

Arthur Alencastro Puls

**Análise de Abundâncias Químicas com
Espectroscopia de Alta Resolução do
Aglomerado Globular NGC 6366**

Brasil

2016

Arthur Alencastro Puls

**Análise de Abundâncias Químicas com Espectroscopia de
Alta Resolução do Aglomerado Globular NGC 6366**

Trabalho de Conclusão de Curso do bacharelado em Física com ênfase em Astrofísica.

Universidade Federal do Rio Grande do Sul

Instituto de Física

Departamento de Astronomia

Orientador: Professor Dr. Alan Alves Brito

Brasil

2016

Arthur Alencastro Puls

Análise de Abundâncias Químicas com Espectroscopia de Alta Resolução do Aglomerado Globular NGC 6366/ Arthur Alencastro Puls. – Brasil, 2016-
103 p. : il. (algumas color.) ; 30 cm.

Orientador: Professor Dr. Alan Alves Brito

Trabalho de Conclusão de Curso – Universidade Federal do Rio Grande do Sul
Instituto de Física
Departamento de Astronomia, 2016.

1. Abundâncias químicas. 2. NGC 6366. 2. Espectroscopia. I. Orientador: Alan
Alves Brito. II. Universidade Federal do Rio Grande do Sul. III. Instituto de Física. IV.
Título

Arthur Alencastro Puls

Análise de Abundâncias Químicas com Espectroscopia de Alta Resolução do Aglomerado Globular NGC 6366

Trabalho de Conclusão de Curso do bacharelado em Física com ênfase em Astrofísica.

Trabalho aprovado. Brasil, 14 de novembro de 2016:

Professor Dr. Alan Alves Brito
Orientador

Professora Dra. Alejandra Daniela Romero
Convidada

Professora Dra. Daniela Borges Pavani
Convidada

Brasil
2016

Este trabalho é dedicado a todas e todos os estudantes que, no exato momento em que este trabalho é finalizado, estão mobilizados em escolas e universidades por um futuro melhor.

Agradecimentos

Quase quatro anos depois de me jogar de cabeça na aposta incerta de recomeçar a vida profissional do zero, chegou a hora de lembrar das pessoas que me ajudaram a tornar isso possível.

Ao meu orientador, Professor Dr. Alan Alves Brito, por ter me encorajado a assumir a tarefa de sondar o desconhecido neste trabalho. As indicações de artigos e livros, os conselhos a respeito da carreira, a *paciência* em me tirar dúvidas e o exemplo de conduta como cientista foram valiosíssimos.

Aos demais professores e professoras do Departamento de Astronomia da UFRGS, pelo estímulo, pelos conselhos e pelo exemplo. Em especial à Professora Dra. Daniela Borges Pavani, que me acolheu nos programas de extensão do departamento ainda no primeiro semestre. A experiência com a extensão me mostrou que o papel de um cientista na sociedade não deve acabar na pesquisa.

Ao Dr. Daniel Ruschel Dutra, ex-colega de banda e agora colega de profissão, pelo apoio durante todos esses anos e por todas as dicas sobre aquisição e redução de dados. Teu comentário de que alguém como eu conseguiria se formar em Física, lá em 2012, foi uma das coisas que eu considereei na hora de arriscar.

Colegas de graduação: chegamos aqui depois de n listas de exercícios, resiliência e muita ajuda mútua. O auxílio de vocês naqueles momentos em que a dúvida parecia um muro intransponível foi essencial para mim.

Ao povo brasileiro, que possibilitou meus estudos através do financiamento das atividades de ensino, pesquisa e extensão das universidades federais.

À vó Saly, que me deu um teto durante esses anos todos e auxílio material que foi crucial nos momentos de aperto. Seria impossível ter chegado aqui sem essa ajuda.

Finalmente, à Gabriela Gehlen, minha melhor amiga e companheira, pelo apoio incondicional desde o momento zero. Por ter acreditado sempre. Por ter me mostrado o currículo do curso e dito "é a tua cara". Por ter me confortado nos momentos difíceis quando eu cogitei desistir. Por tudo!

*"Quem é o homem mais feliz? Aquele que enfrentou a tempestade da vida e viveu, ou
aquele que permaneceu firmemente em terra e simplesmente existiu?"
(Hunter S. Thompson)*

Resumo

Localizado na direção do bojo Galáctico, o aglomerado globular rico em metais NGC 6366 recebeu escassa atenção na literatura até o momento. Sem trabalhos fotométricos e espectroscópicos de alta precisão publicados sobre este objeto até o presente ano, pouco se sabe sobre sua constituição interna. Sua cinemática sugere pertencimento ao halo. O propósito deste trabalho é realizar uma análise química detalhada de oito estrelas gigantes de NGC 6366, e, além disso, comparar as abundâncias derivadas com as de outros globulares e estrelas de campo do bojo disponíveis na literatura, para tentar identificar uma possível ligação química com essa componente da Galáxia. Também procuramos indícios de múltiplas populações estelares. Usamos espectros de alta resolução ($R > 40000$, $S/N > 60$) obtidos nos telescópios VLT (8.2 m) e CFHT (3.6 m). Derivamos os parâmetros atmosféricos através do método de equilíbrio de excitação e de ionização das linhas de Fe I e Fe II. A partir dos parâmetros atmosféricos corretos calculamos as abundâncias de outros elementos. Nossa análise determinou $[Fe/H] = -0.60 \pm 0.03$ para NGC 6366 e abundâncias compatíveis com as encontradas em outros aglomerados e estrelas de campo do bojo. A anticorrelação Na-O é consistente com os parâmetros globais do aglomerado. Não encontramos a anticorrelação Mg-Al. O padrão de abundâncias encontrado elimina a possibilidade de que NGC 6366 pertença ao halo externo e indica que o aglomerado seja nativo da Galáxia. Não foi detectada a presença de múltiplas populações, embora sua existência ainda não possa ser descartada.

Palavras-chave: NGC 6366. Aglomerado Globular. Abundâncias Químicas.

Abstract

Being located close to the Galactic bulge, the metal-rich globular cluster NGC 6366 has received scarce attention in the literature. Almost none high precision photometric and spectroscopic studies have been published about this object, and little is known about its internal structure. Its kinematics suggests a link to the halo. The purpose of this work is to produce a detailed chemical analysis of eight giant stars of NGC 6366, and, also, to compare the derived abundances with those of other globular clusters and field stars of the bulge available in the literature. We tried to identify a possible link with this Galactic component, and we also looked for evidence of multiple stellar populations. This work deals with high resolution spectra ($R > 40000$, $S/N > 60$) obtained at the VLT (8.2 m) and CFHT (3.6 m) telescopes. The atmospheric parameters were derived using the method of excitation and ionization equilibrium of Fe I and Fe II lines. From the correct atmospheric parameters we calculated the abundances for other elements. Our analysis found $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.60 \pm 0.03$ for NGC 6366. The chemical abundances are compatible with other clusters and field stars of the bulge. The Na-O anticorrelation is consistent with the global parameters of the cluster. No anticorrelation between Mg and Al is found. We rule out the possibility of NGC 6366 being from the outer halo. The abundance pattern suggests it is a native Galactic globular cluster. No evidence of multiple populations was found, but their existence cannot be ruled out yet.

Keywords: NGC 6366. Globular Cluster. Chemical Abundances.

Lista de ilustrações

Figura 1 – Distribuição de metalicidade dos globulares Galácticos	29
Figura 2 – Diagrama HR	31
Figura 3 – Localização de NGC 6366 no plano XY da Via Láctea	34
Figura 4 – Finding chart	39
Figura 5 – Espectros de duas estrelas da amostra na região de 6160 Å	41
Figura 6 – Diagrama cor-magnitude de NGC 6366	42
Figura 7 – Definição de largura equivalente	45
Figura 8 – Exemplo de curva de crescimento	47
Figura 9 – Diagrama de equilíbrio de excitação	50
Figura 10 – Diagrama de equilíbrio de ionização	51
Figura 11 – Comparação entre os métodos de medida de velocidade radial	55
Figura 12 – Comparação dos parâmetros atmosféricos fotométricos e espectroscópicos	58
Figura 13 – Abundâncias dos elementos α e Z-ímpar	62
Figura 14 – Relações entre elementos envolvidos em processos de queima de H	65
Figura 15 – Exemplo de síntese do Eu	69
Figura 16 – Exemplo de síntese do Ba	69
Figura 17 – Outro exemplo de síntese do Ba	69
Figura 18 – Exemplo de síntese do La	70

Lista de tabelas

Tabela 1 – Informações gerais sobre os espectros pré-reduzidos	38
Tabela 2 – Fotometria nas bandas B, V e I	43
Tabela 3 – Medidas de velocidade radial por espectro	56
Tabela 4 – Velocidades radiais, parâmetros atmosféricos espectroscópicos e fotométricos.	59
Tabela 5 – Abundâncias solares usadas neste trabalho.	60
Tabela 6 – Abundâncias dos elementos α e Z-ímpar	60
Tabela 7 – Incertezas dos elementos α e Z-ímpar	61
Tabela 8 – Abundâncias dos elementos do pico do Fe	61
Tabela 9 – Incertezas dos elementos do pico do Fe	64
Tabela 10 – Elementos medidos por síntese espectral	67
Tabela 11 – Incertezas dos elementos medidos por síntese espectral (UVES)	67
Tabela 12 – Incertezas dos elementos medidos por síntese espectral (ESPaDOnS)	68
Tabela 13 – Larguras equivalentes	83
Tabela 14 – Número de linhas analisadas nos elementos leves por estrela.	96
Tabela 15 – Lista de linhas usadas nas medidas de velocidade radial.	97

Lista de abreviaturas e siglas

ΛCDM	Lambda Cold Dark Matter
AGB	Asymptotic Giant Branch
ARES	Automatic Routine for line Equivalent widths in stellar Spectra
ASCII	American Standard Code for Information Interchange
B2FH	Burbidge-Burbidge-Fowler-Fred Hoyle
BHB	Blue Horizontal Branch
CFHT	Canada-France-Hawaii Telescope
CMD	Color-Magnitude Diagram
CNO	Carbono Nitrogênio Oxigênio
CoG	Curva de crescimento
ESO	European Southern Observatory
ESPaDOnS	Echelle SpectroPolarimetric Device for the Observation of Stars
FRMS	Fast Rotating Massive Stars
HB	Horizontal Branch
IQR	Amplitude interquartil
IRAF	Image Reduction and Analysis Facility
NGC	New General Catalogue
RGB	Red Giant Branch
SNe	Supernova
SSP	Simple Stellar Population
UVES	Ultraviolet Visual Echelle Spectrograph
VLT	Very Large Telescope

Lista de símbolos

Gyr	10^9 anos.
A	Abundância de um elemento.
RA	Ascensão Reta.
A_V	Avermelhamento na banda V.
e	Carga elétrica; Base do logaritmo natural.
λ	Comprimento de onda de uma onda eletromagnética.
B_{ik}	Coefficiente de absorção de Einstein.
κ_ν	Coefficiente de absorção do contínuo.
r_p	Coefficiente de correlação de Pearson.
P, I, E	Componentes da população estelar de um aglomerado globular.
k_B	Constante de Boltzmann.
l, b	Coordenadas Galácticas esféricas.
X, Y, Z	Coordenadas Galácticas retangulares.
v_{corr}	Correção heliocêntrica da velocidade radial.
Dec	Declinação.
N_i	Densidade de absorvedores por unidade de volume.
σ	Desvio padrão.
$\bar{\sigma}$	Desvio padrão da média.
σ_{GC}	Dispersão central de velocidade de um aglomerado globular.
R_{GC}	Distância ao centro da Galáxia.
J2000	Época padrão atual.
E(B-V), E(V-I)	Extinção interestelar.
F	Fluxo.

f	Força do oscilador.
N_n	Fração de átomos no n-ésimo estado de ionização.
Z	Função de partição.
σ	Incerteza da abundância química, de mesma ordem do desvio padrão.
$(B-V), (V-I)$	Índices de cor.
$(B-V)_0, (V-I)_0$	Índices de cor intrínseca.
W_λ	Largura equivalente.
R_W	Largura equivalente normalizada pelo comprimento de onda central.
$\log(g)$	Logaritmo da gravidade superficial.
M_{bol}	Magnitude bolométrica.
M_V	Magnitude absoluta na banda V.
B, V, I	Magnitudes ópticas (bandas B e V) e infravermelha (banda I).
μ	Massa de uma estrela.
m_e	Massa do elétron.
M_\odot	Massa solar.
$(m-M)_V$	Módulo de distância na banda V.
μ_a	Movimento próprio no eixo de ascensão reta.
μ_d	Movimento próprio no eixo de declinação.
Z	Número atômico.
N_H	Número de átomos de Hidrogênio.
g	Peso estatístico (degenerescência).
R	Poder resolutor ($\lambda/\Delta\lambda$).
χ	Potencial de excitação.
π	Razão entre a circunferência e o diâmetro de um círculo.
S/N	Razão sinal-ruído por pixel.
T, T_{eff}	Temperatura efetiva.

N	Total de átomos de um elemento.
c	Velocidade da luz.
ν_t	Velocidade de microturbulência.
v_{rad}	Velocidade radial heliocêntrica.
v_{obs}	Velocidade radial observada.
U, V, W	Componentes retangulares da velocidade orbital de um objeto da Galáxia.

Sumário

1	INTRODUÇÃO	27
1.1	Os aglomerados Galácticos	27
1.2	O aglomerado globular NGC 6366	32
1.3	Objetivos	34
2	MATERIAIS E MÉTODOS	37
2.1	Velocidades radiais heliocêntricas	37
2.2	Corte dos espectros e normalização do contínuo	40
2.3	Fotometria	42
2.4	Larguras equivalentes	44
2.5	Parâmetros atmosféricos	48
2.6	Síntese espectral	51
2.7	Tratamento de erros	52
3	RESULTADOS E DISCUSSÃO	55
3.1	Velocidades radiais	55
3.2	Parâmetros atmosféricos	57
3.3	Abundâncias químicas	59
4	CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	71
	REFERÊNCIAS	75
	APÊNDICES	81
	APÊNDICE A – LARGURAS EQUIVALENTES	83
	APÊNDICE B – NÚMERO DE LINHAS ANALISADAS NOS ELEMENTOS LEVES POR ESTRELA	95
	APÊNDICE C – LINHAS USADAS NAS MEDIDAS DE VELOCIDADE RADIAL	97

1 Introdução

Entender como a nossa Galáxia, a Via Láctea, formou-se e tem evoluído, é uma das questões mais fundamentais da Astrofísica Contemporânea (Freeman e Bland-Hawthorn 2002). Os dois principais cenários para a formação da Galáxia discutidos nas últimas décadas são o de ELS (Eggen, Lynden-Bell e Sandage 1962) e o de SZ (Searle e Zinn 1978).

De acordo com ELS o material que formou a Galáxia sofreu um *colapso monolítico*, ou seja, a formação da Via Láctea foi homogênea, com uma escala de tempo rápida, da ordem de 10^8 anos. A proposta foi feita a partir de um modelo dinâmico que previa uma relação inversa entre momento angular e o excesso de cor no ultravioleta, indicativo de metalicidade e idade, que realmente foi encontrada numa amostra de 221 estrelas do halo.

Por outro lado, SZ, estudando estrelas gigantes em 19 aglomerados globulares, encontraram uma dispersão de idades maior nos aglomerados do halo da Galáxia do que nas suas contrapartes das regiões mais internas. Isto os levou a propor um cenário *hierárquico*, onde a Via Láctea passou a acretar fragmentos protogalácticos após o colapso de suas regiões centrais. O cenário proposto por SZ guarda semelhanças com o modelo cosmológico Λ CDM, que prevê a montagem do halo galáctico a partir de muitos sistemas menores (Gratton, Carretta e Bragaglia 2012).

Nesse contexto, o sistema de aglomerados globulares da Galáxia é crucial. O estudo dos aglomerados globulares, traçadores naturais das três principais componentes da Galáxia – disco, bojo e halo, pode nos fornecer informações interessantes a respeito dos cenários de formação da Via Láctea. Enquanto SZ encontraram uma dispersão de idades no *halo*, indicando a possível acreção de alguns globulares pela Galáxia, os aglomerados do *bojo*, a estrutura menos estudada da Galáxia até o momento (Alves-Brito et al. 2010), podem nos fornecer informações a respeito da formação deste componente, além da própria história de evolução química deste componente. Existem evidências de que o bojo tenha se formado a partir do disco, mas ainda não está claro se a Via Láctea tem um bojo "clássico" (Bland-Hawthorn e Gerhard 2016), o que torna o estudo desta região da Galáxia interessante.

1.1 Os aglomerados Galácticos

Na nossa Galáxia os aglomerados estelares são de dois tipos: abertos e globulares. Os aglomerados abertos são estruturas jovens (milhões de anos, em média), traçadores do

disco fino da Galáxia, com metalicidades ¹, em geral, entre $-0.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.5$ (Freeman e Bland-Hawthorn 2002). Estima-se a existência de cerca de 2000 aglomerados abertos na Via Láctea.

Considerados laboratórios astrofísicos ideais para o estudo de formação e evolução estelar, os aglomerados globulares são sistemas constituídos por centenas de milhares a milhões de estrelas ligadas gravitacionalmente, com simetria esférica. O sistema de aglomerados globulares da Galáxia, por sua vez, é formado por pouco mais de 150 objetos, embora estime-se a existência de pelo menos 200 (ver Harris (1996), e versões mais recentes do catálogo).

A distribuição de metalicidade dos aglomerados globulares Galácticos (Figura 1) apresenta uma bimodalidade com picos em $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -1.5$ e $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.5$. Também podemos separar essa distribuição sob o ponto de vista espacial, em uma subdistribuição com aglomerados próximos ($R_{GC} \leq 4.5$ kpc) do centro da Galáxia e outra com aglomerados distribuídos no halo. Ao fazermos essa separação fica visível que a maioria dos aglomerados da região central são ricos em metais ("vermelhos") e a maioria dos aglomerados do halo são pobres em metais ("azuis").

Aglomerados globulares foram, por muitos anos, tradicionalmente considerados os protótipos do que se costuma chamar de "população estelar simples" (SSP, do inglês "simple stellar population"). Um agrupamento de estrelas de diferentes massas com mesma idade, composição química e distância ao observador. Os diferentes estágios evolutivos das estrelas de uma SSP são determinados, em primeira aproximação, pela massa inicial de cada uma das estrelas integrantes da população. Com essas características, uma SSP pode ser caracterizada através de um diagrama cor-magnitude (CMD, do inglês "color-magnitude diagram", exemplo na Fig. 6), onde a posição das estrelas segue um padrão evolutivo descrito por uma isócrona ³. A isócrona que melhor se ajusta à distribuição de estrelas no CMD informa a idade e, em primeira aproximação, a metalicidade da população ⁴ (Salaris e Cassisi 2005). A Fig. 2 contém uma descrição visual do que representa uma isócrona.

Já era sabido, por mais de três décadas, que aglomerados como 47 Tuc possuem variações em abundâncias químicas que poderiam ser explicadas ou por origem primordial ou, em caso de rejeição dessa hipótese, por algum mecanismo desconhecido de mistura (Hesser

¹ Neste trabalho tratamos a abundância de Ferro como medida canônica de metalicidade. "Metalicidade" é a abundância de todos os elementos mais pesados que o Hélio (chamados de "metais" em Astrofísica). Uma determinação empírica da relação entre a metalicidade total (comumente chamada de "Z") e o $[\text{Fe}/\text{H}]$ também inclui a abundância dos elementos α , como pode ser visto, por exemplo, em Salaris, Cassisi e Weiss (2002).

² $[\text{Fe}/\text{H}] = \log_{10} \left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_* - \log_{10} \left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_{\odot}$, onde N_X é o número de átomos por unidade de volume do elemento X. A abundância solar do elemento X é usualmente expressa na forma $A_{\odot}(X) = \log(N_{X,\odot}/N_{H,\odot}) + 12$, onde a abundância do Hidrogênio é definida como 12.

³ Do grego *isos*: "igual", *khronos*: "tempo".

⁴ Neste caso, a metalicidade total, não o $[\text{Fe}/\text{H}]$.

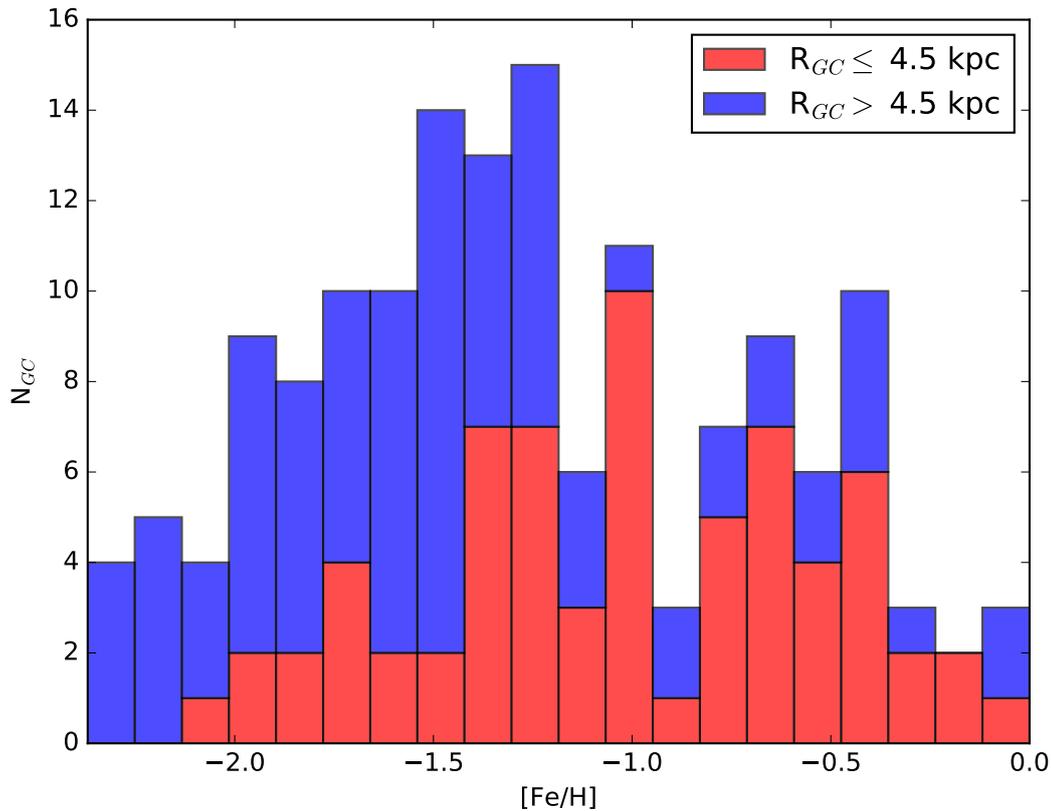


Figura 1: Distribuição de metalicidade dos cerca de 160 aglomerados globulares conhecidos da Via Láctea, com dados do catálogo Harris. As cores indicam a distância ao centro da Galáxia. Os picos da distribuição ocorrem perto de $[Fe/H] = -1.5$ e $[Fe/H] = -0.5$.

e Bell 1980). O progresso nas técnicas observacionais permitiu a identificação de evidências tanto por fotometria quanto por espectroscopia de múltiplas populações estelares em aglomerados globulares.

O acúmulo de evidências, fotométricas e espectroscópicas, nos primeiros anos do século 21 vem forçando uma mudança de paradigma: é cada vez maior o número de globulares identificados como população estelar múltipla, também chamada de "múltiplas gerações de estrelas", tanto na Via Láctea quanto nas Nuvens de Magalhães (Piotto 2009). Fotometricamente, o aumento da precisão nas observações revelou populações que pareciam misturadas nos CMDs por efeito da incerteza fotométrica. Espectroscopicamente, maiores valores em resolução e razão sinal-ruído permitiram identificar dispersões em abundâncias químicas acima do erro das medidas.

A primeira evidência observacional importante para o paradigma de múltiplas populações apareceu com medidas de anticorrelação entre Na e O e entre Mg e Al em estrelas do turnoff de NGC 6397 e NGC 6752 (Gratton et al. 2001). Foi a primeira

detecção do tipo em estrelas da sequência principal. Essa anticorrelação já tinha sido identificada anteriormente em gigantes vermelhas (RGB, do inglês "Red Giant Branch"). No entanto, estrelas da sequência principal não apresentam em seus interiores o regime de temperatura necessário para produzir Na a partir de O/Ne e destruir Mg (Arnould, Goriely e Jorissen 1999). As anticorrelações entre os elementos leves mencionados não poderiam ser explicadas por nenhum mecanismo interno conhecido nas estrelas de sequência principal, tendo origem extrínseca. Trabalhos posteriores identificaram que a anticorrelação entre Na e O é tão comum que poderia ser, inclusive, usada para definir o que é um aglomerado globular (Gratton et al. 2010).

Por fotometria, o primeiro globular a ter populações múltiplas identificadas observacionalmente foi ω Centauri (Bedin et al. 2004). Usando dados do Telescópio Espacial Hubble foi possível separar múltiplas sequências principais e múltiplos turnoffs e ramos de subgigantes no CMD do aglomerado. As múltiplas populações de ω Cen foram identificadas em três campos diferentes observados em diferentes filtros e com diferentes instrumentos. Um follow-up espectroscópico (Piotto et al. 2005) mostrou que a metalicidade da população "azul" da sequência principal do aglomerado é o dobro da metalicidade da população "vermelha". O resultado indicou que deveria existir um enriquecimento extremo de He na população "azul". Observações subsequentes mostraram múltiplas populações de estrelas em diferentes regiões dos CMDs de diversos globulares.

Com o novo paradigma a respeito dos aglomerados globulares, sua formação parece ser mais complicada do que se pensava anteriormente. De forma simplificada, atualmente pensa-se que as estrelas do aglomerado podem ser divididas em uma população primordial e uma segunda geração, que pode ser subdividida em várias subpopulações. As estrelas de segunda geração apresentam uma composição peculiar, diferente da composição química das estrelas do campo. A segunda geração seria formada a partir do gás que foi poluído por estrelas da primeira geração, cuja formação ocorreu mais rapidamente. Estas, pelo contrário, teriam abundâncias típicas do gás resultante de supernovas de núcleo colapsante (Gratton, Carretta e Bragaglia 2012). A segunda geração é sempre dominante, constituindo pelo menos de dois terços das populações de cada aglomerado (Gratton et al. 2010).

No entanto, existem questões em aberto como, por exemplo, a escala de tempo do auto-enriquecimento, a influência das múltiplas gerações na dinâmica interna dos aglomerados e a identidade das estrelas poluidoras (Gratton et al. 2010): dentre as possíveis responsáveis pelo enriquecimento do meio que produziu a segunda geração, em hipótese já mencionada em Piotto et al. (2005), estão as estrelas do ramo assintótico das gigantes (AGB, do inglês "asymptotic giant branch") de massa intermediária. As AGBs passam pelo processo de *hot bottom burning*, onde a camada convectiva penetra na casca onde ocorre a nucleossíntese de elementos via captura de prótons, permitindo a subida e posterior expulsão de elementos de Z ímpar como Na e Al para o meio interestelar. O enriquecimento

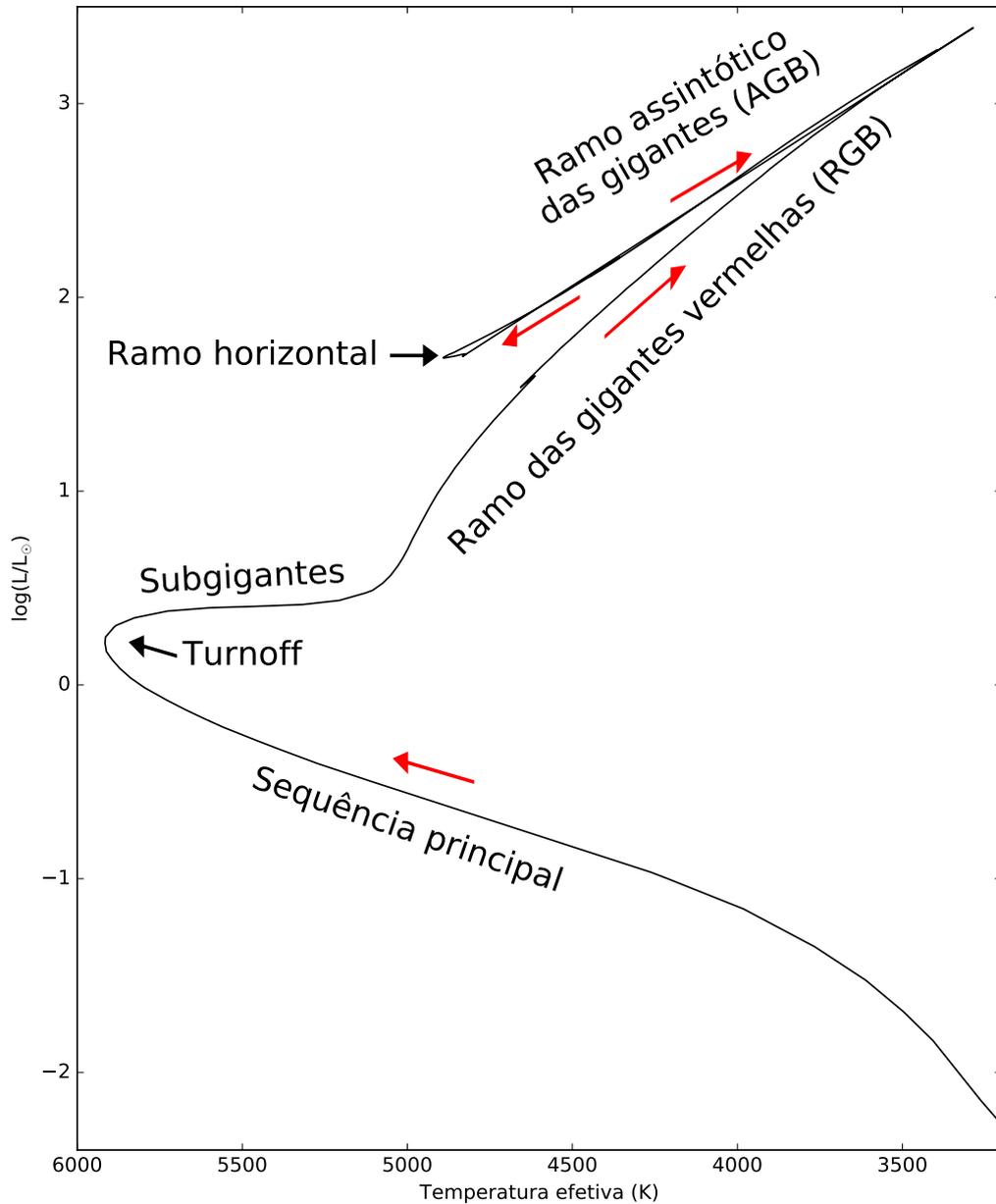


Figura 2: Forma esquemática de um diagrama HR, mostrando uma isócrona (Bressan et al. 2012) típica de um aglomerado globular rico e as principais fases evolutivas de uma estrela de baixa massa antes da fase de nebulosa planetária. As setas vermelhas indicam o caminho de evolução da estrela. O diagrama cor-magnitude é o correspondente observacional do diagrama HR.

de He provocado pelas AGBs também pode estar relacionado com as múltiplas sequências encontradas nos CMDs dos globulares em várias fases evolutivas (Karakas e Lattanzio 2014). No entanto, o modelo de enriquecimento por AGBs apresenta dificuldades em reproduzir

as observações em casos de empobrecimento severo de [O/Fe] e de altas abundâncias de He (Gratton, Carretta e Bragaglia 2012). Outra possibilidade para a identidade das poluidoras são as FRMS (do inglês "fast rotating massive stars"), que não apresentam os problemas mencionados. As FRMS são capazes de ejetar parte de seu envelope na forma de um disco, enriquecido com elementos como Na, no meio interstelar durante sua rápida evolução (Meynet, Decressin e Charbonnel 2008). No entanto, o modelo de enriquecimento por FRMS também apresenta problemas de ajuste, por prever uma distribuição mais larga que a observada na correlação intraglomerado entre Mg e Al (Gratton, Carretta e Bragaglia 2012).

O enriquecimento por estrelas do grupo primordial não é a única hipótese para a origem de múltiplas populações em aglomerados globulares. Também podem ser mencionadas outras alternativas, como discutido em Gratton, Carretta e Bragaglia (2012):

- Inomogeneidades no material original que formou o aglomerado.
- Evolução peculiar de estrelas individuais: interação como parte de um sistema binário ou o movimento de rotação podem alterar a composição química da fotosfera de uma estrela.
- Fusão de aglomerados: possível em ambientes onde a dispersão de velocidades na Galáxia é comparável à dispersão de velocidades interna de um aglomerado, embora improvável no halo, onde as velocidades relativas entre os globulares são muito altas.
- Material interestelar acumulado no poço de potencial do aglomerado após sua formação detonando novos episódios de formação estelar.

De qualquer forma, essas hipóteses alternativas não conseguem explicar algumas questões como o problema do segundo parâmetro do ramo horizontal (HB, do inglês "horizontal branch"), onde a cor do HB não é determinada somente pela metalicidade (Sandage e Wildey 1967), que pode ser explicado quase completamente dentro do modelo de múltiplas populações (Gratton, Carretta e Bragaglia 2012).

1.2 O aglomerado globular NGC 6366

Apesar de importantes para o estudo da evolução cinemática, dinâmica e química dos aglomerados, poucas estrelas individuais, sobretudo nos objetos mais avermelhados e projetados na direção do bojo, têm sido estudadas com espectros de alta resolução e alta razão sinal-ruído. Isso se deve, sobretudo, a limitações observacionais. Nesse sentido, NGC 6366 (RA = 17° 27' 44.24", Dec = -05° 04' 47.5", $l = 18.41^\circ$, $b = 16.04^\circ$; ver Fig 3 para localização no plano XY da Via Láctea) é um dos objetos mais interessantes para uma

análise química detalhada. Ele é o quinto aglomerado globular mais próximo do Sol (3.5 kpc; Harris (1996)), enquanto Campos et al. (2013) encontraram $(m-M)_V = 15.02$ com $A_V \approx 2.11$. Até o momento das observações que geraram o material deste trabalho não havia análise espectral publicada na literatura com dados de qualidade, em virtude do alto avermelhamento/extinção ($E(B-V) = 0.71$) e *crowding*, que dificultam a obtenção de espectros de qualidade de estrelas individuais.

Classificado como aglomerado globular com alto $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $R_{CG} > 4.5$ kpc (Bica, Ortolani e Barbuy 2016), o que o coloca espacialmente fora do bojo ⁵, NGC 6366 pode estar quimicamente associado a este componente da Galáxia. Em geral, os aglomerados associados ao bojo têm abundâncias de elementos α ⁶ mais altas que as do Sol e $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.0$ (Minniti 1995) ⁷. Sujeitos a passagens frequentes por regiões de alta densidade da Galáxia, os aglomerados do bojo sofrem evaporação por efeitos de maré, o que também parece ser o caso de NGC 6366 (Paust et al. 2009). Na literatura é possível encontrar medidas baseadas em fotometria e espectroscopia de baixa resolução para a metalicidade do aglomerado. O valor médio de $[\text{Fe}/\text{H}]$ é -0.59 (Harris 1996), o mesmo valor encontrado em Carretta et al. (2009a). Também foram medidos valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ iguais a 0.61 (Dias et al. 2016), -0.65 (Da Costa e Armandroff 1995) e -0.99 (Johnson, Mould e Bernat 1982). Um trabalho recente usando espectros de gigantes vermelhas com resolução $\lambda/\Delta\lambda \approx 38000$ determinou $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.55$ (Johnson et al. 2016), o que leva a uma variação em $[\text{Fe}/\text{H}]$ de ~ 0.45 dex na literatura para este aglomerado.

A presença ou não de múltiplas populações estelares em NGC 6366 ainda é uma questão em aberto. Embora as análises espectroscópicas de baixa resolução realizadas até o momento não sejam capazes de responder a esta questão, existe uma sugestão, usando argumentos fotométricos, de que o aglomerado tenha duas populações distintas (Monelli et al. 2013). Nesse artigo foi usada uma combinação de índices fotométricos que maximiza a sensibilidade da fotometria a variações de He, que por sua vez tem a abundância correlacionada com $[\text{Na}/\text{Fe}]$. Em Campos et al. (2013) foi determinada uma idade de 11 ± 1.15 Gyr via ajuste de isócronas, mas no próprio artigo é ressaltado que o resultado pode estar superestimado se o aglomerado tiver abundâncias elevadas de CNO, e que a presença de múltiplas populações poderia afetar o valor encontrado.

⁵ De fato, pelas suas coordenadas galácticas $l \sim 18$, $b \sim 16$, podemos inferir que ele está inclusive fora da barra da Galáxia (Bland-Hawthorn e Gerhard 2016).

⁶ Ver seção 1.3 para uma explicação mais detalhada sobre estes elementos.

⁷ Embora pareça evidente pela Figura 1 que o bojo concentre aglomerados ricos e o halo concentre aglomerados pobres, é necessário fazer uma análise cinemática detalhada de todo o sistema de aglomerados para verificar a presença de intrusos com órbitas muito elípticas em cada componente.

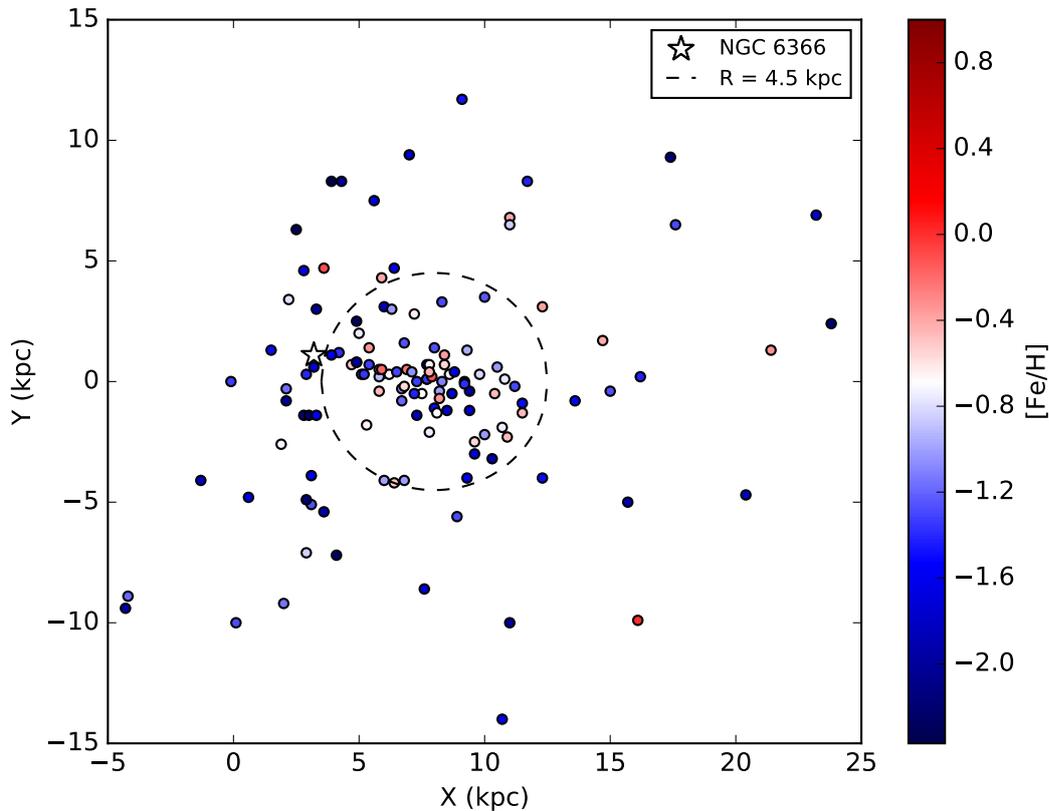


Figura 3: Diagrama mostrando o plano XY da Via Láctea (Harris 1996). A circunferência delimita a região com $R_{CG} < 4.5$ kpc no plano. NGC 6366 está identificado com uma estrela. Os demais pontos são outros aglomerados globulares. O Sol está na origem.

1.3 Objetivos

Este trabalho consiste em realizar uma análise química detalhada de estrelas gigantes (HB e RGB) do aglomerado globular NGC 6366, determinando diversos observáveis a partir de seus espectros. Os objetivos podem ser esquematizados da seguinte forma:

- Cinemática, através de medidas de velocidades radiais a partir do desvio Doppler.
- Determinação dos parâmetros atmosféricos das estrelas, que também podem ser estimados por fotometria. Assim, produzimos resultados que podem ser, parcialmente, testáveis por uma técnica independente.
- Uma estimativa de $[Fe/H]$ mais precisa que os valores encontrados atualmente na literatura.
- Abundâncias de diversos elementos químicos com linhas de absorção presentes e detectáveis no intervalo espectral disponível nos dados.

- A partir da derivação das abundâncias químicas, faremos a comparação com outros aglomerados globulares e entre as próprias estrelas da amostra.
- Tentaremos detectar a presença de múltiplas populações em NGC 6366, também contribuindo para o acréscimo de vínculos observacionais nos aspectos pertinentes ao estudo de aglomerados globulares nos modelos de evolução estelar.

Os elementos químicos analisados são:

- Elementos produzidos majoritariamente pelo processo α (O, Mg, Si, Ca, Ti) O processo α envolve a captura de partículas α (núcleos de ^4He) por átomos leves ($6 < Z < 22$), gerando uma "escada" de elementos com número atômico par nesta região. Para elementos α mais pesados que Ne o processo ocorre em estrelas massivas que terminarão sua vida como supernovas de núcleo colapsante.
- Elementos leves de Z-ímpar (Na, Al, Sc), traçadores dos processos da nucleossíntese de metais por queima de H. Os elementos leves de Z-ímpar estudados aqui são gerados a partir da captura de prótons (núcleos de H) por elementos α .
- Elementos do pico do Fe (V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni), ainda pouco estudados no contexto dos aglomerados globulares. São, em geral, sintetizados nos mesmos sítios astrofísicos que o Fe em supernovas tipo II e, principalmente, do tipo Ia.
- Elementos formados por processos de captura de nêutrons: o processo r (Eu) e o processo s (Y, Ba, La). Os processos de captura de nêutrons diferenciam-se pela taxa com que os nêutrons são capturados pelos átomos. O processo r tem uma taxa de captura maior que a taxa do decaimento beta, gerando núcleos que acumulam nêutrons rapidamente até ficarem instáveis até decaírem ou sofrerem fissão espontânea. O processo s ocorre com taxas menores que a taxa do decaimento beta e demanda a pré-existência de elementos pesados no sítio onde ocorre, ao contrário do processo r. Uma descrição detalhada dos processos de nucleossíntese mencionados foi feita pela primeira vez no clássico artigo B2FH ([Burbidge et al. 1957](#)).

Com a caracterização química de NGC 6366 é possível inserir o aglomerado no contexto químico da Galáxia e acrescentar dados à literatura a respeito do sistema de aglomerados globulares da Via Láctea. Também é possível tentar determinar a presença de múltiplas populações neste aglomerado e a detecção de anomalias químicas nas estrelas da amostra.

2 Materiais e Métodos

Para a análise foram utilizados espectros de alta resolução ($R = \lambda/\Delta\lambda > 40000$) e alta razão sinal ruído ($S/N > 60$ por pixel) obtidos com os espectrógrafos ESPaDOnS e UVES do CFHT (3.6m) e VLT/ESO (8.2m), montados no Haváí e no Chile, respectivamente. Os dois espectros do ESPaDOnS fazem parte de um projeto de investigação liderado pelo orientador deste trabalho, aprovado em 2014 e com observações realizadas durante duas noites em 2015. Já os espectros de seis estrelas observados com o UVES foram obtidos no arquivo do ESO (European Southern Observatory) ¹ e faziam parte de um estudo sobre aglomerados globulares ricos em metais (Feltzing, Primas e Johnson 2009).

Ao todo, foram considerados para análise 24 espectros de oito estrelas gigantes, seis do UVES@VLT e dois do ESPaDOnS@CFHT. Os espectros do UVES estão divididos em duas partes, ambas na região visível do espectro. Os espectros do ESPaDOnS foram enviados do observatório já corrigidos para o referencial de repouso do baricentro do Sistema Solar e com o fluxo já normalizado. A Tabela 1 contém informações sobre os espectros analisados. Para os espectros do UVES, a faixa de comprimentos de onda utilizada depende da disponibilidade dos espectros no arquivo do ESO. As estrelas, identificadas pelos números 01, 03, 05, 06, 07, 08, 11 e 18 podem ser encontradas no *finding chart* apresentado na Fig. 4.

2.1 Velocidades radiais heliocêntricas

O cálculo da velocidade de recessão de uma estrela, ou sua velocidade radial, usa os desvios observacionais das suas linhas espectrais de absorção encontradas para, a partir do efeito Doppler, estimar a velocidade com que a estrela está se afastando (*redshift*) ou se aproximando (*blueshift*) do observador.

Num regime não relativístico, a velocidade radial "observada" é dada pela equação:

$$v_{obs} = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{lab}}{\lambda_{lab}} c, \quad (2.1)$$

onde λ_{obs} é o comprimento de onda central observado na linha espectral, λ_{lab} é o comprimento de onda central da linhas espectral medido num referencial de repouso (referencial "de laboratório") e c é a velocidade da luz.

No entanto, a Equação 2.1 retorna o valor da velocidade radial da estrela relativa ao *observador* na Terra. Como a velocidade observada varia com a posição do observador

¹ <<http://archive.eso.org/>>

Tabela 1: Informações sobre os espectros pré-reduzidos. ID é a identificação de cada espectro individual, seguido pela identificação de cada estrela e suas coordenadas equatoriais (J2000). Também está especificados a região em comprimentos de onda coberta por cada espectro, o instrumento usado, o tempo de exposição e a data da observação.

ID	Estrela	RA	Dec	Região (λ , Å)	Instrumento	T_{exp} (s)	Data
1	01	17h27m58.32s	-5°04'29.35"	4727-5804	UVES	3300	2002-05-19
2	01	"	"	5818-6835	UVES	3300	2002-05-19
3	01	"	"	4727-5804	UVES	3300	2002-05-19
4	01	"	"	5818-6835	UVES	3300	2002-05-19
5	03	17h27m57.79s	-5°08'15.40"	5818-6835	UVES	3300	2002-05-13
6	03	"	"	5818-6835	UVES	3300	2002-05-13
7	05	17h27m54.84s	-5°01'54.80"	4727-5804	UVES	3300	2002-05-13
8	05	"	"	5818-6835	UVES	3300	2002-05-13
9	05	"	"	5818-6835	UVES	3300	2002-05-13
10	06	17h27m40.93s	-5°02'01.93"	4727-5804	UVES	3300	2002-05-12
11	06	"	"	5818-6835	UVES	3300	2002-05-12
12	06	"	"	5818-6835	UVES	3300	2002-05-12
13	07	17h27m34.30s	-5°01'09.66"	5818-6835	UVES	3300	2002-05-10
14	07	"	"	5818-6835	UVES	3300	2002-05-10
15	08	17h27m27.03s	-5°03'16.70"	4727-5804	UVES	3300	2002-05-09
16	08	"	"	5818-6835	UVES	3300	2002-05-09
17	08	"	"	4727-5804	UVES	3300	2002-05-09
18	08	"	"	5818-6835	UVES	3300	2002-05-09
19	11	17h27m43.69s	-5°06'30.30"	3699-10483	ESPaDOnS	2315	2015-07-31
20	11	"	"	3699-10483	ESPaDOnS	2315	2015-07-31
21	11	"	"	3699-10483	ESPaDOnS	2315	2015-07-31
22	18	17h27m44.48s	-5°02'38.10"	3699-10483	ESPaDOnS	2315	2015-03-15
23	18	"	"	3699-10483	ESPaDOnS	2315	2015-03-15
24	18	"	"	3699-10483	ESPaDOnS	2315	2015-03-15

na Terra e com a posição da Terra no Sistema Solar, é preciso descontar as velocidades do observador em torno do eixo de rotação terrestre, da Terra em torno do baricentro do sistema Terra-Lua e da revolução da Terra em torno do centro de massa do Sistema Solar no momento da observação, o que caracteriza a *velocidade radial heliocêntrica* da estrela.

Para medir as velocidades radiais de cada estrela foi utilizada a tarefa *rvidlines* do IRAF ². A tarefa utiliza como informação de entrada uma tabela com os comprimentos de onda de linhas de absorção medidos no referencial de laboratório. A interação com a tarefa consiste em medir duas linhas conhecidas no espectro, normalmente $H\alpha$ ($\lambda = 6562.8 \text{ \AA}$) e $H\beta$ ($\lambda = 4861.3 \text{ \AA}$) - ou uma das linhas do duplete de Na. A partir dessas informações, a tarefa é capaz de calcular o desvio $\lambda_{obs} - \lambda_{lab}$ das demais linhas da lista de entrada. O resultado retornado é o valor de v_{obs} para cada uma das linhas, a média de

² IRAF, do inglês "Image Reduction and Analysis Facility" é distribuído pelo National Optical Astronomy Observatories (NOAO), que é operado pela Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., sob acordo cooperativo com a National Science Foundation.

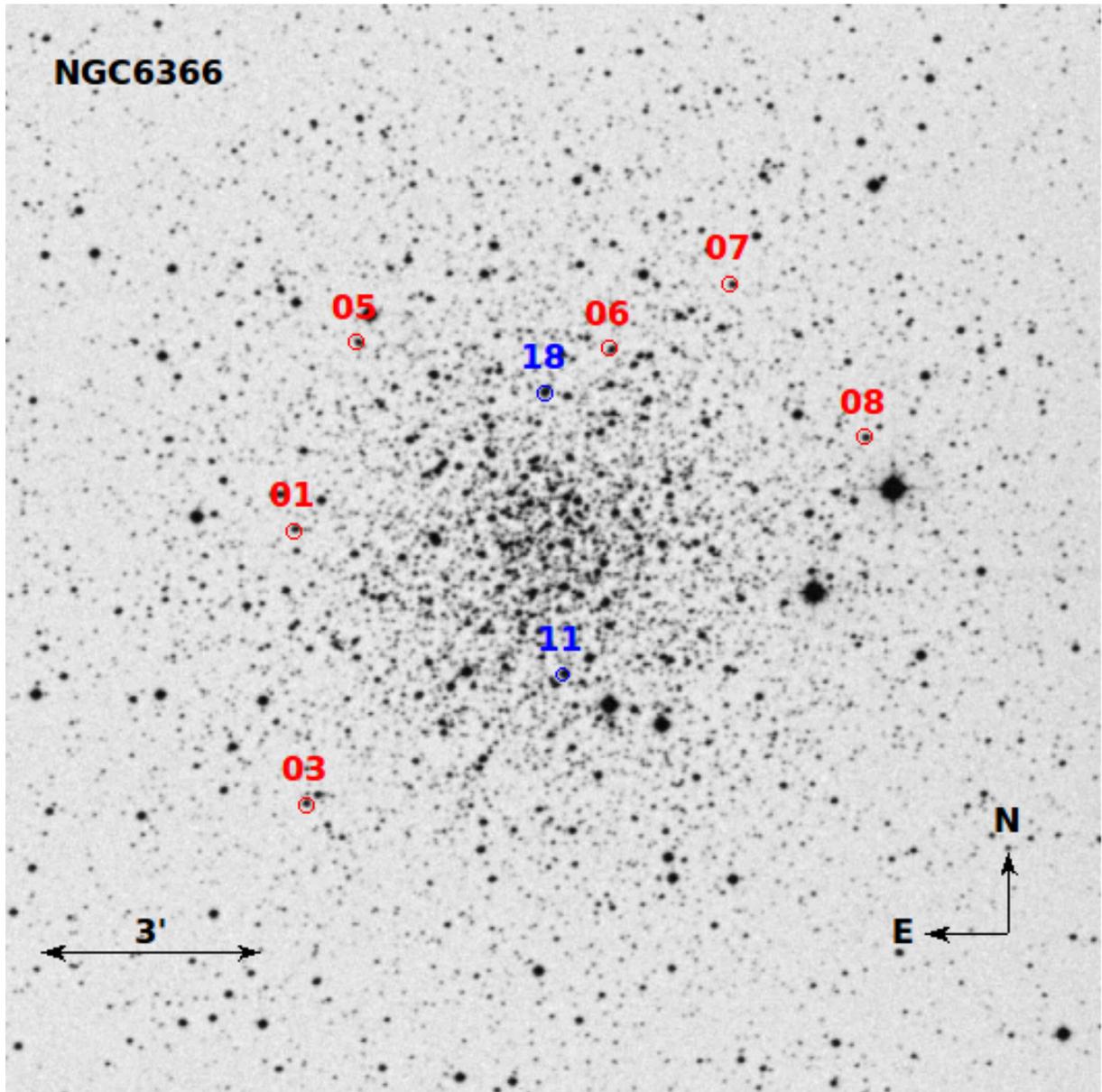


Figura 4: *Finding chart* da amostra, seguindo nomenclatura da Tabela 1.

todas as linhas e o desvio padrão da média das medidas. Também é possível configurar a tarefa para retornar diretamente a velocidade radial heliocêntrica se os dados de hora e local da observação forem conhecidos.

As velocidades radiais observadas foram calculadas dessa forma para todos os espectros da região do vermelho do UVES e para todos os espectros do ESPaDOnS. A seguir, calculamos a média para cada estrela, que definimos como a velocidade radial do objeto. No cálculo da média foram excluídos os espectros azuis do UVES, pois duas estrelas não possuem dados nessa região. De qualquer forma, a diferença nos resultados entre os espectros azuis e vermelhos está dentro do erro, então não há perda de informação ao excluirmos os espectros azuis do cálculo das médias. Para as estrelas do ESPaDOnS medimos tanto no azul quanto no vermelho. Para confirmação dos resultados, usamos o

código DAOSPEC (Stetson e Pancino 2008), que mede automaticamente a velocidade radial observada.

Ao contrário dos espectros do ESPaDOnS, os espectros de arquivo do UVES não continham qualquer correção de efeito Doppler. Em ambos os casos, para estimar a correção para o referencial de repouso do Sistema Solar foi usada a tarefa *rvcorrect* do IRAF. As informações necessárias para a tarefa realizar o cálculo são hora, data, local da observação e coordenadas equatoriais (ascensão reta e declinação) do objeto. Detalhes a respeito de como a tarefa realiza o cálculo podem ser encontrados em sua documentação³. A informação de interesse retornada é a componente da velocidade do observador relativa ao centro de massa do Sistema Solar na linha de visada da observação, que deve ser usada para corrigir a velocidade observada:

$$v_{rad} = v_{obs} + v_{corr}. \quad (2.2)$$

O limite superior de erro informado pela documentação da tarefa é de 5 m/s.

Para os espectros do ESPaDOnS, que já foram fornecidos pelo observatório com a correção da Equação 2.2, a estimativa da tarefa foi útil para confirmar o valor da correção presente nos *headers* das imagens.

Com os valores de velocidade radial é possível colocar os espectros em um referencial de repouso, ou seja, deslocá-los no eixo de comprimentos de onda de modo que as linhas espectrais das estrelas estejam nos comprimentos de onda medidos no referencial de laboratório. Esse procedimento é necessário porque permite a identificação das linhas de absorção no procedimento de coleta das larguras equivalentes e análise das abundâncias químicas, que será descrito a partir da seção 2.4.

A correção do desvio Doppler é realizada automaticamente com outra tarefa do IRAF, *dopcor*. Nela é necessário apenas informar a velocidade radial do objeto. Para ilustrar, a Fig. 5 mostra dois espectros no referencial deslocado e no referencial de repouso. Os valores finais de velocidade radial são apresentados no Capítulo 3.

2.2 Corte dos espectros e normalização do contínuo

Em seguida os espectros do ESPaDOnS foram cortados entre $4000 \text{ \AA} < \lambda < 8000 \text{ \AA}$, a região onde estão as linhas de absorção mais importantes e que serão posteriormente usadas na análise de abundâncias químicas. Os espectros do UVES não foram cortados porque já estão dentro desta região. O corte dos espectros foi realizado com a tarefa *scopy* do IRAF.

³ <<http://stdas.stsci.edu/cgi-bin/gethelp.cgi?rvcorrect>>

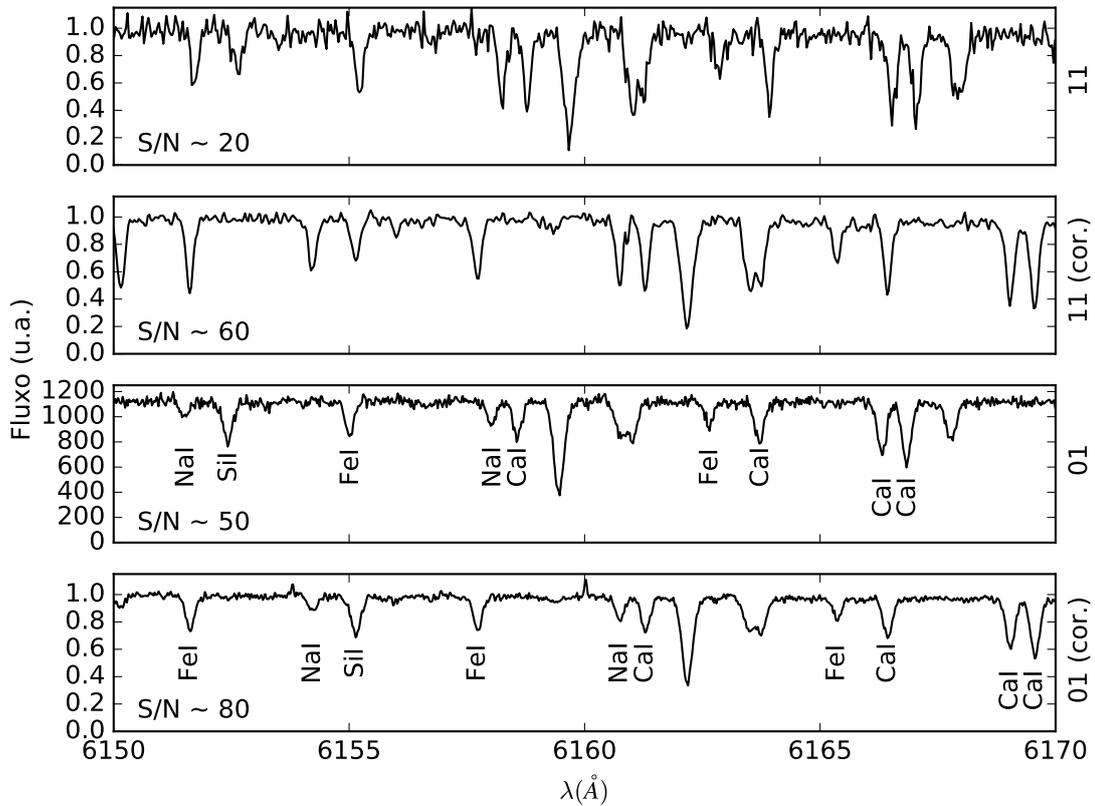


Figura 5: Espectros de duas das estrelas da amostra na região de 6160 Å. Os espectros corrigidos, identificados com "(cor.)", são as médias de todos os espectros observados de cada estrela depois de corrigidos do desvio Doppler, como indicado no texto. Os valores da razão sinal-ruído (S/N) por pixel foram estimados em regiões de contínuo com a tarefa *splot* do IRAF.

A seguir os espectros de cada estrela foram combinados usando a tarefa *scombine*. A tarefa calcula a média do fluxo para cada comprimento de onda de todos os espectros de uma mesma estrela, indicados pelo usuário, o que reduz o ruído instrumental e, consequentemente, melhora a razão sinal/ruído. Neste passo os 24 espectros foram combinados em doze: um para cada estrela do ESPaDOnS e dez para as seis estrelas do UVES, já que optamos por não combinar os espectros azuis e vermelhos.

Então foi utilizada a tarefa *continuum* do IRAF para normalizar o nível do contínuo de cada espectro. O contínuo é entendido como uma curva, conhecida como "planckiana"⁴, que descreve o fluxo luminoso em função do comprimento de onda de um corpo negro com a temperatura de mesmo valor que a temperatura efetiva⁵ e a mesma luminosidade da estrela. No caso de um espectro estelar, as regiões "de contínuo" são aquelas desprovidas

⁴ Por obedecer à Lei de Planck, que descreve a distribuição espectral de um corpo negro em equilíbrio térmico a uma dada temperatura.

⁵ A temperatura efetiva T de uma estrela é proporcional, pela lei de Stefan-Boltzmann, à raiz quarta de seu fluxo integrado em todos os comprimentos de onda.

de linhas de absorção/emissão. Como um corpo negro é somente uma aproximação para o contínuo de uma estrela e nem mesmo temos a informação de temperatura efetiva das estrelas da amostra nesta etapa, o procedimento adotado é realizar um ajuste polinomial em cada espectro usando o IRAF. Com o ajuste, a tarefa procura ajustar o fluxo no contínuo para que ele seja igual a 1. A normalização é necessária para a medida de larguras equivalentes.

2.3 Fotometria

Foram produzidos diagramas cor-magnitude do aglomerado para localizar as estrelas da amostra no caminho de evolução estelar e confirmar em quais ramos de evolução estão as estrelas do arquivo do UVES, que não foram observados pela equipe que executa o projeto de investigação. Para tal foram usados dados de fotometria do NGC 6366 de Sariya e Yadav (2015) e do arquivo de estrelas padrão de P. B. Stetson ⁶ (ver Tabela 2).

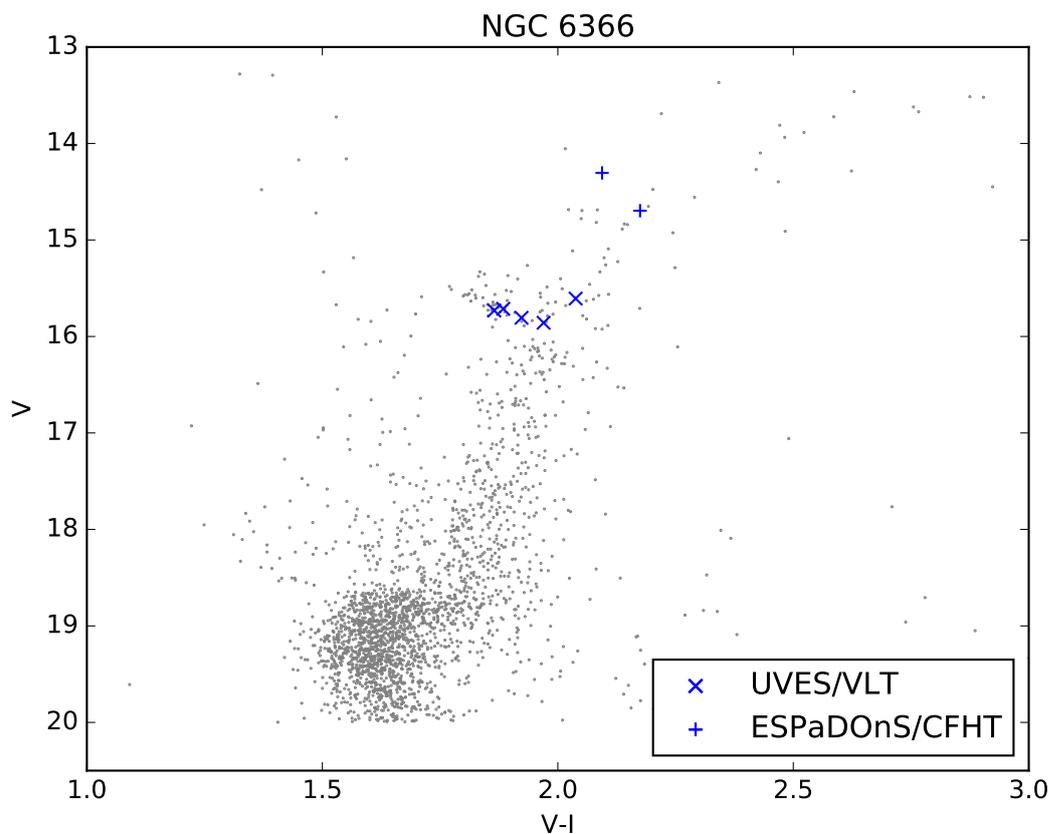


Figura 6: Diagrama cor-magnitude para as bandas V e I. Fluxos e cores são os observados. As estrelas da amostra estão identificadas na figura.

⁶ <<http://www.cadc-ccda.hia-ihp.nrc-cnrc.gc.ca/en/community/STETSON/standards/>>

Tabela 2: Dados fotométricos (Sariya e Yadav 2015) das estrelas da amostra. Os valores das estrelas 01 e 11 são do catálogo de estrelas padrão de P. B. Stetson.

Estrela	B	V	I	(B-V)	(B-V) ₀	(V-I)	(V-I) ₀
01*	...	15.7310	13.8660	1.8650	0.9250
03	17.3028	15.6071	13.5693	1.6957	0.9857	2.0378	1.0978
05	17.3683	15.8067	13.8838	1.5616	0.8516	1.9229	0.9829
06
07	17.4338	15.8582	13.8884	1.5756	0.8656	1.9698	1.0298
08	17.2280	15.7133	13.8292	1.5147	0.8047	1.8841	0.9441
11*	16.1310	14.3050	12.2110	1.8260	1.1160	2.0940	1.1440
18	16.4930	14.6968	12.5222	1.7962	1.0862	2.1746	1.2246

Os dados fotométricos também foram usados para estimar a temperatura efetiva e a gravidade superficial quando a fotometria da estrela estivesse disponível. Para identificar as estrelas cruzamos as coordenadas equatoriais (RA, Dec; J2000) presentes nos dados fotométricos com as coordenadas equatoriais encontradas nos *headers* dos arquivos .fits dos espectros, disponíveis na Tabela 3. Quando a diferença entre as coordenadas era menor que 6" a estrela era inspecionada manualmente no *finding chart* com a ferramenta "regions" do *software* DS9 ⁷ para confirmar a correspondência espacial.

A temperatura efetiva fotométrica foi calculada usando calibrações para estrelas gigantes baseadas em sistemas de cores (Alonso, Arribas e Martínez-Roger 1999). As calibrações foram determinadas empiricamente, através de um ajuste polinomial num diagrama cor-temperatura efetiva. Inserindo um índice de cor observado da estrela no polinômio ajustado para esse índice podemos estimar sua temperatura efetiva. Com a fotometria disponível usamos calibrações nas cores (B-V) e (V-I) assumindo [Fe/H] = -0.59 e excesso de cor E(B-V) = 0.71, ambos os valores coletados de catálogo (Harris 1996). Escolhemos não utilizar os valores de E(B-V) = 0.69 e de excesso de cor diferencial de Campos et al. (2013) porque tais valores foram derivados usando imagens do campo interno do aglomerado, interior à posição da estrela mais central da nossa amostra. Usamos os valores E(V-I) = 0.94 nas estrelas do UVES e E(V-I) = 0.95 nas estrelas do ESPaDOnS, de acordo com Dean, Warren e Cousins (1978).

Para o cálculo da gravidade superficial fotométrica, dada por $\log_{10}(g)$, com $[g] = [\text{cm/s}^2]$, usamos a relação:

$$\log(g_*) = \log\left(\frac{\mu_*}{\mu_{\odot}}\right) + 4\log\left(\frac{T_{eff*}}{T_{eff\odot}}\right) + \frac{2}{5}(M_{bol,*} - M_{bol,\odot}) + \log(g_{\odot}) \quad (2.3)$$

⁷ O SAO DS9 é uma ferramenta usada para diversas finalidades básicas envolvendo imagens astronômicas, e foi desenvolvido com financiamento do Chandra X-ray Science Center (CXC) e do High Energy Astrophysics Science Archive Center (HEASARC), com fundos adicionais do JWST Mission office at Space Telescope Science Institute.

em que μ é a massa e M_{bol} a magnitude bolométrica. Assumimos massa de $\sim 0.8 M_{\odot}$ para todas as estrelas da amostra. A magnitude bolométrica foi estimada através do método descrito em [Torres \(2010\)](#). Detalhes da dedução da Equação 2.3 podem ser encontrados em ([Dias 2015](#)).

A determinação de temperatura efetiva e gravidade superficial por fotometria é importante para este trabalho porque estabelece valores de chute inicial no processo de determinação espectroscópica dessas grandezas. Além disso, a disponibilidade de valores calculados por um método diferente nos permite uma base de comparação para verificar a confiabilidade dos resultados.

2.4 Larguras equivalentes

A largura equivalente (W_{λ}) é definida como a largura de uma função degrau com a mesma área de linha espectral normalizada:

$$W_{\lambda} = \int_0^{\infty} \frac{F_c - F_{\lambda}}{F_c} d\lambda, \quad (2.4)$$

onde F_c é o fluxo no contínuo. Percebe-se na Equação 2.4 que o contínuo deve ser normalizado para que a definição de W_{λ} se aplique na análise. A Fig. 7 contém uma ilustração do conceito.

A medição de larguras equivalentes é uma ferramenta usada para calcular a intensidade das linhas atômicas e, conseqüentemente, as abundâncias dos elementos químicos presentes na atmosfera de uma estrela usando espectroscopia de alta resolução.

Outra forma de descrever a largura equivalente é pela relação ⁸:

$$W_{\lambda} = a \frac{\pi e^2}{m_e c^2} \frac{N_i}{\kappa_{\nu}} \lambda_0^2 f, \quad (2.5)$$

onde a é uma constante, e e m_e são a carga e a massa do elétron, c é a velocidade da luz, N_i é a densidade de absorvedores ⁹ por unidade de volume, κ_{ν} é o coeficiente de absorção do contínuo, λ_0 é o comprimento de onda central da linha no referencial de repouso e f é a força do oscilador, definida comparando a seção de choque de um oscilador eletrônico clássico com a seção de choque definida pelos coeficientes de Einstein ([Hilborn 1982](#)) de forma que:

$$f \propto \frac{B_{ik}}{\lambda_0}, \quad (2.6)$$

⁸ A equação 2.5 deve ser dividida por $4 \pi \epsilon_0$ para ser escrita no sistema MKS.

⁹ Átomos no estado apropriado para gerar a linha de absorção em questão. No caso da série de Balmer, por exemplo, átomos de H com número quântico principal igual a 2.

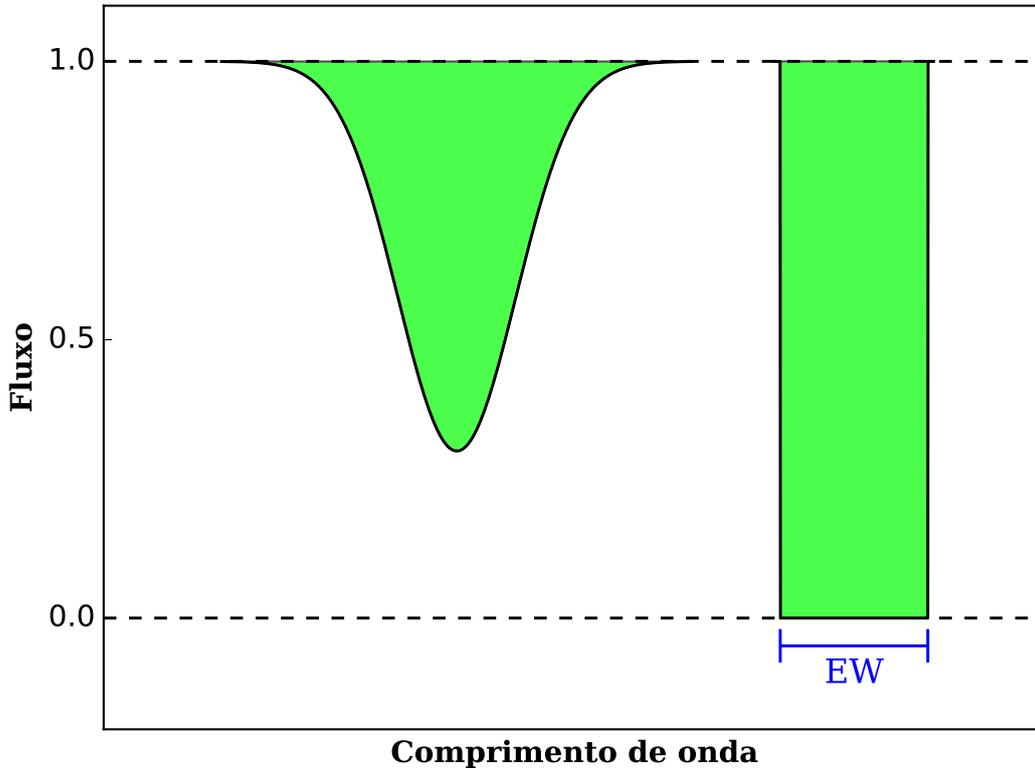


Figura 7: Representação gráfica da Equação 2.4. As duas regiões em verde têm a mesma área.

sendo B_{ik} o coeficiente de absorção de Einstein. Ou seja, o valor de f é proporcional à probabilidade da transição eletrônica que gera a linha espectral ocorrer. A dedução das equações 2.5 e 2.6 a partir de primeiros princípios é extensa. Uma discussão completa a respeito pode ser encontrada em (Gray 1992).

Podemos expressar N_i , para um dado estado de ionização, a partir da equação de excitação de Boltzmann:

$$N_i = N \frac{g}{Z} e^{-\frac{\chi}{k_B T}} \quad (2.7)$$

Em que N é o número total de átomos do elemento que gerou a linha espectral, g é a degenerescência do estado $|i\rangle$, Z é a função de partição, χ é o potencial de excitação¹⁰, k_B a constante de Boltzmann e T a temperatura. Se usarmos k_B em elétron-volts e definirmos $\Theta \equiv 5040/T$ podemos reescrever a Equação 2.7 como:

$$N_i = N \frac{g}{Z} 10^{-\Theta \chi} \quad (2.8)$$

¹⁰ A energia do fóton a ser absorvido.

A razão entre o número de átomos em dois estados de ionização distintos é dada pela equação de Saha ¹¹, que pode ser escrita de forma compacta como:

$$\frac{N_1}{N_0} = \frac{\Phi(T)}{P_e} \quad (2.9)$$

onde P_e é a pressão eletrônica, proporcional à gravidade superficial da estrela, e $\Phi(T)$ é uma função da temperatura. A fração de átomos num n -ésimo estado de ionização é:

$$\frac{N_n}{N} = \frac{N_n}{\sum_k N_k}, \quad (2.10)$$

ou seja, a fração do n -ésimo estado de ionização em relação à soma de todos os k -estados de ionização do elemento presentes no gás.

Agora, definindo a "abundância" A do elemento como $A \equiv N/N_H$, em que N_H é o número de átomos de Hidrogênio, podemos reescrever a Equação 2.8 para um estado de ionização genérico:

$$N_i = gA \frac{N_n}{N} \frac{N_H}{Z} 10^{-\Theta\chi} \quad (2.11)$$

Substituindo a expressão na equação 2.5, tirando o logaritmo de base 10 nos dois lados e rearranjando os termos, temos:

$$\log\left(\frac{W_\lambda}{\lambda_0}\right) = \log\left(\frac{\pi e^2}{m_e c^2} \frac{N_n}{N} \frac{N_H}{Z}\right) + \log(gf) + \log(\lambda_0) - \Theta\chi - \log(\kappa_\nu) + \log(A) + \log(a) \quad (2.12)$$

Um gráfico log-log entre W_λ e a abundância é conhecido como *curva de crescimento* (CoG, Fig. 8). Uma CoG apresenta três regiões distintas: opticamente fina, saturada e muito saturada. A região opticamente fina da curva de crescimento apresenta uma relação linear entre os eixos, e as linhas de absorção desta região podem ser ajustadas a um perfil gaussiano. A divisão de W_λ por λ_0 é costumeira por normalizar fenômenos dependentes de efeito Doppler, como a microturbulência (Gray 1992), que será discutida subsequentemente. Os valores dos *parâmetros atômicos* $\log(gf)$ e χ são tabelados e usualmente determinados empiricamente ¹². Neste trabalho procuramos usar linhas de absorção localizadas apenas na parte linear da curva de crescimento, que na nossa amostra equivalem a $W_\lambda < 150 \text{ m}\text{\AA}$.

¹¹ Tanto a equação de Saha quanto a equação de excitação de Boltzmann são válidas apenas quando assumimos equilíbrio termodinâmico local, ou seja, quando o livre caminho médio dos fótons é pequeno se comparado ao gradiente de temperatura local.

¹² O National Institute of Standards and Technology (NIST) apresenta uma base de dados razoável para os parâmetros atômicos de diversas linhas. Também existem outras fontes, e os valores encontrados nas diversas referências nem sempre são os mesmos, o que dificulta a homogeneização dos resultados de abundâncias químicas.

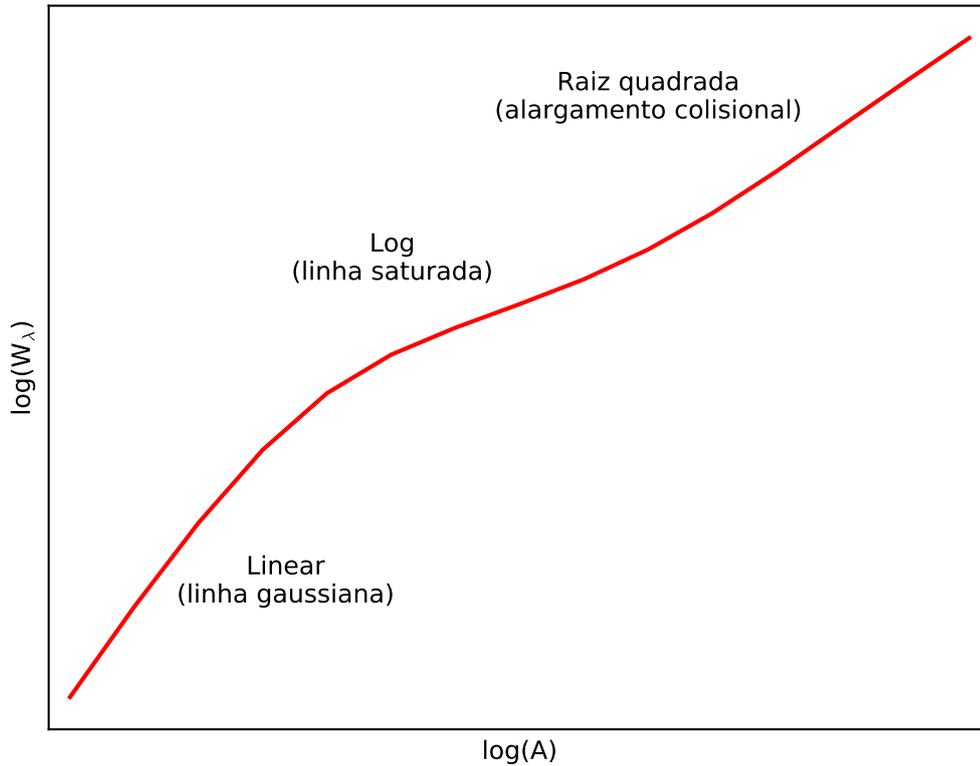


Figura 8: Curva de crescimento genérica mostrando os três regimes relacionados aos diferentes perfis de linha. Nos eixos das ordenadas e das abscissas estão, respectivamente, os logaritmos da W_λ e da abundância do elemento que gera a linha.

Para realizar uma análise detalhada das abundâncias químicas de uma estrela é necessário escolher uma boa lista de linhas. Numa situação ideal compararíamos as abundâncias derivadas para a amostra com aquelas derivadas para um espectro do Sol ¹³ adquirido na mesma campanha de observações, usando a mesma lista de linhas com os mesmos parâmetros atômicos. Como isso nem sempre é possível, e é o nosso caso, usamos alguma lista de linhas já testada. Para os elementos com $Z \leq 28$ adotamos a mesma lista de linhas usada numa análise do aglomerado globular M 62 (Yong et al. 2014), com os mesmos valores para os parâmetros atômicos.

Inicialmente, procuramos fazer medidas automáticas de W_λ usando o DAOSPEC e o software ARES (Sousa et al. 2007). No entanto, os resultados foram insatisfatórios, com os códigos retornando muitas medidas com valor zero e subestimando várias linhas que tiveram larguras equivalentes medidas para comparação. Presumimos que os códigos usados podem ter dificuldades para trabalhar com espectros de estrelas ricas em metais na

¹³ Pelo fato do Sol ter, por definição, $[\text{Fe}/\text{H}] = [\text{X}/\text{Fe}] = 0$, e também pelo fato do valor de $\log(gf)$ ser irrelevante numa análise diferencial, por ser o mesmo para uma mesma linha nas duas estrelas, removendo grande parte dos erros.

faixa de S/N da nossa amostra, ou que simplesmente ocorreu algum erro de usuário. Então foi adotado um procedimento manual usando a tarefa *splot* do IRAF. A tarefa cria um gráfico com o espectro 1D da estrela que pode ser usado interativamente. Os limites onde a asa da linha espectral se funde com o contínuo são identificados manualmente e a tarefa é instruída a ajustar uma curva gaussiana ¹⁴ centrada no comprimento de onda de repouso da linha de absorção. A partir disso, a área da gaussiana, e, conseqüentemente, a largura equivalente da linha, é calculada. ¹⁵ A Tabela 13 contém todas as larguras equivalentes medidas ou com tentativa de medida para as oito estrelas da amostra. Ressaltamos que em alguns casos não foi possível executar a medida de uma dada linha, seja por insuficiência na razão sinal-ruído (no caso de linhas fracas) ou pela indisponibilidade da região espectral de uma dada linha nos nossos dados. Em geral, linhas com $W_\lambda < 15 \text{ m\AA}$ não puderam ser separadas do ruído.

Primeiramente medimos as W_λ das linhas de Fe I e Fe II, usadas para derivar os parâmetros atmosféricos das estrelas. A seguir, fizemos as medidas de W_λ dos demais elementos por ordem de número atômico até $Z \leq 28$.

2.5 Parâmetros atmosféricos

Em posse das larguras equivalentes das linhas de Fe I e Fe II ¹⁶ podemos usar o código MOOG (Snedden 1973) para derivar os *parâmetros atmosféricos*: temperatura efetiva (T), $\log(g)$, [Fe/H] e velocidade de microturbulência (ν_t). O MOOG usa modelos plano-paralelos unidimensionais de atmosferas estelares para ajustar parâmetros de densidade, pressão e opacidade presentes explícita ou implicitamente na equação 2.12. Para os elementos com medidas de W_λ usamos o driver *abfind*, que procura o melhor ajuste para curvas de crescimento de um conjunto de linhas espectrais de um determinado elemento químico.

Neste trabalho, os modelos atmosféricos utilizados são os de Kurucz ("KURTYPE"), produzidos pelo código ATLAS (Castelli, Gratton e Kurucz 1997). Os modelos são gerados a partir de quatro parâmetros informados pelo usuário, que são justamente os parâmetros atmosféricos. O chute inicial para temperatura efetiva e gravidade superficial são os valores calculados por fotometria para cada estrela. Para o valor inicial de [Fe/H] usamos o valor do catálogo Harris para NGC 6366 ([Fe/H] = -0.59). Para microturbulência partimos de 1 km/s em todas as estrelas. Um arquivo ASCII com o modelo de atmosfera é criado, onde cada linha representa uma camada e contém as informações relevantes do modelo. Este arquivo será usado como entrada pelo MOOG em conjunto com a lista de linhas, que deve conter os comprimentos de onda no referencial de repouso e os parâmetros atômicos χ e

¹⁴ O que é razoável para $W_\lambda < 150 \text{ m\AA}$.

¹⁵ A documentação da tarefa *splot* contém detalhes sobre como proceder com linhas sobrepostas ("blended"): <<http://stdas.stsci.edu/cgi-bin/gethelp.cgi?splot.hlp>>

¹⁶ Aqui, I e II são números romanos que indicam o estado de ionização do elemento. O número romano x indica que o elemento está $x - 1$ vezes ionizado.

$\log(gf)$. A partir das informações de entrada o usuário testa iterativamente vários modelos de atmosfera até encontrar os parâmetros atmosféricos corretos. Uma comparação dos modelos de Kurucz com outros modelos de atmosfera em gigantes frias pode ser encontrada em [Alves-Brito et al. \(2010\)](#).

O Fe é o elemento escolhido para derivar os parâmetros atmosféricos por uma questão puramente observacional: em estrelas dentro do intervalo de temperatura efetiva da nossa amostra existe uma grande quantidade de linhas de Fe na faixa visível do espectro eletromagnético, acessível aos instrumentos no chão e menos sujeita à poluição por linhas telúricas que o infravermelho. Isto permite minimizar o erro estatístico na determinação dos parâmetros atmosféricos.

Uma boa lista de linhas contém linhas de Fe com maior alcance possível de valores de χ . De acordo com a Equação 2.7 a quantidade de absorvedores num estado capaz de gerar certa linha de absorção é dependente da temperatura e do potencial de excitação. Como o potencial de excitação é fixo para uma dada linha espectral, um modelo atmosférico com valor incorreto de temperatura efetiva fará com que o MOOG subestime ou superestime a população de átomos capazes de gerar aquela linha. O resultado é um valor incorreto de abundância para aquela linha.

Consideremos, por exemplo, duas linhas de Fe, uma com $\chi = 1$ eV e outra com $\chi = 4$ eV e um modelo de atmosfera com temperatura efetiva 1000 K acima do valor correto. Pela Equação 2.7, a linha de 4 eV terá sua população, e portanto sua abundância, superestimada de forma muito mais intensa que a linha de 1 eV ¹⁷. O efeito do valor incorreto de temperatura acaba criando uma tendência no diagrama abundância versus χ (exemplo desse diagrama na Fig. 9), quando queremos o mesmo valor de abundância para todas as linhas. Na prática, a temperatura efetiva correta é encontrada eliminando-se a correlação entre essas duas grandezas. Ou seja, fazendo:

$$\frac{\partial A}{\partial \chi} \rightarrow 0 \quad (2.13)$$

A seguir devemos fazer um procedimento semelhante para encontrar o valor correto da ν_t . O valor da velocidade de microturbulência é, na verdade, um parâmetro de uma distribuição de velocidades que descreve a convecção em pequena escala onde o livre caminho médio do fóton é maior que as dimensões da célula convectiva. O fóton emitido em uma célula é absorvido em outra célula convectiva de velocidade diferente. Como os referenciais das células não são os mesmos o fóton sofre um desvio Doppler em relação à célula onde ocorre a absorção, e sua absorção corresponde a um comprimento de onda levemente ¹⁸ diferente do comprimento de onda de repouso da linha espectral, que sofre um

¹⁷ Resumidamente, linhas com maior potencial de excitação são mais sensíveis a variações de temperatura efetiva no modelo de atmosfera.

¹⁸ O desvio é pequeno pois as velocidades envolvidas são muito menores que c .

alargamento. A sensibilidade da linha espectral a esse alargamento é diretamente proporcional a sua largura equivalente no regime da curva de crescimento que estamos medindo, com linhas mais fortes sendo mais sensíveis que as linhas mais fracas. Se ignorarmos a microturbulência, por exemplo, inserindo $\nu_t = 0$ no modelo de atmosfera, o código irá superestimar as abundâncias das linhas mais fortes, que sofrem maior alargamento pela microturbulência e, portanto, tem maior valor medido de W_λ .

Como as linhas de maior largura equivalente são mais sensíveis à microturbulência é preciso eliminar a correlação entre a abundância e a largura equivalente normalizada pelo comprimento de onda central $R_W = \log(W_\lambda/\lambda_0)$ para obter o valor correto de ν_t :

$$\frac{\partial A}{\partial R_W} \rightarrow 0 \quad (2.14)$$

O cálculo da gravidade superficial parte da equação de ionização de Saha (equação 2.9), que relaciona a razão entre as populações de dois estados de ionização de um átomo com a pressão eletrônica, proporcional à gravidade superficial, e um termo dependente da temperatura, neste ponto já estimada corretamente ¹⁹.

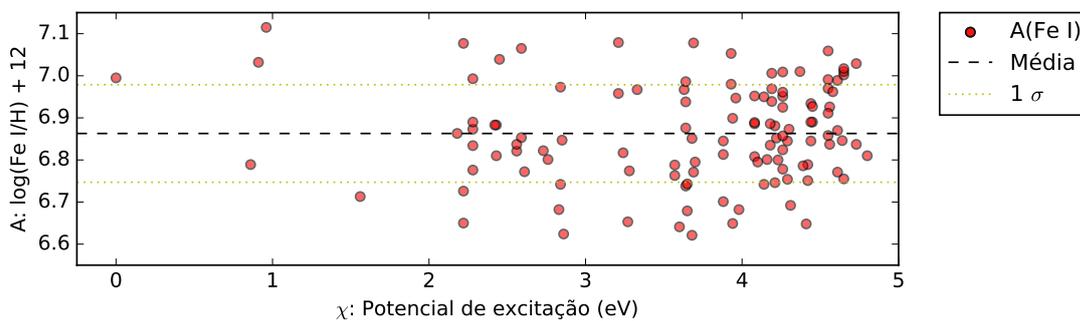


Figura 9: Exemplo de diagrama A vs. χ usado para verificar a convergência do equilíbrio de excitação. Cada ponto vermelho representa uma linha individual de Fe I. A linha tracejada preta é um ajuste linear dos pontos, que não deve variar com χ (Equação 2.13) quando o modelo de atmosfera tem a temperatura efetiva correta. Um diagrama similar, com R_W no lugar de χ , é usado para a microturbulência.

A intensidade das linhas de um elemento em dado estado de ionização é dependente da quantidade de átomos naquele estado. Assumindo que a abundância de um elemento é a mesma para diferentes estados de ionização, um valor incorreto de gravidade superficial no modelo atmosférico faz com que o modelo contenha valores errados de pressão, e, portanto, de densidade eletrônica, fazendo com que os estados ionizados tenham abundâncias diferentes das verdadeiras, como se eles estivessem "roubando" ou "cedendo" elétrons para o estado neutro. O valor correto de $\log(g)$ aproxima os valores de abundância dos diferentes estados

¹⁹ Se um valor correto de $\log(g)$ for inserido num modelo com temperatura incorreta continuaremos a ver correlação entre abundância e potencial de excitação.

de ionização. Logo, as iterações devem convergir para valores idênticos de abundância para Fe I e Fe II. Para inspeção visual é usado um diagrama como o da Fig. 10.

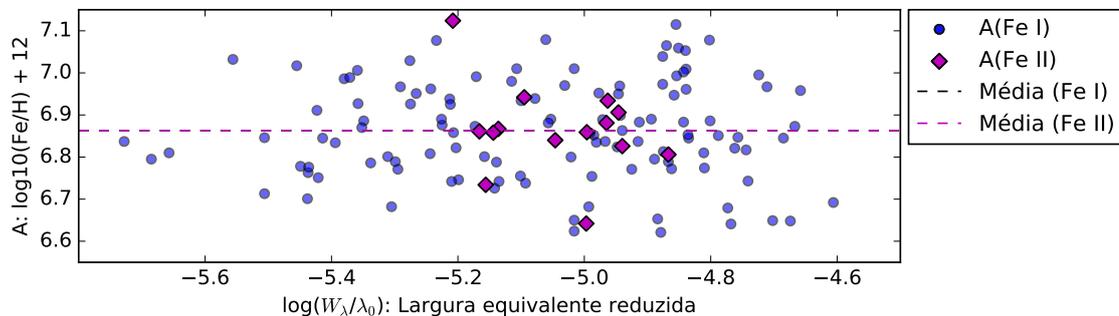


Figura 10: Diagrama similar ao da Figura 9, mostrando também as abundâncias de linhas de Fe II. As médias para Fe I e Fe II devem ser idênticas quando o equilíbrio de ionização é atingido, o que permite a estimativa da gravidade superficial da estrela.

A seguir, testamos modelos atmosféricos com diferentes valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ até que a abundância calculada pelo MOOG seja a mesma abundância dada pelo valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$ inserido no modelo de atmosfera. Ou seja, até que os valores de metalicidade de entrada e saída convirjam. Normalmente o processo não termina aqui, porque os parâmetros não são independentes. Ou seja, temos que repetir o processo várias vezes, refinando os valores, até que, ao mesmo tempo, as correlações da abundância com χ e R_W sejam eliminadas, o equilíbrio de ionização seja alcançado e a abundância de Fe inserida no modelo seja igual à calculada pelo MOOG.

Encontrado o melhor ajuste de modelo atmosférico para a estrela, as abundâncias químicas dos demais elementos com medidas de larguras equivalentes são calculadas diretamente pelo MOOG, pelo mesmo método de ajuste de curvas de crescimento.

2.6 Síntese espectral

Para os elementos pesados formados por processo de captura de nêutrons analisados neste trabalho (Y, Ba, La, Eu) usamos o método de síntese espectral. A síntese é o cálculo de um intervalo espectral completo a partir de um modelo atmosférico e dos parâmetros atômicos das linhas de interesse. É um dos poucos métodos que podem ser aplicados quando a sobreposição ("blending") de linhas é severa (Gray 1992), e especialmente útil para elementos que apresentam estrutura hiperfina detectável no espectro. Ignorar as componentes de estrutura hiperfina, modeladas através do método de síntese espectral, faz com que as abundâncias sejam superestimadas nas linhas mais fortes (Alves-Brito 2008).

Assim como no método de larguras equivalentes, novamente usamos o MOOG, mas desta vez com o driver *synth*, especializado em produzir espectros sintéticos. Usando os

modelos atmosféricos calculados com as linhas de Fe I e Fe II, testamos, por tentativa e erro, os espectros sintéticos, variando a abundância do elemento que nos interessa analisar em um intervalo espectral específico até que a linha de absorção deste elemento no espectro sintético se ajuste a sua contraparte no espectro observado. O ajuste é feito por inspeção visual.

2.7 Tratamento de erros

Para estimar as incertezas de velocidade radial usamos o desvio padrão da média ²⁰ das velocidades radiais calculadas para cada linha individual em cada espectro, cálculo feito automaticamente pelo IRAF. Para determinar a incerteza de velocidade radial para cada estrela fizemos a propagação das incertezas dos espectros individuais por quadratura.

As incertezas dos parâmetros atmosféricos foram fixadas em $\Delta T = 150$ K, $\Delta \log(g) = 0.3$ dex, $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = 0.1$ e $\Delta \nu_t = 0.2$. Comparação com trabalhos que utilizam dados de qualidade similar (exemplos: [Yong et al. \(2014\)](#) e [Johnson et al. \(2016\)](#)) indicam que são valores conservadores. Variamos cada parâmetro atmosférico individualmente (exceto $[\text{Fe}/\text{H}]$) até que o MOOG retornasse uma abundância de Fe igual à diferença entre o valor verdadeiro e o desvio padrão dos valores das linhas individuais de Fe I encontrado no cálculo do valor verdadeiro. Como os offsets dos parâmetros atmosféricos encontrados através desse procedimento foram da mesma ordem que as incertezas fixadas, assumimos que os valores definidos são razoáveis.

Para as abundâncias, usamos um método usual na literatura (exemplo: [Alves-Brito et al. \(2010\)](#)). Variamos cada um dos quatro parâmetros atmosféricos individualmente para determinar a diferença σ_i entre o valor verdadeiro e o valor calculado com a variação do i -ésimo parâmetro atmosférico. A incerteza em função dos parâmetros atmosféricos foi estimada via quadratura:

$$\sigma_p = \sqrt{\sum_{i=1}^4 \sigma_i^2} \quad (2.15)$$

A incerteza final, em dex, foi estimada com nova quadratura entre σ_p e o desvio padrão das abundâncias das linhas individuais calculado pelo MOOG:

$$\sigma = \sqrt{\sigma_p^2 + \sigma_M^2} \quad (2.16)$$

Usamos este procedimento para a incerteza das abundâncias químicas tanto para medidas de largura equivalente quanto para medidas de síntese espectral. No caso da síntese, o procedimento foi feito manualmente, apenas para duas estrelas, uma da amostra

²⁰ Ou seja, $\bar{\sigma} = \sigma/\sqrt{N}$.

do UVES e outra da amostra do ESPaDOnS. Assumimos que, para cada amostra, o valor da incerteza é o mesmo num intervalo de 0.1-0.2 dex numa mesma linha para todas as estrelas, que têm parâmetros atmosféricos similares e espectros com mesma resolução e nível de S/N. Como as incertezas da síntese foram calculadas linha por linha não há um valor de σ_M para esses casos. Ou seja, o σ final é calculado diretamente pela equação 2.15.

3 Resultados e discussão

3.1 Velocidades radiais

Encontramos um valor médio de -121.2 ± 0.7 km/s ($\sigma = 2.0$ km/s) para a velocidade radial, calculado a partir das medidas feitas com o IRAF. O valor médio encontrado com o IRAF é o que adotamos neste trabalho. O valor médio de velocidade radial para NGC 6366 no catálogo Harris é de -122.2 km/s, com dispersão central de velocidades $\sigma_{GC} = 1.3$ km/s, baixa em comparação com outros aglomerados do catálogo. A dispersão de velocidades encontrada na nossa amostra é compatível com a dispersão central de velocidades de 1.3 km/s. A baixa dispersão de velocidades radiais da amostra é um forte indicativo do pertencimento de todas essas estrelas a NGC 6366. Outros valores de velocidade radial heliocêntrica na literatura para o aglomerado são -137 ± 54 km/s (Dias et al. 2016), -122.3 km/s (Johnson et al. 2016) e -119 ± 2 km/s (Da Costa e Armandroff 1995).

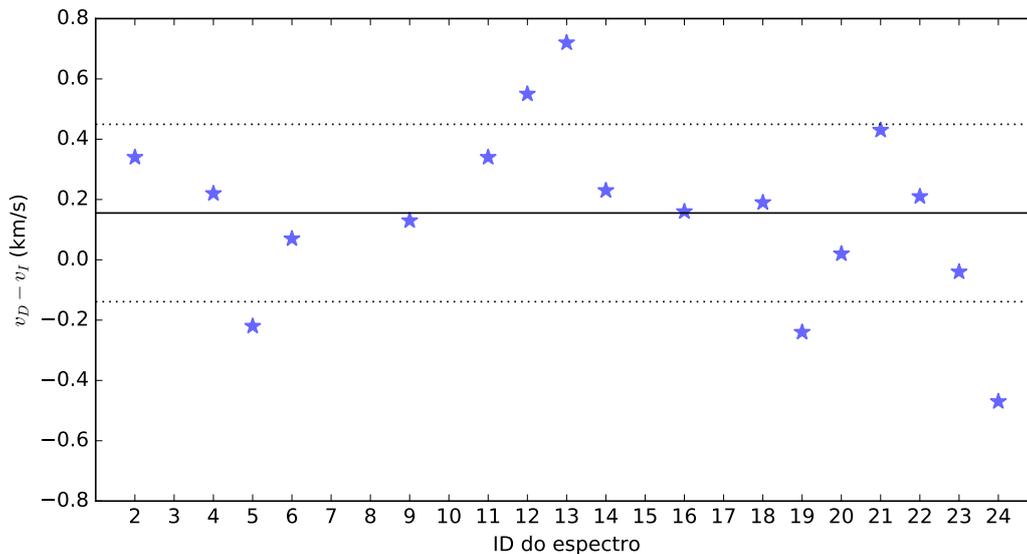


Figura 11: Comparação entre os métodos de medida de velocidade radial. No eixo vertical temos a diferença entre a velocidade medida com o DAOSPEC e a velocidade medida com o IRAF. A linha sólida é a média da diferença e as linhas pontilhadas representam o intervalo de 1σ .

As medidas de velocidade radial para cada espectro estão resumidas na Tabela 3, enquanto os valores da média estão na Tabela 4.

É facilmente verificável na Tabela 3 que as velocidades encontradas com o DAOSPEC são equivalentes às velocidades medidas com a tarefa *rvidlines* do IRAF. Os valores obtidos com o DAOSPEC na amostra do UVES não incluem a correção heliocêntrica

Tabela 3: Informações sobre as medidas de velocidade radial, em km/s, por espectro. O valor medido com o IRAF é v_I . O valor de $\bar{\sigma}$ é o desvio padrão da média para cada espectro. O valor medido pelo DAOSPEC é v_D . Aplicamos a correção $v_{corr.}$ aos valores de v_I dos respectivos espectros para derivar a velocidade radial heliocêntrica $v_{rad.}$

ID	Estrela	v_I	$\bar{\sigma}$	v_D	$v_{corr.}$	$v_{rad.}$
1	01	-132.99	0.12
2	01	-132.84	0.10	-132.50	+14.02	-121.64
3	01	-132.26	0.10
4	01	-132.59	0.09	-132.37	+11.32	-121.27
5	03	-133.09	0.08	-133.31	+14.02	-119.07
6	03	-133.29	0.07	-133.22	+13.90	-119.39
7	05	-133.53	0.11
8	05	-133.96	0.11	...	+14.24	-119.72
9	05	-133.61	0.11	-133.48	+14.13	-119.48
10	06	-132.73	0.09
11	06	-133.21	0.09	-132.87	+14.30	-118.91
12	06	-133.39	0.11	-132.84	+14.18	-119.21
13	07	-136.31	0.12	-135.59	+15.25	-121.06
14	07	-135.97	0.11	-135.74	+15.37	-120.60
15	08	-140.90	0.07
16	08	-141.08	0.08	-140.92	+15.67	-125.41
17	08	-140.55	0.09
18	08	-140.67	0.10	-140.48	+15.74	-124.93
19	11	-121.50	0.11	-121.74	...	-121.50
20	11	-121.70	0.09	-121.68	...	-121.70
21	11	-122.21	0.09	-121.78	...	-122.21
22	18	-122.18	0.08	-121.97	...	-122.18
23	18	-122.31	0.08	-122.35	...	-122.31
24	18	-121.70	0.09	-122.17	...	-121.70

descrita no capítulo anterior, e, neste caso, devem ser comparadas com as velocidades da coluna v_I . Um comparativo entre as medidas feitas no IRAF e no DAOSPEC está na Fig. 11, onde podemos ver que elas são equivalentes dentro do intervalo de 1σ .

NGC 6366 foi classificado "de forma inequívoca" como um aglomerado com cinemática do halo por [Da Costa e Seitzer \(1989\)](#). Isto o que o tornaria possivelmente o aglomerado mais metálico de sua componente Galáctica. A conclusão foi obtida usando medida de velocidade radial heliocêntrica de -123 ± 1 km/s através do método do espaço (V_s, Ψ) , onde V_s é a velocidade radial do objeto medida por um observador *estacionário* no local do Sol e Ψ é o ângulo entre a linha de visada do objeto e a direção da rotação galáctica no aglomerado. Usando um algoritmo baseado no método de [Johnson e Soderblom \(1987\)](#), os valores de movimento próprio de [Kharchenko et al. \(2013\)](#) ($\mu_a = -3.99$ mas/ano, $\mu_d = -7.43$ mas/ano) e assumindo uma paralaxe de 0.29 mas calculada a partir da distância ao

Sol indicada no catálogo Harris, derivamos as componentes $(U,V,W) = (117.1, -142.7, 13.1)$ (km/s). O módulo de velocidade de 185.1 km/s é um indicativo de cinemática do halo interno (Venn et al. 2004), já velocidades com módulo acima de 180 km/s sugerem alta probabilidade de pertencimento a essa componente da Via Láctea. No entanto, a questão persiste em aberto, pois existe evidência de transferência de material do bojo e do disco espesso para o halo interno (Nissen e Schuster 2010).

3.2 Parâmetros atmosféricos

A partir dos dados fotométricos fizemos um CMD usando os fluxos nos filtros V e I (Fig. 6). As estrelas da amostra estão identificadas quando existem dados fotométricos disponíveis (ver Tabela 2). Temos dados para as estrelas do ESPaDOnS e para cinco (01, 03, 05, 07, 08) das seis estrelas do UVES. As estrelas do ESPaDOnS são claramente do ramo das gigantes vermelhas, assim como a estrela 03, embora esta última seja menos luminosa e mais quente. As demais estrelas identificadas são do ramo horizontal, o que pode ser confirmado cruzando valores de larguras equivalentes para uma mesma linha (dados disponíveis na Tabela 13): as estrelas do ramo horizontal têm valores de W_λ menores que as gigantes vermelhas. No CMD também é possível notar que o ramo horizontal é relativamente curto, característico de alta metalicidade (para um aglomerado globular). Não há detecção de um ramo horizontal azul (BHB, do inglês "blue horizontal branch") em NGC 6366.

Os parâmetros atmosféricos determinados por espectroscopia condizem com os estimados por fotometria, pelo menos com os calculados usando o índice de cor (B-V) (ver Tabela 4 e Figura 12), e confirmam a natureza das estrelas da amostra: gigantes (pela gravidade superficial), velhas (como também visto pelo ajuste de isócronas de Campos et al. (2013) e com $[\text{Fe}/\text{H}]$ em torno de -0.60. As estrelas devem ser velhas por serem gigantes de baixa massa: o valor de $0.8 M_\odot$, assumido a partir da posição do turnoff, inserido na Equação 2.3 retornou um valor de $\log(g)$ fotométrico próximo do valor espectroscópico da reta identidade para todas as estrelas. Isto pode ser inspecionado pelas posições dos pontos, próximos à reta identidade no gráfico inferior direito da Fig. 12.

Os parâmetros atmosféricos calculados com índice de cor (V-I) foram superestimados. A gravidade superficial das gigantes da amostra do ESPaDOnS caiu sobre a reta identidade (gráfico inferior esquerdo da Fig. 12), enquanto o $\log(g)$ fotométrico das demais ficou um pouco acima do valor espectroscópico. A incerteza da calibração de temperatura é maior para o índice (V-I) ($\sigma = 125$ K) que a incerteza determinada para a calibração no índice (B-V) ($\sigma = 96$ K). Porém, não acreditamos que seja este o (único) problema, pois, como visto na Figura 12, as estrelas são sistematicamente mais quentes na medida fotométrica em (V-I). Como são estrelas relativamente luminosas, descartamos erro na

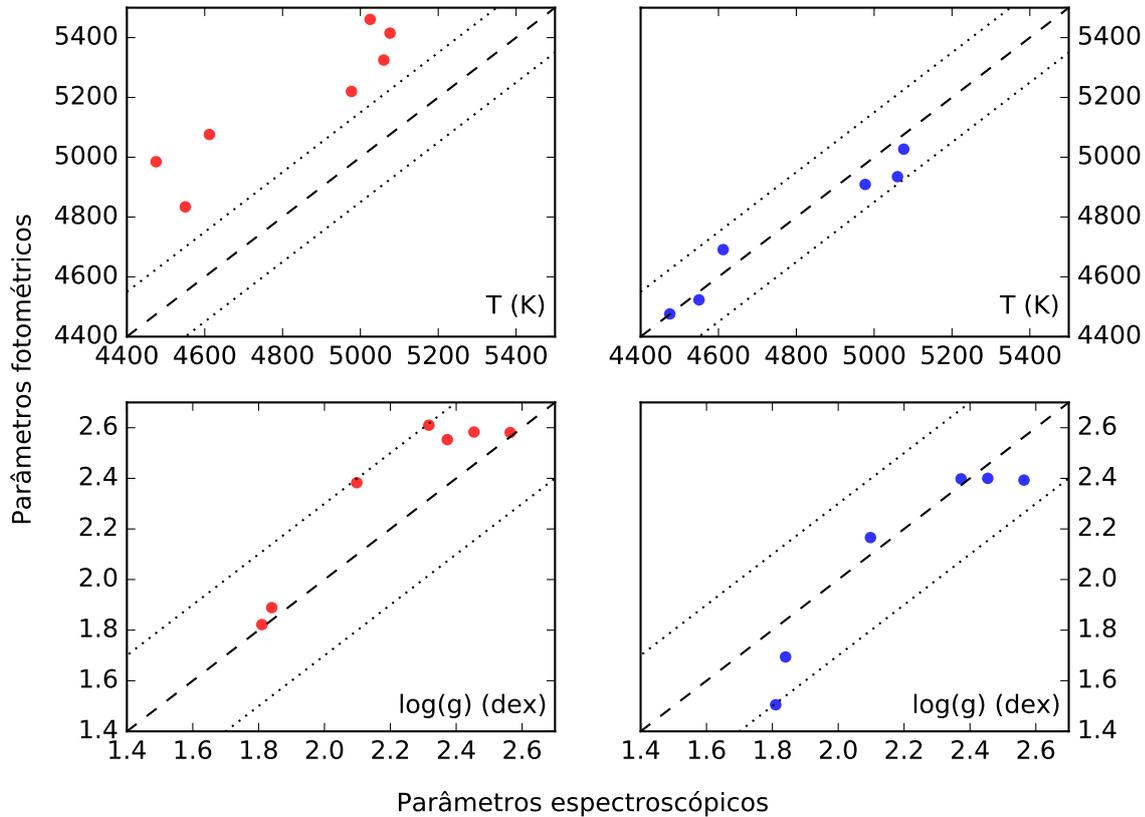


Figura 12: Comparação dos parâmetros atmosféricos obtidos por fotometria e por espectroscopia. Nos gráficos da coluna da esquerda (círculos vermelhos), temos a comparação entre os parâmetros espectroscópicos nas abscissas e fotométricos para índice de cor $(V-I)_0$ nas ordenadas. Na coluna da direita (círculos azuis) temos o mesmo para índice de cor $(B-V)_0$. As retas tracejadas indicam as incertezas adotadas neste trabalho.

fotometria. A fonte de erro possivelmente está na estimativa do excesso de cor $E(V-I)$, necessário para calcular o índice de cor intrínseco $(V-I)_0$ usado para calibrar a temperatura efetiva fotométrica.

É interessante notar que em ambos os gráficos de $\log(g)$ as estrelas 11 e 18¹, da amostra de gigantes vermelhas do ESPaDOnS, ficaram com uma estimativa de $\log(g)$ abaixo da tendência das demais. É possível que a fonte de erro esteja no valor adotado para as massas, igual para todas as estrelas, pois esse desvio da tendência das demais não é percebido nos gráficos de temperatura efetiva. Se o NGC 6366 possui múltiplas populações e as estrelas com $\log(g)$ abaixo da tendência fazem parte de outra população, a argumentação não é tão simples e devemos considerar a composição química para afirmar ou não se e em quanto a massa foi mal estimada. É possível que este efeito seja devido ao avermelhamento diferencial, que foi detectado neste aglomerado em Campos et al. (2013),

¹ As duas estrelas com menor valor de $\log(g)$.

embora essa detecção tenha sido realizada apenas a partir de imagens da região central do aglomerado. A amostra deste trabalho está localizada em sua periferia.

Tabela 4: Velocidades radiais, parâmetros atmosféricos espectroscópicos e fotométricos.

Estrela	Espectroscopia						Fotometria			
	V_{rad} (km/s)	$\bar{\sigma}$ (km/s)	Teff (K)	logg (dex)	[Fe/H] (dex)	ν_t (km/s)	$T_{(B-V)}$ (K)	logg $_{(B-V)}$ (dex)	$T_{(V-I)}$ (K)	logg $_{(V-I)}$ (dex)
01	-121.46	0.07	5025	2.3	-0.64	1.67	5461	2.6
03	-119.23	0.05	4612	2.1	-0.68	1.46	4691	2.1	5076	2.4
05	-119.60	0.08	5060	2.6	-0.47	1.75	4935	2.4	5325	2.6
06	-119.06	0.07	5160	2.6	-0.50	1.99
07	-120.83	0.08	4977	2.4	-0.64	1.58	4909	2.4	5220	2.6
08	-125.17	0.06	5076	2.5	-0.66	1.73	5027	2.4	5415	2.6
11	-122.06	0.06	4475	1.8	-0.60	1.85	4476	1.5	4985	1.8
18	-121.80	0.05	4550	1.8	-0.59	1.89	4523	1.7	4834	1.9

3.3 Abundâncias químicas

Determinamos um valor médio $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0.60 \pm 0.03$ ($\sigma = 0.08$, $N = 8$). Os offsets usados aqui e ao longo deste trabalho são as abundâncias solares fotosféricas de [Asplund et al. \(2009\)](#), que podem ser conferidas na Tabela 5. É importante salientar que analisamos espectros de alta resolução, e assumimos que a precisão dos nossos resultados é maior do que a maioria dos resultados encontrados na literatura, à exceção de [Johnson et al. \(2016\)](#) (que chamaremos de "J16" a partir daqui), que assumimos ter mesma ordem de precisão. Em J16 o valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$ encontrado foi -0.55 ($\sigma = 0.09$, abundância solar $A_{\odot}(\text{Fe}) = 7.52$). Encontramos alguma dispersão nas abundâncias de Fe individuais, com as estrelas do UVES se dividindo em "ricas" (05 e 06), com $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0.49$ e "pobres" (01, 03, 07 e 08), com $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0.66$. As estrelas do ESPaDOnS (11 e 18) têm valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ próximos da média da amostra. Enquanto o grupo "pobre" está todo dentro de 1σ da média, o grupo "rico" fica mais distante, acima de 1σ . Uma hipótese para a variação de $[\text{Fe}/\text{H}]$ intraglomerado pode ser explicada pelo enriquecimento via supernovas (SNe) de núcleo colapsante da geração primordial. No entanto, a evidência para esse tipo de variação é esparsa e existem sugestões de que a dispersão observada para $[\text{Fe}/\text{H}]$ entre estrelas de um mesmo globular seria melhor explicada por avermelhamento diferencial ([Gratton, Sneden e Carretta 2004](#)).

As abundâncias dos elementos α e Z-ímpar para cada estrela estão mostradas na Tabela 6. Na Fig. 13 é feita uma comparação com outros aglomerados do bojo da Galáxia e com estrelas de campo. As incertezas para cada estrela estão na Tabela 7. Em geral, as estrelas apresentam abundâncias elevadas de elementos α , o que é esperado em populações formadas por gás enriquecido por SNe tipo II.

Tabela 5: Abundâncias solares usadas neste trabalho.

O	Na	Mg	Al	Si	Ca	Sc	Ti	V
8.69	6.24	7.60	6.45	7.51	6.34	3.15	4.95	3.93
Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Y	Ba	La	Eu
5.64	5.43	7.50	4.99	6.22	2.21	2.18	1.10	0.52

O Ti é depositado no meio interestelar por vários tipos de eventos astrofísicos relacionados à nucleossíntese e as abundâncias de O e Mg podem ser alteradas durante a evolução química interna do aglomerado (Gratton, Sneden e Carretta 2004). Portanto, temos que recorrer ao Ca e ao Si para uma análise isolada da formação dos elementos pelo processo α na amostra, embora o Si, sob certas condições, também possa ser formado por uma cadeia de nucleossíntese envolvendo captura de prótons (Gratton, Carretta e Bragaglia 2012).

Tabela 6: Abundâncias dos elementos α e Z-ímpar calculadas a partir de medidas de larguras equivalentes. Elementos sem estado de ionização identificado são neutros.

Estrela	[O/Fe]	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Sc II/Fe]	[Ti I/Fe]	[Ti II/Fe]
01	0.46	0.12	0.28	0.31	0.23	-0.02	-0.14	0.19	0.28
03	0.47	0.20	0.16	0.44	0.34	0.23	0.12	0.33	0.38
05	0.60	0.10	0.23	0.34	0.20	0.01	0.10	0.24	0.25
06	0.47	0.27	0.16	0.32	0.20	0.03	-0.02	0.33	0.34
07	0.50	0.23	0.18	0.40	0.32	0.29	0.24	0.33	0.33
08	0.52	0.48	0.31	0.39	0.38	0.14	0.10	0.28	0.48
11	0.35	0.51	0.26	0.29	0.38	0.07	0.08	0.23	0.37
18	0.47	0.22	0.33	0.41	0.28	0.08	0.11	0.25	0.28

As dispersões intraglomerado de Ca e Si são baixas, embora as incertezas individuais para cada estrela variem bastante. A variação de ambos os elementos no NGC 6366 fica dentro de uma barra de erro média ². Tanto o Ca quanto o Si têm abundâncias dentro das respectivas dispersões para estrelas de campo (ver Fig. 13 e, para o Ca, também a Fig. 4 de Gratton, Sneden e Carretta (2004)). As médias são $\langle[\text{Ca}/\text{Fe}]\rangle = 0.10$ e $\langle[\text{Si}/\text{Fe}]\rangle = 0.29$. Comparando com J16, encontramos uma abundância média semelhante de Si ($\langle[\text{Si}/\text{Fe}]\rangle_{\text{J16}} = 0.28$, com abundâncias solares adotadas diferindo em apenas 0.04 dex). Ambos os valores condizem com a média compilada para aglomerados do bojo em J16 ($\langle[\text{Si}/\text{Fe}]\rangle_{\text{bGC}} = 0.31$, Tabela 6 de J16). Para o Ca nosso valor está 0.2 dex abaixo do valor encontrado no J16 ($\langle[\text{Ca}/\text{Fe}]\rangle_{\text{J16}} = 0.30$), uma diferença acima da dispersão dos valores individuais e similar à barra de erro média das incertezas individuais ($\langle\sigma\rangle_{\text{Ca}} = 0.19$ dex). A média para $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ em aglomerados do bojo é 0.22. Os valores adotados para abundância solar diferem em apenas 0.02 dex.

² No caso, uma barra de erro feita a partir das médias das barras de erros individuais.

Tabela 7: Incertezas (desvio-padrão) dos elementos α e Z-ímpar para cada estrela, estimadas a partir da variação dos parâmetros atmosféricos e da dispersão dos valores individuais para as linhas de absorção. Ver Tabela 14 para o número de linhas analisadas para cada elemento em cada estrela.

Estrela	$\sigma[\text{O}/\text{Fe}]$	$\sigma[\text{Na}/\text{Fe}]$	$\sigma[\text{Mg}/\text{Fe}]$	$\sigma[\text{Al}/\text{Fe}]$	$\sigma[\text{Si}/\text{Fe}]$	$\sigma[\text{Ca}/\text{Fe}]$	$\sigma[\text{Sc II}/\text{Fe}]$	$\sigma[\text{Ti I}/\text{Fe}]$	$\sigma[\text{Ti II}/\text{Fe}]$
01	0.01	0.20	0.21	0.24	0.29	0.20	0.16	0.24	0.14
03	0.10	0.09	0.00	0.01	0.28	0.19	0.00	0.18	0.00
05	0.28	0.13	0.28	0.16	0.20	0.21	0.21	0.27	0.26
06	0.20	0.15	0.18	0.12	0.11	0.28	0.15	0.23	0.26
07	0.16	0.13	0.00	0.18	0.22	0.18	0.00	0.11	0.00
08	0.08	0.18	0.05	0.01	0.14	0.16	0.23	0.19	0.21
11	0.00	0.20	0.48	0.40	0.16	0.15	0.23	0.31	0.20
18	0.19	0.25	0.47	0.08	0.22	0.18	0.26	0.25	0.32

Para $[\text{O}/\text{Fe}]$ o valor médio difere de J16 por apenas 0.03 dex, e é similar à média dos globulares do bojo se excluirmos NGC 6388 e NGC 6441. Para $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ encontramos um valor médio (0.24 dex) próximo ao de J16 (0.29 dex), com abundâncias solares diferindo em 0.02 dex. O valor condiz com outros globulares do bojo. Para o Ti encontramos uma pequena sobreabundância em relação ao campo na mesma faixa de metalicidade, mas o valor ainda está condizente com os demais globulares, e aparentemente não existe uma anomalia.

Tabela 8: Abundâncias dos elementos do pico do Fe calculadas a partir de medidas de larguras equivalentes. Duas estrelas não tinham linhas de Cr no intervalo espectral disponível.

Estrela	$[\text{V}/\text{Fe}]$	$[\text{Cr}/\text{Fe}]$	$[\text{Mn}/\text{Fe}]$	$[\text{Co}/\text{Fe}]$	$[\text{Ni}/\text{Fe}]$
01	0.01	-0.05	-0.07	0.05	0.01
03	0.14	...	0.23	0.08	0.06
05	0.05	-0.09	-0.21	-0.04	-0.03
06	0.07	-0.03	-0.12	0.02	0.03
07	0.08	...	-0.12	0.13	0.09
08	0.15	-0.07	-0.09	0.07	0.02
11	0.27	0.02	0.09	0.18	0.05
18	0.24	0.01	0.07	0.16	0.02

Dentre os elementos do pico do Fe (resultados na Tabela 8) analisamos primeiro os resultados para o Ni. A média de $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ é aproximadamente zero para estrelas de todas as metalicidades na Galáxia. Cálculos da produção de SNe tipo I e tipo II corroboram os resultados observacionais, sugerindo que o Ni acompanha o Fe (Gratton, Sneden e Carretta 2004). Dentre os globulares existem exceções no halo externo (Rup 106, Pal 12) que possivelmente não possuem a mesma origem da maioria dos aglomerados globulares galácticos, e também possuem deficiência de elementos α (Gratton, Sneden e Carretta 2004), possuindo uma formação química peculiar. Os valores de $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ derivados aqui seguem a

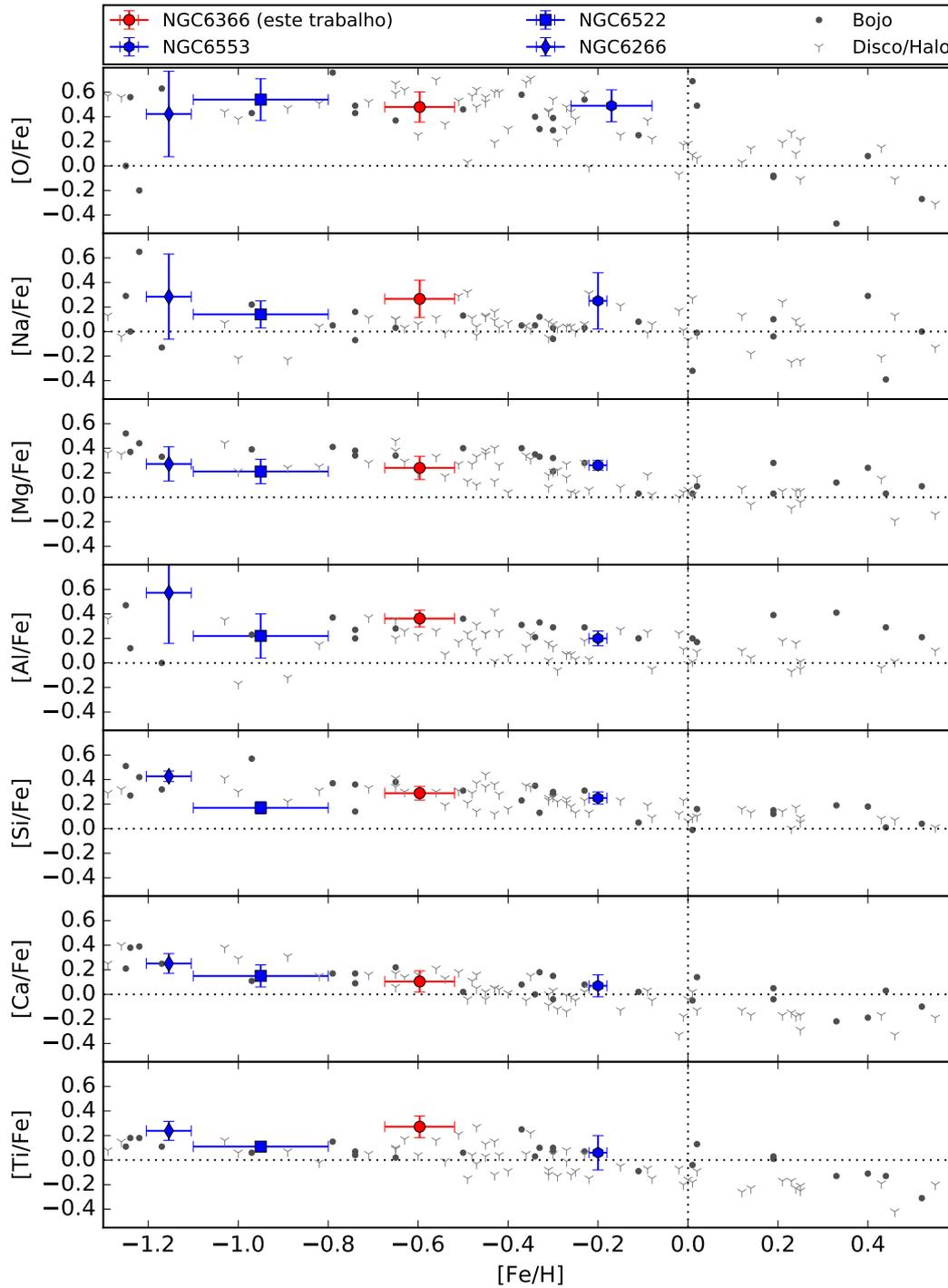


Figura 13: Abundâncias dos elementos α e Z-ímpar. Além de NGC 6366, estão graficados NGC 6553 (Alves-Brito et al. 2006), (Cohen et al. 1999), NGC 6522 (Barbuy et al. 2014), NGC 6266 (Yong et al. 2014) e estrelas de campo (Alves-Brito et al. 2010). Para os aglomerados, os pontos são os valores médios e as barras de erro se referem à dispersão dos valores individuais das estrelas de cada aglomerado.

tendência da maioria dos aglomerados e estrelas de campo da Via Láctea, ficando todos num intervalo de cerca de 0.1 dex com $\langle[\text{Ni}/\text{Fe}]\rangle = 0.03$. Chamamos atenção que os valores aparentemente altos para $\sigma[\text{Ni}/\text{Fe}]$ (ver Tabela 9) se devem ao grande número de linhas medido para este elemento (~ 25 por estrela), com os desvios padrão da média ficando em geral abaixo de 0.1 dex. J16 estima um valor médio de 0.10 dex para $[\text{Ni}/\text{Fe}]$. A diferença dos valores deve-se essencialmente aos offsets adotados em cada trabalho.

Para o Mn derivamos abundâncias com grande dispersão intraglomerado. No entanto, as incertezas das medidas para cada estrela estão muito altas ³ e não consideramos os valores confiáveis. O valor médio que encontramos, 0.03 dex, é mais alto que o das estrelas de campo de mesma metalicidade (~ -0.2 dex) e de outros aglomerados da Galáxia (Gratton, Sneden e Carretta (2004), ~ -0.3 dex). Além disso, é cerca de 0.20 dex acima do valor derivado para NGC 6266 por Yong et al. (2014) com a mesma lista de linhas, embora poucas linhas tenham sido medidas com sucesso para este elemento neste trabalho.

O V apresenta uma bimodalidade, com $[\text{V}/\text{Fe}]$ dispersando em torno de 0.10 dex nas estrelas da amostra do UVES e em torno de 0.25 dex nas gigantes vermelhas do ESPaDOnS. Atribuímos a diferença ao fato do V I possuir uma sensibilidade extrema a variações de temperatura efetiva em gigantes frias (Gratton, Sneden e Carretta 2004), o que foi, inclusive, detectado nas nossas incertezas na Tabela 9. Nosso valor médio (0.13 dex) fica pouco abaixo do calculado para NGC 6266 (0.22 dex, Yong et al. (2014)).

Para o Cr a nossa análise ficou prejudicada pela falta de linhas no intervalo espectral disponível nas estrelas 03 e 07. Nas demais detectamos metalicidade solar, levemente abaixo do valor médio de NGC 6266 (0.09 dex), mas ainda dentro da dispersão. O valor médio de Co ficou muito próximo do calculado para NGC 6266. Pode-se notar que, com exceção do Ni, as abundâncias do pico do Fe ficaram consistentemente mais altas nas gigantes frias da amostra. Porém, este resultado deve ser visto com cautela, dada a sensibilidade do V na faixa de temperatura efetiva destas estrelas e a pouca confiabilidade dos resultados do Mn.

Em relação ao Sc, elemento de Z-ímpar pouco estudado na literatura, calculamos um valor médio de 0.08 dex, pouco mais de 0.10 dex abaixo de NGC 6266.

No que diz respeito à procura por múltiplas populações, os elementos de Z-ímpar Na e Al devem receber uma atenção especial. As medidas de anticorrelação mencionadas na Introdução deste trabalho permitem traçar o histórico de evolução química do aglomerado. O Na é sintetizado por captura de prótons ⁴ a partir de Ne presente no interior da estrela. O Ne, como os demais gases nobres, não tem linhas proeminentes na região do óptico em estrelas frias. Por esta razão de cunho observacional costuma-se usar a variação de O e sua

³ Das estrelas com mais de uma linha medida com sucesso, apenas uma tem incerteza de $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ da ordem de 0.10 dex. As demais têm incertezas acima de 0.30 dex.

⁴ Aqui tratamos "captura de prótons" e "queima de H" como o mesmo processo, sintetizador de elementos de Z-ímpar a partir de elementos α , diferente da cadeia p-p e do ciclo CNO responsáveis pela produção de He.

Tabela 9: Incertezas (desvio-padrão) dos elementos do pico do Fe para cada estrela, estimadas a partir da variação dos parâmetros atmosféricos e da dispersão dos valores individuais para as linhas de absorção. Ver Tabela 14 para o número de linhas analisadas para cada elemento em cada estrela.

Estrela	$\sigma[\text{V}/\text{Fe}]$	$\sigma[\text{Cr}/\text{Fe}]$	$\sigma[\text{Mn}/\text{Fe}]$	$\sigma[\text{Co}/\text{Fe}]$	$\sigma[\text{Ni}/\text{Fe}]$
01	0.25	0.12	0.37	0.06	0.28
03	0.14	...	0.00	0.29	0.25
05	0.21	0.21	0.13	0.18	0.31
06	0.16	0.43	0.42	0.13	0.30
07	0.31	...	0.00	0.03	0.22
08	0.29	0.18	0.41	0.18	0.17
11	0.32	0.49	0.54	0.17	0.33
18	0.41	0.22	0.55	0.21	0.39

anticorrelação com o Na como *proxy* do processo, pois o Ne é produzido a partir do O pelo processo α . Já o Al é sintetizado diretamente do Mg via captura de prótons. A anticorrelação entre esses dois elementos pode indicar a presença de múltiplas populações desde que as estrelas da população primordial tenham atingido as condições necessárias em seu interior, ou seja, caso suas camadas convectivas tenham atingido regiões com temperatura superior a 70 MK (Gratton, Sneden e Carretta 2004). Enquanto a síntese do Na requer temperaturas menores (acima de 40 MK), a presença ou ausência de anticorrelação entre Mg e Al nos dá pistas sobre a natureza das estrelas primordiais que enriqueceram o gás que formou a segunda geração. Outro possível indicador é o vazamento (do inglês "leakage") do processo MgAl em Si ⁵ (Yong et al. 2005), caracterizado observacionalmente por uma anticorrelação entre Mg e Si e uma correlação entre Si e Al observada em vários aglomerados (Gratton, Carretta e Bragaglia 2012).

Na Fig. 14 apresentamos gráficos de diagnóstico para a busca por múltiplas populações em NGC 6366, fazendo um comparativo com outros aglomerados. A anticorrelação Na-O (gráfico superior esquerdo) está presente no NGC 6366, embora tanto a amostra deste trabalho quanto a de J16 apresentem um espalhamento menor em comparação com NGC 6266 e NGC 104. O espalhamento está relacionado com a luminosidade total do aglomerado, que é proporcional a sua massa (Gratton, Carretta e Bragaglia 2012). Pelo catálogo Harris, NGC 6366 tem $M_V = -5.74$, enquanto NGC 6266 e NGC 104 estão entre os aglomerados mais luminosos da Galáxia ($M_V \sim -9$), então uma dispersão menor é esperada na anticorrelação. Carretta (2006) sugere uma medida quantitativa para a extensão da anticorrelação Na-O através da amplitude interquartil (IQR, do inglês *InterQuartile Range*, a diferença entre os quartis superior e inferior) de $[\text{O}/\text{Na}]$. A utilidade da IQR está em sua capacidade de informar a largura de uma distribuição sem influência de possíveis *outliers*.

⁵ Neste caso, parte do Mg acaba servindo na síntese de Si pelo processo α em vez de abastecer o processo MgAl.

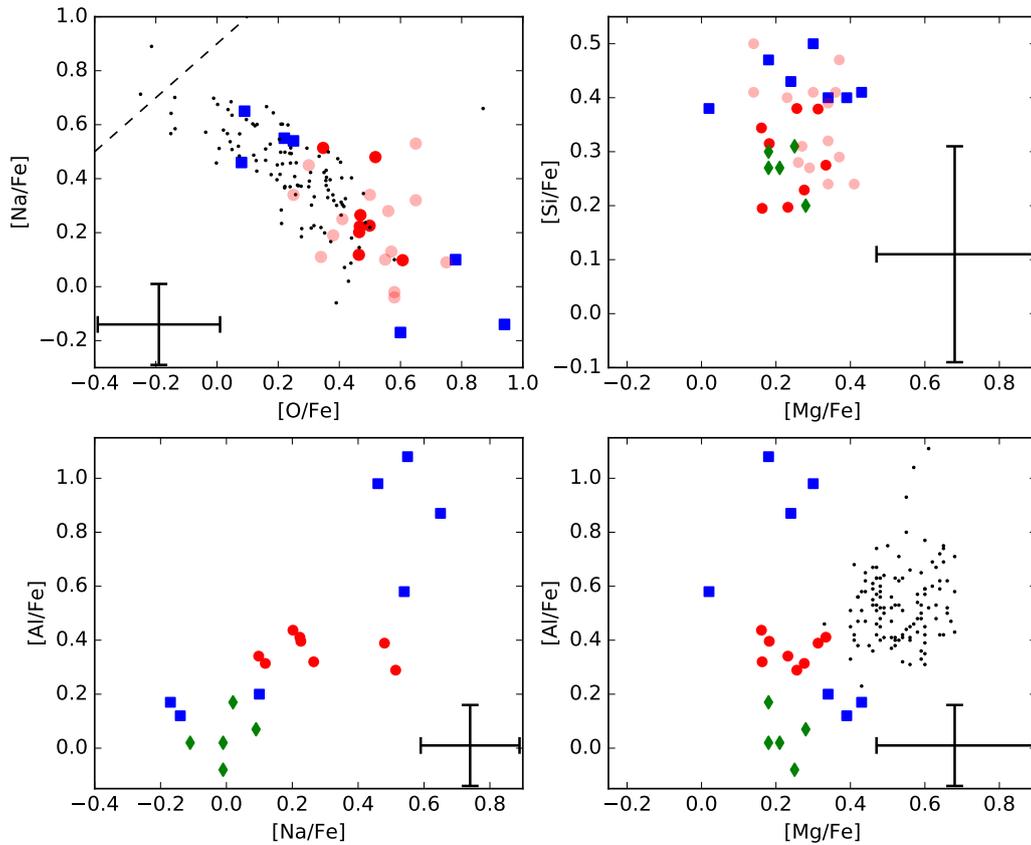


Figura 14: Relações entre elementos envolvidos em processos de queima de H. *Círculos*: NGC 6366, em vermelho as estrelas deste trabalho, em rosa as de J16. *Quadrados azuis*: NGC 6266 (Yong et al. 2014). *Diamantes verdes*: NGC 6558 (Barbuy et al. 2007). *Pontos pretos*: NGC 104 - Carretta et al. (2009b) e Alves-Brito et al. (2005) para o gráfico superior esquerdo, Carretta et al. (2013) para o gráfico inferior direito. A reta tracejada no gráfico superior esquerdo é o limite entre a população intermediária e a de segunda geração (detalhes no texto). As barras de erro (1σ) são típicas para as estrelas deste trabalho.

Já Carretta et al. (2010) encontraram uma anticorrelação ($r_p = -0.46$ ⁶) entre as IQRs de $[O/Na]$ e as magnitudes absolutas dos globulares. Para NGC 6366 encontramos uma IQR de 0.13 em $[O/Na]$, enquanto Yong et al. (2014) calcularam 1.11 para NGC 6266. Comparativamente, a diferença na dispersão de $[O/Na]$ entre os dois aglomerados faz sentido neste aspecto, pois NGC 6266 é muito mais luminoso que o aglomerado estudado neste trabalho. No entanto, é preciso fazer a ressalva de que as amostras usadas nos dois trabalhos são pequenas. Usando os dados de J16, com uma amostra de 13 estrelas, calculamos uma IQR de $[O/Na]$ de 0.28 para NGC 6366, ainda comparativamente pequena em relação a NGC 6266. O aglomerado com a menor IQR de $[O/Na]$ na amostra de Carretta et al. (2010) é

⁶ Onde r_p é o coeficiente de correlação de Pearson.

NGC 6838 ($M_V = -5.61$, $IQR = 0.26$), similar a NGC 6366. NGC 6838, de acordo com os autores, é um objeto que deve ter sofrido perda de massa, assim como já discutido para NGC 6366. Outro aglomerado da mesma amostra com baixa IQR é NGC 6397 ($M_V = -6.64$, $IQR = 0.27$). No entanto, este último aglomerado tem o menor número de estrelas daquela amostra (16). Em contrapartida, o NGC 6397 tem uma sequência principal bem estreita em seu CMD, mesmo hospedando duas populações (Milone et al. 2012), indicando que o espalhamento na anticorrelação Na-O não é alto.

A classificação das populações estelares de um aglomerado através das abundâncias químicas pode ser feita usando uma definição sugerida em Carretta et al. (2009b): componentes primordial (P), intermediária (I) e de segunda geração (E). A identificação das componentes é feita no gráfico da anticorrelação Na-O (Fig. 14, gráfico superior esquerdo). As estrelas P, da componente com abundância primordial, têm valores de $[Na/Fe]$ até ~ 0.30 dex acima do valor de $[Na/Fe]$ da estrela com menor abundância de Na no globular analisado ⁷. Acima desse intervalo estão as componentes I e E. A fronteira entre essas duas componentes é definida em $[O/Na] = -0.90$, que corresponde à reta $[Na/Fe] = [O/Fe] + 0.9$ (reta tracejada na Fig. 14). Estrelas não primordiais abaixo desta reta no diagrama pertencem à componente I, e as estrelas acima da reta são de segunda geração. De acordo com essa definição, nenhuma das estrelas da nossa amostra é de segunda geração, nem na amostra de J16. A amostra de NGC 6266 tem estrelas na componente intermediária, enquanto apenas NGC 104 contém a componente E no gráfico da Fig. 14.

Na amostra que analisamos aqui, duas estrelas (08 e 11) estão na fronteira entre as componentes P e I, e apenas uma delas (11) tem valor subsolar (-0.17 dex) de $[O/Na]$. Resultado semelhante ocorre na amostra de J16, e uma maior frequência de estrelas P é esperada se calculamos a IQR previamente, já que a definição das componentes acaba enviesando uma amostra pequena para a componente primordial em relação à componente intermediária. De qualquer forma, não encontramos nenhuma estrela que seja indiscutivelmente de segunda geração em NGC 6366 por este método.

Sem uma pista muito clara a respeito de múltiplas populações na anticorrelação Na-O, partimos para a análise dos diagramas de diagnóstico do processo MgAl. As variações intraglomerado de Al, para NGC 6366, estão dentro do erro. Consequentemente, não encontramos evidência de variação de Al em relação ao Na nem ao Mg. No caso de enriquecimento interno do globular pelo processo MgAl, deveríamos encontrar uma correlação Na-Al e uma anticorrelação Al-Mg, o que ocorre claramente em NGC 6266, perceptível por inspeção nos gráficos da Fig. 14. Infelizmente não é possível comparar com J16, pois esse trabalho não tem medidas para o Al. Já o vazamento do processo MgAl em Si não é detectado em nenhum dos aglomerados analisados, nem na amostra de J16. A concordância das abundâncias de Al para estrelas do bojo de mesma metalicidade (Fig. 13)

⁷ Desde que essa estrela não seja identificada como *outlier*.

é mais um indicativo de que a amostra pode representar a componente primordial do aglomerado.

Tabela 10: Valores de $[X/Fe]$ obtidos através de síntese espectral para os elementos formados por captura de nêutrons, identificadas por linha sintetizada e média dos elementos α .

Z, λ (Å)	01	03	05	06	07	08	11	18
[Ba/Fe] (5853)	-0.22	-0.04	-0.15	-0.20	-0.06	-0.01	0.00	-0.18
[Ba/Fe] (6496)	-0.22	-0.04	-0.14	-0.16	0.04	0.09	0.00	-0.14
[Eu/Fe] (6645)	0.05	0.30	0.15	0.30	0.20	0.15	0.30	0.25
[La/Fe] (6390)	0.10	0.40	0.35	0.40	0.35	0.34
[Y/Fe] (5087)	-0.40	...	-0.30	-0.30	...	-0.10	-0.05	-0.10
[Y/Fe] (5200)	-0.25	...	-0.12	-0.20	...	-0.15	-0.15	0.01
$[\alpha/Fe]$	0.23	0.31	0.26	0.24	0.32	0.33	0.26	0.28

Para os elementos formados via captura de nêutrons escolhemos sintetizar Y, Ba, La e Eu. Exemplos de síntese espectral podem ser vistos nas Figs. 15, 16, 17 e 18. Os três primeiros são formados majoritariamente pelo processo s, que traça o enriquecimento interno do aglomerado. O Eu é formado principalmente pelo processo r, que traça a contribuição de SNe tipo II. A escolha das linhas sofreu limitações envolvendo disponibilidade do intervalo espectral, nível de S/N e, no caso do Ba, evitamos usar linhas fortes demais⁸. Para o Y, que não apresenta divisão por estrutura hiperfina, usamos duas linhas (ver Tabela 10) com os mesmos parâmetros atômicos de Yong et al. (2014). Para o La e o Eu adotamos os parâmetros atômicos da lista usada em Marino et al. (2009). As linhas de Ba usam valores de Allen e Barbuy (2006). As incertezas, calculadas como explicado no capítulo anterior, estão nas Tabelas 11 e 12. As estrelas usadas na estimativa das incertezas da síntese foram a 01 e a 18.

Tabela 11: Estimativa das incertezas dos elementos medidos por síntese espectral para a amostra do UVES em dex. As colunas σ_i mostram a variação da abundância com a variação de cada parâmetro atmosférico. A coluna da direita é a quadratura das demais para aquela linha.

Linha	$\sigma_{\Delta T}$	$\sigma_{\Delta g}$	$\sigma_{\Delta[Fe/H]}$	$\sigma_{\Delta\nu}$	σ
Ba5853	0.07	0.15	0.05	0.10	0.20
Ba6496	0.10	0.15	0.02	0.05	0.19
Eu6645	0.02	0.15	0.05	>0.01	0.16
La6390	0.07	0.11	0.06	>0.01	0.14
Y5087	0.04	0.05	0.15	0.12	0.20
Y5200	0.07	0.15	0.07	0.04	0.18

⁸ Ou seja, linhas que tipicamente ultrapassam 150 mÅ em gigantes frias como as da nossa amostra.

Tabela 12: O mesmo da Tabela 11, agora para a amostra do ESPaDOnS.

Linha	$\sigma_{\Delta T}$	$\sigma_{\Delta g}$	$\sigma_{\Delta[Fe/H]}$	$\sigma_{\Delta\nu}$	σ
Ba5853	0.02	0.10	0.06	0.08	0.14
Ba6496	0.05	0.11	0.03	0.16	0.20
Eu6645	0.02	0.14	0.06	0.02	0.15
La6390
Y5087	0.03	0.07	0.09	0.16	0.20
Y5200	0.01	0.13	0.06	0.07	0.16

A abundância de elementos do processo r em aglomerados globulares apresenta um enriquecimento em relação ao Sol, e, no caso do [Eu/Fe], baixa dispersão entre as médias dos aglomerados. Para o NGC 6366 calculamos $\langle[Eu/Fe]\rangle = 0.21$ ($\sigma = 0.09$). Excluindo a estrela 01, para diminuir a dispersão, temos $\langle[Eu/Fe]\rangle = 0.24$ ($\sigma = 0.07$). Abaixo da média dos aglomerados da Galáxia, ~ 0.40 dex (Gratton, Sneden e Carretta 2004), mas dentro da dispersão das estrelas de campo para $[Fe/H] \sim -0.60$ ($0.10 \text{ dex} < [Eu/Fe] < 0.50 \text{ dex}$, Fig. 6 do mesmo artigo). O valor médio de [Eu/Fe] é similar à média dos elementos α em NGC 6366, normalmente produzidos nos mesmos sítios astrofísicos que o Eu. Encontramos $\langle[\alpha/Fe]\rangle = 0.28$ ($\sigma = 0.04$).

Para comparar a influência dos dois processos de captura de nêutrons podemos fazer a razão da abundância do Eu com as abundâncias dos elementos do processo s. Como não foi possível medir La e Y em todas as estrelas, além das medidas de Y divergirem em até 0.15 dex na mesma estrela, usamos a média das duas linhas de Ba para traçar o processo s no NGC 6366. Com $\langle[Ba/Fe]\rangle = -0.09$ ($\sigma = 0.10$), temos, para o aglomerado $\langle[Eu/Ba]\rangle = 0.30$ ($\sigma = 0.11$). Em ambos os casos as medianas têm o mesmo valor da média. O valor de [Eu/Ba] supersolar indica predomínio de enriquecimento pelo processo r em relação ao Sol, está próximo à média dos aglomerados globulares Galácticos e, novamente, dentro da dispersão das estrelas de campo (Gratton, Sneden e Carretta 2004).

O padrão de abundâncias de elementos formados por captura de nêutrons parece normal em NGC 6366, considerando os resultados que julgamos mais confiáveis (para Eu e Ba). No entanto, devemos chamar atenção para a estrela 01. Ela apresenta um padrão de abundâncias de elementos formados por captura de nêutrons sistematicamente mais pobre que o resto da amostra. Esta estrela também tem a menor média de elementos α (ver Tabela 10), embora a menos de 2σ da média do aglomerado ($\langle[\alpha/Fe]\rangle = 0.28$, $\sigma = 0.04$). Ela também é a estrela mais pobre em V, embora a dispersão intraglomerado de [V/Fe] seja alta. A 01 também está próxima do valor mínimo de [Na/Fe] e de [Al/Fe] da amostra, e faz parte do grupo das estrelas "pobres" em Fe, com $[Fe/H] = -0.64$. No entanto, um estudo mais detalhado para confirmar o padrão aparentemente anômalo desta estrela requer um nível de razão sinal-ruído típico dos estudos de procura por gêmeas solares ($S/N > 400$ para $\sigma[Fe/H] \sim 0.006$ (Ramírez et al. 2014)).

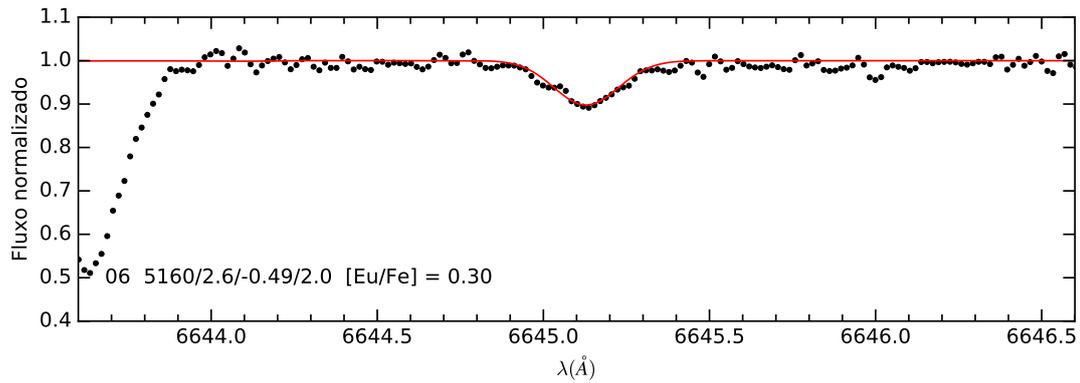


Figura 15: Exemplo de síntese espectral da linha de 6645 Å do Eu. No canto inferior esquerdo estão a identificação da estrela, seus parâmetros atmosféricos (temperatura efetiva, $\log(g)$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ e microturbulência) e a abundância do elemento derivada para a linha.

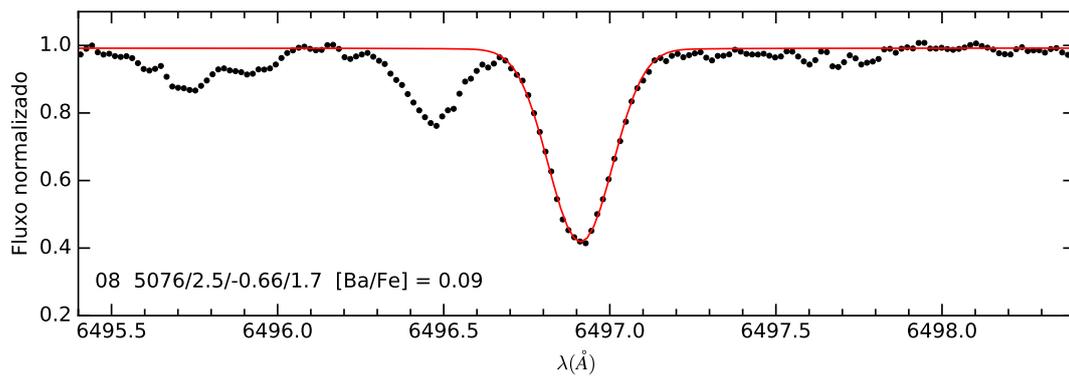


Figura 16: Síntese espectral da linha de 6496 Å do Ba. O texto é análogo ao da Fig. 15.

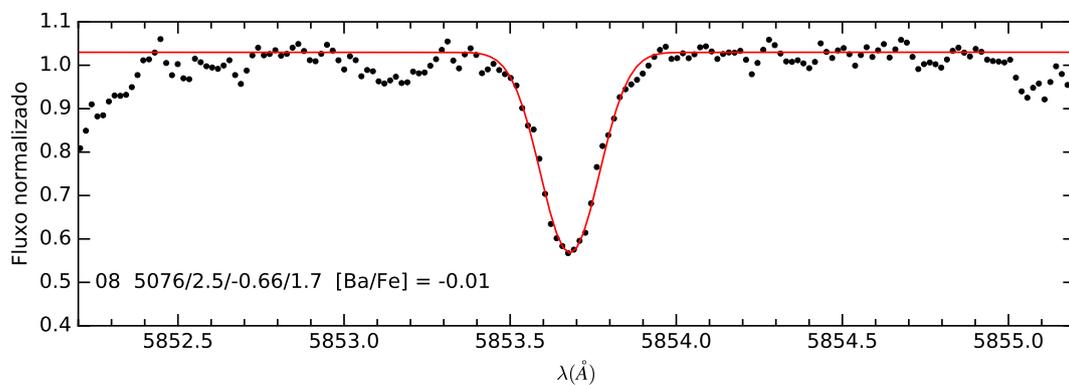


Figura 17: Outro exemplo de síntese espectral, da linha de 5853 Å do Ba, para a mesma estrela da Fig. 16.

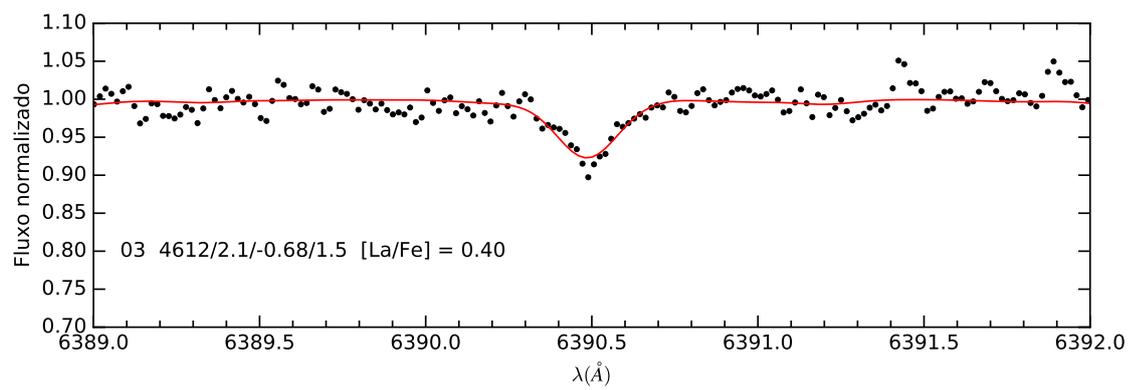


Figura 18: Síntese espectral da linha de 6390 Å do La para a estrela 03.

4 Conclusões e perspectivas

Definido como um aglomerado com cinemática "inequivocamente" do halo a partir de sua velocidade radial, NGC 6366 parece apresentar um padrão de elementos α similar ao do bojo. Isto pode ser conferido nas comparações com NGC 6266, com a Tabela 6 de J16, que apresenta as abundâncias médias para aglomerados e estrelas de campo dessa componente, e a comparação das abundâncias de Ca e Si com campo e outros aglomerados do bojo na Fig. 13. Além disso, o valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$ em torno de -0.60 dex foi definido com boa precisão em dois trabalhos que usam amostras diferentes. Esta metalicidade torna improvável que NGC 6366 esteja quimicamente ligado ao halo *externo* da Via Láctea, pobre em metais. Seria de grande utilidade a determinação da órbita de NGC 6366 em torno do centro de massa da Galáxia, como feito em [Dinescu, Girard e Altena \(1999\)](#), para adicionar informações à discussão sobre a situação deste globular no contexto galáctico.

É altamente improvável que NGC 6366 seja um aglomerado capturado pela Via Láctea. Não encontramos nenhuma anomalia química, como as detectadas nos já mencionados Rup 104 ou Pal 12, que justifique essa possibilidade, o que também não foi encontrado em J16. No entanto, nossa amostra é pequena e alguns elementos interessantes, como o Cu e o Nd, não puderam ser analisados neste trabalho. Chamamos atenção, todavia, para a (relativa) baixa abundância de Ca e a sobreabundância encontrada no Ti, que podem dar pistas sobre as SNe tipo II que geraram o gás primordial que colapsou nas estrelas do aglomerado. Para o Ni, elemento com os resultados que consideramos mais confiáveis no pico do Fe, recuperamos os valores de $[\text{Ni}/\text{Fe}] \approx 0$ vistos por toda a Galáxia.

Além disso, como visto anteriormente, existem indícios de que o NGC 6366 sofreu forte evaporação por efeitos de maré ("*tidal stripping*") em suas passagens por regiões mais densas da Via Láctea, o que é visto como característico de aglomerados do bojo. Dadas as evidências apresentadas até aqui, e considerando que os modelos mais recentes de formação da Galáxia indicam que pelo menos o halo externo tenha sido formado por acreção hierárquica ([Bland-Hawthorn e Gerhard 2016](#)), podemos descartar uma conexão de NGC 6366 com esta região da Galáxia, restringindo o aglomerado como pertencente ao bojo ou, no máximo, ao halo interno.

O aspecto mais intrigante que emergiu deste trabalho, contudo, é a procura por múltiplas populações. Na Fig. 13 de [Monelli et al. \(2013\)](#) (SUMO Project) é mostrada, para NGC 6366, uma bimodalidade na combinação de índices fotométricos usada para traçar a existência de múltiplas populações. A única estrela da nossa amostra (a 11) com fotometria ¹ em todas as bandas necessárias para calcular a combinação de índices

¹ U = 17.773, B = 16.131, V = 14.305, I = 12.211, do catálogo de estrelas padrão de P. B. Stetson.

é a estrela com menor $[O/Na]$ deste trabalho. De fato, a 11 parece cair na região do pseudo-CMD (V vs $c_{U,B,I}$, ver artigo do SUMO para detalhes) tida como dominada pela componente rica em Na e pobre em O (ver Fig. 6 e Fig. 15 do SUMO, o índice $c_{U,B,I}$ da estrela 11 é -2.278). Além disso, se considerarmos a posição das estrelas da amostra, a 11 é a estrela com menor distância ao centro, como pode ser visto por inspeção na Fig. 4. De acordo com Gratton, Carretta e Bragaglia (2012), há correlação empírica entre distância ao centro do aglomerado e suas populações, com as estrelas de segunda geração geralmente concentradas na região central.

No entanto, não podemos fazer afirmações a respeito de múltiplas populações em NGC 6366. Embora seja esperado pouco espalhamento na anticorrelação Na-O para um aglomerado com suas características globais, não encontramos casos que poderiam ser indiscutivelmente classificados na componente E, a segunda geração, e a anticorrelação parece ir justamente até a fronteira entre as componentes P e I. Em J16 as estrelas que estão nesta região de fronteira entre as componentes P e I ocupam posições periféricas espacialmente. Além disso, não encontramos evidência de enriquecimento interno do aglomerado pelo processo MgAl.

Ficamos, então, diante de duas hipóteses: (i) NGC 6366 seria um aglomerado globular "clássico", no sentido de conter uma população estelar simples, ou (ii) a segunda geração está concentrada na região central do aglomerado. Os CMDs com fotometria do Telescópio Espacial Hubble usados em Campos et al. (2013) para ajustar isócronas não aparentam conter divisão entre múltiplas populações na sequência principal. No entanto, a fotometria foi feita a partir de imagens de um campo tão restrito ao centro do aglomerado que nem a estrela 11 está presente. Uma possibilidade seria fazer fotometria com o Hubble a partir de múltiplos campos que cobrissem a totalidade do aglomerado, pois os dados disponíveis de seu centro podem estar destacando justamente uma região dominada pela segunda geração.

Se considerarmos a correlação entre as populações e a distribuição espacial e assumirmos que o aglomerado sofreu evaporação por efeitos de maré, podemos sugerir que o globular perdeu boa parte de suas estrelas primordiais, localizadas em sua periferia. Ao mesmo tempo, a extensão do HB está ligada à abundância de Na, com as estrelas de alto $[Na/Fe]$ na ponta azul do HB (Gratton, Carretta e Bragaglia 2012). A parte do ramo horizontal da nossa amostra está toda na sua região mais vermelha (Fig.6), um indicativo de que essas estrelas deveriam mesmo ter abundância primordial de Na, e deixando em aberto a procura por estrelas de segunda geração nesta etapa evolutiva do aglomerado. Se o NGC 6366 tem uma componente de segunda geração, onde estão as estrelas?

A finalização deste trabalho abre algumas perspectivas. De imediato, será feita a transformação do conteúdo apresentado aqui para o formato de artigo, a ser submetido para um periódico indexado. Com o conhecimento adquirido neste trabalho e no decorrer

da graduação é possível iniciar o curso de Mestrado com um ponto de partida avançado - para essa etapa de formação - na área de abundâncias químicas. Dentre os assuntos de interesse que podem ser explorados estão a análise de gêmeas e análogas solares ou o aprendizado de técnicas envolvendo espectros observados na região do infravermelho.

Referências

- ALLEN, D. M.; BARBUY, B. Analysis of 26 barium stars. I. Abundances. *Astronomy & Astrophysics*, v. 454, n. 3, p. 895–915, 2006. Citado na página 67.
- ALONSO, A.; ARRIBAS, S.; MARTÍNEZ-ROGER, C. The effective temperature scale of giant stars (F0-K5). II. Empirical calibration of Teff versus colours and [Fe/H]. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, v. 140, p. 261–277, 1999. Citado na página 43.
- ALVES-BRITO, A. *Aglomerados globulares ricos em metais: traçadores da evolução química da Galáxia*. Tese (Doutorado) — Instituto de Astronomia e Geofísica, Universidade de São Paulo, São Paulo, Brasil, 2008. Citado na página 51.
- ALVES-BRITO, A. et al. VLT-UVES analysis of 5 giants in 47 Tucanae. *Astronomy and Astrophysics*, v. 435, Issue 2, p. 657–667, 2005. Citado na página 65.
- ALVES-BRITO, A. et al. VLT-UVES abundance analysis of four giants in NGC 6553. *Astronomy and Astrophysics*, v. 460, Issue 1, p. 269–276, 2006. Citado na página 62.
- ALVES-BRITO, A. et al. Chemical similarities between Galactic bulge and local thick disk red giants: O, Na, Mg, Al, Si, Ca, and Ti. *Astronomy and Astrophysics*, v. 513, id.A35, 2010. Citado 4 vezes nas páginas 27, 49, 52 e 62.
- ARNOULD, M.; GORIELY, S.; JORISSEN, A. Non-explosive hydrogen and helium burnings: abundance predictions from the NACRE reaction rate compilation. *Astronomy and Astrophysics*, v. 347, p. 572–582, 1999. Citado na página 30.
- ASPLUND, M. et al. The chemical composition of the Sun. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, v. 47, Issue 1, p. 481–522, 2009. Citado na página 59.
- BARBUY, B. et al. High-resolution abundance analysis of red giants in the globular cluster NGC 6522. *Astronomy & Astrophysics*, v. 570, id.A76, 2014. Citado na página 62.
- BARBUY, B. et al. NGC 6558: A blue horizontal branch moderately metal-poor globular cluster in the bulge. *The Astronomical Journal*, v. 134, Issue 4, pp. 1613, 2007. Citado na página 65.
- BEDIN, L. R. et al. ω Centauri: The population puzzle goes deeper. *The Astrophysical Journal*, v. 605, p. L125–L128, 2004. Citado na página 30.
- BICA, E.; ORTOLANI, S.; BARBUY, B. Globular clusters in the galactic bulge. *Publications of the Astronomical Society of Australia*, v. 33, id.e028, 2016. Citado na página 33.
- BLAND-HAWTHORN, J.; GERHARD, O. The Galaxy in context: Structural, kinematic, and integrated properties. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 54, p. 529–596, 2016. Citado 3 vezes nas páginas 27, 33 e 71.
- BRESSAN, A. et al. PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 427, p. 127–145, 2012. Citado na página 31.

- BURBIDGE, E. M. et al. Synthesis of the elements in stars. *Reviews of Modern Physics*, v. 29, Issue 4, p. 547–650, 1957. Citado na página 35.
- CAMPOS, F. et al. Multichromatic colour-magnitude diagrams of the globular cluster NGC 6366. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 433, Issue 1, p. 243–250, 2013. Citado 5 vezes nas páginas 33, 43, 57, 58 e 72.
- CARRETTA, E. Abundances in red giant stars of NGC 2808 and correlations between chemical anomalies and global parameters in globular clusters. *The Astronomical Journal*, Volume 131, Issue 3, p. 1766–1783, 2006. Citado na página 64.
- CARRETTA, E. et al. Intrinsic iron spread and a new metallicity scale for globular clusters. *Astronomy and Astrophysics*, v. 508, Issue 2, p. 695–706, 2009. Citado na página 33.
- CARRETTA, E. et al. Na-O anticorrelation and HB. VII. The chemical composition of first and second-generation stars in 15 globular clusters from GIRAFFE spectra. *Astronomy and Astrophysics*, v. 505, Issue 1, p. 117–138, 2009. Citado 2 vezes nas páginas 65 e 66.
- CARRETTA, E. et al. Properties of stellar generations in globular clusters and relations with global parameters. *Astronomy and Astrophysics*, v. 516, id.A55, 29 pp., 2010. Citado na página 65.
- CARRETTA, E. et al. An aluminium tool for multiple stellar generations in the globular clusters 47 tucanae and m 4. *Astronomy & Astrophysics*, v. 550, id.A34, 15 pp., 2013. Citado na página 65.
- CASTELLI, F.; GRATTON, R. G.; KURUCZ, R. L. Notes on the convection in the ATLAS9 model atmospheres. *Astronomy and Astrophysics*, v. 318, p. 841–869, 1997. Citado na página 48.
- COHEN, J. G. et al. An abundance analysis for five red horizontal-branch stars in the extremely metal-rich globular cluster NGC 6553. *The Astrophysical Journal*, v. 523, Issue 2, p. 739–751, 1999. Citado na página 62.
- DA COSTA, G. S.; ARMANDROFF, T. E. Abundances and kinematics of the globular cluster systems of the Galaxy and of the Sagittarius Dwarf. *Astronomical Journal*, v. 109, p. 2533, 1995. Citado 2 vezes nas páginas 33 e 55.
- DA COSTA, G. S.; SEITZER, P. NGC 6366 - The most metal-rich halo globular cluster? *Astronomical Journal*, v. 97, p. 405–413, 1989. Citado na página 56.
- DEAN, J. F.; WARREN, P. R.; COUSINS, A. W. J. Reddenings of cepheids using BVI photometry. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 183, p. 569–583, 1978. Citado na página 43.
- DIAS, B. et al. FORS2/VLT survey of Milky Way globular clusters. II. Fe and Mg abundances of 51 Milky Way globular clusters on a homogeneous scale. *Astronomy & Astrophysics*, v. 590, id.A9, 15 pp, 2016. Citado 2 vezes nas páginas 33 e 55.
- DIAS, R. A. G. *Análise fotométrica e espectroscópica de aglomerados abertos da Galáxia*. Dissertação (Mestrado) — Universidade Federal do Rio Grande do Sul, 2015. Citado na página 44.

- DINESCU, D. I.; GIRARD, T. M.; ALTENA, W. F. van. Space velocities of globular clusters. III. Cluster orbits and halo substructure. *The Astronomical Journal*, v. 117, n. 4, p. 1792, 1999. Citado na página 71.
- EGGEN, O. J.; LYNDEN-BELL, D.; SANDAGE, A. R. Evidence from the motions of old stars that the galaxy collapsed. *Astrophysical Journal*, v. 136, p. 748, 1962. Citado na página 27.
- FELTZING, S.; PRIMAS, F.; JOHNSON, R. A. Stellar abundances and ages for metal-rich Milky Way globular clusters. Stellar parameters and elemental abundances for 9 HB stars in NGC 6352. *Astronomy and Astrophysics*, v. 493, Issue 3, p. 913–930, 2009. Citado na página 37.
- FREEMAN, K.; BLAND-HAWTHORN, J. The new Galaxy: Signatures of its formation. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 40, p. 487–537, 2002. Citado 2 vezes nas páginas 27 e 28.
- GRATTON, R. et al. Observations of multiple stellar populations in globular clusters with FLAMES at the VLT. *The Messenger*, v. 142, p. 28–30, 2010. Citado na página 30.
- GRATTON, R. G. et al. The O-Na and Mg-Al anticorrelations in turn-off and early subgiants in globular clusters. *Astronomy and Astrophysics*, v. 369, p. 87–98, 2001. Citado na página 29.
- GRATTON, R. G.; CARRETTA, E.; BRAGAGLIA, A. Multiple populations in globular clusters. Lessons learned from the Milky Way globular clusters. *The Astronomy and Astrophysics Review*, v. 20, article id.50, 2012. Citado 6 vezes nas páginas 27, 30, 32, 60, 64 e 72.
- GRATTON, R. G.; SNEDEN, C.; CARRETTA, E. Abundance variations within globular clusters. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, v. 42, p. 385–440, 2004. Citado 6 vezes nas páginas 59, 60, 61, 63, 64 e 68.
- GRAY, D. F. *The observation and analysis of stellar photospheres*. [S.l.]: Cambridge University Press, 1992. Citado 3 vezes nas páginas 45, 46 e 51.
- HARRIS, W. E. A catalog of parameters for globular clusters in the Milky Way. *Astronomical Journal*, v. 112, p. 1487, 1996. Citado 4 vezes nas páginas 28, 33, 34 e 43.
- HESSER, J. E.; BELL, R. A. CN variations among main-sequence 47 Tucanae stars. *Astrophysical Journal, Part 2 - Letters to the Editor*, v. 238, p. L149–L153, 1980. Citado na página 29.
- HILBORN, R. C. Einstein coefficients, cross sections, f values, dipole moments, and all that. *American Journal of Physics*, v. 50, p. 982–986, 1982. Citado na página 44.
- JOHNSON, C. I. et al. The chemical composition of red giant branch stars in the galactic globular clusters NGC 6342 and NGC 6366. *The Astronomical Journal*, v. 152, Issue 1, article id. 21, 14 pp., 2016. Citado 4 vezes nas páginas 33, 52, 55 e 59.
- JOHNSON, D. R. H.; SODERBLOM, D. R. Calculating galactic space velocities and their uncertainties, with an application to the Ursa Major group. *Astronomical Journal*, v. 93, p. 864–867, 1987. Citado na página 56.

- JOHNSON, H. R.; MOULD, J. R.; BERNAT, A. P. TiO band strengths in metal-rich globular clusters. III - Model atmosphere calibration. *Astrophysical Journal*, v. 258, p. 161–164, 1982. Citado na página 33.
- KARAKAS, A. I.; LATTANZIO, J. C. The dawes review 2: Nucleosynthesis and stellar yields of low- and intermediate-mass single stars. *Publications of the Astronomical Society of Australia*, v. 31, id.e030 62 pp, 2014. Citado na página 31.
- KHARCHENKO, N. V. et al. Global survey of star clusters in the Milky Way. II. The catalogue of basic parameters. *Astronomy & Astrophysics*, v. 558, id.A53, 8 pp, 2013. Citado na página 56.
- MARINO, A. F. et al. A double stellar generation in the globular cluster NGC 6656 (M 22). *Astronomy & Astrophysics*, v. 505, n. 3, p. 1099–1113, 2009. Citado na página 67.
- MEYNET, G.; DECRESSIN, T.; CHARBONNEL, C. Massive stars, globular clusters and elliptical galaxies. *Memorie della Società Astronomica Italiana*, v. 79, p. 584, 2008. Citado na página 32.
- MILONE, A. P. et al. A double main sequence in the globular cluster NGC 6397. *The Astrophysical Journal*, v. 745, n. 1, p. 27, 2012. Citado na página 66.
- MINNITI, D. Metal-rich globular clusters with R less than or equal 3 kpc: Disk or bulge clusters. *Astronomical Journal*, v. 109, no. 4, p. 1663–1669, 1995. Citado na página 33.
- MONELLI, M. et al. The SUMO project I. A survey of multiple populations in globular clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 431, p. 2126–2149, 2013. Citado 2 vezes nas páginas 33 e 71.
- NISSEN, P. E.; SCHUSTER, W. J. Two distinct halo populations in the solar neighborhood. *Astronomy & Astrophysics*, v. 511, p. L10, 2010. Citado na página 57.
- PAUST, N. E. Q. et al. The ACS survey of Galactic globular clusters. VI. NGC 6366: A heavily stripped Galactic globular cluster. *The Astronomical Journal*, v. 137, Issue 1, p. 246–256, 2009. Citado na página 33.
- PIOTTO, G. Observations of multiple populations in star clusters. *The Ages of Stars, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium*, v. 258, p. 233–244, 2009. Citado na página 29.
- PIOTTO, G. et al. Metallicities on the double main sequence of ω Centauri imply large helium enhancement. *The Astrophysical Journal*, v. 621, Issue 2, p. 777–784, 2005. Citado na página 30.
- RAMÍREZ, I. et al. The solar twin planet search - I. Fundamental parameters of the stellar sample. *Astronomy & Astrophysics*, v. 572, p. A48, 2014. Citado na página 68.
- SALARIS, M.; CASSISI, S. *Evolution of Stars and Stellar Populations*. [S.l.]: John Wiley & Sons, 2005. Citado na página 28.
- SALARIS, M.; CASSISI, S.; WEISS, A. Red giant branch stars: The theoretical framework. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 114, Issue 794, p. 375–402, 2002. Citado na página 28.

SANDAGE, A.; WILDEY, R. The anomalous color-magnitude diagram of the remote globular cluster NGC 7006. *Astrophysical Journal*, v. 150, p. 469, 1967. Citado na página [32](#).

SARIYA, D. P.; YADAV, R. K. S. Proper motions and membership probabilities of stars in the region of globular cluster NGC 6366. *Astronomy & Astrophysics*, v. 584, id.A59, 8 pp, 2015. Citado 2 vezes nas páginas [42](#) e [43](#).

SEARLE, L.; ZINN, R. Compositions of halo clusters and the formation of the galactic halo. *Astrophysical Journal*, v. 225, p. 357–379, 1978. Citado na página [27](#).

SNEDEN, C. A. *Carbon and Nitrogen Abundances in Metal-Poor Stars*. Tese (Doutorado) — University of Texas, Austin, EUA, 1973. Citado na página [48](#).

SOUSA, S. G. et al. A new code for automatic determination of equivalent widths: Automatic Routine for line Equivalent widths in stellar Spectra (ARES). *Astronomy and Astrophysics*, v. 469, p. 783–791, 2007. Citado na página [47](#).

STETSON, P. B.; PANCINO, E. DAOSPEC: An automatic code for measuring equivalent widths in high-resolution stellar spectra. *Publications of the Astronomical Society of Pacific*, v. 120, p. 1332–1354, 2008. Citado na página [40](#).

TORRES, G. On the use of empirical bolometric corrections for stars. *The Astronomical Journal*, v. 140, Issue 5, p. 1158–1162, 2010. Citado na página [44](#).

VENN, K. A. et al. Stellar chemical signatures and hierarchical galaxy formation. *The Astronomical Journal*, v. 128, n. 3, p. 1177, 2004. Citado na página [57](#).

YONG, D. et al. Chemical abundances in bright giants of the globular cluster M62 (NGC 6266). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 439, p. 2638–2650, 2014. Citado 6 vezes nas páginas [47](#), [52](#), [62](#), [63](#), [65](#) e [67](#).

YONG, D. et al. Abundances in giant stars of the globular cluster NGC 6752. *Astronomy and Astrophysics*, v. 438, Issue 3, August II 2005, p. 875–888, 2005. Citado na página [64](#).

Apêndices

APÊNDICE A – Larguras Equivalentes

Tabela 13: Todas as larguras equivalentes medidas. Na coluna "Elemento" o número da casa decimal indica o estado de ionização: XX.0 é neutro, XX.1 é uma vez ionizado.

Linha		W_λ por estrela (mÅ)							
λ (Å)	Elemento	01	03	05	06	07	08	11	18
4445.48	26.0	134.1
4551.65	26.0	57.0	...
4593.53	26.0	47.9	55.8
4602.01	26.0	141.8
4672.84	26.0
4779.45	26.0
4788.76	26.0	86.4	...	103.5	106.3
4802.88	26.0	75.7	...	75.2	56.6	...	76.3	107.0	...
4809.94	26.0	17.6	...	30.2	22.6	52.7	54.1
4839.55	26.0	63.2	...	74.7	72.4	...	70.7	96.7	105.0
4892.87	26.0	50.7	...	54.9	56.6	...	45.9	82.7	...
4905.14	26.0	37.6	...	43.9	41.7	...	31.1	...	61.1
4917.24	26.0	55.9	...	69.9	55.1	...	61.9	88.8	...
4924.77	26.0	106.0	...	116.0	118.7	...	111.1
4930.31	26.0	68.4	...	87.4	71.9	...	69.2	102.0	99.7
4961.92	26.0	30.4	...	44.4	29.2	...	36.6	62.1	62.2
4962.58	26.0	51.9	...	53.5	62.4	...	55.7	87.3	78.5
5014.94	26.0	99.7	...	123.0	124.2	...	104.1	139.1	...
5044.21	26.0	88.3	...	109.4	90.6	...	87.4	...	127.0
5054.64	26.0	40.8	...	50.9	62.3	...	46.1	68.6	68.6
5060.08	26.0	95.5	...	103.3	79.8	...	85.3	...	131.1
5187.92	26.0	58.7	...	73.9	47.9	...	57.1	85.7	...
5196.06	26.0	75.3	...	79.3	67.3	...	72.7	...	112.9
5217.39	26.0	114.7	...	123.5	127.7	...	110.5
5223.19	26.0	31.1	...	52.8	36.8	...	24.3	60.5	64.3
5242.49	26.0	102.1	...	99.0	101.2	...	90.0	117.1	...
5243.78	26.0	59.1	...	67.3	69.2	...	54.4	88.1	74.8
5253.03	26.0	31.2	...	45.3	30.9	...	26.8	57.5	74.3

Continua na página seguinte

Tabela 13 – continuação

λ (Å)	Elemento	01	03	05	06	07	08	11	18
5253.46	26.0	81.3	...	94.0	102.5	...	79.8	121.4	117.4
5288.53	26.0	62.8	...	78.8	78.1	...	54.7	93.8	90.0
5295.32	26.0	20.1	...	32.8	17.5	...	18.1	48.3	54.1
5321.11	26.0	42.3	...	61.3	31.4	...	34.1	51.8	66.6
5326.14	26.0	38.7	...	56.5	43.2	...	35.9	81.6	82.7
5364.86	26.0	110.7	...	117.6	119.0	...	112.4	125.5	134.5
5367.48	26.0	113.6	...	125.3	135.6	...	115.0	136.1	146.4
5379.58	26.0	69.4	...	80.1	80.2	...	59.8	94.7	94.9
5383.37	26.0	133.5	...	132.1	135.4	...	129.1
5386.34	26.0	26.3	...	51.3	25.2	...	23.5	53.0	52.6
5395.22	26.0	19.8	...	18.2	28.5	38.7
5398.29	26.0	68.9	...	75.0	82.7	...	63.7	95.3	93.6
5406.78	26.0	42.3	...	40.3	53.8	...	39.7	44.3	67.1
5417.04	26.0	27.2	...	37.8	30.1	...	29.7	44.5	51.1
5470.09	26.0	24.0	...	42.6	15.3
5494.47	26.0	24.6	...	38.7	29.4	...	24.6	40.6	53.7
5522.45	26.0	34.9	...	50.9	50.4	...	37.6	58.3	54.3
5525.54	26.0	52.7	...	66.4	67.5	...	47.2	73.9	74.9
5539.29	26.0	23.1	...	27.5	15.9	...	19.8	45.1	44.7
5560.22	26.0	49.2	...	51.1	40.9	...	41.1	65.1	74.0
5618.64	26.0	49.3	...	65.8	51.3	...	40.8	64.3	79.9
5619.61	26.0	25.8	...	44.3	37.1	...	24.2	52.6	57.2
5635.83	26.0	34.6	...	47.4	42.3	...	26.9	48.3	54.0
5651.48	26.0	17.0	17.3	32.7	27.9
5652.33	26.0	20.1	...	32.8	31.8	...	21.4	44.0	33.8
5661.35	26.0	21.8	...	33.9	24.4	...	18.4	46.1	48.5
5662.51	26.0	89.5	...	99.8	102.8	...	87.9	110.2	106.6
5701.56	26.0	98.6	...	100.1	117.8	...	97.4	144.1	128.4
5705.47	26.0	38.3	...	40.5	54.7	...	27.5	52.7	61.6
5717.84	26.0	58.8	...	76.8	67.2	99.8	85.0
5731.77	26.0	58.5	...	60.7	65.8	77.6	65.8
5741.86	26.0	31.1	...	33.1	58.5	54.9
5752.04	26.0	53.6	...	50.9	46.4	...	47.8	71.9	75.6
5753.12	26.0	83.4	...	74.1	96.6	...	69.8	...	89.1
5760.36	26.0	51.9	47.3
5775.09	26.0	86.7	83.7

Continua na página seguinte

Tabela 13 – continuação

λ (Å)	Elemento	01	03	05	06	07	08	11	18
5778.46	26.0	77.1	63.0
5793.92	26.0	57.0	47.2
5806.73	26.0	66.6	63.2
5814.81	26.0	34.0	29.7
5816.37	26.0	100.1	88.3
5835.11	26.0	37.4	26.3
5852.23	26.0	36.3	56.4	52.7	47.0	48.8	34.4	...	71.8
5855.09	26.0	24.9	25.3	20.2	30.8	23.5	17.9	31.2	32.3
5862.37	26.0	82.7	88.1	88.8	85.8	81.1	74.2	103.9	100.7
5902.48	26.0	19.6	24.1
5905.68	26.0	46.8	59.7	58.7	54.8	52.3	48.3	87.2	69.3
5909.97	26.0	51.3	71.7	49.7	48.8	49.9	40.4	78.2	77.9
5916.25	26.0	78.8	91.6	84.6	81.4	74.2	61.5	118.8	113.7
5929.68	26.0	40.0	47.4	36.4	38.0	30.8	31.6	47.9	51.5
5930.19	26.0	85.2	87.4	80.3	88.2	77.0	78.7	97.8	100.7
5934.67	26.0	85.8	84.6	94.1	87.2	79.4	73.9	105.6	104.1
5956.71	26.0	80.9	106.5	80.5	83.3	83.6	75.2	147.1	146.2
5976.79	26.0	68.1	76.8	71.2	77.7	63.6	68.6	91.2	90.3
6003.02	26.0	80.1	92.5	84.3	85.0	72.8	78.7	121.8	114.2
6007.97	26.0	57.9	61.8	66.3	61.2	58.5	49.6	59.1	78.0
6008.57	26.0	87.8	95.2	95.4	88.3	87.4	82.2	123.7	111.6
6012.21	26.0	35.1	52.2	42.8	32.2	38.0	31.6	70.2	72.8
6027.06	26.0	64.5	61.1	67.8	70.9	67.2	64.6	99.8	97.6
6056.01	26.0	65.3	69.0	77.7	66.9	68.5	56.0	...	98.3
6079.02	26.0	...	47.4	...	43.0	40.3	39.4	67.4	52.9
6082.72	26.0	43.9	68.4	54.9	51.7	51.4	38.3	98.2	86.8
6089.57	26.0	34.8	40.0	43.2	41.6	37.5	39.5	60.3	72.1
6093.65	26.0	27.1	36.7	36.5	31.1	21.1	28.3	46.7	41.7
6094.38	26.0	21.4	25.9	...	23.5	13.4	...	27.2	30.8
6096.67	26.0	30.2	46.4	42.7	40.5	39.0	29.9	61.8	57.7
6098.25	26.0	11.4	25.5	9.9	...	34.0	35.5
6120.24	26.0	17.0	34.2	...	8.1	15.1	...	57.6	51.2
6151.62	26.0	70.6	86.5	76.3	68.0	66.1	64.0	111.3	106.8
6157.73	26.0	64.9	69.3	72.5	72.3	53.4	63.7	104.8	68.2
6165.36	26.0	38.0	62.5	48.8	46.0	49.6	33.8	77.4	59.2
6200.32	26.0	85.2	102.2	90.8	95.0	87.4	78.7	135.0	145.3

Continua na página seguinte

Tabela 13 – continuação

λ (Å)	Elemento	01	03	05	06	07	08	11	18
6226.74	26.0	22.7	39.8	34.8	26.0	31.3	23.9	59.6	...
6229.23	26.0	45.6	62.7	52.7	56.9	51.1	42.7	93.5	103.6
6240.65	26.0	60.1	82.4	65.1	69.0	62.9	62.0	115.7	...
6246.33	26.0	106.6	115.0	113.6	120.6	109.1	106.7	146.2	...
6270.23	26.0	60.5	80.5	62.2	66.6	68.5	59.6	106.4	97.1
6271.28	26.0	32.1	33.8	31.7	34.6	22.2	28.3	64.2	51.9
6301.51	26.0	106.3	135.5	139.1	131.2	128.7	120.5
6315.81	26.0	36.0	45.7	49.6	43.1	37.3	41.1	81.4	70.0
6322.69	26.0	92.2	107.7	97.5	102.8	94.9	101.3	133.8	138.5
6330.85	26.0	33.5	34.2	30.6	30.1	29.4	21.5	...	44.2
6336.82	26.0	103.3	106.0	105.1	108.8	101.3	103.3
6344.15	26.0	77.5	93.7	88.4	83.5	77.4	68.9	110.6	136.3
6353.84	26.0	...	17.2	30.3	...
6355.03	26.0	84.6	110.9	104.5	97.9	86.8	86.2
6380.75	26.0	53.3	62.4	49.1	50.4	52.8	51.0
6392.54	26.0	25.8	44.8	27.9	30.7	28.0	19.1
6408.02	26.0	84.6	95.6	103.1	97.1	96.4	81.9	...	124.3
6411.66	26.0	116.5	126.7	121.7	123.0	113.1	109.2	145.1	144.7
6481.88	26.0	90.7	102.8	99.2	96.0	78.3	83.3	140.1	128.7
6498.94	26.0	90.8	117.2	100.0	88.4	87.4	79.0	146.1	138.0
6518.37	26.0	66.3	85.0	74.7	68.7	63.6	61.4	101.2	102.4
6533.94	26.0	34.7	41.7	38.4	40.6	38.6	27.6	40.4	46.1
6575.02	26.0	88.6	110.3	98.7	92.0	83.2	79.1	...	130.4
6593.88	26.0	101.9	118.8	117.3	112.5	105.7	101.8	149.6	148.7
6608.04	26.0	24.2	47.2	30.1	26.9	28.6	27.8	75.3	68.9
6609.12	26.0	80.4	104.4	90.8	82.7	84.3	63.7	135.4	129.8
6627.56	26.0	25.0	30.4	31.8	28.4	...	18.7	49.3	34.0
6648.08	26.0	...	42.2	17.7	...	21.3	62.0
6703.58	26.0	46.6	65.3	51.1	52.2	47.8	42.0	94.2	84.1
6713.75	26.0	14.8	20.2	27.0	11.1	22.1	17.9	41.6	37.5
6725.36	26.0	13.9	25.4	19.9	17.5	19.7	13.5	...	33.2
6726.67	26.0	34.1	48.3	46.4	48.9	40.3	34.0	...	55.4
6733.15	26.0	21.0	27.6	24.3	28.9	24.3	15.4	49.8	41.7
6739.52	26.0	21.0	50.9	26.1	26.0	31.6	21.6	67.2	52.9
6750.16	26.0	96.9	108.7	103.9	107.2	95.4	93.3	...	140.6
6786.86	26.0	29.7	32.9	21.4	28.6	21.0	22.3	58.3	32.6

Continua na página seguinte

Tabela 13 – continuação

λ (Å)	Elemento	01	03	05	06	07	08	11	18
6806.86	26.0	42.7	65.0	51.5	54.9	46.9	41.9	89.1	82.3
6810.27	26.0	59.6	75.8
6820.37	26.0	61.6	51.6
6839.83	26.0	89.8	79.4
6843.66	26.0	70.7	75.2
6855.72	26.0	42.8	34.5
6857.25	26.0	36.8	43.5
6858.16	26.0	56.5	62.3
6861.94	26.0	80.7	67.5
6971.93	26.0	53.7	62.0
7112.17	26.0	73.1	67.9
7223.66	26.0	112.5	110.9
7401.69	26.0	56.7	64.7
7710.36	26.0	93.8	88.1
7941.09	26.0	78.5	94.5
4508.29	26.1
4576.34	26.1
4993.35	26.1	50.3	...	70.7	62.3	...	51.4	59.5	70.9
5132.67	26.1	35.8	...	41.7
5264.81	26.1	63.5	66.5	...	60.6	49.0	48.7
5325.56	26.1	60.3	...	59.3	52.2	...	53.8	54.2	58.6
5414.08	26.1	36.9	...	43.1	45.0	...	31.3	33.3	38.6
5425.26	26.1	54.8	...	57.0	69.6	...	51.0	38.5	46.9
5534.85	26.1	75.2	...	85.3	79.2	...	79.6	...	63.4
5991.38	26.1	48.1	34.3	55.4	58.3	45.0	44.6	51.1	37.9
6149.25	26.1	45.0	29.9	42.1	53.4	37.2	44.5	...	32.9
6247.56	26.1	68.1	39.9	63.4	64.2	59.0	62.3	43.8	71.3
6369.46	26.1	39.5	29.9	35.2	35.6	30.2	28.1
6416.93	26.1	46.1	37.3	36.8	49.5	42.7	37.9	35.0	52.5
6432.68	26.1	57.8	40.0	57.4	64.1	57.2	54.9	60.2	54.9
6456.39	26.1	74.2	49.2	68.9	78.2	64.7	76.2	57.5	57.3
6516.08	26.1	70.7	57.8	71.5	75.4	67.1	69.5	63.3	78.6
7711.72	26.1	46.8	47.1
6300.31	8.0	33.4	39.5	36.5	34.0	31.5	29.9	49.1	52.0
6363.78	8.0	12.0	17.0	19.2	9.3	13.9	11.8	...	26.1
7771.95	8.0

Continua na página seguinte

Tabela 13 – continuação

λ (Å)	Elemento	01	03	05	06	07	08	11	18
7774.18	8.0
5682.65	11.0	79.8	...	96.2	106.1	...	106.6	148.7	131.5
5688.22	11.0	101.4	...	112.8	116.6	...	118.7	157.6	139.3
6154.23	11.0	32.1	46.9	30.9	38.9	36.3	45.3	88.4	52.4
6160.75	11.0	37.9	63.4	50.6	57.3	50.1	57.0	103.0	78.1
5711.09	12.0	110.7	...	121.6	107.0	...	106.9	146.9	150.4
6318.71	12.0	38.2	44.0	43.7	44.5	37.9	40.8	51.8	55.8
5557.07	13.0
6696.02	13.0	42.2	58.2	45.9	40.7	40.5	38.8	73.6	71.7
6698.67	13.0	19.2	38.5	33.1	27.4	29.4	22.7	35.1	45.8
5665.56	14.0	42.2	...	49.6	44.8	...	41.6	50.8	47.5
5690.43	14.0	54.3	...	58.7	47.1	...	51.2	62.5	60.9
5701.11	14.0	44.8	...	42.9	37.1	...	47.5	50.8	50.1
5772.15	14.0	63.2	64.2
5793.08	14.0	56.2	52.3
5948.55	14.0	87.3	94.1	84.2	87.4	80.8	77.2	87.3	80.8
6142.49	14.0	22.7	30.4	40.7	36.8	39.2	32.3	38.5	32.8
6145.02	14.0	21.8	31.3	38.3	32.9	36.5	36.3	37.4	32.1
6155.14	14.0	67.2	69.7	68.8	71.6	65.8	69.0	79.4	66.5
6237.33	14.0	53.1	45.5	53.6	52.0	48.0	58.8	67.1	...
6243.82	14.0	41.6	39.7	42.8	46.3	37.7	48.7	44.2	38.7
6244.48	14.0	34.5	38.4	35.1	41.7	36.0	44.9	53.6	...
6414.99	14.0	32.7	32.8	45.0	38.2	45.4	41.1	43.7	50.7
6721.84	14.0	23.5	32.9	30.7	33.9	42.3	41.3	35.4	36.3
7405.79	14.0	75.6	86.1
7415.96	14.0	93.1	77.9
4512.27	20.0	44.5	51.9
5260.39	20.0	31.5	...	41.9	35.6	...	36.4	70.8	59.8
5261.71	20.0	85.8	...	112.7	116.9	...	101.1	...	138.9
5512.99	20.0	79.1	...	91.1	82.1	111.2	113.3
5581.98	20.0	89.5	...	103.7	98.6	...	98.9	130.0	137.9
5590.13	20.0	93.2	...	98.0	94.7	...	95.4	136.8	...
5601.29	20.0	92.6	...	101.3	103.8	...	105.5	144.0	134.8
5867.57	20.0	18.6	38.3	26.4	31.9	27.1	20.9	55.4	40.9
6161.29	20.0	58.0	91.7	67.6	65.0	79.1	67.5	99.9	101.7
6166.44	20.0	58.0	96.5	78.9	79.5	80.7	67.1	103.9	106.9

Continua na página seguinte

Tabela 13 – continuação

λ (Å)	Elemento	01	03	05	06	07	08	11	18
6169.04	20.0	75.3	113.3	96.8	89.6	103.3	87.0	131.6	122.6
6169.56	20.0	109.3	129.9	118.0	120.9	114.9	106.2	150.1	141.1
6471.67	20.0	94.3	115.9	103.8	104.9	105.9	94.6	139.5	130.3
6499.65	20.0	87.9	114.1	95.6	93.2	101.5	81.8	133.0	125.5
6717.69	20.0	84.0	111.3	93.9	96.3	110.8
5239.82	21.1	73.8	...	97.9	84.5	108.8
5318.36	21.1	25.5	...	43.9	35.1	...	27.5	54.0	59.9
5526.82	21.1	109.4	...	120.7	118.5	...	115.0	121.9	125.4
5640.99	21.1	69.9	...	79.1	76.5	...	71.5	97.0	100.6
5657.88	21.1	92.2	...	106.6	105.7	...	102.9	125.3	124.6
5669.04	21.1	54.2	...	73.0	68.9	...	77.8	81.4	83.1
6245.62	21.1	55.5	68.1	67.1	67.6	59.5	71.3	81.8	81.1
4512.74	22.0
4548.77	22.0	162.7
4617.28	22.0	126.7	...
4758.12	22.0	112.1	98.2
4759.28	22.0	101.2	103.2
4778.26	22.0
4820.41	22.0	72.0	...	83.9	86.8	...	72.5
5009.66	22.0	74.3	...	81.0	70.1	...	55.7	139.4	133.3
5016.17	22.0	97.9	...	110.7	104.3	...	93.9	...	148.5
5022.87	22.0	101.0	...	113.5	116.2	...	104.6	...	166.7
5043.59	22.0	35.6	...	53.2	42.9	...	35.5	108.4	93.5
5147.48	22.0	71.8	...	86.1	93.4	...	70.2
5219.71	22.0	57.1	...	75.9	68.3	...	58.3	135.2	...
5223.63	22.0	25.0	...	37.0	35.2	...	24.7	66.7	52.2
5282.44	22.0	46.5	45.1	92.2	...
5295.78	22.0	23.2	...	36.0	41.3	74.5	89.8
5299.98	22.0	33.5	...	39.3
5648.57	22.0	24.6	...	24.9	21.7	...	21.1	52.8	49.2
5662.16	22.0	37.4	...	50.9	38.5	...	39.2	79.4	80.9
5679.94	22.0	31.4	31.3
5689.48	22.0	21.9	...	34.9	27.9	...	24.3	66.3	62.8
5702.69	22.0	51.7	42.5
5713.92	22.0	35.8	...
5716.46	22.0	15.8	30.8	40.1

Continua na página seguinte

Tabela 13 – continuação

λ (Å)	Elemento	01	03	05	06	07	08	11	18
5720.48	22.0	37.0	21.8
5739.46	22.0	19.0	63.4	44.2
5739.98	22.0	13.4	56.0	...
5866.46	22.0	75.2	114.3	92.9	93.9	89.4	75.7	144.7	135.2
5880.27	22.0	12.9	46.5	27.9	13.2	22.8	13.6	80.3	72.4
5903.32	22.0	...	43.3	17.6	19.9	15.6	...	67.0	60.1
5922.12	22.0	48.8	81.9	47.7	...	46.7	37.6	119.9	101.0
5937.81	22.0	21.9	52.0	24.8	23.2	28.6	17.0	81.4	69.7
5941.75	22.0	30.5	76.3	44.4	40.3	45.2	41.5	104.0	101.3
5953.16	22.0	59.6	90.4	56.4	65.7	64.0	59.7	110.3	105.3
5965.83	22.0	43.7	84.4	49.1	50.8	54.8	47.0	100.8	96.3
5978.55	22.0	37.1	71.8	47.6	42.8	53.7	36.8	98.6	91.1
5999.68	22.0	...	36.0	28.5	21.9	45.5	35.0
6091.18	22.0	24.8	49.2	31.1	34.2	34.6	29.0	74.1	66.5
6126.22	22.0	42.6	84.7	59.8	55.3	57.7	44.1	103.3	112.0
6146.22	22.0	...	22.7	39.1
6186.15	22.0	...	18.4	...	12.9	10.8	...	21.4	...
6303.76	22.0	12.7	49.6	23.7	22.4	23.6	13.0	63.5	...
6312.24	22.0	15.4	51.9	29.7	20.9	21.2	16.3	79.5	60.1
6497.69	22.0	...	36.7	12.3	...	46.1	45.3
6508.14	22.0	...	24.5	41.4	29.6
6554.24	22.0	33.2	72.7	43.9	37.7	39.0	30.8	106.5	93.2
6743.12	22.0	45.2	83.8	49.2	47.6	57.5	41.6	117.1	105.4
4568.33	22.1
4583.42	22.1	94.6	...
4589.95	22.1	128.9
4609.27	22.1	66.8
4708.67	22.1	112.2	111.3
4865.62	22.1	72.4	94.2	...	89.9	91.3	...
4874.01	22.1	62.4	...	57.5	74.0	...	65.8	...	56.9
5005.17	22.1	60.2	...	65.1	66.4	...	53.7	68.6	66.4
5154.08	22.1	96.6	...	105.2	106.9	...	110.2	...	118.3
5185.91	22.1	97.8	...	106.6	118.0	...	107.6	117.9	118.9
5336.79	22.1	114.3	...	113.6	118.3	...	117.1	132.4	126.6
5381.03	22.1	86.7	...	83.1	103.7	...	104.2	117.5	...
5418.78	22.1	89.4	...	88.8	90.2	...	98.9	110.5	92.3

Continua na página seguinte

Tabela 13 – continuação

λ (Å)	Elemento	01	03	05	06	07	08	11	18
6606.98	22.1	...	25.4	27.2	23.4	23.9	29.6	28.5	34.6
4827.46	23.0	51.2	30.2	...	47.8	...	120.8
4831.65	23.0	38.4	...	63.1	52.8	...	47.2	125.7	104.6
4875.49	23.0	78.7	...	84.0	77.7	...	73.4	...	156.9
5627.64	23.0	45.2	30.1	...	47.2	118.0	104.2
5670.86	23.0	33.4	...	42.7	36.1	...	32.4	116.5	103.2
5703.59	23.0	39.5	...	50.1	44.3	...	44.1	132.3	121.1
5727.06	23.0	56.5	...	70.4	59.9	...	53.5	...	134.3
6081.45	23.0	25.7	61.6	27.5	28.8	38.2	22.7	96.7	86.4
6090.22	23.0	54.1	89.4	58.1	55.7	63.5	54.6	123.2	117.7
6119.53	23.0	35.6	74.7	45.3	40.2	44.8	44.5	105.9	89.2
6199.19	23.0	26.5	91.9	...	35.1	38.0	41.2	137.9	137.1
6216.36	23.0	61.0	137.3
6251.82	23.0	24.9	90.9	39.7	30.2	44.7	24.3	132.9	130.1
6274.64	23.0	22.3	63.4	26.4	...	32.3	12.9	100.5	98.9
6504.16	23.0	56.0	43.0
4545.96	24.0
4616.13	24.0
4651.29	24.0	148.0
4652.17	24.0
4708.02	24.0	90.3	97.5
4718.42	24.0	104.9	90.3
4724.41	24.0	42.2
4737.35	24.0
4801.03	24.0	48.4	...	59.7	54.3	...	47.3	100.7	88.2
4936.34	24.0	46.8	...	46.7	62.5	...	38.6	74.4	77.3
5214.13	24.0	16.9	11.3	...	25.2
5214.62	24.0	27.2	...
5348.33	24.0	117.9	...	124.8	119.1	...	109.9
5628.65	24.0	34.5	28.9
5702.33	24.0	49.1	...
5783.87	24.0	50.6	69.1
5787.93	24.0	68.8	68.1
6883.07	24.0	54.2	51.7
4451.59	25.0	140.4	152.4
4739.11	25.0	105.3	85.7

Continua na página seguinte

Tabela 13 – continuação

λ (Å)	Elemento	01	03	05	06	07	08	11	18
4754.04	25.0
4761.53	25.0	119.9	121.0
5420.37	25.0	74.2	74.8	...	69.5
5537.74	25.0	30.1	...	32.0	31.8	...	25.4	109.9	93.0
6016.65	25.0	75.4	112.1	83.9	76.3	81.2	69.5	121.7	125.4
5342.71	27.0	34.7	...	36.6	35.9	...	31.8	69.0	60.6
5352.05	27.0	33.5	...	43.6	33.1	...	28.5	67.0	60.6
5530.79	27.0	36.1	...	34.5	29.3	...	30.6	80.8	90.8
6455.03	27.0	...	28.1	18.6	22.5	25.6	17.7	49.5	43.1
6632.45	27.0	...	33.3	15.3	14.3	17.9	15.8	52.8	48.9
4904.42	28.0	87.6	...	99.9	93.9	...	85.7	...	131.8
4913.98	28.0	54.3	...	55.8	66.7	...	56.1	68.0	61.7
4935.83	28.0	43.7	...	62.1	60.0	...	56.1	79.6	79.2
4953.21	28.0	66.2	...	61.9	72.3	...	57.9	...	100.7
5003.75	28.0	46.6	...	49.9	55.0	...	46.7	...	87.2
5010.94	28.0	51.8	...	70.4	51.1	...	50.9	76.5	59.5
5048.85	28.0	69.6	...	74.6	75.4	...	64.8
5578.73	28.0	77.3	...	78.5	82.0	...	72.3	131.5	133.9
5587.87	28.0	71.9	...	78.8	78.6	...	76.7	125.0	109.5
5589.37	28.0	25.8	29.1	...	19.4	44.7	38.4
5593.75	28.0	42.7	...	50.4	47.6	...	33.6	58.7	66.4
5748.36	28.0	47.8	...	52.9	45.0	...	40.0	78.5	90.2
5760.84	28.0	42.3	44.9
5805.23	28.0	51.8	47.5
5847.01	28.0	40.7	72.4	42.9	45.1	46.6	42.9	91.7	75.2
5892.88	28.0
6007.31	28.0	43.4	61.7	42.5	44.3	50.9	36.8	82.0	76.2
6108.12	28.0	85.0	105.3	...	91.8	95.8	83.9	133.7	125.5
6111.08	28.0	30.0	37.5	31.6	33.4	33.8	30.2	52.1	37.9
6128.98	28.0	44.8	63.8	48.4	44.9	49.4	37.8	91.1	79.8
6175.37	28.0	39.6	47.1	42.6	45.6	48.4	43.6	64.0	60.7
6176.82	28.0	60.8	68.4	62.0	57.8	65.3	54.2	80.8	80.3
6177.25	28.0	21.1	41.2	15.9	22.8	31.7	20.2	73.5	60.4
6186.72	28.0	22.8	27.7	26.8	20.9	32.7	22.5	48.1	41.7
6370.35	28.0	24.4	24.6
6482.81	28.0	72.5	...	77.2	76.4	50.4	48.2	111.4	105.9

Continua na página seguinte

APÊNDICE B – Número de linhas analisadas nos elementos leves por estrela

Tabela 14: Número de linhas analisadas nos elementos leves por estrela.

Estrela	Fe I	Fe II	O I	Na I	Mg I	Al I	Si I	Ca I	Sc II	Ti I	Ti II	V I	Cr I	Mn I	Co I	Ni I
01	117	14	2	4	2	2	12	14	7	28	7	12	3	3	3	26
03	66	8	2	2	1	2	9	8	1	20	1	6	0	1	2	13
05	116	15	2	4	2	2	12	14	7	30	9	11	4	2	5	25
06	116	14	2	4	2	2	12	13	7	29	9	12	3	3	5	26
07	64	8	2	2	1	2	9	8	1	17	1	7	0	1	2	14
08	112	14	2	4	2	2	12	13	6	27	9	13	4	3	5	26
11	123	12	1	4	2	2	16	13	6	38	9	11	10	5	5	24
18	128	14	2	4	2	2	14	13	7	35	10	15	11	5	5	28

APÊNDICE C – Linhas usadas nas medidas de velocidade radial

Tabela 15: Lista de linhas usadas nas medidas de velocidade radial.

Linha (Å)	Elemento
4729.0192	Fe I
4731.4530	Fe II
4735.8439	Fe I
4736.7734	Fe I
4741.5297	Fe I
4757.5780	Fe I
4759.2760	Ti I
4779.9850	Ti II
4786.8070	Fe I
4788.7569	Fe I
4802.8797	Fe I
4820.4150	Ti I
4831.6430	V I
4845.6482	Fe I
4861.3300	H I
4869.4639	Fe I
4871.3182	Fe I
4872.1378	Fe I
4875.4870	V I
4875.8776	Fe I
4882.1434	Fe I
4885.4306	Fe I
4886.3318	Fe I
4890.7551	Fe I
4891.4924	Fe I
4892.8589	Fe I
4907.7318	Fe I
4909.3835	Fe I
4910.0169	Fe I
Continua na página seguinte	

Tabela 15 – continuação

Linha (Å)	Elemento
4910.3258	Fe I
4910.5648	Fe I
4913.6180	Ti I
4917.2300	Fe I
4918.0125	Fe I
4918.9940	Fe I
4920.5031	Fe I
4922.2750	Cr I
4923.9270	Fe II
4924.7695	Fe I
4928.3360	Ti I
4930.3154	Fe I
4938.8138	Fe I
4939.2391	Fe I
4939.6867	Fe I
4946.3881	Fe I
4950.1060	Fe I
4957.2986	Fe I
4957.5968	Fe I
4962.5719	Fe I
4969.9176	Fe I
4981.7400	Ti I
4982.4999	Fe I
4983.8529	Fe I
4994.1295	Fe I
4999.5070	Ti I
5001.0090	Ti I
5002.7927	Fe I
5009.6480	Ti I
5014.9425	Fe I
5016.1660	Ti I
5018.4400	Fe II
5020.0300	Ti I
5022.2355	Fe I
5028.1264	Fe I
5039.9540	Ti I

Continua na página seguinte

Tabela 15 – continuação

Linha (Å)	Elemento
5044.2114	Fe I
5064.6570	Ti I
5068.7658	Fe I
5074.7483	Fe I
5083.3386	Fe I
5090.7740	Fe I
5107.4474	Fe I
5107.6411	Fe I
5109.6520	Fe I
5123.7200	Fe I
5127.3593	Fe I
5131.4687	Fe I
5133.6885	Fe I
5137.3822	Fe I
5162.2729	Fe I
5166.2822	Fe I
5169.0330	Fe II
5171.5964	Fe I
5172.6840	Mg I
5183.6040	Mg I
5197.5770	Fe II
5206.0400	Cr I
5225.5261	Fe I
5226.8623	Fe I
5227.1895	Fe I
5232.9403	Fe I
5234.6250	Fe II
5238.9640	Cr I
5247.0504	Fe I
5250.2089	Fe I
5264.8120	Fe II
5266.5554	Fe I
5269.5374	Fe I
5272.0070	Cr I
5296.6910	Cr I
5300.7440	Cr I

Continua na página seguinte

Tabela 15 – continuação

Linha (Å)	Elemento
5369.9619	Fe I
5383.3692	Fe I
5393.1676	Fe I
5397.1280	Fe I
5404.1510	Fe I
5405.3580	Fe I
5405.7752	Fe I
5410.9098	Fe I
5415.1993	Fe I
5424.0682	Fe I
5425.2570	Fe II
5429.6967	Fe I
5434.5238	Fe I
5435.8580	Ni I
5445.0424	Fe I
5446.9168	Fe I
5453.6430	Ti I
5468.1040	Ni I
5501.4653	Fe I
5506.7791	Fe I
5512.9800	Ca I
5528.4050	Mg I
5560.2116	Fe I
5569.6181	Fe I
5572.8424	Fe I
5576.0888	Fe I
5581.9650	Ca I
5586.7559	Fe I
5588.7490	Ca I
5590.1140	Ca I
5594.4620	Ca I
5633.9465	Fe I
5638.2621	Fe I
5648.5670	Ti I
5651.4690	Fe I
5661.3455	Fe I

Continua na página seguinte

Tabela 15 – continuação

Linha (Å)	Elemento
5662.5162	Fe I
5679.0229	Fe I
5688.2000	Na I
5701.5446	Fe I
5705.4646	Fe I
5711.0880	Mg I
5731.7623	Fe I
5739.4640	Ti I
5775.0806	Fe I
5778.4533	Fe I
5793.9148	Fe I
5848.1294	Fe I
5853.1483	Fe I
5855.0766	Fe I
5857.4510	Ca I
5867.5620	Ca I
5889.9500	Na I
5895.9240	Na I
5902.4736	Fe I
5916.2474	Fe I
5918.5390	Ti I
5956.6944	Fe I
6024.0580	Fe I
6027.0509	Fe I
6056.0047	Fe I
6065.4822	Fe I
6078.4911	Fe I
6092.7980	Ti I
6093.6444	Fe I
6096.6653	Fe I
6098.2447	Fe I
6102.7200	Ca I
6120.2494	Fe I
6122.2200	Ca I
6136.6153	Fe I
6136.9947	Fe I

Continua na página seguinte

Tabela 15 – continuação

Linha (Å)	Elemento
6151.6181	Fe I
6154.2250	Na I
6160.7470	Na I
6162.1730	Ca I
6165.3603	Fe I
6166.4390	Ca I
6169.0420	Ca I
6173.3356	Fe I
6187.9904	Fe I
6200.3129	Fe I
6213.4303	Fe I
6219.2810	Fe I
6240.6462	Fe I
6246.3188	Fe I
6252.5554	Fe I
6273.3860	Ti I
6322.6855	Fe I
6392.5388	Fe I
6393.6013	Fe I
6400.0012	Fe I
6432.6800	Fe II
6439.0700	Ca I
6455.5980	Ca I
6456.3830	Fe II
6471.6620	Ca I
6481.8703	Fe I
6482.7980	Ni I
6493.7810	Ca I
6495.7422	Fe I
6498.9392	Fe I
6499.6500	Ca I
6518.3671	Fe I
6562.8720	H I
6574.2284	Fe I
6593.8705	Fe I
6648.0810	Fe I

Continua na página seguinte

Tabela 15 – continuação

Linha (Å)	Elemento
6677.9870	Fe I
6696.0180	Al I
6698.6670	Al I
6703.5674	Fe I
6707.8350	Li I
6717.6850	Ca I
6725.3572	Fe I
6726.6668	Fe I