

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



# **Estudo da Aglomeração no Espaço de Abundâncias Estelares**

**Aluna**

**Raquel Boesso Silva**

**Orientador**

**Helio Jaques Rocha Pinto**

**(UFRJ/CCMN/Observatório do Valongo)**

**Dissertação para a obtenção do título de Mestre em Astronomia**

**Rio de Janeiro, Brasil**

*”Afim, o fato de o mar estar calmo  
na superfície não significa que alguma coisa  
não esteja acontecendo nas profundezas.”*

O Mundo de Sofia

*Para Maria Eduarda e Maria Clara*

# Agradecimentos

Agradeço à UFRJ e à pós-graduação do Observatório do Valongo por oferecer aos alunos uma pós-graduação de qualidade e com uma ótima infraestrutura.

À CAPES pela ajuda financeira através de uma bolsa de mestrado.

Ao meu orientador, Helio J. Rocha Pinto, pela intensa dedicação para que esse trabalho fosse realizado, por fazer parte, de forma significativa, da construção do meu conhecimento e pela amizade.

À minha mãe, Márcia, por toda sua dedicação e carinho, por ser meu exemplo de sabedoria, determinação e força.

Ao meu pai, Marcelo, por toda sua dedicação e carinho, por ser meu exemplo de sabedoria e humildade.

Aos meus pais, por serem meus amigos, por estarem sempre preocupados com a minha segurança e com minha felicidade. Por estarem sempre presentes em minha vida, principalmente nos momentos que mais precisei.

Ao meu irmão Rafael, por ser meu irmãozinho mais velho, que sempre se preocupou comigo, e por ser meu exemplo de determinação para conquistar meus objetivos.

À minha prima Michelle, a quem considero como se fosse uma irmã. Por ser minha amiga e estar sempre tão preocupada com minha felicidade.

À minha avó Aparecida, por ser uma avó compreensiva e atenciosa, sempre disposta a fazer tudo para agradar os netos.

Aos meus primos Fernando, Francine e Guilherme, por fazerem parte da minha história, e pelas ótimas lembranças que tenho da minha infância.

Aos agregados da família, Brechó, Jader e Conceição, por fazerem parte da minha história e por todo o carinho.

Aos meus tios José Augusto, Marinalba e Luizinho, pelo carinho, e em especial em memória do meu tio Francenir, que esteve presente na minha defesa de graduação, pelo carinho e atenção que tanto dedicava a mim.

Aos pais do João Paulo, por estarem sempre presentes para ajudar com as minhas filhas,

pelo carinho e pela ajuda para que esse trabalho fosse concluído.

Aos amigos do Grupo de Estrutura e Evolução da Galáxia, Hélio e Felipe, por participarem da construção do meu conhecimento, e em especial ao Diogo, pela amizade, pelas conversas importantes, e também por aquelas não tão importantes mas que me faziam rir.

A todos os professores do Observatório do Valongo por transmitirem seu conhecimento aos alunos da pós-graduação de forma agradável.

Aos funcionários do Observatório do Valongo, por tornarem nossos dias mais agradáveis.

A todos os meus amigos do Observatório do Valongo, em especial à Carolina, Flávia e Raquel, pela amizade sincera, pelas conversas, risadas, por tudo aquilo que tenha tornado os meus dias no OV melhores. Em especial aos alunos da pós-graduação, pelas conversas durante o almoço, pelas conversas descontraídas em sala, e pelas discussões sobre Astronomia tão importantes na minha formação.

Aos amigos Bel, Rafael e Caio. Por fazerem parte de momentos divertidos de minha vida, os quais tenho saudade e lembro com felicidade.

Aos amigos que estão distantes, mas não menos importantes, Priscila, Renata e Rodrigo, pela amizade sincera e duradoura.

Ao meu marido, companheiro, amigo, João Paulo, que tem caminhado ao meu lado nessa jornada que, apesar de difícil, tem me proporcionado momentos de extrema felicidade; por se dedicar a me ensinar programação, pelas discussões científicas tão relevantes para o meu trabalho e pelos abraços apertados nos momentos que mais precisei.

Por último, mas com certeza mais importante, às minhas Marias; por proporcionarem os momentos de maior felicidade em minha vida como mãe e por me ensinarem diariamente o real significado da vida, detalhes que nenhuma escola poderia ter me proporcionado.

## Resumo

Estudamos o enriquecimento químico do meio interestelar através da análise do espaço  $n$ -dimensional de abundâncias estelares. Pretendemos obter grupos no espaço de abundâncias estelares com um histórico quimio-evolutivo similar e buscar por grupos de estrelas de química peculiar. Para isso, utilizamos a técnica de aglomeração hierárquica em árvores e a Análise de Componentes Principais. Construímos as árvores de classificação para grandes levantamentos de abundância da literatura : Edvardsson et al. (1993); Fulbright (2000); Gratton et al. (2003a); Reddy et al. (2003); Reddy et al. (2006); Takeda et al. (2008); Neves et al. (2009); Adibekyan et al. (2012) e Boeche et al. (2011). Para cada amostra, classificamos as estrelas de acordo com curvas de abundâncias médias para os grupos. Através de ambas técnicas, fomos capazes de verificar a existência de um padrão de enriquecimento presente em todas as amostras, o qual chamamos de fluxo de enriquecimento químico, que estabelece o ritmo com o qual as abundâncias médias do meio interestelar crescem, como resultado da mistura do gás com material proveniente da ejeção e perda de massa estelar. Encontramos grupos, para as amostras de Neves et al. (2009) e Adibekyan et al. (2012), que seguem um padrão de enriquecimento químico distinto. Esses grupos mostram superenriquecimento nos elementos Mg, Si, Sc e V em relação aos demais elementos. De acordo com a literatura, esses são elementos sintetizados por diferentes sítios nucleossintéticos. Embora tenhamos encontrado esses agrupamentos, concluímos que uma maneira mais adequada de estudar o histórico quimio-evolutivo das estrelas seja construir árvores de aglomeração hierárquica do espaço formado pelos principais componentes.

Palavras-Chave: evolução química da Galáxia, abundância estelar, aglomeração hierárquica em árvores, análise de componentes principais, fluxo de enriquecimento químico

## Abstract

We studied the chemical enrichment of the interstellar medium through an analysis of the  $n$ -dimensional space of stellar abundances. The goal of this study is to obtain groups within the stellar abundance space with a similar chemo-evolutionary history and search for those with a peculiar chemistry. For this, we used the hierarchical clustering in trees and the principal component analysis. We built the classification trees for large and classic abundance surveys in the literature: Edvardsson et al. (1993); Fulbright (2000); Gratton et al. (2003a); Reddy et al. (2003); Reddy et al. (2006); Takeda et al. (2008); Neves et al. (2009); Adibekyan et al. (2012) and Boeche et al. (2011). For each sample, we classified the stars according to curves of average abundance of the group. With both techniques, we were able to verify the existence of an enrichment pattern present in all the samples, which we called chemical enrichment flow, that sets the rhythm with which the abundances of the interstellar medium increase, as a result of gas mixture with material from the ejection and stellar mass loss. We found groups, for the Neves et al. (2009) and Adibekyan et al. (2012) samples, that follow a distinct pattern of chemical enrichment. These groups present over-enrichment in Mg, Si, Sc and V compared with the other elements. According to the literature, these are elements synthesized by different nucleosynthesis sites. Although we did find these groups, we concluded that a more appropriate way to study the chemo-evolutionary history of the stars should be to build hierarchical clustering trees in the space formed by the the principal components.

Keywords: chemical evolution of the Galaxy, stellar abundance, hierarchical clustering trees, principal component analysis, chemical enrichment flow

# Lista de Figuras

2.1	Ciclo evolutivo de uma estrela . . . . .	6
2.2	Trajatória evolutiva no diagrama HR para estrelas de diferentes massas . . . . .	8
2.3	Distribuição de abundância no Sistema Solar . . . . .	17
2.4	Representação esquemática do subespaço de abundâncias . . . . .	23
3.1	Cobertura química das amostras. . . . .	27
3.2	Distribuição de metalicidade das amostras . . . . .	28
4.1	Métodos de medida de distância entre aglomerações . . . . .	37
4.2	Demonstração de um dendrograma para a técnica de aglomeração hierárquica . . . . .	38
4.3	Representação gráfica da Análise de Componentes Principais . . . . .	41
4.4	Representação gráfica de uma árvore de extensão mínima . . . . .	42
4.5	Aplicação das curvas de Andrews para a amostra iris de Fischer (1936) . . . . .	44
5.1	Curvas de Andrews . . . . .	46
5.2	Abundâncias de diversos elementos em função da abundância de Fe (Takeda et al. (2008)) . . . . .	48
5.3	Abundâncias de diversos elementos em função da abundância de Fe (Takeda et al. (2008)) . . . . .	49
5.4	Matriz de correlação para os dados da amostra de Edvardsson et al. (1993) . . . . .	50
5.5	Comparação entre as abundâncias de O . . . . .	51
5.6	Árvore de aglomeração hierárquica para Fulbright (2000) . . . . .	54
5.7	Critério de corte da árvore para Fulbright (2000) . . . . .	55
5.8	Curva de abundância média para os grupos de Fulbright (2000) . . . . .	56



5.9	Curva de abundância média para os subgrupos de Fulbright (2000) . . . . .	57
5.10	Árvore de aglomeração hierárquica para Edvardsson et al. (1993) . . . . .	58
5.11	Curva de abundância média para os subgrupos de Edvardsson et al. (1993) . . .	59
5.12	Árvore de aglomeração hierárquica para Takeda et al. (2008) . . . . .	60
5.13	Curva de abundância média para os subgrupos de Takeda et al. (2008) . . . . .	61
5.14	Árvore de aglomeração hierárquica para Reddy et al. (2003) . . . . .	62
5.15	Curva de abundância média para os subgrupos de Reddy et al. (2003) . . . . .	63
5.16	Árvore de aglomeração hierárquica para Reddy et al. (2006) . . . . .	64
5.17	Curva de abundância média para os subgrupos de Reddy et al. (2006) . . . . .	65
5.18	Árvore de aglomeração hierárquica para Gratton et al. (2003a) . . . . .	66
5.19	Curva de abundância média para os subgrupos de Gratton et al. (2003a) . . . . .	67
5.20	Árvore de aglomeração hierárquica para Neves et al. (2009) . . . . .	68
5.21	Curva de abundância média para os subgrupos de Neves et al. (2009) . . . . .	69
5.22	Árvore de aglomeração hierárquica para Adibekyan et al. (2012) . . . . .	70
5.23	Curva de abundância média para os subgrupos de Adibekyan et al. (2012) . . .	71
5.24	Árvore de aglomeração hierárquica para RAVE (Boeche et al., 2011) . . . . .	72
5.25	Curva de abundância média para os subgrupos de RAVE (Boeche et al., 2011) .	73
5.26	Variância no espaço de abundâncias para Adibekyan et al. (2012) . . . . .	74
5.27	PCA1 e PCA2 para Adibekyan et al. (2012) . . . . .	75
5.28	PCA1 e PCA2 para Edvardsson et al. (1993) . . . . .	75
5.29	PCA1 e PCA2 para Fulbright (2000) . . . . .	76
5.30	PCA1 e PCA2 para Reddy et al. (2003) . . . . .	77
5.31	PCA1 e PCA2 para Takeda et al. (2008) . . . . .	77
5.32	PCA1 e PCA2 para Reddy et al. (2006) . . . . .	78
5.33	Árvore de extensão mínima para Adibekyan et al. (2012) . . . . .	79
5.34	PCA1 e PCA2 para Neves et al. (2009) . . . . .	80
5.35	Árvore de extensão mínima para Neves et al. (2009) . . . . .	80
5.36	Variação das razões dos isótopos de Mg em função da metalicidade . . . . .	81
5.37	Variação das razões dos isótopos com a metalicidade para diferentes raios . . .	82

A.1	Distribuições de abundância dos elementos C, O, Na e Mg, utilizados neste trabalho . . . . .	93
A.2	Distribuições de abundância dos elementos Al, Si, S, Ca, Sc, Ti, V e Cr, utilizados neste trabalho . . . . .	94
A.3	Distribuições de abundância dos elementos Mn, Co, Ni, Cu, Zn, Sr, Y e Zr, utilizados neste trabalho . . . . .	95
A.4	Distribuições de abundância dos elementos Ba, Ce, Pr, Nd e Eu, utilizados neste trabalho . . . . .	96
B.1	Matriz de correlação para os dados das amostras de Reddy et al. (2003) e Reddy et al. (2006) . . . . .	98
B.2	Matriz de correlação para os dados das amostras de Boeche et al. (2011) e Takeda et al. (2008) . . . . .	99
B.3	Matriz de correlação para os dados das amostras de Gratton et al. (2003a) e Neves et al. (2009) . . . . .	100
B.4	Matriz de correlação para os dados das amostras de Adibekyan et al. (2012) e Fulbright (2000) . . . . .	101
C.1	Curva de abundância média para os grupos de Edvardsson et al. (1993) . . . . .	102
C.2	Curva de abundância média para os grupos de Gratton et al. (2003a) . . . . .	103
C.3	Curva de abundância média para os grupos de Reddy et al. (2003) . . . . .	103
C.4	Curva de abundância média para os grupos de Reddy et al. (2006) . . . . .	104
C.5	Curva de abundância média para os grupos de Takeda et al. (2008) . . . . .	104
C.6	Curva de abundância média para os grupos de Neves et al. (2009) . . . . .	105
C.7	Curva de abundância média para os grupos de Adibekyan et al. (2012) . . . . .	105
C.8	Curva de abundância média para os grupos de RAVE (Boeche et al., 2011) . . . . .	106
D.1	PCA1 e PCA2 para RAVE (Boeche et al., 2011) . . . . .	107
D.2	PCA1 e PCA2 para Gratton et al. (2003a) . . . . .	108
D.3	Árvore de extensão mínima para Edvardsson et al. (1993) . . . . .	108
D.4	Árvore de extensão mínima para Fulbright (2000) . . . . .	109

D.5	Árvore de extensão mínima para Gratton et al. (2003a)	109
D.6	Árvore de extensão mínima para Reddy et al. (2003)	110
D.7	Árvore de extensão mínima para Reddy et al. (2006)	110
D.8	Árvore de extensão mínima para Takeda et al. (2008)	111

# Sumário

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	<b>1</b>
<b>2</b>	<b>Nucleossíntese e Evolução Química</b>	<b>5</b>
2.1	Evolução de estrelas e a contribuição para o enriquecimento químico . . . . .	7
2.1.1	Estrelas de massa pequena . . . . .	7
2.1.2	Estrelas de massa intermediária . . . . .	9
2.1.3	Estrelas de massa grande . . . . .	10
2.2	Processos de nucleossíntese . . . . .	11
2.2.1	Queima do hidrogênio . . . . .	11
2.2.2	Queima do hélio . . . . .	13
2.2.3	Processo $\alpha$ . . . . .	14
2.2.4	Processo e (elementos do pico do ferro) . . . . .	15
2.2.5	Processo de captura de nêutrons . . . . .	15
2.3	Espaço de abundâncias segundo a teoria da evolução química . . . . .	17
<b>3</b>	<b>Base de dados</b>	<b>26</b>
3.1	Descrição da amostra . . . . .	29
3.1.1	Base de dados Edvardsson et al. (1993) . . . . .	29
3.1.2	Base de dados Fulbright (2000) . . . . .	30
3.1.3	Base de dados Gratton et al. (2003a) . . . . .	30
3.1.4	Base de dados Reddy et al. (2003) . . . . .	31
3.1.5	Base de dados Reddy et al. (2006) . . . . .	31
3.1.6	Base de dados Takeda et al. (2008) . . . . .	32

3.1.7	Base de dados Neves et al. (2009) . . . . .	32
3.1.8	Base de dados Adibekyan et al. (2012) . . . . .	33
3.1.9	Base de dados RAVE (Boeche et al., 2011) . . . . .	33
<b>4</b>	<b>Metodologia</b>	<b>34</b>
4.1	Técnica da aglomeração hierárquica em árvores . . . . .	34
4.1.1	Aplicação da metodologia . . . . .	39
4.2	Análise de componentes principais . . . . .	40
4.2.1	Árvore de extensão mínima . . . . .	41
4.2.2	Aplicação da metodologia . . . . .	43
4.3	Curvas de Andrews . . . . .	43
<b>5</b>	<b>Resultados e Análise</b>	<b>45</b>
5.1	Análise exploratória das amostras . . . . .	46
5.2	Classificação por árvores . . . . .	54
5.3	O fluxo de enriquecimento químico . . . . .	56
5.4	Grupos peculiares . . . . .	67
5.5	Elementos químicos peculiares . . . . .	81
5.5.1	Magnésio . . . . .	81
5.5.2	Silício . . . . .	82
5.5.3	Escândio . . . . .	83
5.5.4	Vanádio . . . . .	83
<b>6</b>	<b>Discussão e Conclusões</b>	<b>84</b>
	<b>Referências</b>	<b>89</b>
<b>A</b>	<b>Apêndice: Distribuição de abundâncias</b>	<b>93</b>
<b>B</b>	<b>Apêndice: Matriz de correlação</b>	<b>97</b>
<b>C</b>	<b>Apêndice: Curva de abundância média</b>	<b>102</b>



# Capítulo 1

## Introdução

As características químicas e cinemáticas da nossa Galáxia durante a sua formação e evolução ainda devem estar impressas nas estrelas que observamos hoje. As abundâncias químicas observadas na atmosferas de estrelas pouco evoluídas das estrelas são registros fósseis da química da nuvem de gás que as formaram, permitindo-nos inventariar e estudar a composição química do meio interestelar no local e época em que tais estrelas nasceram. Portanto, o histórico evolutivo da Galáxia está ainda preservado nas distribuições de abundância estelar (da Silva et al., 2012).

Uma vez que as estrelas são formadas a partir do meio interestelar e herdadas deste as suas abundâncias, é de se esperar que as estrelas que observamos hoje possam ser enquadradas em grupos químicos, que refletiriam nuvens distintas ou regiões galácticas com pequena troca (e mistura) de metais.

Sabemos que elementos químicos distintos são formados em diferentes sítios e em diferentes escalas de tempo. Os elementos químicos como H, He e Li, e traços de Be e B, foram formados no início do Universo, após o Big Bang, o que chamamos de nucleossíntese primordial (Walker et al., 1991). Já os elementos mais pesados não foram aí sintetizados, pois após a formação dos elementos leves o Universo não era tão quente e denso. Esses elementos passaram a ser sintetizados no interior de estrelas (Burbidge et al., 1957), ambientes quentes e densos o suficiente para que tais processos de nucleossíntese ocorram.

Parte desses elementos são produzidos durante a vida da estrela, por queima nuclear hidrostática, enquanto outros são produzidos no término da evolução de estrelas de massa grande, durante explosões de supernovas por queima explosiva. Como sugerido por Burbidge et al. (1957), estes

elementos são produzidos por diferentes processos nucleossintéticos. Devido às diferentes massas das estrelas progenitoras de supernovas e na fase de gigante do ramo assintótico (AGB), portanto diferentes tempos de vida, os elementos sintetizados pelas estrelas são adicionados ao meio interestelar em diferentes escalas de tempo.

Estrelas de menor metalicidade devem ter-se formado no início da evolução de nossa Galáxia, e por isso a nuvem de gás de onde foram formadas não teve tempo de ser muito enriquecida. O pequeno, porém não nulo, enriquecimento da nuvem é devido às pequenas quantidades de explosões de supernovas II que depositaram material enriquecido no meio interestelar. Esse enriquecimento é proveniente de estrelas de massa grande, principais sítios do processo  $\alpha$  e processo r. Dessa forma, estrelas de baixa metalicidade devem ser mais enriquecidas por elementos mais leves que o Fe, provenientes dos processos de captura de núcleos de He (processo  $\alpha$ ) e por elementos mais pesados que o Fe provenientes de captura rápida de nêutrons (processo r). À medida que o meio é enriquecido por mais supernovas II, as estrelas de massa intermediária evoluem, e estrelas na fase AGB fornecem material enriquecido, por vento estelar, sintetizados através de reações do processo s. Portanto, estrelas de maior metalicidade devem ter sido formadas a partir de nuvens de gás enriquecidas por elementos mais pesados que o Fe, a partir de ambos os processos de síntese por captura de nêutrons. Por sua vez, existe um enriquecimento tardio por elementos do pico do ferro em relação à elementos de processo  $\alpha$ , para estrelas mais ricas em metais. Isso ocorre porque existe um atraso entre as explosões de SNs II e SNs Ia, uma vez que o tempo de vida das progenitoras destas últimas é da ordem de  $10^9$  anos, enquanto que para as primeiras este tempo é menor do que  $10^7 - 10^8$  anos.

O histórico de formação e evolução da Galáxia pode ser interpretado a partir das abundâncias químicas de estrelas nascidas em diferentes épocas. Uma vez que o meio é enriquecido por perdas de massas estelares processadas e esse gás é misturado total ou parcialmente antes do nascimento de novas estrelas, padrões de enriquecimento devem ser observados no estudo das estrelas no espaço de abundâncias químicas (doravante espaço-C, *chemical space*).

O objetivo desse estudo é encontrar estruturas no espaço de abundâncias estelares, obtendo grupos que tenham um histórico quimio-evolutivo semelhante, localizando as estrelas dentro de uma sequência evolutiva, assim como numa árvore taxonômica, com base em suas assinaturas



químicas (Freeman & Bland-Hawthorn, 2002). Para isso, analisamos estrelas num espaço  $n$ -dimensional, onde  $n$  é o número de elementos para cada amostra, e as estrelas são representadas dentro do espaço-C por coordenadas que correspondem às suas abundâncias químicas.

Grandes levantamentos de abundância química foram construídos na literatura nos últimos anos (Bensby et al., 2005; Barklem et al., 2005; Valenti & Fischer, 2005; Luck & Heiter, 2006, 2007; Lai et al., 2007; Mishenina et al., 2008), com o principal objetivo de obter vínculos observacionais para a evolução química da Galáxia. Para a nossa dissertação selecionamos 9 levantamentos com grande número de estrelas ( $> 150$  estrelas) e grande quantidade de elementos ( $> 10$  elementos, à exceção de um levantamento). Em nosso trabalho foram utilizados os levantamentos: Edvardsson et al. (1993); Fulbright (2000); Gratton et al. (2003a); Reddy et al. (2003); Reddy et al. (2006); Takeda et al. (2008); Neves et al. (2009); Adibekyan et al. (2012) e Boeche et al. (2011). As amostras cobrem diferentes intervalos em metalicidade e representam desigualmente, entre si, as diversas populações galácticas.

Foram utilizados nesse trabalho dois métodos estatísticos de exploração de dados de múltiplas variáveis: a aglomeração hierárquica em árvores e a análise de componentes principais (PCA). Ambas são técnicas de reconhecimento de padrões e foram aqui utilizadas com a finalidade de representar hierarquicamente os grupos de química particular.

Até a presente data, temos conhecimento de apenas um trabalho, da Silva et al. (2012), que utiliza a técnica da aglomeração em árvores aplicada a abundâncias estelares. da Silva et al. (2012) buscaram encontrar relações entre cinemática, idade e abundâncias para estrelas tipo-solar na vizinhança solar, e utilizaram as árvores para dividir as estrelas em grupos com base na química. Existem pouquíssimos trabalhos na literatura que empregam a técnica do PCA aplicada as abundâncias estelares. Ting et al. (2012) analisam as abundâncias químicas estelares em vários ambientes, tanto em nossa Galáxia como em galáxias anãs próximas, e representam essas abundâncias num espaço com menor número de componentes, estas relacionadas aos processos nucleossintéticos; Andrews et al. (2012) fazem uma investigação sobre a abundância química de estrelas do bojo através da técnica do PCA com o objetivo de estudar sua formação e evolução; e Marino et al. (2011) realizam uma análise da composição química de um aglomerado com o objetivo de compreender melhor seu histórico de enriquecimento químico peculiar.

Esta dissertação está organizada da seguinte forma: no capítulo 2 apresentamos conceitos sobre os processos de nucleossíntese estelar para estrelas de diferentes intervalos de massa estelar e mecanismos de retorno do material enriquecido ao meio interestelar, bem como sobre o povoamento do espaço de abundâncias de acordo com a teoria de evolução química. No capítulo 3 é feita uma descrição detalhada das amostras utilizadas. No capítulo 4 descrevemos as metodologias utilizadas, a técnica de aglomeração hierárquica em árvores e a análise de componentes principais, bem como a aplicação destas às nossas amostras. No capítulo 5 são apresentados os resultados e discussões acerca destes. Para finalizar a dissertação, o capítulo 6 dá um resumo das principais conclusões a que chegamos.

## Capítulo 2

# Nucleossíntese e Evolução Química

O estudo da evolução química da Galáxia visa entender e reconstruir o histórico químico do gás, baseado nos processos de formação da Galáxia, de formação e evolução estelar e de nucleossíntese (Matteucci, 2003).

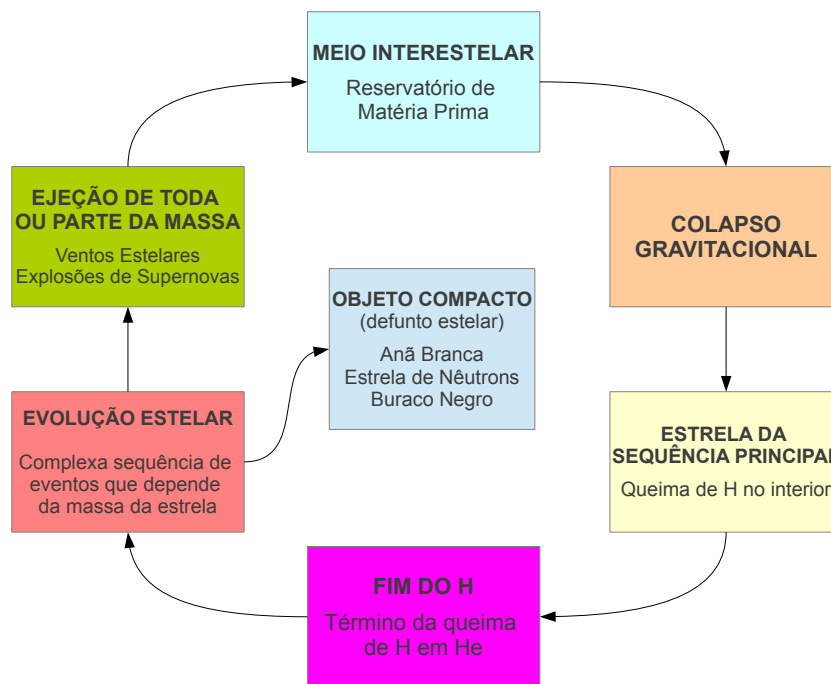
A nucleossíntese, resultante da evolução estelar, leva ao enriquecimento químico do meio interestelar e da Galáxia. A maioria dos elementos químicos que observamos em nossa Galáxia foram sintetizados no interior das estrelas e devolvidos ao meio interestelar através de processos de perda de massa estelar ou explosões de supernovas. A composição química das gerações seguintes de estrelas são herdadas da composição do gás da qual estas se formam.

Esse mecanismo é cíclico: o gás sofre perturbações que levam ao colapso gravitacional de nuvens que formam estrelas nas quais vários elementos químicos são sintetizados, e por meio de perda de massa ou explosões de supernovas o produto final de tudo isso retorna ao meio interestelar, onde as próximas estrelas serão formadas, e assim por diante. Nesse ciclo, a Galáxia é quimicamente enriquecida.

Segundo s cálculos do modelo cosmológico padrão, grande parte de He, parte do Li e todo D (deutério) foram produzidos durante o Big Bang. Os elementos mais pesados são produzidos através da nucleossíntese em estrelas (Burbidge et al., 1957).

Uma estrela constitui-se a partir do colapso e fragmentação do gás e poeira de uma nuvem molecular fria e densa. A energia potencial gravitacional da nuvem é convertida em energia térmica. A nuvem de gás em colapso passa a ter um núcleo denso e quente, de maneira que as reações nucleares têm início, e a estrela chega à fase de sequência principal. A energia gera-

da por tais reações gera uma pressão que contrabalança a contração gravitacional da estrela, fazendo com que esta entre em equilíbrio hidrostático. Com o decorrer do tempo, a estrela sofrerá modificações, passando por diferentes fases de evolução, e nessas fases ocorrerão processos de nucleossíntese no interior estelar (ver figura 2.1).



**Figura 2.1:** Ciclo evolutivo de uma estrela, desde a nuvem molecular de gás e poeira até o retorno do material enriquecido para o meio interestelar. Figura adaptada baseada em notas de aula que pode ser obtida em: [http://www.astro.iag.usp.br/~carciofi/aulas\\_aga0210/aula9.pdf](http://www.astro.iag.usp.br/~carciofi/aulas_aga0210/aula9.pdf)

A sequência de fases evolutivas da estrela, assim como o tempo de vida nessas, depende da massa estelar inicial. Como uma estrela passa 90% do seu tempo de vida na sequência principal, o tempo de vida de uma estrela é aproximadamente caracterizado pelo tempo durante o qual a estrela se mantém na fase de sequência principal. Quanto maior a massa de uma estrela, maior a força gravitacional, levando a matéria ao centro. Disso resulta uma maior queima termonuclear, liberando energia que aumenta a pressão do gás, contrabalançando o colapso. Estrelas massivas têm grandes taxas de conversão de energia no seu interior, queimando H rapidamente.

Quanto maior a massa da estrela, menor é seu tempo de vida, e maior sua intensidade para queimar combustível do núcleo, podendo atingir até a queima do Si, onde um caroço inerte de Fe é gerado, cessando a evolução nuclear por fusão. A energia de ligação chega a um limite, em que a fusão do átomo de Fe para formar novos elementos não gera energia. A seguir, descrevere-

mos a evolução das estrelas de acordo com seu intervalo de massa e qual a importâncias delas no cenário de evolução química da Galáxia.

## 2.1 Evolução de estrelas e a contribuição para o enriquecimento químico

A definição de intervalo de massa que será utilizada aqui é a mesma utilizada em Matteucci (2003) e segue Iben & Renzini (1983): *estrelas de massa pequena* são estrelas que têm  $M \leq 1.85 - 2.2 M_{\odot}$ , *estrelas de massa intermediária* estão no intervalo  $1.85 - 2.2 \leq M \leq 5 - 9 M_{\odot}$  e *estrelas de massa grande* têm  $M > 5 - 9 M_{\odot}$ . Os valores limites para cada intervalo têm uma pequena variação, que dependem de serem considerados modelos com (valores menores de massa) ou sem dragagem<sup>1</sup> (valores maiores de massa). Na figura 2.2, podemos observar a trajetória evolutiva em um diagrama HR para massas de  $1 M_{\odot}$  (massa pequena),  $5 M_{\odot}$  (massa intermediária) e  $25 M_{\odot}$  (massa grande) para auxílio na compreensão do texto a seguir.

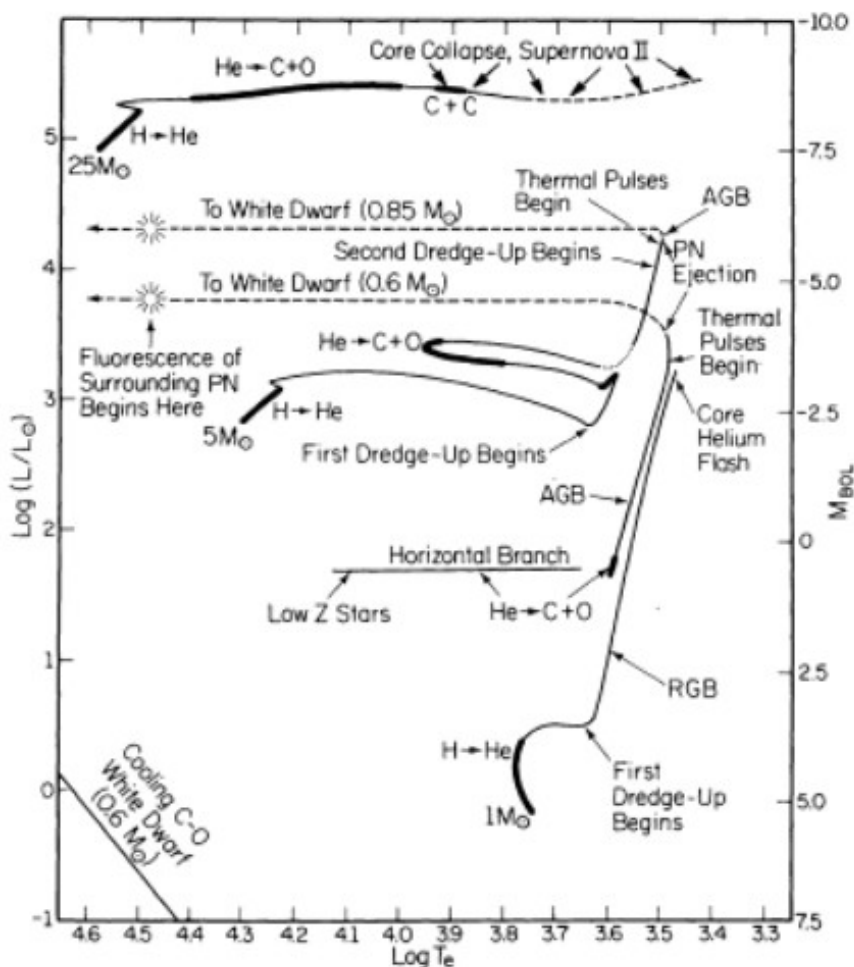
Objetos estelares com massa  $M \leq 0.08 M_{\odot}$  são chamados de anãs marrons. Eles não queimam H em seu interior; sua luminosidade vem da liberação da energia gravitacional durante a contração. Elas não contribuem com o enriquecimento do meio interestelar da Galáxia, mas desempenham um papel também importante no cenário evolutivo, pois utilizam parte do gás do meio interestelar em sua formação.

### 2.1.1 Estrelas de massa pequena

Estrelas com massa  $0.08 \leq M \leq 0.5 M_{\odot}$  queimam H em seu interior, mas a temperatura não é alta o suficiente para a queima do He, resultando em um núcleo de He degenerado, e cessam sua vida como estrelas anãs brancas de He. Essas estrelas têm tempo de vida muito superior à idade do Universo e, por isso, não contribuiram com o enriquecimento químico do meio interestelar de nossa Galáxia. Seu papel é somente o de esgotar parte do gás.

---

<sup>1</sup>Processo de mistura convectiva de elementos processados no núcleo, onde a zona de convecção se expande para as camadas mais internas em que o material já fora transformado, trazendo parte desse material processado para a atmosfera da estrela, alterando sua composição química e o espectro observado.



**Figura 2.2:** Trajetória evolutiva para estrelas de massa  $1 M_{\odot}$ ,  $5 M_{\odot}$  e  $25 M_{\odot}$ , com descrições em todo o diagrama de fases evolutivas e eventos importantes na evolução estelar e nucleossíntese dos elementos. Figura retirada de Iben (1991).

No intervalo  $0.5 \leq M \leq 1.85 - 2.2 M_{\odot}$  estão as estrelas que queimam He em seu núcleo e tornam-se estrelas anãs brancas de C-O. Dentre as estrelas, somente aquelas com massa superior a  $1 M_{\odot}$ , estrelas que passam pela fase de gigante vermelha (RGB, *Red Giant Branch*), ramo assintótico das gigantes (AGB, *Asymptotic Giant Branch*) e nebulosa planetária, perdem massa e devolvem parte do material processado para o meio interestelar, enriquecendo-o com elementos como o  $^4\text{He}$ ,  $^{14}\text{N}$  e elementos do processo-s como Ba e Sr.

Vale destacar que dentre as estrelas de massa pequena, somente contribuem para o enriquecimento químico da Galáxia estrelas com massa  $M > 1 M_{\odot}$ , e isso é feito via vento estelar e ejeção pela nebulosa planetária. Estrelas com massa  $M < 1 M_{\odot}$  ainda não contribuíram para o enriquecimento da Galáxia, mas têm papel importante na história de evolução desta pois subtraem parte do gás do meio interestelar.

### 2.1.2 Estrelas de massa intermediária

As estrelas de massa intermediária, com massa  $1.85 - 2.2 \leq M \leq 5 - 9 M_{\odot}$ , queimam He em seu núcleo, criando um núcleo degenerado de C-O inativo, terminando como anãs brancas de C-O. Elas contribuem com elementos como o  $^4\text{He}$ ,  $^{12}\text{C}$ ,  $^{13}\text{C}$ ,  $^{14}\text{N}$ ,  $^{17}\text{O}$  e elementos do processo s, que são produzidos durante a queima da camada de He, são levados até a superfície da estrela por dragagem e ejetados ao meio interestelar durante a fase de AGB.

Também dentro desse intervalo de massa, estrelas que fazem parte de um sistema binário podem originar uma supernova de tipo Ia (SN Ia) ou uma nova.

#### Supernovas Ia

Segundo Nomoto, Iwamoto & Kishimoto (1997), SNs Ia ocorrem em sistemas binários e são geradas pela explosão termonuclear de uma anã branca. Seu espectro é diferenciado pela ausência de linhas de absorção do H e a presença de linhas fortes de Si. A anã branca no sistema binário explode por deflagração do C, ao atingir o limite de massa de Chandrasekhar ( $\sim 1.4 M_{\odot}$ ) por acreção de matéria de sua companheira, podendo ser esta uma gigante vermelha ou outra anã branca.

Quando a massa da anã branca de carbono e oxigênio chega próximo da massa de Chandrasekhar começa a queima explosiva de C e O em Si e Ni, este último decaindo em Co e posteriormente em Fe, liberando a energia que mantém a supernova brilhante.

#### Novas

Um sistema igual àquele capaz de produzir uma SN Ia também é capaz de gerar eventos de novas. O que as diferencia em sua evolução é a taxa de acreção a partir de sua companheira que, no caso das novas, é demasiado rápida. O sistema é composto de uma anã branca de C-O ou ONeMg, que acreta material rico em H da companheira, com subsequente queima explosiva deste H.

Uma nova, segundo cálculos teóricos, pode produzir vários isótopos relevantes ao enriquecimento da Galáxia, como o  ${}^7\text{Li}$ ,  ${}^{13}\text{C}$ ,  ${}^{15}\text{N}$ ,  ${}^{17}\text{O}$ ,  ${}^{22}\text{Na}$  e  ${}^{26}\text{Al}$ .

### 2.1.3 Estrelas de massa grande

Como mencionado anteriormente, estrelas de massa grande são estrelas com massa  $M > 5-9 M_{\odot}$ , e que queimam carbono em seu núcleo.

De acordo com modelo estelar mencionado em Woosley, Heger & Weaver (2002), estrelas com massa no intervalo  $5 - 9 \leq M \leq 10 - 12 M_{\odot}$  podem não terminar suas vidas como uma supernova, mas como uma anã branca de ONeMg, dentro de um tempo de  $10^7$  anos. Estas estrelas de massa grande são equivalentes a estrelas do ramo assintótico das gigantes e expulsam material processado no núcleo por superventos. Elas contribuem com elementos como o  ${}^{14}\text{N}$  e  ${}^{12}\text{C}$  para o enriquecimento da Galáxia.

Estrelas com massa  $10-12 \leq M \sim 20 M_{\odot}$  terminam sua vida como uma SN II, ficando seu núcleo de Fe preso numa estrela de nêutrons. Durante a ejeção das camadas externas, o meio interestelar é enriquecido principalmente por elementos  $\alpha$ , como o  ${}^{16}\text{O}$ ,  ${}^{20}\text{Ne}$ ,  ${}^{24}\text{Mg}$ ,  ${}^{28}\text{Si}$ ,  ${}^{32}\text{S}$  e  ${}^{40}\text{Ca}$ . Parte da grande quantidade de energia liberada no decorrer desse estágio explosivo escapa através de neutrinos, no processo de neutronização (que será explicado mais adiante), e parte desses nêutrons são capturados por outros elementos, dando origem a elementos do processo r, como o Eu, Sm e Pb.

Estrelas mais massivas, no intervalo de massa de  $20 \sim M \leq 100 M_{\odot}$ , transformam-se em estrelas Wolf-Rayet, e perdem a maior parte de sua massa por vento estelar intenso. Devido à quantidade nula ou extremamente pequena de H, ao fim desses ventos, essas estrelas são possivelmente progenitores de SN Ib. Têm um tempo de vida de aproximadamente  $10^6$  anos e contribuem para a evolução química da Galáxia com elementos como  ${}^4\text{He}$ ,  ${}^{12}\text{C}$ ,  ${}^{22}\text{Ne}$ ,  ${}^{14}\text{N}$  e  ${}^{18}\text{O}$  através de vento estelar, e com elementos mais pesados devido à explosão da SN.

Estrelas de massa grande expõem parte do material processado em seu interior e modificam química e energeticamente o meio interestelar, misturando o gás do meio, aquecendo-o ou até mesmo expulsando-o da Galáxia.



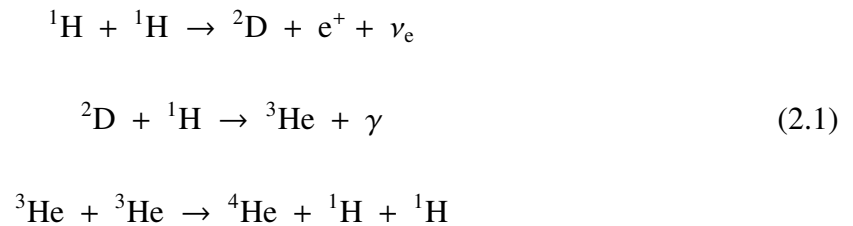
## 2.2 Processos de nucleossíntese

### 2.2.1 Queima do hidrogênio

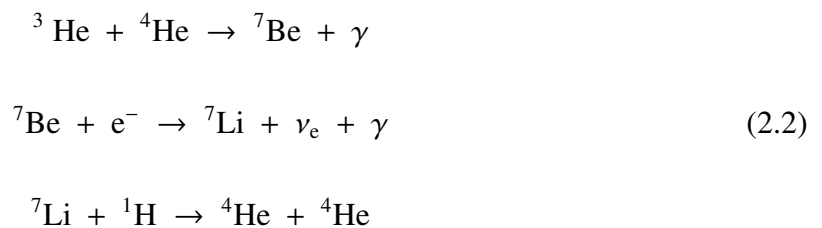
Essa reação nuclear produz hélio a partir da queima do hidrogênio, através de duas sequências de reações: a cadeia próton-próton e o ciclo CNO. O hidrogênio pode ser queimado no interior de estrelas ou pode haver queima explosiva por eventos de novas (ver seção 2.1.2).

#### Cadeia próton-próton

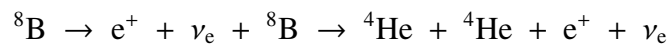
Na reação próton-próton, quatro prótons são transformados em um núcleo de  ${}^4\text{He}$ , como descrito pelas reações abaixo.



Se o  ${}^3\text{He}$ , produzido na segunda parte dessa reação, reage com  ${}^4\text{He}$ , novas reações que formam núcleos de  ${}^4\text{He}$  serão desencadeadas:

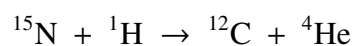
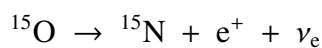
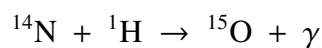
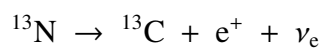
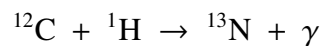


Nessas cadeias de reações, os isótopos  $^2\text{D}$ ,  $^7\text{Be}$  e  $^7\text{Li}$  são rapidamente destruídos. A cadeia de reações tem continuidade se o  $^7\text{Be}$ , ao invés de capturar um elétron, capturar um próton, produzindo o  $^8\text{B}$  que rapidamente decai produzindo dois núcleos de  $^4\text{He}$ .



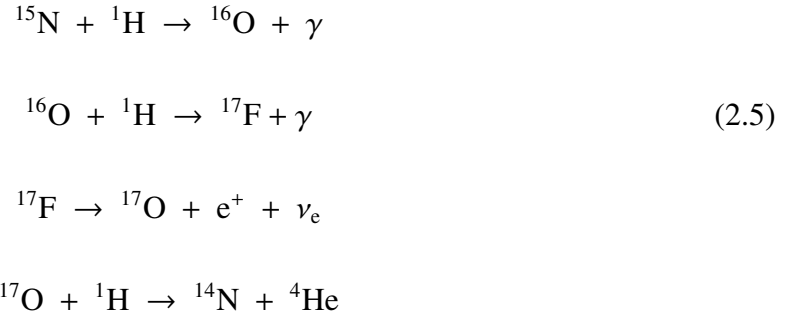
### Ciclo CNO

O ciclo CNO é a queima do hidrogênio em hélio em estrelas de massa grande (ver seção 2.1.3) a partir da captura de prótons por núcleos de carbono ( $^{12}\text{C}$ ).



A última reação da cadeia de reações acima pode ocorrer de forma distinta, produzindo ao invés de um núcleo de  $^{12}\text{C}$  e outro de  $^4\text{He}$ , um núcleo de  $^{16}\text{O}$ , com demais reações, chegando à

formação de um núcleo de  $^{14}\text{N}$  e outro de  $^4\text{He}$ .



### 2.2.2 Queima do hélio

Após cessar a queima de hidrogênio no caroço da estrela, inicia-se a queima do material processado: o hélio. Por causa da instabilidade dos isótopos de número de massa no intervalo  $5 \leq A \leq 8$ , a queima do hélio para gerar elementos mais pesados não prossegue facilmente como a queima do hidrogênio. Quando dois núcleos de  $^4\text{He}$  juntam-se para formar um  $^8\text{Be}$ , devido a sua instabilidade, o  $^8\text{Be}$  decai novamente em 2 núcleos de  $^4\text{He}$ . Para que isso não ocorra, o  $^8\text{Be}$  deve encontrar antes de decair um outro núcleo de  $^4\text{He}$ . Essa fusão entre 3 núcleos de  $^4\text{He}$  necessita de uma grande densidade de hélio, e é conhecida como reação  $\alpha$  triplo.

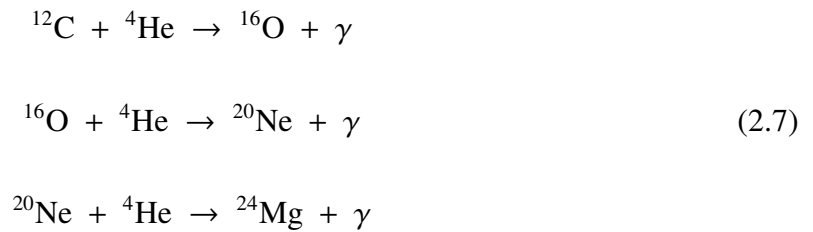


A queima do He pode acontecer hidrostaticamente, no interior de estrelas de massa grande (ver seção 2.1.3), na fase de AGB (estrelas de massa intermediária, ver seção 2.1.2) e na fase

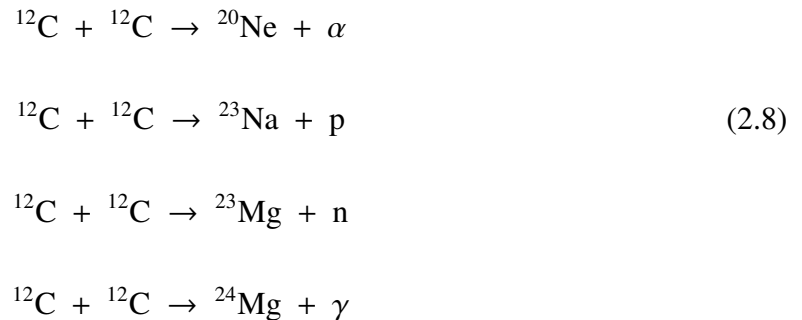
do ramo horizontal (estrelas de massa pequena, ver seção 2.1.1), ou explosivamente, durante o lampejo do He (estrelas de massa pequena) ou em estrelas gigantes no topo do RGB (estrelas de massa grande).

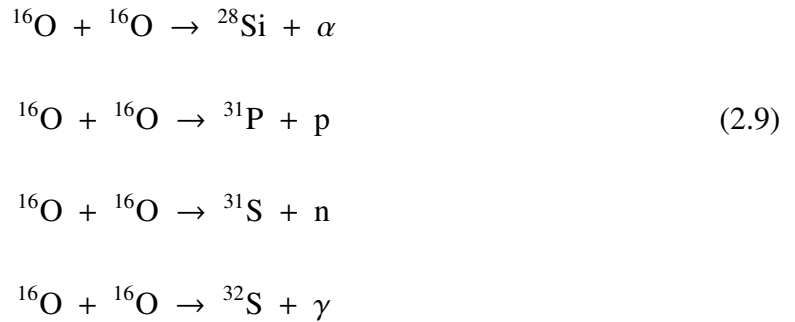
### 2.2.3 Processo $\alpha$

Após a queima do He, ocorre o processo  $\alpha$ , que são reações com capturas de partículas  $\alpha$  (núcleos de He) que formam os elementos mais pesados.



Essas reações ocorrem hidrostaticamente no interior de estrelas de massa intermediária e de maneira explosiva em estrelas de massa grande. Para estrelas de massa grande, elementos mais pesados podem ser produzidos através de reações entre elementos  $\alpha$ , gerando elementos no intervalo de número de massa  $20 \leq A \leq 42$ , como mostrado abaixo em algumas dessas reações:





Durante o processo de formação desses núcleos podem ser formados nêutrons, os quais serão utilizados mais tarde nos processos de nucleossíntese explosiva. Além das reações acima, pode ocorrer queima de outros elementos como o Ne e o Si, formando elementos cada vez mais pesados, podendo chegar a formar até o  $^{52}\text{Cr}$ , mas principalmente o  $^{56}\text{Ni}$ , que decai em  $^{56}\text{Co}$  e  $^{56}\text{Fe}$ .

#### 2.2.4 Processo e (elementos do pico do ferro)

Os elementos do pico do ferro são aqueles mais fortemente ligados. A grande quantidade de reações que ocorrem em estrelas de maior temperatura e massa fazem com que a produção e destruição de núclídeos atinja um equilíbrio estatístico, com grande produção de  $^{56}\text{Fe}$ , elemento de maior energia de ligação por nucleon. Essas reações ocorrem somente em supernovas. Os elementos formados durante esse conjunto de reações em regime de equilíbrio estatístico são isótopos do Ca ao Zn.

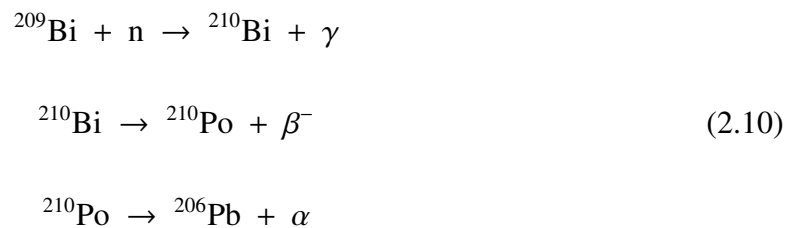
#### 2.2.5 Processo de captura de nêutrons

Núcleos de  $^{56}\text{Fe}$  possuem a maior energia de ligação por nucleon dentre os núclídeos, não sendo possível fundir  $^{56}\text{Fe}$  com outro núclídeo para produzir elementos mais pesados. Assim, elementos mais pesados que aqueles do grupo do Fe não são eficientemente formados por reações de fusão entre núclídeos. Eles são produzidos devido a sucessivas capturas de nêutrons com posterior decaimento  $\beta$ .

O processo de captura de nêutrons pode ocorrer de forma distinta, dependendo do fluxo de nêutrons. Então o processo de captura de nêutrons depende do sítio onde os elementos serão formados, e são divididos em dois tipos: o processo s e o processo r.

### Processo s

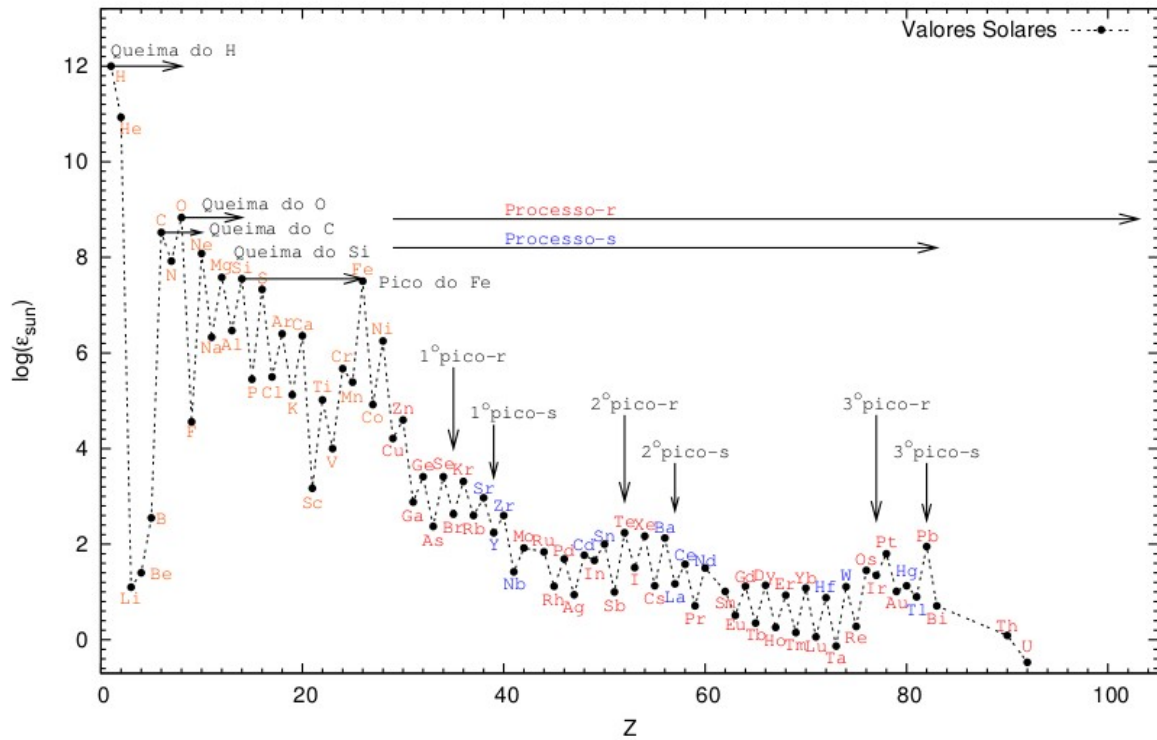
No processo s (*slow*, lento) o fluxo de nêutrons é pequeno, o que faz com que o núcleo formado sofra decaimento beta (os nêutrons são capturados em escalas de tempo grandes se comparadas ao tempo de decaimento  $\beta$ ). Através da captura lenta de nêutrons por um nuclídeo do grupo do ferro podem ser sintetizados elementos até o  $^{209}\text{Bi}$ :



Elementos com maior número de massa só podem ser formados em ambientes distintos, com maior temperatura e maior fluxo de nêutrons, através do processo r. Após a captura do nêutron, há a liberação de um elétron, aumentando o número atômico, formando um novo núcleo. O processo repete-se até que seja formado um núcleo estável (ver equação 2.10 acima). Esse processo ocorre em ambientes com pequeno fluxo de nêutrons, principalmente em estrelas na fase de AGB, mas também podem ocorrer em estrelas massivas.

### Processo r

Já no processo r (*rapid*, rápido), o fluxo de nêutrons é muito grande e a captura é rápida. Os nuclídeos do grupo do ferro capturam nêutrons e aumentam muito em número de massa antes de ocorrer o decaimento  $\beta$ . Tais quantidades intensas de fluxo de nêutrons podem ser encontradas em eventos de explosões de SN II e estrelas de nêutrons.



**Figura 2.3:** Distribuição de abundância dos elementos químicos no Sistema Solar, com os diferentes processos de nucleossíntese marcados. Os elementos sintetizados principalmente através do processo s estão escritos em azul e aqueles produzidos em sua maioria pelo processo r em vermelho. Figura retirada de Placco (2007).

Alguns núclídeos formados por captura lenta de nêutrons (processo s), também podem ser sintetizados no processo r, mas núclídeos com grande número atômico (acima do núclídeo  $^{209}\text{Bi}$ ) só podem ser formados por captura rápida de nêutrons. Elementos como o Sr, Y, Zr, Ba, La e Ce podem ser sintetizados através dos dois processos, mas aqueles presentes na matéria do Sistema Solar foram criados principalmente pelo processo s, ao contrário dos elementos Sm, Eu e Dy, que são principalmente sintetizados pelo processo r. Isso pode ser observado na figura 2.3, que nos mostra a distribuição de abundância para os elementos no Sistema Solar e a contribuição dos processos de nucleossíntese correspondentes.

## 2.3 Espaço de abundâncias segundo a teoria da evolução química

A equação que descreve a evolução da abundância de um elemento  $X_i$  no meio interestelar pode ser encontrada em Matteucci (2003) ou, por exemplo, em Tinsley (1980):

$$\frac{d(X_i M_g)}{dt} = -X_i \psi + E_i + X_{i,f} f - X_{i,o} O \quad (2.11)$$

onde  $\psi$  é a taxa de formação estelar,  $E_i$  é a taxa de ejeção de elementos  $X_i$  por estrelas,  $f$  é a taxa de influxo (*infall*) e  $O$  é a taxa de escape de gás por efluxo (*outflow*); todas essas taxas são medidas em  $M_\odot Ga^{-1}$ . As abundâncias de  $X_i$  no material que flui para o sistema e naquele que deste escapa são representadas, respectivamente, por  $X_{i,f}$  e  $X_{i,O}$ . Tanto o infall quanto o outflow costumam ser parametrizados de forma ad hoc, mas a taxa de ejeção pode ser representada em termos de conceitos mais fundamentais:

$$E_i(t) = \int_{m_t}^{\infty} [(m - w_m)X_i(t - \tau_m) + mp_{im}]\psi(t - \tau_m)\phi(m)dm, \quad (2.12)$$

onde  $w_m$  é a massa remanescente ao fim da vida de uma estrela de massa  $m$ ,  $\tau_m$  anos após sua chegada à sequência principal;  $\phi$  é a chamada função de massa inicial (Kroupa, 2001; Chabrier, 2003), que se relaciona à distribuição de massas das estrelas que nascem num determinado tempo; e  $p_{im}$  é a fração de massa da estrela de massa inicial  $m$  convertida em elementos  $X_i$  e ejetada ao meio interestelar. Nesta integral,  $m_t$  é a chamada “massa de desligamento” ou “massa de turnoff”, que corresponde à mínima massa estelar que explode em  $t$  (massas menores que  $m_t$  têm tempo de vida  $\tau_m$  superior à idade da Galáxia, por isso não contribuem para a ejeção de  $X_i$  em  $t$ ). Além destas equações, precisamos considerar:

$$\frac{dM_g}{dt} = -\psi + \int_{m_t}^{\infty} [m - w_m]\psi(t - \tau_m)\phi(m)dm, \quad (2.13)$$

que descreve a variação da massa total galáctica sob a forma de gás.

Para efeitos de ilustração, consideraremos um sistema galáctico fechado, isto é,  $O = f = 0$ . Essa escolha não muda o que pretendemos demonstrar, uma vez que queremos apontar para como as abundâncias dos elementos  $X_i$  se relacionam entre si diante de um modelo trivial, análogo ao “modelo simples” de evolução química (Schmidt, 1963; Tinsley, 1980). Definimos:

$$R(t) \equiv \frac{1}{\psi(t)} \int_{m_t}^{\infty} [(m - w_m)\psi(t - \tau_m)\phi(m)dm] \quad (2.14)$$

como a fração de matéria ejetada em  $t$  por unidade de matéria usada para formar estrelas no mesmo tempo ( $\psi$ ). Essa fração é análoga à fração de retorno constante usada no modelo simples, excetuando que aqui ela explicitamente depende do tempo, devido ao termo  $\psi(t - \tau_m)$  no



integrando da equação 2.14. Então, a equação 2.13 se torna:

$$\frac{dM_g}{dt} = -\psi(t) + R(t)\psi(t). \quad (2.15)$$

Ainda, a fração de matéria ejetada, analogamente, sob a forma de  $X_i$  é:

$$R_i(t) \equiv \frac{1}{\psi(t)} \int_{m_i}^{\infty} (m - w_m) X_i(t - \tau_m) \psi(t - \tau_m) \phi(m) dm; \quad (2.16)$$

e

$$y_i(t) \equiv \frac{1}{[1 - R(t)]\psi(t)} \int_{m_i}^{\infty} m p_{im} \psi(t - \tau_m) \phi(m) dm \quad (2.17)$$

é o ganho ou rendimento líquido em elementos  $i$  recém-produzidos e ejetados, tal que:

$$\frac{d(X_i M_g)}{dt} = -X_i \psi + R_i \psi + y_i (1 - R) \psi. \quad (2.18)$$

Manipulando algebricamente essas equações, chega-se a:

$$\frac{dX_i}{d \ln M_g} = -\frac{(R_i - X_i R)}{(1 - R)} - y_i \quad (2.19)$$

que tem papel análogo à clássica equação de evolução da metalicidade no modelo simples, com exceção de que nesta equação nenhuma suposição ainda é feita com respeito à finitude do tempo de vida estelar  $\tau_m$  (a chamada "aproximação de reciclagem instantânea"). Quando esta aproximação é usada, isto é, quando tomamos que  $\tau_m \rightarrow 0$  para as estrelas com massa  $> m_i$ ,  $R_i \rightarrow X_i R$ , e  $R \rightarrow$  constante, tal que:

$$\frac{dX_i}{d \ln M_g} = -y_i \quad (2.20)$$

Sabe-se que os modelos de evolução química só permitem solução analítica geral sob a aproximação de reciclagem instantânea. Nesta discussão, doravante, consideraremos que a abundância de  $X_i$  aumenta segundo a equação 2.20. Não a considerar significa, em termos práticos, que o rendimento líquido de  $X_i$  é variável com o tempo e menor do que  $y_i$

$$y_{eff,i} = \frac{(R_i - X_i R)}{(1 - R)} + y_i < y_i \quad (2.21)$$

uma vez que  $R_i$ , a fração de retorno de  $X_i$  velho, há de ser menor do que  $X_i R$ , já que envolve  $X_i$  na época de formação estelar ( $t - \tau_m$ ) e que  $X_i$  deve aumentar à medida que a Galáxia envelhece. Em outras palavras, é possível verificar que a variação de  $X_i$  devido ao consumo do gás galáctico depende basicamente de um rendimento efetivo  $y_{eff,i}$ .

Dado que esse raciocínio vale para qualquer elemento  $i$  não radioativo<sup>2</sup>, a relação entre o aumento nas abundâncias de dois elementos  $X_i$  e  $X_j$  é:

$$\frac{dX_i}{dX_j} = \frac{(R_i - X_i R) + y_i(1 - R)}{(R_j - X_j R) + y_j(1 - R)} = \frac{y_{eff,i}}{y_{eff,j}} \xrightarrow{\tau_m \rightarrow 0} \frac{y_i}{y_j} \quad (2.22)$$

Quando  $y_{eff,i}$  não depende de  $X_j$ , e vice-versa, isto é, quando comparamos elementos químicos que não contribuem para a produção e depleção um do outro, a equação 2.22 pode ser tomada como uma relação linear ou uma correlação simples entre  $X_i$  e  $X_j$ . Nos casos em que a reciclagem instantânea não se aplicar, a relação entre  $X_i$  e  $X_j$  ainda assim pode ser interpretada como uma correlação linear local em que o coeficiente de correlação é variável, devido à diferença no tempo de vida médio das estrelas que contribuem para o grosso da produção de  $X_i$  e  $X_j$ , refletidos nos valores de  $y_{eff,i}$  e  $y_{eff,j}$  respectivamente.

Nesta dissertação, trabalharemos com amostras de abundâncias estelares  $n$ -dimensionais, isto é, cada estrela é representada por um ponto cujas coordenadas são  $(X_1, X_2, \dots, X_n)$  onde cada  $X_i$  representa a abundância do  $i$ -ésimo elemento químico. A distribuição de estrelas neste espaço  $n$ -dimensional deve refletir as relações da equação 2.22. Assim, cada relação  $X_i \times X_j$  que venha a ser representada num gráfico corresponde à projeção dessa distribuição  $n$ -dimensional no espaço de abundâncias  $X_i X_j$ .

Neste subespaço, a correlação entre  $X_i$  e  $X_j$  está diretamente ligada a  $dX_i/dX_j$ , que equivale à razão dos rendimentos líquidos (ver equação 2.22). Dado que esse raciocínio é válido para qualquer par  $(i, j)$ , podemos construir uma matriz de correlação  $n \times n$  que sumarie as variações concomitantes neste espaço  $n$ -variacional. Fica claro que os elementos  $a_{ij}$  desta matriz são

---

<sup>2</sup>Embora tenhamos deixado de lado essa discussão, adotamos equações de evolução química para elementos estáveis, que é uma suposição válida para o grosso dos elementos químicos, mas não para núclídeos tomados individualmente, como o  $^{238}\text{U}$ , por exemplo.

proporcionais a  $\langle dX_i/dX_j \rangle$ , uma vez que a derivada corresponde à inclinação de uma relação linear entre  $X_i$  e  $X_j$ . É necessário considerar a proporcionalidade à média  $\langle dX_i/dX_j \rangle$  porque a razão de rendimentos pode variar com o tempo.

Toda essa discussão visa introduzir um conceito que se mostrará adiante muito importante para a interpretação dos agrupamentos que encontraremos no espaço de abundâncias químicas: há uma relação profunda na ocupação deste espaço e nas correlações que podem ser observadas entre pares de elementos ( $X_i, X_j$ ). O caso mais trivial possível é aquele em que a aproximação de reciclagem é válida para todos os elementos considerados e  $y_i/y_j = 1, \forall i, j$ . Neste caso, a matriz de correlação  $n \times n$  teria todos os elementos iguais a 1 e o espaço  $n$ -dimensional seria povoado apenas ao longo sua "hiperdiagonal"<sup>3</sup>, isto é, o análogo  $n$ -dimensional da reta  $x = y$  do espaço bidimensional.

Se  $y_i/y_j \neq 1, \forall i, j$ , mas constante e não nulo para todos os tempos, a relação entre as abundâncias  $X_i$  e  $X_j$  ainda assim será linear embora não mais ocupe a diagonal do plano  $X_i X_j$ . No espaço  $n$ -dimensional de abundâncias, teríamos que as estrelas ocupariam uma linha  $n$ -dimensional, cujas projeções nos planos  $X_i X_j$  corresponderiam às relações lineares de coeficiente angular  $y_i/y_j$ . Podemos usar a matriz de correlação amostral para intuir como deva ser a ocupação do espaço de abundâncias a partir de suas diversas projeções bidimensionais. Quanto mais estreitas e bem definidas forem as relações  $X_i \times X_j, \forall i, j$ , numa amostra, mais confinadas à linha  $n$ -dimensional preferencial as estrelas desta amostra se encontram. Essa linha  $n$ -dimensional tem o papel do eixo principal deste espaço de abundâncias, ao longo do qual se encontra a máxima variância dos dados. Como veremos adiante, este eixo corresponde ao chamado primeiro componente principal de uma análise de componentes principais (PCA).

Chamaremos o ganho em metais que ocorre ao longo dessa linha  $n$ -dimensional, ou eixo principal, de "fluxo do enriquecimento químico". Seguir esse fluxo de enriquecimento significa que a relação entre os aumentos de abundância nos  $n$  elementos  $X_i$  é constante ou quase constante, de modo que uma estrela, digamos, 10 vezes mais pobre que o Sol em Fe é também aproximadamente 10 vezes mais pobre que o Sol em seus demais elementos pesados. Isto é, o

---

<sup>3</sup>Essa linha também costuma ser chamada de diagonal espacial ou  $n$ -agonal. Num hipercubo  $n$ -dimensional – aqui usado para representar a região do espaço de abundâncias ocupado pelas estrelas da amostra – há  $2^{n-1}$  hiperdiagonais. Aquela a que nos referimos é a que une a origem ao ponto desse espaço de máxima abundância em cada um de seus eixos.

padrão de abundâncias relativas nas estrelas varia pouco ou nada.

O fluxo de enriquecimento químico dita o ritmo com o qual as abundâncias médias do meio interestelar crescem. Qualquer método de classificação e agrupamento que for aplicado ao espaço de abundâncias deve evidenciá-lo como um comportamento de ordem zero. Por se tratar de uma linha  $n$ -dimensional, estendida desde a região das menores às maiores abundâncias, para todos os elementos tratados nesta dissertação, os grupos químicos estatisticamente separáveis distribuem-se, à primeira vista, ao longo desta linha, levando à constatação aparentemente trivial de que tais grupos podem ser interpretados como formados por estrelas pobres, de metalicidade intermediária e ricas (ver da Silva et al. 2012, bem como os resultados do capítulo 5 desta dissertação).

Podemos retirar esse comportamento de ordem zero dos dados antes de empregá-los em métodos de classificação. Isso pode ser feito se usarmos o espaço de razão de abundâncias,  $[X/Fe]$ , em vez do espaço de abundâncias,  $[X/H]$ . O espaço de razão de abundâncias é menos afetado que o espaço de abundâncias porque  $[X/Fe] = [X/H] - [Fe/H]$ , isto é, nas razões de abundâncias temos uma medida do enriquecimento maior ou menor de um elemento com respeito ao enriquecimento em Fe, tomado aí como representante do fluxo de enriquecimento químico. Optamos por não realizar a análise no espaço de razões de abundâncias pelos seguintes motivos:

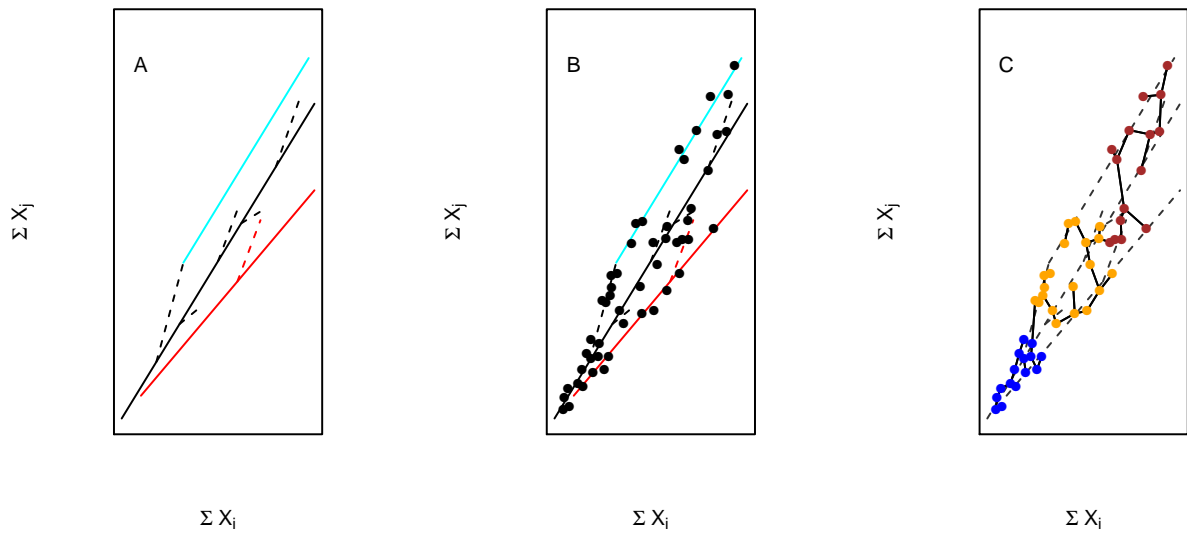
a) a análise de grupos químicos já é realizada, ainda que não explicitamente, nos diversos estudos que fazem a rotulagem química (*chemical tagging*, Freeman & Bland-Hawthorn 2002) em gráficos  $[X/Fe]$  vs.  $[Fe/H]$ .

b) nosso propósito é representar os grupos químicos numa hierarquia evolutiva (dai o uso de árvores de classificação). Para isso, precisamos ter a variável temporal de forma implícita em nossos dados, o que é possível com o uso das abundâncias  $[X/H]$ .

Interessa-nos, portanto, encontrar grupos estelares de química peculiar, que estejam posicionados em regiões afastadas do fluxo de enriquecimento no espaço de abundâncias, bem como encontrar a relação hierárquica deste com demais grupos.

A existência de grupos químicos peculiares pode ser entendida à luz das equações (2.22) quando a razão de rendimentos efetivos de um certo número de espécies químicas for subs-

tancialmente diferente daquela razão que caracteriza o fluxo de enriquecimento químico no mesmo tempo  $t$ . Em outras palavras, regiões diferentes e isoladas do meio interestelar que sejam enriquecidas desigualmente. De acordo com as equações, o yield efetivo variaria quando a combinação de massas estelares que morrem num tempo  $t$  variar<sup>4</sup> ou quando a função de massa variar.



**Figura 2.4:** Representação esquemática do subespaço de abundâncias químicas estelares.

Estrelas que nasceram nessas regiões apresentarão o resultado dessa química distinta. A situação delas no espaço de abundâncias é esquematizada na figura 2.4A. Consideremos que cada eixo dessa figura represente, de fato, um subespaço particular do espaço  $n$ -dimensional de abundâncias. Alternativamente, podemos considerar, para efeitos meramente ilustrativos, que a figura represente um plano bidimensional particular desse espaço  $n$ -dimensional que contenha em si a maior parte da variância observada nos dados<sup>5</sup>. Neste subespaço, as estrelas devem distribuir-se principalmente ao longo de uma linha  $n$ -dimensional, representada no plano de máxima variância pela linha sólida cheia preta. Esse é o que chamamos de "fluxo de enriquecimento químico", a correlação média que dita o ritmo de crescimento das abundâncias químicas na Galáxia. De acordo com as equações que desenvolvemos acima, se a razão entre os rendimentos efetivos dos elementos  $X_i$  e  $X_j$  não variar ao longo do tempo,  $\forall$  par  $(X_i, X_j)$ ,

<sup>4</sup>Por exemplo, quando  $\tau_m$  (para uma estrela de massa  $m$ ) é superior à escala típica de formação estelar, os produtos nucleossintéticos dessa estrela são entregues ao meio interestelar de forma "atrasada". Essa produção atrasada é característica dos sítios nucleossintéticos SN Ia e AGBs, devido ao tempo de vida das estrelas progenitoras.

<sup>5</sup>Isto é, aquele plano formado pelos primeiro e segundo componentes principais (ver seção 4.2).

o espaço de abundâncias deve ser povoado apenas ao longo dessa linha. Variações posteriores nos rendimentos efetivos de poucos pares ( $X_i, X_j$ ) deveriam dar origem a ramos efluentes (pequenas linhas tracejadas que se pronunciam a partir do fluxo de enriquecimento químico, em direção a abundâncias crescentes), cuja extensão deve relacionar-se à eficiência do processo de mistura e homogeneização química do meio interestelar, porque depende do isolamento relativo daquela parcela de gás galáctico, de forma a que esse padrão químico peculiar criado a partir de algum enriquecimento parcial (isto é, por poucas estrelas de massa específica) não seja obliterado pela mistura posterior da nucleossíntese de estrelas de diversas massas. Caso esse isolamento seja mantido por um longo tempo, antes que a razão de rendimentos específicos se aproxime de um valor constante, essa região galáctica pode herdar um padrão químico totalmente diferente (representado pela linha sólida azul claro), embora este padrão químico possa crescer posteriormente num ritmo similar ao do fluxo principal. O que queremos dizer é que essa região galáctica poderia ter a mesma taxa de aumento médio nas abundâncias químicas em comparação àquela que tomamos como padrão (linha preta), mas que as abundâncias são diferentes entre si porque o ritmo de enriquecimento se estabilizou após a caracterização de um padrão químico inicial distinto. Outro caso é aquele em que uma região galáctica tenha uma função de massa inicial diferente daquela que possa ser tomada como média do disco galáctico; nesse caso, essa região será enriquecida por seu próprio fluxo de enriquecimento químico (linha sólida vermelha), seguindo uma taxa diferente daquela que representa a linha preta. Finalmente, cada uma dessas regiões de povoamento do espaço de abundâncias pode ter seus ramos efluentes, devido a padrões químicos peculiares impostos sobre um padrão químico médio. Essa discussão qualitativa visa mostrar porque o espaço de abundâncias não deve ser aleatoriamente povoado pelas estrelas, mas sim altamente hierarquizado, em função da existência de processos físicos interdependentes que governam o enriquecimento do gás nas diversas espécies químicas, e do isolamento ou mistura desse gás.

Uma amostra estelar típica deste espaço de abundâncias deve conter estrelas formadas ao longo dessas diversas linhagens de enriquecimento, tal como mostradas na figura 2.4B. Idealmente, ao nos propormos a classificar aglomerativamente as estrelas por meio de suas abundâncias, usando conceitos taxonômicos da Biologia, queremos ser capazes de detetar a relação

hierárquica no enriquecimento do gás galáctico, que fica registrado na atmosfera dessas estrelas cujas abundâncias supostamente não foram ainda afetadas pela própria evolução estelar. Nosso sucesso pode ser descrito em quão fielmente conseguirmos reproduzir a hierarquia de linhagens, ramos efluentes, etc, à qual cada estrela pertence, eventualmente também sendo capaz posteriormente de datar esses eventos de enriquecimento. Todavia, devemos atentar para a limitação dessas técnicas. Como mostramos no capítulo 4, os métodos não supervisionados para classificação hierárquica baseiam-se em alguma medida de similaridade (ou dissimilaridade). Nessa definição, a distância entre pontos (e, por conseguinte, a variância dessa distância) são estatísticas de grande peso para a definição do que seja um grupo. Os métodos que usamos não conseguem separar as linhagens de enriquecimento se a separação entre essas não for tão grande quanto à variação total ao longo do fluxo de enriquecimento químico médio (representado pela linha preta na figura 2.4A). A consequência disso é que a variância máxima ao longo desse fluxo se impõe sobre as demais variâncias (ao longo de outros vetores desse espaço  $n$ -dimensional), de forma que os grupos básicos formados são trivialmente interpretáveis como aqueles de estrelas pobres, de composição química intermediária e rica, podendo ainda, cada um desses ter divisão trinária ou binária similar (isto é, a primeira hierarquia do nível de estrelas ricas também pode acabar sendo interpretada como estrelas um tanto ricas, estrelas consideravelmente ricas e estrelas demasiadamente ricas). A figura ??C exemplifica isso. Nela mostramos a mesma amostra da figura 2.4B, agora separada em grupos (cores, em função da abundância química) identificados pelo método de classificação por árvores (seção 4.1) e ligados por uma árvore de extensão mínima<sup>6</sup> (seção 4.2.1). Note como a hierarquia inicial da figura 2.4B é obliterada justamente ao longo do fluxo principal de enriquecimento químico. Estrelas de linhagens diferentes são misturadas inicialmente apenas em função do valor médio de suas abundâncias que determina a máxima variância do espaço. A árvore de extensão mínima, contudo, é ainda capaz de unir com precisão um tanto melhor as estrelas provenientes de cada linhagem. Esperamos, assim, ser capazes de encontrar os agrupamentos reais como subgrupos quimicamente peculiares em meio aos grupos maiores que meramente dividem o espaço de abundância ao longo do fluxo de enriquecimento químico.

---

<sup>6</sup>O termo árvore de extensão mínima refere-se a um grafo cujo conjunto de pontos são conectados com menor extensão, unindo um ponto ao seu vizinho mais próximo.

## Capítulo 3

### Base de dados

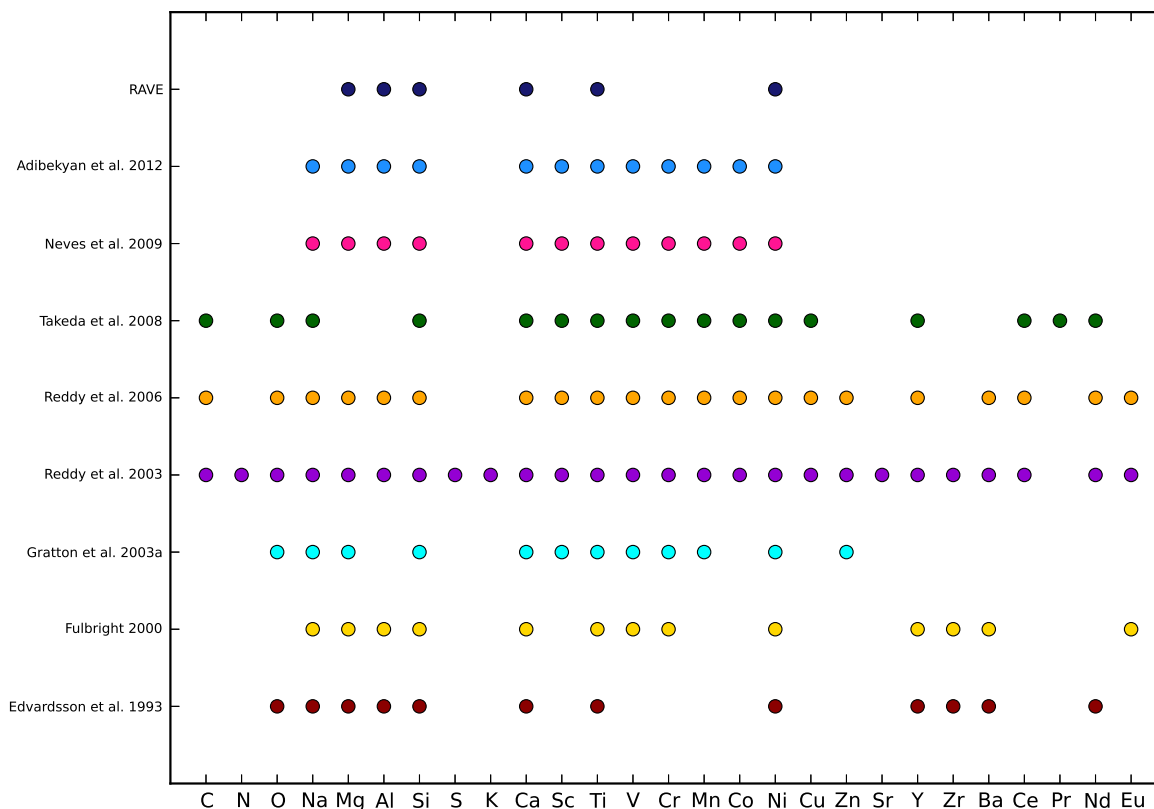
Nesse trabalho, utilizamos grandes levantamentos de abundância da literatura. Fizemos uma pré-seleção por meio de uma pesquisa bibliográfica que resultou em aproximadamente 45 trabalhos. A partir de considerações acerca da riqueza amostral, selecionamos 7 destes 45. Ao longo do desenvolvimento do nosso projeto, dois outros levantamentos foram incluídos, totalizando 9. O critério de seleção que usamos para definir a “riqueza amostral” foi o número de estrelas e o número de elementos presentes no levantamento: somente aqueles levantamentos com mais de 150 estrelas e 10 elementos foram utilizados, com exceção de um, o qual, apesar do menor número de elementos, 7, possui abundâncias medidas para um grande número de estrelas, aproximadamente 38000.

As amostras, por fim, selecionadas para análise nesta dissertação são: Edvardsson et al. (1993, 189 estrelas, 13 elementos, Edv); Fulbright (2000, 168 estrelas, 14 elementos, Ful); Gratton et al. (2003a, 150 estrelas, 13 elementos, Gra); Reddy et al. (2003, 181 estrelas, 27 elementos, R03); Reddy et al. (2006, 176 estrelas, 22 elementos, R06); Takeda et al. (2008, 322 estrelas, 18 elementos, Tak); Neves et al. (2009, 451 estrelas, 13 elementos, Nev); Adibekyan et al. (2012, 1111 estrelas, 13 elementos, Adi); Boeche et al. (2011, 37847 estrelas, 7 elementos, RAVE).

Na figura 3.1, resumimos a cobertura química de cada um dos levantamentos utilizados. Vale ressaltar aqui que espécies ionizadas de alguns elementos, como Sc II, Ti II, V II e Cr II, também tiveram sua abundância calculada em 4 dessas amostras.

Cada uma das amostras supracitadas foi construída com um objetivo particular pelo grupo





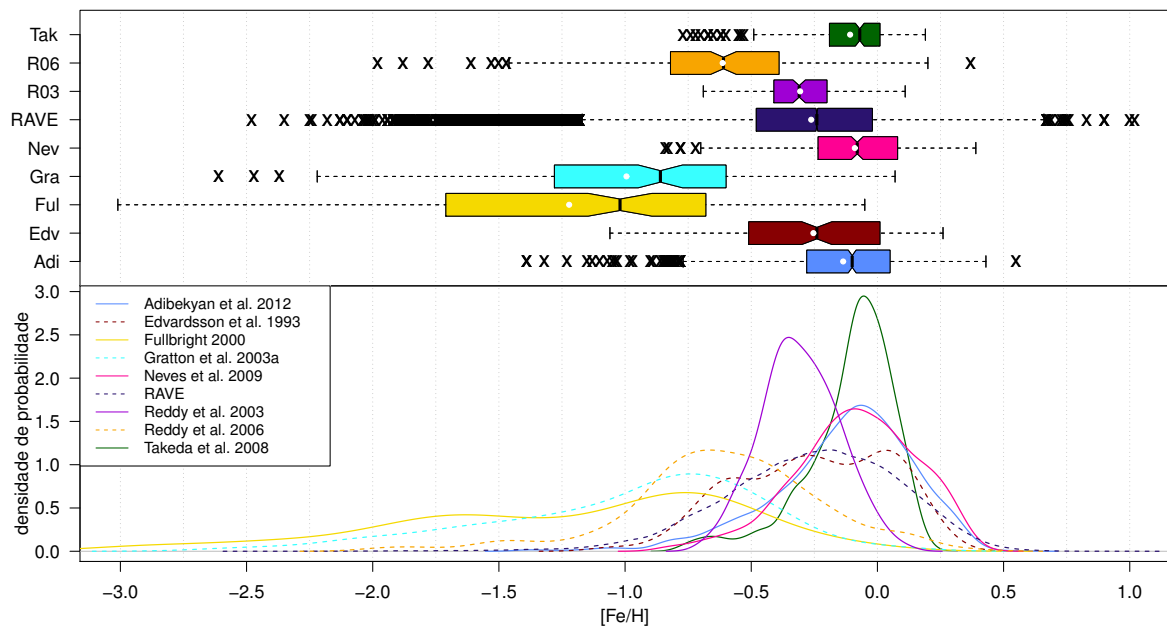
**Figura 3.1:** Cobertura química das amostras. Levantamentos considerados em nossa amostra relacionados com os elementos químicos das abundâncias existentes em cada. As cores serão utilizadas ao longo de toda a dissertação para identificar e diferenciar um trabalho do outro. O elemento Fe não consta nessa figura por estar presente em todos estes levantamentos. As amostras desse gráfico e dos seguintes são diferenciadas de acordo com as seguintes cores: RAVE (Boeche et al., 2011), azul marinho, Adibekyan et al. (2012), azul, Neves et al. (2009), rosa, Takeda et al. (2008), verde escuro, Reddy et al. (2006), laranja, Reddy et al. (2003), roxo, Gratton et al. (2003a), ciano, Fulbright (2000), amarelo, e Edvardsson et al. (1993), vermelho escuro.

de pesquisa responsável. Tomadas em conjunto, formam uma amostra bastante heterogênea, que cobrem desigualmente o espaço variacional de abundâncias químicas. Por exemplo, alguns desses levantamentos objetivam estrelas pobres em metais (Fulbright, 2000), e outros, estrelas ricas em metais (Neves et al., 2009). Esse enfoque em partes distintas do espaço de abundâncias fica mais claramente evidenciado pela distribuição das abundâncias  $[Fe/H]$  de cada levantamento, visto na figura 3.2<sup>1</sup>. A cobertura de abundâncias varia sistematicamente, não somente de um levantamento para outro, mas também de um elemento para outro. A distribuição de

<sup>1</sup>O diagrama de caixa é um gráfico que capta, de forma resumida, importantes aspectos de um conjunto de dados através dos seguintes valores: valor mínimo, primeiro quartil, segundo quartil, terceiro quartil e valor máximo. Os valores mínimo e máximo correspondem ao extremo inferior e superior de valores da amostra, respectivamente. O segundo quartil corresponde a mediana. Entre o primeiro e terceiro quartil encontra-se 50% do conjunto de dados. O diagrama de caixa permite avaliar facilmente os valores típicos, a assimetria, a dispersão e os dados discrepantes.

abundâncias para os outros elementos podem ser encontradas no Apêndice A.

Essa heterogeneidade dos dados há de limitar o significado estatístico de nossa análise, uma vez que a cobertura desigual do espaço de abundâncias, agravada pela diversidade de método e seleção amostral de um levantamento para o outro, destroi a proporção real segundo a qual grupos estelares quimicamente distintos existentes na vizinhança solar estejam representados neste trabalho.



**Figura 3.2:** Distribuição de metalicidade para os levantamentos que constituem nossa amostra. No painel superior, as distribuições são representadas através de diagramas de caixas<sup>1</sup>, enquanto no painel inferior as mesmas distribuições são representadas por uma função de densidade de probabilidade (pdf, *probability density function*) suavizada por kernel gaussiano. As amostras são identificadas pela mesma cor utilizada na figura 3.1 em ambos os painéis, e no painel superior são representadas por abreviações.

Isso significa que não podemos usar uma amostra combinada desses levantamentos individuais para estudar a distribuição de abundância de um determinado elemento na vizinhança solar. Felizmente essa não é a nossa intenção. Ao contrário, interessa-nos a existência mesmo de grupos quimicamente distintos e extremos, em termos de composição química. Nosso trabalho não busca encontrar a proporção desses grupos estelares na vizinhança solar, mas sim constatar sua realidade, incorporando-os a uma classificação hierárquica fundamentada nas propriedades químicas.

Uma vez que nossa ideia inicial parte da classificação biológica introduzida por Lineu, podemos exemplificar o problema de heterogeneidade de nossa base de dados com aquela encontrada

por um biólogo que buscasse criar uma classificação de espécies com base em um número pequeno de indivíduos de espécies heterogeneamente representadas. Eventualmente, o biólogo poderia ser incapaz de encontrar uma família ou um gênero, não representados em sua base amostral, mas ainda assim deveria ser capaz de agrupar mais ou menos com sucesso as espécies em filos, reinos e ordens. Nossa expectativa, portanto, não é a de inventariar o conteúdo estelar da vizinhança, mas identificar e hierarquizar as principais classes químicas nas quais as estrelas se distribuem.

## 3.1 Descrição da amostra

### 3.1.1 Base de dados Edvardsson et al. (1993)

As abundâncias de Edvardsson et al. (1993) foram derivadas com o objetivo de prover vínculos observacionais à evolução química do disco galáctico. O trabalho teve grande impacto na época por conter abundâncias medidas para um grande número de estrelas e um número substancial de elementos. Foram observadas 189 estrelas anãs F e G do disco e medidas abundâncias para 13 elementos (ver figura 3.1). As estrelas estão distribuídas no intervalo de metalicidade  $-1.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < +0.3$  (ver figura 3.2).

As observações foram feitas a partir dos telescópios CAT de 1.4 m do ESO e do telescópio de 2.7 m do Observatório de McDonald, durante os anos de 1982-1988. Ao todo, 118 estrelas foram observadas no Observatório McDonald, com um sinal-ruído  $200 < S/N < 500$ , e 87 estrelas foram observadas com o CES no telescópio de 1.4 m do ESO, com uma resolução  $R \sim 60000$  e um  $S/N \approx 200$ . Dessa base de dados, excluimos as abundâncias dos elementos O (oxigênio) e Zr (zircônio), pois a abundância desses elementos foi medida para um número pequeno de estrelas da amostra e considerá-los diminuiria, de forma relevante, a quantidade de objetos da amostra final, uma vez que em nossas análises só são consideradas estrelas que possuam abundâncias medidas para todos os elementos utilizados. Gráficos da abundância por hidrogênio  $([X/\text{H}])^2$  versus  $[\text{Fe}/\text{H}]$  para Edvardsson et al. (1993), bem como para os outros levantamentos, podem ser encontrados no apêndice B.

---

<sup>2</sup> $[A/B] = \log(n_A/n_B)_{\text{estrela}} - \log(n_A/n_B)_{\odot}$ , onde  $n$  é a abundância por número de átomos de um dado elemento.

### 3.1.2 Base de dados Fulbright (2000)

Fulbright (2000) calculou abundâncias de 168 estrelas pobres em metais do disco e do halo com o objetivo de compreender a evolução química da Galáxia, procurando relações entre a cinemática das estrelas e a abundância dos elementos. São 14 os elementos obtidos através dos dados desse levantamento e podem ser observados na figura 3.1.

Os espectros foram obtidos durante os anos de 1994-1999, com uma resolução  $R \sim 50000$  e um  $S/N \geq 100$ . A grande maioria dos espectros foram extraídos através do telescópio Shane de 3 m, com o espectrógrafo Hamilton, no Observatório de Lick. Alguns dados foram obtidos a partir do Telescópio de 3.6 m do ESO, com o espectrógrafo CASPEC, em La Silla, Chile, e o restante das estrelas foram observadas pelo Telescópio Keck I de 10 m, com o espectrógrafo HIRES.

Dessa amostra, descartamos as abundâncias dos elementos Al (alumínio), Zr (zircônio) e Eu (europio), pois estes tiveram suas abundâncias medidas para uma pequena fração de estrelas, e considerá-los resultaria em uma amostra final com um número significativamente inferior ao original.

### 3.1.3 Base de dados Gratton et al. (2003a)

Gratton et al. (2003a) analisaram abundâncias de 150 estrelas subanãs e subgigantes pobres em metais com paralaxes precisas (erros  $< 20\%$ ). Dessas 150 estrelas, 50 foram observadas pelo grupo e o restante foi retirado da literatura. Na amostra, existem principalmente estrelas do disco espesso e do halo, e umas poucas do disco fino, distribuídas em um intervalo de metalicidade  $-2.0 < [Fe/H] < -0.6$  (ver figura 3.2), com abundâncias para 13 elementos (ver figura 3.1).

Das 50 estrelas observadas pelo grupo, 40 foram obtidas através do telescópio Kueyen de 8.2 m, usando o espectrógrafo UVES, do VLT, e foram observadas durante os anos 2000-2001, com uma resolução  $R \sim 50000$  e um  $S/N \sim 200$ . Três estrelas foram observadas com o telescópio italiano TNG de 3.58 m, utilizando o espectrógrafo SARG, com uma resolução  $R \sim 150000$  e  $S/N \sim 100$ . Mais 12 estrelas da sequência principal e subgigantes foram observadas no telescópio de 2.7 m do Observatório McDonald, com resolução  $R \sim 80000$  e  $S/N \sim 200$ .

Também foram considerados na seguinte amostra abundâncias da literatura para 23 estrelas do disco de Nissen & Schuster (1997), com resolução  $R \sim 60000$  e  $S/N \sim 150$ . Medidas de abundâncias de Prochaska et al. (2000) para 8 estrelas do disco, com resolução  $R \sim 50000$  e sinal-ruído  $S/N > 100$ , foram acrescentadas a este levantamento, juntamente com 108 estrelas de Fulbright (2000), com resolução  $R \sim 50000$  e  $S/N > 100$ .

Desconsideramos as abundâncias dos elementos Sc (escândio), Mn (manganês) e Zn (zinco), seguindo o mesmo critério de eliminação das amostras anteriores.

### **3.1.4 Base de dados Reddy et al. (2003)**

Abundâncias de 27 elementos (ver figura 3.1) para 181 estrelas anãs F e G são apresentadas em Reddy et al. (2003). O objetivo do trabalho é realizar uma análise sobre as diferenças de composição entre as estrelas do disco fino e do disco espesso, no intervalo de metalicidade  $-0.7 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.1$  (ver figura 3.2).

As observações foram feitas no telescópio de 2.7 m do Observatório McDonald, usando o CES, com uma resolução  $R \sim 60000$  e sinal-ruído  $S/N \sim 400$ .

Nos dados originais, há uma grande quantidade de elementos (27 elementos) para os quais foram medidas abundâncias, mas 5 destes, a saber N (nitrogênio), K (potássio), Sr (estrôncio), Ba (bário) e Nd (neodímio), foram medidas para uma pequena quantidade de objetos e, portanto, foram excluídos de nossa amostra.

### **3.1.5 Base de dados Reddy et al. (2006)**

Em Reddy et al. (2006), abundâncias foram medidas para 176 estrelas anãs F e G, provavelmente 95 estrelas do disco espesso, 13 do disco fino, 20 do halo e 48 não tiveram pertinência clara. Os elementos analisados nas estrelas foram 22 (ver figura 3.1), para o intervalo de metalicidade  $-1.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.3$  (ver figura 3.2).

Observações de espectros de alta resolução foram obtidas durante os anos de 2002-2004, no telescópio de 2.7 m do Observatório do McDonald, com o espectrógrafo CES, com uma resolução  $R \sim 60000$  e  $100 < S/N < 200$ .

Os elementos C (carbono), Cr (cromo), Ce (cério) e Nd (neodímio) foram excluídos devido ao número pequeno de estrelas com abundâncias medidas para estes.

### **3.1.6 Base de dados Takeda et al. (2008)**

Esse levantamento tem como objetivo procurar por sistemas planetários em torno de estrelas. Para isso, foram observadas 322 estrelas gigantes G de massa intermediária e derivadas abundâncias químicas de 17 elementos (ver figura 3.1), com a finalidade de relacionar a existência de planetas com as propriedades das estrelas.

No decorrer dos anos de 2000-2005 foram realizadas as observações através do telescópio refletor de 188 cm do Observatório Astrofísico de Okayama – NAOJ, utilizando o espectrógrafo HIDES, com uma resolução  $R \sim 67000$  e  $100 < S/N < 300$ .

Os elementos Na (sódio) e Mn (mangânês) foram excluídos de nossa análise.

### **3.1.7 Base de dados Neves et al. (2009)**

Um estudo de abundâncias químicas de 12 elementos (ver figura 3.1) foi realizado em Neves et al. (2009) para 451 estrelas. As observações são parte do programa HARPS, que tem como alvo a procura de planetas, investigando as diferenças entre as abundâncias de estrelas com e sem planetas, e também as diferenças nas abundâncias de estrelas do disco fino e disco espesso. Na amostra de 451 estrelas, 68 são estrelas com planetas, e as outras 383 são anãs sem planetas conhecidos.

Os dados espectroscópicos foram gerados pelo telescópio de 3.6 m do ESO, em La Silla, Chile, usando o espectrógrafo HARPS. Os espectros possuem uma resolução  $R \sim 110000$  e sinal-ruído  $S/N \sim 70 - 2000$ .

Além de ser uma amostra significativamente grande, 451 estrelas, é uma amostra que possui completeza, pois existe abundância medida para todos os elementos de todas as estrelas, e por isso não necessitou de cortes adicionais.

### 3.1.8 Base de dados Adibekyan et al. (2012)

Ainda como parte do programa HARPS, Adibekyan et al. (2012) realizaram uma análise da abundância de 12 elementos (ver figura 3.1) para 1111 estrelas anãs F, G e K. Das 1111 estrelas, 135 são conhecidas por terem planetas associados. O intervalo de metalicidade das estrelas é  $-1.39 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.55$  (ver figura 3.2).

A amostra de estrelas utilizadas no trabalho de Adibekyan et al. (2012) é uma combinação de 3 subamostras: HARPS-1 (Mayor et al., 2003), HARPS-2 (Lo Curto et al., 2010) e HARPS-4 (Santos et al., 2011), com resolução  $R \sim 110000$  e  $20 < S/N < 2000$ .

Essa amostra tem grande número de estrelas e possui abundâncias medidas para todos elementos em quase todos os objetos. Por isso, nenhum elemento foi excluído da amostra original em nossa análise.

### 3.1.9 Base de dados RAVE (Boeche et al., 2011)

O levantamento RAVE<sup>3</sup> contém o maior número de estrelas de todas as amostras utilizadas em nosso trabalho. Nesse projeto, foram feitas determinações de velocidades radiais (precisão de  $\sim 2$  km/s), obtenção de parâmetros estelares, estimativas de distâncias e medidas de abundâncias de 7 elementos (ver figura 3.1). As observações foram realizadas para aproximadamente 484000 estrelas, mas as abundâncias foram derivadas para aproximadamente 38000 estrelas.

É um levantamento espectroscópico multifibras de estrelas na Via Láctea que usa o Telescópio de 1.2 m Schmidt UK, do Observatório Anglo-Australiano, na Austrália. São espectros que cobrem o intervalo de metalicidade  $-1.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.5$  (ver figura 3.2).

Apesar do grande número de estrelas com abundâncias medidas, a abundância do elemento Ca (cálcio) foi medida para um número pequeno de estrelas, se comparado ao número total de estrelas da amostra, e por isso excluimos esse elemento nessa amostra de nossos estudos. Mesmo excluindo este elemento, o número de estrelas diminuiu para apenas aproximadamente 7000. Este é, ainda assim, o maior levantamento com que trabalhamos.

---

<sup>3</sup>Radial Velocity Experiment

# Capítulo 4

## Metodologia

Em nosso trabalho fazemos uso de duas metodologias distintas. Como o objetivo desse trabalho é obter grupos de estrelas similares no espaço de abundâncias, e estudar o padrão de enriquecimento destes, escolhemos dois métodos que julgamos mais adequados: a técnica de aglomeração hierárquica em árvores e a análise de componentes principais (PCA, *principal component analysis*). Ambos são métodos de reconhecimento de padrões não supervisionados<sup>1</sup>.

### 4.1 Técnica da aglomeração hierárquica em árvores

Segundo Herbert A. Simon: "a complexidade frequentemente leva a formas de hierarquia e sistemas hierárquicos têm algumas propriedades comuns que são independentes de seu conteúdo específico. A hierarquia é um dos esquemas estruturais centrais que o arquiteto de complexidade usa."

Dados podem ser representados por múltiplos aglomerados, os quais podem ser formados de subaglomerados, e assim, recursivamente, serem formados a partir do agrupamento de outros aglomerados com menores números de objetos. Estrutura igual pode ser observada através do estudo da biologia, em que os reinos são separados em filas, que são compostos de subfilas, os quais são divididos em famílias, subfamílias, gêneros e espécies, compondo uma estrutura

---

<sup>1</sup>Análise não supervisionada ocorre quando no conjunto de dados de entrada não há a informação sobre a classe associada a cada exemplo. É utilizada quando os exemplos não estão rotulados; a única informação que temos é a matriz de dissimilaridade (matriz de dissimilaridade é uma matriz de valores que expressam a diferença entre pares de objetos dentro de um conjunto de objetos; quando os objetos são idênticos a diferença entre pares é igual a zero).



hierárquica.

Fizemos uso dessa mesma ideia utilizada na biologia, de classificação hierárquica, e aplicamo-la ao nosso trabalho, de forma a tentar classificar as nossas estrelas em grupos e subgrupos com enriquecimento químico similar. A ferramenta adotada para tal classificação é a técnica de aglomeração hierárquica. Esta é uma forma de classificação de dados não supervisionada, que consiste em agrupar os objetos de acordo com suas similaridades.

O agrupamento hierárquico parte da condição inicial em que o número de grupos é idêntico ao número de objetos; no caso do nosso trabalho, o número de estrelas de uma amostra. Através do agrupamento recursivo dos dados por similaridade, com base na distância entre estes, o número de aglomerados progressivamente diminui, de forma que reste apenas um grupo que contenha todos os objetos da análise. Partindo da direção oposta, temos o agrupamento partitionado, que se inicia de um grupo que contém todos os objetos, e particiona, repetidamente, seguindo o mesmo critério de similaridade, de maneira que ao final temos o número de grupos igual ao número de objetos.

Desta forma, na aglomeração hierárquica em árvores, iniciamos com ramos individuais (folhas), onde cada uma dessas folhas é uma estrela (nosso objeto de estudo) e juntamos os ramos de acordo com a distância entre suas abundâncias (que são as propriedades analisadas) de forma a agrupá-las em classes com similaridades em abundância, até formarmos a raiz da árvore, que contém todas as estrelas.

De forma sucinta, a aplicação da técnica pode ser descrita de acordo com as seguintes etapas:

- Preparação dos dados, de maneira a deixá-los estruturados corretamente para a aplicação da técnica;
- Seleção de medidas de similaridade e determinação de uma matriz de distâncias;
- Busca da menor distância entre pares de estrelas;
- Agrupamento dos objetos e grupos mais semelhantes;
- Atualização da matriz de distâncias, de forma que esta contenha não somente os objetos individuais, mas também os novos grupos formados;

- Busca pela menor distância e agrupamento de grupo com maior similaridade para a nova configuração, até que o número de grupos seja igual a um, onde todos os objetos fazem parte de um único grupo;
- Com os agrupamentos formados de maneira hierárquica, utilizar ferramentas para interpretá-los.

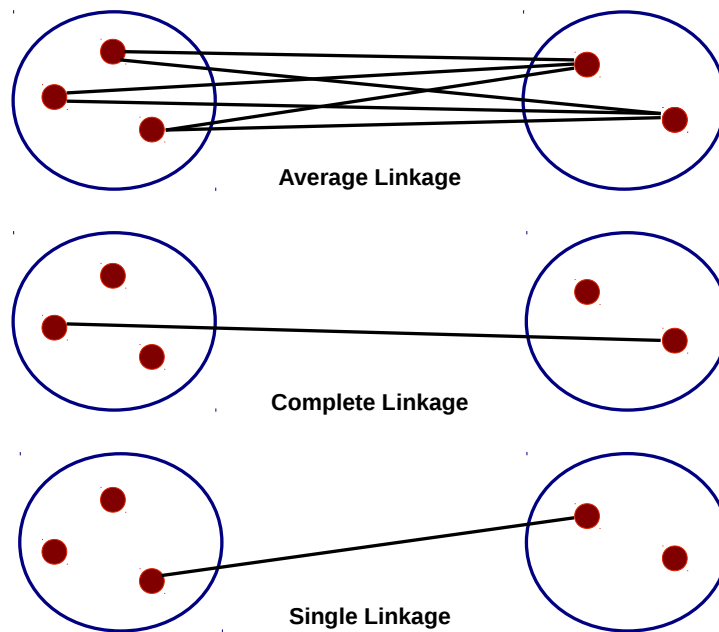
Para a aplicação da técnica, é necessário que os dados estejam em um formato adequado para a análise. É fundamental que haja completeza dos dados utilizados, de forma que objetos que não possuam alguma das propriedades medidas devem ser descartados previamente à análise. Ao preparar os dados, excluimos esses objetos, ou, em casos em que a propriedade (abundância) tinha medidas obtidas para uma pequena proporção dos dados, decidimos por excluir completamente essa propriedade, de forma a não diminuir de forma significativa o tamanho de nossa amostra.

Após a preparação dos dados, partimos para a construção da matriz de distâncias (ou matriz de dissimilaridades). A matriz é construída a partir de cálculos da medida de distâncias entre as propriedades dos objetos. A métrica utilizada neste trabalho foi a euclidiana e o método de determinação da distância entre os grupos foi o ligamento médio (*average linkage*). No *average linkage*, a distância entre dois grupos é calculada pela distância média entre os objetos do primeiro grupo e os objetos do segundo grupo, e pode ser descrita através da equação 4.1.

$$D(x, y) = \frac{1}{N_x N_y} \sum_{i=1}^{N_i} \sum_{j=1}^{N_j} d(x_i, y_j), \quad (4.1)$$

onde  $d(x, y)$  é a distância entre os objetos  $x$  e  $y$ , e  $N_x$  e  $N_y$  são o número de objetos no aglomerado  $x$  e  $y$ , respectivamente.

Outros métodos para distância são o ligamento completo (*complete linkage*), em que a distância entre dois aglomerados corresponde à maior distância entre dois objetos de aglomerados diferentes, e o ligamento singular (*single linkage*), em que a distância corresponde à menor distância entre dois objetos de aglomerados diferentes. Uma representação simplista desses métodos *single linkage*, *complete linkage* e *average linkage* para cálculo de distância está ilustrada na figura 4.1. Escolhemos o método *average linkage*, pois os outros dois métodos envolvem



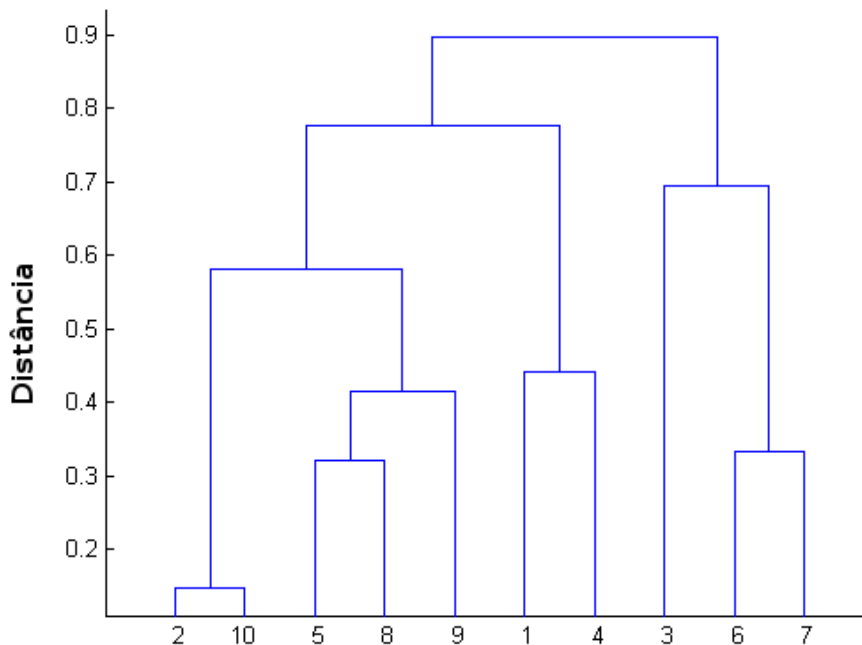
**Figura 4.1:** Métodos de medida de distância entre aglomerações. No *average linkage*, a distância entre dois grupos é calculada pela distância média entre os objetos do primeiro grupo e os objetos do segundo grupo; no *complete linkage*, a distância entre dois aglomerados corresponde à maior distância entre dois objetos de aglomerados diferentes; e no *single linkage*, a distância corresponde à menor distância entre dois objetos de aglomerados diferentes.

distâncias extremas (menores ou maiores distâncias), e por isso são mais sensíveis a valores discrepantes (outliers).

A partir das medidas de distâncias, a matriz de dissimilaridade é construída. A primeira matriz criada é de distâncias entre objetos, e não entre os grupos, uma vez que inicialmente cada objeto é um grupo. Da matriz de distâncias, a menor distância é encontrada, e o primeiro grupo formado. A matriz então é atualizada de forma a conter agora as medidas de distâncias para todos os objetos e o novo grupo. As etapas contidas nesse parágrafo são feitas repetidamente, até que todas as estrelas façam parte de um único grupo, formando então o grupo raiz.

Diante dos resultados, utilizamos dendrogramas para analisá-los e interpretá-los. O dendrograma é uma ferramenta gráfica, um tipo de estrutura em forma de árvore, que pode objetivamente ilustrar os padrões encontrados nos agrupamentos. No dendrograma, os objetos são identificados por folhas de uma árvore que se juntam progressivamente em pares, de maneira a formar ramos, galhos, troncos, até por fim formar uma única raiz. A figura 4.2 ilustra um exemplo de dendrograma para a técnica de aglomeração hierárquica.

No dendrograma da figura 4.2, ilustramos como os objetos se distribuem em relação a seus



**Figura 4.2:** Demonstração de um dendrograma para a técnica de aglomeração hierárquica para 10 objetos. O eixo das ordenadas representa a distância entre os objetos e o da abscissa tem como saída as folhas, aqui rotuladas como o identificador do objeto. Cada nível do dendrograma representa uma estrutura diferente de agrupamentos. Podemos interpretá-lo da seguinte maneira: quanto maior o valor no eixo Y (distância), maior é a dissimilaridade dos objetos pertencentes ao grupo correspondente; os objetos estão alinhados no dendrograma de acordo com os agrupamentos formados; os objetos 2 e 10 são os objetos com maior similaridades dentre todos os 10 objetos da análise, sendo assim os primeiros a se agruparem; o grupo seguinte foi formado a partir dos objetos 5 e 8, e os seguintes foram se formando de semelhante maneira.

grupos. Cada nível do dendrograma representa uma estrutura diferente de agrupamentos. Podemos interpretá-lo da seguinte maneira: quanto maior o valor no eixo Y (distância), maior é a dissimilaridade dos objetos pertencentes ao grupo correspondente; os objetos estão alinhados no dendrograma de acordo com os agrupamentos formados; os objetos 2 e 10 são os objetos com maior similaridades dentre todos os 10 objetos da análise, sendo assim os primeiros a se agruparem; o grupo seguinte foi formado a partir dos objetos 5 e 8, e os seguintes foram se formando de semelhante maneira.

Como um grupo composto por um único objeto não é interessante para a classificação, é necessário que seja feito um corte no dendrograma, de forma a determinar grupos com número significativo de estrelas. O corte deve ser feito seguindo algum critério que quantifique a relevância dos grupos obtidos. Em nosso trabalho, utilizamos um critério de corte que mais adiante será explicado.

### 4.1.1 Aplicação da metodologia

Os nossos objetos de estudos são as estrelas, e suas propriedades consideradas são as abundâncias químicas para diferentes elementos. Nossas variáveis, abundâncias, possuem intervalos de variação semelhantes, de forma que não houve necessidade de padronizar a amostra. A maioria de nossas amostras, com exceção de uma, Neves et al. (2009), não contém dados completos, o que quer dizer que possuem estrelas na amostra que não tiveram abundância medida para todos os elementos considerados no trabalho em questão. Como o algoritmo aplicado por nós não trabalha com valores faltantes, uma vez que a análise é desenvolvida pela comparação dos valores entre os objetos, manipulamos os dados, aplicando alguns cortes necessários, da maneira que achássemos mais relevante. Em alguns cortes, o objeto que tinha abundâncias incompletas foi retirado da análise; em outros, decidimos por excluir o elemento. Decidimos algumas vezes por esta solução em particular pois, em algumas amostras, determinado elemento tinha sido medido para uma proporção muito pequena de estrelas, de forma que excluí-lo tornaria a amostra maior do que se excluíssemos todos os objetos que não possuíam abundância medida para ele.

Com os dados estruturados adequadamente, em tabelas em forma de linhas e colunas, passamos à próxima etapa, que é obter a matriz de distâncias, ou matriz de dissimilaridade, que contém as distâncias entre todos os pares da amostra (distâncias em abundâncias de uma estrela para a outra). Aplicamos o algoritmo para realizar os agrupamentos, chamado de ligamento (*linkage*), através da linguagem *Python*. O método de medida de distância entre grupos escolhido por nós foi o ligamento médio (*average linkage*), como mencionado anteriormente, por ser um método menos sensível a valores discrepantes. Os agrupamentos são formados de forma recursiva, resultando em diferentes agrupamentos, de maneira crescente, em função das distâncias.

Para representar hierarquicamente esses resultados, utilizamos dendrogramas, que possuem um formato de árvore, como já mencionado e explicado anteriormente.

Considerar cada estrela como um grupo não tem valor significativo para o objetivo do nosso trabalho. Buscamos obter grupos com enriquecimento químico semelhante e, dentre esses, encontrar subgrupos que possuam abundâncias químicas peculiares para alguns elementos, se comparados ao padrão. Assim, fizemos cortes nas árvores com intuito de dividi-las em grupos

similares. O critério de corte utilizado é descrito no capítulo 5, e um modelo de árvore criado por nós pode ser observado mais adiante na figura 5.6.

## 4.2 Análise de componentes principais

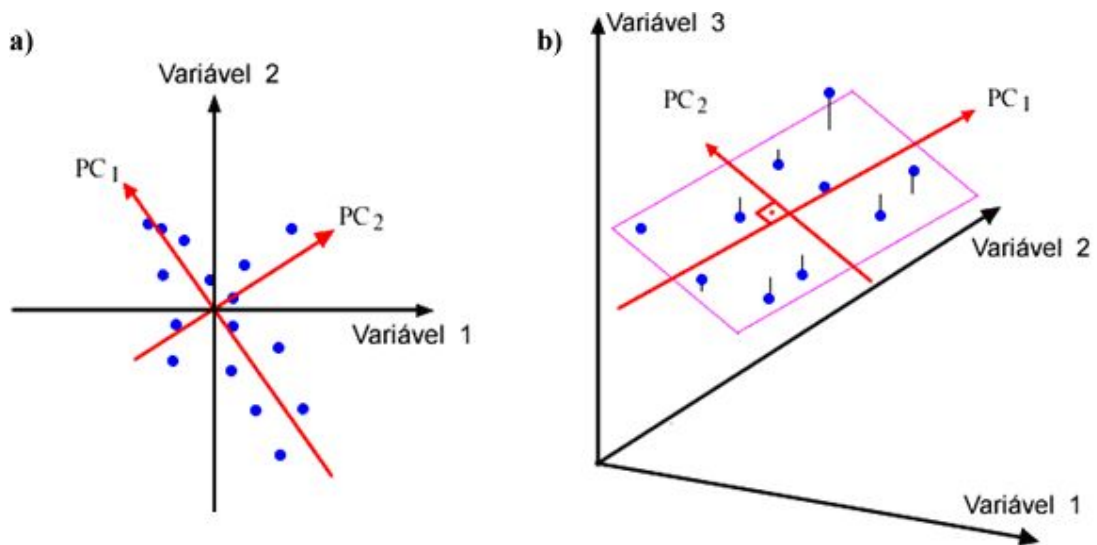
Análise de componentes principais, ou PCA, é uma técnica de interpretação e descrição de dados em um espaço de  $n$  dimensões, onde  $n$  é o número de variáveis que descrevem os dados, cujo objetivo é conseguir descrever um conjunto de dados complexos reduzindo sua dimensionalidade. Aplicações de PCA na Astronomia em estudos de análise de abundância não são incomuns, e podem ser encontrados em trabalhos como o de Ting et al. (2012) e Andrews et al. (2012).

A técnica do PCA realiza uma transformação, criando um novo subespaço cujo número de componentes é menor do que o número de variáveis, proporcionando uma percepção de quais variações em um conjunto de dados são mais significantes e de que forma estas variáveis estão correlacionadas. Assim, conseguimos extrair informações relevantes do conjunto de dados, como padrões e estruturas, facilitando a interpretação destes.

Através dessa técnica, podemos descrever um espaço de  $n$  variáveis em um espaço de dimensionalidade menor do que  $n$  (ver figura 4.3), de forma a revelar padrões interessantes, através de correlações entre suas abundâncias. A diminuição do número de dimensões encontradas, em nosso trabalho, é esperada por haver aumento simultâneo na abundância de diversos elementos em função dos processos de nucleossíntese, como visto na seção 5.4, uma vez que o nosso alvo de estudo são as abundâncias estelares.

O conjunto de variáveis da base de dados pode, a partir da técnica do PCA, ser representado por um conjunto de vetores ortogonais em um espaço- $C$  (*chemical space*, espaço químico), de forma que esses vetores ou componentes sejam capazes de explicar a variação máxima dos dados utilizando o menor número possível de componentes (Pearson, 1901).

Como já mencionado, os componentes principais devem descrever a variação máxima dos dados fazendo uso do menor número possível de componentes. Podemos medir a variância em função dos componentes principais, que nos diz quantos por cento da variação dos dados pode ser representado por cada componente. Proporcionalmente, o primeiro componente é o que tem



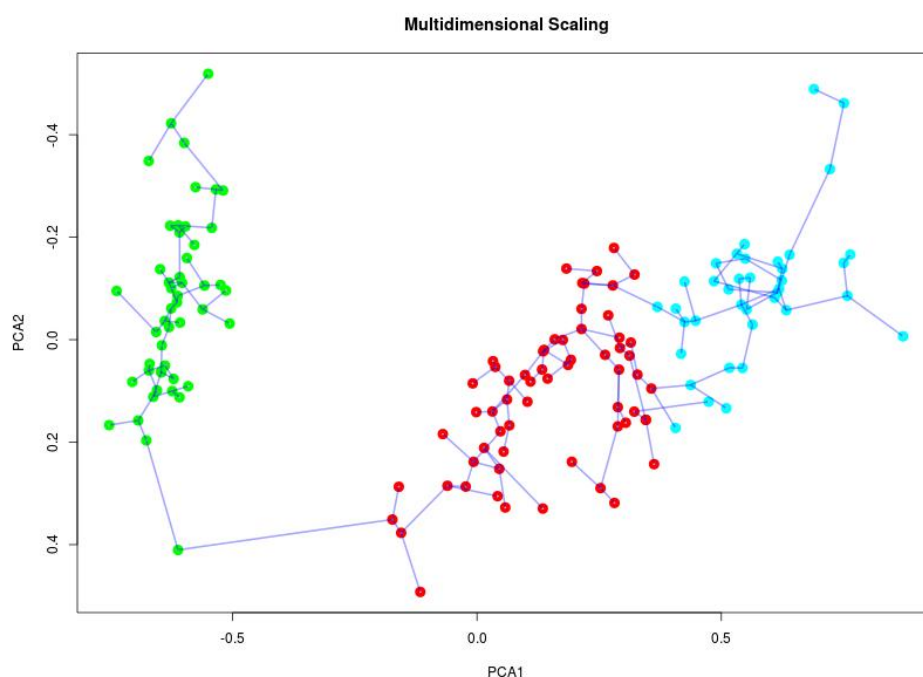
**Figura 4.3:** Representação gráfica da Análise de Componentes Principais. No painel a, um gráfico da variável 1 em função da variável 2, e uma representação do primeiro componente principal, PC1, que é o componente que corresponde à maior peso nos dados, e o segundo componente, PC2, que corresponde à segunda maior peso. O painel b mostra os dados em um espaço  $n$ -dimensional, onde  $n$  é o número de variáveis (e é igual a 3), sendo representado, através da análise do componente principal, por um subespaço de menor dimensionalidade, através de 2 componentes principais. Figura retirada de <http://fspanero.wordpress.com/>.

a maior representatividade, e ele representa a direção no espaço ao longo da qual existe maior peso dos dados. O segundo componente representa a direção da segunda maior peso, e assim por diante. Quanto mais correlacionados os dados, menor é o número de componentes necessários para descrever a variação total.

#### 4.2.1 Árvore de extensão mínima

A árvore de extensão mínima, ou *minimum spanning tree* (MST), é gerada através da união de um ponto ao seu vizinho mais próximo, continuamente interligando um nó a um ponto ainda não conectado, de forma a estruturar a menor distância possível. O termo árvore de extensão mínima refere-se a um grafo cujo conjunto de pontos são conectados com menor extensão, isto é, comprimento total mínimo, onde o comprimento de uma árvore de extensão é a soma de todos os comprimentos (ou caminhos) que conecta os pontos.

Dessa forma, um conjunto de pontos (no nosso caso, estrelas em função das componentes principais que descrevem as variáveis abundâncias) pode ser configurado como uma árvore de extensão mínima que conecta os objetos de estudo de maneira a evidenciar os agrupamentos dominantes.



**Figura 4.4:** Representação gráfica de uma árvore de extensão mínima para a amostra Iris de Fischer (1936), para separação de espécies de flores. Três espécies de flores existem nessa amostra, classificadas taxonomicamente como *Iris setosa*, *Iris virginica* e *Iris versicolor*. Círculos preenchidos representam os objetos cuja técnica de MST é aplicada e linhas são as ramificações de menor comprimento da árvore de extensão mínima. Essa é uma árvore de similaridades aplicada para componentes principais PC1 (primeiro componente principal) e PC2 (segundo componente principal).

Segundo Barrow et al. (1985), a árvore de extensão mínima é construída da seguinte maneira: um nó é escolhido arbitrariamente, e um ramo (ou aresta) de menor comprimento entre outro nó é adicionado. Isso é feito de forma contínua, até que todos os pontos estejam conectados a pelo menos um ponto, fazendo com que todos os pontos façam parte da árvore e sem que haja circuito de nós fechado (ver figura 4.4). A MST seleciona dentro de  $n(n - 1)/2$  separações distintas possíveis, um subconjunto que represente a similaridade (menor distância) entre os nós, isto é, para essa dissertação, similaridade entre as estrelas segundo as variáveis abundâncias.

Neste trabalho, os pontos são representados pelas estrelas e a separação entre elas, o ramo, é representado pela distância em abundância estelar. Uma matriz de distâncias para as abundâncias químicas entre os pares de estrelas é criada. Essa matriz é ordenada, e as estrelas interligadas, iniciando com as menores distâncias, e seguindo por ordem crescente de distância, formando as ramificações e, por fim, a árvore.

Como a MST gera uma árvore de menor comprimento, é de se esperar que essa represente então padrões de agrupamentos das estrelas dentro do espaço de abundâncias químicas.



## 4.2.2 Aplicação da metodologia

Assim como para a técnica de aglomeração hierárquica em árvores, a análise de componentes principais (PCA) não pode ser desenvolvida para uma amostra com valores faltantes. Dessa forma, os dados utilizados no PCA foram os mesmos utilizados nas árvores, previamente manipulados, como já descrito.

Aplicamos a PCA através da função *prcomp*, que faz parte do pacote *stats* da linguagem *R*. Como resultado da função temos: correlações entre variáveis e componentes principais (autovetores e autovalores); valores dos dados, para cada estrela, rotacionados para as novas coordenadas (ou componentes); variância em função dos componentes principais, entre outros não relevantes ao nosso trabalho.

Primeiramente traçamos gráficos de variância em função das componentes principais, para selecionar o número de componentes necessários em nossa análise, de maneira que estes fossem capazes de representar praticamente toda a variância no espaço  $n$ -dimensional de abundância estelar, como pode ser observado na figura 5.26.

Determinamos o menor número de componentes principais capazes de descrever o nosso espaço- $C$  e, criamos gráficos das correlações entre as variáveis e os componentes, a fim de verificar comportamentos padrões e estruturas peculiares em nossas amostras, que pode ser verificado, por exemplo, na figura 5.27.

Por fim, geramos árvores de extensão mínima para os dois primeiros principais componentes (PC1 e PC2), com o objetivo de estudar comportamentos padrões em nossas amostras, que podem ser observados como ramificações estreitas paralelas ao eixo PC1, e comportamentos peculiares, estruturas no espaço de abundâncias, que são observados como ramificações ao longo de PC2. Um modelo de árvore de extensão mínima criada por nós pode ser observado na figura 5.33.

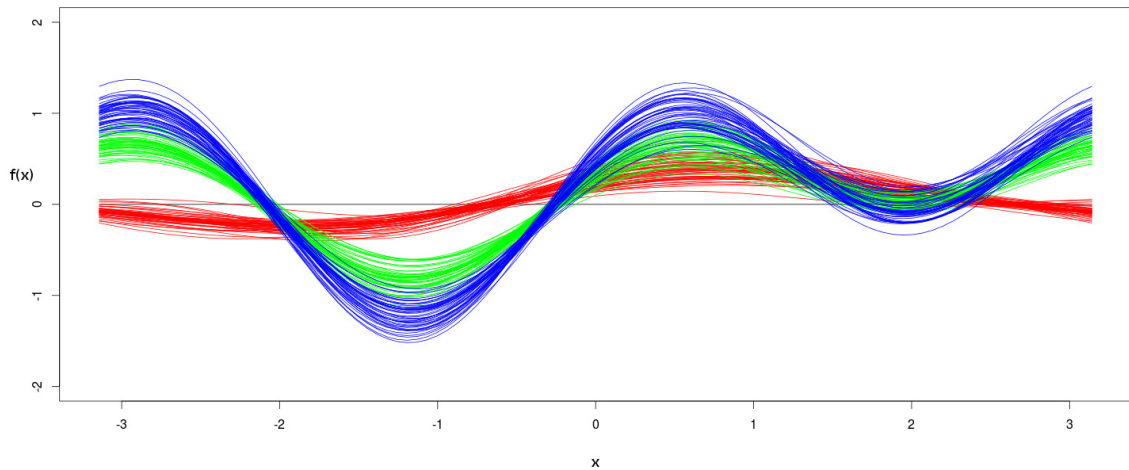
## 4.3 Curvas de Andrews

A decisão acerca de quantos grupos naturais existem numa mistura multivariacional é, muitas vezes, arbitrária, uma vez que a distribuição multivariacional que descreve a população não é

conhecida de antemão. Contudo, existem técnicas não-paramétricas para auxiliar nessa decisão. Podemos, por exemplo, usar técnicas de visualização não-paramétricas que intensifiquem a similaridade implícita entre os dados, explicitando ao mesmo tempo suas dissimilaridades. Nesta dissertação, usamos a técnica conhecida como "curvas de Andrews" (Andrews, 1972) para visualizar estruturas em dados  $n$ -dimensionais.

A curva de Andrews de um objeto  $x$  que possua  $m$  propriedades mensuráveis,  $x = \{x_1, x_2, \dots, x_m\}$ , consiste no mapeamento dessas propriedades em uma série de Fourier finita:

$$f_x(t) = \frac{x_1}{\sqrt{2}} + x_2 \sin(t) + x_3 \cos(t) + x_4 \sin(2t) + x_5 \cos(2t) + \dots \quad (4.2)$$



**Figura 4.5:** Exemplo de aplicação das curvas de Andrews para a amostra iris de Fischer (1936), para separação de espécies de flores com base em propriedades mensuráveis. Três espécies de flores existem nessa amostra, classificadas taxonomicamente como *Iris setosa*, *Iris virginica* e *Iris versicolor*. A existência desses três grupos pode ser constatada pelos três padrões de curvas de Andrews, mostradas em cores diferentes, formadas pelo mapeamento das propriedades mensuráveis dessas flores no espaço de Fourier.

Esta função é, em seguida, graficada no intervalo  $[-\pi, \pi]$ . As curvas de Andrews de cada objeto de uma amostra ajuntam-se no gráfico, revelando a existência de objetos com características similares. Isso é possível porque as propriedades de cada objeto passam a representar pesos a distintas frequências no espaço de Fourier. Diante de grupos bem definidos, as curvas de Andrews se ajuntam em padrões facilmente destacáveis, como pode ser visto na figura 4.5, correspondente à separação de 3 espécies do gênero *Iris*, presentes na conhecida amostra iris (Fischer, 1936) comumente usada em técnicas de aglomeração e classificação.

# Capítulo 5

## Resultados e Análise

Nesse capítulo, discutiremos os resultados obtidos durante todo o nosso trabalho, e realizaremos uma análise dos detalhes relevantes observados de forma regular em todas amostras.

Em nosso estudo, buscamos, além de encontrar grupos de estrelas com enriquecimento químico similar, obter, em meio a esses, subgrupos que não seguissem um histórico de enriquecimento químico padrão, onde o meio interestelar - e, portanto, as estrelas - foi particularmente superenriquecido por um determinado elemento em comparação ao enriquecimento médio sob a forma dos elementos restantes.

Analisaremos e discutiremos os fluxos de enriquecimento químico nesses grupos segundo os processos de nucleossíntese responsáveis pela variação na abundância média, indicada pelo Fe, de elemento para elemento.

Como mencionado no capítulo anterior, fizemos uso de duas metodologias distintas para obtenção dos nossos resultados, a técnica de aglomeração hierárquica e análise de componentes principais. Os dados trabalhados em cada uma das metodologias foram as abundâncias dos elementos em função do hidrogênio ( $[X/H]$ )<sup>1</sup>.

Nossas amostras foram formadas com menos estrelas do que a base de dados original, pois somente consideramos as estrelas que possuísem abundância estimada para todos os elementos amostrados. Isto é, apenas usamos amostras completas num espaço de abundâncias pré-escolhido nas metodologias adotadas em nosso trabalho. Desta forma, com exceção da amostra de Neves et al. (2009) que possui uma completeza de abundâncias, para o restante das amostras

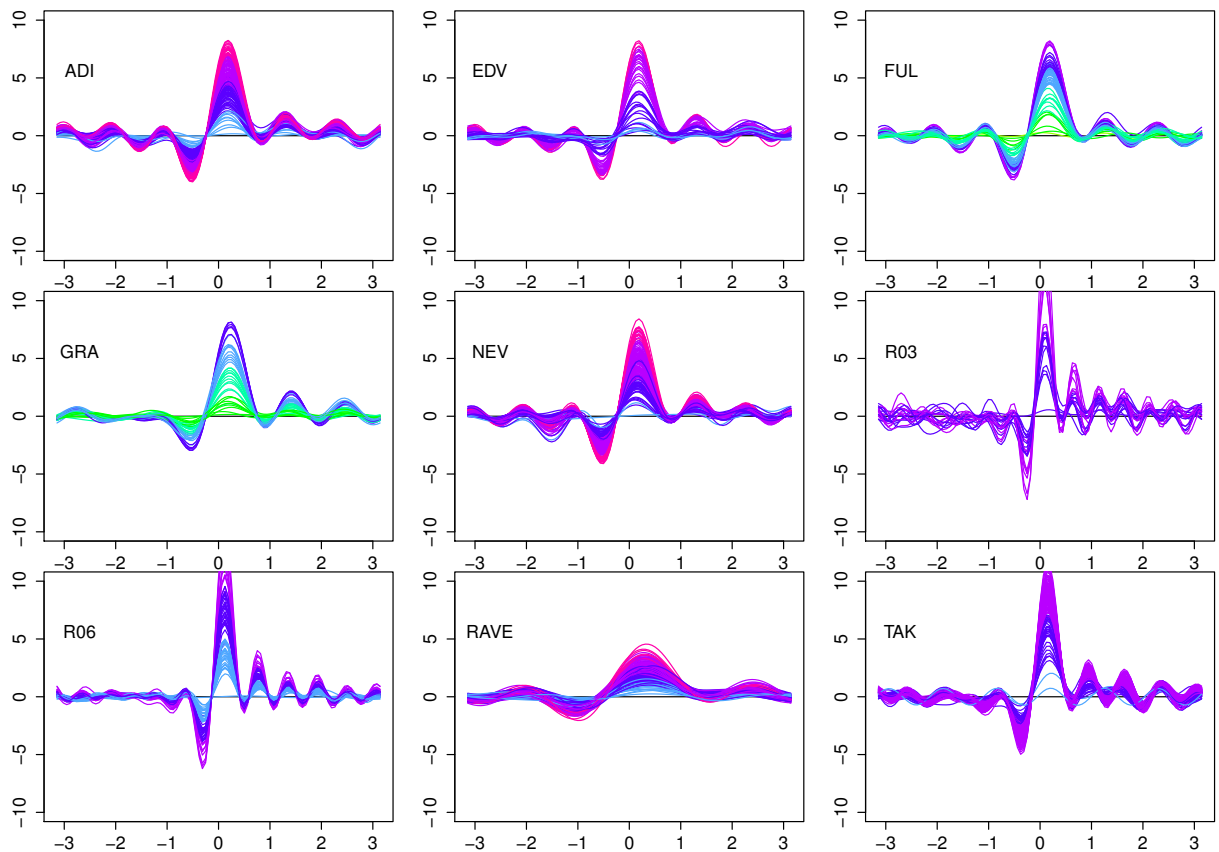
---

<sup>1</sup>Quando foi o caso, as abundâncias originais foram transformadas em  $[X/H]$  usando  $[X/Fe]=[X/H]-[Fe/H]$

fizemos algumas modificações, como a exclusão de dados de alguns elementos em particular (ver capítulo 3), para os quais foram medidas abundâncias num número reduzido de estrelas.

## 5.1 Análise exploratória das amostras

Toda análise estatística mais aprofundada costuma ser antecedida por uma análise exploratória de dados, que summarize os valores típicos da média, variâncias e covariâncias das diversas propriedades da amostra em estudo. Essa análise pode ainda ser municiada por histogramas e estimadores de densidade uni- e multivariacional. Durante essa fase da análise, as relações mais evidentes são destacadas, direcionando o modo pelo qual a investigação prosseguirá.



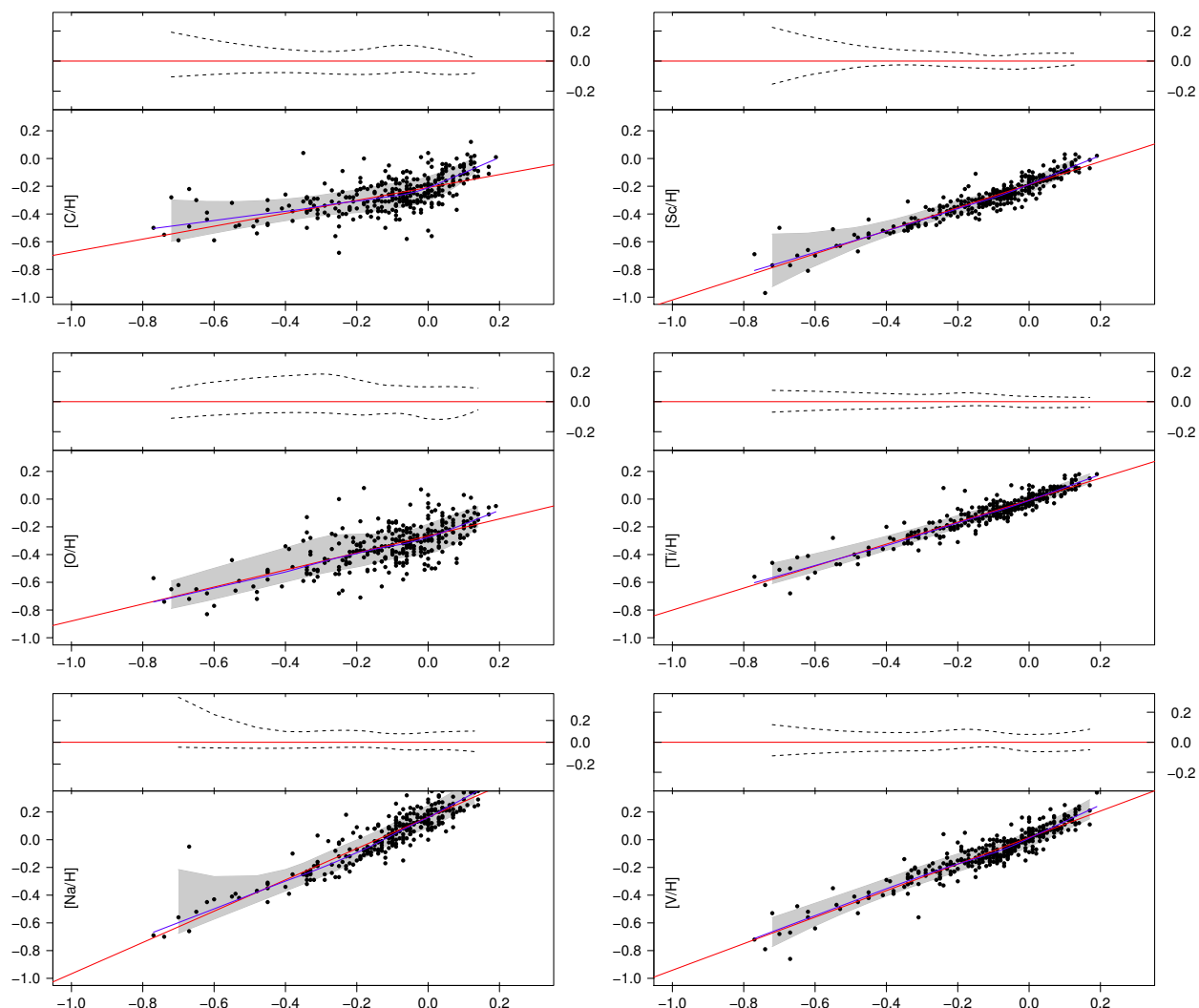
**Figura 5.1:** Curvas de Andrews de cada amostra utilizada nesta dissertação. As cores usadas em cada curva identificam estrelas que têm metalicidade em faixas de 0.4 dex, entre  $-3.0 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.6$ . Para evitar confusão visual, mostramos apenas 150 curvas, no máximo, para cada amostra. O contínuo de cores e formas similares dessas curvas indica que os principais "grupos" químicos presentes nos dados apresentam um padrão de abundâncias aproximadamente proporcional um ao outro.

Nossa base de dados é composta por 9 amostras, cada qual formada por uma centena ou mais de estrelas, das quais abundâncias foram medidas para diversos elementos químicos. Essas

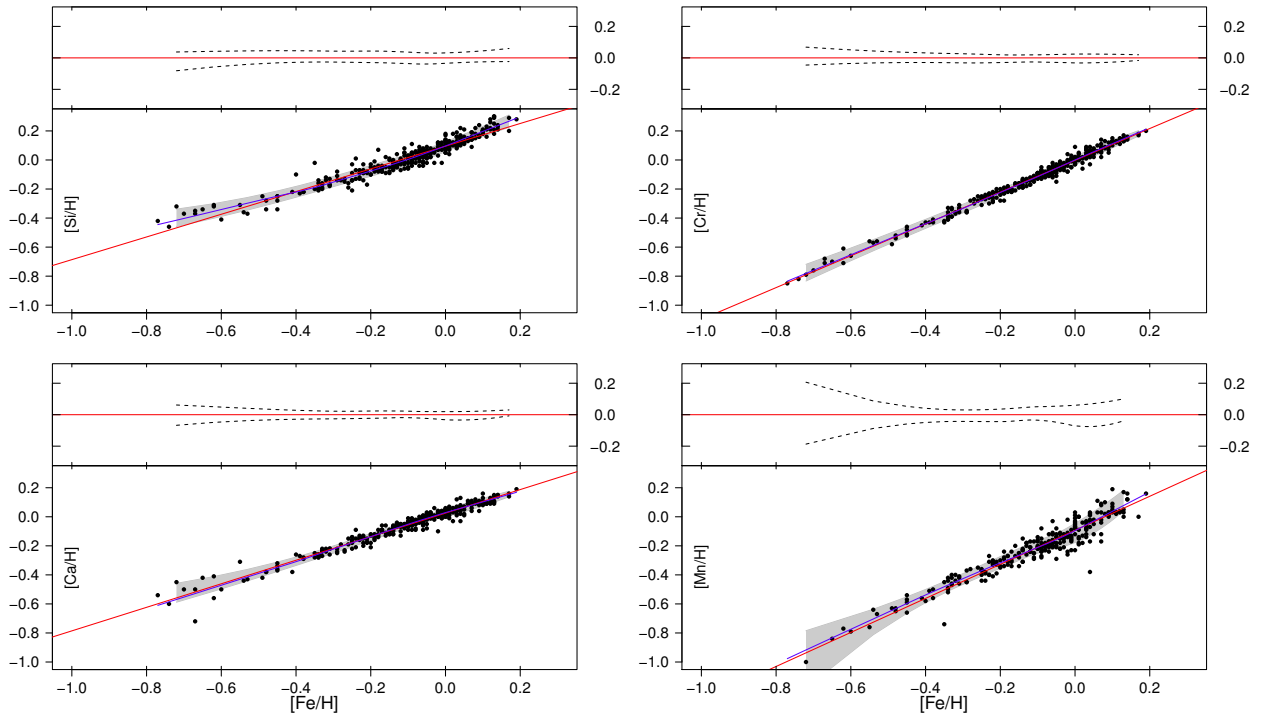
amostras não foram combinadas, de modo a não destruir sua homogeneidade interna. Assim, a análise exploratória demandou um grande tempo e gerou uma quantidade enorme de gráficos, todos relevantes e informativos, mas muitos redundantes. Seleccionamos um conjunto deles como exemplares para a discussão que se segue. Outros foram distribuídos nos apêndices, e um sem-número deles foi ainda deixado de lado em função dessa redundância informativa.

Inicialmente, verificamos quantos padrões químicos distintos devem existir em nossa amostra mediante a aplicação das curvas de Andrews (descritas na seção 4.3). As curvas de Andrews de cada amostra são apresentadas na figura 5.1. As cores usadas em cada curva meramente identificam as estrelas em faixas de valores de  $[Fe/H]$  pré-estabelecidos, com extensão de 0.4 dex, entre  $-3.0 \leq [Fe/H] \leq +0.6$ . Ainda, graficamos as curvas de Andrews apenas para 150 estrelas tomadas aleatoriamente, no caso daquelas amostras compostas por centenas de estrelas. Isso foi feito de forma a permitir uma melhor comparação das cores das curvas, evitando muita confusão visual. Compare esta figura com aquela que apresenta as espécies de *Iris* (figura 4.5). Não encontramos, entre as estrelas, grupos que povoam de forma distinta o espaço de Fourier coberto pelas curvas de Andrews, tal como no caso das espécies de *Iris*. Verificamos, ao contrário, que para quase todas as amostras há um contínuo de curvas de Andrews semelhantes, que corresponde a um contínuo de valores crescentes de  $[Fe/H]$  – note que há pouca interseção entre as curvas de cor diferente, que indicam faixas de  $[Fe/H]$  distintas. O fato de esse contínuo de curvas poder ser fortemente associado ao valor de uma única propriedade de cada amostra ( $[Fe/H]$ ) sugere que não temos grupos claramente distintos, mas sim um padrão químico preferencial nas abundâncias estelares, tal que cada estrela deve apresentar uma curva de abundâncias aproximadamente proporcional àquela caracterizada por esse padrão preferencial.

Já prevíamos a existência desse padrão preferencial quando discutimos o povoamento do espaço  $n$ -dimensional segundo as equações de evolução química (seção 2.3). Vemos que ele está presente em todas as amostras, sendo um mero efeito do processo de enriquecimento galáctico: o meio interestelar é enriquecido pelas ejeções estelares e (possivelmente) bem misturado antes que novas estrelas se formem, de modo que o aumento em  $[Fe/H]$  é acompanhado por aumento similar noutras abundâncias. Há, contudo, um pequeno grau de interseção nas curvas de Andrews, notadamente no caso das amostras de Neves et al. (2009) e Reddy et al. (2003). Essa



**Figura 5.2:** Abundâncias de diversos elementos em função da abundância de Fe, para dados da amostra de Takeda et al. (2008). Cada comparação entre um elemento e o ferro é representada por um painel duplo. O painel mais baixo mostra a distribuição dos dados no plano  $[X/H] \times [Fe/H]$ . A linha sólida vermelha representa uma regressão linear de  $[X/H]$  em  $[Fe/H]$ , encontrada pelo método dos mínimos quadrados. A linha azul corresponde a uma regressão localmente ponderada, segundo o método conhecido classicamente por LOESS (Cleveland, 1979), enquanto a banda cinza marca a extensão interquartis 25% – 75% localmente ponderada, que tomamos como um estimador de um intervalo de confiança para a regressão local via LOESS. Esse intervalo de confiança, bem como as duas curvas de regressão, são usadas para auxiliar a avaliação sobre a linearidade da relação empírica entre  $[X/H]$  e  $[Fe/H]$ . O painel menor no topo do gráfico para cada elemento mostra como a dispersão em  $[X/H]$  varia (linhas tracejadas pretas) ao longo da mediana local (em vermelho) da distribuição condicional de  $[X/H]$  dado  $[Fe/H]$ . A dispersão desses painéis menores superiores é também representada pela extensão interquartis usada como banda cinzenta nos painéis inferiores.



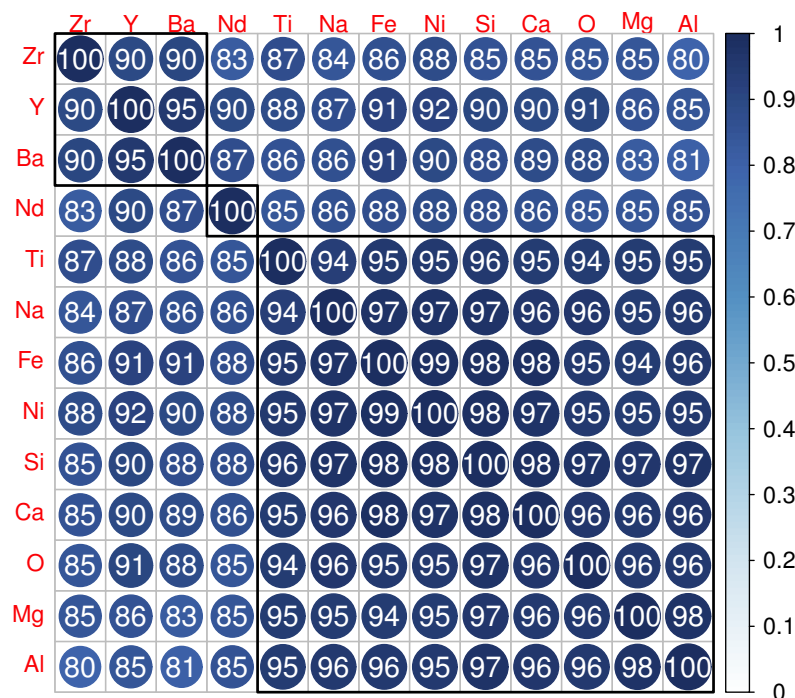
**Figura 5.3:** Continuação da figura 5.2

interseção implica em estrelas que têm  $[\text{Fe}/\text{H}]$  similar, mas diferentes proporções em alguns dos demais elementos. É em busca desses grupos de química peculiar que estamos.

A figura 5.2, para dados de Takeda et al. (2008), exemplifica gráficos similares que encontramos em todas as demais amostras: as projeções do espaço de abundância num subespaço particular  $X_i \times X_j$  apontam para uma alta correlação entre  $X_i$  e  $X_j$ , a ponto de permitir que o conhecimento de uma abundância  $X_i$  possa ser usado como informação para a previsão da abundância  $X_j$  numa mesma estrela (ao menos para a faixa de valores que consideramos nesse trabalho,  $[\text{Fe}/\text{H}] > -3.0$ ). Isso é outra consequência do fluxo de enriquecimento químico.

Diante da existência de um aumento aproximadamente proporcional nas abundâncias das diversas espécies químicas, investigamos a matriz de correlação de cada amostra para verificar quais elementos poderiam ser usados como preditores da abundância de outros. A matriz de correlação da amostra de Edvardsson et al. (1993) é sumarizada na figura 5.4. Representamos o grau de correlação entre cada elemento dessa amostra por níveis de cor, cuja escala pode ser vista à direita da figura. O número ao centro corresponde a  $100r_{X_i, X_j}$ , isto é, o coeficiente de correlação entre  $X_i$  e  $X_j$  multiplicado por 100. As colunas (e, por conseguinte, as linhas) da matriz são reordenadas pelo método de aglomeração hierárquica, de maneira que colunas

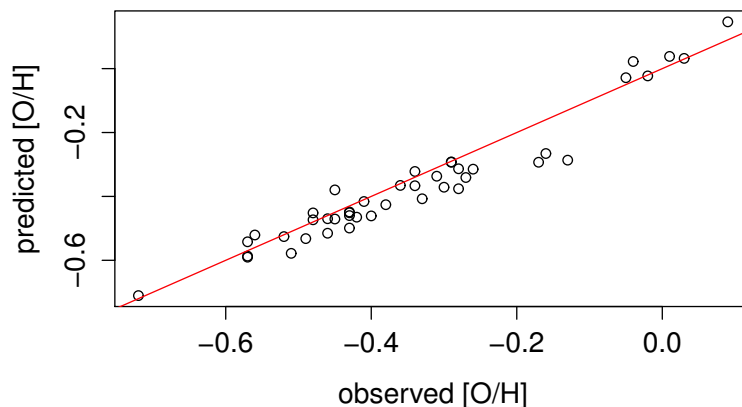
adjacentes representam aqueles elementos de maior comportamento assemelhado (um método análogo ao que usaremos adiante, para agrupar estrelas que apresentam química similar). Este mesmo método de aglomeração hierárquica permite a identificação de grupos de elementos similares (em termos de enriquecimento). Marcamos de forma arbitrária os grupos mais relevantes nessa matriz de correlação, delineando-os pelo retângulo preto.



**Figura 5.4:** Matriz de correlação para os dados da amostra de Edvardsson et al. (1993), representada por um mapa de níveis de cor anotados. Cada coluna e linha representa um determinado elemento químico, cujas correlações são representadas nas células em que se cruzam linha e coluna respectivas. O grau de correlação entre cada elemento da amostra é sumarizado por níveis de cor, cuja escala pode ser vista à direita da figura. O número ao centro corresponde ao coeficiente de correlação multiplicado por 100. As colunas da matriz são reordenadas pelo método de aglomeração hierárquica, de forma que colunas adjacentes representam aqueles elementos de maior comportamento assemelhado. Os grupos mais relevantes dessa matriz de correlação foram delineados por retângulos pretos.

Vemos que os elementos da amostra de Edvardsson et al. (1993) têm abundâncias fortemente correlacionadas: o menor coeficiente de correlação encontrado foi  $r_{Al,Zr} \approx 0.80$  – refletindo o fato de que estes elementos são formados por processos nucleossintéticos muito diferentes. Todos os elementos desta amostra têm correlação positiva: o aumento na abundância de  $X_i$  é acompanhado pelo aumento na abundância de  $X_j$ , mesmo que este último não dependa nucleossinteticamente do primeiro. Notamos ainda agrupamentos significativos no comportamento dos elementos. Há dois grandes grupos de elementos na amostra de Edvardsson et al. (1993):





**Figura 5.5:** Comparação entre as abundâncias de O para 43 estrelas observadas por Edvardsson et al. (1993) e a abundância média de O predita a partir da abundância conhecida de oito outros elementos químicos (Fe, Ti, Na, Ni, Si, Ca, Mg, Al). A curva em vermelho mostra a relação de igualdade 1:1. A discrepância média entre as abundâncias preditas e observadas foi de  $0.02 \pm 0.05$  ( $1\sigma$ ). A precisão dessa previsão é uma consequência do fluxo de enriquecimento químico, discutido em diversas partes dessa dissertação.

aquele formado por (Zr, Y, Ba, Nd) e o formado pelos demais elementos. Podemos rotular os dois grupos, grosso modo, de elementos secundários e primários<sup>2</sup>, respectivamente, seguindo a nomenclatura clássica da evolução química. Dentre os secundários, o Nd destaca-se um tanto, formando um subgrupo à parte. Esses grupos destacam-se por forte correlação interna (entre seus membros) e menor, mas ainda alta, correlação com os elementos do outro grupo. É tentador considerar que a excepcionalidade do Nd entre os elementos do primeiro grupo seja um reflexo de sua origem nucleossintética mista: segundo Burris et al. (2000), 53% do Nd solar proveio do processo r, e o restante, do processo s, que responde por 72% do Y, 81% do Zr e 85% do Ba solar. Mas um estudo detalhado sobre esses agrupamentos entre elementos foge ligeiramente do escopo de nossa dissertação, de modo que apenas apontamos para as correlações encontradas, e não para as possíveis explicações.

A correlação interna entre os elementos primários e secundários é muito alta, na amostra de Edvardsson et al. (1993). Entre os elementos primários, a menor correlação encontrada foi 0.94. Isso implica que podemos usar a abundância de qualquer um desses elementos como previsor da abundância dos demais elementos do mesmo agrupamento, na faixa de abundâncias

<sup>2</sup>Elemento primário é um elemento de síntese primária, cuja espécie é produzida a partir de H e He inicialmente presente na estrela, e a produção é relativamente independente da metalicidade. Já o elemento secundário é um elemento de síntese secundária, pois requer uma composição química primordial da estrela com presença de elementos pesados, de forma que a produção é dependente da metalicidade.

estudada por Edvardsson et al. (1993). Na prática, se considerarmos apenas a abundância do [Fe/H] como previsor (ou "indicador" de metalicidade), isso equivale a adotar uma razão de abundância [X/Fe] pré-estabelecida, quando não temos informação direta sobre [X/H]<sup>3</sup>. Podemos aperfeiçoar essa previsão sobre [X/H] se considerarmos sua previsão com base não apenas no valor de [Fe/H] da estrela, mas também na média da previsão com base no valor de todos os demais elementos que tenham o mesmo comportamento de enriquecimento.

Exemplificamos essa propriedade do espaço de abundâncias mediante previsões para a abundância de [O/H] para estrelas da amostra de Edvardsson et al. (1993). Selecionamos, dentre as estrelas dessa amostra, todas as que tinham [O/H] medido. Esta subamostra foi dividida em duas: a primeira metade foi usada para construir uma calibração de [O/H] com base nas demais abundâncias de Fe, Ti, Na, Ni, Si, Ca, Mg e Al – os elementos que se agrupam juntamente com o O na figura 5.4 – enquanto a segunda metade foi usada para validação da calibração, isto é, suas abundâncias de [O/H] foram comparadas aos valores previstos pelo uso das abundâncias nos elementos acima citados, com base nas calibrações definidas, de forma independente, para a primeira metade da subamostra. A comparação entre os valores observados para [O/H] na subamostra de validação com os valores preditos para essa abundância pode ser vista na figura 5.5. A linha vermelha indica a reta  $x = y$ . A dispersão dos valores previstos em torno dessa reta é  $\sim 0.05$  dex ( $1\sigma$ ) com desvio médio de 0.02 dex, o que indica que a abundância de [O/H] pôde ser prevista com precisão razoável, similar à que seria obtida pelo uso de espectros de alta resolução.

Uma vez que o propósito principal dessa dissertação é a classificação hierárquica dos padrões de abundância em estrelas, deixamos de lado as implicações maiores dessas relações empíricas entre as abundâncias elementais, as quais foram aqui rapidamente exploradas tão somente porque, no decurso da análise, sentimos necessidade de compreender melhor o conceito de fluxo de enriquecimento químico e o povoamento do espaço de abundâncias.

No apêndice B, apresentamos as matrizes de correlações para as demais amostras consideradas nesse trabalho. Conclusões similares às tiradas acima aplicam-se à consideração dessas

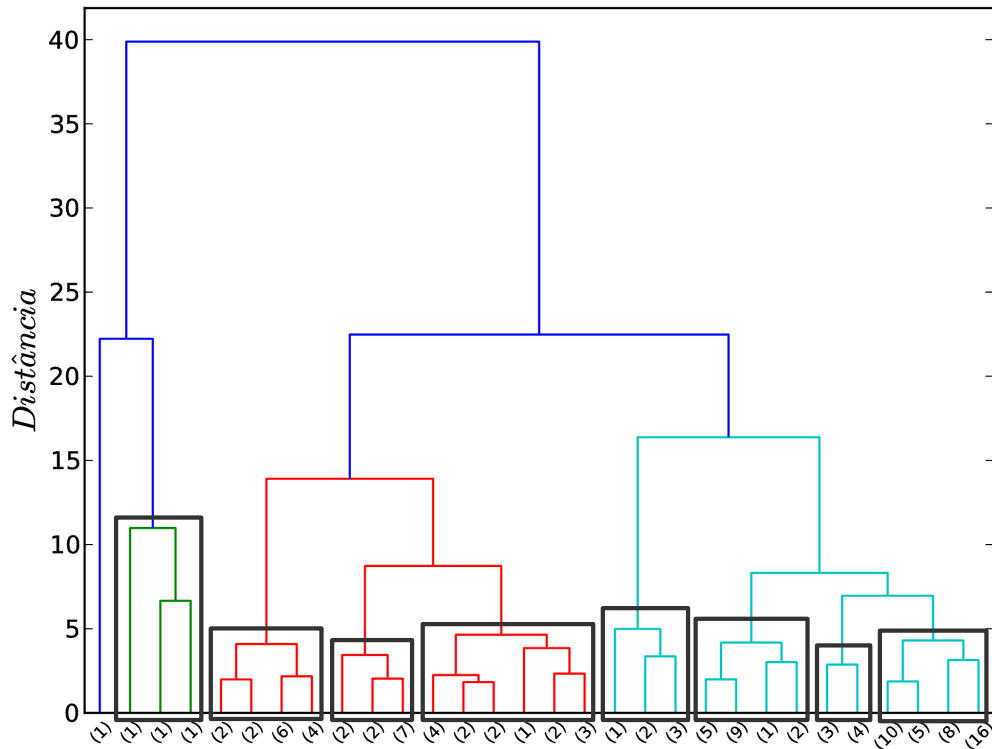
---

<sup>3</sup>Por exemplo, Pagel (1989) usa uma razão paramétrica [O/Fe] para inferir a abundância de [O/H] de diversas estrelas, à época desconhecida, com vistas a usar um indicador de metalicidade mais adequado à comparação com as equações de evolução química sob a aproximação de reciclagem instantânea

demais matrizes de correlações, embora algumas peculiaridades possam ser destacadas:

1. Primeiramente, cada amostra cobre o espaço de abundância numa faixa particular de valores para  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , de modo que elementos que possam ter comportamento bem similar numa amostra podem não se comportar de forma análoga noutra. Al e Mg são fortemente correlacionados nos dados de Edvardsson et al. (1993), mas a correlação é bem menor nos dados RAVE (Boeche et al., 2011,  $r_{\text{Al,Mg}} = 0.68$ ).
2. Os agrupamentos entre elementos seguem aproximadamente as divisões clássicas de sítios de formação: em quase todas as amostras em que há elementos secundários misturados a primários, essa divisão acaba refletida nos agrupamentos hierárquicos (com exceção dos dados de Reddy et al. (2006); ver figura B.1). Em alguns casos, há dois subgrupos de elementos secundários, um dos quais contém Y e Sr, e o outro Nd e Ce (ou outro elemento de processo s mais pesado). Ainda, na maior parte das vezes, os elementos do "pico do Fe" encontram-se listados no mesmo grupo hierárquico em que se encontra o Fe.
3. Os chamados elementos  $\alpha$  (Mg, Ca, Si, Ti, entre os mais frequentes nos levantamentos de abundância) não necessariamente seguem o mesmo comportamento nas diferentes amostras. Por exemplo, Si e Mg formam um grupo coeso na amostra de Neves et al. (2009), mas encontram-se em grupos separados na amostra de Gratton et al. (2003a).
4. Embora estejam presentes em poucas amostras, C e O seguem em geral um comportamento próprio, apresentando menor correlação com outros elementos.
5. Sc e V são elementos de alguma forma peculiares em várias amostras. Quando não têm ambos um comportamento bem diferente dos demais elementos, ao menos um deles parece ter.
6. K e N encontram-se apenas na amostra de Reddy et al. (2003; ver figura B.1), mas apresentam uma intrigante anticorrelação, que vai de encontro à toda a discussão acerca do fluxo de enriquecimento químico e do povoamento restritivo no espaço de abundância. Sendo real, essa anticorrelação poderia servir como um eixo de diferenciação de grupos no espaço  $n$ -dimensional, uma vez que forçaria localmente (i.e., no subespaço  $[\text{N}/\text{H}] \times$

[K/H]) as estrelas a posicionarem-se preferencialmente fora do fluxo de enriquecimento. Todavia, são poucas as estrelas que têm tanto K quanto N medidos em Reddy et al. (2003), de modo que, no momento, não temos como avaliar se essa anticorrelação é real ou fruto de erros observacionais em uma ou ambas as abundâncias: o intervalo de confiança de 95% para  $r_{N,K}$  dessa amostra é  $[-0.38, 0.25]$ , que tanto pode contemplar uma mediana anticorrelação, uma fraca correlação, ou correlação alguma. É preciso mais dados para testar a hipótese de que a anticorrelação entre K e N seja real.



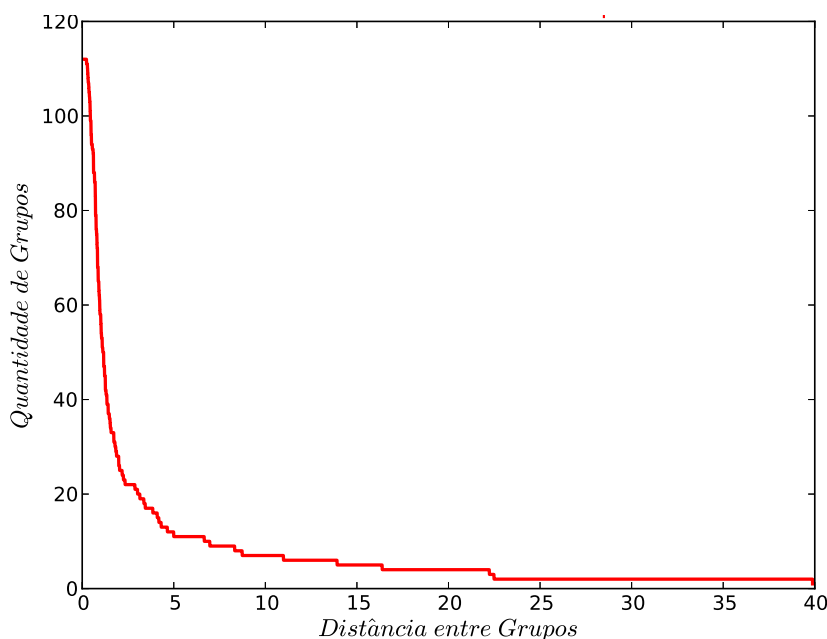
**Figura 5.6:** Árvore de aglomeração hierárquica para Fulbright (2000). Existem 3 grupos de acordo com o critério de corte. Os retângulos em cinza escuro delimitam os subgrupos. No eixo das ordenadas, relacionamos a distância entre o objeto e o centro de cada grupo, e o eixo das abscissas tem como saída as ramificações dos grupos com o número de objetos entre parênteses.

## 5.2 Classificação por árvores

A técnica da aglomeração hierárquica em árvores foi aplicada a cada uma das amostras. Conforme foi descrito, os objetos de estudo (as estrelas) são agrupados de acordo com carac-

terísticas (as abundâncias) semelhantes entre si. Esses agrupamentos podem ser apresentados, para maior compreensão visual, num gráfico conhecido por dendrograma. Nele, o eixo das ordenadas denota a distância entre o objeto e o centro de cada grupo, e o eixo das abscissas tem como saída os objetos (estrelas). A distância é medida na unidade dos dados, no caso, dex.

Para efetuar o corte do dendrograma em grupos utilizamos um critério, em que o corte é realizado onde o número de grupos mantém-se constante durante um maior intervalo de distância. Nossos dendrogramas foram coloridos de forma a diferenciar cada um dos grupos.



**Figura 5.7:** Curva número de grupos em função da distância utilizada como critério de corte (baseado em Placco, 2007) da árvore para Fulbright (2000). O número de grupos dissimilares, encontrados para essa amostra, com base no critério de corte, é 3.

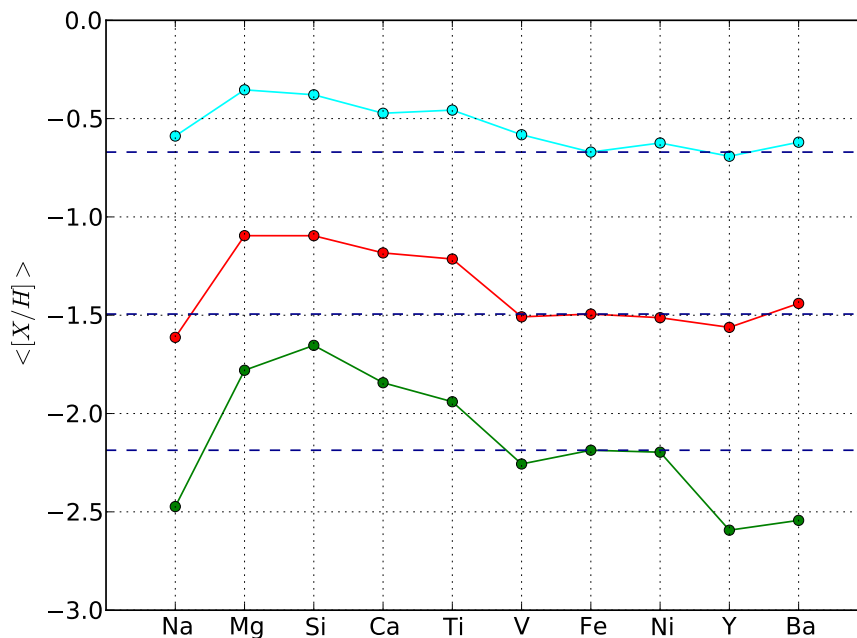
Denominamos os agrupamentos resultantes doravante de grupos, e classificamo-los de acordo com sua abundância média, como ricos em metais, pobres ou com abundância intermediária. Os termos rico, pobre e intermediário são usados no sentido relativo entre grupos, já que a cobertura de metalicidade de cada amostra difere. Como o objetivo principal desse trabalho é encontrar grupos quimicamente peculiares e extremos, com enriquecimento de determinados elementos que não sigam o padrão médio de evolução química dos outros, dividimos os grupos ainda em subgrupos, e analisamos o comportamento da abundância média de cada um destes. Os subgrupos foram selecionados de forma direta, separando ramos da árvore com um número razoável de estrelas.

Após a divisão em subgrupos, alguns destes foram desconsiderados em nossa análise pelo número muito pequeno de estrelas comparadas ao total. Para o restante dos subgrupos foram traçados gráficos de abundâncias médias para os elementos.

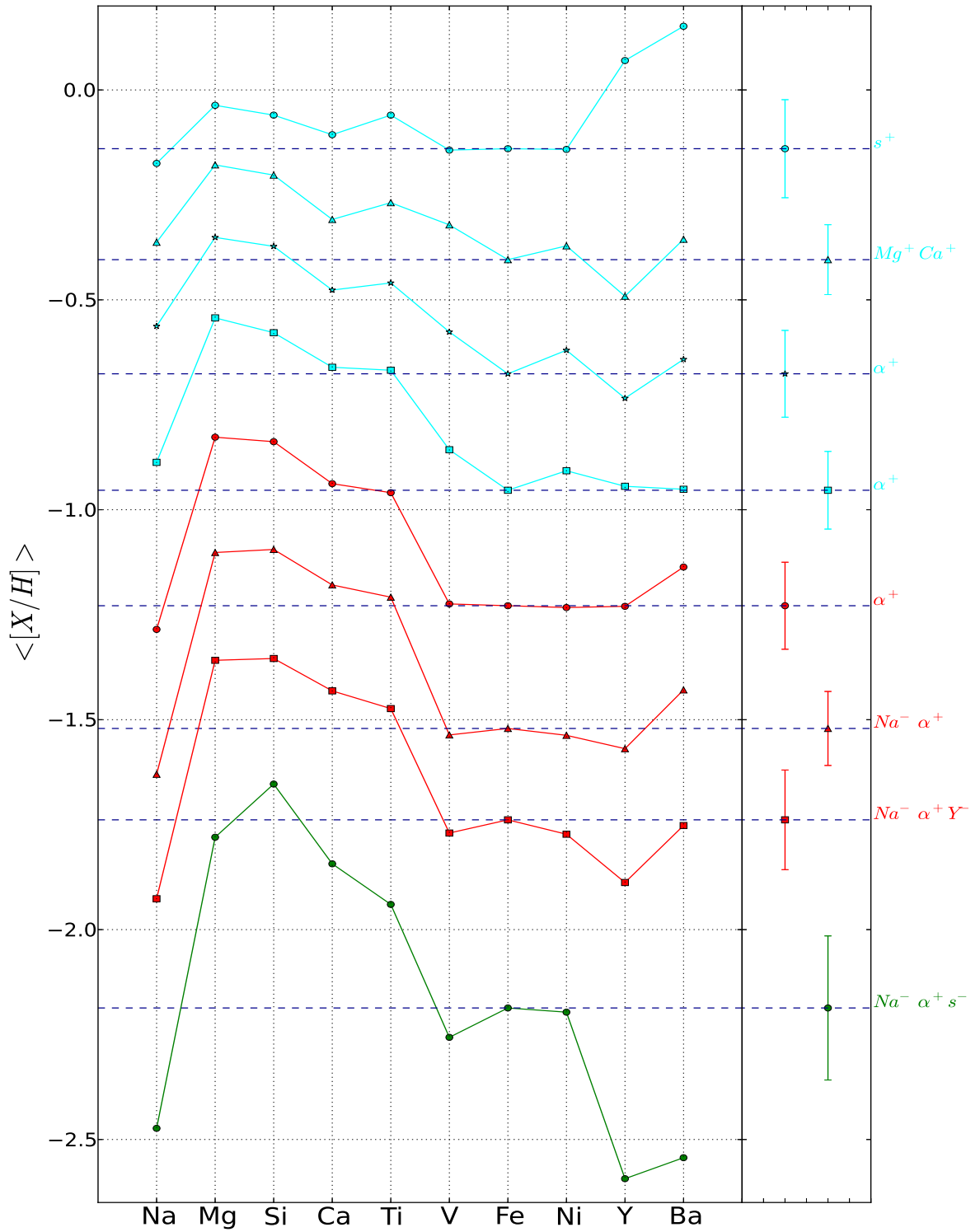
Aplicamos uma outra metodologia, a análise de componentes principais (PCA), de forma a dar suporte aos resultados obtidos com a técnica de aglomeração hierárquica em árvores.

### 5.3 O fluxo de enriquecimento químico

Podemos utilizar a metalicidade das estrelas como uma medida do tempo, de forma que estrelas com menor abundância de metais devem ser mais velhas já que se originaram de nuvens de gás menos enriquecidas, que supostamente não tiveram tempo de ter seu material substancialmente poluído por explosões de supernovas ou perda de massa por vento estelar. Observamos, no histórico de evolução química do meio interestelar, um enriquecimento ao longo do tempo, em que os elementos tiveram suas abundâncias aumentadas num ritmo quase constante.

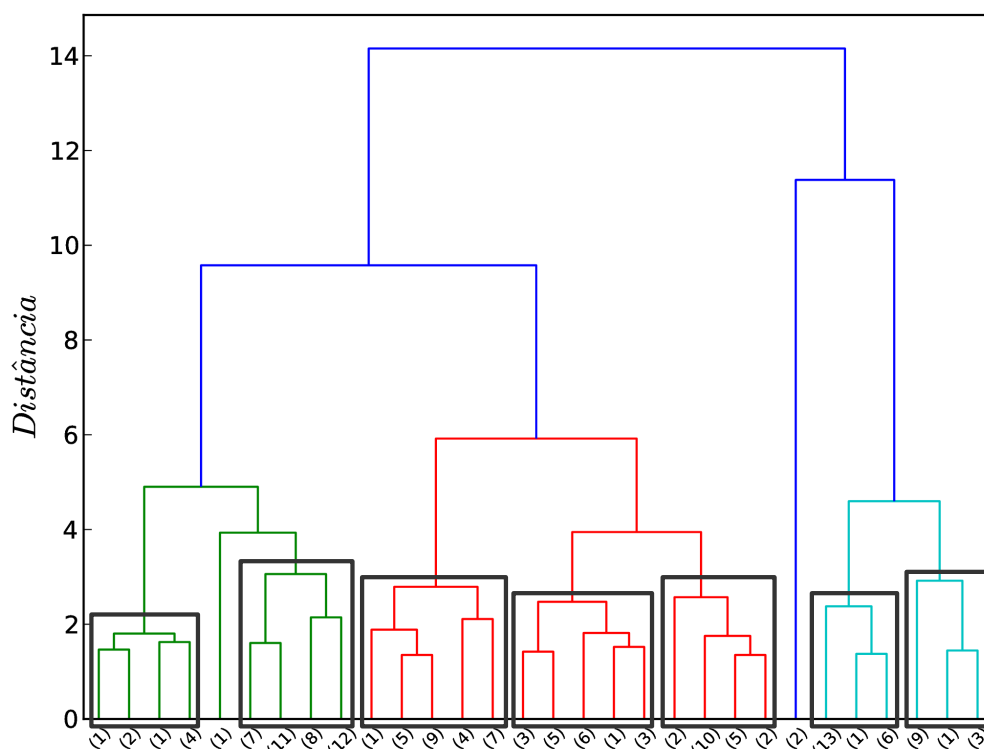


**Figura 5.8:** Curva de abundância média para os grupos determinados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Fulbright (2000). De acordo com o gráfico, temos 3 grupos: um grupo rico em metais (ciano), um grupo pobre em metais (verde) e um grupo intermediário (vermelho). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada grupo.



**Figura 5.9:** Curva de abundância média para os 8 subgrupos selecionados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Fulbright (2000). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada subgrupo. Ao lado direito do gráfico encontram-se barras de dispersão média para cada um dos subgrupos e uma identificação de acordo com os elementos que têm maior ou menor valor de abundância nestes se comparado ao valor médio do ferro.

Há de se esperar observar, além do comportamento padrão onde os elementos são enriquecidos ao longo do tempo de um grupo para o outro, variações na taxa de enriquecimento dentro de um mesmo grupo, cuja abundância média relativa ao ferro varie de elemento para elemento, e são decorrentes dos diferentes processos de nucleossíntese. Podemos visualizar esse comportamento descrito através da figura 5.9, que é um gráfico de abundância média para os subgrupos obtidos a partir da árvore de aglomeração hierárquica (ver figura 5.6) para a amostra de Fulbright (2000).



**Figura 5.10:** Árvore de aglomeração hierárquica para Edvardsson et al. (1993). Existem 3 grupos de acordo com o critério de corte. Os retângulos em cinza escuro delimitam os subgrupos. No eixo das ordenadas, relacionamos a distância entre o objeto e o centro de cada grupo, e o eixo das abscissas tem como saída as ramificações dos grupos com o número de objetos entre parênteses.

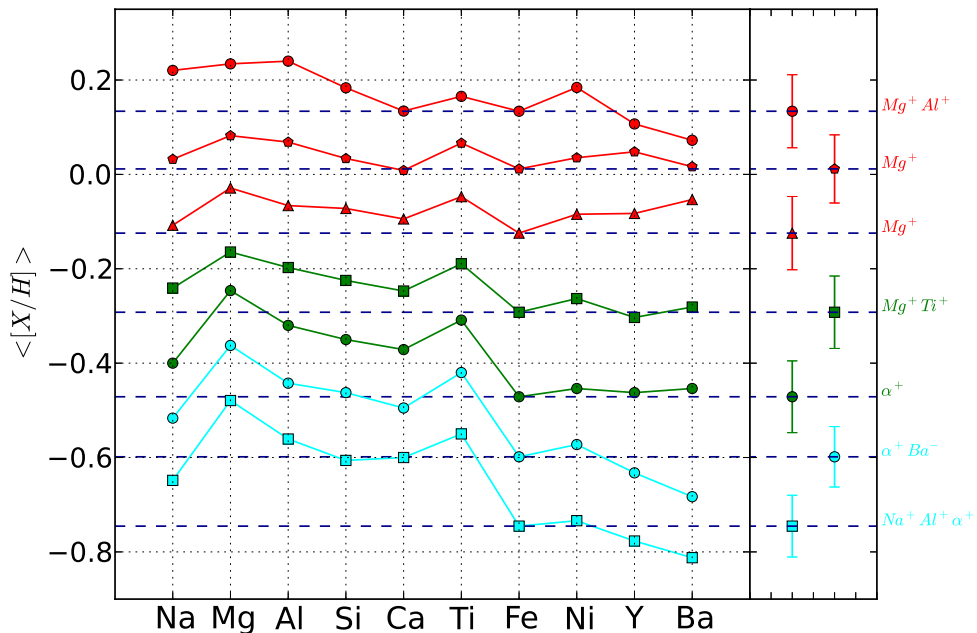
Aplicando a técnica de aglomeração hierárquica obtivemos uma árvore com grupos quimicamente distintos, que foram selecionados de acordo com o critério de corte (ver figura 5.7).

Como pode ser observado, a árvore possui 3 grupos, coloridos de verde, vermelho e azul, de acordo com as suas abundâncias médias distintas. Os grupos foram classificados segundo sua abundância média (ver figura 5.8) para todas as amostras. Gráficos de abundância média de



grupos para as amostras restantes encontram-se no apêndice C.

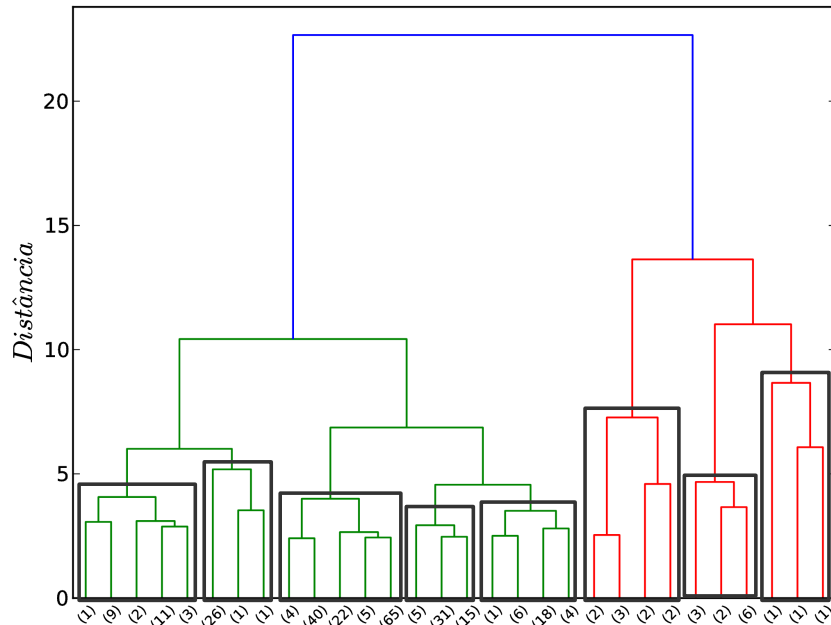
O gráfico 5.8 mostra que a divisão das estrelas em grupos hierárquicos deu origem a 3 grandes grupos com abundâncias que podem ser classificadas, grosseiramente, de pobres, intermediárias e ricas. Essa constatação seria, em si, irrelevante não fosse o fato de que os padrões químicos dos grupos são muito similares em linhas gerais. Não são grupos químicos completamente diferentes, mas assemelhados, no sentido que o que os segrega é um aumento aproximadamente proporcional nas abundâncias de todos os elementos envolvidos. Em suma, a taxa de enriquecimento médio do meio interestelar é aproximadamente constante para todos os elementos.



**Figura 5.11:** Curva de abundância média para os 7 subgrupos selecionados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Edvardsson et al. (1993). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada subgrupo. Ao lado direito do gráfico encontram-se barras de dispersão média para cada um dos subgrupos e uma identificação de acordo com os elementos que têm maior ou menor valor de abundância nestes se comparado ao valor médio do ferro.

O fluxo de enriquecimento observado através da figura 5.8 tem comportamento análogo à diagonal (ou eixo principal) de um espaço multivariacional de abundâncias, ao longo da qual a maioria das estrelas deve se distribuir. Mais à frente, esse comportamento será mostrado através da análise do componente principal. Devido à peculiaridade deste espaço, todos os métodos aglomerativos não de apontar inicialmente grupos classificáveis meramente como pobre, rico e intermediário. Grupos quimicamente distintos destes eventualmente se evidenciarão como

subgrupos desse fluxo, como na figura 5.9.

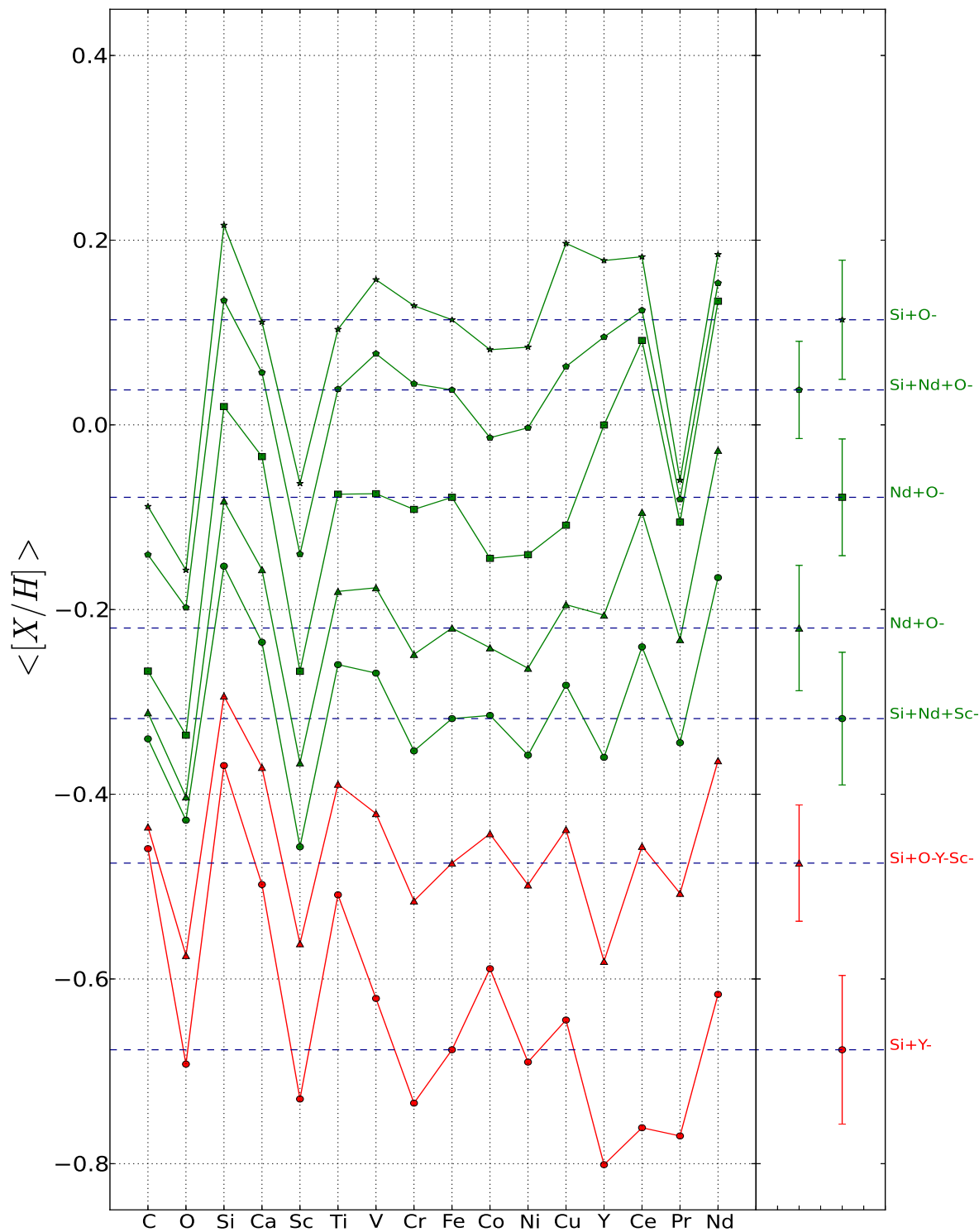


**Figura 5.12:** Árvore de aglomeração hierárquica para Takeda et al. (2008). Existem 2 grupos de acordo com o critério de corte. Os retângulos em cinza escuro delimitam os subgrupos. No eixo das ordenadas, relacionamos a distância entre o objeto e o centro de cada grupo, e o eixo das abscissas tem como saída as ramificações dos grupos com o número de objetos entre parênteses.

O enriquecimento químico observado entre os 8 subgrupos dessa amostra segue um padrão, demonstrando que os elementos que constituem essa amostra foram enriquecidos de maneira proporcional durante o histórico químico evolutivo.

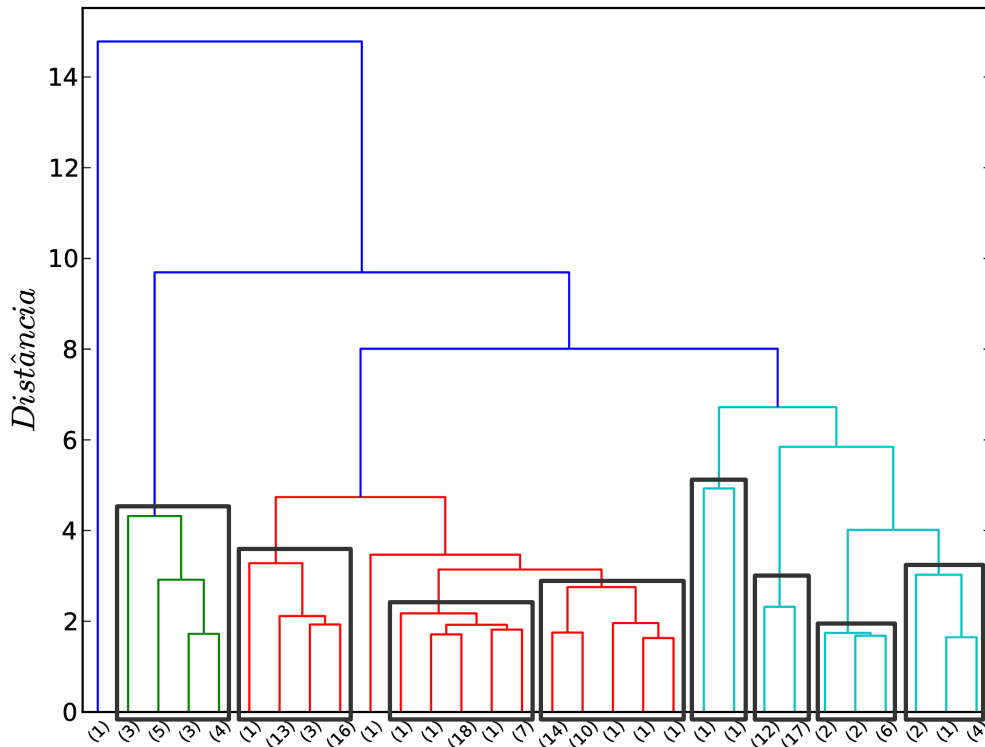
Ainda na figura 5.9 podemos observar o efeito do enriquecimento por diferentes processos de nucleossíntese. Notamos um enriquecimento significativo e tardio dos elementos Ba e Y em relação aos outros elementos, o que é de se esperar, pois são elementos produzidos principalmente por processo s, que ocorre em estrelas na fase AGB (estrelas de massa pequena e intermediária). Tal comportamento também é observado para a abundância média dos subgrupos (figura 5.11) formados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Edvardsson et al. (1993; ver figura 5.10). Nesse caso o crescimento do enriquecimento por processo s aparece de forma mais suave do que em Fulbright (2000), que se estende a um intervalo de abundâncias maior mostrando estrelas de baixa metalicidade (estrelas do halo).

Em Takeda et al. (2008) temos os elementos Y e Ce que são produzidos preferencialmente



**Figura 5.13:** Curva de abundância média para os 7 subgrupos selecionados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Takeda et al. (2008). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada subgrupo. Ao lado direito do gráfico encontram-se barras de dispersão média para cada um dos subgrupos e uma identificação de acordo com os elementos que têm maior ou menor valor de abundância nestes se comparado ao valor médio do ferro.

por processo lento de captura de nêutrons (processo s), e possuem um enriquecimento tardio (ver figuras 5.12 e 5.13). Caso semelhante é observado para o Zr para a amostra de Reddy et al. (2003; ver figura 5.15).

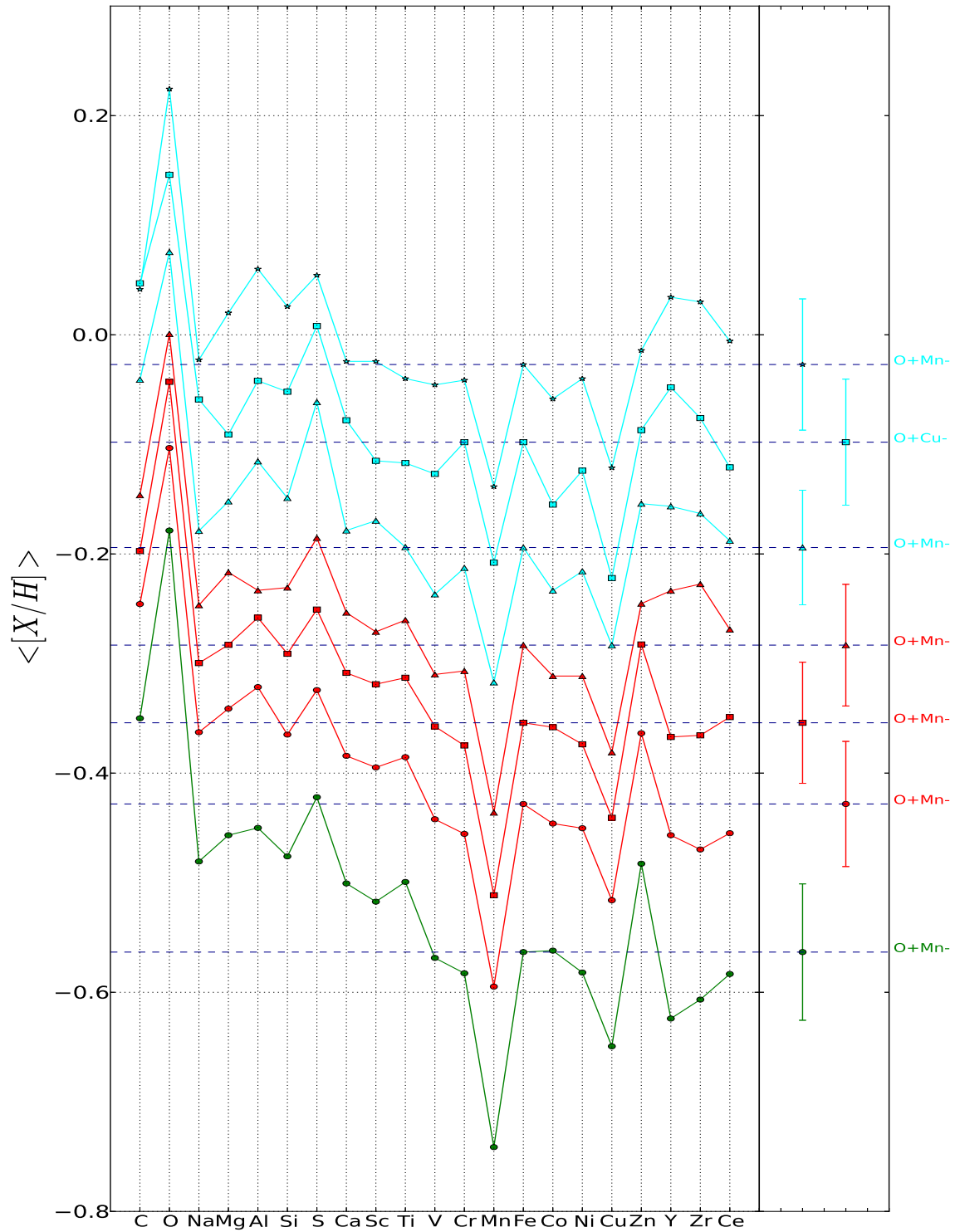


**Figura 5.14:** Árvore de aglomeração hierárquica para Reddy et al. (2003). Existem 3 grupos de acordo com o critério de corte. Os retângulos em cinza escuro delimitam os subgrupos. No eixo das ordenadas, relacionamos a distância entre o objeto e o centro de cada grupo, e o eixo das abscissas tem como saída as ramificações dos grupos com o número de objetos entre parênteses.

Existe uma sobreabundância de elementos  $\alpha$  em Edvardsson (ver figura C.1), o que implica que  $\langle [\alpha/\text{Fe}] \rangle > 0$  em todos os grupos, mas  $\frac{d\langle [\alpha/\text{Fe}] \rangle}{d\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle} < 0$ . Comportamento similar é observado em todas as outras amostras, com exceção da amostra de RAVE (Boeche et al., 2011).

Observamos um comportamento similar entre as amostras de Edvardsson (1993; ver figura C.1) e Gratton (2003; ver figura C.2), onde verificamos que o  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  é subsolar para  $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$ , e para  $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.0$  torna-se supersolar.

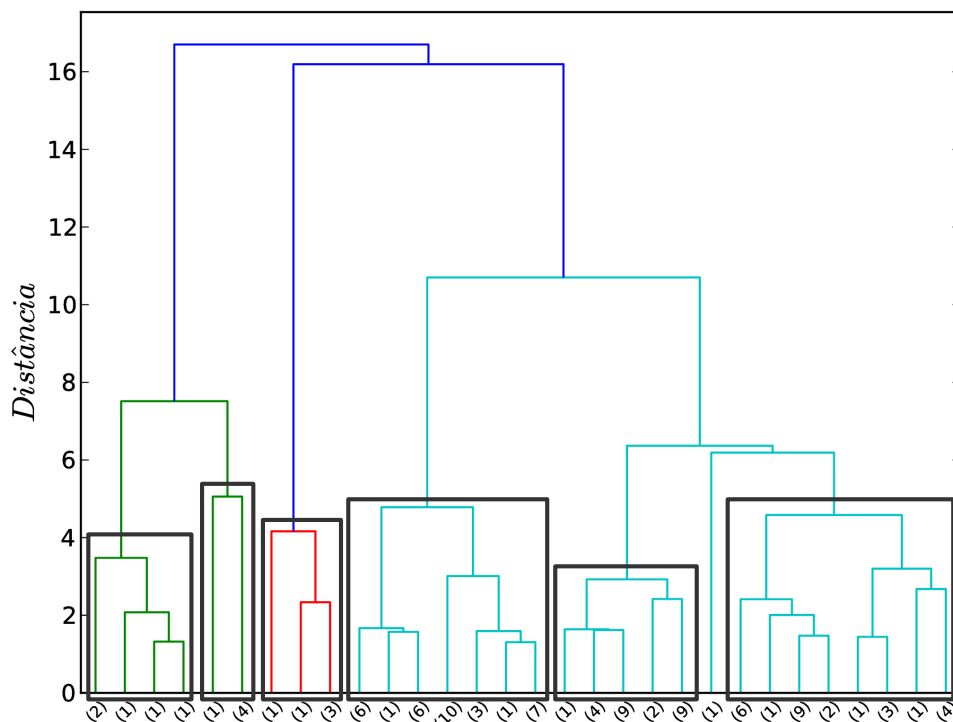
Se somarmos as informações obtidas no gráfico de abundância média para a amostra de Neves (2009; ver figura C.6), Adibekyan (2012; ver figura C.7) e as de Reddy (2006; ver figura C.4), verificamos que o  $[\text{Mn}/\text{Fe}]$  é subsolar para  $[\text{Fe}/\text{H}] < 0.0$ , e para  $[\text{Fe}/\text{H}] > 0.0$  torna-se



**Figura 5.15:** Curva de abundância média para os 7 subgrupos selecionados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Reddy et al. (2003). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada subgrupo. Ao lado direito do gráfico encontram-se barras de dispersão média para cada um dos subgrupos e uma identificação de acordo com os elementos que têm maior ou menor valor de abundância nestes se comparado ao valor médio do ferro.

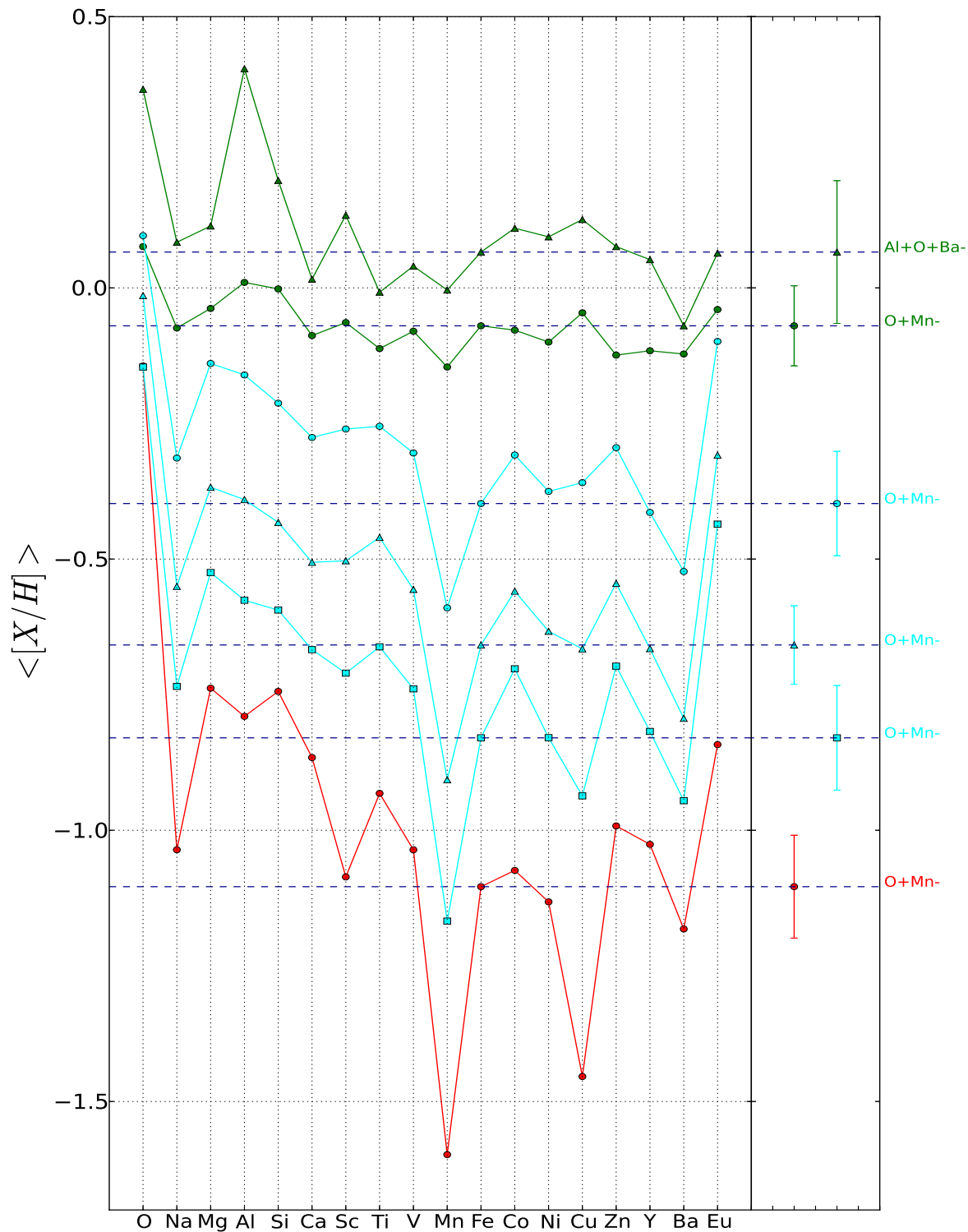
supersolar.

Já em Takeda et al. (2008) encontramos resultados distintos ( $[O/Fe < 0]$ ), com padrão químico bem diferente das demais amostras. Isso deve ocorrer, provavelmente, pois Takeda et al. (2008) analisa gigantes, e nesta faixa de massas o ciclo CNO juntamente com a convecção leva ao consumo do C e O atmosférico.



**Figura 5.16:** Árvore de aglomeração hierárquica para Reddy et al. (2006). Existem 3 grupos de acordo com o critério de corte. Os retângulos em cinza escuro delimitam os subgrupos. No eixo das ordenadas, relacionamos a distância entre o objeto e o centro de cada grupo, e o eixo das abscissas tem como saída as ramificações dos grupos com o número de objetos entre parênteses.

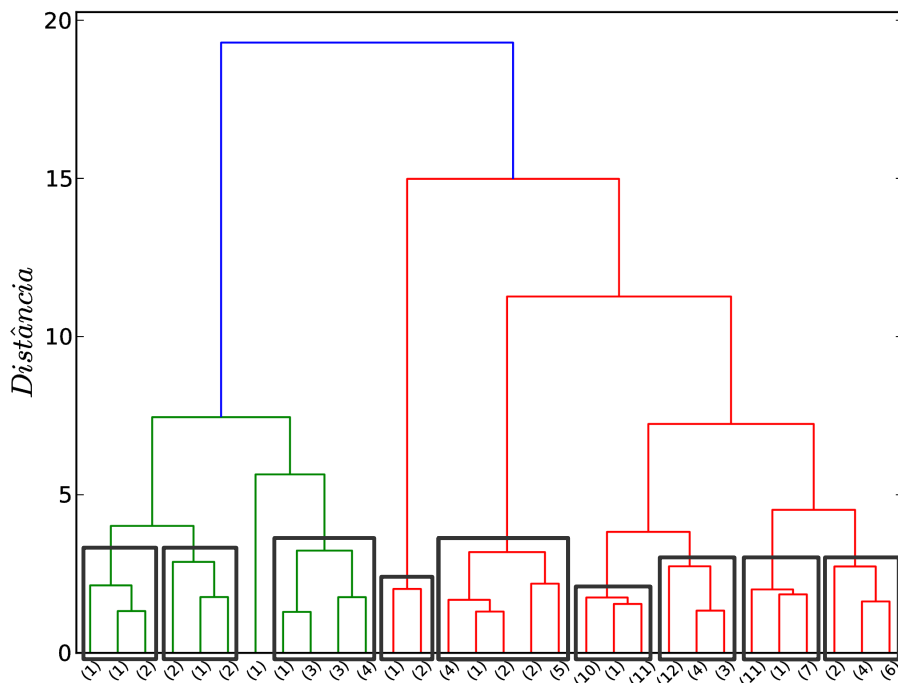
Os elementos do pico do ferro (Cr, Ni, Co, Cu, Zn, Mn, V e Fe) têm uma abundância similar à abundância média do Fe, com pequenas variações. Estes também possuem um enriquecimento tardio, já que são sintetizados em sítios de SNs Ia. Verificamos que para valores maiores de metalicidade os elementos produzidos principalmente por SNs II (estrelas de massa grande, principal ambiente de formação de elementos do processo- $\alpha$ ) são proporcionalmente menos enriquecidos do que aqueles produzidos por SNs Ia (estrelas de massa intermediária, principal sítio de formação dos elementos do pico do ferro). Isso deve-se ao atraso das explosões das



**Figura 5.17:** Curva de abundância média para os 6 subgrupos selecionados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Reddy et al. (2006). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada subgrupo. Ao lado direito do gráfico encontram-se barras de dispersão média para cada um dos subgrupos e uma identificação de acordo com os elementos que têm maior ou menor valor de abundância nestes se comparado ao valor médio do ferro.

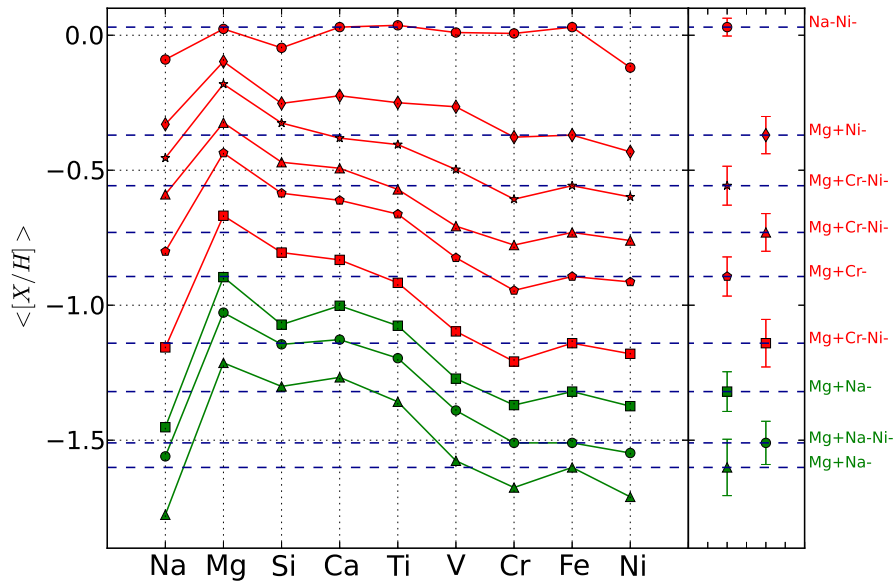
SNs Ia em relação as SNs II, já que estas levam tempo menor que  $10^7 - 10^8$  anos para devolver parte de seu material ao meio interestelar, enquanto as primeiras, um tempo da ordem de  $10^9$  anos. Esse comportamento pode ser observado em todas as amostras, já que todas possuem abundâncias de elementos de processo  $\alpha$  e processo s.

Em todas as amostras, como era de se esperar, os grupos seguem o fluxo de enriquecimento químico. Mas o interessante a procurar nesse trabalho são grupos quimicamente distintos. Baseados nessa busca, verificamos que as amostras de Edvardsson et al. (1993; ver figura 5.11), Fulbright (2000; ver figura 5.9) e Gratton et al. (2003; ver figuras 5.18 e 5.19) não possuem nenhum elemento com enriquecimento peculiar. Os padrões químicos dos grupos identificados nesta amostra basicamente mostram a diminuição do valor médio de  $[\alpha/\text{Fe}]$  em função do aumento de  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . O pequeno número de estrelas dessa amostra (menor que 190 estrelas) leva-nos a crer que isso seja resultante de uma amostra pequena, estatisticamente não representativa de grupos mais raros.



**Figura 5.18:** Árvore de aglomeração hierárquica para Gratton et al. (2003a). Existem 2 grupos de acordo com o critério de corte. Os retângulos em cinza escuro delimitam os subgrupos. No eixo das ordenadas, relacionamos a distância entre o objeto e o centro de cada grupo, e o eixo das abscissas tem como saída as ramificações dos grupos com o número de objetos entre parênteses.





**Figura 5.19:** Curva de abundância média para os 9 subgrupos selecionados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Gratton et al. (2003a). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada subgrupo. Ao lado direito do gráfico encontram-se barras de dispersão média para cada um dos subgrupos e uma identificação de acordo com os elementos que têm maior ou menor valor de abundância nestes se comparado ao valor médio do ferro.

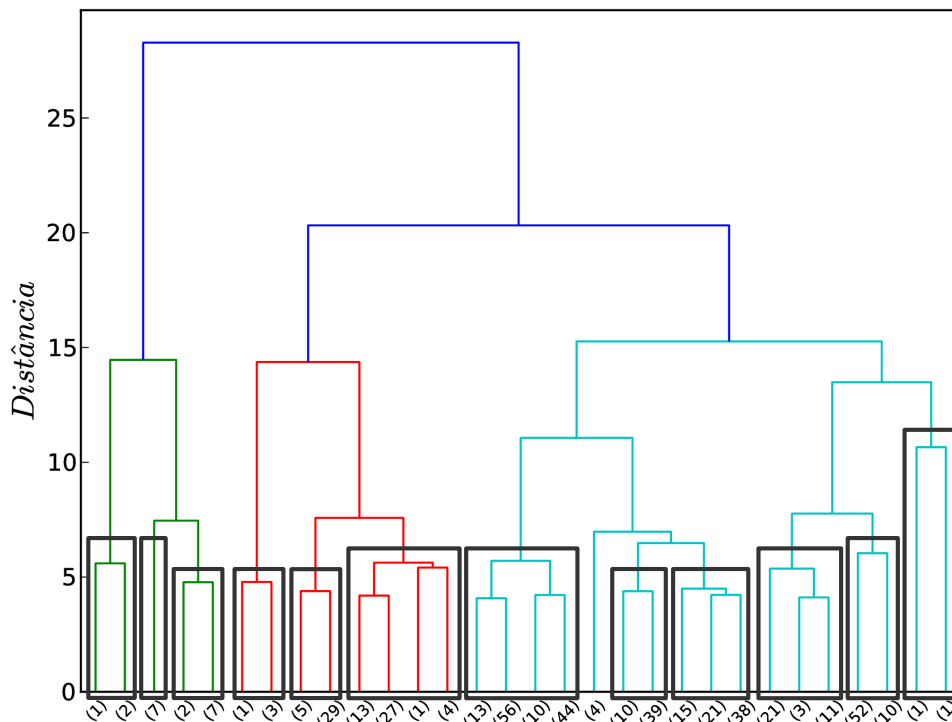
## 5.4 Grupos peculiares

A taxa com a qual um elemento é enriquecido no meio interestelar depende do tempo. Ainda assim, observamos que mesmo levando-se em conta escalas de tempo distintas para a formação dos elementos, alguns sendo enriquecidos de maneira tardia em relação a outros, o padrão de abundância não se altera, a não ser por pequenas variações.

Grandes variações em abundância no meio interestelar ao longo do tempo dão origem a grupos extremos, com padrão de enriquecimento distinto do padrão médio. Denominamos estes de grupos com enriquecimento químico peculiar.

Na amostra de Neves et al. (2009) constatamos claramente a tendência de subgrupos cujos padrões químicos interceptam uns aos outros para a abundância média de determinados elementos. Os elementos observados como peculiares nessa amostra são o magnésio (Mg), o silício (Si), o escândio (Sc) e o vanádio (V), que tem padrões com tendências de cruzamentos em 5 dos 11 subgrupos (ver figura 5.21, que tem como base os grupos da figura 5.20).

Os elementos Mg e Si, ambos elementos produzidos por processo  $\alpha$ , têm padrão de abundân-

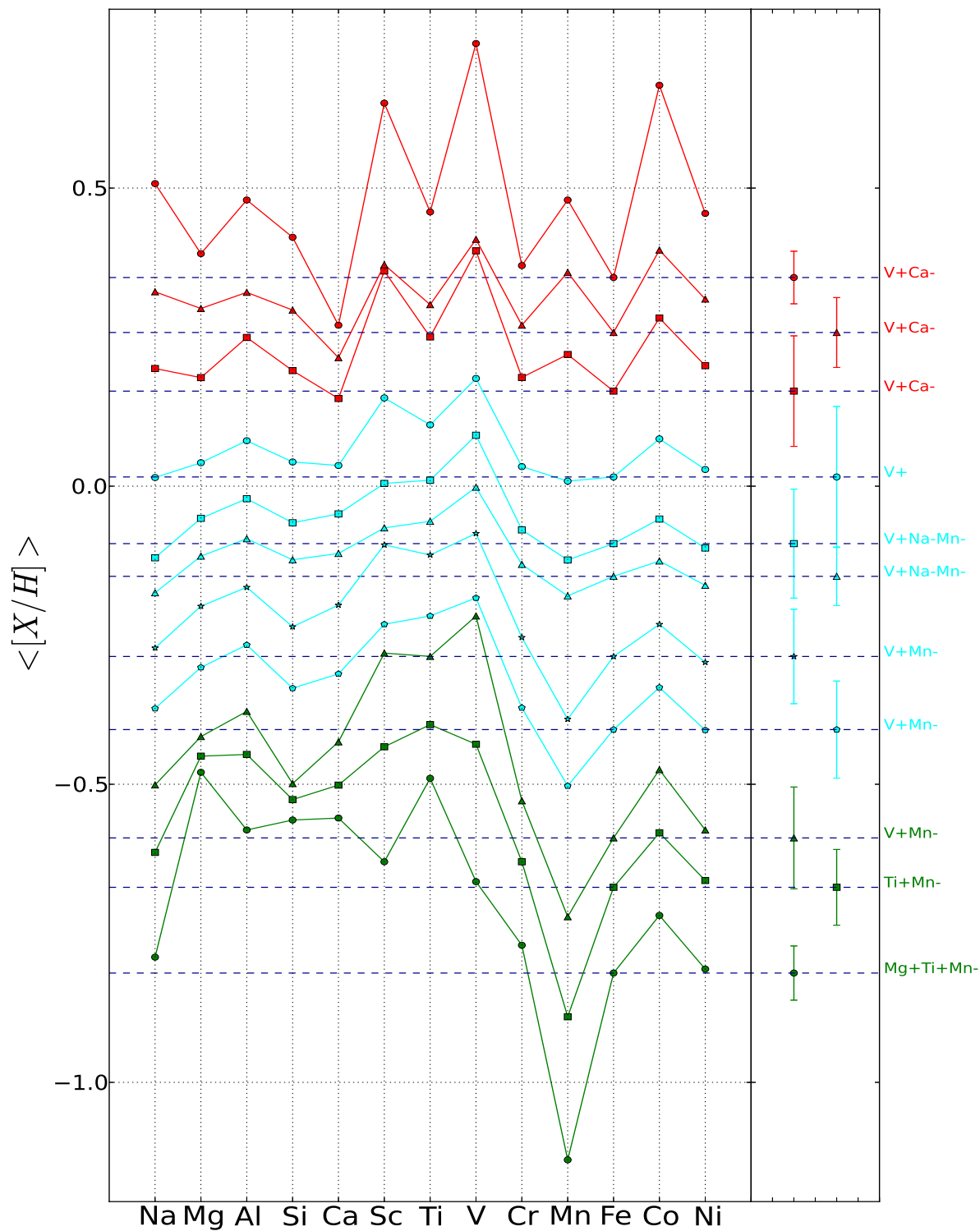


**Figura 5.20:** Árvore de aglomeração hierárquica para Neves et al. (2009). Existem 3 grupos de acordo com o critério de corte. Os retângulos em cinza escuro delimitam os subgrupos. No eixo das ordenadas, relacionamos a distância entre o objeto e o centro de cada grupo, e o eixo das abscissas tem como saída as ramificações dos grupos com o número de objetos entre parênteses.

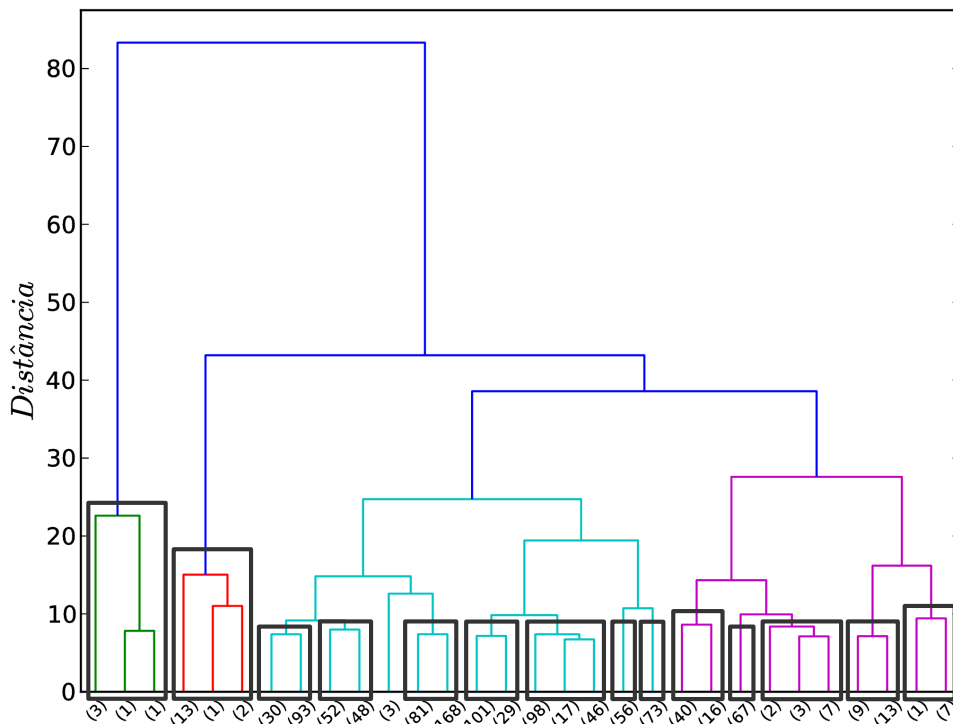
cias intercruzados no padrão para subgrupos pobres em metais. Já os elementos Sc e V têm abundâncias médias que se interceptam no padrão químico dos subgrupos ricos em metais.

Comportamento semelhante pode ser observado para a amostra de Adibekyan et al. (2012; ver figura 5.23, que tem como base os grupos da figura 5.22). Os elementos Mg e Si têm comportamento peculiar para estrelas de metalicidade intermediária (subgrupos  $V^{+}Mn^{-}$ ), um pouco abaixo da solar, e o elemento V tanto para subgrupos com metalicidade intermediária (subgrupos  $Ti^{+}Mg^{+}Mn^{-}$  e  $V^{+}Mn^{-}$ ) quanto para ricos em metais (subgrupos  $V^{+}Mn^{-}$ ), com metalicidade superior à solar. Existe um subgrupo extremamente interessante (subgrupo  $V^{+}Mn^{-}$ ), onde vários elementos parecem se cruzar; dentre eles os que têm um perfil mais peculiar de enriquecimento são o Na, Al, Ca, Sc, Ti e V.

Na amostra de Takeda et al. (2008; ver figura 5.13) observamos que a abundância média para os elementos praseodímio (Pr) e neodímio (Nd), para três subgrupos ricos em metais (subgrupos



**Figura 5.21:** Curva de abundância média para os 11 subgrupos selecionados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Neves et al. (2009). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada subgrupo. Ao lado direito do gráfico encontram-se barras de dispersão média para cada um dos subgrupos e uma identificação de acordo com os elementos que têm maior ou menor valor de abundância nestes se comparado ao valor médio do ferro.



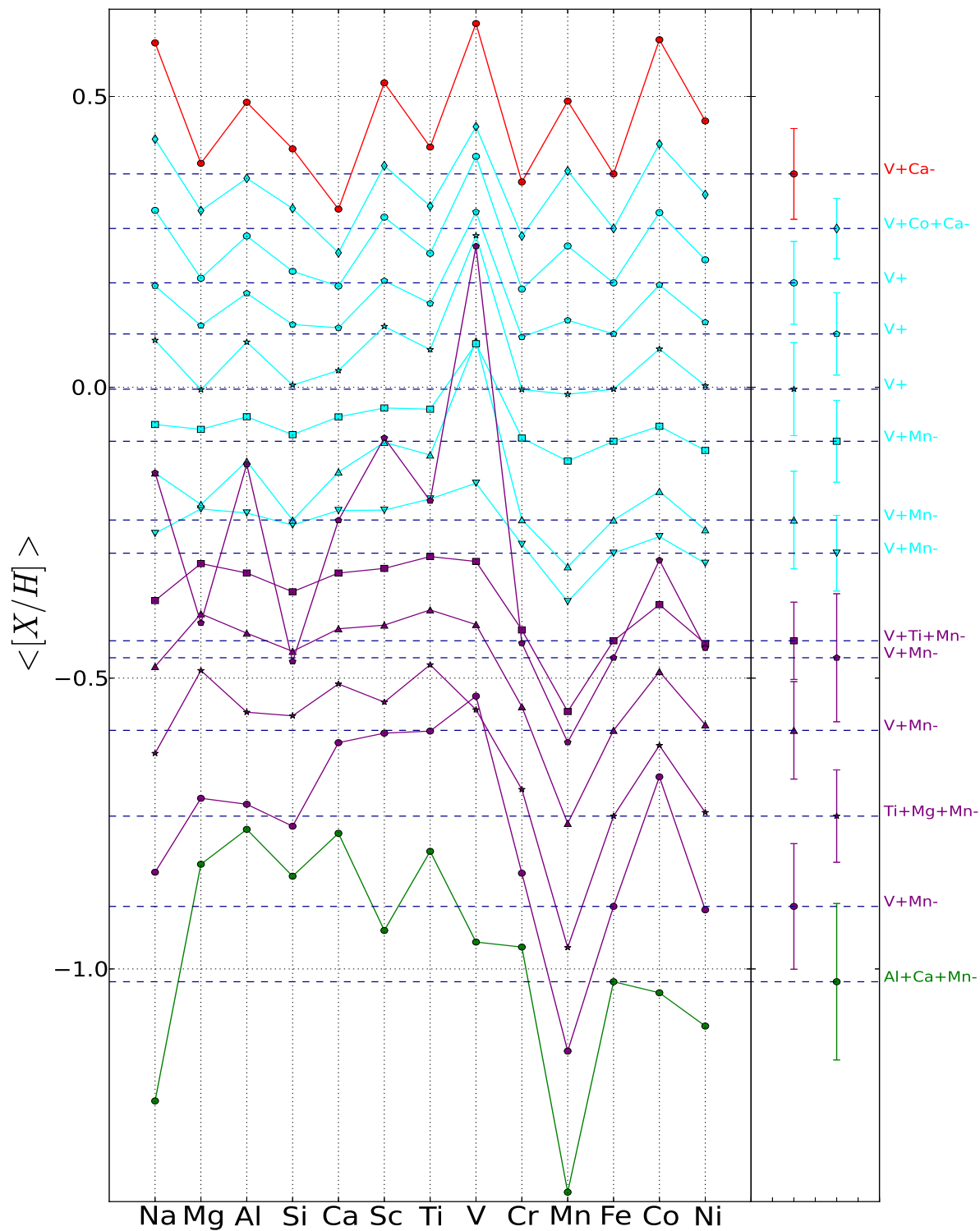
**Figura 5.22:** Árvore de aglomeração hierárquica para Adibekyan et al. (2012). Existem 3 grupos de acordo com o critério de corte. Os retângulos em cinza escuro delimitam os subgrupos. No eixo das ordenadas, relacionamos a distância entre o objeto e o centro de cada grupo, e o eixo das abscissas tem como saída as ramificações dos grupos com o número de objetos entre parênteses.

$\text{Si}^+\text{O}^-$ ,  $\text{Si}^+\text{Nd}^+\text{O}^-$  e  $\text{Nd}^+\text{O}^-$ ) são similares.

A abundância do elemento oxigênio (O), na amostra Reddy et al. (2006; ver figura 5.17), também aponta um interseção entre quatro subgrupos (subgrupos  $\text{O}^+\text{Mn}^-$  e  $\text{O}^+\text{Mn}^-$ ; subgrupos  $\text{O}^+\text{Mn}^-$  e  $\text{O}^+\text{Mn}^-$ ), assim como o carbono (C) para a amostra de Reddy et al. (2003; ver figura 5.15, subgrupos  $\text{O}^+\text{Mn}^-$  e  $\text{O}^+\text{Cu}^-$ ).

A amostra de RAVE (Boeche et al., 2011) mostra-nos uma configuração mais complexa, provavelmente devido ao grande número de estrelas da amostra. Todos os elementos se cruzam em alguns subgrupos. Os elementos magnésio (Mg), silício (Si), titânio (Ti) e níquel (Ni) parecem peculiares devido a um superenriquecimento. Já o alumínio (Al) tem um comportamento interessante. O seu cruzamento deve-se à um subenriquecimento de alguns subgrupos ricos em metais.

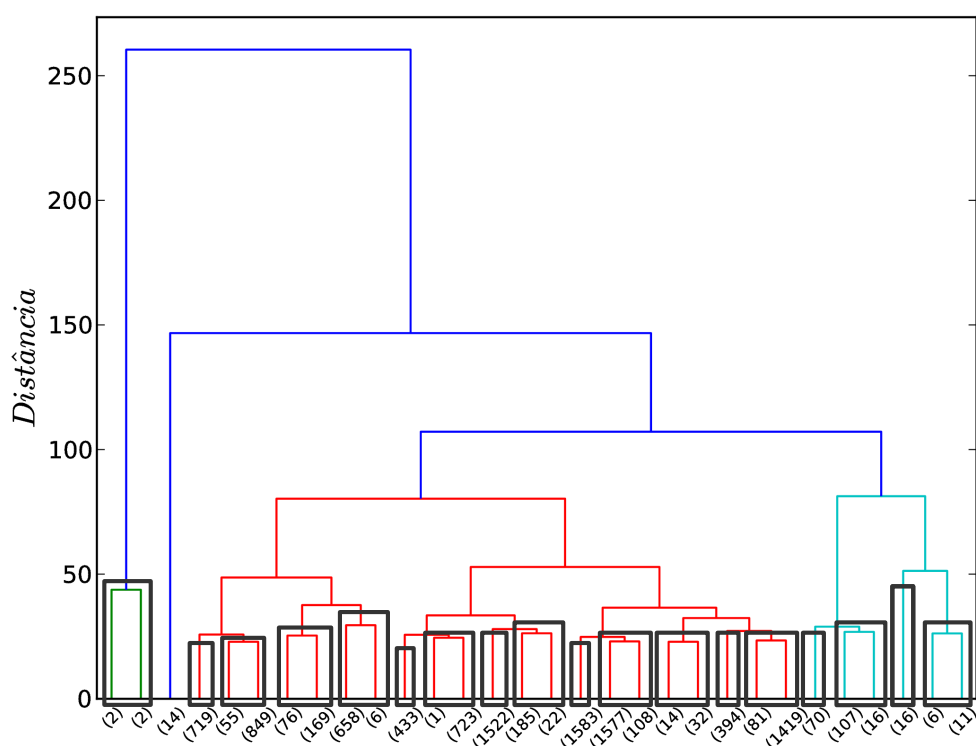
Em nenhuma das amostras observamos subgrupos com metalicidades extremas superiores



**Figura 5.23:** Curva de abundância média para os 11 subgrupos selecionados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Adibekyan et al. (2012). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada subgrupo. Ao lado direito do gráfico encontram-se barras de dispersão média para cada um dos subgrupos e uma identificação de acordo com os elementos que têm maior ou menor valor de abundância nestes se comparado ao valor médio do ferro.

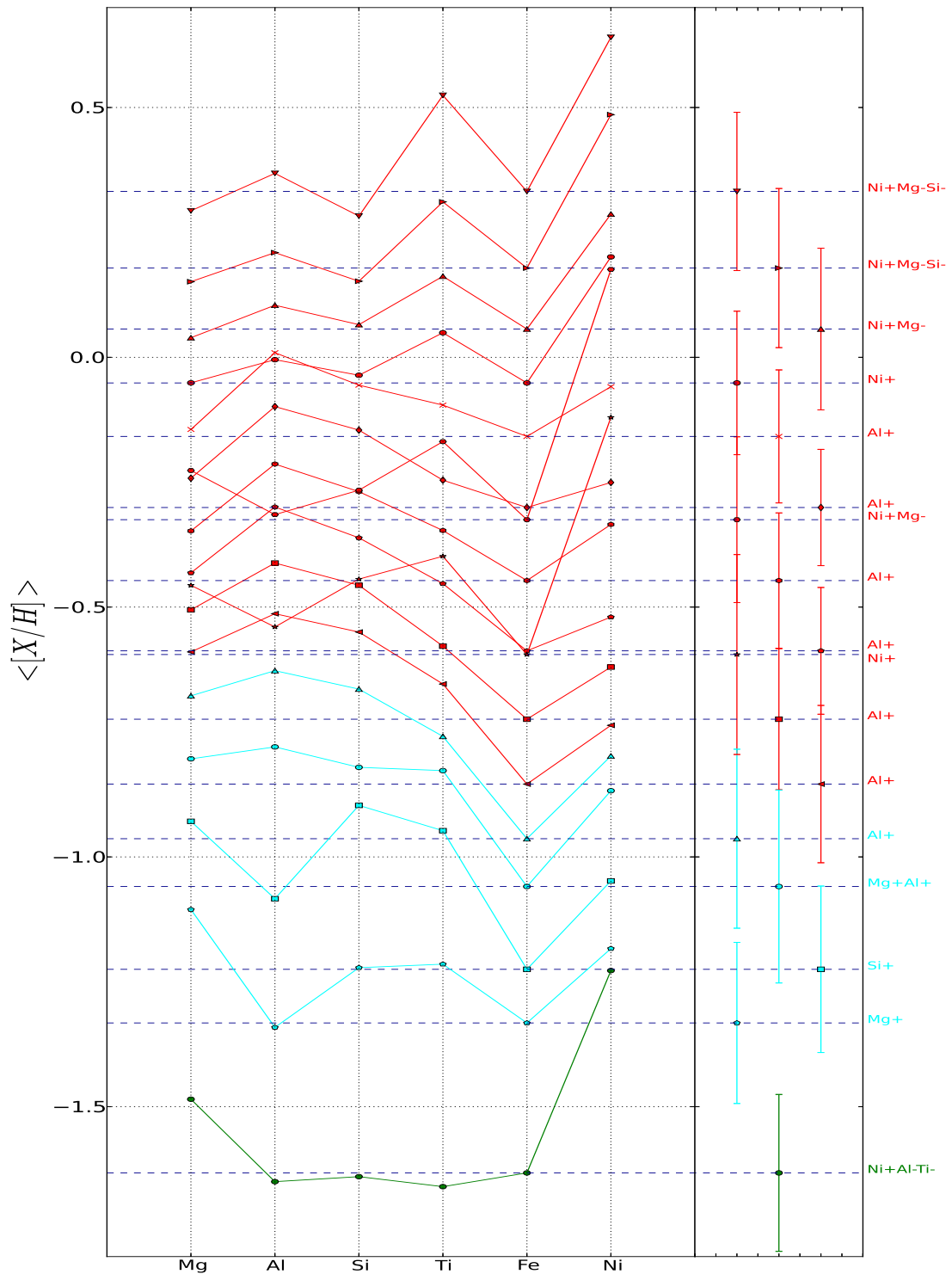
ou inferiores que se cruzam. É provável que os subgrupos extremos apresentem maior uniformidade somente porque eles são menos povoados por estrelas, pois são as caudas da distribuição de abundância.

Os elementos praseodímio (Pr) e neodímio (Nd) só aparecem na amostra de Takeda et al. (2008). Dessa forma, não teremos como comparar o comportamento destes com outras amostras e portanto, desde já, descartamo-los como possíveis elementos peculiares pois não temos como definir se o comportamento que observamos é real ou devido a erros de medidas (ou análise) da amostra.



**Figura 5.24:** Árvore de aglomeração hierárquica para RAVE (Boeche et al., 2011). Existem 3 grupos de acordo com o critério de corte. Os retângulos em cinza escuro delimitam os subgrupos. No eixo das ordenadas, relacionamos a distância entre o objeto e o centro de cada grupo, e o eixo das abscissas tem como saída as ramificações dos grupos com o número de objetos entre parênteses.

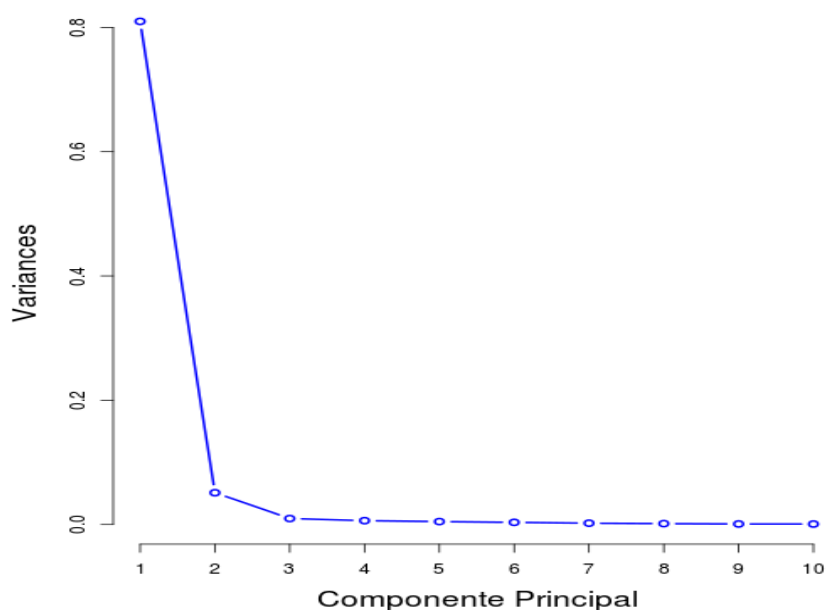
Nas amostras de Reddy et al. (2003) e Reddy et al. (2006), os elementos carbono e oxigênio respectivamente, também serão ignorados em relação à possibilidade de serem elementos com enriquecimento químico distinto, uma vez que esse comportamento só foi encontrado em uma de todas as amostras que eles aparecem, não sendo possível afirmar sua veracidade. Como as



**Figura 5.25:** Curva de abundância média para os 11 subgrupos selecionados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de RAVE (Boeche et al., 2011). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada subgrupo. Ao lado direito do gráfico encontram-se barras de dispersão média para cada um dos subgrupos e uma identificação de acordo com os elementos que têm maior ou menor valor de abundância nestes se comparado ao valor médio do ferro.

duas amostras citadas acima possuem um número pequeno de objetos, aproximadamente 180 estrelas cada, é provável que o comportamento para estes elementos, não observado em outras amostras, seja decorrente de erros de medidas (ou análise) das abundâncias.

Os elementos Mg, Si, Sc e V aparecem em pelo menos duas amostras como elementos que tiveram um enriquecimento distinto do fluxo padrão, e por isso os processos pelos quais eles são produzidos foram analisados detalhadamente em nosso trabalho.

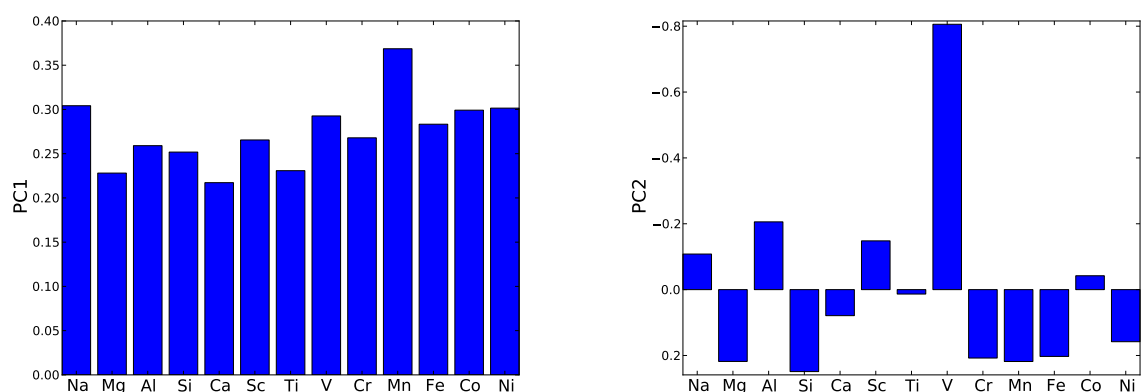


**Figura 5.26:** Variância no espaço  $n$ -dimensional de abundâncias para Adibekyan et al. (2012).

Com o intuito de verificar nossos resultados com outra metodologia, aplicamos a análise de componentes principais. Os componentes PCA1 e PCA2 explicam mais de 90% da variância no espaço  $n$ -dimensional de abundância estelar para todas as amostras utilizadas, como pode ser verificado através da figura 5.26 correspondente à amostra de Adibekyan et al. (2012). Isso mostra que a dimensão efetiva do espaço de abundâncias é bem pequena, podendo este ser razoavelmente bem representado por 2-3 variáveis formadas pela combinação linear das abundâncias químicas. Por isso, fizemos uso apenas de gráficos com o PCA1 e PCA2.

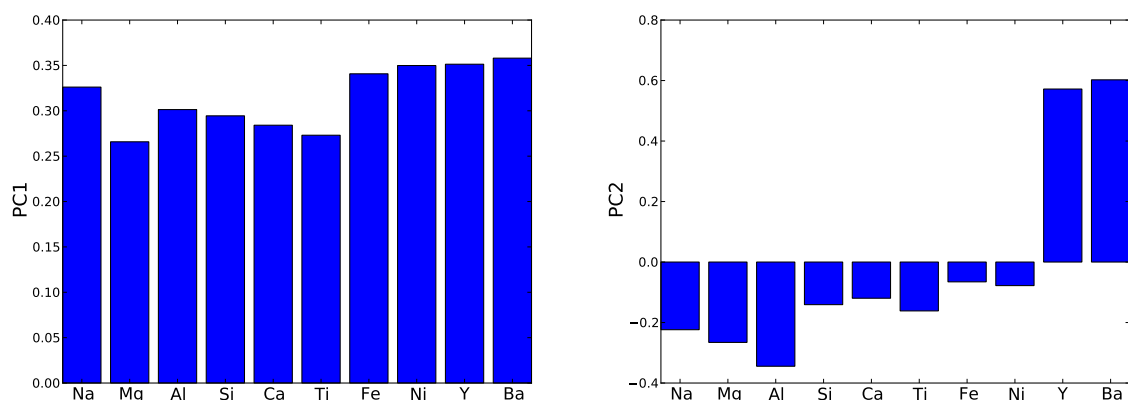
Os grupos encontrados pelo método de classificação em árvores correspondem quase que completamente a intervalos específicos dos coeficientes PCA1. Como pode ser observado através da figura 5.27, que corresponde à análise de componentes principais para Adibekyan et al. (2012), para o primeiro e para o segundo componente, respectivamente, o PCA1 determina





**Figura 5.27:** Análise do componente principal para o primeiro (PCA1) e para o segundo componente (PCA2), para a amostra de Adibekyan et al. (2012). O PCA1 determina o padrão médio de enriquecimento químico, o fluxo principal de evolução química, enquanto o PCA2 dá o desvio típico deste fluxo, devido ao enriquecimento químico local herdado pelas estrelas. Podemos observar que os elementos que se cruzam no gráfico de abundância média (ver figura 5.23) são os elementos que possuem maior peso para o segundo componente principal (PC2).

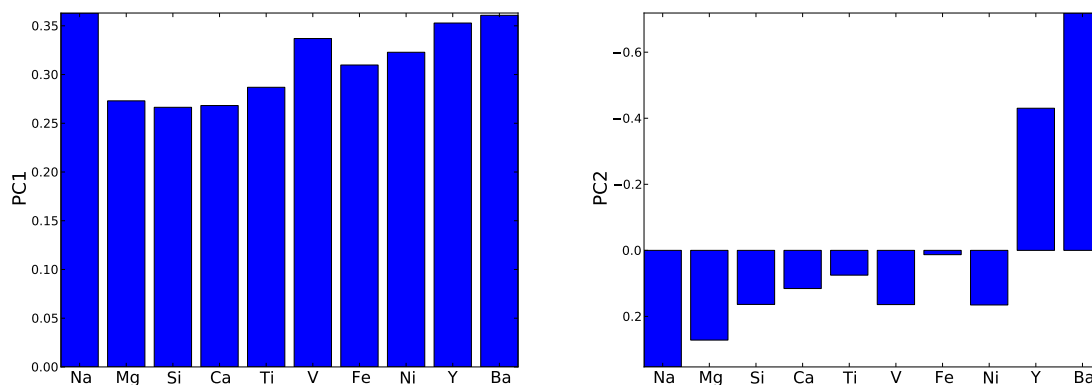
o padrão de enriquecimento químico médio, o fluxo principal de evolução química, enquanto o PCA2 dá o desvio típico deste fluxo, devido ao enriquecimento químico local herdado pelas estrelas. As outras amostras seguem comportamento similar, e os gráficos para o primeiro e segundo componente principal para estas pode ser encontrado no apêndice D.



**Figura 5.28:** Análise do componente principal para o primeiro (PCA1) e segundo componente (PCA2), para a amostra de Edvardsson et al. (1993). O PCA1 determina o padrão médio de enriquecimento químico, o fluxo principal de evolução química, enquanto o PCA2 dá o desvio típico deste fluxo, devido ao enriquecimento químico local herdado pelas estrelas. Através do PC2 podemos observar que os elementos Ba e Y possuem grande peso, possivelmente resultado de um enriquecimento químico tardio significativo, uma vez que ambos os elementos são produzidos principalmente em estrelas na fase AGB.

No PC1 observamos o padrão médio de enriquecimento químico dos elementos, em que todos os elementos estão sendo enriquecidos, com pequenas variações entre eles. Esse componente mostra-nos a tendência de enriquecimento dos elementos de maneira ampla, resultante

de explosões de SNs e ventos estelares. O PC2 representa menores variações no espaço de abundâncias do que o PC1, e evidência o comportamento peculiar de enriquecimento de alguns elementos.

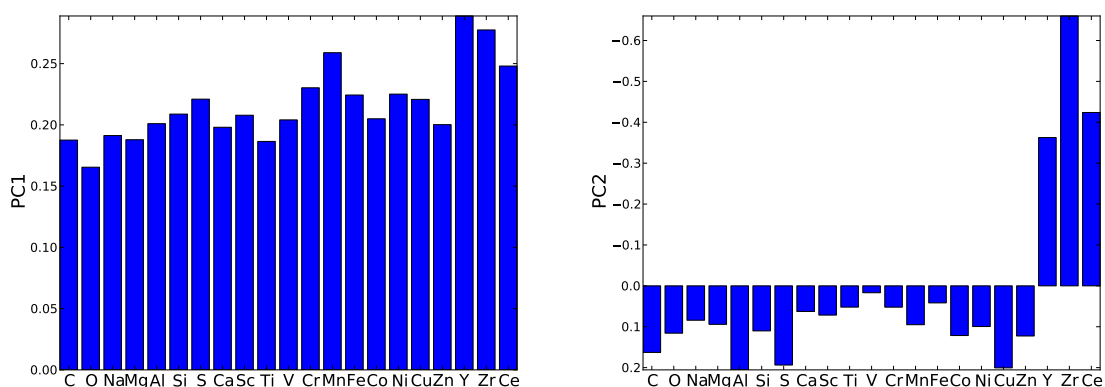


**Figura 5.29:** Análise do componente principal para o primeiro (PCA1) e segundo componente (PCA2), para a amostra de Fulbright (2000). O PCA1 determina o padrão médio de enriquecimento químico, o fluxo principal de evolução química, enquanto o PCA2 dá o desvio típico deste fluxo, devido ao enriquecimento químico local herdado pelas estrelas. Através do PC2 podemos observar que os elementos Ba e Y possuem grande peso, possivelmente resultado de um enriquecimento químico tardio significativo, uma vez que ambos os elementos são produzidos principalmente em estrelas na fase AGB.

Devemos então, interpretar os componentes principais de acordo com os processos de nucleossíntese uma vez que a produção de elementos oriundos de diferentes processos está relacionada às diferentes fases de evolução química. Como obtido em Ting et al. (2012), que encontrou uma dimensionalidade para o espaço-C com 7 a 9 componentes que descrevem 25 variáveis, verificamos que as nossas abundâncias também podem ser representadas por um número menor de componentes do que de variáveis (de 2-3 componentes), de forma a representar os elementos segundo os processos de nucleossíntese.

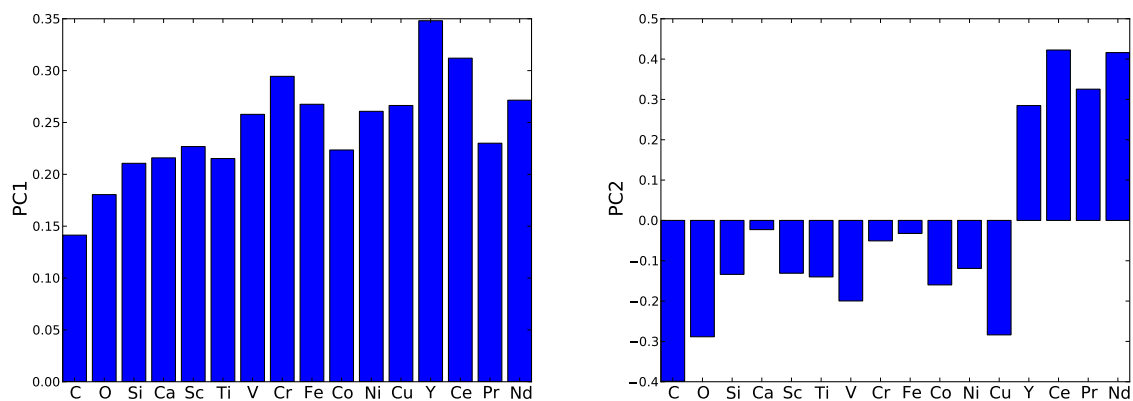
Podemos observar nas figuras 5.27 e 5.34 que o comportamento do PC1 é extremamente semelhante entre as amostras de Adibekyan et al. (2012) e Neves et al. (2009), em que há enriquecimento químico de todos os elementos, com pequenas variações. Já o PC2 nos mostra enriquecimentos químicos peculiares. Os elementos que parecem interceptar-se em alguns grupos nos gráficos de abundância média (ver figuras 5.23 e 5.21) são aqueles que têm maior relevância (maior peso) no segundo componente, segundo os gráficos de PC2 em função dos elementos.

No PC2 de Neves et al. (2009), os elementos Mg, Si, Sc e V, além do Fe, são os elementos com maior peso, e são os mesmos elementos, com exceção do Fe, que se cruzam na análise



**Figura 5.30:** Análise do componente principal para o primeiro (PCA1) e segundo componente (PCA2), para a amostra de Reddy et al. (2003). O PCA1 determina o padrão médio de enriquecimento químico, o fluxo principal de evolução química, enquanto o PCA2 dá o desvio típico deste fluxo, devido ao enriquecimento químico local herdado pelas estrelas. Através do PC2 podemos observar que os elementos Y, Zr e Ce possuem grande peso, possivelmente resultado de um enriquecimento químico tardio significativo, uma vez que esses elementos são produzidos principalmente em estrelas na fase AGB.

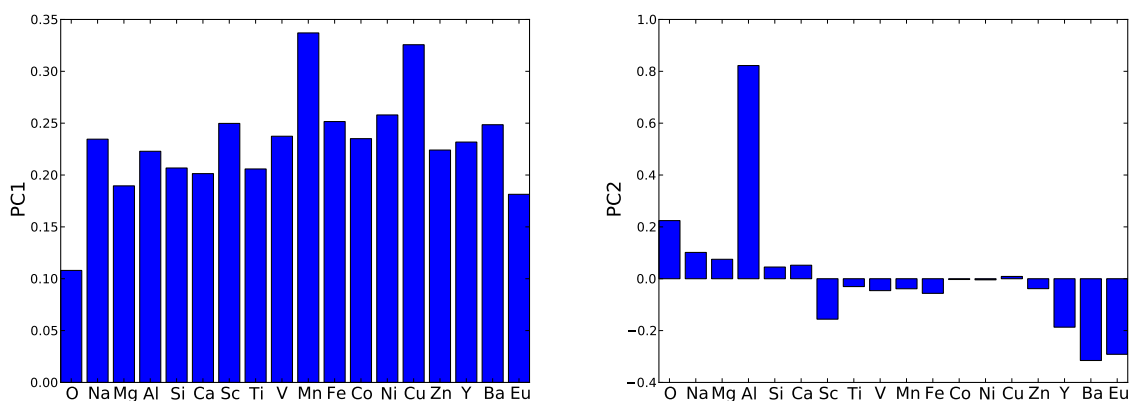
da árvore de aglomeração hierárquica. Os elementos Mg e Si estão em sentidos contrários aos elementos Sc e V, e a possível interpretação para isso é a de que os primeiros devem ter um superenriquecimento para baixas metalicidades, enquanto que os últimos possuem superenriquecimento peculiar para metalicidades maiores, indicando processos distintos de produção.



**Figura 5.31:** Análise do componente principal para o primeiro (PCA1) e segundo componente (PCA2), para a amostra de Takeda et al. (2008). O PCA1 determina o padrão médio de enriquecimento químico, o fluxo principal de evolução química, enquanto o PCA2 dá o desvio típico deste fluxo, devido ao enriquecimento químico local herdado pelas estrelas. Através do PC2 podemos observar que os elementos Y, Ce e Nd possuem grande peso, possivelmente resultado de um enriquecimento químico tardio significativo, uma vez que esses elementos são produzidos principalmente em estrelas na fase AGB.

Comportamentos semelhantes podem ser verificados nos PCAs de outras amostras. Os elementos Ba e Y possuem grande peso no segundo componente principal, para as amostras de Edvardsson et al. (1993) e Fulbright (2000; ver figuras 5.28 e 5.29). Isso deve ser resultado de

um enriquecimento químico tardio significativo, uma vez que são elementos produzidos principalmente em estrelas na fase AGB. O mesmo ocorre nas amostras de Reddy et al. (2003) e Takeda et al. (2008), nas quais os elementos Y, Zr, e Ce, e Y, Ce e Nd, respectivamente, são elementos também produzidos preferencialmente por processo s.

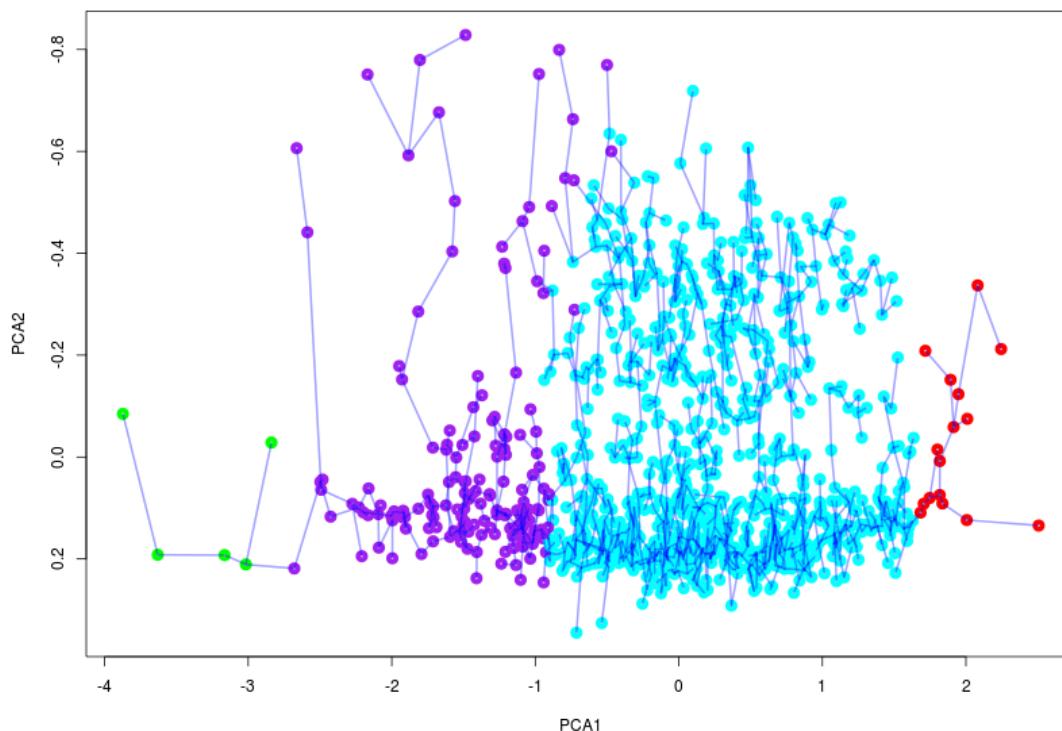


**Figura 5.32:** Análise do componente principal para o primeiro (PCA1) e segundo componente (PCA2), para a amostra de Reddy et al. (2006). O PCA1 determina o padrão médio de enriquecimento químico, o fluxo principal de evolução química, enquanto o PCA2 dá o desvio típico deste fluxo, devido ao enriquecimento químico local herdado pelas estrelas. O PC2 apresenta grande peso para o elemento Al, e este é observado ter um superenriquecimento para o subgrupo mais rico, como pode ser constatado na figura 5.17.

Em Reddy et al. (2006) podemos verificar que o subgrupo mais rico em metais possui um superenriquecimento do elemento Al (ver figura 5.17), o que também é constatado a partir do PC2, ver figura 5.32, cujo segundo componente apresenta grande peso para este elemento. A amostra de Reddy et al. (2006) nos parece um tanto quanto peculiar, e não encontramos razões para esse super-enriquecimento de Al em estrelas ricas em metais.

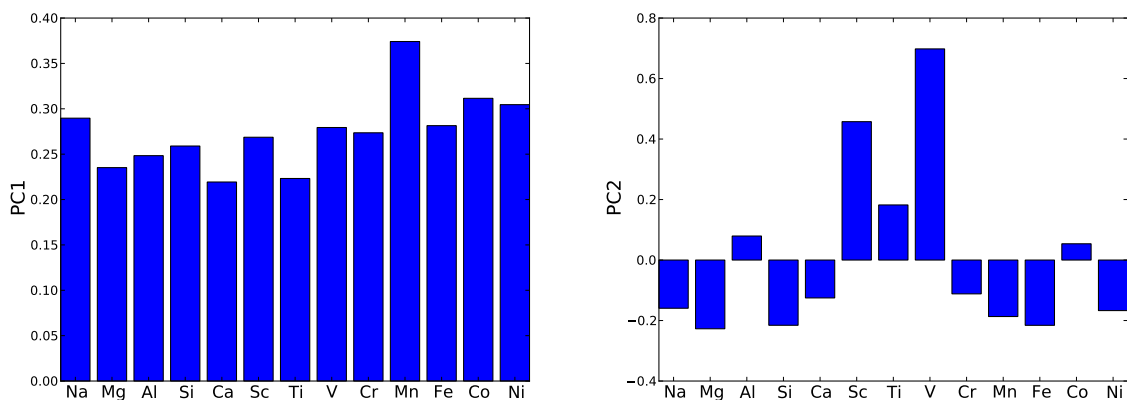
Existe um fluxo que liga as estrelas do grupo pobre em metais (verde) e as estrelas do grupo ricos em metais (vermelho) na árvore de extensão mínima, quase paralelamente ao eixo PCA1, que pode ser observado na figura 5.33. As ramificações ao longo do eixo PCA2 podem ser analisadas como mais interessantes para a classificação química do que o fluxo padrão em PCA1, pois estas correspondem a estrelas que estão desproporcionalmente ricas ou pobres em um ou mais elementos. Observamos semelhante comportamento para as árvores de extensão mínima de outras amostras que possuem os padrões de abundância que se cruzam, como pode ser visto na figura 5.35, que mostra a árvore de extensão mínima para a amostra de Neves et al. (2009). As árvores de extensão mínima para as outras amostras podem ser encontradas também

no apêndice D.

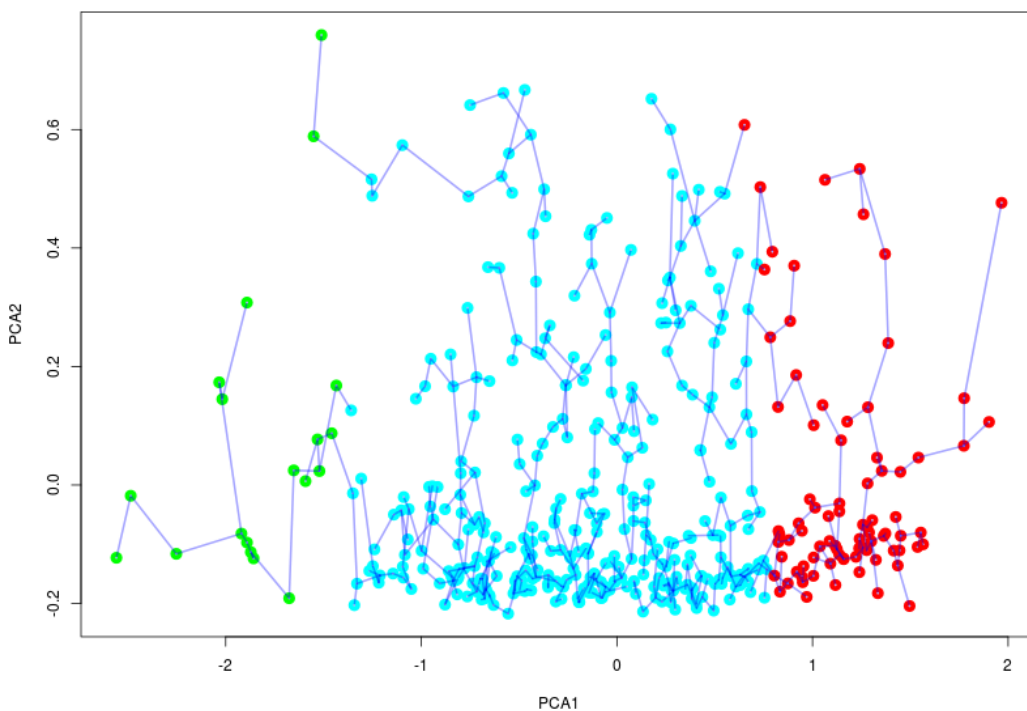


**Figura 5.33:** Árvore de extensão mínima para Adibekyan et al. (2012). As cores dos objetos na árvore de extensão mínima segue as mesmas cores dos grupos obtidos através da árvore de aglomeração hierárquica (ver figura 5.22). Existe um fluxo que liga as estrelas do grupo pobre em metais (ciano) e as estrelas do grupo ricos em metais (vermelho) na árvore de extensão mínima, quase paralelamente ao eixo PCA1. As ramificações ao longo do PCA2 podem ser analisadas como mais interessantes para a classificação química do que o fluxo padrão em PCA1, pois estas correspondem a estrelas que estão desproporcionalmente ricas ou pobres em um ou mais elementos.

A maior parte das ramificações paralelas a PCA2 são observadas nos grupos de metalicidade intermediária, como os grupos roxo e ciano da amostra de Adibekyan et al. (2012; ver figura 5.23), e o grupo ciano da amostra de Neves et al. (2009; ver figura 5.21). Isto também pode ser visto nos padrões químicos médios de outras amostras, onde sobreposição nos padrões são observadas, na maioria, em subgrupos intermediários. É provável que mais ramificações pudessem ser encontradas em grupos pobres e ricos em metais (subgrupos de metalicidades extremas), desde que estes possuíssem um maior número de estrelas.



**Figura 5.34:** Análise do componente principal para o primeiro (PCA1) e segundo componente (PCA2), para a amostra de Neves et al. (2009). O PCA1 determina o padrão médio de enriquecimento químico, o fluxo principal de evolução química, enquanto o PCA2 dá o desvio típico deste fluxo, devido ao enriquecimento químico local herdado pelas estrelas. Podemos observar que os elementos que se cruzam no gráfico de abundância média (ver figura 5.21) são os elementos que possuem maior peso para o segundo componente principal (PC2).



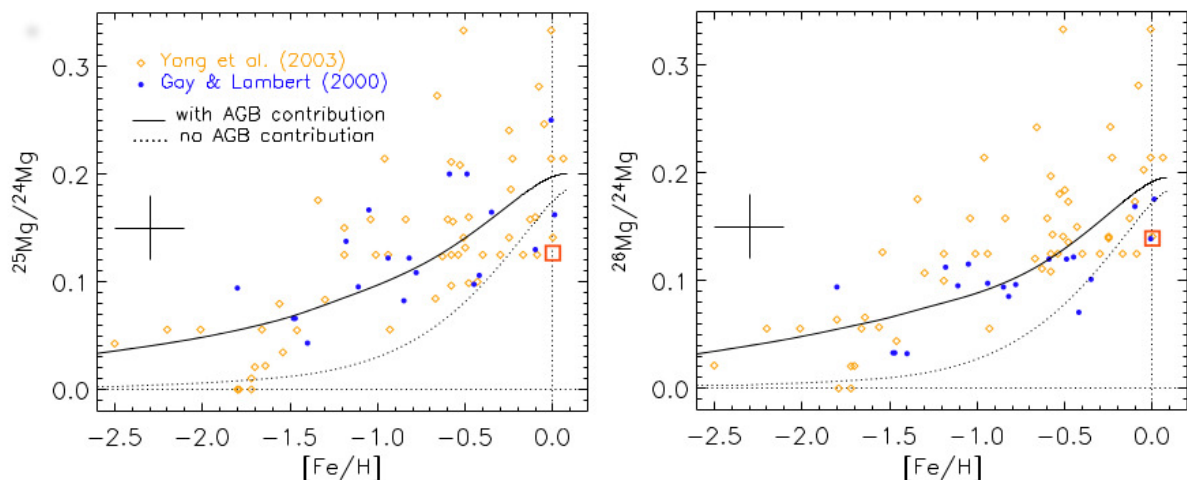
**Figura 5.35:** Árvore de extensão mínima para Neves et al. (2009). As cores dos objetos na árvore de extensão mínima segue as mesmas cores dos grupos obtidos através da árvore de aglomeração hierárquica (ver figura 5.20). Existe um fluxo que liga as estrelas do grupo pobre em metais (ciano) e as estrelas do grupo ricos em metais (vermelho) na árvore de extensão mínima, quase paralelamente ao eixo PCA1. As ramificações ao longo do PCA2 podem ser analisadas como mais interessantes para a classificação química do que o fluxo padrão em PCA1, pois estas correspondem a estrelas que estão desproporcionalmente ricas ou pobres em um ou mais elementos.

## 5.5 Elementos químicos peculiares

### 5.5.1 Magnésio

Constatamos através de nosso estudo que o magnésio é um elemento notável para o estudo do histórico de enriquecimento químico da Galáxia. De acordo com o trabalho de Fenner et al. (2003), os isótopos do magnésio possuem origem em diferentes sítios.

O isótopo  $^{24}\text{Mg}$  comporta-se como um elemento de processo primário em estrelas massivas e os isótopos ricos em nêutrons,  $^{25}\text{Mg}$  e  $^{26}\text{Mg}$ , como elementos de processo secundário, assim a abundância destes últimos depende da metalicidade inicial da estrela. Desta forma, pouquíssimo  $^{25}\text{Mg}$  e  $^{26}\text{Mg}$  deveria ser produzido para  $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$  em estrelas de massa grande. Mas uma grande proporção de  $^{25,26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ , maior do que a esperada se eles fossem produzidos somente em um único sítio (estrelas de massa grande), é detectado em estrelas pobres em metais. Por isso, um segundo sítio de produção para eles faz-se necessário.

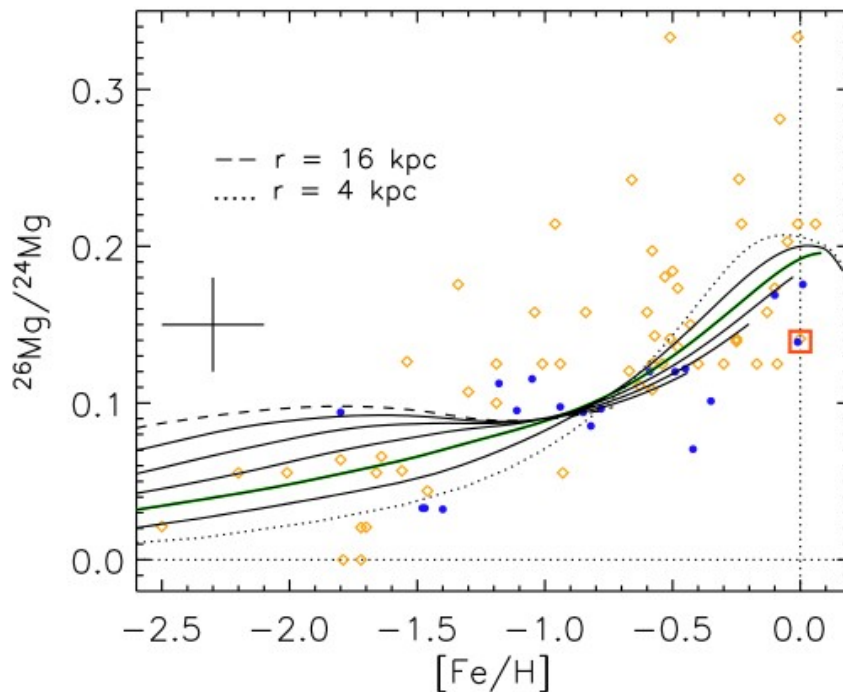


**Figura 5.36:** Variação das razões dos isótopos de Mg em função da metalicidade. Círculos correspondem às abundâncias estelares de Gay & Lambert (2000), e os losangos representam amostra de estrelas do halo e disco espesso de Yong (2003). O quadrado representa o valor solar. Figura retirada do trabalho de Fenner et al. (2003).

Karakas & Lattanzio (2003) mostram que essa abundância excedente em estrelas de baixa metalicidade para os isótopos  $^{25}\text{Mg}$  e  $^{26}\text{Mg}$  provêm da produção destes em estrelas na fase AGB em regime de baixa metalicidade. Eles são sintetizados nas cascas de He durante a fase de pulso térmico (após a segunda dragagem) por reações de captura de nêutrons:  $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$  e  $^{22}\text{Ne}(\alpha, \gamma)^{26}\text{Mg}$ . Para as condições do meio interestelar atual, em que  $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$ , as estrelas de massa grande são as estrelas que produzem majoritariamente todos os isótopos de Mg. Na

figura 5.36, podemos verificar a variação das razões dos isótopos com a metalicidade.

Se compararmos as estrelas ricas em metais com as estrelas pobres em metais no modelo de Fenner et al. (2003), para estas últimas é previsto existir um amplo espalhamento (ver figura 5.37). Isso pode ser interpretado da seguinte maneira: na periferia do disco galáctico, devido à pequena formação estelar, a metalicidade cresce lentamente com o tempo, fazendo com que as estrelas de massa intermediária sofram aumento nas abundâncias de  $^{25}\text{Mg}$  e  $^{26}\text{Mg}$  antes de o meio interestelar ser enriquecido; já na região mais interna do disco galáctico, que passa por intensa formação estelar, o meio é enriquecido rapidamente.



**Figura 5.37:** O mesmo da figura 5.36, mas para diferentes raios. Figura retirada do trabalho de Fenner et al. (2003).

## 5.5.2 Silício

De acordo com alguns trabalhos, acredita-se que o Si seja produzido principalmente durante a queima de O em estrelas de massa grande, através de reações  $^{16}\text{O}(^{16}\text{O},\alpha)^{28}\text{Si}$ , ou por deflagração do C, ou através da captura de um núcleo  $\alpha$  pelo magnésio,  $^{24}\text{Mg}(\alpha,\gamma)^{28}\text{Si}$ .

Ainda, de acordo com o trabalho de Fenner et al. (2003), estrelas ricas em  $^{25}\text{Mg}$  e  $^{26}\text{Mg}$  podem também serem ricas em elementos do processo  $\alpha$ , se pertencerem ao halo ou ao disco



espesso. As amostras que possuem o Si com padrão de enriquecimento cruzado, Neves et al. (2009) e Adibekyan et al. (2012), contêm tanto estrelas do disco espesso quanto do disco fino.

De acordo com o modelo de Thielemann et al. (2002) para SNs Ia, estas deveriam produzir também alguns elementos  $\alpha$ , como o Ca, Si e Ti. Bensby et al. (2003) encontra que o comportamento da abundância de Si no disco espesso denota que esse elemento, além de ter como sítio de produção as SNs II (estrelas massivas), também é produzido por SNs Ia.

Em suma, consideramos que o superenriquecimento do Si observado em nossos resultados deve-se a este ser produzido em diferentes sítios nucleossintéticos.

### 5.5.3 Escândio

O elemento Sc é principalmente produzido durante a queima explosiva. Nissen et al. (2000) encontram um grande enriquecimento de Sc em estrelas pobres em metais, e concluíram que o Sc, apesar de ser considerado um elemento de processo do pico do ferro, se comporta como um elemento de processo  $\alpha$ . Eles também encontram que as estrelas de sua amostra deficientes em Sc também eram pobres em elementos  $\alpha$ , o que corrobora a ideia anterior. Os resultados mostram um decréscimo na razão  $[\text{Sc}/\text{Fe}]$  com o aumento da metalicidade em estrelas do disco e halo, e mantém uma abundância aproximadamente constante para  $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.6$ .

### 5.5.4 Vanádio

O vanádio é um elemento muito pouco estudado, e não há na literatura informação significativa sobre seus principais sítios de produção. Prochaska et al. (2000) sugere que o isótopo  $^{51}\text{V}$  seja produzido principalmente por processo  $\alpha$  (SNs II, estrelas de alta massa), além de ser produzido por SNs Ia, o que poderia explicar os nossos resultados.

Observamos, através de nossos resultados e de dados da literatura, que o comportamento que encontramos nessa dissertação, cruzamentos no padrão químico de abundância, deve-se aos diferentes sítios que produzem um mesmo elemento. Os elementos Mg, Si, Sc e V foram avaliados em nossos resultados como elementos peculiares, e por isso devem ser considerados como importantes para o entendimento da evolução química de nossa Galáxia, uma vez que oferecem vínculos marcantes para a teoria de nucleossíntese.

# Capítulo 6

## Discussão e Conclusões

Nesta dissertação, utilizamos duas técnicas distintas para compreender o cenário evolutivo do meio interestelar, através do espaço de abundâncias estelares.

Aplicando a técnica de agrupamento hierárquico, classificamos as estrelas de cada amostra em função de sua abundância média, dividindo o conjunto de estrelas em grupos ricos, pobres e com abundância intermediária. A técnica do PCA mostrou, para todas as amostras, que o espaço de abundâncias estelares pode ser representado por apenas 2 componentes principais, correspondentes a uma variância de mais de 90% nos dados.

Além de classificar os agrupamentos de estrelas de acordo com a abundância média (ricos, pobres e de abundância intermediária), classificamos os subgrupos, obtidos através da divisão dos grupos, de acordo com o comportamento da sua abundância média em função dos elementos. Por exemplo: o subgrupo  $\text{Na}^- \alpha^+$  é um grupo rico em elementos  $\alpha$  (razão  $[\alpha/\text{Fe}]$  supersolar) e pobre em Na (razão  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  subsolar).

Os resultados obtidos através da técnica do PCA corroboram aqueles obtidos através da técnica de aglomeração hierárquica em árvores. Em ambos, verificamos o comportamento de grupos de estrelas que seguem o fluxo de enriquecimento químico, e outras que possuem um padrão químico peculiar.

O fluxo de enriquecimento químico pode ser observado através da representação gráfica do padrão de abundância média dos grupos encontrados pelas árvores. Observamos um enriquecimento químico ao longo de  $[X/H]$  para cada um dos elementos com um perfil praticamente paralelo entre os grupos, de forma que o aumento em  $[\text{Fe}/H]$  é acompanhado pelo crescimento

das outras abundâncias de maneira similar. Isso quer dizer: existe um enriquecimento de todos os elementos, ao longo da história química da Galáxia, indicando que os elementos tiveram suas abundâncias aumentadas constantemente. Isso seria o equivalente à linha  $n$ -diagonal no espaço de abundâncias estelares, que é discutida no início deste trabalho na seção 2.3. Através do PCA obtivemos análise similar. Esse padrão de enriquecimento está presente em todas as amostras, e é resultante do enriquecimento do meio interestelar galáctico – não somente para alguns elementos, mas para todos – por perdas de massas estelares e posterior mistura do gás antes da formação da próxima geração de estrelas.

Já as ramificações além do fluxo de enriquecimento, que seriam os grupos com química peculiar, que possuem estrelas que têm  $[Fe/H]$  similar, mas distintas proporções em alguns dos demais elementos, são observadas nos cruzamentos entre padrões de abundâncias para os grupos obtidos através do agrupamento em árvores. As intersecções entre padrões ocorrem em grupos com maior abundância média que têm seu padrão de abundância cruzado por grupos com menor abundância média, mas que apresentam superenriquecimento para um determinado elemento. De acordo com PCA, observamos que os elementos que possuem um maior peso ao longo do segundo componente principal (PC2) são os mesmo que aparecem com um superenriquecimento responsável pelo cruzamento entre padrões apresentado através da técnica de aglomeração hierárquica em árvores.

Obtivemos esse mesmo conjunto de resultados, mas de forma sucinta, por meio da árvore de extensão mínima para os componentes principais. Observamos que a maior parte das estrelas se encontra ao longo do eixo PC1, paralelas a ele, e representam o fluxo de enriquecimento que liga estrelas do grupo pobre em metais às estrelas do grupo rico em metais. Ao longo do eixo PC2 existem ramificações, que são as estrelas pertencentes a grupos com enriquecimento químico peculiar, estrelas desproporcionalmente ricas ou pobres em um dos elementos ou mais.

Os grupos com enriquecimento químico peculiar são encontrados majoritariamente entre grupos de abundância intermediária. Esse comportamento pode ser facilmente verificado através das árvores de extensão mínima para as amostras de Neves et al. (2009) e Adibekyan et al. (2012). Acreditamos que isso seja apenas efeito do baixo povoamento de estrelas para metalicidades extremas, as chamadas caudas da distribuição de metalicidade. O mesmo efeito é obser-

vado nas amostras que possuem pequeno número de objetos. Para estas, observamos apenas o fluxo de enriquecimento químico, ainda que para subgrupos com abundância intermediária. O cruzamento de padrões é somente observado nas amostras que possuem um grande número de estrelas e para grupos com metalicidade intermediária.

Nesta dissertação, os elementos observados com química peculiar foram o Mg, Si, Sc e V. O padrão químico distinto do padrão médio observado na abundância de algumas estrelas das amostras de Neves et al. (2009) e Adibekyan et al. (2012) para os elementos Mg e Si, também é encontrado em Chen et al. (2000) e da Silva et al. (2012). Assim como em nosso trabalho, da Silva et al. (2012) associam esse superenriquecimento dos elementos Mg e Si a diferentes sítios nucleossintéticos (SNs Ia e SNs II). Os elementos Sc e V também apresentam um enriquecimento químico peculiar. Comportamento similar para o Sc é encontrado em Nissen et al. (2000). Em da Silva et al. (2012), para  $[Fe/H] < 0$ ,  $[Sc/Fe]$  diminui com o aumento da metalicidade, enquanto que permanece aproximadamente constante para  $[Fe/H] > 0$ . A razão  $[Sc/Fe]$  é aproximadamente constante em função da idade da estrela, para  $t < 4.5 \times 10^9$  anos, enquanto que essa razão aumenta para  $t > 4.5 \times 10^9$  anos. Porém, o V é um elemento cuja abundância é difícil medir, e por isso é muito pouco estudado. Prochaska et al. (2000) sugere que o V seja produzido por mais de um sítio nucleossintético, enquanto que em da Silva et al. (2012) o V permanece constante tanto em relação à idade como em relação à metalicidade.

Nas amostras de Reddy et al. (2006), Neves et al. (2009) e Adibekyan et al. (2012),  $\langle [Mn/Fe] \rangle$  é subsolar para  $[Fe/H] < 0$  e torna-se supersolar para  $[Fe/H] > 0$ . Comportamento semelhante é observado em Nissen et al. (2000), Prochaska et al. (2000) e da Silva et al. (2012). Esse crescimento de  $[Mn/Fe]$  com a metalicidade é explicado em Kobayashi et al. (2006), através de modelos de rendimentos (yields) nucleossintéticos, e mostra que a razão  $[Mn/Fe]$  cresce rapidamente pois uma maior quantidade de Mn é produzido por SN Ia do que o Fe.

Observamos comportamento similar para o elemento Na, nas amostras de Edvardsson et al. (1993) e Gratton et al. (2003a), onde  $\langle [Na/Fe] \rangle$  é subsolar para  $[Fe/H] < -1.0$  e torna-se supersolar para  $[Fe/H] > -1.0$ . Um possível crescimento de  $[Na/Fe]$  para altas metalicidades é encontrado em da Silva et al. (2012). Em Kobayashi et al. (2006) existe um pico em  $[Fe/H] \sim -1.0$  para  $[Na/Fe]$ . O crescimento é estabilizado e  $[Na/Fe]$  passa a ser constante ( $[Na/Fe] \sim 0.0$

para  $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.0$ ). Esse comportamento ocorre, segundo Kobayashi et al. (2006), devido a dependência em metalicidade para a síntese de Na (elemento de síntese secundária).

Em todas as amostras, com exceção de RAVE (Boeche et al., 2011), observamos uma sobreabundância dos elementos  $\alpha$  ( $\langle[\alpha/\text{Fe}]\rangle > 0.0$ ) para todos grupos, mas existe um decréscimo de  $[\alpha/\text{Fe}]$  em relação ao aumento da metalicidade. Esse comportamento deve-se ao atraso nas explosões de SNs Ia em relação a SNs II.

As abundâncias da amostra de Takeda et al. (2008) mostraram um comportamento distinto das demais. Takeda et al. (2008) analisa gigantes, e nesta faixa de massas estelares o ciclo CNO em conjunto com a convecção leva ao consumo do C e O atmosférico, e por isso observamos O e C deficientes nos padrões para todos os grupos dessa amostra.

Observamos um aumento significativo na abundância dos elementos de processo s (Ba, Y, Zr e Ce) com o aumento da metalicidade ( $\frac{d\langle[\text{s}/\text{Fe}]\rangle}{d\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle} > 0$ ) para as amostras de Fulbright (2000), Reddy et al. (2003) e Takeda et al. (2008). Comportamento semelhante é observado em da Silva et al. (2012). Esse enriquecimento significativo e tardio ocorre por serem esses elementos principalmente produzidos em estrelas de massa intermediária (AGBs).

Com base em nossa dissertação e no trabalho de da Silva et al. (2012), que analisa o comportamento da abundância de Sc em função da metalicidade ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ) e em função da idade da estrela, seria interessante verificar, em futuros estudos, se os grupos encontrados no espaço de abundâncias estelares também seriam grupos em idade. E estendendo mais ainda essa ideia, se esses grupos em abundâncias também seriam grupos em velocidade ou posição na Galáxia. Nesse caso, os grupos encontrados seriam, além de grupos quimicamente semelhantes, grupos formados em mesma época e local na Galáxia. Com base nisso, encontrar grupos em abundância, idade, velocidade e posição, e dentre eles encontrar grupos com química distinta, é análogo a estudar, no histórico de formação e evolução da Galáxia, regiões dentro da Galáxia com diferentes IMFs, que possuem padrões de enriquecimento distinto, ou regiões que foram por um longo tempo superenriquecidas por alguns determinados elementos, e cujo o gás não foi eficientemente misturado.

Com base nas árvores de extensão mínima utilizadas nessa dissertação pensamos que uma melhor maneira de realizar o agrupamento hierárquico seja utilizar os componentes principais

que representam o espaço de abundâncias. Dessa forma, conseguiríamos analisar mais detalhadamente as estruturas ramificadas extremas, que representam estrelas com "linhagens" muito distintas daquelas que se encontram ao longo do fluxo de enriquecimento.

# Referências Bibliográficas

- Adibekyan, V. Z., Sousa, S. G., Santos, N. C., Delgado Mena, E., González Hernández, J. I., Israelian, G., Mayor, M., Khachatryan, G. 2012, *A&A*, 545, 32.
- Andrews, D. F. 1972, *Biometrics*, 28, 125.
- Andrews, B. H., Weinberg, D. H., Johnson, J. A., Bensby, T., & Feltzing, S. 2012, *Acta Astronomica*, 62, 269.
- Barklem, S., Christlieb, N., Beers, T. C., Hill, V., Bessell, M. S., Holmberg, J. et al. 2005, *A&A*, 439, 129.
- Barrow, J. D., Suketu, P. B., Sonoda, D. H. 1985, *MNRAS*, 216, 17.
- Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I. 2003, *A&A*, 410, 527.
- Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I. Ilyin, I., 2005, *A&A*, 433, 185.
- Boeche, C. et al. 2011, *AJ*, 142, 193.
- Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A., Hoyle, F. 1957, *Reviews of Modern Physics*, 29, 547.
- Burris, D. L., Pilachowski, C. A., Armandroff, T. E., Sneden, C., Cowan, J. J.; Roe, H. 2000, *ApJ*, 544, 302.
- Chabrier, G. 2003, *PASP*, 115, 763.
- Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Zhao, G., Zhang, H. W. & Benoni, T. 2000, *A&AS*, 141, 491.
- Cleveland, W. S. 1979, *Journ. of the Amer. Stat. Assoc.*, 74, 829.

- da Silva, R., Porto de Mello, G. F., Milone, A. C., da Silva, L., Ribeiro, L. S., Rocha-Pinto, H. J. 2012, A&A, 542, 84.
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D. L., Nissen, P. E., Tomkin, J. 1993, A&A, 275, 101.
- Fenner, Y., Gibson, B. K., Lee, H.-C. 2003, PASA, 20, 340.
- Fischer, R. A. 1936, Annals of Eugenics, 7, 179.
- Freeman, K., Bland-Hawthorn, J. 2002, ARA&A, 40, 487.
- Fulbright, J. P. 2000, AJ, 120, 1841.
- Gratton, R. G., Carretta, E., Claudi, R., Lucatello, S., Barbieri, M. 2003, A&A, 404, 187.
- Iben, I. Jr. 1991, ApJ, 76, 55.
- Iben, I. Jr. & Renzini, A. 1983, ARA&A, 21, 271.
- Karakas, A. I., & Lattanzio, J. C. 2003, PASA, 20, 279.
- Kroupa, P. 2001, MNRAS, 322, 231.
- Kobayashi, C., Umeda, H., Nomoto, K., Tominaga, N. & Ohkubo, T. 2006, AJ, 653, 1145.
- Lai, D. K., Johnson, J. A., Bolte, M., Lucatello, S. 2007, ApJ, 667, 1185.
- Lo Curto, G., Mayor, M., Benz, W. 2010, A&A, 512, A48.
- Luck, R. E. & Heiter, U. 2006, AJ, 131, 3069.
- Luck, R. E. & Heiter, U. 2007, AJ, 133, 2464.
- Marino, A. F., Sneden, C., Kraft, R. P., Wallerstein, G., Norris, J. E., et al. 2011, A&A, 532, 8.
- Matteucci, F. 2003, *The Chemical Evolution of the Galaxy*, Dordrecht, Netherland: Kluwer Academic Publishers, p. 285.
- Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D. 2003, The Messenger, 114, 20.



- Mishenina, T. V., Soubiran, C., Bienaymé, O., Korotin, S. A., Belik, S. I., Usenko, I. A., Kovtyukh, V. V. 2008, *A&A*, 489, 923.
- Neves, V., Santos, N. C., Sousa, S. G., Correia, A. C. M., Israelian, G. 2009, *A&A*, 497, 563.
- Nissen, P. E., Chen, Y. Q., Schuster, W. J., Zhao, G. 2000, *A&A*, 353, 722.
- Nissen, P. E., Schuster, W. J. 1997, *A&A*, 326, 751.
- Nomoto, K., Iwamoto, K., Kishimoto, N. 1997, *Science*, 276, 1378.
- Pagel, B. E. J. 1989, *Evolutionary phenomena in galaxies*, ed. J.E. Beckman, Cambridge, p. 201.
- Pagel, B. E. J. 1997, *Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies*, United Kingdom: Cambridge University Press, p. 378.
- Pearson, K. 1901, *On lines and planes of closest fit to systems of points in space*, *Philosophical Magazine*, 2, 559.
- Placco, V. M., Padrões de Abundâncias entre Estrelas Muito Pobres em Metais no Halo da Galáxia. 2007. 121 f, Dissertação - Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, São Paulo.
- Prochaska, J., Naumov, S. O., Carney, B. W., McWilliam, A., Wolfe, A. M. 2000, *AJ*, 120, 2513.
- Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L., Allende-Prieto, C. 2003, *MNRAS*, 340, 304.
- Reddy, B. E., J., Lambert, D. L., Allende-Prieto, C. 2006, *MNRAS*, 367, 1329.
- Santos, N. C., Mayor, M., Bonfils, X. 2011, *A&A*, 526, 112.
- Schmidt, M. 1963, *ApJ*, 137, 758.
- Takeda, Y., Sato, B., Urata, D. M. 2008, *PASJ*, 60, 781.
- Thielemann, K.-K., Argast, D., Brachwitz, et al. 2002, *ApSS*, 281, 25.

Ting, Y. S., Freeman, K. C., Kobayashi, C., De Silva, G. M., & Bland-Hawthorn, J. 2012, MNRAS, 421, 1231

Tinsley, B. M. 1980, *Fundamentals of Cosmic Physics*, 5, 287.

Valenti, J. A., Fischer, D. A. 2005, *ApJS*, 159, 141.

Walker, T. P., Steigman, G., Kang, A. S., Schramm, D. M., Olive, K. A. 1991, *ApJ*, 376, 51.

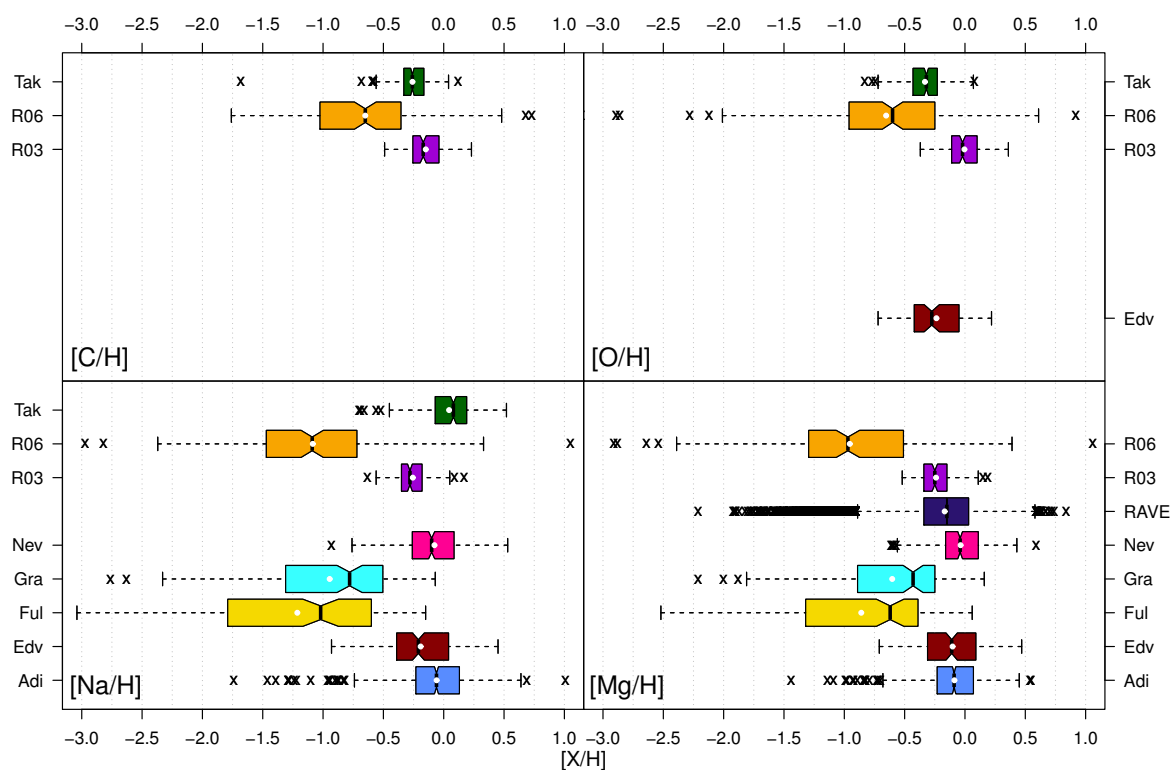
Wilkinson, L. 2005, *The Grammar of Graphics*, New York: Springer-Verlag, p. 690.

Woosley, S. E., Heger, A., Weaver, T. A. 2002, *Reviews of Modern Physics*, 74, 1015.

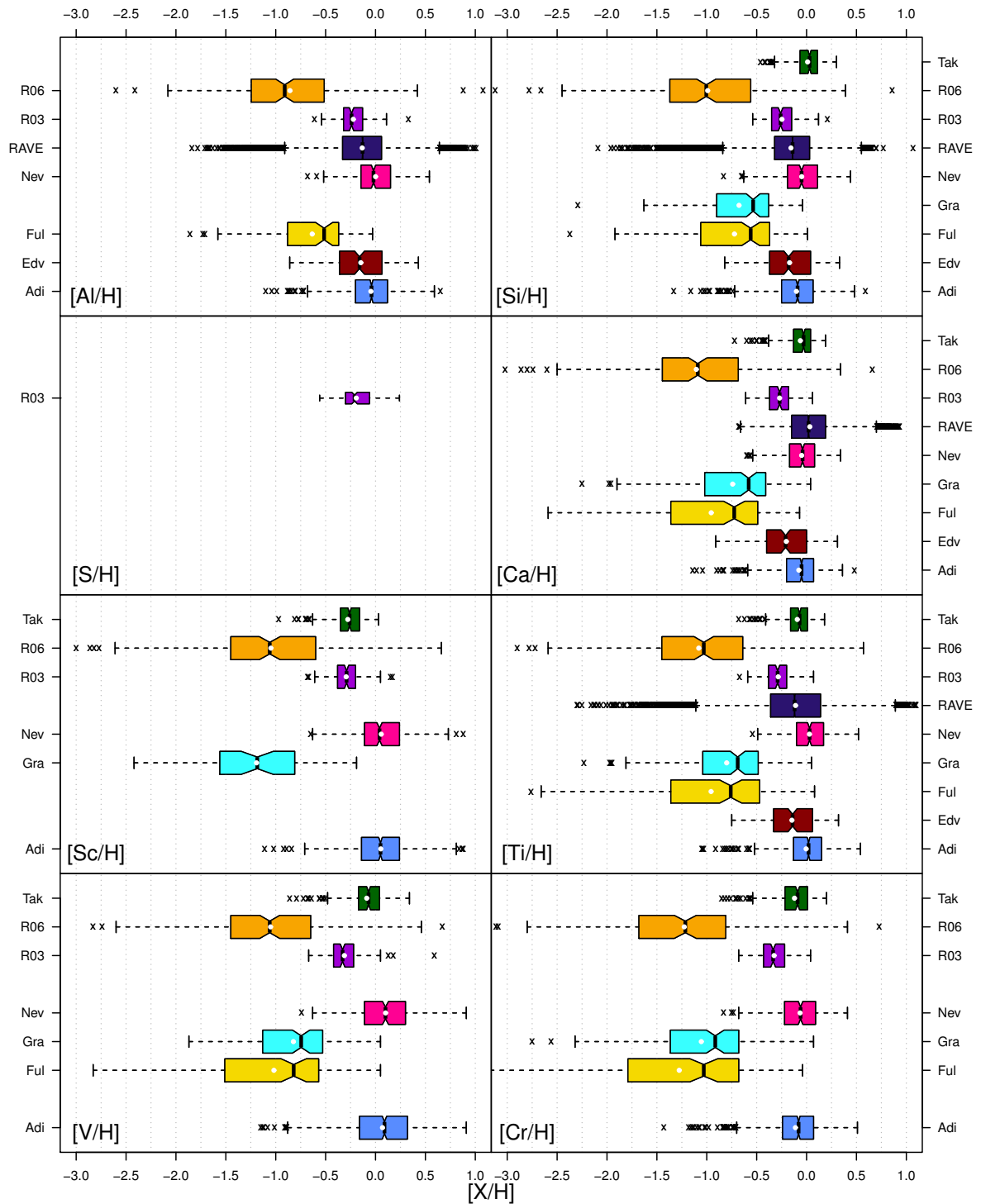
# Apêndice A

## Apêndice: Distribuição de abundâncias

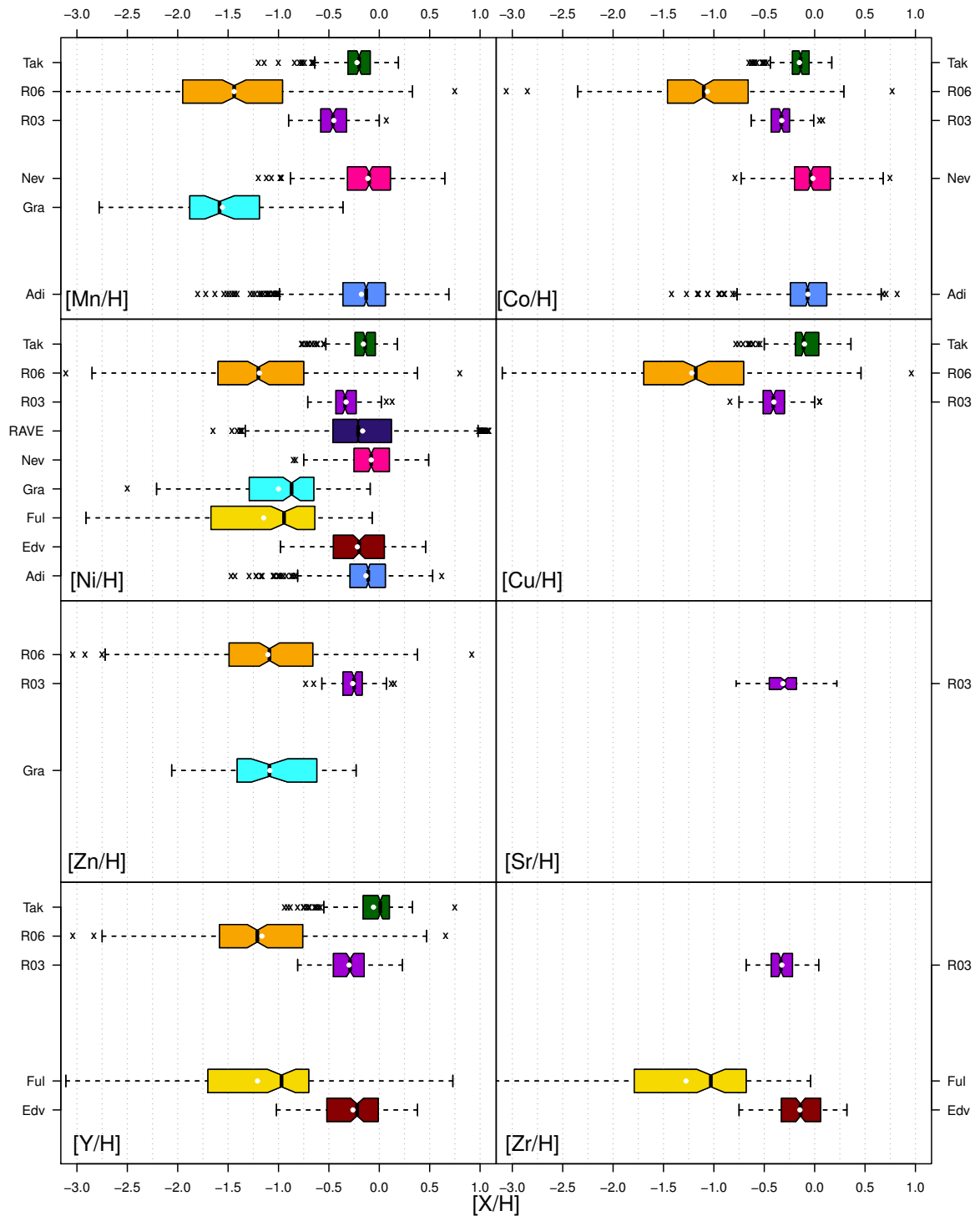
As figuras desse apêndice apresentam a distribuição de abundância para os dados que formam nossa amostra (ver capítulo 3). A distribuição foi obtida para os elementos C, N, O, Na, Mg, Al, Si, S, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Zn, Y, Zr, Ba, Ce, Pr, Nd e Eu.



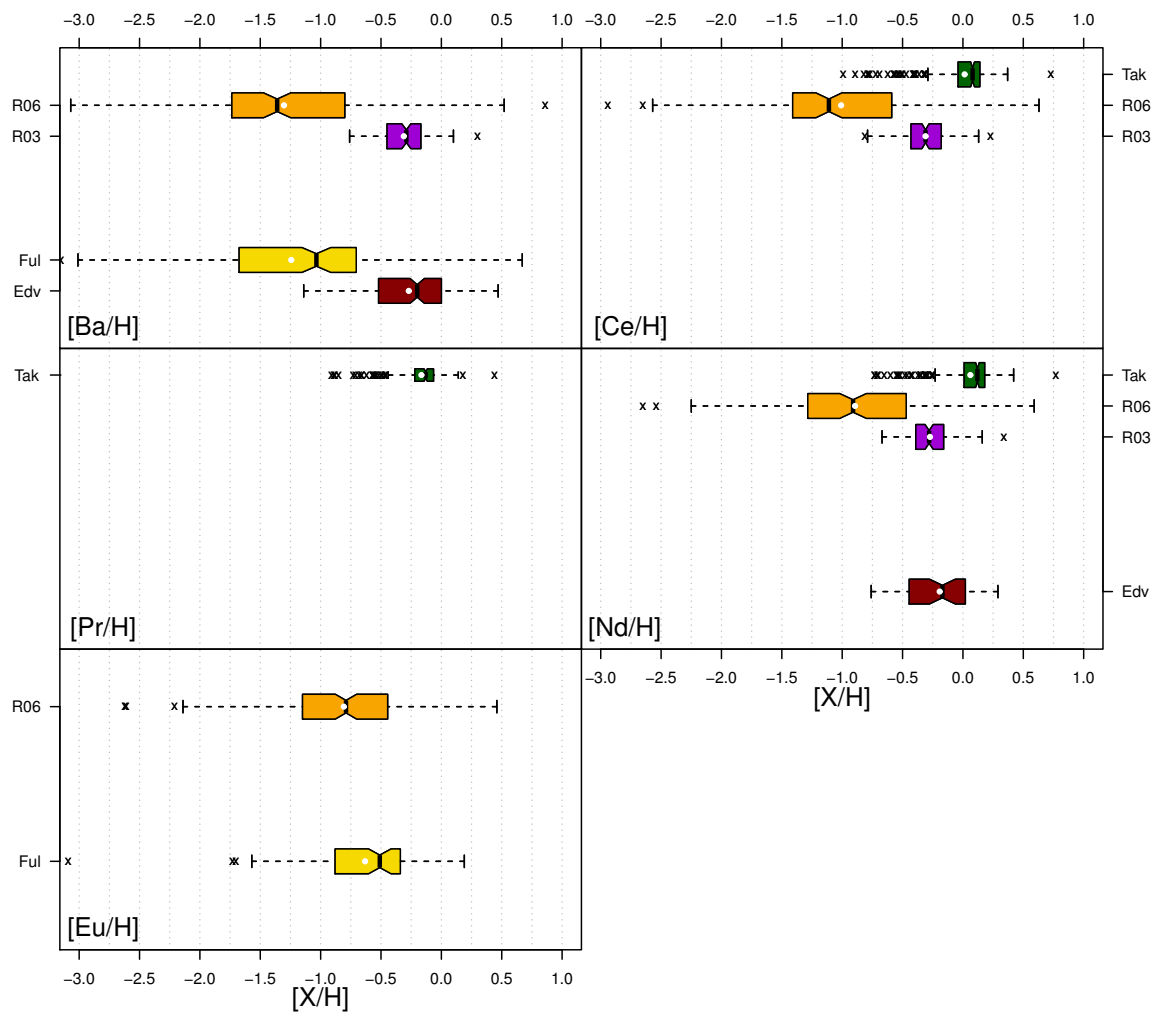
**Figura A.1:** Distribuições de abundância dos elementos C, O, Na e Mg, utilizados neste trabalho. No painel, as distribuições são representadas através de diagramas de caixas. As amostras são identificadas pela mesma cor utilizada na figura 3.1, e são representadas por abreviações.



**Figura A.2:** O mesmo da figura A.1, só que para os elementos Al, Si, S, Ca, Sc, Ti, V e Cr.



**Figura A.3:** O mesmo da figura A.1, só que para os elementos Mn, Co, Ni, Cu, Zn, Sr, Y e Zr.

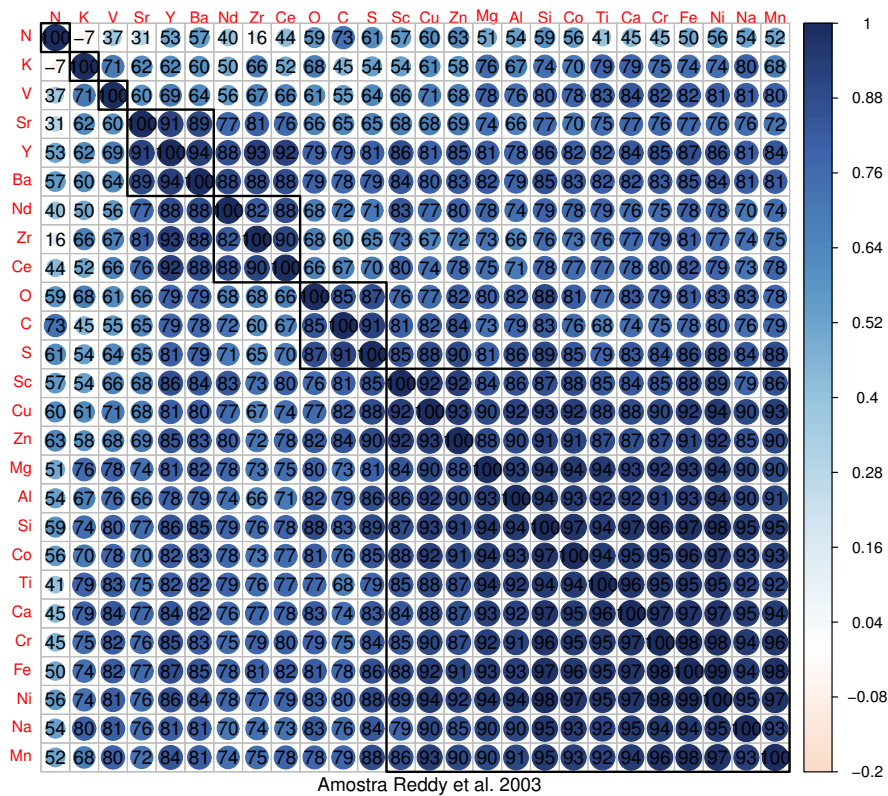


**Figura A.4:** O mesmo da figura A.1, só que para os elementos Ba, Ce, Pr, Nd e Eu.

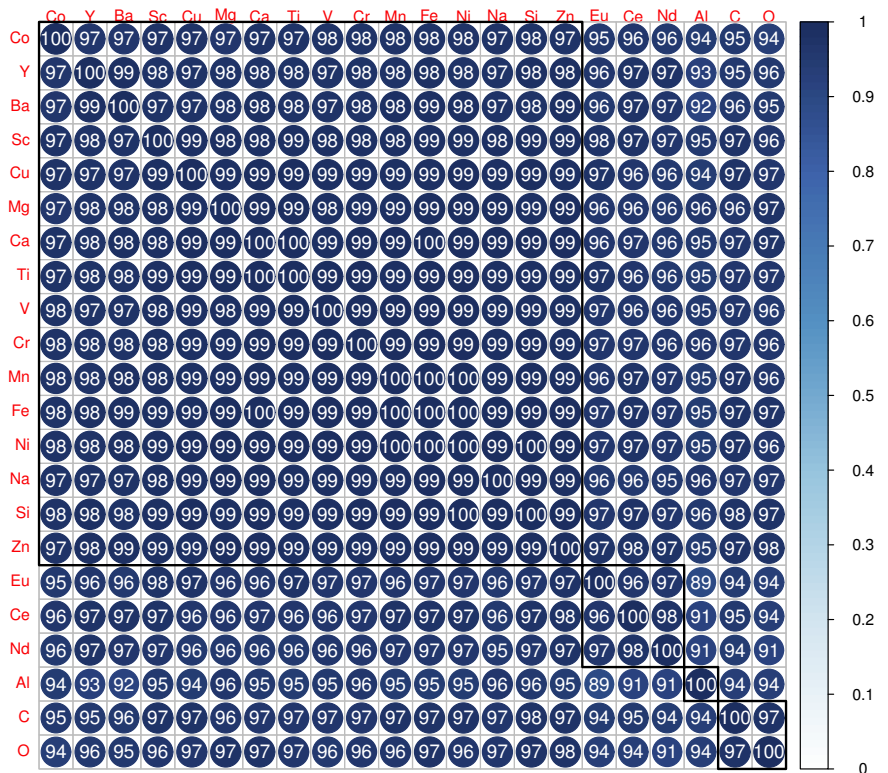
## Apêndice B

### Apêndice: Matriz de correlação

As figuras deste apêndice apresentam gráficos de matriz de correlação para os dados das amostras, representada por um mapa de níveis de cor anotados. Cada coluna e linha representa um determinado elemento químico, cujas correlações são sumarizadas nas células em que se cruzam linha e coluna respectivas. O grau de correlação entre cada elemento da amostra é marcado por níveis de cor, cuja escala pode ser vista à direita da figura. O número ao centro corresponde ao coeficiente de correlação multiplicado por 100. As colunas da matriz são reordenadas pelo método de aglomeração hierárquica, de forma que colunas adjacentes indicam aqueles elementos de maior comportamento assemelhado. Os grupos mais relevantes das matrizes de correlação foram delineados por retângulos pretos.



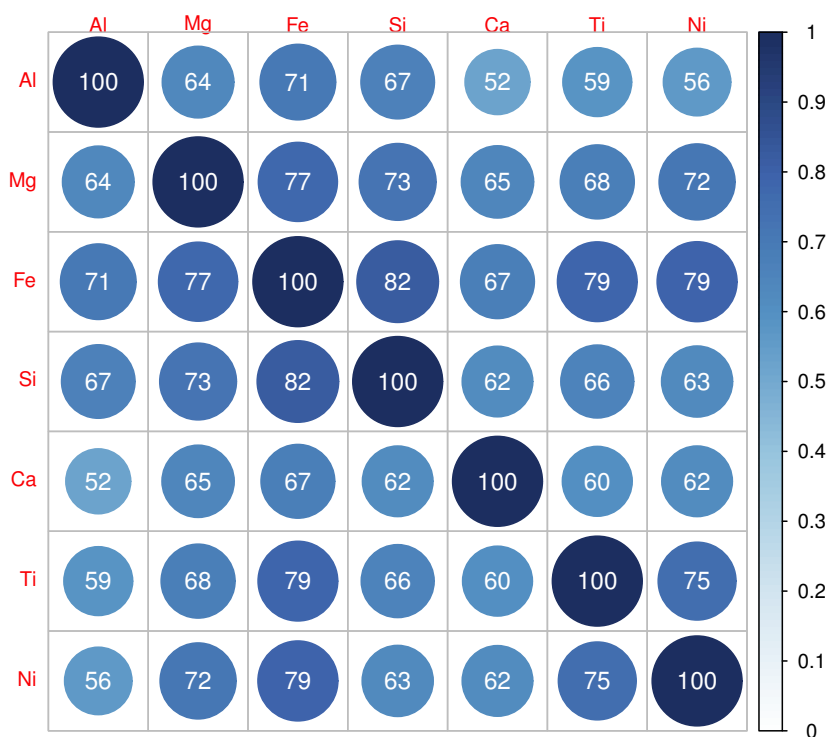
Amostra Reddy et al. 2003



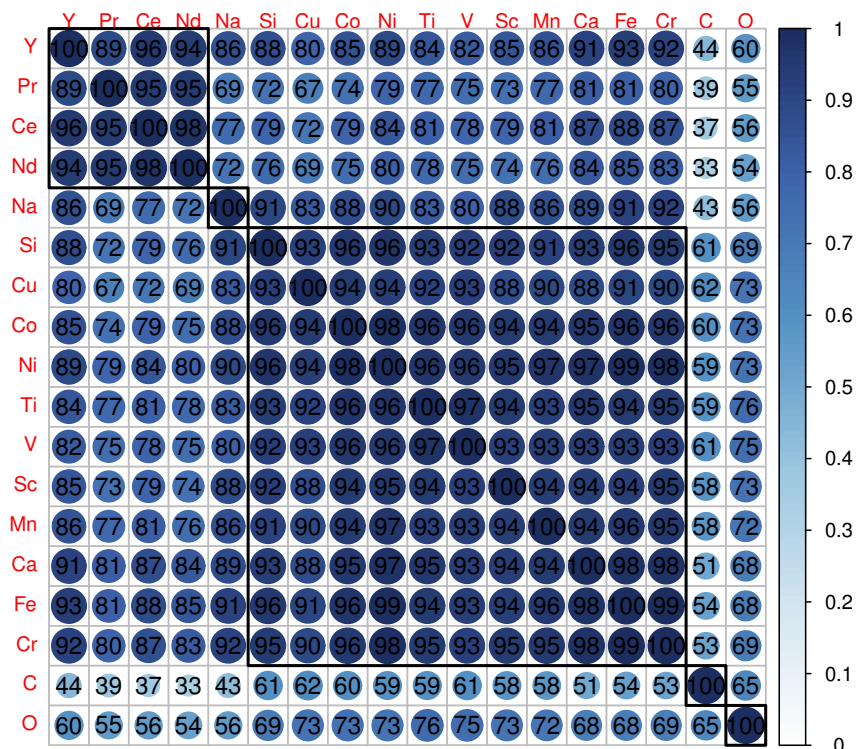
Amostra Reddy et al. 2006

**Figura B.1:** Matriz de correlação para os dados das amostras de Reddy et al. (2003) e Reddy et al. (2006), representadas por um mapa de níveis de cor anotados. Cada coluna e linha representa um determinado elemento químico, cujas correlações são representadas nas células em que se cruzam linha e coluna respectivas. O grau de correlação entre cada elemento da amostra é sumarizado por níveis de cor, cuja escala pode ser vista à direita da figura. O número ao centro corresponde ao coeficiente de correlação multiplicado por 100. As colunas da matriz são reordenadas pelo método de aglomeração hierárquica, de forma que colunas adjacentes representam aqueles elementos de maior comportamento assemelhado. Os grupos mais relevantes dessa matriz de correlação foram delineados por retângulos pretos.



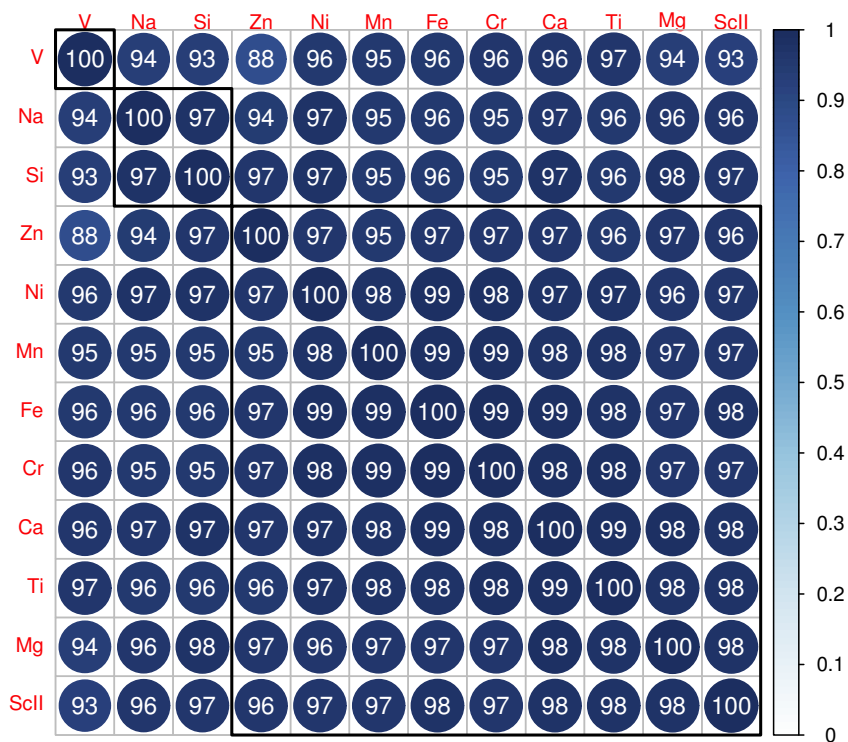


Amostra RAVE

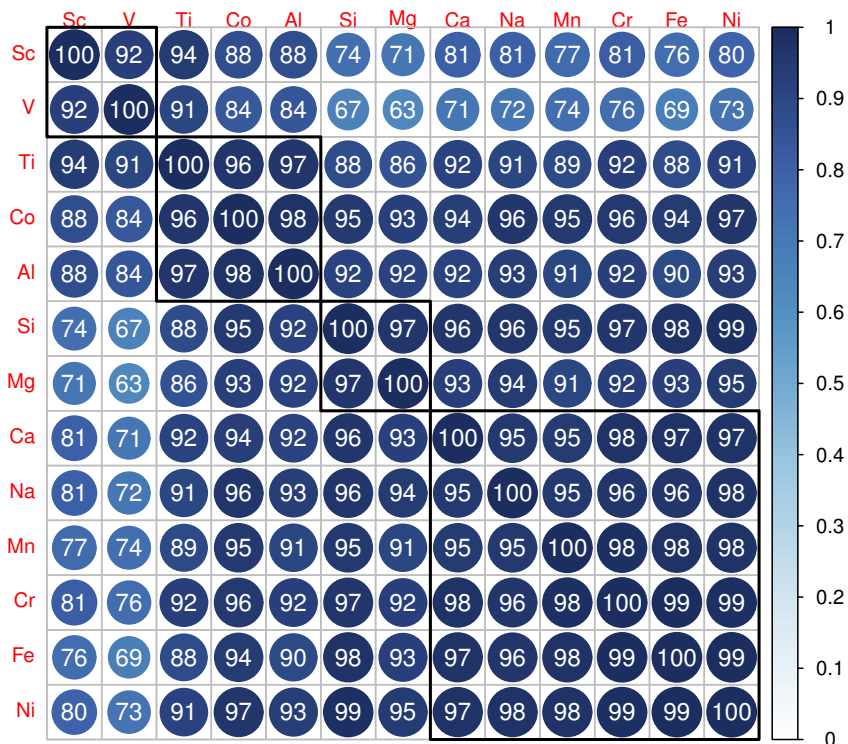


Amostra Takeda et al.

**Figura B.2:** Matriz de correlação para os dados das amostras de Boeche et al. (2011) e Takeda et al. (2008), representadas por um mapa de níveis de cor anotados. Cada coluna e linha representa um determinado elemento químico, cujas correlações são representadas nas células em que se cruzam linha e coluna respectivas. O grau de correlação entre cada elemento da amostra é sumarizado por níveis de cor, cuja escala pode ser vista à direita da figura. O número ao centro corresponde ao coeficiente de correlação multiplicado por 100. As colunas da matriz são reordenadas pelo método de aglomeração hierárquica, de forma que colunas adjacentes representam aqueles elementos de maior comportamento assemelhado. Os grupos mais relevantes dessa matriz de correlação foram delineados por retângulos pretos.

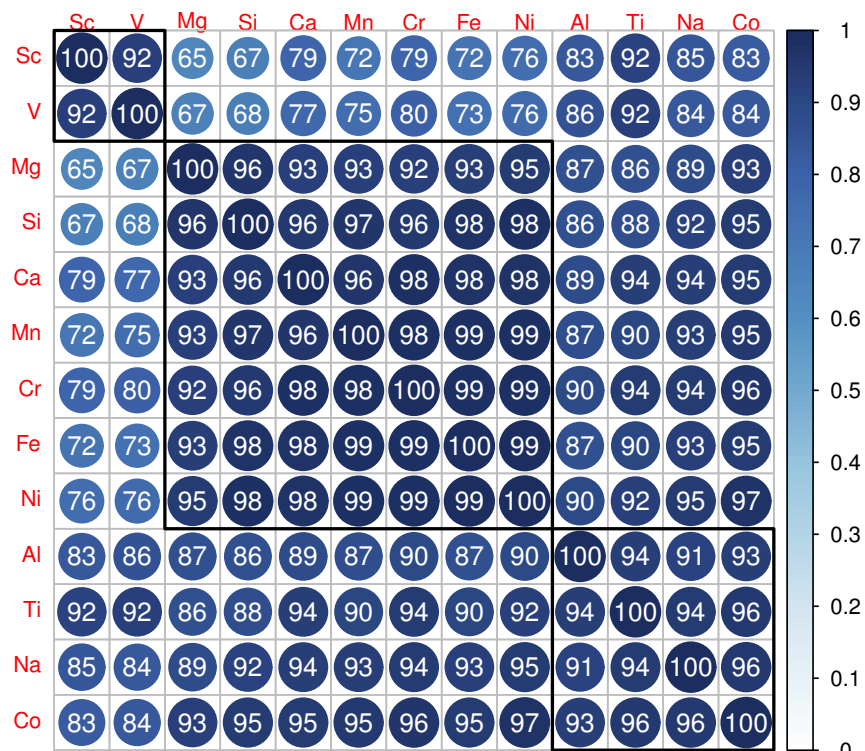


Amostra Gratton et al.

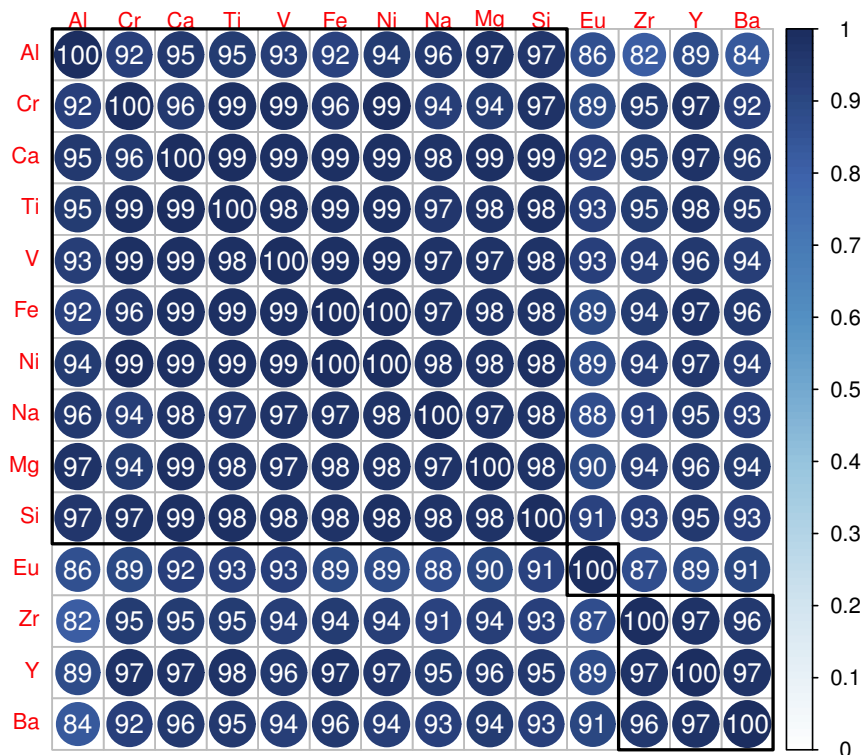


Amostra Neves et al.

**Figura B.3:** Matriz de correlação para os dados das amostras de Gratton et al. (2003a) e Neves et al. (2009), representadas por um mapa de níveis de cor anotados. Cada coluna e linha representa um determinado elemento químico, cujas correlações são representadas nas células em que se cruzam linha e coluna respectivas. O grau de correlação entre cada elemento da amostra é sumarizado por níveis de cor, cuja escala pode ser vista à direita da figura. O número ao centro corresponde ao coeficiente de correlação multiplicado por 100. As colunas da matriz são reordenadas pelo método de aglomeração hierárquica, de forma que colunas adjacentes representam aqueles elementos de maior comportamento assemelhado. Os grupos mais relevantes dessa matriz de correlação foram delineados por retângulos pretos.



Amostra Adibekyan et al.



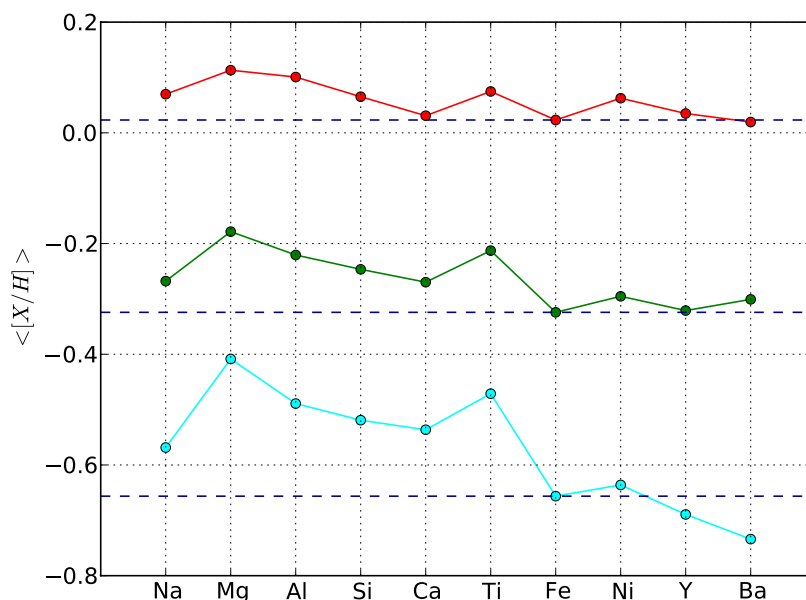
Amostra Fulbright et al.

**Figura B.4:** Matriz de correlação para os dados das amostras de Adibekyan et al. (2012) e Fulbright (2000), representadas por um mapa de níveis de cor anotados. Cada coluna e linha representa um determinado elemento químico, cujas correlações são representadas nas células em que se cruzam linha e coluna respectivas. O grau de correlação entre cada elemento da amostra é sumarizado por níveis de cor, cuja escala pode ser vista à direita da figura. O número ao centro corresponde ao coeficiente de correlação multiplicado por 100. As colunas da matriz são reordenadas pelo método de aglomeração hierárquica, de forma que colunas adjacentes representam aqueles elementos de maior comportamento assemelhado. Os grupos mais relevantes dessa matriz de correlação foram delineados por retângulos pretos.

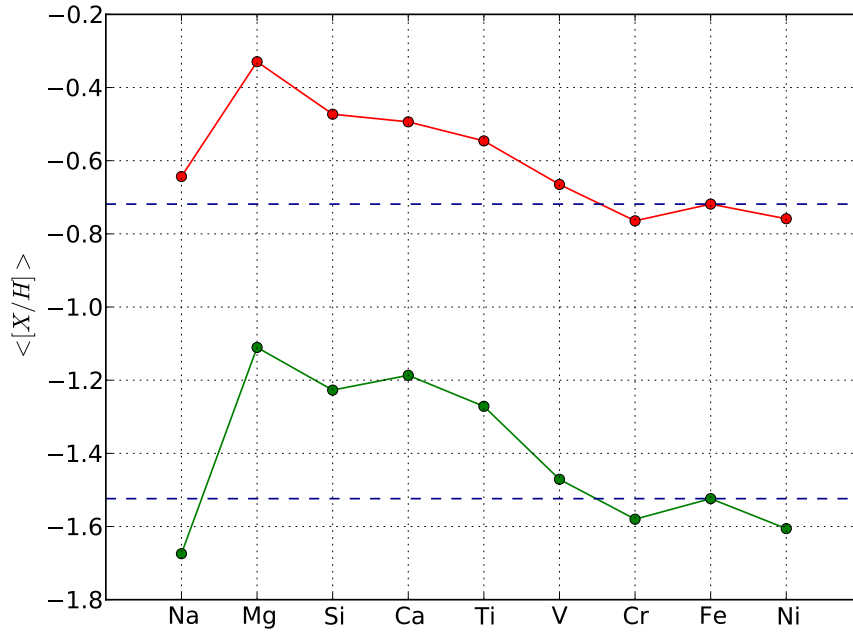
# Apêndice C

## Apêndice: Curva de abundância média

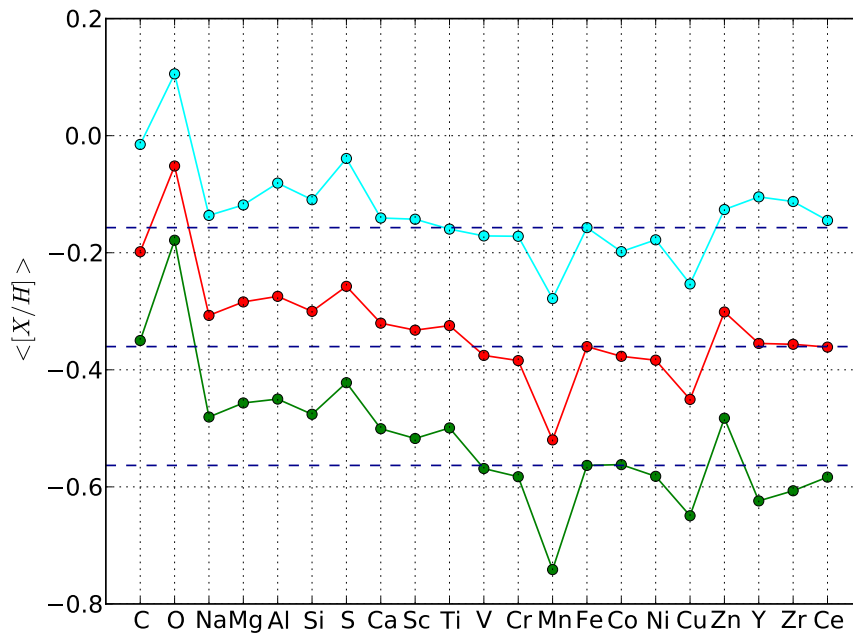
Neste apêndice encontram-se gráficos de abundância média para os grupos obtidos a partir da árvore de aglomeração hierárquica. Os grupos são classificados de acordo com sua abundância média como pobres em metais, ricos ou com abundância intermediários. Os termos rico, pobre e intermediário são usados no sentido relativo entre grupos, já que a cobertura de metalicidade difere de amostra para amostra.



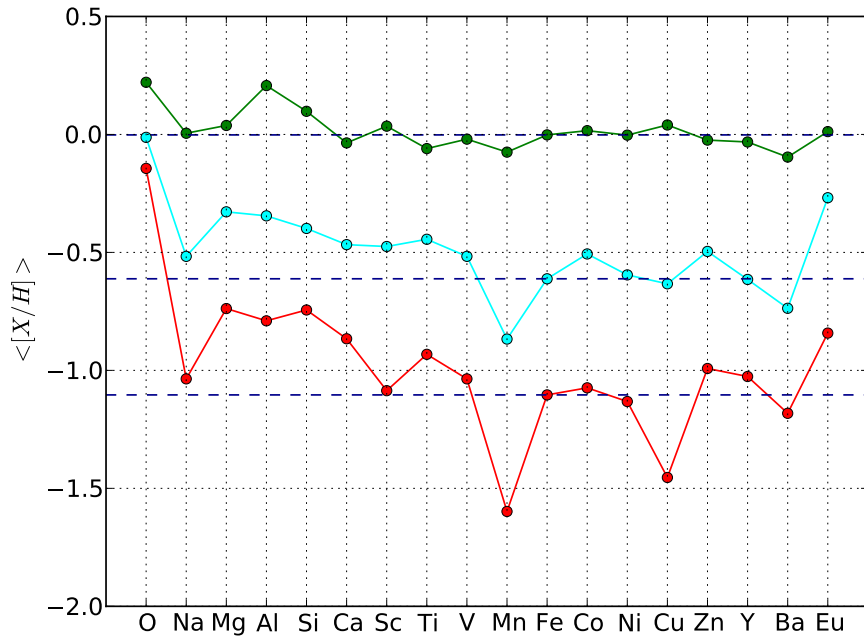
**Figura C.1:** Curva de abundância média para os grupos determinados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Edvardsson et al. (1993), a qual pode ser observada através figura 5.10. De acordo com o gráfico, temos 3 grupos: um grupo rico em metais (vermelho), um grupo pobre em metais (ciano) e um grupo intermediário (verde). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada grupo. Existe uma sobreabundância dos elementos  $\alpha$ , o que implica que  $\langle [\alpha/Fe] \rangle > 0$  em todos os grupos, mas  $\frac{d\langle [\alpha/Fe] \rangle}{d\langle [Fe/H] \rangle} < 0$ .  $\langle [Ni/H] \rangle \approx \langle [Fe/H] \rangle$  e  $\langle [s/H] \rangle \leq \langle [Fe/H] \rangle$ .



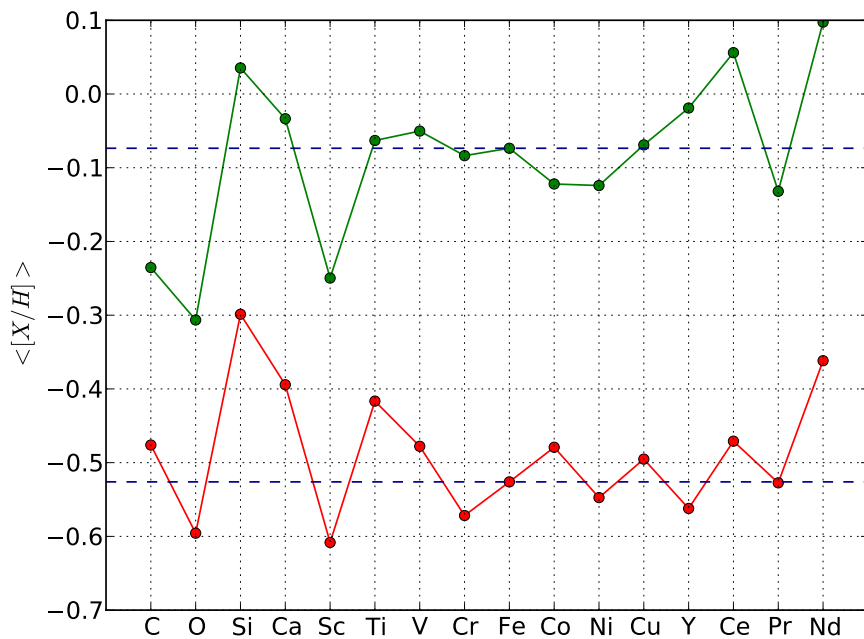
**Figura C.2:** Curva de abundância média para os grupos determinados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Gratton et al. (2003a), a qual pode ser observada através figura 5.18. De acordo com o gráfico, temos 2 grupos: um grupo rico em metais (vermelho) e um grupo pobre em metais (verde). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada grupo. Se somarmos as informações obtidas no gráfico de abundância média para a amostra de Edvardsson (ver figura C.1) e as desse gráfico verificamos que o  $[Na/Fe]$  seria subsolar para  $[Fe/H] < -1.0$ , e para  $[Fe/H] > -1.0$  torna-se supersolar.



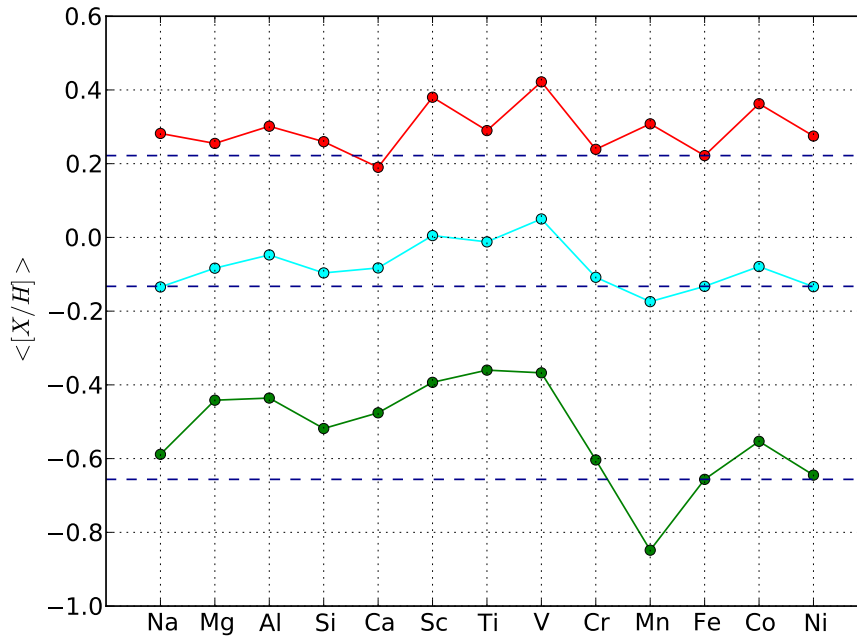
**Figura C.3:** Curva de abundância média para os grupos determinados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Reddy et al. (2003), a qual pode ser observada através figura 5.14. De acordo com o gráfico, temos 3 grupos: um grupo rico em metais (ciano), um grupo pobre em metais (verde) e um grupo com metalicidade intermediária (vermelho). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada grupo.



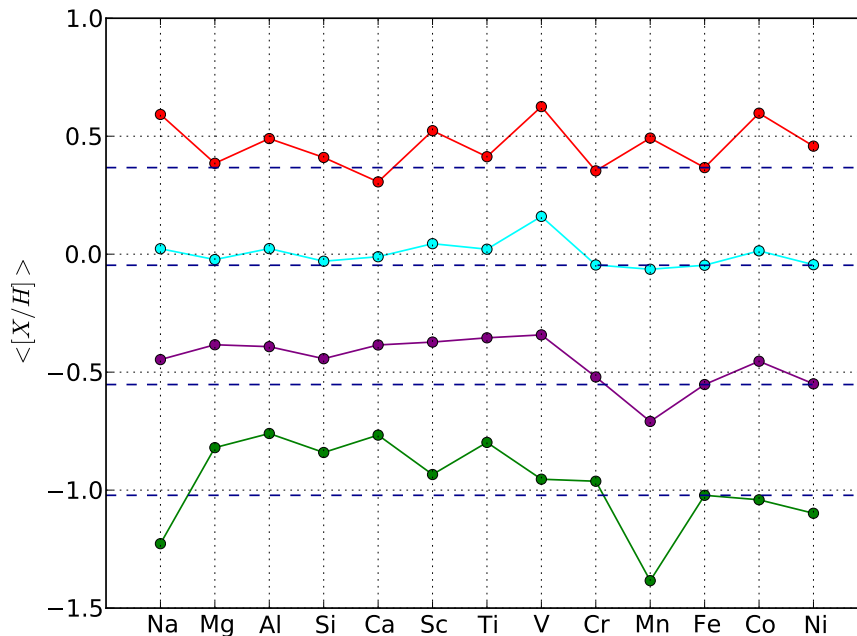
**Figura C.4:** Curva de abundância média para os grupos determinados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Reddy et al. (2006), a qual pode ser observada através figura 5.16. De acordo com o gráfico, temos 3 grupos: um grupo rico em metais (verde), um grupo pobre em metais (vermelho) e um grupo intermediário (ciano). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada grupo. Se somarmos as informações obtidas no gráfico de abundância média para a amostra de Neves (ver figura C.6), Adibekyan (ver figura C.7) e as desse gráfico verificamos que o  $[Mn/Fe]$  seria subsolar para  $[Fe/H] < 0.0$ , e para  $[Fe/H] > 0.0$  torna-se supersolar.



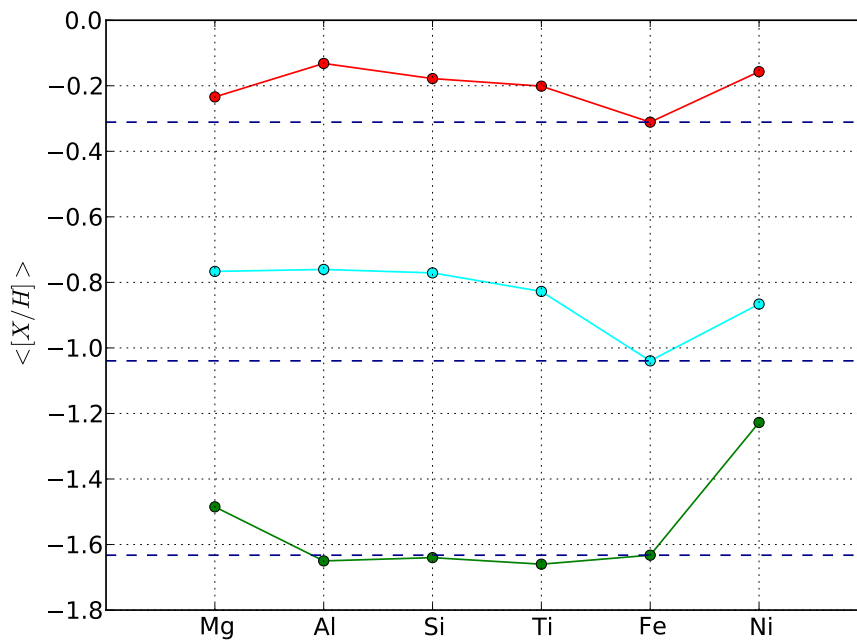
**Figura C.5:** Curva de abundância média para os grupos determinados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Takeda et al. (2008), a qual pode ser observada através figura 5.12. De acordo com o gráfico, temos 2 grupos: um grupo rico em metais (verde) e um grupo pobre em metais (vermelho). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada grupo. Nesse gráfico encontramos resultados distintos ( $[O/Fe] < 0$ ), com padrão químico bem diferente dos demais.



**Figura C.6:** Curva de abundância média para os grupos determinados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Neves et al. (2009), a qual pode ser observada através figura 5.20. De acordo com o gráfico, temos 3 grupos: um grupo rico em metais (vermelho), um grupo pobre em metais (verde) e um grupo com metalicidade intermediária (ciano). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada grupo.



**Figura C.7:** Curva de abundância média para os grupos determinados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de Adibekyan et al. (2012), a qual pode ser observada através figura 5.22. De acordo com o gráfico, temos 4 grupos: um grupo rico em metais (vermelho), um grupo pobre em metais (verde) e dois grupos com metalicidade intermediária (ciano e roxo). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada grupo.



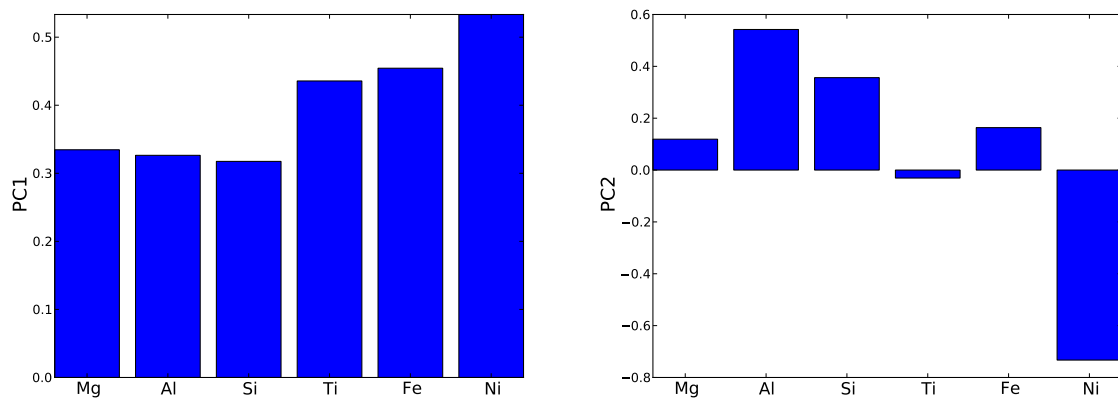
**Figura C.8:** Curva de abundância média para os grupos determinados a partir da árvore de aglomeração hierárquica de RAVE (Boeche et al., 2011), a qual pode ser observada através figura 5.24. De acordo com o gráfico, temos 3 grupos: um grupo rico em metais (vermelho), um grupo pobre em metais (verde) e um grupo com metalicidade intermediária (ciano). As linhas tracejadas azul escuro passam pelos valores de abundância média do ferro ( $[Fe/H]$ ) para cada grupo.



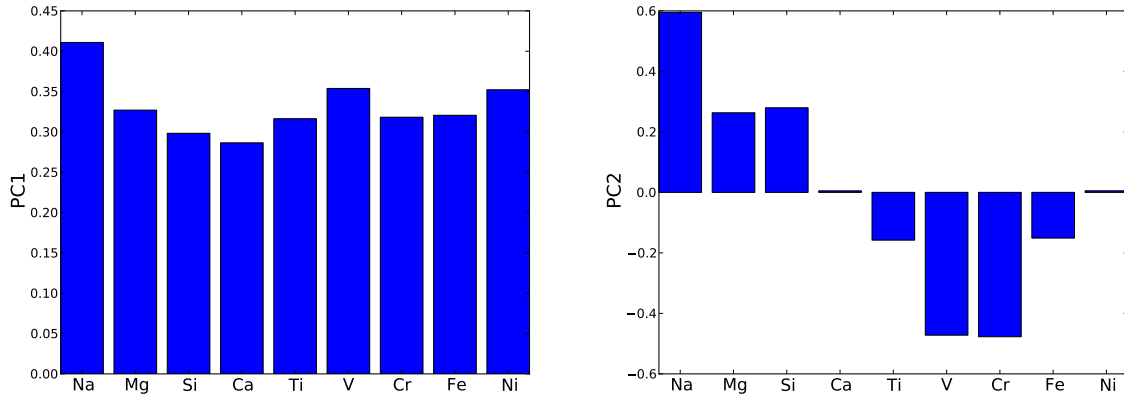
## Apêndice D

### Apêndice: PCA1, PCA2 e árvores de extensão mínima

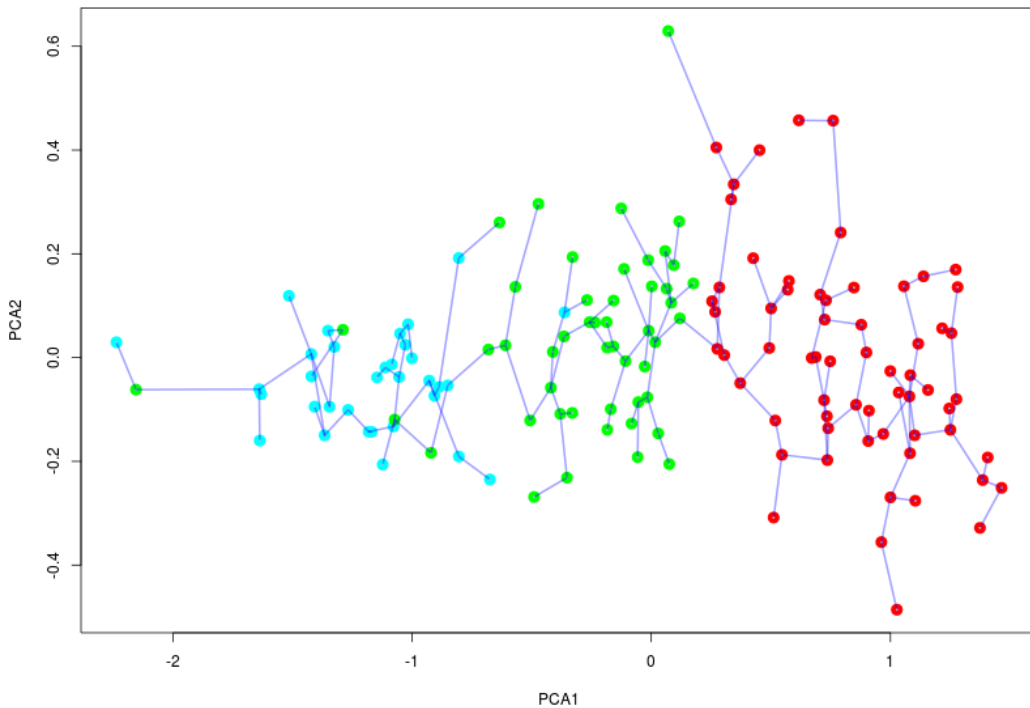
Este apêndice contém os gráficos dos primeiro e segundo componentes principais (PCA1 e PCA2) e as árvores de extensão mínima daquelas amostras que não foram mostradas no capítulo 5. A cor dos pontos nas árvores de extensão mínima segue a mesma cor dos grupos obtidos através das árvores de aglomeração hierárquica.



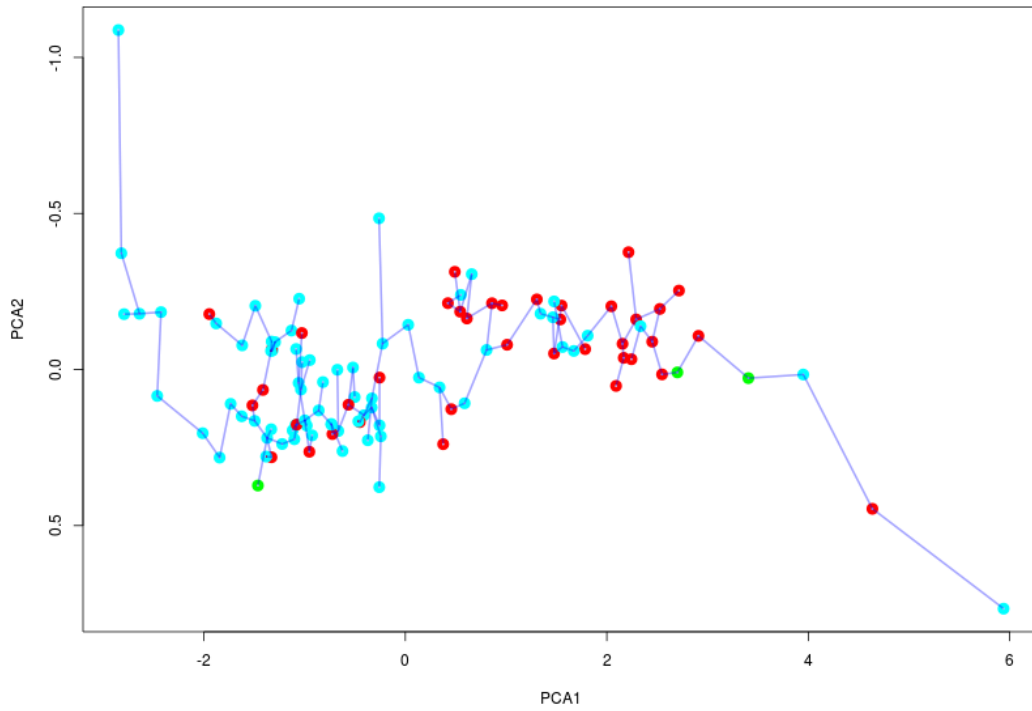
**Figura D.1:** Análise do componente principal para o primeiro (PCA1) e segundo componente (PCA2), para a amostra de RAVE (Boeche et al., 2011). O PCA1 determina o padrão médio de enriquecimento químico, o fluxo principal de evolução química, enquanto o PCA2 dá o desvio típico deste fluxo, devido ao enriquecimento químico local herdado pelas estrelas.



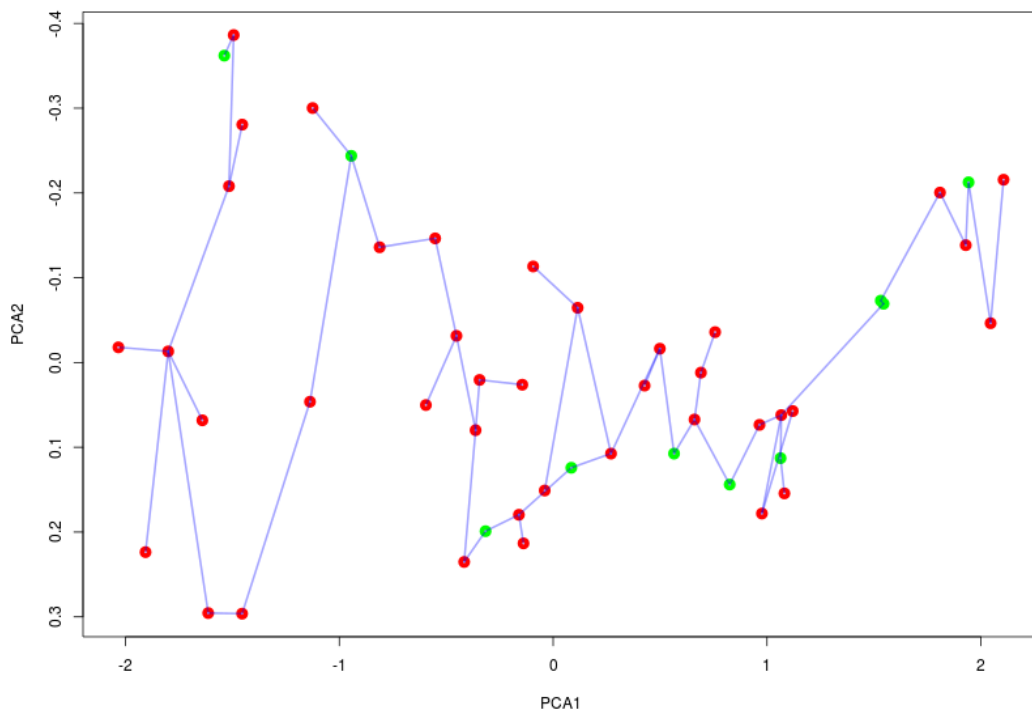
**Figura D.2:** Análise do componente principal para o primeiro (PCA1) e segundo componente (PCA2), para a amostra de Gratton et al. (2003a). O PCA1 determina o padrão médio de enriquecimento químico, o fluxo principal de evolução química, enquanto o PCA2 dá o desvio típico deste fluxo, devido ao enriquecimento químico local herdado pelas estrelas.



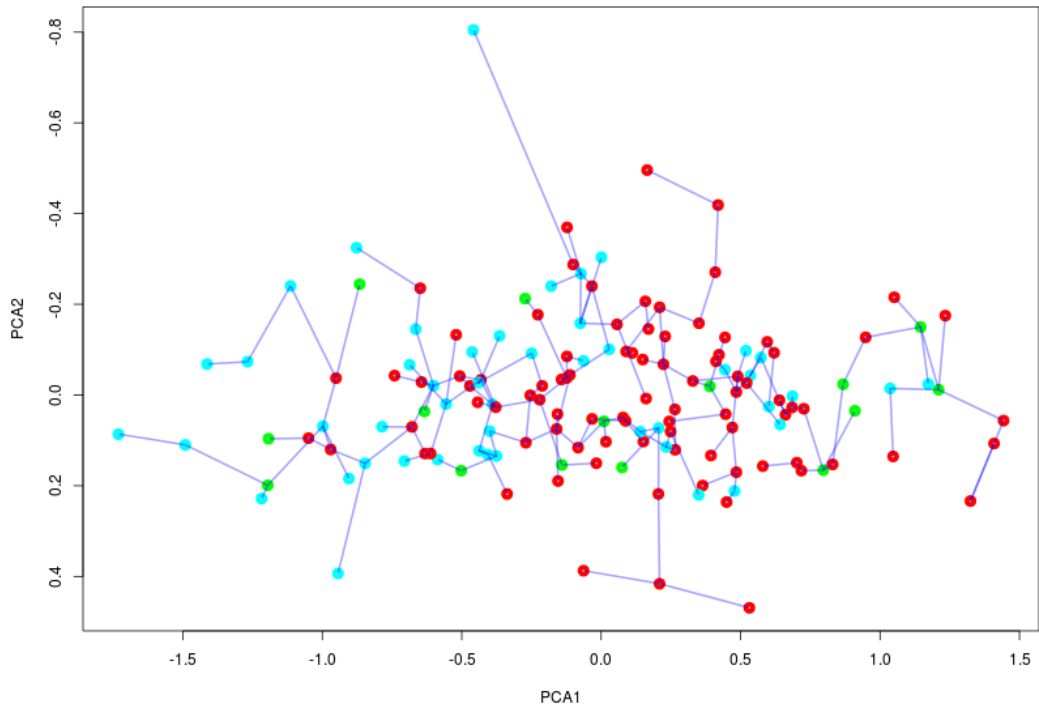
**Figura D.3:** Árvore de extensão mínima para Edvardsson et al. (1993). Existe um fluxo que liga as estrelas do grupo pobre em metais (ciano) às estrelas do grupo ricos em metais (vermelho) na árvore de extensão mínima, quase paralelamente ao eixo PCA1. As ramificações ao longo do PCA2 podem ser analisadas como mais interessantes para a classificação química do que o fluxo padrão em PCA1, pois estas correspondem a estrelas que estão desproporcionalmente ricas ou pobres em um ou mais elementos.



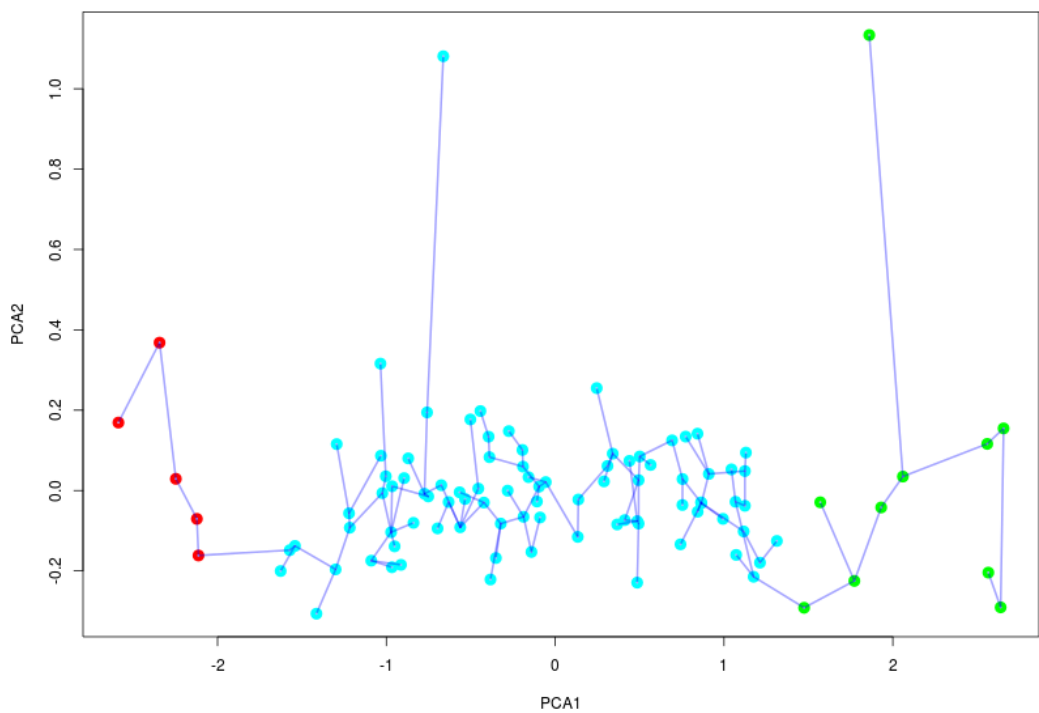
**Figura D.4:** Árvore de extensão mínima para Fulbright (2000). Essa amostra deve ser uma amostra heterogênea.



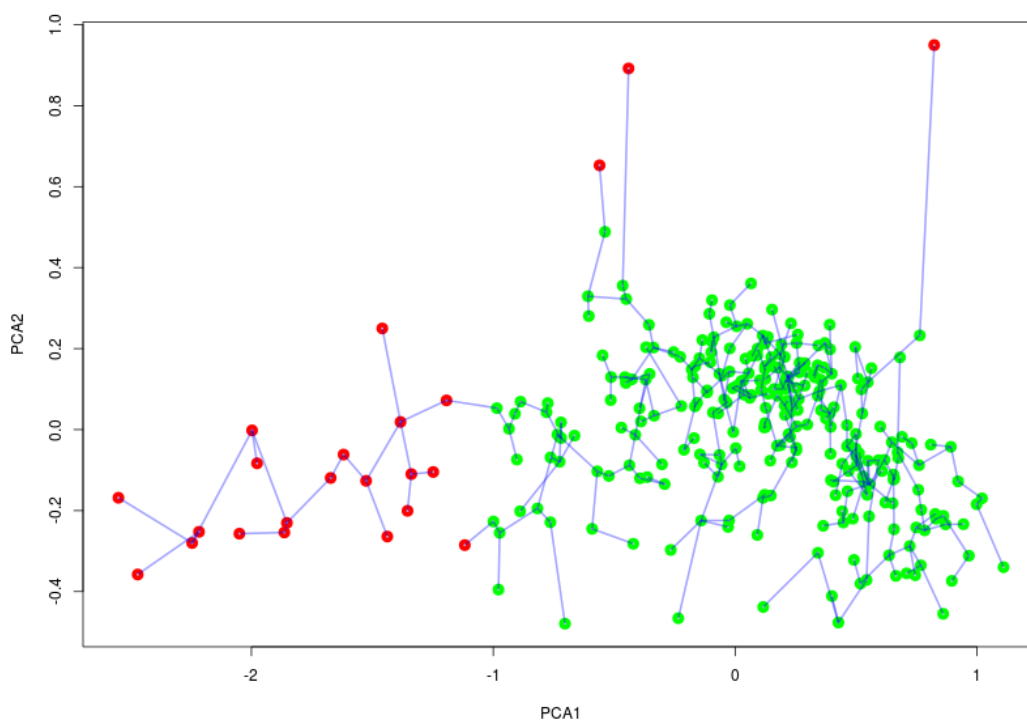
**Figura D.5:** Árvore de extensão mínima para Gratton et al. (2003a). Essa amostra deve ser uma amostra heterogênea.



**Figura D.6:** Árvore de extensão mínima para Reddy et al. (2003). Não existe um fluxo tão claro nessa amostra. Isso deve ocorrer, provavelmente, porque os componentes PC1 e PC2 não explicam, de forma razoável, a variação nos dados.



**Figura D.7:** Árvore de extensão mínima para Reddy et al. (2006). Existe um fluxo que liga as estrelas do grupo pobre em metais (vermelho) e as estrelas do grupo ricos em metais (verde) na árvore de extensão mínima, quase paralelamente ao eixo PCA1. As ramificações ao longo do PCA2 podem ser analisadas como mais interessantes para a classificação química do que o fluxo padrão em PCA1, pois estas correspondem a estrelas que estão desproporcionalmente ricas ou pobres em um ou mais elementos.



**Figura D.8:** Árvore de extensão mínima para Takeda et al. (2008). Existe um fluxo que liga as estrelas do grupo pobre em metais (vermelho) e as estrelas do grupo ricos em metais (verde) na árvore de extensão mínima, quase paralelamente ao eixo PCA1. As ramificações ao longo do PCA2 podem ser analisadas como mais interessantes para a classificação química do que o fluxo padrão em PCA1, pois estas correspondem a estrelas que estão desproporcionalmente ricas ou pobres em um ou mais elementos.