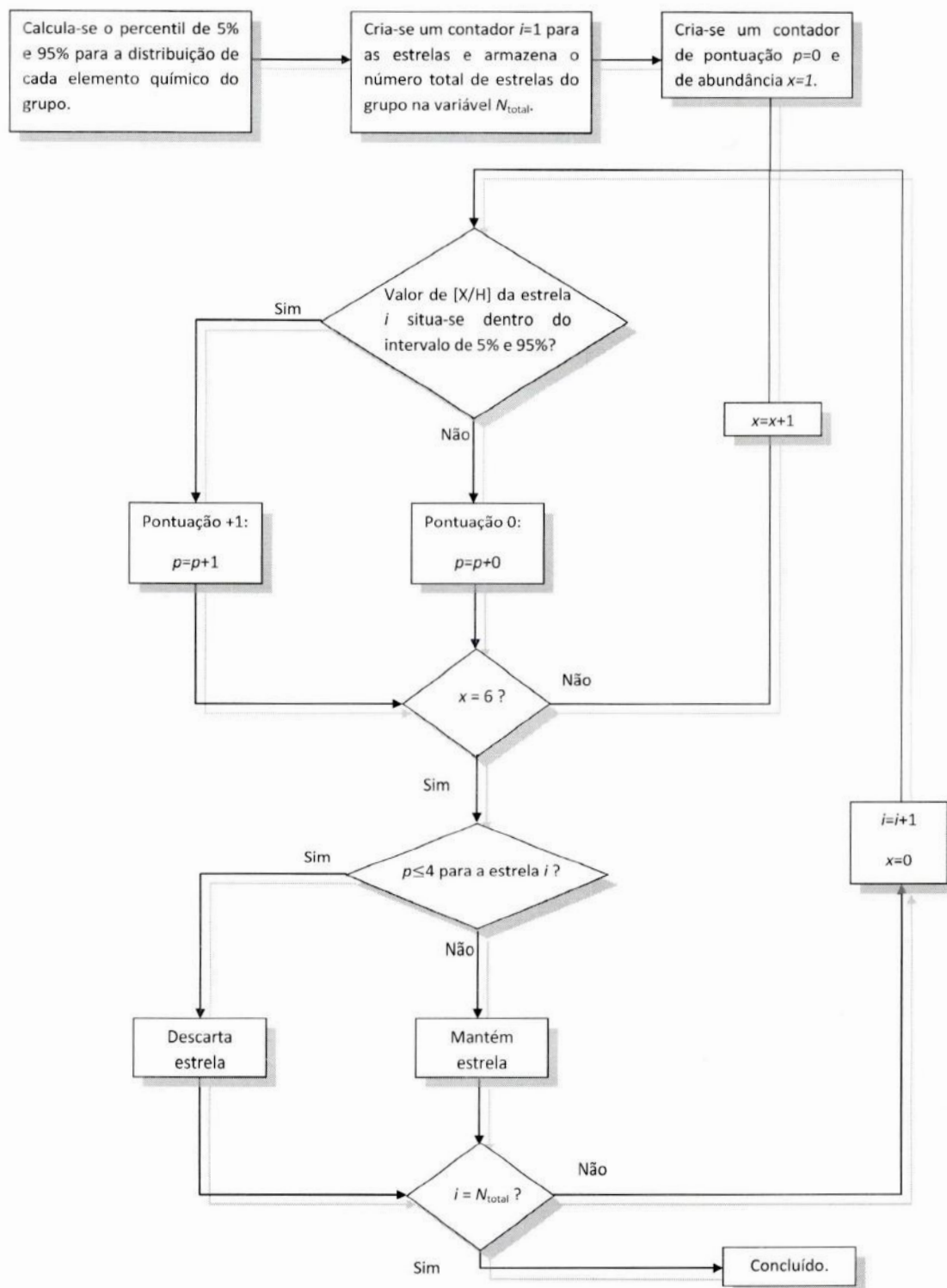


Figura 3.14: Fluxograma representando o algoritmo do método de pontuação. Usamos esse método para testar a pertinência das estrelas em cada um dos 7 grupos. O algoritmo é executado para cada um dos grupos.

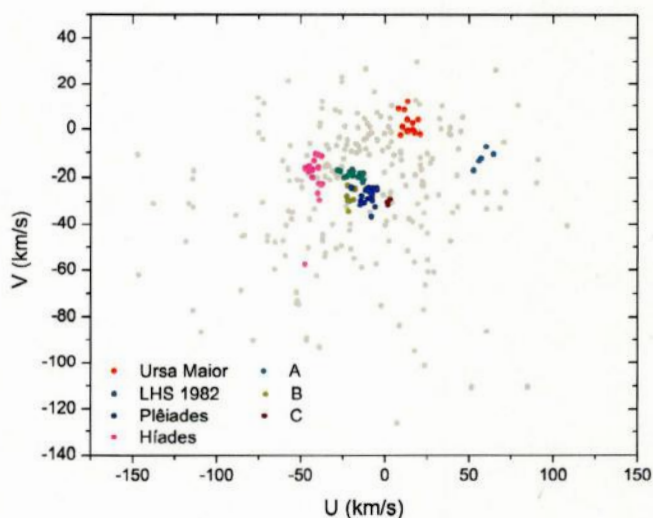


Figura 3.15: Grupos co-moventes encontrados neste trabalho. Fomos capazes de identificar os grupos de Ursa Maior, Plêiades e Híades. Três grupos podem ser ramificações de grupos existentes na literatura. O provável GruMo LHS 1982 (descoberto por este trabalho) possui 5 estrelas identificadas na amostra.

(Eggen 1959a, 1959b), que tem velocidades médias $\langle U \rangle = +75$ km/s e $\langle V \rangle = +4$ km/s. Ainda assim, as velocidades são bem distintas do grupo LHS 1982, que são $\langle U \rangle = +58.10$ km/s e $\langle V \rangle = -12.2$ km/s.

O grupo LHS 1982 é composto inicialmente de 5 estrelas de nossa amostra. Seus valores em velocidades, dados fotométricos e a metalicidade podem ser encontrados na Tabela 3.4 (estrelas sem asterisco). Os valores das abundâncias e dispersões dos demais elementos podem ser encontradas na Tabela 3.5. Realizamos uma seleção de candidatas adicionais no catálogo Geneva-Copenhagen (GCS; Nordström et al. 2004). Seleccionamos, como possíveis candidatas, as estrelas do catálogo GCS que se situavam, em um espaço de velocidades, dentro dos intervalos $[U(\text{km/s})] = [\langle U \rangle - 2\sigma, \langle U \rangle + 2\sigma]$ e $[V(\text{km/s})] = [\langle V \rangle - 2\sigma, \langle V \rangle + 2\sigma]$, em que $\langle U \rangle$ e $\langle V \rangle$ são as velocidades médias e σ é a dispersão das estrelas do grupo LHS 1982. Os intervalos de velocidade considerados foram $[U(\text{km/s}), V(\text{km/s})] = [+53.6... + 62.6, -15.8... + 8.6]$. Dentre ~ 16000 estrelas que compõem o catálogo GCS, há um total de 15 possíveis candidatas no intervalo de seleção. O catálogo GCS também contém as metalicidades fotométricas das estrelas. Mediante uma análise preliminar, excluímos oito estrelas candidatas adicionais que tinham valores em

HD	U (km/s)	V (km/s)	V	M_V	$(B - V)$	MK	[Fe/H]
28946	+57.2	-12.3	+7.93	+5.79	+0.79	K0	-0.14
42618	+64.6	-10.6	+6.86	+5.04	+0.63	G4	-0.15
67458	+60.2	-7.5	+6.79	+4.75	+0.60	G4	-0.17
190067	+52.7	-17.2	+7.15	+5.71	+0.71	G7	-0.31
216054	+55.8	-13.6	+7.78	+5.55	+0.74	F2	-0.18
6250*	+56.0	-12.0	+6.83	+2.86	+0.48	G0	-0.36
137294*	+55.0	-13.0	+7.18	+3.03	+0.39	F2	-0.24
161515*	+58.0	-11.0	+8.18	+2.62	+0.62	G3	-0.23
161728*	+61.0	-14.0	+8.04	+4.04	+0.57	G0	-0.10
165054*	+54.0	-11.0	+8.49	+5.04	+0.61	G4	-0.25
209653*	+54.0	-14.0	+6.99	+3.75	+0.60	G0	-0.25
222396*	+56.0	-15.0	+7.63	+2.49	+0.42	F5	0.00

Tabela 3.4: Relação de possíveis membros do grupo LHS 1982. Estrelas marcadas com asterisco foram selecionadas no catálogo Geneva-Copenhagen.

HD	28946	42618	67458	190067	216054
[Na/H]	-0.07	-0.07	-0.23	-0.31	-0.25
$\sigma_{[Na/H]}$	0.03	0.06	0.17	0.00	0.00
[Si/H]	-0.17	-0.18	-0.13	-0.27	-0.14
$\sigma_{[Si/H]}$	0.15	0.05	0.09	0.07	0.08
[Ca/H]	-0.05	+0.02	-0.12	-0.20	-0.16
$\sigma_{[Ca/H]}$	0.10	0.14	0.08	0.07	0.08
[Ni/H]	-0.31	-0.20	-0.26	-0.40	-0.21
$\sigma_{[Ni/H]}$	0.09	0.18	0.14	0.07	0.04
[Ba/H]	-0.09	-0.28	-0.36	-0.3	-0.23

Tabela 3.5: Valores das abundâncias químicas das 5 estrelas de nossa amostra integrantes do grupo LHS 1982.

metallicidades muito distintos da média do grupo LHS 1982. Assim, o número de possíveis membros do grupo aumentou para 12. A Tabela 3.4 apresenta os dados das integrantes do grupo: identificação HD, velocidades U e V , magnitude aparente no filtro V e absoluta M_V , índice de cor $(B - V)$, classe espectral MK e os valores em metalicidade. As estrelas marcadas com asterisco são as candidatas selecionadas do catálogo GCS.

Como foi dito na seção 1.3, podemos inferir a idade de uma estrela através de isócronas no diagrama HR. A Figura 3.16 mostra o diagrama HR com as isócronas de Girardi et al. (2000), interpoladas para 2 e 8 Ga, na metalicidade $[Fe/H] = -0.2$. A magnitude absoluta e seu erro foram calculados a partir da paralaxe dada pelo Simbad. A cor $(B - V)$ também foi retirada do Simbad, porém seu erro não foi calculado por não estar disponível. Devido a nossa amostra ser composta de estrelas da sequência principal e, assim, situarem-se

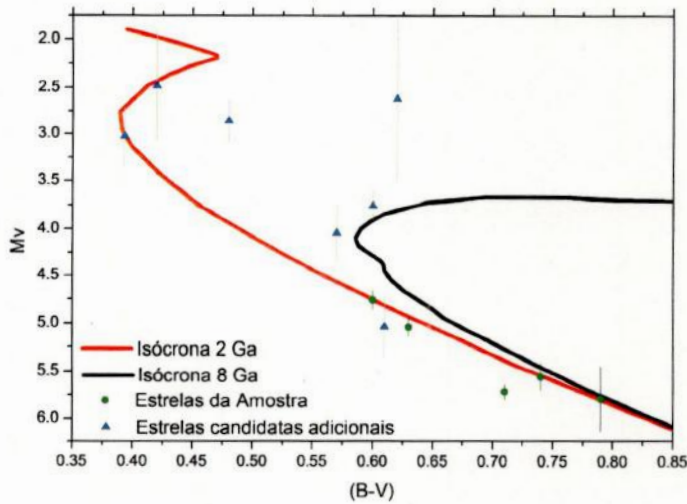


Figura 3.16: Diagrama HR das estrelas do grupo LHS 1982. Estão representadas tanto as estrelas da nossa amostra quanto candidatas selecionadas no catálogo Geneva-Copenhagen. Isócronas de 2 e 8 Ga também são representadas.

antes do ponto de desligamento, a idade não pode ser definida com precisão. As estrelas de nossa amostra aparentam ter aproximadamente 2 Ga, o que se mostra incoerente com a metalicidade. As estrelas candidatas seguem as duas isócronas distintas em padrões diferenciados. Sem as abundâncias das estrelas candidatas é prematuro afirmar se estas estrelas compõem de fato um GruMo.

O fato de termos encontrado poucas candidatas possíveis no catálogo GCS possivelmente indica que o grupo LHS 1982 é pequeno em quantidade de estrelas. Entretanto, por utilizarmos a metalicidade fotométrica como teste de pertinência, podemos ter rejeitado estrelas passíveis de serem membros do grupo, ou adicionado estrelas não membros por engano. Pretendemos realizar uma nova busca de possíveis candidatas em outros catálogos na literatura. Também pretendemos realizar novos testes para verificar a pertinência das estrelas do grupo.

Capítulo 4

Conclusões

*“If I have seen further it is by standing
on the shoulders of giants.”*

Isaac Newton

Realizamos um levantamento espectroscópico de 325 anãs G da vizinhança solar, localizadas a não mais que 25 pc do Sol. Nosso objetivo neste trabalho foi reinvestigar a distribuição de metalicidades e velocidades dessas estrelas.

Os valores das abundâncias químicas estão em bom acordo com resultados anteriores. As razões de abundância quando comparadas ao $[\text{Fe}/\text{H}]$ apresentam resultados característicos de seus sítios nucleossintéticos: o Na, produzido principalmente em estrelas de grande massa, possui um comportamento igual ao de trabalhos anteriores (Shi et al. 2004, Edvardsson et al. 1993); os elementos-alfa (Si e Ca) apresentam um decréscimo com $[\text{Fe}/\text{H}]$ crescente; o Ni possui um comportamento típico de elemento do pico do Fe, mantendo-se estável com $[\text{Fe}/\text{H}]$ crescente; e o Ba, mesmo com sua abundância calculada a partir de uma única linha, demonstra uma grande dispersão com $[\text{Fe}/\text{H}]$ que já foi inferida por outros autores (e.g. Edvardsson et al. 1993).

Utilizando as distribuições de abundâncias, concluímos que o problema das anãs G não é apenas característico do Fe, mas que também pode ser inferido por outros elementos. Também concluímos que, na média, a vizinhança solar possui uma menor metalicidade que o Sol, confirmando trabalhos anteriores (Edvardsson et al. 1993, Allende-Prieto et al.

2004).

A partir do conceito de que estrelas de um mesmo grupo co-movente compartilham não apenas as velocidades espaciais da nuvem progenitora, mas também sua metalicidade, fomos capazes de encontrar, em nossa amostra, grupos co-moventes clássicos como Ursa Maior e Plêiades. Também encontramos um grupo que não possuía referências na literatura, e o nomeamos LHS 1982, de acordo com a estrela mais brilhante do grupo. Com velocidades médias $\langle U \rangle = 58.10$ km/s e $\langle V \rangle = -12.2$ km/s, descartamos a possibilidade de que LHS 1982 faça parte do grupo Gamma Leonis.

Procuramos por possíveis candidatas no catálogo Geneva-Copenhague (Nordstrom et al. 2004), utilizando como critério as velocidades espaciais U e V e a abundância de $[\text{Fe}/\text{H}]$. Encontramos 7 possíveis candidatas, totalizando 12 estrelas como possíveis integrantes do grupo LHS 1982. Tentamos inferir idades para essas estrelas utilizando isócronas, porém determinar idades para anãs G utilizando esse método é extremamente difícil. Para uma melhor determinação da pertinência dessas estrelas é necessário realizar observações para obter o valor das abundâncias das candidatas.

Bibliografia

- Allende-Prieto, C., Barklem, P. S., Lambert, D. L., Cunha, K., 2004, *A&A*, 420, 183
- Alpher, R. A., Bethe, H. A., Gamow, G., 1948q, *Phys. Rev.*, 73, 803
- Alpher, R. A., Herman, R., 1948b, *Nature*, 162, 774
- Barry, D. C., 1988, *ApJ*, 334,436B
- Binney, J., Merrifield, M., 1998, *Galactic Astronomy* (Princeton University Press, Princeton)
- Binney, J., Tremaine, S., 1987, *Galactic Dynamics* (Princeton University Press, Princeton)
- Bressan, A., Fagotto, F., Bertelli, G., Chiosi, C., 1993, *A&AS*, 100, 647
- Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A., Hoyle, F., 1957, *Rev. Mod. Phys.*, 29, 547
- Chen, Y. Q.; Nissen, P. E.; Zhao, G.; Zhang, H. W.; Benoni, T., 2000, *A&AS*, 141, 491
- Cignoni, M., Degl'Innocenti, S., Prada Moroni, P. G., Shore, S. N., 2006, *A&A*, 459, 783
- De Zeeuw, P. T., Hoogerwerf, R., Bruijne, J. H. J., 2001, *Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics* (Nature Publishing Group, Hampshire, United Kingdom), p. 2789
- Dehnen, W., 2000, *AJ*, 119, 800
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D. L., Nissen, P. E. and Tomkin, J. 1993, *A&A*, 275,101
- Eggen, O. J., 1957, *PASP*, 87, 37
- Eggen, O. J., 1958a, *MNRAS*, 118, 65
- Eggen, O. J., 1958b, *MNRAS*, 118, 154
- Eggen, O. J., 1958c, *MNRAS*, 118, 560
- Eggen, O. J., 1959a, *Obs.*, 79, 88
- Eggen, O. J., 1959b, *Obs.*, 79, 182

- Eggen, O. J., 1960, MNRAS, 120, 563
- Eggen, O. J., 1965, Obs., 85, 191
- Eggen, O. J., 1969, PASP, 81, 553
- Eggen, O. J., 1971, PASP, 83, 251
- Eggen, O. J., 1975, PASP, 87, 3
- Eggen, O. J., 1978, ApJ, 222, 203
- Eggen, O. J., 1991, AJ, 102, 202
- Eggen, O. J., 1994, Galactic and Solar System Optical Astrometry, ed. L. V. Morrison, & G. Gilmore (Cambridge University Press), p. 191
- Elmegreen, B., Efremov, Y., 1996, ApJ, 466, 802
- Elmegreen, B., Elmegreen, D. M., 2001, AJ, 121, 1507
- ESA 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200
- Famaey, B., Jorissen, A., Luri, X., Mayor, M., Udry, S., Dejonghe, H., Turon, C., 2005, A&A, 430, 165
- Famaey, B., Siebert, A., Jorissen, A., 2008, A&A, 483, 453
- Fux, R., 2001, A&A, 373, 511
- Gamow, G., 1946, Phys. Rev., 70, 572
- Gamow, G., 1948, Phys. Rev., 74, 505
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., Chiosi, C., 2000, A&AS, 141, 371
- Hauck, B., Mermilliod, M., 1998, A&A, 129, 431
- Hayashi, C., 1950, P. Th. Ph., 5, 224
- Hayashi, C., 1961, PASJ, 13, 450
- Haywood, M., 2006, MNRAS, 371, 1760
- Hernandez, X., Valls-Gabaud, D., Gilmore, G., 2000, MNRAS, 316, 605
- Hog, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., Urban, S., Corbin, T., Wycoff, G., Bastian, U., Schwekendiek, P., Wicenec, A., 2000, A&A, 355, 27
- Holmberg, J., Nordström, B., Andersen, J., 2007, A&A, 475, 519
- Ibata, R. A., Gilmore, G., Irwin, M. J., 1994, Nature, 370, 1941
- Innanen, K. A., House, F. C., 1970, AJ, 75, 680

- Jenkins, A., & Binney, J., 1990, MNRAS, 245, 305
- Kotoneva, E., Flynn, C.; Chiappini, C., Matteucci, F., 2002, MNRAS, 336, 879
- Kroupa, P., Tout, C. A., Gilmore, G., 1990, MNRAS, 244, 76
- Kroupa, P., Gilmore, G., Tout, C. A., 1991, MNRAS, 251, 293
- Kroupa, P., Tout, C.A., Gilmore, G., 1993, MNRAS, 262, 545
- Kroupa, P., 2007a, em Pathways Through an Eclectic Universe, ASP Conference Series, Vol. 390, editado por J. H. Knapen, T. J. Mahoney, and A. Vazdekis (San Francisco: ASP), 3
- Kroupa, P., 2007b, arXiv:astro-ph/0703124v1
- Larson, R. B., 1972, Nature, 236, 7
- Larson, R. B., 2005, MNRAS, 359, 211
- Law, D. R., Johnston, K. V., Majewski, S. R., 2005, ApJ, 619, 807
- Massey P., 1998, em The Stellar Initial Mass Function (ASP Conf. Ser., 142, 17)
- Massey, P., 2003, ARA&A, 41, 15
- Majewski, S. R., 1993, ARA&A, 31, 575
- Matteucci, F., & Brocato, E., 1990, ApJ, 365, 539
- McWilliam, A. & Rich, R.M., 1994, ApJS, 91, 749
- Miller, G. E., Scalo, J. M., 1979, ApJS, 41, 513
- Mould, J. R., 1978, AJ, 226, 923
- Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., Holmberg, J., Pont, F., Jørgensen, B. R., Olsen, E. H., Udry, S., Mowlavi, N., 2004, A&A, 418, 989
- Ojha, D. K., Bienayme, O., Robin, A. C., Creze, M., Mohan, V., 1996, A&A, 311, 456
- Olsen, E. H., 1983, A&AS, 54, 550
- Olsen, E. H., 1984, A&AS, 57,443
- Olsen, E. H., 1993, A&AS, 102, 890
- Olsen, E. H., 1994, A&AS, 106, 257
- Penzias, A. A., & Wilson, R. W., 1965, ApJ, 142, 419
- Porto de Mello, G. F., 1996, *A Distribuição de Abundâncias em Estrelas do Tipo Solar na Vizinhança Solar*, tese de doutorado, Observatório Nacional (MCT), Rio de Janeiro

- Proctor, R., 1869, Proc. Roy. Soc. London 18, 169
- Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L., Allende-Prieto, C., 2003, MNRAS, 340, 304
- Rocha-Pinto, H. J., 1993, *Evolução Química da Galáxia: Fundamentos, Análise e um Modelo com Refugos*, Projeto de fim de curso, Universidade Federal do Rio de Janeiro(MEC), Rio de Janeiro
- Rocha-Pinto, H. J., Maciel, W. J., 1998, A&A, 339, 791
- Rocha-Pinto, H. J., Scalo, J., Maciel, W. J., Flynn, C., 2000, A&A, 358, 869
- Rocha-Pinto, H. J., Rangel, R. H. O., Porto de Mello, G. F., Bragança, G. A., Maciel, W. J., 2006, A&A, 453, 9
- Roškar, R., Debattista, V. P., Quinn, T. R., Stinson, G. S., Wadsley, J., 2008, ApJ, 684, 79
- Roman, N. G., 1949, ApJ, 110, 205
- Salpeter, E., 1955, ApJ, 121,161
- Scalo, J.M., 1986, Fund. Cosm. Phys., 11, 1
- Scalo, J.M., 2005, ASSL, 327, 23
- Schmidt, M., 1963, ApJ, 137, 758
- Searle L., Zinn R., 1978, ApJ, 225, 357
- Sellwood, J. A., & Binney, J. J., 2002, MNRAS, 336, 785
- Shi, J. R., Gehren, T., Zhao, G., A&A, 2004, 423, 683
- Soderblom, D. R., & Mayor, M., 1993, AJ, 105, 226
- Talbot, R.J., & Arnett, W.D., 1971, ApJ, 170, 409
- Takeda, Y., 2007, P.A.S.J., 59, 335
- Tarter, M. E., & Lock, M. D., 1993, em Model-Free Curve Estimation, New York: Chapman & Hall p.49
- Tinsley, B. M., 1980, Fun. Cosm. Phys., 5, 287
- Tsujimoto, T., Nomoto, K., Yoshii, Y., Hashimoto, M., Yanagida, S., Thielemann, F.-K., 1995, MNRAS, 277, 945
- Truran, J. W., Cameron, A. G., 1971, Ap&SS, 14, 179
- van den Bergh, S., 1962, AJ, 67, 486

Wielen, R., 1971, *A&A*, 13, 309

Wielen, R., 1991, in ASP Conf. Ser. 13, *The Formation and Evolution of Star Clusters*,
ed. K. Janes (San Francisco: ASP), 343

Wooley, R., Candy, M. P., 1968, *MNRAS*, 139, 231

Zuckerman, B., Song, I., Bessell, M. S., 2004, *ApJ*, 613, 65

Apêndice A

Amostra

Neste apêndice apresentamos as estrelas pesquisadas neste trabalho.

Na Tabela A.1 encontra-se os dados atmosféricos das estrelas: identificação HD, T_{eff} , $\log g$ e cores $(b - y)$ (Olsen 1983, Olsen 1993, Hauck & Mermilliod 1998), $(B_T - V_T)$ (catálogo Tycho-2, Hog et al. 2000) e $(B - V)$ (catálogo Hipparcos, Perryman et al. 1997).

Tabela A.1: Dados atmosféricos da amostra.

HD	T_{eff}	$\log g$	$(b - y)$	$(B_T - V_T)$	$(B - V)$
361	5831.0	4.48	0.397	0.679	0.624
870	5414.0	4.70	0.467	0.889	0.775
1237	5536.0	4.98	0.460	0.858	0.749
1273	5625.0	4.80	0.411	0.694	0.655
1388	5901.0	4.32	0.389	0.660	0.599
1461	5766.0	4.44	0.421	0.764	0.674
1835	5846.5	4.59	0.411	0.758	0.659
2071	5698.0	4.54	0.424	0.744	0.681
2151	5872.0	4.12	0.387	0.688	0.618
3277	5541.5	4.76	0.453	0.805	0.726

HD	T_{eff}	$\log g$	$(b - y)$	$(B_T - V_T)$	$(B - V)$
3795	5444.0	4.12	0.443	0.799	0.718
3821	5765.0	4.42	0.405	0.751	0.620
3823	5968.0	4.02	0.364	0.611	0.564
4676	6053.0	4.16	0.352	0.560	0.502
4747	5386.0	4.90	0.460	0.862	0.769
4813	6230.0	4.36	0.328	0.552	0.514
4915	5687.0	4.74	0.418	0.749	0.663
7661	5492.0	4.44	0.464	0.859	0.753
7727	6037.0	4.10	0.371	0.612	0.563
7895	5334.0	4.90	0.480	0.925	0.780
8129	5648.0	4.92	0.420	0.811	0.702
8262	5780.0	4.58	0.408	0.693	0.627
8828	5417.5	5.03	0.453	0.868	0.738
9540	5482.0	4.76	0.451	0.875	0.766
9562	5869.7	3.79	0.398	0.709	0.639
9986	5780.0	4.44	0.415	0.720	0.648
10008	5378.0	4.78	0.472	0.911	0.797
10647	6094.0	4.36	0.350	0.589	0.551
10700	5453.0	4.54	0.435	0.808	0.727
10800	5739.0	4.38	0.392	0.676	0.620
11131	5805.0	4.74	0.394	0.711	0.654
11262	6114.7	4.41	0.340	0.552	0.523
14214	6014.0	4.08	0.370	0.648	0.588
14412	5437.5	4.50	0.438	0.823	0.724
15814	6053.0	4.64	0.354	0.618	0.572
16417	5803.0	4.34	0.414	0.730	0.653

HD	T_{eff}	$\log g$	$(b - y)$	$(B_T - V_T)$	$(B - V)$
16673	6177.0	4.36	0.331	0.554	0.524
17051	6065.0	4.38	0.362	0.625	0.561
18144	5509.5	4.52	0.452	0.853	0.749
18907	5121.0	3.56	0.498	0.918	0.794
19632	5668.0	4.78	0.451	0.765	0.678
20407	5833.5	4.30	0.384	0.646	0.586
20619	5717.0	4.72	0.412	0.721	0.655
20630	5749.0	4.28	0.415	0.756	0.681
20766	5760.0	4.41	0.404	0.708	0.641
20794	5527.0	4.62	0.439	0.794	0.711
20807	5890.0	4.66	0.383	0.644	0.600
22484	6030.0	4.12	0.359	0.620	0.575
22879	5910.0	4.46	0.359	0.581	0.554
23052	5761.0	4.50	0.407	0.723	0.659
24496	5557.0	4.68	0.446	0.828	0.719
25457	6191.0	3.90	0.322	0.559	0.516
25874	5755.0	4.80	0.416	0.747	0.667
26491	5807.0	4.64	0.406	0.697	0.636
26913	5640.0	3.62	0.422	0.751	0.680
26923	5998.0	4.16	0.368	0.641	0.570
28946	5358.0	4.30	0.467	0.908	0.779
29231	5446.0	4.58	0.469	0.914	0.776
30278	5487.0	4.92	0.453	0.835	0.746
30455	5780.0	4.38	0.397	0.693	0.618
30495	5843.0	4.58	0.394	0.710	0.632
31392	5413.0	4.58	0.473	0.910	0.792

HD	T_{eff}	$\log g$	$(b - y)$	$(B_T - V_T)$	$(B - V)$
32237	5342.0	4.52	0.457	0.860	0.720
32778	5719.0	4.42	0.403	0.673	0.636
33021	5805.0	4.10	0.399	0.682	0.625
33262	6155.0	3.92	0.338	0.556	0.526
33636	5923.0	4.54	0.378	0.663	0.588
35296	6099.0	4.18	0.345	0.580	0.544
35722	6044.0	2.94	0.334	0.581	0.536
35956	5952.0	4.46	0.376	0.621	0.582
36435	5507.0	4.86	0.454	0.854	0.755
38382	6029.0	4.42	0.359	0.629	0.580
38858	5773.0	4.80	0.402	0.687	0.639
38973	5991.0	4.30	0.376	0.640	0.594
39091	5975.3	4.33	0.370	0.660	0.600
39194	5253.0	5.06	0.462	0.863	0.760
39587	5932.0	4.30	0.377	0.659	0.594
39855	5490.0	4.61	0.434	0.789	0.700
39881	5701.0	4.02	0.415	0.745	0.650
41700	6030.5	3.35	0.346	0.567	0.517
42618	5768.0	4.20	0.409	0.706	0.642
42807	5736.0	4.62	0.418	0.747	0.663
43162	5650.0	4.45	0.428	0.792	0.713
43587	5893.0	4.50	0.384	0.675	0.610
43834	5626.0	4.84	0.442	0.829	0.714
43947	5938.0	4.22	0.377	0.604	0.562
44594	5809.0	4.44	0.408	0.727	0.657
44821	5744.0	4.72	0.420	0.741	0.663

HD	T_{eff}	$\log g$	$(b - y)$	$(B_T - V_T)$	$(B - V)$
45184	5867.0	4.46	0.394	0.702	0.626
45270	5801.0	4.44	0.393	0.662	0.614
45289	5739.0	4.34	0.419	0.740	0.673
45588	6135.0	4.10	0.339	0.581	0.545
46090	5613.0	4.04	0.433	0.782	0.710
47252	5294.0	4.60	0.467	0.881	0.781
48286	5976.0	4.42	0.358	0.602	0.563
48938	6011.0	4.36	0.354	0.568	0.550
50806	5616.0	4.22	0.437	0.800	0.708
52265	6073.0	4.28	0.360	0.630	0.572
53143	5425.0	4.47	0.482	0.900	0.786
53705	5794.0	4.24	0.396	0.685	0.624
53706	5365.5	4.73	0.470	0.845	0.779
55720	5545.0	4.72	0.437	0.798	0.705
58781	5623.0	4.54	0.434	0.812	0.734
59468	5654.0	4.60	0.433	0.792	0.694
59967	5813.0	4.54	0.399	0.711	0.641
59984	5933.0	4.04	0.356	0.566	0.540
60532	6164.0	3.56	0.336	0.540	0.521
61033	5516.0	4.58	0.450	0.840	0.724
62644	5454.0	3.90	0.471	0.858	0.765
62848	6058.0	4.58	0.364	0.599	0.550
63008	5914.0	3.92	0.424	0.557	0.527
63077	5796.0	4.26	0.377	0.598	0.589
63608	5401.0	5.00	0.478	0.883	0.787
65371	5273.0	4.86	0.477	0.924	0.789

HD	T_{eff}	$\log g$	$(b - y)$	$(B_T - V_T)$	$(B - V)$
65721	5350.0	4.74	0.453	0.848	0.739
66573	5687.0	4.86	0.401	0.653	0.632
67228	5815.0	3.84	0.411	0.710	0.642
67458	5886.0	4.18	0.385	0.662	0.600
68978	5910.0	4.36	0.384	0.676	0.618
69655	5918.0	4.14	0.380	0.627	0.579
69830	5486.0	4.38	0.457	0.882	0.754
72673	5295.0	4.12	0.473	0.886	0.780
72760	5394.0	4.61	0.483	0.908	0.791
72945	6196.0	4.26	0.329	0.562	0.530
72946	5751.0	4.47	0.398	0.784	0.710
73524	5974.0	4.32	0.385	0.658	0.598
74842	5499.5	4.45	0.454	0.844	0.743
75289	6075.0	4.31	0.360	0.640	0.578
75302	5694.0	4.28	0.431	0.774	0.689
75767	5804.0	4.44	0.408	0.696	0.640
76151	5802.0	4.26	0.413	0.752	0.661
76932	5922.0	4.34	0.359	0.556	0.521
79096	5426.0	4.68	0.453	0.855	0.731
82943	5917.0	4.32	0.395	0.695	0.623
84117	6134.0	4.28	0.338	0.581	0.534
88742	5932.0	4.20	0.386	0.661	0.592
89307	5910.0	4.54	0.383	0.636	0.594
89813	5398.0	4.66	0.474	0.894	0.750
90156	5684.0	4.72	0.424	0.735	0.659
91324	6156.0	3.60	0.332	0.511	0.500

HD	T_{eff}	$\log g$	$(b - y)$	$(B_T - V_T)$	$(B - V)$
91889	6080.0	4.22	0.351	0.562	0.528
92719	5801.0	4.60	0.404	0.698	0.622
96064	5422.5	4.50	0.466	0.967	0.770
96700	5819.0	4.22	0.398	0.674	0.606
96937	5481.0	4.52	0.467	0.875	0.777
97343	5467.0	4.36	0.459	0.880	0.760
97998	5752.0	4.68	0.403	0.682	0.626
98281	5444.0	4.56	0.457	0.862	0.732
99491	5471.0	4.48	0.484	0.917	0.778
100180	5991.0	4.28	0.373	0.629	0.570
100286	6139.0	3.96	0.337	0.574	0.540
102365	5701.0	4.82	0.418	0.735	0.664
102438	5607.0	4.60	0.433	0.766	0.681
103743	5723.0	4.34	0.416	0.794	0.640
104304	5525.0	4.54	0.464	0.883	0.760
106156	5412.0	4.80	0.420	0.753	0.666
106489	5756.0	4.68	0.415	0.723	0.649
107146	5864.0	4.26	0.395	0.682	0.604
107692	5836.0	4.44	0.403	0.721	0.639
107705	6110.0	4.54	0.352	0.586	0.567
108309	5735.0	4.24	0.428	0.753	0.674
108510	5974.0	4.22	0.374	0.654	0.584
110619	5642.0	4.90	0.409	0.738	0.664
111031	5715.0	4.34	0.426	0.785	0.695
111232	5517.0	4.14	0.436	0.790	0.701
113283	5613.0	4.82	0.422	0.781	0.710

HD	T_{eff}	$\log g$	$(b - y)$	$(B_T - V_T)$	$(B - V)$
114174	5720.0	4.44	0.423	0.757	0.667
114260	5495.0	4.36	0.452	0.834	0.718
114613	5654.0	3.92	0.441	0.796	0.693
114853	5771.0	4.30	0.407	0.710	0.643
115383	6005.0	4.28	0.373	0.644	0.585
115617	5649.0	4.46	0.433	0.802	0.709
116442	5284.0	4.44	0.467	0.921	0.780
117176	5567.0	4.10	0.451	0.804	0.714
117635	5217.0	4.96	0.474	0.882	0.781
120066	5850.0	4.36	0.401	0.700	0.630
120237	6055.0	4.40	0.357	0.594	0.561
120559	5487.0	3.10	0.427	0.726	0.663
120690	5646.0	4.44	0.433	0.770	0.703
121370	6038.0	3.72	0.374	0.661	0.580
121560	6097.0	4.10	0.335	0.546	0.518
122676	5504.0	4.40	0.458	0.841	0.740
122742	5522.0	4.36	0.452	0.838	0.733
122862	5945.0	4.18	0.376	0.637	0.581
124292	5499.0	4.64	0.448	0.851	0.733
124580	5898.0	4.52	0.384	0.651	0.596
124850	6196.0	3.86	0.334	0.551	0.511
126053	5735.0	4.64	0.406	0.708	0.639
128020	6171.0	4.40	0.328	0.543	0.506
128400	5633.0	4.56	0.438	0.790	0.707
128674	5610.0	4.58	0.423	0.752	0.672
128987	5689.0	4.30	0.439	0.802	0.710

HD	T_{eff}	$\log g$	$(b - y)$	$(B_T - V_T)$	$(B - V)$
130322	5437.0	4.47	0.475	0.889	0.781
131923	5633.0	4.24	0.443	0.782	0.708
132648	5473.0	4.72	0.445	0.829	0.721
134060	5892.0	4.26	0.396	0.687	0.623
134330	5638.0	4.44	0.434	0.806	0.720
134331	5888.0	4.26	0.382	0.700	0.619
134987	5756.0	4.40	0.434	0.782	0.691
135101	5627.5	4.48	0.460	0.771	0.680
136202	6119.0	3.90	0.348	0.583	0.540
136352	5709.7	4.50	0.409	0.702	0.639
136894	5542.0	4.50	0.454	0.817	0.721
137763	5493.0	4.29	0.485	0.936	0.788
138763	6008.0	4.00	0.362	0.632	0.577
139211	6236.0	3.72	0.319	0.529	0.505
139460	6191.0	4.00	0.320	0.559	0.520
139461	6245.0	4.14	0.315	0.521	0.505
140667	5929.0	4.37	0.379	0.633	0.611
141004	5917.0	4.32	0.383	0.672	0.604
142267	5874.0	4.34	0.393	0.645	0.598
143098	5716.5	4.74	0.425	0.764	0.686
144009	5588.0	4.56	0.450	0.817	0.714
144087	5541.0	4.29	0.452	0.834	0.750
144585	5839.0	4.66	0.416	0.730	0.660
146124	5572.0	4.16	0.456	0.858	0.760
146233	5796.5	4.33	0.405	0.736	0.652
146835	5911.5	3.74	0.368	0.629	0.585

HD	T_{eff}	$\log g$	$(b - y)$	$(B_T - V_T)$	$(B - V)$
147512	5575.0	4.55	0.440	0.813	0.718
147513	5857.5	4.63	0.400	0.703	0.625
147584	6057.0	4.34	0.351	0.605	0.555
149612	5734.0	4.68	0.402	0.666	0.616
150433	5734.0	4.85	0.410	0.698	0.631
152311	5702.0	4.12	0.434	0.774	0.685
152391	5496.0	4.60	0.456	0.856	0.749
153631	5846.0	4.26	0.395	0.688	0.608
154417	6000.0	4.44	0.368	0.633	0.578
155918	5768.0	3.86	0.391	0.643	0.607
157347	5682.0	4.44	0.426	0.765	0.680
160691	5749.0	4.32	0.432	0.767	0.694
161098	5653.0	4.32	0.425	0.734	0.676
161198	5320.0	4.88	0.467	0.861	0.752
161612	5550.0	4.60	0.447	0.852	0.748
165185	5882.0	4.44	0.388	0.666	0.615
165401	5794.0	4.54	0.393	0.652	0.610
165499	5956.0	4.68	0.379	0.654	0.592
167665	6129.0	3.96	0.343	0.558	0.536
168871	5950.0	4.24	0.381	0.648	0.593
169822	5566.0	4.70	0.437	0.788	0.699
171067	5661.0	4.66	0.424	0.779	0.692
171665	5573.0	4.90	0.425	0.842	0.687
174719	5570.0	4.62	0.426	0.791	0.701
175726	5990.0	4.66	0.363	0.627	0.583
177082	5766.0	4.22	0.403	0.695	0.629

HD	T_{eff}	$\log g$	$(b - y)$	$(B_T - V_T)$	$(B - V)$
177565	5651.8	4.37	0.437	0.803	0.705
178076	5356.0	4.51	0.483	0.903	0.787
179949	6140.3	4.14	0.346	0.592	0.548
180409	5975.5	4.32	0.369	0.612	0.570
181321	5811.0	4.50	0.400	0.694	0.628
182572	5593.0	4.20	0.465	0.857	0.761
183877	5616.0	4.11	0.428	0.764	0.675
184985	6255.0	4.24	0.320	0.532	0.501
186704	5817.0	4.26	0.391	0.664	0.612
186803	5676.0	4.44	0.431	0.761	0.689
188376	5509.0	3.90	0.458	0.832	0.748
189567	5736.0	4.24	0.406	0.718	0.648
189931	5876.0	4.42	0.398	0.676	0.614
190067	5464.0	4.68	0.452	0.819	0.714
190248	5580.0	4.44	0.458	0.860	0.751
190406	5916.5	4.44	0.387	0.673	0.600
190422	6120.0	4.26	0.342	0.569	0.530
194640	5570.0	4.60	0.443	0.817	0.724
196378	6021.0	3.38	0.353	0.579	0.544
196755	5665.0	4.02	0.432	0.765	0.702
196761	5494.0	4.88	0.440	0.828	0.719
197076	5840.0	4.76	0.397	0.697	0.611
197210	5586.0	4.46	0.442	0.803	0.711
197214	5638.0	4.45	0.423	0.748	0.671
199260	6194.5	4.29	0.328	0.541	0.507
199288	5774.5	4.32	0.393	0.638	0.587

HD	T_{eff}	$\log g$	$(b - y)$	$(B_T - V_T)$	$(B - V)$
199509	5793.0	4.64	0.396	0.682	0.619
199960	5887.0	4.36	0.397	0.706	0.635
201989	5683.0	4.55	0.430	0.779	0.689
202628	5798.0	4.68	0.404	0.710	0.637
203244	5541.0	4.70	0.444	0.814	0.723
205536	5476.0	4.38	0.462	0.860	0.755
205905	5866.0	4.46	0.397	0.703	0.623
206860	5958.0	4.66	0.376	0.636	0.587
208202	5629.0	4.36	0.326	1.086	0.938
209253	6106.0	3.94	0.348	0.540	0.504
209635	6043.0	4.18	0.357	0.555	0.544
210918	5736.0	4.84	0.415	0.719	0.648
211476	5842.0	4.38	0.398	0.667	0.606
212168	5910.0	3.84	0.397	0.664	0.599
212330	5719.0	4.08	0.424	0.756	0.665
213429	6000.0	4.20	0.361	0.614	0.565
214067	5351.0	4.98	0.454	0.833	0.739
214759	5446.0	4.72	0.476	0.911	0.789
215641	5518.0	5.02	0.450	0.858	0.744
215648	6196.0	3.94	0.311	0.535	0.502
216054	5458.0	4.82	0.454	0.849	0.741
216437	5796.0	4.16	0.422	0.735	0.660
217014	5796.0	4.36	0.416	0.744	0.666
217107	5617.0	4.28	0.455	0.848	0.744
217813	5857.0	4.41	0.407	0.684	0.620
217877	5992.0	4.44	0.369	0.626	0.581

HD	T_{eff}	$\log g$	$(b - y)$	$(B_T - V_T)$	$(B - V)$
217924	5767.0	4.40	0.400	0.683	0.631
218261	6121.0	4.34	0.350	0.588	0.544
218687	5854.5	4.40	0.394	0.666	0.607
219077	5346.0	4.00	0.478	0.883	0.787
219175	5976.3	4.30	0.410	0.597	0.544
219249	5555.5	4.80	0.428	0.778	0.695
219482	6155.0	4.22	0.341	0.550	0.521
220476	5681.7	4.68	0.421	0.772	0.682
221231	5919.7	4.59	0.386	0.658	0.595
221356	6066.0	4.32	0.347	0.583	0.531
222368	6183.0	4.08	0.330	0.551	0.507
222422	5525.0	4.86	0.448	0.813	0.731
223913	5950.0	4.37	0.377	0.645	0.589
224022	6041.0	4.18	0.364	0.641	0.572
224156	5484.0	4.62	0.458	0.844	0.751
224619	5465.0	4.90	0.449	0.819	0.741

Na Tabela A.2 encontra-se os valores das abundâncias químicas $[X/H]$ do 6 elementos pesquisados: Na, Si, Ca, Ni, Fe e Ba, e suas respectivas dispersões.

Tabela A.2: Valores das abundâncias dos 6 elementos químicos pesquisados e suas respectivas dispersões.

HD	[Fe/H]	σ [Fe/H]	[Na/H]	σ [Na/H]	[Si/H]	σ [Si/H]	[Ca/H]	σ [Ca/H]	[Ni/H]	σ [Ni/H]	[Ba/H]
361	-0.14	0.05	-0.32	0.08	-0.16	0.05	-0.10	0.05	-0.24	0.07	-0.10
870	-0.03	0.05	-0.07	0.01	-0.04	0.06	0.01	0.08	-0.07	0.04	0.06
1237	0.14	0.08	0.00	0.02	0.12	0.01	0.12	0.06	0.10	0.11	0.24
1273	-0.62	0.08	-0.62	-	-0.37	-	-0.53	0.08	-0.70	0.06	-0.70
1388	-0.08	0.05	-0.12	0.01	-0.08	0.01	0.01	0.03	-0.14	0.08	-0.13
1461	0.18	0.03	0.27	0.08	0.15	0.05	0.20	0.05	0.21	0.02	-0.06
1835	0.39	0.19	0.24	-	0.36	0.07	0.39	0.11	0.22	0.08	0.33
2071	-0.06	0.06	-0.18	0.06	-0.08	0.04	-0.05	0.07	-0.16	0.04	-0.10

HD	[Fe/H]	σ [Fe/H]	[Na/H]	σ [Na/H]	[Si/H]	σ [Si/H]	[Ca/H]	σ [Ca/H]	[Ni/H]	σ [Ni/H]	[Ba/H]
2151	-0.08	0.11	0.01	0.02	-0.13	0.13	-0.06	0.06	-0.06	0.05	-0.11
3277	-0.03	0.13	-0.11	-	-0.06	0.05	-0.01	0.11	-0.09	0.05	-0.08
3795	-0.46	0.20	-0.55	-	-0.27	0.25	0.04	0.29	-0.35	0.30	-0.62
3821	-0.14	0.08	-0.35	0.03	-0.13	0.08	-0.03	0.09	-0.25	0.11	0.15
3823	-0.32	0.07	-0.41	0.03	-0.30	0.06	-0.16	0.02	-0.37	0.04	-0.51
4676	-0.48	0.14	-0.19	-	-0.42	0.09	-0.64	0.29	-0.55	0.20	-1.41
4747	-0.23	0.07	-0.41	0.07	-0.15	0.06	-0.29	0.06	-0.29	0.17	-0.16
4813	0.06	0.32	-0.22	0.00	-0.05	0.04	0.09	0.31	-0.07	0.19	0.00
4915	-0.18	0.07	-0.25	0.08	-0.14	0.04	-0.13	0.06	-0.25	0.05	-0.13
7661	0.06	0.13	0.06	0.05	-0.07	0.07	0.23	0.07	-0.03	0.10	0.23
7727	0.02	0.06	0.07	0.01	0.11	0.08	0.05	0.12	-0.04	0.13	-0.16
7895	-0.08	0.06	-0.09	0.02	-0.10	0.08	-0.12	0.09	-0.01	0.11	-0.08
8129	-0.03	0.09	0.00	0.04	-0.04	0.11	-0.08	0.05	-0.02	0.11	-0.03
8262	-0.18	0.09	-0.28	0.18	-0.06	0.05	-0.17	0.03	-0.20	0.17	-0.10
8828	-0.26	0.09	-0.28	-	-0.20	0.05	-0.35	0.09	-0.20	0.12	-0.32
9540	0.01	0.07	-0.10	0.01	-0.04	0.03	-0.03	0.04	-0.08	0.03	0.14
9562	0.11	0.14	0.33	-	0.32	0.15	0.12	0.09	0.06	0.13	-0.04
9986	-0.01	0.13	0.10	0.11	0.17	0.18	0.07	0.10	-0.08	0.17	-0.01
10008	0.00	0.12	-0.20	0.06	-0.02	0.10	0.03	0.02	-0.08	0.08	0.22
10647	-0.06	0.09	-0.20	0.13	0.01	0.09	-0.08	0.03	-0.16	0.19	0.03
10700	-0.46	0.08	-0.38	0.08	-0.37	0.10	-0.27	0.09	-0.52	0.08	-0.58
10800	-0.56	0.21	-0.72	-	-	-	-	-	-0.84	0.10	-0.94
11131	-0.09	0.06	-0.24	0.14	-0.02	0.11	-0.11	0.05	-0.19	0.16	0.18
11262	-0.29	0.20	-0.28	0.04	-0.21	0.13	-0.24	0.08	-0.32	0.15	-0.07
14214	0.10	0.05	0.11	0.01	0.18	0.04	0.18	0.04	0.04	0.03	-0.15
14412	-0.46	0.11	-0.40	-	-0.37	0.06	-0.39	0.03	-0.53	0.11	-0.46
15814	-0.01	0.07	-0.09	0.11	0.03	-	0.08	0.11	-0.16	0.03	0.22
16417	0.12	0.05	0.02	0.02	0.18	0.03	0.06	0.07	0.09	0.10	0.09
16673	-0.10	0.06	-0.15	-	-0.10	0.04	-0.06	0.02	-0.21	0.09	0.10
17051	0.08	0.13	0.08	0.12	0.12	0.01	0.07	0.11	0.08	0.13	0.15
18144	0.00	0.09	0.08	0.04	0.04	0.06	0.13	0.11	-0.02	0.10	-0.03
18907	-0.54	0.09	-0.59	0.10	-0.43	0.08	-0.21	0.06	-0.57	0.12	-0.65
19632	0.10	0.11	0.00	0.06	0.14	0.04	0.00	0.02	0.09	0.12	0.18
20407	-0.47	0.12	-0.55	-	-0.29	0.07	-0.47	0.08	-0.48	0.21	-0.52
20619	-0.21	0.09	-0.31	0.06	-0.21	0.18	-0.19	0.05	-0.28	0.07	-0.15
20630	0.07	0.05	0.05	0.03	0.06	0.09	0.19	0.05	0.00	0.13	0.16
20766	-0.20	0.11	-0.20	0.04	-0.25	0.08	-0.15	0.08	-0.22	0.11	-0.23
20794	-0.28	0.11	-0.17	0.08	-0.31	0.17	-0.19	0.13	-0.35	0.08	-0.55
20807	-0.23	0.10	-0.33	0.04	-0.14	0.01	-0.16	0.06	-0.23	0.05	-0.33
22484	-0.05	0.07	0.08	0.02	0.06	0.07	-0.04	0.10	-0.03	0.16	-0.09

HD	[Fe/H]	σ [Fe/H]	[Na/H]	σ [Na/H]	[Si/H]	σ [Si/H]	[Ca/H]	σ [Ca/H]	[Ni/H]	σ [Ni/H]	[Ba/H]
22879	-0.73	0.24	-0.83	-	-0.56	-	-0.55	0.07	-0.92	-	-0.82
23052	-0.10	0.07	-0.15	0.04	-0.11	0.12	-0.09	0.05	-0.19	0.11	-0.24
24496	-0.04	0.07	-0.13	0.02	-0.03	0.04	0.00	0.06	-0.07	0.07	-0.04
25457	-0.15	0.17	0.37	-	-0.02	-	-0.16	-	-0.38	0.08	0.09
25874	0.04	0.09	-0.03	0.10	0.11	0.05	-0.10	0.02	0.04	0.10	-0.03
26491	-0.07	0.08	-0.05	0.13	-0.03	0.04	-0.15	0.05	-0.10	0.20	-0.15
26913	-0.24	0.15	-0.31	0.18	-0.07	0.07	-0.11	0.07	-0.40	0.21	-0.16
26923	-0.05	0.11	-0.16	0.11	0.07	0.04	0.03	0.03	-0.21	0.15	0.05
28946	-0.14	0.08	-0.07	0.03	-0.17	0.15	-0.05	0.10	-0.31	0.09	-0.09
29231	0.13	0.07	0.20	0.07	0.11	0.16	0.09	0.01	0.14	0.13	0.14
30278	-0.11	0.15	-0.31	0.06	-0.04	0.19	-0.13	0.18	-0.16	0.12	-0.15
30455	-0.33	0.09	-0.20	0.01	-0.09	0.08	-0.21	0.01	-0.12	0.14	-0.52
30495	0.00	0.06	-0.10	0.11	-0.04	0.11	0.01	0.10	-0.06	0.10	0.21
31392	0.09	0.05	0.22	0.08	0.11	0.09	0.11	0.11	0.09	0.14	0.10
32237	-0.53	0.18	-0.57	-	-0.41	0.11	-0.46	0.04	-0.64	0.13	-0.66
32778	-0.47	0.10	-0.51	0.04	-0.43	0.09	-0.37	0.13	-0.60	0.25	-0.61
33021	-0.20	0.15	-0.18	0.01	0.01	0.12	-0.08	0.14	-0.11	0.08	-0.24
33262	-0.12	0.14	-0.33	-	-	-	-	-	-0.41	-	-
33636	-0.13	0.09	-0.17	0.09	-0.14	0.02	-0.05	0.03	-0.16	0.06	0.01
35296	-0.13	0.16	-0.24	-	-	-	-	-	-0.35	-	-
35722	-0.52	0.13	-	-	-0.49	-	-0.32	0.13	-0.68	0.13	-0.58
35956	-0.17	0.16	-0.15	0.31	-0.02	0.10	-0.06	0.05	-0.17	0.10	-0.05
36435	0.02	0.14	-0.18	0.30	0.09	0.05	-0.04	0.06	-0.02	0.16	0.25
38382	-0.01	0.10	-0.11	0.11	0.07	0.07	0.04	0.07	-0.04	0.09	0.01
38858	-0.24	0.07	-0.38	0.08	-0.10	0.17	-0.23	0.08	-0.20	0.13	-0.16
38973	0.07	0.08	0.00	0.06	0.03	0.10	0.06	0.12	-0.07	0.10	-0.05
39091	0.03	0.07	0.04	0.06	0.06	0.10	0.14	0.05	0.00	0.06	-0.07
39194	-0.64	0.06	-0.45	-	-0.26	0.07	-0.57	0.10	-0.56	0.23	-0.60
39587	-0.09	0.18	-0.24	0.11	-0.13	0.24	0.01	0.13	-0.25	0.08	0.17
39855	-0.45	0.06	-0.58	0.04	-0.42	0.09	-0.37	0.07	-0.57	0.06	-0.53
39881	-0.19	0.07	-0.13	0.07	-0.10	0.03	0.05	0.07	-0.19	0.06	-0.38
41700	-0.56	-	-0.31	-	-0.49	-	-	-	-0.39	0.18	-
42618	-0.15	0.09	-0.07	0.06	-0.18	0.05	0.02	0.14	-0.20	0.18	-0.28
42807	-0.02	0.05	-0.15	0.00	-0.05	0.03	0.01	0.02	-0.15	0.04	0.13
43162	0.04	0.08	-0.09	0.02	0.00	0.09	0.16	0.10	-0.13	0.09	0.27
43587	-0.08	0.10	-0.14	0.19	-0.06	0.10	-0.06	0.12	-0.06	0.09	-0.11
43834	0.14	0.09	0.17	-	0.19	0.06	-0.01	0.01	0.20	0.12	0.07
43947	-0.34	0.09	-0.35	0.08	-0.36	0.17	-0.22	0.04	-0.39	0.03	-0.34
44594	0.10	0.07	0.10	-	0.12	0.03	0.16	0.06	0.11	0.05	0.03
44821	0.01	0.12	-0.08	0.03	-0.01	0.13	0.00	0.04	-0.08	0.03	0.15

HD	[Fe/H]	σ [Fe/H]	[Na/H]	σ [Na/H]	[Si/H]	σ [Si/H]	[Ca/H]	σ [Ca/H]	[Ni/H]	σ [Ni/H]	[Ba/H]
45184	0.03	0.06	0.01	0.15	0.03	0.07	0.10	0.03	0.00	0.07	-0.01
45270	-0.35	0.06	-	-	-0.38	0.02	-	-	-0.32	0.18	-
45289	0.00	0.07	-0.04	0.04	0.07	0.04	0.08	0.04	0.01	0.06	-0.12
45588	-0.05	0.09	-0.07	0.08	-0.06	0.04	0.08	0.02	-0.12	0.06	-0.09
46090	-0.09	0.22	0.07	0.41	-0.05	0.09	0.00	0.16	-0.24	0.15	-0.27
47252	-0.38	0.12	-0.43	0.25	-0.54	0.00	-0.27	0.04	-0.44	0.15	-0.46
48286	-0.37	0.10	-0.47	0.08	-0.44	0.03	-0.26	0.01	-0.47	0.04	-0.53
48938	-0.42	0.06	-0.51	0.02	-0.37	0.05	-0.32	0.03	-0.44	0.05	-0.46
50806	-0.01	0.04	0.05	0.03	0.09	0.06	0.09	0.05	0.02	0.09	-0.14
52265	0.14	0.06	0.17	0.01	0.23	0.06	0.20	0.03	0.12	0.06	0.03
53143	0.16	0.12	0.11	0.16	0.24	0.08	0.26	0.06	0.15	0.17	0.34
53705	-0.26	0.05	-0.20	0.04	-0.18	0.02	-0.17	0.03	-0.34	0.03	-0.35
53706	-0.24	0.08	-0.22	0.04	-0.18	0.03	-0.16	0.08	-0.27	0.07	-0.35
55720	-0.26	0.09	-0.32	0.01	-0.19	0.06	-0.23	0.07	-0.33	0.04	-0.35
58781	0.09	0.06	0.09	-	0.11	0.03	0.08	0.02	0.09	0.06	0.01
59468	0.02	0.05	0.02	0.00	0.02	0.03	0.01	0.03	0.03	0.04	-0.07
59967	-0.04	0.05	-0.16	0.03	-0.05	0.02	0.01	0.01	-0.16	0.04	0.17
59984	-0.77	0.04	-0.90	0.14	-0.64	0.04	-0.63	0.01	-0.85	0.08	-0.73
60532	-0.18	0.04	-0.24	0.03	-0.11	0.03	-0.12	0.02	-0.26	0.07	0.04
61033	-0.09	0.05	-0.14	0.07	-0.10	0.03	-0.02	0.04	-0.18	0.06	0.06
62644	0.02	0.06	-0.02	0.06	0.03	0.06	0.04	0.04	0.00	0.03	-0.04
62848	-0.04	0.09	-0.15	0.00	0.01	0.04	-0.01	0.01	-0.18	0.11	0.14
63008	-0.26	0.09	-0.39	0.11	-0.19	0.09	-0.17	0.06	-0.36	0.13	-0.02
63077	-0.81	0.13	-0.66	0.03	-0.59	0.04	-0.50	0.03	-0.84	0.17	-0.88
63608	0.02	0.10	-0.11	0.11	0.08	0.06	-0.03	0.09	0.05	0.08	0.09
65371	-0.26	0.06	-0.21	0.05	-0.09	0.04	-0.26	0.08	-0.23	0.07	-0.39
65721	-0.51	0.09	-0.38	0.05	-0.34	0.06	-0.34	0.09	-0.49	0.04	-0.66
66573	-0.68	0.09	-0.56	-	-0.41	0.05	-0.60	0.12	-0.66	0.05	-0.80
67228	0.05	0.09	0.21	0.06	0.16	0.05	0.06	0.07	0.00	0.10	-0.16
67458	-0.17	0.09	-0.23	0.17	-0.13	0.09	-0.12	0.08	-0.26	0.14	-0.36
68978	0.01	0.06	-0.09	0.01	-0.03	0.11	0.06	0.02	-0.03	0.05	-0.03
69655	-0.26	0.06	-0.28	0.08	-0.18	0.01	-0.28	0.02	-0.29	0.20	-0.28
69830	0.05	0.11	0.08	0.09	0.04	0.06	0.13	0.05	0.02	0.16	0.04
72673	-0.31	0.09	-0.27	0.06	-0.26	0.04	-0.12	0.04	-0.45	0.05	-0.40
72760	0.07	0.13	0.05	0.13	-0.05	0.06	0.07	0.13	-0.08	0.15	0.29
72945	-0.01	0.07	-0.04	0.07	-0.02	0.07	0.05	0.03	-0.08	0.08	0.07
72946	0.10	0.09	0.10	0.04	0.04	0.07	0.19	0.09	0.07	0.10	0.14
73524	0.14	0.06	0.09	0.16	0.24	0.10	0.12	0.10	0.05	0.09	0.03
74842	-0.06	0.09	0.00	0.13	-0.07	0.10	0.13	0.06	-0.19	0.08	-0.01
75289	0.20	0.07	0.06	0.09	0.28	0.10	0.22	0.06	0.15	0.06	0.18

HD	[Fe/H]	σ [Fe/H]	[Na/H]	σ [Na/H]	[Si/H]	σ [Si/H]	[Ca/H]	σ [Ca/H]	[Ni/H]	σ [Ni/H]	[Ba/H]
75302	0.09	0.13	0.01	0.06	0.01	0.00	0.11	0.07	-0.04	0.14	0.09
75767	-0.04	0.08	-0.06	0.11	-0.10	0.03	-0.07	0.08	-0.19	0.09	-0.15
76151	0.18	0.12	0.24	0.08	0.29	0.10	0.21	0.05	0.19	0.16	0.18
76932	-0.90	0.08	-0.85	0.14	-0.61	0.09	-0.62	0.03	-0.88	0.10	-0.79
79096	-0.29	0.04	-0.32	0.00	-0.22	0.07	-0.19	0.07	-0.36	0.05	-0.20
82943	0.18	0.06	0.28	0.13	0.30	0.09	0.15	0.08	0.15	0.10	0.00
84117	-0.09	0.08	-0.12	0.01	0.00	0.01	-0.13	0.14	-0.16	0.11	-0.09
88742	-0.02	0.12	-0.04	0.06	-0.06	0.13	-0.05	0.13	-0.29	0.29	-0.12
89307	-0.19	0.05	-0.28	0.05	-0.13	0.09	-0.11	0.07	-0.23	0.05	-0.21
89813	-0.08	0.06	-0.15	0.09	-0.08	0.11	-0.05	0.03	-0.08	0.07	-0.12
90156	-0.20	0.09	-0.36	0.10	-0.28	0.01	-0.16	0.08	-0.24	0.10	-0.36
91324	-0.43	0.11	-0.25	0.05	-0.18	0.13	-0.36	0.16	-0.45	0.08	-0.28
91889	-0.27	0.08	-0.20	0.10	-0.23	0.07	-0.19	0.01	-0.30	0.06	-0.19
92719	-0.14	0.05	-0.25	0.01	-0.09	0.06	-0.10	0.03	-0.22	0.03	-0.09
96064	0.14	0.14	0.06	-	0.00	0.09	0.16	0.10	0.00	0.19	0.36
96700	-0.25	0.09	-0.28	0.13	-0.24	0.10	-0.25	0.15	-0.30	0.12	-0.35
96937	0.14	0.08	0.11	0.05	0.01	0.03	0.15	0.03	0.08	0.10	0.06
97343	0.01	0.08	0.01	0.09	-0.04	0.11	0.08	0.08	-0.07	0.07	-0.11
97998	-0.37	0.08	-0.42	0.13	-0.34	0.08	-0.44	0.14	-0.41	0.07	-0.39
98281	-0.19	0.07	-0.21	0.02	-0.22	0.05	-0.11	0.07	-0.26	0.08	-0.27
99491	0.31	0.07	0.45	0.04	0.36	0.05	0.31	0.02	0.31	0.10	0.24
100180	-0.07	0.08	-0.14	0.05	0.00	0.03	0.01	0.02	-0.13	0.07	-0.03
100286	-0.09	0.07	-0.14	-	-0.04	0.15	-0.04	0.12	-0.21	0.14	0.02
102365	-0.16	0.15	-0.32	0.07	-0.13	0.05	-0.21	0.02	-0.31	0.10	-0.29
102438	-0.22	0.07	-0.30	0.10	-0.23	0.10	-0.15	0.03	-0.31	0.21	-0.35
103743	-0.03	0.17	-0.04	0.10	-0.15	0.01	0.12	0.09	-0.20	0.12	0.24
104304	0.22	0.05	0.35	0.02	0.29	0.02	0.25	0.06	0.29	0.10	0.09
106156	0.12	0.05	0.09	0.04	0.25	0.05	0.09	0.06	0.18	0.06	0.07
106489	-0.08	0.09	-0.26	0.04	0.01	0.05	0.00	0.02	-0.16	0.11	0.13
107146	-0.09	0.09	-0.15	0.10	-0.13	0.14	0.04	0.05	-0.17	0.06	0.17
107692	0.08	0.12	0.02	0.01	0.15	0.14	0.25	0.10	0.24	0.20	0.21
107705	0.08	0.10	0.08	-	0.10	0.09	0.16	0.01	0.03	0.16	0.21
108309	0.09	0.11	0.08	0.18	0.09	0.08	0.15	0.07	0.06	0.09	0.05
108510	-0.01	0.09	-0.09	0.00	-0.01	0.02	0.02	0.10	-0.10	0.14	-0.07
110619	-0.44	0.10	-	-	-0.30	0.11	-0.37	0.08	-0.44	0.19	-0.41
111031	0.16	0.13	0.25	0.01	0.29	0.06	0.22	0.03	0.20	0.09	0.07
111232	-0.37	0.07	-0.23	0.10	-0.19	0.06	-0.13	0.07	-0.41	0.12	-0.60
113283	-0.18	0.06	-0.32	-	-0.15	0.06	-0.20	0.02	-0.21	0.07	-0.05
114174	0.01	0.06	-	-	-0.02	0.01	0.05	0.09	0.02	0.09	0.08
114260	-0.16	0.10	-0.11	-	-0.14	0.04	-0.02	0.04	-0.18	0.09	-0.21

HD	[Fe/H]	σ [Fe/H]	[Na/H]	σ [Na/H]	[Si/H]	σ [Si/H]	[Ca/H]	σ [Ca/H]	[Ni/H]	σ [Ni/H]	[Ba/H]
114613	0.08	0.06	0.22	0.07	0.16	0.06	0.10	0.10	0.19	0.07	-0.07
114853	-0.14	0.08	-0.24	0.12	-0.27	0.04	-0.15	0.08	-0.31	0.05	-0.44
115383	0.08	0.07	0.09	0.01	0.13	0.04	0.15	0.05	0.04	0.07	0.19
115617	0.07	0.10	-0.04	0.01	0.05	0.04	0.14	0.08	-0.02	0.05	-0.06
116442	-0.32	0.07	-0.47	0.21	-0.38	0.05	-0.14	0.11	-0.41	0.19	-0.35
117176	-0.04	0.05	-0.09	0.01	-0.04	0.03	0.01	0.03	-0.10	0.05	-0.10
117635	-0.55	0.09	-0.48	0.08	-0.30	0.13	-0.47	0.07	-0.59	0.05	-0.68
120066	0.03	0.09	-0.02	0.09	0.15	0.04	0.18	0.08	0.04	0.09	0.03
120237	-0.09	0.13	-0.19	0.10	0.04	0.04	-0.03	0.06	-0.09	0.11	-0.03
120559	-0.83	0.22	-0.28	-	-1.00	-	-0.54	0.05	-1.23	-	-1.58
120690	-0.03	0.07	-0.08	0.06	0.03	0.06	0.05	0.05	-0.12	0.12	-0.15
121370	0.20	0.07	-	-	-	-	0.26	0.04	0.28	0.09	0.12
121560	-0.45	0.17	-0.48	0.05	-0.29	0.08	-0.38	0.10	-0.44	0.08	-0.45
122676	-0.04	0.10	-0.12	0.01	-0.06	0.08	-0.06	0.05	-0.12	0.10	-0.23
122742	-0.05	0.07	-0.02	0.02	0.06	0.08	0.08	0.05	-0.03	0.09	-0.16
122862	-0.16	0.06	-0.20	0.03	-0.08	0.06	-0.12	0.03	-0.22	0.04	-0.19
124292	-0.11	0.09	-0.12	0.06	-0.03	0.01	-0.14	0.08	-0.16	0.08	-0.18
124580	-0.18	0.17	-0.40	0.08	-0.06	0.06	-0.04	0.17	-0.13	0.19	0.07
124850	-0.05	0.17	-0.27	-	-0.08	0.01	-0.08	0.16	-0.22	0.17	0.41
126053	-0.30	0.12	-0.40	-	-0.20	-	-0.26	0.03	-0.39	0.08	-0.45
128020	-0.26	0.08	-0.29	0.06	-0.13	0.07	-0.19	0.03	-0.17	0.10	-
128400	0.02	0.10	-0.22	0.18	0.01	0.02	0.15	0.04	-0.02	0.06	0.21
128674	-0.35	0.05	-0.40	0.02	-0.32	0.04	-0.24	0.06	-0.41	0.05	-0.39
128987	0.24	0.20	0.08	0.11	0.12	0.18	0.28	0.11	0.02	0.13	0.28
130322	0.11	0.15	-0.10	0.25	0.08	0.06	0.19	0.07	0.09	0.18	0.03
131923	0.05	0.08	0.05	0.08	0.06	0.03	0.18	0.04	0.07	0.14	-0.03
132648	-0.29	0.05	-0.36	0.05	-0.30	0.04	-0.25	0.06	-0.38	0.06	-0.31
134060	0.09	0.07	0.03	0.08	0.13	0.11	0.09	0.09	0.06	0.12	-0.07
134330	0.08	0.05	-0.01	0.08	0.05	0.05	0.14	0.10	0.13	0.10	0.08
134331	-0.02	0.10	-0.11	0.08	0.07	0.06	0.06	0.07	0.05	0.15	-0.06
134987	0.32	0.21	0.35	0.13	0.51	0.22	0.23	0.07	0.39	0.12	0.41
135101	0.04	0.08	0.09	0.04	0.13	0.05	0.09	0.07	0.05	0.06	-0.06
136202	-0.04	0.08	-0.13	0.11	0.02	0.07	-0.06	0.13	-0.21	0.14	-0.04
136352	-0.37	0.11	-0.43	-	-0.38	0.04	-0.26	0.05	-0.29	0.13	-0.44
136894	-0.04	0.08	-0.11	0.01	-0.12	0.09	0.02	0.06	-0.12	0.11	-0.04
137763	0.44	0.15	0.64	0.16	0.09	0.03	0.68	0.05	0.23	0.04	0.37
138763	-0.09	0.10	-0.11	0.09	-0.14	-	-0.02	0.12	-0.20	0.18	0.01
139211	-0.13	0.10	-0.11	0.01	-0.17	0.07	-0.05	0.15	-0.13	0.10	-0.14
139460	-0.15	0.19	-0.24	0.01	-0.07	0.09	0.02	0.03	-0.27	0.24	-0.11
139461	-0.14	0.11	-0.32	0.01	-0.18	0.08	-0.03	0.04	-0.26	0.15	0.02

HD	[Fe/H]	σ [Fe/H]	[Na/H]	σ [Na/H]	[Si/H]	σ [Si/H]	[Ca/H]	σ [Ca/H]	[Ni/H]	σ [Ni/H]	[Ba/H]
140667	-0.10	0.13	-0.28	0.08	-0.08	0.34	-0.04	0.29	-0.11	0.35	-0.21
141004	-0.03	0.04	-0.04	0.00	0.01	0.03	0.03	0.02	-0.04	0.03	-0.07
142267	-0.18	0.25	-0.06	-	0.06	0.17	-0.27	0.02	-0.29	0.29	-0.40
143098	0.07	0.07	-0.01	-	0.03	0.07	-0.03	0.12	0.01	0.04	0.24
144009	0.05	0.06	0.00	0.03	0.10	0.10	0.07	0.04	0.06	0.09	0.07
144087	0.04	0.11	0.04	0.04	0.02	0.19	0.17	0.05	0.00	0.15	0.14
144585	0.27	0.06	0.35	0.03	0.35	0.04	0.25	0.06	0.32	0.07	0.24
146124	0.24	0.12	0.20	0.16	0.10	0.03	0.40	0.09	0.15	0.11	0.24
146233	0.04	0.07	-0.01	0.03	0.04	0.06	0.10	0.04	-0.02	0.06	0.03
146835	-0.41	0.08	-0.45	-	-0.39	0.11	-0.34	0.06	-0.45	0.10	-0.30
147512	-0.05	0.10	0.01	-	-0.07	0.16	-0.07	0.07	0.06	0.12	-0.10
147513	0.04	0.09	-0.13	-	0.05	0.13	0.11	0.07	-0.05	0.10	0.28
147584	-0.13	0.05	-0.19	0.06	-0.10	0.05	-0.05	0.02	-0.22	0.06	0.07
149612	-0.53	0.13	-0.39	0.06	-0.41	0.13	-0.39	0.02	-0.54	0.09	-0.53
150433	-0.31	0.12	-0.29	-	-0.16	0.07	-0.27	0.06	-0.26	0.16	-0.55
152311	0.11	0.03	0.09	0.01	0.18	0.04	0.16	0.01	0.11	0.04	0.00
152391	0.00	0.10	-0.05	0.08	-0.02	0.03	0.06	0.03	-0.04	0.06	0.13
153631	-0.13	0.07	-0.22	0.01	-0.06	0.05	-0.10	0.03	-0.16	0.02	-0.22
154417	-0.04	0.04	-0.15	0.01	0.01	0.03	0.03	0.03	-0.11	0.04	0.13
155918	-0.59	0.12	-0.66	0.08	-0.57	0.24	-0.34	0.05	-0.63	0.15	-1.14
157347	-0.04	0.06	-0.14	0.03	0.00	0.04	0.00	0.03	-0.05	0.04	-0.06
160691	0.25	0.06	0.35	0.02	0.29	0.03	0.26	0.05	0.29	0.02	0.11
161098	-0.23	0.14	-0.26	0.11	-0.25	0.30	-0.19	0.07	-0.03	0.29	-0.27
161198	-0.44	0.07	-0.41	0.02	-0.28	0.04	-0.38	0.09	-0.41	0.06	-0.56
161612	0.07	0.05	0.10	0.00	0.11	0.01	0.05	0.02	0.10	0.04	-0.04
165185	-0.10	0.08	-0.20	0.01	-0.08	0.05	-0.03	0.01	-0.21	0.06	0.16
165401	-0.43	0.05	-0.42	0.04	-0.31	0.05	-0.32	0.04	-0.45	0.04	-0.59
165499	-0.01	0.20	-0.14	0.03	-0.01	0.06	-0.04	0.12	-0.05	0.10	-0.04
167665	-0.13	0.12	-0.21	0.16	-0.09	0.04	-0.06	0.08	-0.22	0.12	-0.27
168871	-0.03	0.21	-0.12	0.09	-0.07	0.08	0.02	0.08	-0.14	0.17	-0.15
169822	-0.22	0.07	-0.22	0.04	-0.18	0.06	-0.16	0.10	-0.25	0.06	-0.30
171067	-0.06	0.05	-0.09	0.02	0.00	0.04	-0.05	0.05	-0.08	0.05	-0.02
171665	-0.19	0.09	-0.23	0.08	-0.02	0.09	-0.21	0.01	-0.20	0.14	-0.16
174719	-0.28	0.05	-0.30	0.04	-0.19	0.02	-0.23	0.03	-0.39	0.04	-0.18
175726	-0.13	0.07	-0.30	-	-0.08	0.08	-0.13	0.11	-0.28	0.15	-
177082	-0.27	0.13	-0.26	0.06	-0.04	0.08	0.03	0.10	-0.30	0.03	-0.26
177565	0.11	0.08	0.17	0.04	0.02	0.13	0.11	0.10	-0.02	0.11	-0.01
178076	-0.02	0.14	-0.31	0.17	-0.06	0.04	0.05	0.08	-0.22	0.10	0.15
179949	0.08	0.15	-0.01	-	0.14	0.15	0.08	0.10	0.08	0.15	0.13
180409	-0.21	0.05	-0.26	0.02	-0.16	0.05	-0.17	0.02	-0.32	0.03	-0.23

HD	[Fe/H]	σ [Fe/H]	[Na/H]	σ [Na/H]	[Si/H]	σ [Si/H]	[Ca/H]	σ [Ca/H]	[Ni/H]	σ [Ni/H]	[Ba/H]
181321	-0.12	0.13	-0.23	-	-0.17	-	-0.07	0.15	-0.26	0.12	0.17
182572	0.37	0.24	0.47	0.06	0.42	0.09	0.32	0.03	0.42	0.04	0.16
183877	-0.26	0.10	-0.10	-	-0.09	0.13	-0.13	0.04	-0.29	0.13	-0.37
184985	-0.03	0.12	-	-	0.09	0.08	0.06	0.13	-0.06	0.12	0.19
186704	-0.31	0.14	-	-	-0.12	0.04	-	-	-	-	-
186803	0.01	0.10	-0.05	0.06	-0.04	0.08	0.09	0.04	-0.14	0.06	0.18
188376	-0.02	0.07	-0.03	0.01	0.00	0.08	0.05	0.03	-0.06	0.05	0.07
189567	-0.23	0.09	-0.20	-	-0.27	0.13	-0.16	0.10	-0.33	0.07	-0.36
189931	-0.01	0.06	-0.12	0.01	0.04	0.06	0.06	0.03	-0.07	0.07	0.05
190067	-0.31	0.07	-0.31	0.00	-0.27	0.07	-0.20	0.07	-0.40	0.07	-0.30
190248	0.27	0.10	0.43	0.07	0.43	0.09	0.22	0.03	0.35	0.10	0.21
190406	0.00	0.08	-0.09	0.03	-0.03	0.11	0.05	0.04	-0.07	0.14	-0.05
190422	-0.16	0.08	-	-	-	-	-	-	-0.29	-	-
194640	-0.02	0.04	0.03	0.05	-0.06	0.03	-0.04	0.05	-0.02	0.04	-0.12
196378	-0.40	0.17	-0.20	0.21	-0.24	0.09	-0.38	0.11	-0.59	0.17	-0.42
196755	0.00	0.09	-0.17	0.06	0.01	0.04	0.04	0.02	0.02	0.11	0.12
196761	-0.27	0.07	-0.27	0.11	-0.19	0.13	-0.30	0.06	-0.28	0.13	-0.34
197076	-0.12	0.08	-0.09	0.11	-0.13	0.13	-0.13	0.01	-0.14	0.13	-0.02
197210	-0.06	0.05	-0.12	0.11	-0.07	0.04	0.05	0.04	-0.06	0.02	-0.12
197214	-0.28	0.16	-0.09	0.08	-0.29	-	-0.27	0.13	-0.36	0.17	-0.13
199260	-0.17	0.09	-0.43	-	-0.24	-	-0.18	-	-0.26	0.09	0.19
199288	-0.63	0.08	-0.65	0.16	-0.44	0.14	-0.42	0.08	-0.56	0.15	-0.78
199509	-0.30	0.05	-0.37	0.06	-0.29	0.04	-0.29	0.06	-0.36	0.06	-0.28
199960	0.16	0.03	0.28	0.04	0.27	0.02	0.18	0.02	0.24	0.04	0.03
201989	0.05	0.08	0.02	0.05	0.04	0.05	0.10	0.05	0.00	0.06	0.10
202628	-0.08	0.05	-0.23	0.04	-0.06	0.04	-0.04	0.06	-0.16	0.08	0.07
203244	-0.13	0.05	-0.24	0.01	-0.18	0.10	-0.10	0.03	-0.28	0.06	0.08
205536	0.01	0.08	-0.01	0.06	0.03	0.07	0.08	0.09	0.01	0.18	-0.13
205905	0.05	0.05	-0.01	0.03	0.08	0.05	0.09	0.02	-0.02	0.06	0.07
206860	-0.10	0.12	-0.15	-	-0.04	-	-0.03	0.07	-0.16	0.12	0.18
208202	0.44	0.17	0.41	0.01	0.18	0.08	0.34	0.07	0.34	0.20	0.57
209253	-0.35	0.18	-	-	-0.34	-	-	-	-0.33	0.10	-
209635	-0.33	0.16	-0.51	-	-0.34	0.02	-0.08	0.05	-0.48	0.10	-0.33
210918	-0.16	0.13	-0.27	0.05	-0.05	0.12	-0.16	0.07	-0.15	0.20	-0.11
211476	-0.18	0.08	-0.31	0.06	-0.14	0.02	-0.14	0.05	-0.29	0.11	-0.19
212168	0.01	0.13	0.05	-	0.06	0.04	0.11	0.08	-0.06	0.09	-0.28
212330	-0.01	0.09	-0.16	0.01	-0.01	0.09	0.06	0.03	-0.05	0.06	-0.16
213429	-0.20	0.14	-0.23	0.06	-0.02	0.15	-0.09	0.06	-0.23	0.15	-0.38
214067	-0.53	0.06	-0.43	0.01	-0.30	0.07	-0.44	0.11	-0.53	0.05	-0.68
214759	0.19	0.07	0.29	0.07	0.24	0.08	0.13	0.08	0.23	0.11	0.09

HD	[Fe/H]	σ [Fe/H]	[Na/H]	σ [Na/H]	[Si/H]	σ [Si/H]	[Ca/H]	σ [Ca/H]	[Ni/H]	σ [Ni/H]	[Ba/H]
215641	0.00	0.09	0.00	–	0.11	0.07	–0.09	0.05	0.02	0.19	0.13
215648	–0.38	0.15	–0.44	0.11	–0.24	0.05	–0.23	0.10	–0.37	0.10	–0.26
216054	–0.18	0.06	–0.25	–	–0.14	0.08	–0.16	0.08	–0.21	0.04	–0.23
216437	0.18	0.08	0.30	0.03	0.23	0.05	0.25	0.05	0.20	0.02	0.01
217014	0.18	0.14	0.22	0.04	0.19	0.06	0.16	0.03	0.19	0.18	0.05
217107	0.32	0.08	0.48	0.00	0.35	0.02	0.40	0.02	0.37	0.04	0.13
217813	0.04	0.06	–0.12	0.01	0.02	0.08	0.13	0.06	–0.09	0.11	–
217877	–0.07	0.04	–0.13	0.10	–0.07	0.03	–0.03	0.05	–0.19	0.08	–0.15
217924	–0.32	0.16	–0.40	–	–0.33	0.05	–0.21	0.02	–0.35	0.04	–0.29
218261	0.04	0.08	0.01	0.03	0.12	0.03	0.07	0.02	–0.04	0.07	0.10
218687	–0.20	0.14	–0.30	–	–0.13	0.12	–0.23	–	–0.32	0.21	0.05
219077	–0.13	0.10	–0.20	0.04	–0.13	0.06	0.01	0.07	–0.16	0.08	–0.26
219175	0.02	0.17	0.15	–	0.08	0.12	–0.11	0.26	0.11	0.21	–0.15
219249	–0.37	0.07	–0.42	0.06	–0.39	–	–0.36	0.06	–0.36	0.06	–0.37
219482	–0.12	0.07	–0.24	–	–0.07	0.09	–0.01	0.01	–0.18	0.08	0.14
220476	–0.06	0.12	–0.17	0.10	–0.05	0.04	0.02	0.09	–0.10	0.10	0.16
221231	–0.06	0.08	–0.18	0.06	–0.08	–	0.03	0.07	–0.17	0.08	0.12
221356	–0.29	0.07	–0.39	0.07	–0.29	0.01	–0.09	0.08	–0.35	0.04	–0.21
222368	–0.16	0.09	–0.19	0.06	–0.07	0.03	–0.02	0.04	–0.23	0.05	–0.08
222422	–0.13	0.07	–0.22	0.04	–0.16	0.04	–0.11	0.05	–0.14	0.04	–0.03
223913	–0.07	0.06	–0.21	–	–0.08	0.10	0.02	0.05	–0.16	0.08	0.09
224022	0.09	0.07	0.06	0.04	0.16	0.04	0.12	0.02	0.04	0.06	–0.05
224156	–0.05	0.07	–0.16	0.06	–0.04	0.11	–0.03	0.05	–0.09	0.10	–0.08
224619	–0.26	0.11	–0.32	0.01	–0.18	–	–0.26	0.12	–0.20	0.09	–0.32

A Tabela A.3 contém os valores das velocidades espaciais U (km/s), V (km/s) e W (km/s) das estrelas da amostra, e seus respectivos erros.

Tabela A.3: Valores das velocidades espaciais das estrelas da amostra.

HD	U (km/s)	σ_U	V (km/s)	σ_V	W (km/s)	σ_W
361	2.20	0.1	0.90	0.1	–4.70	0.1
870	8.00	0.2	8.70	0.1	1.30	0.1
1237	–34.30	0.3	–14.70	0.2	4.50	0.1
1388	–43.00	1.0	–17.10	0.5	–30.50	0.1
1461	–31.20	0.6	–40.20	0.7	1.80	0.2

HD	U (km/s)	σ_U	V (km/s)	σ_V	W (km/s)	σ_W
1835	-35.50	0.7	-15.60	0.3	2.70	0.1
2071	-21.10	0.5	-17.80	0.4	-4.00	0.1
2151	-60.60	0.3	-47.30	0.1	-30.80	0.1
3277	-4.80	0.1	-25.00	0.7	20.10	0.1
3795	-46.50	1.0	-90.40	1.8	40.00	0.4
3821	3.80	0.2	-5.30	0.3	-14.80	0.1
3823	-113.70	1.6	-17.50	0.3	-31.80	0.5
4747	-44.90	0.9	-15.60	0.3	-10.40	0.1
4813	21.00	0.4	-2.20	0.1	-13.90	0.3
4915	-12.50	0.4	-30.80	0.5	13.50	0.2
7661	-15.10	0.4	-9.10	0.3	-6.00	0.1
7727	-21.70	0.5	-34.50	0.8	-10.60	0.1
7895	-35.30	0.8	-52.60	1.6	-23.70	0.3
8129	0.90	0.4	-38.70	4.3	4.00	0.2
8262	-55.70	1.1	-37.90	0.8	5.10	0.2
8828	-13.90	0.3	-59.00	1.9	-29.20	0.5
9540	-7.70	0.2	-26.10	0.5	19.10	0.1
9562	-7.80	0.3	-26.80	0.5	14.40	0.1
9986	-0.30	0.3	-17.90	0.2	20.20	0.2
10008	-12.80	0.2	-18.30	0.5	-10.20	0.1
10647	-1.10	0.1	-27.10	0.2	-18.70	0.2
10700	18.90	0.1	29.50	0.1	13.30	0.1
11131	16.70	1.7	-0.30	0.5	-4.70	0.7
11262	-25.60	0.5	20.60	0.5	-25.10	0.2
14214	-71.90	1.2	11.10	0.1	4.60	0.8
14412	-11.40	0.1	26.60	0.3	-10.40	0.1

HD	U (km/s)	σ_U	V (km/s)	σ_V	W (km/s)	σ_W
15814	-4.70	0.2	6.80	0.2	-1.80	0.2
16417	22.10	0.4	-23.60	0.3	-9.50	0.1
16673	19.70	0.2	3.80	0.1	1.60	0.2
17051	-31.20	0.3	-17.40	0.1	-8.50	0.1
18144	-12.80	0.4	-21.00	0.6	8.10	0.3
18907	8.60	0.5	-83.60	1.5	-20.90	0.4
19632	-49.40	0.8	-21.40	0.2	-17.40	0.5
20407	-6.30	0.1	16.30	0.3	-14.60	0.2
20619	-22.20	0.2	-29.70	0.7	-3.20	0.3
20630	-22.30	0.1	-4.40	5.0	-5.00	0.1
20766	-70.10	0.5	-47.50	0.3	16.60	0.2
20807	-69.90	0.5	-45.00	0.3	19.00	0.2
22879	-109.20	0.5	-86.40	1.5	-43.20	0.8
23052	13.50	0.2	11.80	0.4	-3.30	0.2
24496	-17.90	0.1	-24.80	0.6	-3.20	0.1
25874	-26.00	0.4	-49.60	0.3	-1.10	0.3
26491	-39.00	0.5	-29.50	0.1	-18.40	0.1
26913	14.20	0.2	-1.20	0.1	-9.00	0.3
26923	14.20	0.2	-0.50	0.1	-9.60	0.3
28946	57.20	1.2	-12.30	1.4	-5.90	1.9
29231	33.30	0.6	0.10	0.1	-6.20	0.3
30278	17.40	0.4	-56.70	0.2	-32.20	0.2
30455	-40.50	0.2	-62.60	1.9	-24.00	0.4
30495	-23.80	0.1	-8.60	0.1	-2.50	0.1
31392	-32.70	0.4	-21.00	0.1	-4.00	0.3
32237	39.10	0.5	-47.50	2.1	-12.90	0.9

HD	U (km/s)	σ_U	V (km/s)	σ_V	W (km/s)	σ_W
32778	-75.40	1.0	13.60	0.2	-10.50	0.2
33021	40.20	0.4	-35.10	0.9	-19.80	0.6
33636	3.00	0.2	-29.10	1.1	10.10	0.4
35722	-0.60	0.9	-5.50	0.9	-2.50	0.8
35956	1.70	0.2	-31.70	0.8	-7.40	0.2
36435	9.30	0.1	-2.50	0.1	-17.60	0.1
38382	-26.20	0.1	-18.80	0.1	-13.90	0.1
38973	19.70	0.3	-1.00	0.1	5.10	0.1
39091	-83.60	0.7	-44.90	0.3	1.40	0.1
39194	-147.00	2.9	-10.80	0.1	-49.20	0.8
39587	16.50	0.2	2.40	5.0	-7.20	0.1
39855	-23.00	0.1	-32.30	0.2	-6.00	0.2
39881	23.00	0.5	-77.00	2.2	11.30	0.3
41700	-37.30	0.4	-9.00	0.4	-13.30	0.2
42618	64.60	0.3	-10.60	0.7	10.60	0.1
42807	3.40	0.2	-26.00	0.4	-6.60	0.2
43162	-19.90	0.1	-9.50	0.1	-6.60	5.0
43834	19.30	0.1	-31.30	0.1	-12.50	5.0
43947	-38.90	0.1	-11.30	0.1	-2.20	0.1
44594	24.00	0.5	-66.60	0.3	-5.50	0.3
44821	-9.20	0.1	-10.90	0.1	-4.40	0.1
45184	11.60	0.1	8.20	0.1	-17.50	0.3
45270	-7.30	0.1	-1.00	1.3	-0.70	0.6
45289	-114.30	1.4	-20.60	0.4	-1.30	0.3
45588	2.50	0.4	-28.30	0.1	-41.90	0.6
46090	-56.90	0.1	-21.40	0.2	-15.00	0.3

HD	U (km/s)	σ_U	V (km/s)	σ_V	W (km/s)	σ_W
48286	-12.00	0.2	-20.20	0.1	-33.50	0.7
48938	-25.70	0.5	23.00	0.3	16.20	0.3
50806	17.60	0.9	-94.70	0.6	-6.30	0.2
52265	-52.20	0.3	-21.00	0.3	-8.70	0.2
53143	-25.60	0.3	-16.00	0.2	-14.00	0.1
53705	-52.80	0.5	-74.30	0.2	-20.10	0.1
53706	-51.20	3.0	-74.80	0.7	-20.20	0.7
55720	-114.00	1.6	-77.40	0.1	13.00	0.6
58781	4.10	0.3	-15.00	0.4	12.00	0.4
59468	-12.10	0.2	4.20	0.1	-28.10	0.3
59967	-11.10	0.1	-3.90	0.1	-6.60	0.1
59984	-29.10	0.3	-50.90	0.3	-17.70	0.6
61033	-38.00	0.7	-23.30	0.1	5.30	0.2
62848	-26.50	0.4	-17.60	0.1	-1.70	0.1
63008	-26.80	0.4	-3.30	0.1	-6.40	0.1
63077	-146.50	0.9	-62.30	0.4	40.30	0.4
63608	-19.20	2.6	-19.20	0.3	-2.50	0.7
65371	-6.00	1.2	-32.50	0.4	70.70	2.1
65721	-56.30	2.0	-7.00	0.7	-28.40	1.1
66573	65.90	0.7	26.00	0.2	10.70	1.1
67228	32.50	0.1	4.20	0.2	-16.20	0.1
67458	60.20	1.1	-7.50	0.5	10.50	0.2
68978	-55.00	0.7	-34.90	0.2	-23.00	0.4
69655	5.30	0.1	-11.00	0.2	-6.40	0.1
69830	28.90	0.4	-61.00	0.4	-10.30	0.2
72673	-75.30	0.6	5.80	0.2	-23.80	0.2

HD	U (km/s)	σ_U	V (km/s)	σ_V	W (km/s)	σ_W
72760	-35.50	0.3	-19.70	0.1	-1.10	0.3
72945	-22.70	0.2	-27.70	0.5	-7.70	0.8
72946	-22.50	0.5	-27.70	1.2	-3.30	1.9
73524	-26.80	0.4	7.10	0.1	-28.90	0.5
74842	28.20	2.3	-12.50	0.3	-23.90	1.9
75289	21.00	0.4	-11.90	0.1	-21.90	0.4
75302	-23.90	0.5	1.10	0.3	-7.20	0.4
75767	5.90	0.6	-36.90	0.7	15.50	0.1
76151	-40.20	0.4	-20.10	0.1	-10.90	0.4
76932	-46.20	0.1	-89.30	0.3	69.70	0.6
79096	-75.00	0.8	-1.50	0.4	1.60	0.6
82943	10.50	0.3	-19.30	0.3	-9.20	0.3
84117	-40.00	0.4	-26.60	0.1	7.10	0.1
88742	-37.00	0.6	-47.40	0.1	-2.30	0.3
89307	-39.30	0.9	-22.80	0.4	-6.20	0.7
89813	24.60	0.7	-28.20	1.2	-22.10	0.4
90156	-9.70	0.2	-24.50	0.1	17.40	0.1
91324	-41.80	0.5	-33.50	0.2	-1.60	0.1
91889	68.50	1.1	-33.20	0.7	-37.30	0.5
92719	34.00	0.8	9.80	3.9	-11.10	3.1
96064	-14.40	0.4	-29.70	0.5	2.90	0.5
96700	-44.80	1.1	-37.90	0.6	-30.90	0.8
96937	-39.50	1.1	-16.20	0.3	-1.50	0.4
97343	31.80	0.5	-27.10	0.2	26.00	0.1
97998	-21.00	0.8	-42.70	0.1	28.30	0.3
98281	79.20	1.8	10.10	0.4	30.30	0.4

HD	U (km/s)	σ_U	V (km/s)	σ_V	W (km/s)	σ_W
99491	-60.80	1.5	-13.30	0.3	-8.80	0.3
100180	-21.10	0.6	-29.80	0.8	-19.90	0.4
100286	-9.10	0.3	1.00	0.2	17.10	0.4
102365	-58.90	0.4	-40.60	0.2	6.50	5.0
102438	-7.60	0.2	-29.70	0.3	-13.20	0.3
103743	-18.90	4.0	-17.50	2.2	-2.20	1.2
104304	21.70	0.2	-16.90	0.2	-14.10	0.2
106156	52.60	1.7	-26.00	0.9	-17.40	0.4
106489	-37.10	1.0	-23.00	0.7	-17.30	0.4
107146	-10.40	0.3	-28.90	0.7	-4.80	0.2
107692	20.50	0.5	10.40	0.2	-16.70	0.3
107705	-16.00	0.7	-19.80	0.7	0.10	0.2
108309	-52.70	1.3	-69.60	0.8	-9.20	0.3
108510	-22.20	0.6	-23.50	0.5	1.20	0.2
111031	-44.50	1.1	-6.00	0.5	-11.00	0.2
111232	60.50	0.1	-86.20	0.1	4.80	0.4
113283	-28.70	2.5	-7.00	3.8	-12.10	2.1
114174	57.80	1.2	-64.80	1.4	-10.10	0.8
114260	25.10	1.2	-10.50	1.2	-39.00	1.5
114613	-37.40	0.5	-11.50	0.3	2.60	0.1
114853	25.20	0.2	-55.60	0.3	6.40	0.2
115383	-38.70	0.5	1.20	0.1	-17.60	0.1
115617	-20.30	0.1	-51.00	0.3	-26.60	0.2
116442	3.20	0.2	4.50	0.3	31.70	0.2
117176	13.40	0.2	-51.80	0.7	-3.90	0.2
117635	-137.90	6.3	-31.00	2.6	-4.90	2.2

HD	U (km/s)	σ_U	V (km/s)	σ_V	W (km/s)	σ_W
120066	-59.30	1.2	-53.80	1.5	-17.00	0.3
120237	-47.60	1.4	-57.60	1.5	-3.80	0.2
120690	-37.10	0.6	-46.20	0.8	-6.80	0.1
121560	-28.40	0.5	-20.10	0.4	-0.10	0.2
122676	-12.40	0.1	-4.40	0.1	-15.80	0.1
122742	9.70	0.2	-13.00	0.2	-28.50	0.1
122862	-27.30	1.2	-3.70	1.6	37.60	0.7
124292	25.20	0.1	-44.00	0.8	19.00	0.3
124850	23.20	0.3	-35.30	0.6	-13.20	0.4
126053	21.00	0.6	-15.20	0.3	-40.90	0.5
128020	-61.10	1.5	-19.20	1.5	-11.80	0.4
128400	4.20	0.1	10.00	0.1	-5.70	0.1
128674	45.20	1.6	-0.90	1.4	-57.50	1.6
128987	-22.60	0.2	-6.50	0.3	-14.30	0.1
130322	-8.90	0.2	-26.10	1.2	-10.10	0.2
131923	21.50	0.2	-41.00	0.4	-27.70	0.7
132648	-9.70	0.2	-2.30	0.2	-7.80	0.2
134060	16.30	0.2	-38.90	0.3	7.60	0.2
134330	-4.50	0.1	-4.90	0.3	-14.60	0.5
134331	-4.60	0.1	-4.20	0.2	-13.60	0.4
134987	-20.80	0.6	-39.90	1.0	20.80	0.5
135101	-88.70	3.8	-36.20	1.5	17.20	2.7
136202	91.00	1.1	-12.90	0.3	-10.60	1.0
136352	-118.40	0.7	-47.60	1.0	37.50	0.5
136894	-7.80	0.1	-1.50	0.2	-8.00	0.2
137763	22.20	0.4	-21.50	0.5	-18.30	0.5

HD	U (km/s)	σ_U	V (km/s)	σ_V	W (km/s)	σ_W
138763	-34.70	0.3	-6.60	0.2	-16.30	0.2
139211	-41.20	0.5	-10.60	0.6	-12.50	0.4
139460	-0.20	0.5	-1.80	0.8	-2.40	0.7
139461	3.70	0.4	-1.20	0.6	-1.80	0.6
140667	-14.80	1.7	-18.40	0.9	-3.60	1.8
141004	-49.40	5.0	-24.30	0.1	-39.40	0.1
142267	43.20	0.4	-32.50	0.6	13.30	0.2
143098	17.70	0.2	-1.60	0.2	-13.60	0.5
144009	-18.50	1.1	-55.00	1.0	-24.30	0.5
144087	-33.30	0.3	-8.40	0.8	-12.30	0.6
146124	9.40	0.1	-10.20	0.2	-1.20	0.1
146233	27.00	0.2	-14.40	0.2	-22.90	0.4
146835	-2.50	1.0	5.20	2.7	-3.30	2.3
147512	-14.00	0.2	-27.70	0.7	-15.90	0.2
147513	13.10	0.1	-0.90	0.1	-1.60	0.1
147584	9.30	0.1	8.30	0.1	-5.00	5.0
150433	-5.30	0.8	-57.40	1.4	-43.70	0.8
152391	84.80	0.7	-110.30	1.8	8.60	0.2
153631	90.20	0.9	-22.40	1.8	3.50	1.2
154417	1.40	0.3	-30.40	0.5	-20.10	0.3
155918	7.20	0.7	-126.50	1.7	68.30	1.8
157347	-28.20	0.1	-17.30	0.1	-19.80	0.2
161098	0.10	0.5	-40.50	1.1	-6.80	0.2
161198	71.50	1.2	-26.00	1.0	-0.10	0.3
161612	-2.30	0.2	-75.30	2.3	-14.70	0.5
165185	13.20	0.1	3.90	0.1	-9.20	0.1

HD	U (km/s)	σ_U	V (km/s)	σ_V	W (km/s)	σ_W
165401	-78.40	0.5	-90.40	0.6	-37.90	0.3
165499	39.00	0.2	-2.40	0.2	1.40	0.2
167665	9.20	0.2	-9.50	0.3	-27.50	0.8
168871	23.00	0.2	-23.40	0.4	-20.90	0.3
169822	25.40	1.8	-60.90	2.3	-6.80	0.3
174719	-5.00	0.3	-24.60	0.4	-8.30	0.2
175726	11.00	0.2	-3.90	0.2	-4.80	0.1
177082	-10.50	0.5	2.20	0.5	-18.70	1.3
177565	60.40	0.1	-33.50	0.5	-17.20	0.1
179949	-24.50	0.1	-12.40	0.2	-11.60	0.4
180409	-57.60	0.2	-16.80	0.2	-7.00	0.4
181321	-11.30	0.2	-8.40	0.3	-7.00	0.5
182572	-116.60	0.6	-31.00	0.5	-19.20	0.3
183877	-38.90	0.1	-93.10	2.4	-21.50	1.1
184985	0.30	0.3	-28.60	0.5	8.80	0.2
186704	-10.30	0.3	-2.80	0.2	-8.40	0.3
186803	-11.40	0.2	-25.30	0.5	10.80	0.1
188376	-29.60	0.3	8.10	0.3	-8.30	0.4
189567	-72.80	0.8	-30.50	0.5	-46.90	0.7
189931	-45.50	0.2	-50.40	1.2	3.70	0.5
190067	52.70	0.7	-17.20	0.5	-18.00	0.3
190406	42.90	0.5	-19.10	0.3	9.10	0.1
194640	2.30	0.1	-47.50	0.8	-7.20	0.2
196378	-65.40	0.8	-48.00	1.0	-0.10	0.4
196755	-57.50	0.7	-34.40	0.2	-18.00	0.9
196761	-57.60	0.3	21.30	0.4	3.00	0.2

HD	U (km/s)	σ_U	V (km/s)	σ_V	W (km/s)	σ_W
197076	-42.00	0.5	-13.40	0.3	16.30	0.1
197210	17.90	0.6	-18.90	0.8	-4.90	0.2
197214	-9.10	0.1	-25.90	0.4	10.60	0.1
199260	-16.70	0.3	-10.10	0.2	1.40	0.3
199288	23.50	0.5	-101.50	1.8	44.80	0.7
199509	-37.20	0.3	11.80	0.1	-6.60	0.3
199960	-7.40	0.5	-24.70	0.6	-2.30	0.5
201989	-39.60	0.6	-10.90	0.2	-6.80	0.7
205536	38.80	0.3	0.60	0.3	-22.60	0.1
205905	-45.20	0.7	-18.60	0.3	-16.90	0.7
206860	-14.20	0.2	-20.40	0.2	-11.40	0.3
209253	11.40	0.5	6.20	0.2	-12.20	0.7
209635	-16.40	0.2	6.60	0.1	2.80	0.2
211476	-114.00	3.2	-32.70	0.5	-47.00	1.7
212168	2.10	0.2	-7.70	0.1	-12.50	0.1
212330	-8.20	0.2	-36.80	0.4	-5.60	0.1
213429	-18.70	0.5	-29.20	0.7	5.70	0.7
214067	70.80	0.9	-5.40	0.6	-45.50	0.4
214759	-46.20	0.9	-11.20	0.2	-3.50	0.5
215641	-24.30	0.6	-20.20	0.5	-12.90	0.4
215648	3.90	0.1	-30.50	0.4	-28.70	0.4
216054	55.80	1.3	-13.60	0.4	10.20	0.7
217014	-14.90	0.2	-31.70	0.1	17.20	0.1
217107	-1.50	0.1	-9.10	0.1	11.20	0.1
217813	13.30	0.3	3.60	0.1	2.40	0.1
217877	-45.40	1.2	-17.70	0.3	-4.50	0.5

HD	U (km/s)	σ_U	V (km/s)	σ_V	W (km/s)	σ_W
217924	3.70	0.2	9.90	0.2	-14.40	0.2
218261	-33.50	0.8	-15.40	0.3	-12.00	0.4
218687	18.20	0.4	12.30	0.1	-13.40	0.1
219077	-65.60	0.9	-59.70	1.3	31.90	0.1
219175	-84.90	7.5	-45.30	3.6	-25.90	3.4
219249	-38.40	1.0	2.40	0.1	-7.50	0.5
219482	-15.80	0.2	-7.10	0.1	-2.60	0.1
220476	-17.10	0.5	-6.20	0.2	-10.70	0.2
221231	-19.90	0.4	-24.40	0.5	2.10	0.1
221356	-9.10	0.2	-34.90	0.6	-2.60	0.4
222368	-7.90	0.1	-28.00	0.4	-24.10	0.3
222422	-29.40	0.8	-18.10	0.5	-17.70	0.3
223913	10.50	0.1	0.80	0.2	-20.60	0.1
224022	-47.30	1.0	-16.60	0.4	0.20	0.3
224156	43.70	1.2	-8.40	0.5	-27.10	0.4
224619	-35.60	1.0	-54.20	1.6	-34.40	0.5

A Tabela A.4 mostra as estrelas que apresentaram problema com $\log g$ e foram submetidas ao método iterativo explicado na seção 2.3. As colunas são: identificação HD, T_{eff} inicial e calculado, $[\text{Fe}/\text{H}]$ inicial e calculado e $\log g$ inicial e calculado.

Tabela A.4: Estrelas que apresentaram problemas com $\log g$.

HD	$T_{\text{eff, inicial}}$	$T_{\text{eff, calculado}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{inicial}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{calculado}}$	$(\log g)_{\text{inicial}}$	$(\log g)_{\text{calculado}}$
4813	6229.00	6230.00	0.05	0.06	4.76	4.36
10647	6092.00	6094.00	-0.07	-0.06	4.74	4.36
20407	5833.00	5833.50	-0.49	-0.47	4.85	4.30
20766	5743.00	5760.00	-0.27	-0.20	5.10	4.41

HD	$T_{\text{eff, inicial}}$	$T_{\text{eff, calculado}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{inicial}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{calculado}}$	$(\log g)_{\text{inicial}}$	$(\log g)_{\text{calculado}}$
39855	5482.50	5490.00	-0.51	-0.45	5.06	4.61
43162	5640.00	5650.00	-0.01	0.04	5.10	4.45
47252	5263.00	5294.00	-0.48	-0.38	5.20	4.60
53143	5392.00	5425.00	0.05	0.16	5.18	4.47
137763	5464.00	5493.00	0.35	0.44	5.20	4.29
140667	5929.00	5929.00	-0.13	-0.10	5.04	4.37
142267	5852.00	5874.00	-0.28	-0.18	5.44	4.34
168871	5948.00	5950.00	-0.05	-0.03	4.92	4.24
178076	5289.00	5356.00	-0.23	-0.02	5.52	4.51
186803	5643.00	5676.00	-0.11	0.01	5.36	4.44
209635	6041.00	6043.00	-0.36	-0.33	4.88	4.18
219175	5979.33	5976.33	0.03	0.02	4.82	4.30

Apêndice B

Siglas e Símbolos

Siglas

APMS: aproximação de perda de massa súbita;

ARI: aproximação de reciclagem instantânea;

CG: centro Galáctico;

GCS: catálogo Geneva-Copenhagen (Nordström et al. 2004);

fdp: função densidade de probabilidade;

DCM: diagrama cor-magnitude;

FMI: Função de Massa Inicial;

GCE: grupo cinemático estelar;

GruMo: grupo co-movente;

MIE: meio interestelar;

NMG: nuvens moleculares gigantes;

SA: superaglomerados;

SPIZ: Sequência Principal de Idade Zero;

TFE: Taxa de Formação Estelar;

Símbolos

$\phi(m)$: Função de Massa Inicial;

$\psi(t)$: Taxa de Formação Estelar;

$\Phi(M)$: Função de Luminosidade;
 $\Phi(M)_0$: Função de Luminosidade Inicial;
 $\tau_{SP}(M)$: tempo de vida na sequência principal de um estrela de magnitude M ;
 $\phi_{atual}(m)$: função de massa atual;
 τ_m : idade de uma estrela de massa m ;
 T_G : idade da Galáxia;
 z_0 : escala de altura;
 \mathcal{M}_G : massa total da Galáxia;
 $\mathcal{M}_{gás}$: massa em gás;
 \mathcal{M}_\star : massa em estrelas;
 $f(t)$: acréscimo (*infall*) de gás;
 $O(t)$: perda(*outflow*) de gás;
 $E(t)$: taxa de ejeção de massa pelas estrelas;
 $w(m)$: massa da remanescente de uma estrela de massa m ;
 $R(t)$: fração de retorno de massa;
 Z : metalicidade média do gás;
 $E_Z(t)$: taxa de ejeção de metais pelas estrelas que morrem;
 $Z_f(t)$: metalicidade média do gás do *infall*;
 p_{zm} : fração de massa convertida em metais e retornada ao MIE;
 y : *yield* (rendimento, ganho);
 k : constante de Boltzmann;
 n : nêutron;
 p : próton;
 e^- : elétron;
 e^+ : pósitron;
 ν_e : neutrino;
 $\bar{\nu}_e$: antineutrino;
 α : núcleo de hélio;
 λ_J : comprimento de Jeans;

M_J : massa de Jeans;

W_λ : largura equivalente de uma linha espectral;

T_{eff} : temperatura efetiva;

$\log g$: logaritmos da gravidade superficial;

ξ : microturbulência;

$\sigma[X/H]$: dispersão no valor da abundância do elemento X;