

Observatório Nacional  
Instituto de Astronomia  
Departamento de Pós-Graduação de Astronomia

Marlon Dias da Silveira

**Estudo espectroscópico em  
aglomerados abertos:  
NGC 2447 e NGC 6664**

Rio de Janeiro

2018

Marlon Dias da Silveira

**Estudo espectroscópico em  
aglomerados abertos:  
NGC 2447 e NGC 6664**

Tese apresentada no Observatório Nacional como  
requisito parcial para a obtenção do título de  
Doutor em Astronomia.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador(a): Dr. Claudio Bastos Pereira

Rio de Janeiro

2018



---

"ESTUDO ESPECTROSCÓPICO EM AGLOMERADOS ABERTOS:  
NGC 2447 e NGC 6664".

MARLON DIAS DA SILVEIRA

TESE SUBMETIDA AO CORPO DOCENTE DO PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA DO OBSERVATÓRIO NACIONAL COMO PARTE DOS REQUISITOS NECESSÁRIOS PARA A OBTENÇÃO DO GRAU DE DOUTOR EM ASTRONOMIA.

Aprovada por:

  
Dr. Claudio Bastos Pereira – ON/MCTIC(Orientador)

  
Dr. Marcelo Borges Fernandes – ON/MCTIC

  
Dra. Simone Daflon Santos – ON/MCTIC

  
Dra. Silvia Lorenz Martins – OV/UFRJ

  
Dra. Jane Cristina Gregorio Hetem– IAG/USP

RIO DE JANEIRO – BRASIL

15 DE JUNHO DE 2018

# Resumo

Nesse trabalho foi analisada, utilizando espectroscopia de alta resolução, uma amostra de 12 estrelas gigantes vermelhas simples e 4 estrelas gigantes vermelhas binárias pertencentes ao aglomerado aberto NGC 2447; e uma outra amostra de 4 estrelas gigantes do aglomerado aberto NGC 6664, sendo 3 delas binárias e uma estrela simples.

Para as estrelas gigantes simples de NGC 2447 obtivemos seus parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas para as espécies Li, C, N, O, Na, Mg, Al, Ca, Si, Ti, Ni, Cr, Y, Zr, La, Ce, Nd, Ba, Eu e a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Velocidades rotacionais e radiais foram obtidas para as estrelas desse aglomerado. Foram utilizados modelos de atmosfera em equilíbrio termodinâmico local e o código de análise espectral IRAF. As abundâncias dos elementos leves (carbono, nitrogênio, oxigênio e lítio) e a velocidade de rotação foram deduzidas utilizando a técnica de síntese espectral. Para os outros elementos foram utilizadas as larguras equivalentes juntamente com o código MOOG.

Para as estrelas gigantes do aglomerado NGC 6664 obtivemos seus parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas para os elementos do processo-s, ou seja, Y, Zr, La, Ce e Nd. Essa determinação tem como objetivo a caracterização desses objetos como possíveis estrelas de bário. Determinamos também as velocidades radiais desses objetos. A ausência de dados desse aglomerado na literatura tornou difícil a comparação dos dados deduzidos nessa tese com trabalhos publicados.

A metalicidade média obtida para NGC 2447 foi  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.17 \pm 0.05$  e para NGC 6664,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.20 \pm 0.09$ . As abundâncias obtidas para as estrelas de NGC 2447 são similares as de outras estrelas do campo e/ou gigantes de aglomerados abertos.

A nossa análise de abundâncias em NGC 6664 encontrou um objeto que pode vir a ser considerado como uma estrela de bário. As estrelas NGC 2447-26, 38 e 42 são *yellow*

*stragglers*, na qual a primária é uma estrela gigante e a secundária é, provavelmente, uma estrela de tipo espectral A. Nosso trabalho confirma a binaridade da estrela NGC 2447-38. A binaridade de NGC 2447-38 e todos os resultados para as estrelas de NGC 6664 são inéditos na literatura.

Palavras-chave:

Estrelas: Gigantes vermelhas

Aglomerados abertos: NGC 2447 – NGC 6664

Análise espectroscópica

# Abstract

In this work we analyzed, using high-resolution spectroscopy, a sample of 12 single and 4 spectroscopic binary red giant stars of the open cluster NGC 2447 and another sample made up of 4 red giants stars from the open cluster NGC 6664, where 3 of them are binaries and the other is a single star.

For the single giant stars of NGC 2447 we obtained their atmospheric parameters and chemical abundances for Li, C, N, O, Na, Mg, Al, Ca, Si, Ti, Ni, Cr, Y, Zr, La, Ce, Nd, Ba, Eu and the isotopic ratio  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Rotational and radial velocities were obtained for the stars of this cluster. We employed local thermodynamic equilibrium model atmospheres and the spectral analysis code IRAF. The abundances of the light elements (lithium, carbon, nitrogen and oxygen) and the rotational velocities were derived using spectral synthesis technique. The abundances derived for the other elements followed the equivalent width method with the code MOOG.

For the giant stars from the cluster NGC 6664 we obtained their atmospheric parameters and chemical abundances for the elements of the s-process, meaning Y, Zr, La, Ce and Nd. This determination has the aim to characterize these objects as possible barium stars. We determined the radial velocities of these objects as well. Due to the lack of data in the literature the comparison with published works could not be done.

We obtained a mean metallicity of  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.17 \pm 0.05$  for NGC 2447 and  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.20 \pm 0.09$  for NGC 6664. We found that the abundances of the stars from NGC 2447 are similar to other field giants and/or giants of open clusters.

Our abundance analysis of NGC 6664 found an object that could eventually be considered as a barium star. The stars NGC 2447-26, 38 and 42 are yellow-stragglers, of which the primary is a giant star and the secondary is probably an A-type star. Our work

confirms the binary nature of NGC 2447-38. The binary nature of NGC 2447-38 and all of the results for the cluster NGC 6664 have not been published in the literature.

Keywords:

Stars: Red Giant Stars

Open Clusters: NGC 2447 – NGC 6664

Spectroscopic Analysis



# Sumário

1. Introdução . . . . .	14
1.1 Via Láctea . . . . .	14
1.1.1 Discos Galácticos: Fino e espesso . . . . .	16
1.2 Aglomerados abertos . . . . .	18
1.2.1 Relação idade-metalicidade . . . . .	19
1.2.2 Relação dos elementos pesados com a idade . . . . .	20
1.2.3 Gradiente de metalicidade da Galáxia . . . . .	22
1.2.4 Velocidade rotacional em gigantes vermelhas . . . . .	24
1.2.5 Estrelas binárias em aglomerados abertos . . . . .	25
1.3 Motivação e Objetivos dessa tese . . . . .	26
1.3.1 NGC 2447 . . . . .	27
1.3.2 NGC 6664 . . . . .	29
1.4 Organização da tese . . . . .	30
2. Dados Observacionais . . . . .	31
2.1 NGC 2447 . . . . .	31
2.1.1 Idade e massa do <i>turn-off</i> do aglomerado NGC 2447 . . . . .	33
2.2 NGC 6664 . . . . .	35
2.2.1 Idade e massa do <i>turn-off</i> do aglomerado NGC 6664 . . . . .	38
3. Metodologia e Resultados . . . . .	41
3.1 Parâmetros Atmosféricos . . . . .	41
3.1.1 Incertezas dos parâmetros atmosféricos . . . . .	46
3.1.2 Gravidades evolutivas . . . . .	46

3.2	Determinação das abundâncias . . . . .	48
3.3	Resultados das abundâncias . . . . .	52
3.3.1	Incertezas das abundâncias . . . . .	54
4.	<i>Discussão</i> . . . . .	60
4.1	A estrela binária NGC 2447-25 . . . . .	60
4.2	A suspeita binária: NGC 2447-71 . . . . .	61
4.3	Velocidade Radial . . . . .	63
4.4	Velocidade de rotação . . . . .	64
4.5	O padrão de abundâncias . . . . .	65
4.5.1	Metalicidade . . . . .	65
4.5.2	Li e razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . . . . .	68
4.5.3	CNO . . . . .	70
4.5.4	Outros elementos: Na ao Ni . . . . .	72
4.5.5	Processo-s . . . . .	73
4.5.6	Elementos pesados: Eu . . . . .	81
4.6	<i>Yellow Stragglers</i> em NGC 2447 . . . . .	81
4.7	Elementos do processo-s no aglomerado NGC 6664 . . . . .	85
4.7.1	A procura por estrelas de bário em aglomerados abertos . . . . .	85
5.	<i>Conclusões</i> . . . . .	91
5.1	Perspectivas . . . . .	93
	<i>Referências</i> . . . . .	95
	<i>Apêndice A: Tabela das linhas de absorção observadas de FeI e FeII em NGC 6664</i> . . . . .	110
	<i>Apêndice B: Tabela das linhas de absorção observadas para os elementos do processo-s em NGC 6664</i> . . . . .	113
	<i>Apêndice C: Artigo publicado</i> . . . . .	116

# Lista de Figuras

1.1	Ilustração da estrutura da Via Láctea . . . . .	15
1.2	Distribuição de $[\alpha/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ de <a href="#">Masseron e Gilmore (2015)</a> . . . . .	17
1.3	Relação idade-metalicidade em binárias . . . . .	20
1.4	Relação idade-metalicidade em aglomerados abertos . . . . .	21
1.5	Razões $[\text{X}/\text{Fe}]$ em função da idade de <a href="#">Spina et al. (2016)</a> . . . . .	22
1.6	Gradiente da metalicidade no disco para os aglomerados abertos de <a href="#">Frinchaboy et al. (2013)</a> . . . . .	23
1.7	Distribuição de $v \sin i$ para gigantes vermelhas de aglomerados abertos . . . . .	25
1.8	Região celeste do aglomerado NGC 2447 . . . . .	28
1.9	Região celeste do aglomerado NGC 6664 . . . . .	29
2.1	Diagrama cor-magnitude de NGC 2447 com o ajuste de isócronas . . . . .	34
2.2	Massa do <i>turn-off</i> vs. idade para aglomerados abertos e NGC 2447 . . . . .	35
2.3	Curvas de velocidades radiais das estrelas de NGC 6664 . . . . .	37
2.4	Diagrama cor-magnitude de NGC 6664 considerando a distância dada por <a href="#">Schmidt (1982)</a> . . . . .	39
2.5	Diagrama cor-magnitude de NGC 6664 considerando a distância dada por <a href="#">Dias et al. (2002)</a> . . . . .	40
3.1	Correlação $\theta_1$ vs. $\theta_2$ . . . . .	44
3.2	Síntese espectral da linha de O I . . . . .	50
3.3	Síntese espectral da linha de Li . . . . .	51
3.4	Síntese espectral da linha de Eu . . . . .	52
4.1	Espectros normalizados de algumas estrelas na região da linha de $\text{H}\alpha$ . . . . .	62

4.2	Espectro observado e sintéticos na região do FeI em 6151.6 Å . . . . .	65
4.3	Velocidade de rotação projetada em função da temperatura fotométrica . .	66
4.4	Relação de Li com a velocidade de rotação . . . . .	69
4.5	Razões de abundância [X/Fe] vs. [Fe/H] para CNO . . . . .	71
4.6	Abundância de metais em comparação com <a href="#">Luck e Heiter (2007)</a> . . . . .	74
4.7	Idem a anterior, para Ni, Cr, Ti e Ca. . . . .	75
4.8	Razões de abundância [X/Fe] vs. [Fe/H] para o processo-s em NGC 2447 .	77
4.9	Razões de abundância [X/Fe] vs. [Fe/H] para o processo-s em aglomerados	79
4.10	Abundância média do processo-s vs. idade . . . . .	80
4.11	[Eu/Fe] vs.[Fe/H] para as gigantes em NGC 2447 . . . . .	82
4.12	Diagrama cor-magnitude de NGC 2447, NGC 2360, NGC 3680 e NGC 5822	84
4.13	Comparação entre as estrelas <i>yellow stragglers</i> . . . . .	86
4.14	Razões de abundância [X/Fe] vs. [Fe/H] para o processo-s em NGC 6664 .	87
4.15	Razões de abundância [s/Fe] vs. [Fe/H] para estrelas de bário rejeitadas . .	90

# Lista de Tabelas

2.1	Informações observacionais de NGC 2447 . . . . .	32
2.2	Parâmetros gerais de NGC 2447 . . . . .	33
2.3	Parâmetros gerais de NGC 6664 . . . . .	36
2.4	Informações observacionais de NGC 6664 . . . . .	36
3.1	Parâmetros atmosféricos determinados . . . . .	45
3.2	Parâmetros atmosféricos de NGC 2447 e comparação com a literatura . . .	47
3.3	Comparação entre gravidade superficial e evolutiva . . . . .	48
3.4	Abundâncias solares utilizadas nesta tese . . . . .	53
3.5	Razões de abundância dos elementos leves e $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ para NGC 2447 . . .	54
3.6	Razões de abundâncias de Na a Ni . . . . .	54
3.7	Razões de abundâncias do processo-s, Eu e Ba . . . . .	55
3.8	Razões de abundâncias dos elementos do processo-s para NGC 6664 . . . .	55
3.9	Incertezas nas abundâncias de NGC 2447-3 . . . . .	57
3.10	Idem a Tabela 3.9, mas para a estrela NGC 2447-28. . . . .	58
3.11	Idem a Tabela 3.9, mas para a estrela NGC 6664-51. . . . .	58
3.12	Idem a Tabela 3.9, mas para a estrela NGC 6664-53. . . . .	59
3.13	Erros devido aos parâmetros atmosféricos no CNO para a estrela NGC 2447-3	59
3.14	Idem a Tabela 3.13 mas para NGC 2447-28. . . . .	59
4.1	Comparação das velocidades radiais com a literatura . . . . .	63
4.2	Velocidade de rotação e temperatura efetiva para as estrelas de NGC 2447.	67
4.3	Comparação das abundâncias . . . . .	73
A	Linhas observadas de Fe I e Fe II nas estrelas de NGC 6664 . . . . .	110



# Capítulo 1

## Introdução

### 1.1 *Via Láctea*

A idade estimada da nossa Galáxia é de mais de treze bilhões de anos, período no qual passou por vários processos de formação até atingir sua forma atual. Ela é formada por centenas de bilhões de estrelas e possui estruturas diferenciadas entre si. O seu núcleo possui um buraco negro super-massivo envolto de uma grande concentração de estrelas e uma estrutura em forma de barra chamada bojo. Essa estrutura se estende até 5 kpc de altura a partir do centro (Di Matteo, 2016). Ao redor desse bojo estende-se o disco galáctico, que possui cerca de 15 kpc de raio (Sparke e Gallagher, 2000), formado por estrelas dos mais diversos tipos, nebulosas, poeira interestelar, dentre outros. É nesta parte da Via Láctea que se manifestam os braços espirais e ao seu redor encontram-se centenas de aglomerados globulares. Entretanto, a dinâmica de rotação da Galáxia revela que sua massa não pode ser determinada levando-se em conta apenas o disco ( $60 \times 10^9 M_{\odot}$ ), o bojo ( $20 \times 10^9 M_{\odot}$ ) e o halo ( $10^9 M_{\odot}$ ) (Sparke e Gallagher, 2000), pois há ainda um componente adicional, chamado de matéria escura, cuja natureza ainda é desconhecida, e que tem massa estimada da ordem de  $800 \times 10^9 M_{\odot}$  (Kafle et al., 2014).

A forma da Via Láctea foi determinada através de observações em comprimentos de onda longos, como rádio e infravermelho, que não estão afetadas pela presença da poeira presente no plano da Galáxia (Sparke e Gallagher, 2000). Com base nessas observações, e comparando-as com a forma de outras galáxias que também têm matéria interestelar, os astrônomos observaram que as nebulosas gasosas geralmente se encontram distribuídas em uma estrutura espiral. Dessa forma, eles chegaram à conclusão de que a Via Láctea é uma

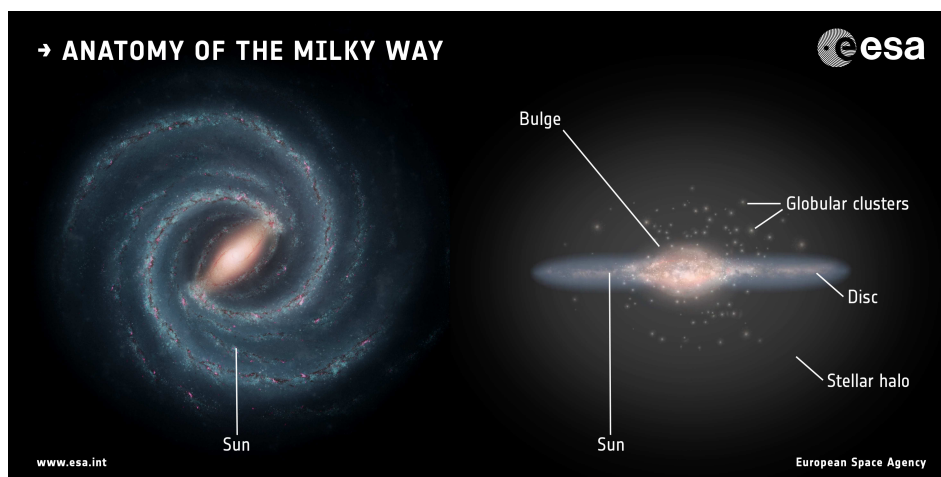


Figura 1.1: Ilustração da estrutura da Via Láctea.

Fonte: Esquerda: NASA/JPL-Caltech; direita: ESA; layout: ESA/ATG medialab

galáxia que tem uma estrutura espiral, o que torna muito difícil para nós visualizarmos, pois estamos dentro do próprio disco galáctico cercados de poeira interestelar, que bloqueia a luz. A causa da estrutura espiral ainda não está bem definida. A ideia inicial a respeito disso era de que os braços espirais teriam sido formados pela rotação diferencial (Sparke e Gallagher, 2000). Como o material mais distante do centro tem menor velocidade de rotação do que o mais próximo do centro (movimento kepleriano), uma pequena perturbação no disco naturalmente se espalharia em forma espiral.

Os braços espirais fazem parte de uma estrutura circular achatada, chamada disco, com diâmetro de 30 kpc e espessura de 300 pc (Rix e Bovy, 2013). O disco está envolto por um halo esférico formado pelos aglomerados globulares e, aparentemente, uma grande quantidade de matéria não-luminosa. Observações desses aglomerados indicam que o halo está centrado no núcleo da Galáxia e se estende entre 100 kpc (Slater et al., 2016; Cohen et al., 2017) até 300 kpc (Fukushima et al., 2018), bem além dos limites do disco Galáctico. O Sistema Solar localiza-se a meia distância entre o centro e a borda do disco, na região do Braço de Órion, que é uma estrutura menor entre dois braços principais e orbita o centro da Galáxia uma vez a cada 250 Myr (Sparke e Gallagher, 2000), a uma distância de aproximadamente 8 kpc (Gillessen et al., 2009; Boehle et al., 2016). Duas ilustrações da estrutura da Via Láctea estão na Figura 1.1.

Baseado nessa estrutura, podemos definir as quatro principais populações estelares na Via Láctea como sendo: (i) estrelas do halo com baixa metalicidade ( $[Fe/H] < -1.0$ ) e com órbitas excêntricas (Matteucci, 2014), (ii) estrelas do bojo com um grande intervalo de



metalicidade ( $-1.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.5$ , Rich, 2013), (iii) estrelas do disco fino com metalicidade  $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.7$  (Bensby et al., 2014) e pico da distribuição da metalicidade em  $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.2$  (Reddy, 2010), e (iv) estrelas do disco espesso que têm o pico da distribuição de metalicidade em  $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.6$  (Reddy, 2010). Como visto na Figura 1.1, os aglomerados abertos se localizam no disco e, por essa razão, discutiremos brevemente algumas de suas propriedades a seguir.

### 1.1.1 Discos Galácticos: Fino e espesso

O disco da nossa Galáxia é composto de dois grandes componentes: (i) o disco fino, com estrelas com idade em torno de 6 Gyr, possui poeira e gás e tem escala de altura de 300 pc (Kawata e Chiappini, 2016), ou seja, a altura na qual a densidade numérica de objetos cai de  $e^{-1}$ ; (ii) o disco espesso, que possui uma população de estrelas mais velhas, em torno de 10 Gyr, tem escala de altura de aproximadamente 900 pc (Kawata e Chiappini, 2016) e o número de estrelas por unidade de volume nessa região é em torno de 8.5% daquela do disco fino no plano Galáctico (Carroll e Ostlie, 2007).

Os discos fino e espesso não são apenas identificáveis pela escala de altura e densidade estelar, mas também suas propriedades cinemáticas e composições químicas são diferentes. Em termos desse último, vários estudos mostram que um dos fatores que diferencia o disco fino do espesso é a abundância dos elementos  $\alpha$ , ou seja, O, Mg, Si, Ca, e Ti (Fuhrmann, 1998; Reddy et al., 2003; Bensby et al., 2005). Essa distinção pode ser vista na Figura 1.2 que foi retirada de Masseron e Gilmore (2015), e mostra a distribuição da abundância dos elementos  $\alpha$  ( $[\alpha/\text{Fe}]$ ) em função da metalicidade ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ) para estrelas do ramo das gigantes vermelhas (RGB) observadas pelo levantamento do APOGEE (*Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment* - Majewski et al., 2017). Pode ser notada a distribuição bimodal dos objetos em relação as suas abundâncias, separando claramente duas populações, uma relacionada ao disco espesso (superior), e a outra, ao disco fino (inferior).

Com essa clara distinção, um estudo que determine abundâncias de elementos  $\alpha$  é de grande importância na literatura para a determinação das características químicas dos componentes estruturais da nossa Galáxia.

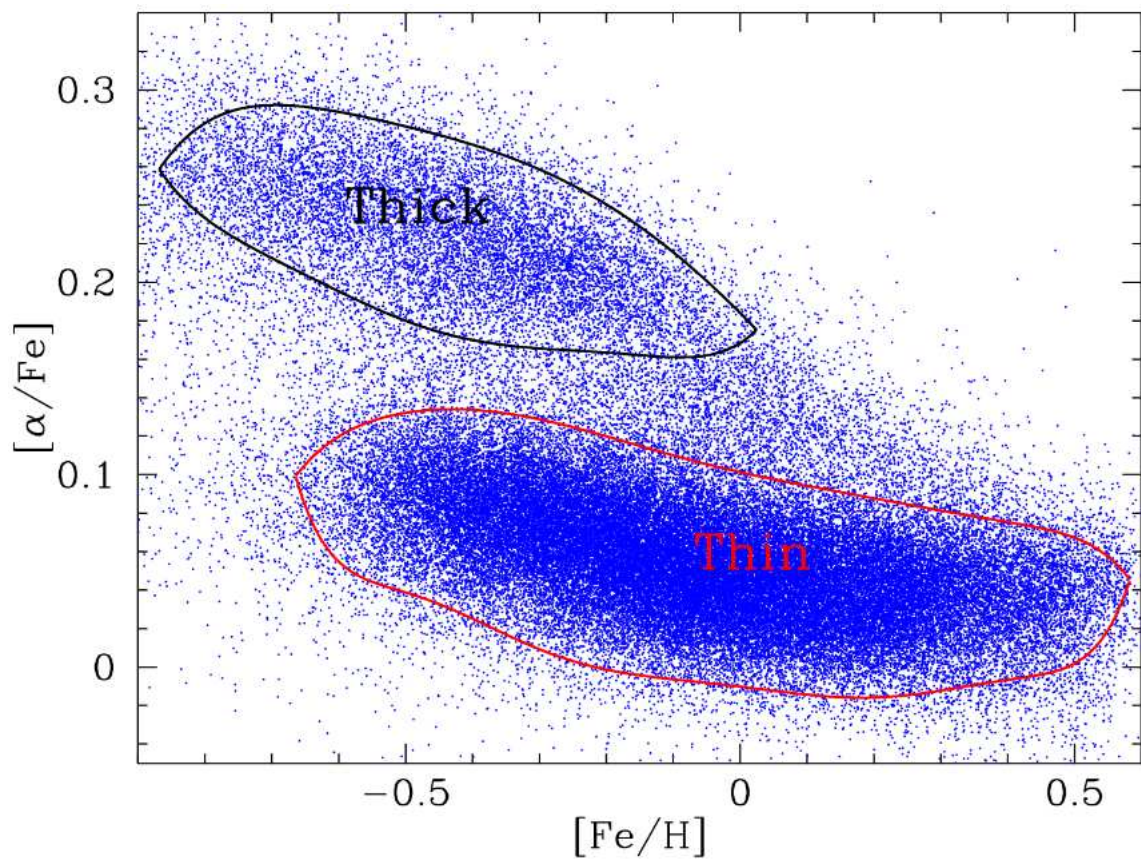


Figura 1.2: Distribuição da abundância dos elementos  $\alpha$  ( $[\alpha/\text{Fe}]$ ) em função da metalicidade ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ) para estrelas RGB do APOGEE. Figura retirada do trabalho de [Masseron e Gilmore \(2015\)](#).

## 1.2 Aglomerados abertos

Aglomerados abertos são grupos de estrelas formados a partir de uma mesma nuvem molecular, sem estrutura e que englobam centenas de objetos. Por terem sido formadas da mesma nuvem, as estrelas de um aglomerado aberto possuem características similares, por exemplo, a distância, já que podemos considerar que a distância entre as estrelas no aglomerado é muito menor do que a distância delas até nós; a idade, pois o intervalo de tempo de formação dos objetos no mesmo estágio evolutivo é muito pequeno, se comparado com a idade do aglomerado; a composição química dos objetos, que é basicamente a mesma da nuvem primordial e velocidades radiais, entre outras características ([Katime Santrich et al., 2013](#)). Dessa forma, eles oferecem uma possibilidade de estudar vários aspectos sobre evolução e estrutura estelares ([Drazdauskas et al., 2016](#)) de maneira mais consistente do que estrelas do campo, que são estrelas que podem ter sido formadas em épocas diferentes e passado por processos diferentes. Entretanto, isso não invalida a importância das estrelas do campo, que têm a sua contribuição para estudos de abundância química e cinemática.

Além disso, correlações entre distâncias Galactocêntricas com as abundâncias químicas e o estudo da importância de sistemas binários podem ser feitos com a análise desse tipo de aglomerado ([Sales Silva et al., 2014](#)). Como as distâncias são conhecidas, as luminosidades das estrelas também são, o que reduz incertezas quando em comparação com estrelas do campo da Galáxia. Dessa forma, qualquer peculiaridade química pode ser relacionada com o estágio evolutivo das estrelas ([Katime Santrich et al., 2013](#)). Com as idades das estrelas componentes dos aglomerados abertos sendo conhecida, isso torna possível obter relações entre a idade e abundância química. Por serem aglomerados jovens e não possuírem objetos em estágios mais evoluídos, seus membros mais brilhantes são gigantes vermelhas com linhas espectrais intensas e que são bem adequadas para medidas de velocidade radial e composição química.

O estudo individual de aglomerados abertos também pode ajudar a entender a evolução das estrelas de maneira geral, incluindo influências de outros objetos na sua composição química, parâmetros atmosféricos e sobre a sua dinâmica ([Katime Santrich et al., 2013](#)). Do ponto de vista global, aglomerados abertos têm sido reconhecidos por muito tempo como ferramentas importantes no estudo do disco galáctico, e os mais jovens, juntamente com outras associações estelares, têm sido utilizados para vários propósitos, dentre eles

determinar a estrutura dos braços espirais da Galáxia, mapear sua curva de rotação, determinar gradientes de abundância do disco, investigar os mecanismos de formação estelar, restringir a luminosidade inicial e massa em aglomerados de estrelas, determinar a estrutura e características dos discos finos e espessos, entre muitos outros.

A seguir, apresentamos algumas questões astrofísicas relevantes, dentre as acima citadas, que estão relacionadas aos estudos dos aglomerados abertos, onde a espectroscopia em alta resolução fornece a base para essa discussão.

### 1.2.1 Relação idade-metalicidade

Se considerarmos que no começo de sua vida, a Via Láctea tinha uma população estelar que ainda não tinha produzido elementos químicos e enriquecido o meio interestelar, essa composição química era composta de poucos metais, ou seja, a metalicidade deveria estar relacionada com a idade da população estelar. A cada geração de estrelas, mais metais são produzidos e lançados para o meio interestelar, parcialmente por ventos estelares, mas especialmente por supernovas. As estrelas formadas mais tardiamente vão ter um conteúdo mais enriquecido em metais do que as formadas nas fases mais iniciais da Galáxia. Dessa forma, podemos esperar que haja uma relação com a idade das estrelas e seu conteúdo em metais e considerando essa relação em uma população estelar, sendo o ferro produzido predominantemente em supernovas tipo Ia, podemos afirmar que as estrelas mais recentes têm maior abundância de ferro e, por conseguinte, maior metalicidade.

Entretanto, a relação idade-metalicidade apresenta incertezas, pois, apesar de o tempo de formação de um sistema que pode vir a se tornar uma supernova tipo Ia ser conhecido, não se sabe bem as características da acreção de material pela anã branca, como por exemplo, o tempo que ele ocorre (Schneider, 2006). Da mesma forma, a mistura do material ejetado pelas supernovas tem efeito apenas local, o que gera heterogeneidades na metalicidade para estrelas de mesma idade (Schneider, 2006).

Entretanto, em diversas análises na literatura, os aglomerados abertos têm apontado para um mesmo cenário, onde não há evidências para uma variação da abundância com a idade no disco galáctico (Rebassa-Mansergas et al., 2016). Para ilustrar isso, Rebassa-Mansergas et al. (2016) utilizaram 23 binárias WDMS do campo, ou seja, um sistema composto de uma estrela anã branca (WD) e outra da sequência principal (MS). A análise dos autores resultou na Figura 1.3, aqui adaptada, que mostra a ausência de correlação en-

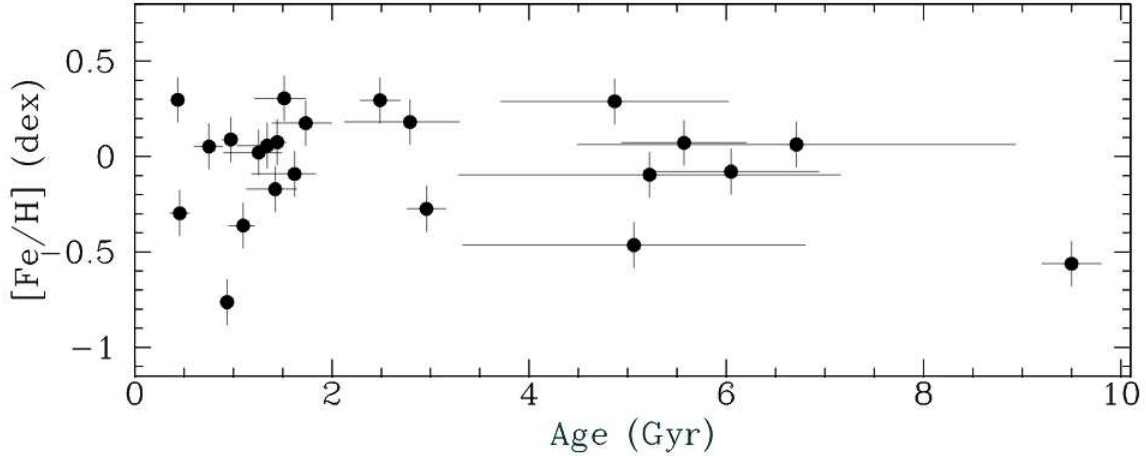


Figura 1.3: Relação idade-metalicidade para 23 estrelas binárias WDMS do campo da vizinhança solar. Adaptado de [Rebassa-Mansergas et al. \(2016\)](#).

tre as idades desses objetos, que são da vizinhança solar, com as respectivas metalicidades. Embora esse estudo seja composto de poucos objetos, esse resultado é corroborado com outros que utilizam estrelas sub-gigantes e no *turn-off* ([Haywood et al., 2013](#); [Bergemann et al., 2014](#)).

A falta de correlação entre idade e metalicidade também foi observada no trabalho de [Yong et al. \(2012\)](#), que obteve o ajuste linear do gráfico da idade versus metalicidade para uma amostra de 49 aglomerados abertos elaborado a partir de seus estudos e da literatura. O ajuste, que pode ser visto na Figura 1.4 não mostrou tendência ( $-0.01 \pm 0.01$  dex/Gyr) entre a metalicidade e a idade dos aglomerados abertos. O estudo em conjunto do gradiente de metalicidade e da relação idade-metalicidade indica que a metalicidade dos aglomerados é primeiramente controlada pela localização dos aglomerados e não por sua idade.

### 1.2.2 Relação dos elementos pesados com a idade

Todos os elementos mais pesados que o zinco têm a sua produção ocorrendo de maneira dependente da densidade de nêutrons, que pode ser considerada baixa ( $n_N \lesssim 10^8 \text{ cm}^{-3}$ , [Busso et al., 1999](#)), dando origem aos elementos do processo-s ou podem ser sintetizados em ambientes com alta densidade de nêutrons ( $n_N \sim 10^{24-28} \text{ cm}^{-3}$ , [Kratz et al., 2007](#)), os chamados elementos do processo-r. Os elementos do processo-s são gerados nos interiores de estrelas de massas 1-8  $M_\odot$  quando estão no ramo assintótico das gigantes, ou simplesmente, na fase AGB (*Asymptotic Giant Branch*); os elementos do processo-r são, provavelmente, gerados durante explosões de supernova ([Karakas e Lattanzio, 2014](#)). Dev-

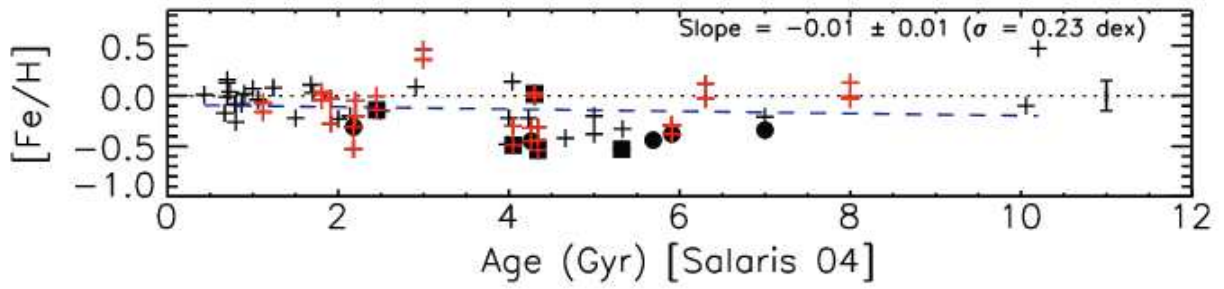


Figura 1.4: Relação idade-metalicidade no disco para os aglomerados abertos de Yong et al. (2012). As idades dos aglomerados abertos foram obtidas de Salaris et al. (2004). Quadrados cheios representam aglomerados abertos de Yong et al. (2005) e os círculos cheios representam aglomerados abertos de Yong et al. (2012). As cruzeiros representam outros aglomerados da literatura analisados com espectroscopia em alta resolução. A linha tracejada azul mostra o ajuste linear para os dados. Figura adaptada de Yong et al. (2012).

ido a essa variedade de formação, as abundâncias de dois elementos com origens diferentes têm, também, tempos de formação diferentes, o que pode ser utilizado como um relógio cósmico no qual a idade de estrelas ou populações podem ser obtidos utilizando esse tipo de determinação.

Por essa razão, as abundâncias dos elementos do processo-s em gigantes de aglomerados abertos estão sendo cada vez mais estudadas. Um trabalho destacado neste sentido é o artigo de Maiorca et al. (2011), onde os autores determinaram abundâncias dos elementos do processo-s em aglomerados abertos de diferentes idades observados em alta resolução. Esses resultados mostram sobreabundâncias dos elementos do processo-s nos aglomerados abertos jovens relativos aos aglomerados abertos velhos. Estes autores apresentaram os resultados da sua investigação sobre o padrão de abundâncias do processo-s baseados em uma amostra de 19 aglomerados abertos. Esse trabalho será utilizado como comparação e discussão com os resultados obtidos nessa tese.

O trabalho de Spina et al. (2016) mais recentemente, fez uma correlação entre as abundâncias dos elementos pesados com a idade estelar utilizando 9 estrelas semelhantes ao Sol e outros estudos. Essa correlação é mostrada na Figura 1.5, onde podemos notar que os elementos com maior contribuição do processo-s são os que possuem inclinação mais íngreme, e o európio, único elemento do processo-r na figura, possui uma inclinação menor. Os autores esperavam encontrar uma correlação não-linear entre  $[X/Fe]$  vs. idade para os elementos do processo-s, devido a diferenças no tempo de vida entre estrelas de massas

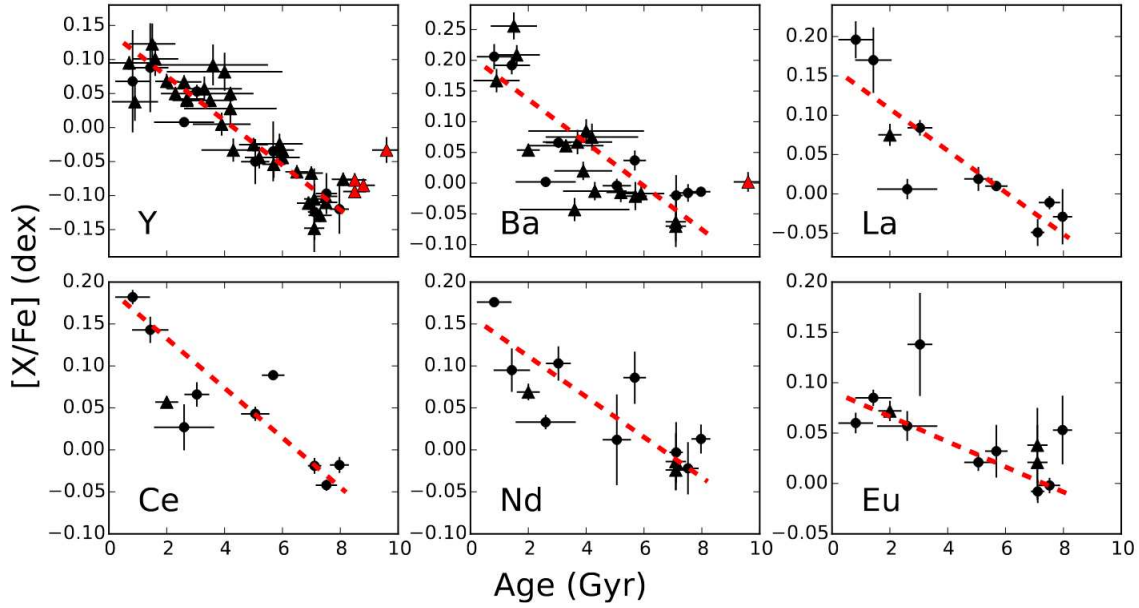


Figura 1.5: Razões  $[X/Fe]$  como função da idade de 9 estrelas similares ao Sol analisadas por Spina et al. (2016) (círculos). As medidas de Ramírez et al. (2011); Nissen (2015); Spina et al. (2016); Yana Galarza et al. (2016) são mostradas como triângulos. Os triângulos vermelhos representam as estrelas do disco espesso. As linhas tracejadas vermelhas representam os ajustes lineares realizados pelos autores. Figura retirada do trabalho de Spina et al. (2016).

baixa e intermediária e suas metalicidades, mas devido ao baixo número de abundâncias determinadas isso não foi possível. Isso ressalta a importância desse tipo de determinação para a literatura.

### 1.2.3 Gradiente de metalicidade da Galáxia

O gradiente de metalicidade da Via Láctea tem sido investigado por vários autores, pois são importantes vínculos para os modelos de formação e evolução da Galáxia. Esses modelos são dependentes do nosso entendimento do processo de enriquecimento em metais, que são obtidos em diversos tipos de locais, entre eles, aglomerados abertos (Yong et al., 2012; Frinchaboy et al., 2013; Cunha et al., 2016). Dessa forma, pode ser feita uma hipótese sobre o comportamento das abundâncias na Galáxia e elas podem ser comparadas com os dados observacionais.

O trabalho de Frinchaboy et al. (2013) apresentou uma análise espectroscópica de alta-resolução com uma amostra de 28 aglomerados abertos do *Open Cluster Chemical Analysis and Mapping survey* (OCCAM) e encontrou o melhor ajuste de  $[M/H]$  vs.  $R_{GC}$ , ou seja, da

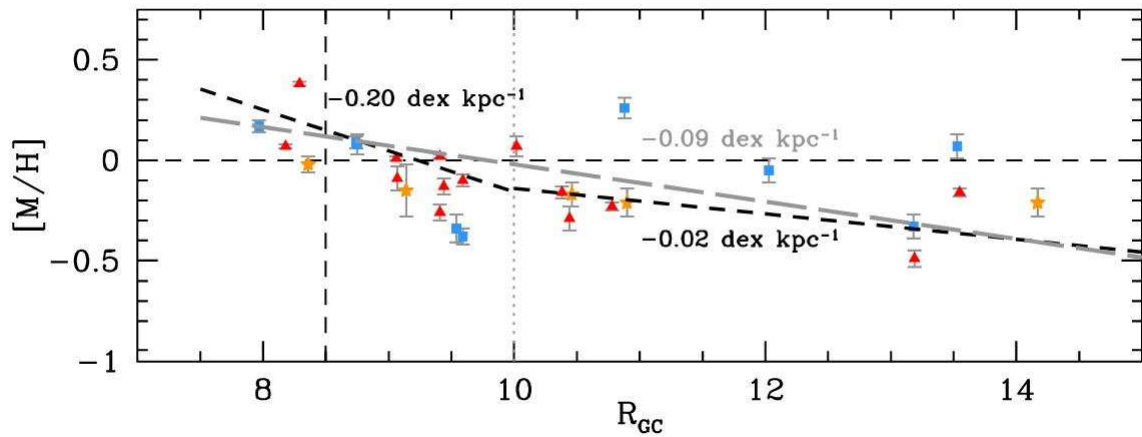


Figura 1.6: Gradiente da metalicidade global  $[M/H]$  no disco para os aglomerados abertos de Frinchaboy et al. (2013). A linha cinza tracejada mostra o ajuste linear em toda a amostra, com gradiente de  $-0.09 \pm 0.03$  dex/kpc. A linha tracejada preta mostra um ajuste até  $R_{GC} = 10$  kpc ( $-0.20 \pm 0.08$  dex/kpc) e outro para  $R_{GC} > 10$  kpc ( $-0.02 \pm 0.09$  dex/kpc). Os aglomerados são divididos em cores pela idade: quadrados azuis para  $\log(\text{idade}) < 8.5$ , estrelas laranjas para  $8.5 < \log(\text{idade}) < 9.0$ , e os triângulos vermelhos para  $\log(\text{idade}) > 9.0$ . Figura retirada do trabalho de Frinchaboy et al. (2013).

metalidade em função do raio galactocêntrico. Ajustando uma tendência única para toda sua amostra, os autores encontraram um gradiente de  $-0.09 \pm 0.03$  dex/kpc. Entretanto, os autores notaram que um melhor ajuste seria possível se a amostra fosse dividida em duas partes, com uma região mais interna, de  $R_{GC} < 10$  kpc, e uma região mais externa, de  $R_{GC} > 10$  kpc. A região mais interna apresenta um gradiente de  $-0.20 \pm 0.08$  dex/kpc, e a parte mais externa,  $-0.02 \pm 0.09$  dex/kpc. Ou seja, o gradiente da Galáxia é mais íngreme na parte interna e na parte externa ele fica mais plano. Os ajustes realizados pelos autores podem ser vistos na Figura 1.6.

O trabalho de Mollá et al. (2017) faz uma discussão sobre as divergências na comunidade científica sobre o comportamento ao longo do tempo desse gradiente. Em alguns modelos, o gradiente da Galáxia jovem era plano e ficaria mais íngreme com o tempo (Tosi e Diaz, 1985; Chiappini et al., 1997). Ao contrário disso, outros autores defendem que o gradiente era íngreme e ficou plano com o tempo (Portinari e Chiosi, 2000; Hou et al., 2000). As diferenças estão na formação do disco prevista pelos modelos dos autores, que, de uma forma ou de outra, estão diretamente relacionadas com o gradiente de metalicidade. Yong et al. (2012) e Frinchaboy et al. (2013) concordam que para haver conclusões definitivas



sobre a evolução do disco será necessária a análise de amostras maiores de estrelas e em diferentes aglomerados abertos.

#### 1.2.4 Velocidade rotacional em gigantes vermelhas

A rotação estelar é uma importante propriedade que pode estar relacionada a misturas químicas que ocorrem no interior estelar, o que torna importante o seu conhecimento quando estamos lidando com estudos de abundâncias. A produção de elementos do processo-s, por exemplo, pode ser fortemente modificada na fase AGB por causa de uma mistura induzida pela rotação (Piersanti et al., 2013). A velocidade de rotação também é, muitas vezes, associada ao elemento lítio, que tem a sua abundância alterada depois da primeira dragagem, porém, em alguns casos, os modelos existentes não são capazes de prever corretamente essa depleção, sendo necessário utilizar mecanismos diferentes, entre eles uma rotação diferenciada (Carlberg et al., 2013; Strassmeier et al., 2015).

A publicação de Carlberg (2014) sobre a velocidade de rotação de gigantes vermelhas em 11 aglomerados abertos mostrou que a maioria das estrelas possuem velocidades de rotação dentro do esperado. Em se tratando de gigantes vermelhas, uma velocidade de rotação de 4 ou 5 km/s pode ser considerada um alto valor, pois a perda de momento angular ao longo de sua vida faz com que as gigantes tenham velocidade projetada de rotação em torno de 2 km/s quando ascendem ao RGB (de Medeiros et al., 1996).

A Figura 1.7 mostra a distribuição de  $v \sin i$  para gigantes vermelhas de aglomerados abertos com massas superiores e inferiores a  $1.6 M_{\odot}$ . Esses dois intervalos de massas mostram um diferente comportamento, onde as mais massivas apresentam uma distribuição mais alargada em comparação às menos massivas, consistente com a ideia de que as estrelas massivas evoluíram de populações com alta e variada distribuição de momento angular inicial (Carlberg, 2014).

A determinação da velocidade rotacional nas estrelas dos aglomerados estudados nessa tese é importante, não só por essa análise não ter sido realizada antes na literatura, mas também devido a escassez de publicações com esses dados juntamente com o estudo da sua possível influência na abundância dos objetos.

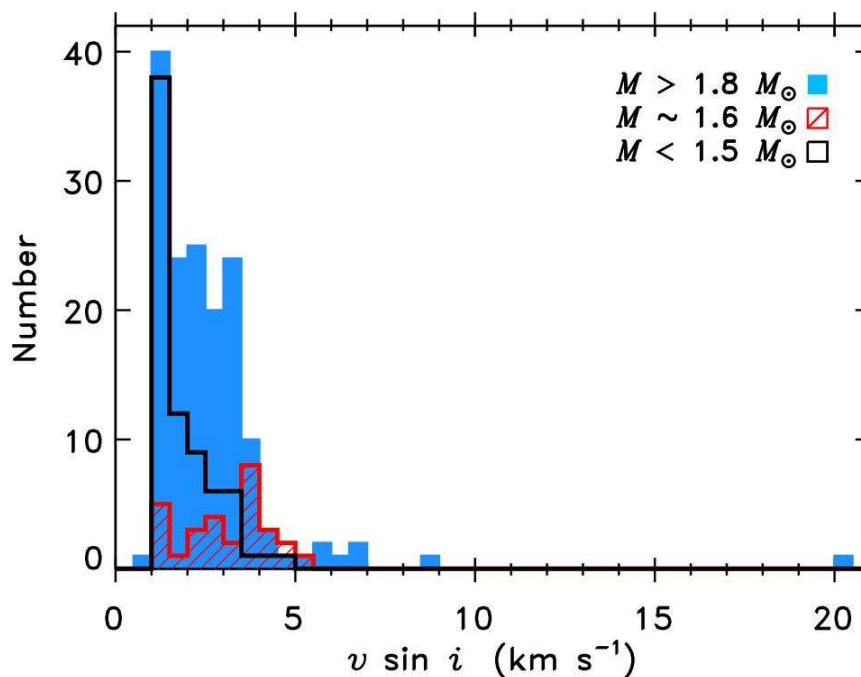


Figura 1.7: Distribuição de  $v \sin i$  para gigantes vermelhas de aglomerados abertos com massas maiores que  $1.6 M_{\odot}$  (histograma sólido) e menores que  $1.6 M_{\odot}$  (histograma aberto). As estrelas com massas próximas a  $1.6 M_{\odot}$  foram representadas separadamente (histograma hachurado). Figura adaptada de [Carlberg \(2014\)](#).

### 1.2.5 Estrelas binárias em aglomerados abertos

As estrelas binárias possuem importância astrofísica por várias razões. Nesse tipo de sistema é possível determinar a massa dos componentes de maneira confiável, baseado nos seus movimentos ao redor do centro de massa. Outra característica importante de sistemas binários é a possibilidade de estudarmos fenômenos que apenas são possíveis quando ocorre interação entre as estrelas. Essas interações podem ser *mergers*, colisões ou troca de material entre os objetos em algum estágio evolutivo.

Dentre as interações intra-sistema podemos destacar as *blue stragglers* ([Chen, 2014](#); [Xin, 2015](#)), as estrelas de bário ([Katime Santrich et al., 2013](#); [de Castro et al., 2016](#); [Mahanta et al., 2016](#)) e o fenômeno das *yellow stragglers*, já estudado por [Sales Silva et al. \(2014\)](#) e que também foi identificado em NGC 2447. As *blue stragglers* são estrelas onde acredita-se que houve transferência de massa ou mesmo um *merger* entre as estrelas do sistema, onde isso faz com que elas fiquem mais tempo na sequência principal e se destaquem no diagrama cor-magnitude. Elas são observadas em aglomerados abertos e globulares, ou mesmo no campo. As estrelas de bário não são suficientemente luminosas como as AGBs

para sintetizar elementos mais pesados do que o pico do ferro, como bário e estrôncio. Nestas estrelas as sobreabundâncias nos elementos do processo-s também seriam explicadas pela transferência de massa em um sistema binário de uma estrela AGB, que agora estaria no seu processo final de evolução, ou seja, uma anã branca. As *yellow stragglers* apresentam um velamento, que ocorre quando o espectro da estrela é contaminado pelo da companheira.

Portanto, a análise da abundância de estrelas binárias é importante não apenas para descobrir esses tipos de estrelas, mas também para proporcionar uma restrição à natureza da estrela secundária, no caso das estrelas de bário, uma estrela anã branca. Assim as estrelas de bário em aglomerados abertos também são úteis para restringir a taxa de formação teórica para as anãs brancas em aglomerados abertos e, em seguida, comparar com as estrelas de campo. Além disso, a (não-)detecção de anãs brancas em aglomerados abertos é outro vínculo importante para as idades dos aglomerados abertos e pode ser comparado com as idades do *turn-off* dos aglomerados (von Hippel et al., 1995).

Sistemas binários também possuem relevância no estudo do disco proto-planetário, pois acredita-se que esse tipo de sistema cause uma influência na presença do disco e no seu momento angular (Bouwman et al., 2006). Em sistemas binários próximos, o tempo para a formação planetária seria muito menor do que em estrelas simples, pois parte do material que poderia ser utilizado para a formação planetária acaba sendo usado para a formação do sistema binário, ou é destruído pela proto-estrela, e isso inibiria a formação planetária, sendo corroborado com a pouca observação de planetas em sistemas binários (Bouwman et al., 2006).

### 1.3 Motivação e Objetivos dessa tese

Antes do desenvolvimento da espectroscopia da forma como a conhecemos atualmente, a fotometria era a única maneira de analisar as estrelas dentro de um aglomerado. A partir da fotometria é possível, por exemplo, calcular importantes variáveis como a idade, distância e avermelhamento, inclusive os parâmetros estelares e boas aproximações para o valor da metalicidade. Mesmo a fotometria tendo aberto o caminho para análises mais detalhadas, ela apresentava limitações para examinar as abundâncias químicas dos objetos astronômicos. Graças ao grande desenvolvimento da instrumentação astronômica, principalmente telescópios e espectrógrafos de alta resolução, foi possível obter os primeiros

resultados de abundâncias químicas em estrelas de aglomerados e do campo.

As gigantes de baixa massa ( $M < 3 M_{\odot}$ ) são ótimos traçadores da Galáxia em termos cinemáticos, espaciais, químicos e etc. devido ao alto número de objetos desse tipo e seu brilho intrínseco elevado, o que facilita sua observação e obtenção de espectros. Dessa forma, esses objetos podem ser analisados com uma qualidade espectral muito alta. Somase a isso o fato dessas gigantes fazerem parte de um aglomerado aberto, cuja importância e características já foram descritas, e temos um conjunto de informações valioso para investigar parâmetros astrofísicos. Além disso, em poucos aglomerados há uma determinação de abundâncias químicas, existindo ainda o problema do pequeno número de estrelas observadas em cada um deles e, aqueles com maior número de estrelas apresentam, de maneira geral, observações que não foram feitas em alta resolução espectroscópica. Porém, graças ao trabalho de [Mermilliod et al. \(2008\)](#) que identificou várias estrelas gigantes vermelhas de vários aglomerados, outros estudos puderam ser realizados desde então. O nosso trabalho visa contribuir para a literatura de maneira diferenciada devido ao tipo de análise aqui realizada. As motivações para a análise realizada nos dois aglomerados trabalhados serão brevemente descritas a seguir.

### 1.3.1 NGC 2447

O aglomerado aberto NGC 2447, que também é conhecido como M 93 está localizado na constelação Puppis e é considerado de tamanho médio. Possui grande concentração central, tanto de estrelas brilhantes, como de pouco brilho. Esse aglomerado foi um dos últimos objetos do céu profundo descobertos pelo astrônomo francês Charles Messier, que o catalogou em 20 de março de 1781 ([Messier, 1781](#)). Suas estrelas se espalham em uma área da esfera celeste de 22 minutos de arco, o que corresponde a um diâmetro de 20-25 anos-luz. A Figura 1.8 mostra uma região do aglomerado NGC 2447. Sua primeira observação foi publicada no trabalho de [Becker \(1959\)](#) que combinou dados fotoelétricos e fotográficos no diagrama cor-magnitude desse aglomerado. Dados utilizando fotometria UBV das 104 estrelas foram mais tarde liberados para acesso público no artigo de [Becker et al. \(1976\)](#). Desde então, NGC 2447 tem sido estudado em várias publicações, com diferentes tipos de estudos, como fotométricos ([Kharchenko et al., 2016](#); [Netopil e Paunzen, 2013](#)), dinâmicos ([Dias et al., 2014](#); [Frinchaboy e Majewski, 2008](#)) ou com determinações de abundâncias ([Tautvaišienė et al., 2016](#); [Reddy et al., 2015](#); [Hamdani et al., 2000](#)).



Figura 1.8: Região celeste do aglomerado NGC 2447. Fonte: SIMBAD

O objetivo desta tese consiste em determinar a temperatura efetiva, a gravidade superficial, a metalicidade, as velocidades radiais e rotacionais e as abundâncias químicas para as 16 gigantes vermelhas conhecidas do aglomerado aberto jovem NGC 2447. Também determinamos sua idade e sua massa do *turn-off*. Os elementos a serem analisados são: Lítio, Carbono, Nitrogênio, Oxigênio, Sódio, Magnésio, Cálcio, Silício, Titânio, Alumínio, Cromo, Níquel, Ítrio, Zircônio, Lantânio, Cério, Neodímio, Bário, Európio e também a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Dessas 16 estrelas, doze são simples, três são *yellow stragglers* e uma é binária espectroscópica. Essa tese segue a mesma estratégia dos trabalhos de [Katime Santrich et al. \(2013\)](#), [Santrich et al. \(2013\)](#) e [Sales Silva et al. \(2014\)](#) e visa continuar a análise espectroscópica de alta resolução de gigantes vermelhas de aglomerados abertos do hemisfério sul que fazem parte de um trabalho mais amplo que vem sendo feito com outros aglomerados e que podem vir a ser utilizados para melhor compreender o gradiente de abundâncias químicas da Galáxia e/ou também investigar se há diferenças notáveis na abundância de alguns elementos entre aglomerados jovens e velhos.

A observação de todas as estrelas gigantes vermelhas conhecidas de um mesmo aglomerado aumenta a possibilidade de novas descobertas, como o das estrelas *yellow stragglers* ([Sales Silva et al., 2014](#)) e estrelas de bário ([Katime Santrich et al., 2013](#)). Essa observação é importante, especialmente para as gigantes vermelhas em sistemas binários de aglomerados abertos porque há poucos estudos espectroscópicos desse tipo de objetos.

As gigantes de NGC 2447 com estudos espectroscópicos de alta resolução previamente publicados são: NGC 2447-28, NGC 2447-34 e NGC 2447-41 ([Reddy et al. \(2015\)](#); [Smiljanic et al. \(2009\)](#); [Santos et al. \(2009; 2012\)](#) e [Hamdani et al. \(2000\)](#) para nomear alguns). Esses estudos são importantes para comparar aos nossos resultados obtidos, assim como



Figura 1.9: Região celeste do aglomerado NGC 6664. Fonte: SIMBAD

para a discussão dos parâmetros do aglomerado, considerando a contribuição inédita do nosso trabalho ao ter analisado vários objetos e encontrado resultados que não existiam na literatura.

Graças à observação dessas estrelas utilizando alta resolução, a análise de abundâncias abrangente pôde ser realizada. Além disso, para as espécies químicas lítio, carbono, nitrogênio, oxigênio e európio utilizamos o método de síntese espectral. Para os elementos  $\alpha$ , sódio, alumínio, etc, os do pico do ferro e do processo-s, a abundância pôde ser obtida utilizando o método da medida das larguras equivalentes.

### 1.3.2 NGC 6664

O primeiro estudo com fotometria UBV realizado em NGC 6664 foi publicado no trabalho de [Arp \(1958\)](#), que foi sucedido por [Kraft \(1958\)](#), que fez a classificação espectral e medições de velocidades radiais em 13 estrelas do aglomerado. O primeiro estudo dedicado ao aglomerado foi realizado por [Schmidt \(1982\)](#), que estudou, utilizando fotometria, uma amostra composta de 15 estrelas e determinou alguns parâmetros como excesso de cor e módulo da distância, por exemplo. A Figura 1.9 mostra uma região do aglomerado NGC 6664.

Esse aglomerado não dispõe de muitos estudos na literatura, sendo difícil encontrar artigos para compararmos e discutirmos os resultados obtidos. Os estudos existentes visam a fotometria e, algumas vezes, são analisados outros aglomerados nesses estudos, de tal

forma que não há um foco em características dos seus objetos, o que explica a ausência de estudos espectroscópicos e qualquer tipo de determinação de parâmetros atmosféricos ou abundâncias. Dessa forma, o resultado aqui obtido é inédito na literatura e pode ser utilizado para caracterização da afiliação das estrelas ao aglomerado.

O objetivo do estudo de NGC 6664 nessa tese é a investigação de sobreabundâncias do processo-s das gigantes desse aglomerado. Essa peculiaridade é importante para a caracterização de estrelas de bário. Esse tipo de estudo é relevante nesse aglomerado, pois três das quatro estrelas são binárias, sendo esse outro fator na caracterização de estrelas de bário. Para isso foi necessária a obtenção dos parâmetros atmosféricos e determinação das abundâncias dos elementos do processo-s. A velocidade radial também foi determinada a fim de verificarmos as suas respectivas afiliações ao aglomerado, assim como compararmos com os valores da literatura. A abundância do bário não foi possível de ser obtida devido ao valor das larguras equivalentes estarem fora do intervalo linear da curva de crescimento, onde a abundância do elemento não está relacionada de maneira linear com a largura equivalente.

#### 1.4 Organização da tese

A tese foi dividida da seguinte forma:

O capítulo 2 contém os dados observacionais das estrelas dos dois aglomerados, juntamente com a determinação da idade e massa do *turn-off* para o aglomerado NGC 2447 e uma discussão desses parâmetros em NGC 6664.

O capítulo 3 contém a metodologia utilizada para a determinação dos parâmetros atmosféricos, obtenção das abundâncias e erros.

No capítulo 4 fazemos a discussão dos resultados obtidos para NGC 2447 e NGC 6664 no que diz respeito às abundâncias, às estrelas binárias e às *yellow stragglers* encontradas. Também discutimos as velocidades de rotação e radial.

No capítulo 5 apresentamos as conclusões obtidas no nosso estudo.

## Capítulo 2

### Dados Observacionais

Os espectros em alta resolução das estrelas dos aglomerados NGC 2447 e NGC 6664 foram obtidos com o espectrógrafo FEROS (*Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*, [Kaufer et al. ?](#)) no telescópio de 2.2 m do ESO em La Silla, no Chile. O poder de resolução do FEROS é  $R = 48000$ , com cobertura de comprimento de onda de 3800 Å a 9200 Å. O valor do S/N foi medido numa janela em torno de 6000 Å e tem valor entre 100-150.

#### 2.1 NGC 2447

As características observacionais e algumas informações relevantes sobre as observações das estrelas de NGC 2447 estão na Tabela [2.1](#).

As estrelas da nossa amostra foram selecionadas de dois trabalhos: (i) o grande *survey* de velocidades radiais em estrelas gigantes de aglomerados abertos feitos por [Mermilliod et al. \(2008\)](#), de onde temos as estrelas catalogadas com o nome do aglomerado seguido de um número, ou seja, NGC 2447-xx; (ii) o trabalho de [Frinchaboy e Majewski \(2008\)](#), que utilizou velocidades radiais e movimentos próprios para fazer a caracterização de estrelas gigantes vermelhas como sendo membros ou não de vários aglomerados abertos, entre eles, NGC 2447.

A Tabela [2.2](#) apresenta os parâmetros observacionais conhecidos do aglomerado retirados da literatura. Os dados são de [Hamdani et al. \(2000\)](#); [Reddy et al. \(2015\)](#) e [Mermilliod et al. \(2008\)](#).

Na Figura [2.1](#) está o diagrama cor-magnitude do aglomerado, onde as correções fotométricas para a magnitude visual foram retiradas de [Hamdani et al. \(2000\)](#), pois esses



Tabela 2.1 - Informações relevantes sobre as estrelas de NGC 2447: número da estrela do aglomerado, nomes nos catálogos CD e CPD (quando existir), magnitude  $V$  e índice de cor ( $B - V$ ). As colunas 5 e 6 contêm as datas das observações com o FEROS e tempo de exposição. A coluna 7 contém a referência das estrelas: (1): [Mermilliod et al. \(2008\)](#) ou (2): [Frinchaboy e Majewski \(2008\)](#). A última coluna tem uma nota sobre o tipo de objetos.

ID	CD/CPD	$V$	$B - V$	Data da observação	Exposição	Referência	Nota
					$s$		
3	CD-23° 6064	8.3	1.43	23/12/2008	300	1	S
4	—	10.2	0.93	23/12/2008	900	1	S
7	CD-23° 6076	8.5	1.44	23/12/2008	300	1	S
25	CD-23° 6108	10.0	0.90	23/12/2008	900	1	SB1O
26	CD-23° 6103	9.8	0.50	23/12/2008	900	1	SB,YS
28	CD-23° 6102	10.0	0.82	23/12/2008	900	1	S
34	CPD-23° 2764	10.2	0.90	06/12/2015	1200	1	S
38	CPD-23° 2747	9.9	0.43	05/12/2015	1200	1	SB?,YS
41	CPD-23° 2745	10.1	0.93	24/12/2008	900	1	S
42	CPD-23° 6074	9.8	0.39	05/12/2015	1200	1	SB1O,YS
71	CPD-23° 2778	10.2	1.08	24/12/2008	900	1	S
85	CD-23° 6099	10.2	1.10	24/12/2008	900	1	S
93	CD-23° 6086	10.5	0.92	23/12/2008	1200	1	S
—	CD-23° 6042	9.9	0.92	04/12/2015	1200	2	S
—	CPD-23° 2813	10.1	1.0	17/03/2016	1200	2	S
—	TYC 6540-4084-1	10.2	0.85	07/12/2015	1500	2	S

S: estrela isolada (*single*); YS : *yellow straggler*;

SB: binária espectroscópica onde não foi possível derivar parâmetros orbitais;

SB?: possível binária espectroscópica

SB1O: binárias espectroscópicas conhecidas com parâmetros orbitais conhecidos.

Tabela 2.2 - Parâmetros gerais do aglomerado aberto NGC 2447 retirados de Hamdani et al. (2000), com exceção da distância Galactocêntrica ( $R_{gc}$ ) que é de Reddy et al. (2015) e da velocidade radial (RV), retirada de Mermilliod et al. (2008).

Parâmetros	Valores
$l(^{\circ})$	240.04
$b(^{\circ})$	+00.13
Idade (Gyr)	0.45
[Fe/H]	0.03
$R_{gc}$ (kpc)	8.6
Distância (pc)	1057
$A_V$ (mag)	0.13
$(m - M)_V$ (mag)	10.25
RV (km/s)	22.08
$M_{turnoff}$	$2.75 M_{\odot}$

valores foram corroborados por outros estudos na literatura. Nele podemos identificar as estrelas do estudo e seu estágio evolutivo. Em verde está destacada a binária espectroscópica, em amarelo estão as *yellow stragglers* e em vermelho, as estrelas isoladas. As estrelas em preto são do trabalho de Becker et al. (1976). Essa figura mostra também as isócronas utilizadas na determinação da idade.

### 2.1.1 Idade e massa do *turn-off* do aglomerado NGC 2447

Utilizando os dados do diagrama cor-magnitude é possível realizar a determinação da idade do aglomerado e de sua massa do *turn-off*, ou seja, o ponto mais “azul” da sequência principal. Para estimar a idade do aglomerado foram utilizadas isócronas de Bertelli et al. (1994).

A idade que obtivemos com esse tratamento foi de  $0.40 \pm 0.03$  Gyr ( $\log t = 8.6 \pm 0.1$ ), que é corroborado com os valores da literatura, como os de Hamdani et al. (2000) ( $\log t = 8.65$ ), Reddy et al. (2015) ( $\log t = 8.59$ ) e Netopil et al. (2016) ( $\log t = 8.61$ ). O erro adotado para o log da idade, de 0.1, se baseou no menor intervalo possível das isócronas dadas por Bertelli et al. (1994), que é de 0.1, como pode ser visto na Figura 2.1.

A massa do *turn-off* foi determinada utilizando as isócronas de Bertelli et al. (1994), encontrando a massa do *turn-off* para a isócrona com a idade encontrada. A massa determinada foi de  $2.76 \pm 0.01 M_{\odot}$ , que também está de acordo com os valores da literatura,

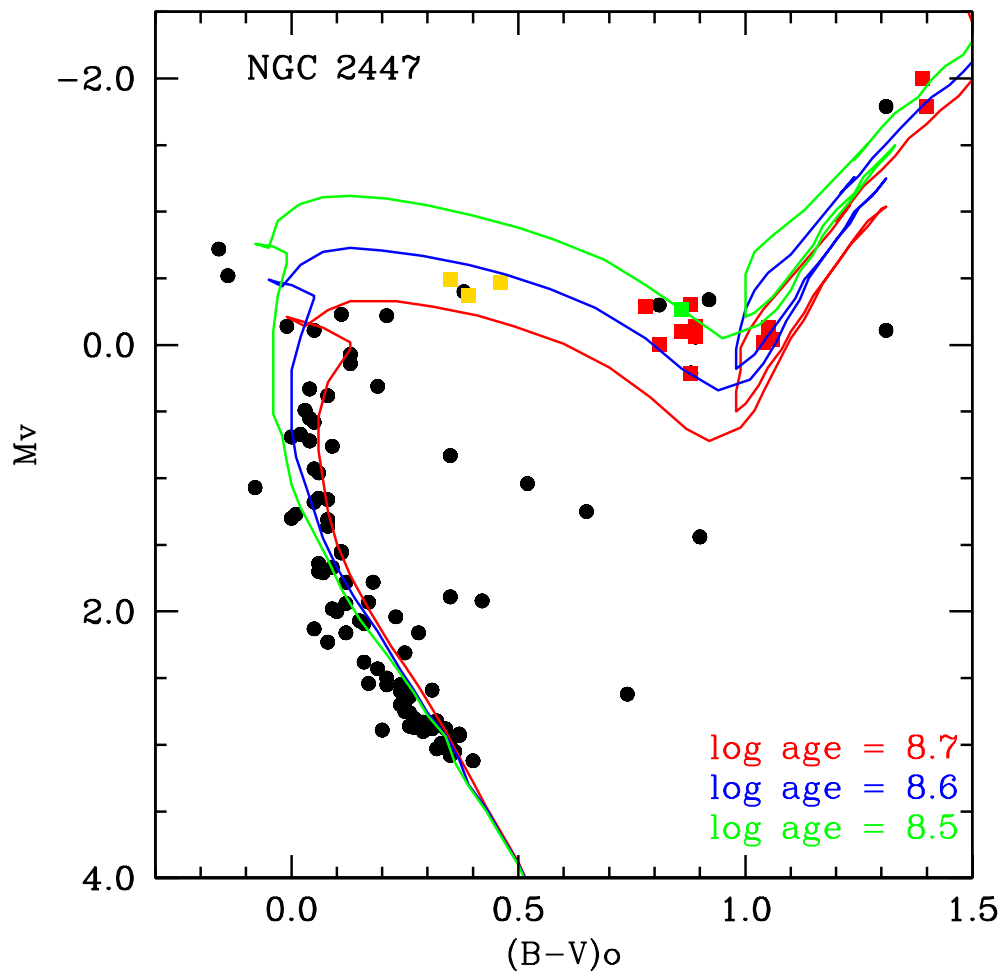


Figura 2.1: Diagrama cor-magnitude corrigido do avermelhamento de NGC 2447 com o ajuste de isócronas. Os círculos sólidos pretos são estrelas de [Becker et al. \(1976\)](#). As estrelas dessa tese são: quadrados sólidos vermelhos (estrelas gigantes isoladas), quadrado sólido verde (binária espectroscópica) e quadrados sólidos amarelos (*yellow stragglers*). Também são mostradas as isócronas de [Bertelli et al. \(1994\)](#), utilizadas na determinação da idade do aglomerado, com  $\log t = 8.5, 8.6$  (adotado) e  $8.7$  (0.32, 0.40 e 0.50 Gyr),  $Z = 0.02$  e  $Y = 0.28$ .

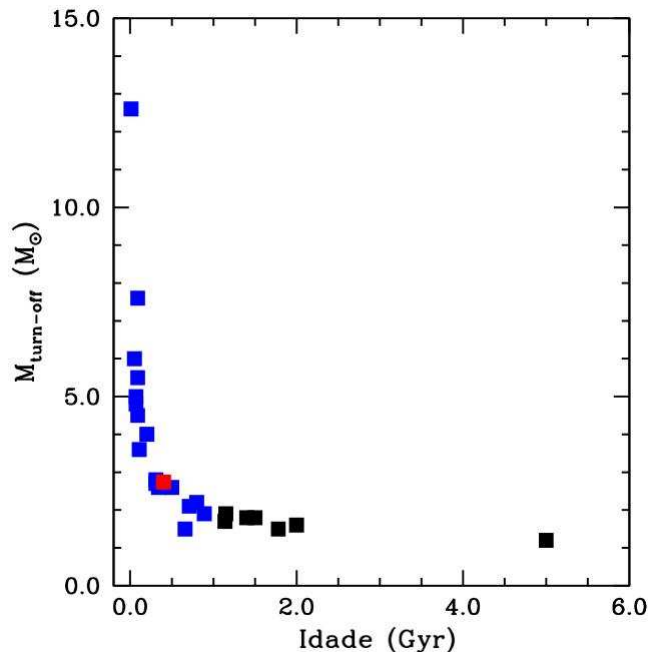


Figura 2.2: Massa do *turn-off* vs. idade para aglomerados abertos e NGC 2447. Aglomerados jovens com idades menores que 1.0 Gyr são representados por quadrados sólidos azuis. Aglomerados velhos com idades maiores que 1.0 Gyr são representados por quadrados sólidos pretos. O quadrado sólido vermelho representa NGC 2447. Os dados dos aglomerados jovens e velhos foram tirados de: [Tautvaišiene et al. \(2005\)](#), [Maiorca et al. \(2011\)](#), [Reddy et al. \(2012; 2013; 2015\)](#), [Mikolaitis et al. \(2010\)](#), [Santrich et al. \(2013\)](#), [Böcek Topcu et al. \(2016\)](#) e [Drazdauskas et al. \(2016\)](#).

por exemplo, o trabalho de [Hamdani et al. \(2000\)](#) encontrou  $2.75 M_{\odot}$ . O erro na massa do *turn-off* é determinado com a discretização dos pontos da isócrona.

A Figura 2.2 mostra a relação da massa no ponto de *turn-off* com a idade para alguns aglomerados, incluindo NGC 2447. Nessa figura foram considerados como aglomerados jovens os que possuem idades menores que 1.0 Gyr (quadrados sólidos azuis) e como aglomerados velhos os com idades maiores que 1 Gyr (quadrados sólidos pretos). O quadrado sólido vermelho representa NGC 2447 e sua posição nesse diagrama segue a tendência da curva dos outros aglomerados jovens.

## 2.2 NGC 6664

As estrelas da amostra foram selecionadas do mesmo *survey* de velocidades radiais de [Mermilliod et al. \(2008\)](#) e observadas com o mesmo instrumental utilizado para a observação das estrelas gigantes vermelhas do aglomerado NGC 2447. Os dados obser-

Tabela 2.3 - Parâmetros gerais do aglomerado aberto NGC 6664 retirados de (1) [Malysheva \(1997\)](#), (2) [Alonso-Santiago et al. \(2017\)](#), (3) [Schmidt \(1982\)](#) e (4) [Mermilliod et al. \(2008\)](#).

Parâmetros	Valores	Referência
$l(^{\circ})$	24	1
$b(^{\circ})$	-0.5	1
Idade (Myr)	69	1
$R_{gc}$ (kpc)	5.2	2
Distância (pc)	1335	1
E(B-V) (mag)	0.75	3
$(m - M)_V$ (mag)	10.7	3
RV (km/s)	$18.58 \pm 0.40$	4

Tabela 2.4 - Informações relevantes sobre as estrelas de NGC 6664. São elas: número da estrela do aglomerado, nomes no catálogo BD,  $V$  e  $(B - V)$  de [Mermilliod et al. \(2008\)](#). As colunas 5 e 6 contém as datas das observações com o FEROS e tempo de exposição. A última coluna tem uma nota sobre o tipo de objetos. Os valores de referência das estrelas são do trabalho de [Mermilliod et al. \(2008\)](#).

ID	BD	$V$	$B - V$	Data da observação	Exposição (s)	Nota
51	BD-08 4649	10.93	1.98	04/08/2009	1800	S
52	BD-08 4647	10.33	1.96	04/08/2009	1200	SB
53	BD-08 4653	10.75	2.13	04/08/2009	1800	SB
54	BD-08 4650	10.81	2.10	05/08/2009	1800	SB1O

S: estrela isolada (*single*);

SB: binárias espectroscópicas onde não foi possível derivar os parâmetros orbitais;

SB1O: binária espectroscópica conhecida com parâmetros orbitais conhecidos.

vacionais do aglomerado NGC 6664 estão na Tabela 2.3. As informações individuais dos objetos estudados desse aglomerado estão na Tabela 2.4.

A idade desse aglomerado é uma informação sobre a qual há muita incerteza na literatura. O valor obtido por [Harris \(1976\)](#) foi de 30 Myr e o trabalho de [Schmidt \(1982\)](#) obteve 46 Myr. [Malysheva \(1997\)](#) encontrou  $\log t = 7.84$ , ou seja, uma idade em torno de 69 Myr. Deve ser ressaltado que dois desses estudos são de quase 40 anos atrás e o estudo mais recente não possui uma confirmação independente.

Três das quatro estrelas possuem comportamento binário já confirmado na literatura, como podemos ver nas curvas de velocidades radiais, na Figura 2.3, feitas utilizando os dados do trabalho de [Mermilliod et al. \(2008\)](#).

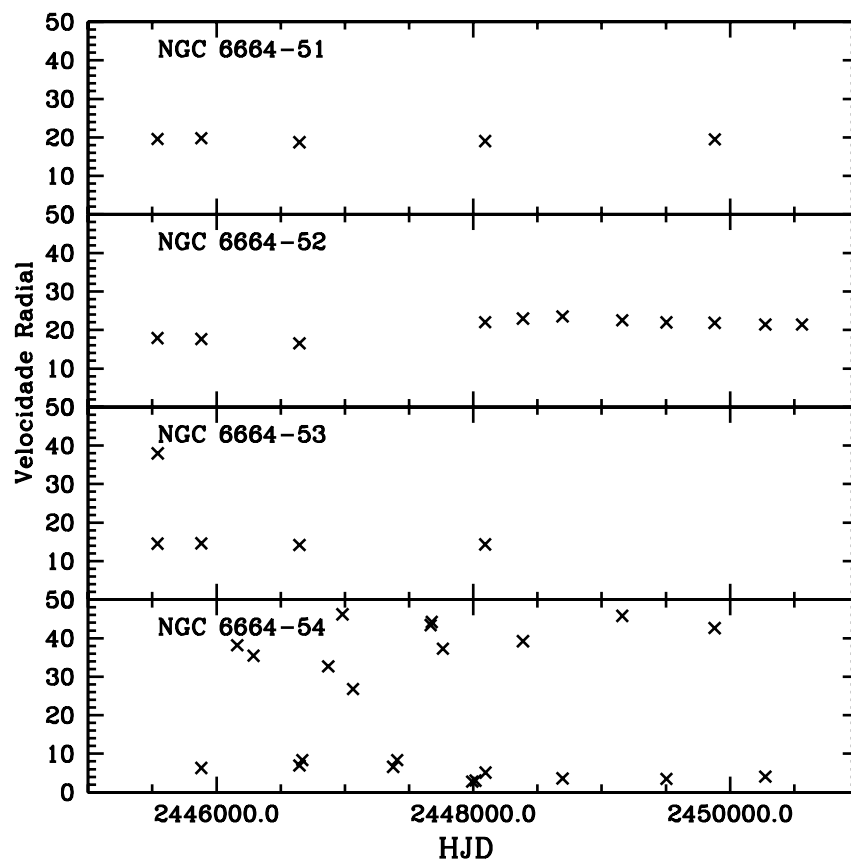


Figura 2.3: Curvas de velocidades radiais das 4 estrelas de NGC 6664, de cima para baixo, NGC 6664-51, 52, 53 e 54. As observações foram realizadas e publicadas em [Mermilliod et al. \(2008\)](#).

Dentre os objetos da amostra, cabe ressaltar que a estrela NGC 6664-54 aparenta ter uma companheira secundária, apesar das cores UBV do sistema serem o esperado para uma gigante vermelha luminosa. Dessa forma, é possível que esse objeto faça parte de um sistema triplo, onde a secundária é uma binária de curto período (Mermilliod et al., 1997).

### 2.2.1 Idade e massa do *turn-off* do aglomerado NGC 6664

A determinação da idade e da massa do *turn-off* de NGC 6664 não foi possível de ser realizada. A razão para isso está na incerteza que se tem na literatura com relação a distância heliocêntrica desse aglomerado. Vários trabalhos reportam valores diferentes, como por exemplo, Schmidt (1982) obteve para distância do aglomerado o valor de 1500 pc. O trabalho de Dias et al. (2002) considera a distância em 1164 pc. Recentemente, com os dados do Gaia (Gaia Collaboration et al., 2016) foi possível obter dados de paralaxe da cefeida do aglomerado (NGC 6664-80, também conhecida por EV Sct) e da estrela NGC 6664-51, uma das gigantes analisadas nessa tese. Utilizando a paralaxe da cefeida a distância obtida é de 2127 pc, e utilizando a paralaxe da gigante NGC 6664-51, a distância é de 1694 pc. Dessa forma temos quatro distâncias, entre 1164 pc e 2127 pc, para o aglomerado, o que torna inviável a determinação com segurança da idade e da massa do *turn-off* para NGC 6664, pois não temos como determinar os parâmetros que são baseados no conhecimento da distância.

Para ilustrar essas diferenças devido a distância fizemos as Figuras 2.4 e 2.5, onde mostramos as estrelas com valores de  $(m-M)_V$  e  $E(B-V)$  diferentes, uma considerando a distância dada por Schmidt (1982) e outra considerando a distância dada por Dias et al. (2002), respectivamente. Para as estrelas gigantes vermelhas e para a cefeida, as correções também incluíam os valores de distâncias de 1694 pc e 2127 pc. Nessas figuras podemos ver como o ajuste de isócronas se torna incerto e como as estrelas têm suas posições modificadas.

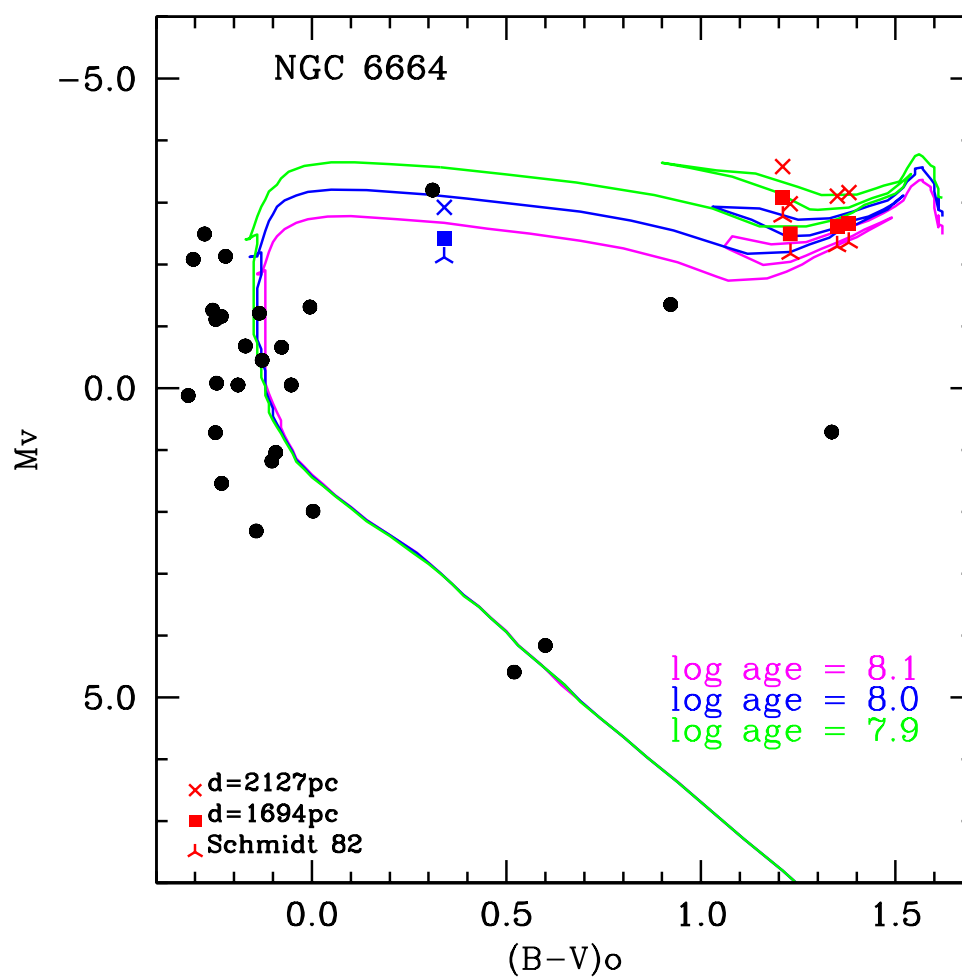


Figura 2.4: Diagrama cor-magnitude corrigido do avermelhamento de NGC 6664 considerando a distância dada por Schmidt (1982) de 1500 pc. Os pontos vermelhos são as gigantes analisadas com 3 distâncias diferentes, 2127 pc, 1694 pc e com os valores de  $E(B-V)$  de Schmidt (1982). Os pontos azuis são para a cefeida NGC 6664-80, com as essas mesmas correções. Também são mostradas as isócronas de Bertelli et al. (1994) utilizadas na determinação da idade do aglomerado, com  $\log t = 7.9, 8.0$  e  $8.1$  (79, 100 e 126 Myr),  $Z = 0.02$  e  $Y = 0.28$ .



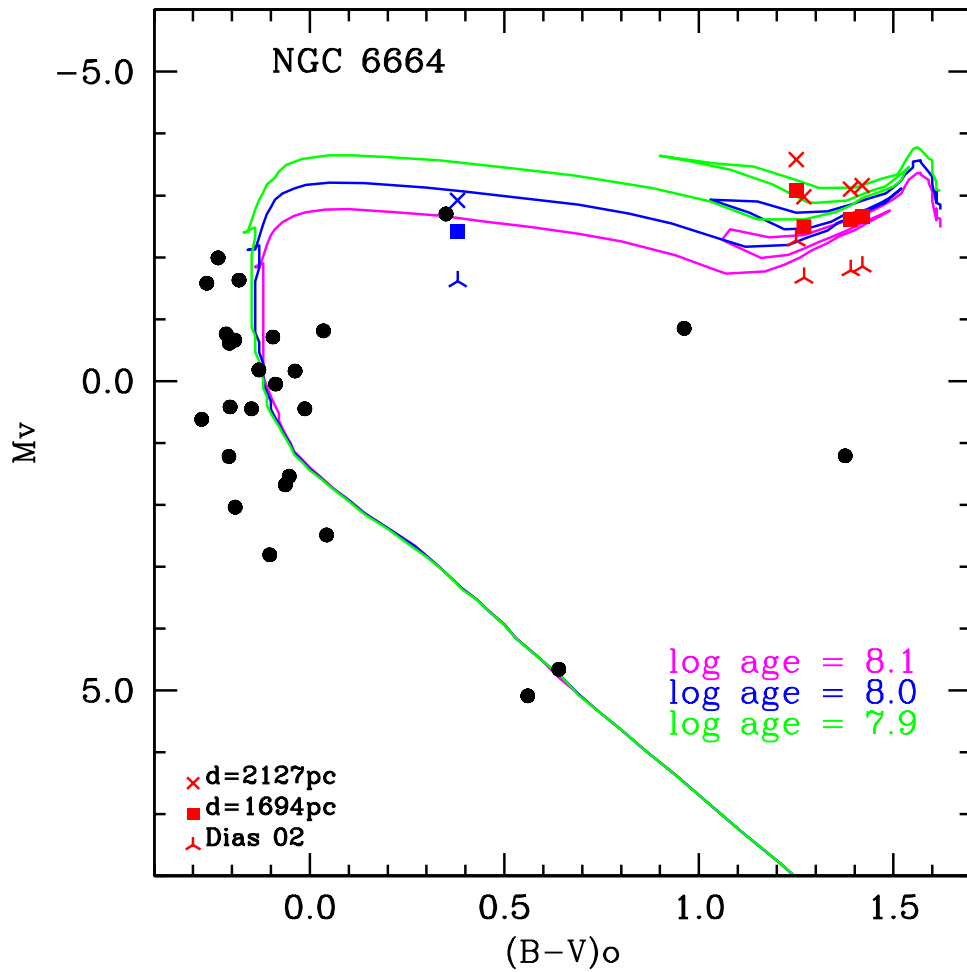


Figura 2.5: Diagrama cor-magnitude corrigido do avermelhamento de NGC 6664 considerando a distância dada por Dias et al. (2002) de 1164 pc. Os pontos vermelhos são as gigantes analisadas com 3 distâncias diferentes, 2127 pc, 1694 pc e com os valores de  $E(B-V)$  de Dias et al. (2002). Os pontos azuis são para a cefeida NGC 6664-80, com essas mesmas correções. Também são mostradas as isócronas de Bertelli et al. (1994) utilizadas na determinação da idade do aglomerado, com  $\log t = 7.9, 8.0$  e  $8.1$  (79, 100 e 126 Myr),  $Z = 0.02$  e  $Y = 0.28$ .

## Capítulo 3

# Metodologia e Resultados

### 3.1 Parâmetros Atmosféricos

Para a análise de espectros e determinação dos parâmetros da atmosfera de uma estrela utiliza-se o átomo de ferro, que oferece vantagens para ser o “elemento de teste”, pois muitas das suas transições e propriedades de perfil, como potencial de excitação e comprimento de onda das transições, estão bem estudadas, tanto do átomo neutro (Fe I), como do seu primeiro íon (Fe II). Além disso, é necessário ter uma lista que deve conter: o comprimento de onda da linha; o potencial de excitação das transições ( $\chi$ ), que é a energia do nível inferior da transição em questão; os valores de  $\log gf$ , que é a força de oscilador da linha multiplicada pelo peso estatístico do nível inferior, e as larguras equivalentes, que foram medidas utilizando *tasks* do software IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*), que é um software distribuído pelo NOAO (*National Optical Astronomical Observatory*). Esse trabalho utilizou uma lista com 139 linhas de Fe I e 16 linhas de Fe II de Lambert et al. (1996). As listas de linhas dos outros elementos, como cálcio, titânio e outros, foram obtidas de vários autores diferentes, dependendo do elemento em questão. Os dados atômicos das linhas e as suas respectivas larguras equivalentes das estrelas de NGC 2447 estão na Tabela 3 do artigo publicado (Apêndice C). Essas características das estrelas de NGC 6664 estão na Tabela A no Apêndice A dessa tese.

Os modelos atmosféricos utilizados são de Kurucz (Kurucz, 1993), que são calculados em equilíbrio termodinâmico local (ETL) e, para cada temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidade, a atmosfera é dividida em 72 camadas que representam a atmosfera estelar, onde para cada camada temos os valores da densidade, temperatura e pressão do

gás e também da densidade eletrônica. Utilizamos um programa de interpolação para gerar os modelos atmosféricos de  $T_{eff}$ ,  $\log g$  e  $[A/H]$  (metallicidade média), que não estão na biblioteca de modelos de Kurucz. Esse programa de interpolação, escrito em Fortran, utiliza uma interpolação linear, que tem como principal vantagem a simplicidade dos cálculos, possibilitando uma rápida e fácil obtenção do modelo atmosférico desejado.

A determinação dos parâmetros atmosféricos requer que algumas condições sejam satisfeitas, dependendo do parâmetro sendo obtido.

- Para a determinação da temperatura efetiva impõe-se a independência entre a abundância do elemento ferro e o potencial de excitação desse elemento. Esse equilíbrio impõe que o coeficiente angular do gráfico gerado entre abundância de Fe I versus o potencial de excitação, seja aproximadamente igual a zero, ou seja, não deve haver correlação entre a abundância de Fe com o seu potencial de excitação. Esse potencial está diretamente ligado à temperatura de excitação, que é igual a temperatura efetiva em ETL. Ou seja, fazendo essa aproximação do equilíbrio de excitação estamos determinando a temperatura efetiva das estrelas da nossa amostra.
- A gravidade superficial é obtida através do equilíbrio de ionização ao se igualar a abundância média das linhas de Fe I e Fe II numa dada temperatura efetiva. O equilíbrio de ionização está diretamente ligado à pressão eletrônica que, por sua vez, está ligada à gravidade através da equação do equilíbrio hidrostático

$$dP/dr = -\rho g \quad (3.1)$$

onde  $P$  é a pressão total do gás, que inclui a pressão eletrônica;  $\rho$  é a densidade e  $g$  é a gravidade.

- A velocidade de microturbulência é determinada utilizando-se a condição de independência entre a abundância das linhas de Fe I e a largura equivalente reduzida, que é a largura equivalente de uma linha dividida pelo comprimento de onda da linha. A velocidade de microturbulência é definida como a componente não-térmica da velocidade do gás na região da formação da linha espectral (Cantiello et al., 2009).
- Para tornar única a solução dos parâmetros atmosféricos precisamos também definir  $[A/H]$ , que é a metalicidade média dos metais contidos na atmosfera estelar, nesse

caso o ferro. Para cada  $[A/H]$  teremos uma  $T_{eff}$ ,  $\log g$ , e microturbulência que satisfazem as condições vistas anteriormente. Assim, definiremos  $[A/H]$  do modelo atmosférico através da abundância de FeI obtido na condição de equilíbrio de ionização.

Tendo medido as larguras equivalentes, utilizamos o código MOOG (Snedden, 1973) para ler esse arquivo juntamente com um outro arquivo que contém o modelo atmosférico de Kurucz da estrela. O MOOG é um código em Fortran que analisa as linhas espectrais sob a hipótese de ETL e calcula a abundância de cada elemento para cada linha, faz a sua média e o seu respectivo desvio padrão.

O MOOG gera uma saída que consiste, principalmente, de dois gráficos de correlação, que foram acima citados. Para se obter uma solução é necessário que não haja correlação entre os eixos desses gráficos, ou seja,  $\theta_1 = 0$  e  $\theta_2 = 0$ , onde  $\theta_1$  é o coeficiente angular do gráfico da abundância de FeI vs. potencial de excitação e  $\theta_2$  é o coeficiente angular do gráfico da abundância de FeI vs. logaritmo da largura equivalente reduzida. Também é necessário que tenhamos  $\log(\text{Fe I}) = \log(\text{Fe II})$ , ou seja, a mesma abundância de Fe para a forma neutra e ionizada, pois assim se evidencia o equilíbrio de ionização. Uma forma de visualizar a solução dos parâmetros atmosféricos consiste em fazer um gráfico entre as duas inclinações para uma determinada gravidade e metalicidade. Variamos a temperatura efetiva ( $T_{eff}$ ) e a microturbulência ( $\xi$ ) e observamos as inclinações  $\theta_1$  e  $\theta_2$  correspondentes a cada  $T_{eff}$  e  $\xi$ . Após fazermos um gráfico  $\theta_1$  vs.  $\theta_2$ , que pode ser visto na Figura 3.1, para esta metalicidade e gravidade, observamos qual a solução que mais se aproxima do ponto (0,0), que indica as condições de independência acima citadas. A seguir, examinamos se as abundâncias de Fe I e Fe II deste ponto são aproximadamente iguais. Fazemos este processo para cada metalicidade e gravidade até encontrarmos uma solução que melhor satisfaça as condições de independência mencionadas. A solução para os parâmetros atmosféricos é encontrada quando juntamos todas as condições descritas anteriormente.

Os parâmetros atmosféricos obtidos juntamente com as abundâncias de Fe I e Fe II obtidos para os dois aglomerados estudados estão na Tabela 3.1. Essa tabela também contém os desvios padrão das abundâncias e o número de linhas utilizados em cada medição entre parênteses. As luminosidades espectroscópicas e fotométricas foram obtidas utilizando equações 3.2 e 3.3, respectivamente, a fim de testar se os valores espectroscopicamente determinados nessa tese são similares. Os valores são os mesmos utilizados na equação 3.4.

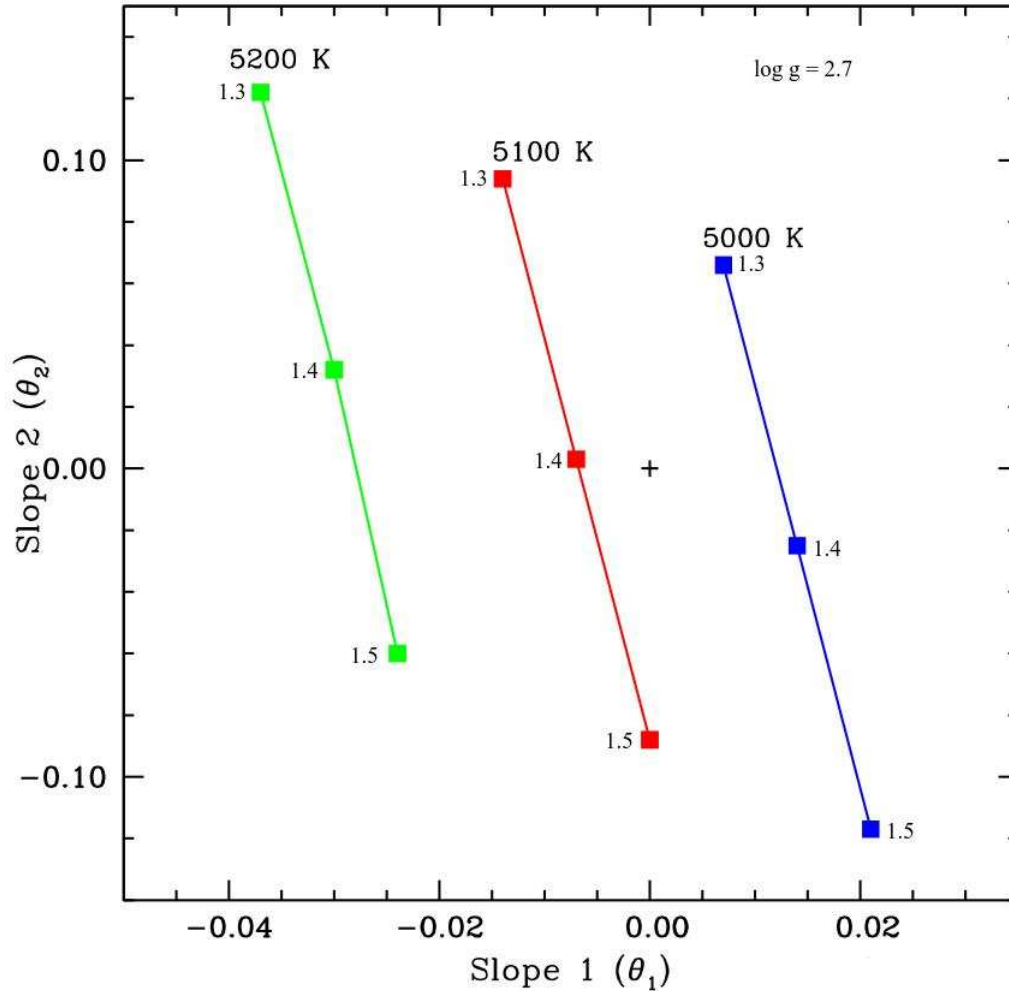


Figura 3.1: Inclinação do ajuste linear da abundância de ferro versus potencial de excitação ( $\theta_1$ ) vs. inclinação do ajuste linear da abundância versus o logaritmo da largura equivalente ( $\theta_2$ ). As retas indicam diferentes temperaturas ( $T_{eff}$ ) e os pontos são devidos a variação na microturbulência ( $\xi$ ). A solução escolhida foi o ponto mais próximo da origem (cruz preta), com  $\theta_1 = -0.007$  e  $\theta_2 = 0.003$ . Os valores de  $\xi$  de cada ponto são, de baixo para cima: 1.5, 1.4 e 1.3 km/s. O  $\log g$  é 2.7 e  $[A/H] = 0.0$ .

Tabela 3.1 - Parâmetros atmosféricos determinados. O número em parênteses representa o número de linhas usadas para obtenção da abundância.

Estrela	$T_{eff}$ (K)	$\log g$	$\xi$ (km/s)	[Fe I/H] $\pm \sigma$ (#)	[Fe II/H] $\pm \sigma$ (#)	$\log(L/L_{\odot})$ espectroscópica	$\log(L/L_{\odot})$ fotométrica
NGC 2447-3	4200 $\pm$ 120	1.1 $\pm$ 0.4	1.60 $\pm$ 0.20	-0.19 $\pm$ 0.14(36)	-0.18 $\pm$ 0.10(9)	3.18	3.02
NGC 2447-4	5080 $\pm$ 40	2.7 $\pm$ 0.3	1.50 $\pm$ 0.10	-0.16 $\pm$ 0.09(74)	-0.14 $\pm$ 0.09(11)	1.95	2.02
NGC 2447-7	4200 $\pm$ 130	1.5 $\pm$ 0.4	1.50 $\pm$ 0.20	-0.16 $\pm$ 0.15(46)	-0.16 $\pm$ 0.17(10)	2.82	2.89
NGC 2447-25	5000 $\pm$ 50	2.4 $\pm$ 0.2	1.10 $\pm$ 0.10	-0.22 $\pm$ 0.11(58)	-0.22 $\pm$ 0.09(11)	—	—
NGC 2447-28	5000 $\pm$ 50	2.5 $\pm$ 0.2	1.50 $\pm$ 0.10	-0.19 $\pm$ 0.09(72)	-0.18 $\pm$ 0.04(10)	2.13	2.12
NGC 2447-34	5040 $\pm$ 40	2.6 $\pm$ 0.2	1.40 $\pm$ 0.10	-0.13 $\pm$ 0.09(74)	-0.12 $\pm$ 0.12(14)	1.94	2.04
NGC 2447-41	5080 $\pm$ 40	2.7 $\pm$ 0.2	1.40 $\pm$ 0.10	-0.13 $\pm$ 0.08(70)	-0.14 $\pm$ 0.07(11)	1.95	2.05
NGC 2447-71	5200 $\pm$ 40	2.9 $\pm$ 0.2	1.40 $\pm$ 0.10	-0.06 $\pm$ 0.08(72)	-0.05 $\pm$ 0.08(12)	1.79	2.00
NGC 2447-85	5100 $\pm$ 50	2.7 $\pm$ 0.3	1.40 $\pm$ 0.10	-0.15 $\pm$ 0.12(80)	-0.16 $\pm$ 0.09(13)	1.96	2.01
NGC 2447-93	5180 $\pm$ 40	2.8 $\pm$ 0.2	1.30 $\pm$ 0.10	-0.14 $\pm$ 0.09(86)	-0.15 $\pm$ 0.10(13)	1.88	1.90
CD-23°6042	4800 $\pm$ 90	2.2 $\pm$ 0.3	1.30 $\pm$ 0.10	-0.19 $\pm$ 0.11(51)	-0.19 $\pm$ 0.07(11)	2.35	2.16
CPD-23°2813	4900 $\pm$ 60	2.4 $\pm$ 0.1	1.40 $\pm$ 0.10	-0.24 $\pm$ 0.09(48)	-0.23 $\pm$ 0.07(09)	2.20	2.08
TYC 6540-4084-1	5100 $\pm$ 70	2.6 $\pm$ 0.1	1.30 $\pm$ 0.10	-0.21 $\pm$ 0.08(79)	-0.18 $\pm$ 0.07(12)	2.06	2.01
NGC 6664-51	4400 $\pm$ 80	1.8 $\pm$ 0.3	1.90 $\pm$ 0.20	-0.21 $\pm$ 0.12(42)	-0.21 $\pm$ 0.15(6)	—	—
NGC 6664-52	4300 $\pm$ 90	0.5 $\pm$ 0.3	2.20 $\pm$ 0.20	-0.26 $\pm$ 0.17(30)	-0.26 $\pm$ 0.14(10)	—	—
NGC 6664-53	4100 $\pm$ 160	1.0 $\pm$ 0.3	1.90 $\pm$ 0.20	-0.08 $\pm$ 0.15(29)	-0.08 $\pm$ 0.11(8)	—	—
NGC 6664-54	4200 $\pm$ 140	0.7 $\pm$ 0.4	1.80 $\pm$ 0.20	-0.25 $\pm$ 0.16(26)	-0.26 $\pm$ 0.15(6)	—	—

Como foi visto na Seção 2.2.1, para o aglomerado NGC 6664 não foi possível determinar a massa de *turn-off* e, por isso, não obtivemos a luminosidade desses objetos. Podemos notar na Tabela 3.1 o estágio evolutivo dos objetos de NGC 6664 pelo valor de  $\log g$  obtido. A metalicidade média obtida para NGC 2447 foi  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.17 \pm 0.05$  e para NGC 6664,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.20 \pm 0.09$ .

$$\log \frac{L}{L_{\odot}} = \log \frac{M}{M_{\odot}} + 4 \log \frac{T}{T_{\odot}} + \log g_{\odot} - \log g_{\star} \quad (3.2)$$

$$\log \frac{L}{L_{\odot}} = \frac{((V - A_v + BC) + 5 - 5 \times \log r - M_{\odot})}{(-2.5)} \quad (3.3)$$

Após a determinação da metalicidade foi realizada a comparação com os valores da literatura. A comparação está na Tabela 3.2 onde pode ser visto que há compatibilidade com os valores, com exceção de Hamdani et al. (2000), que encontrou as maiores abundâncias de Fe I e Fe II. Os trabalhos realizados por Santos et al. (2009) e Santos et al. (2012) utilizaram listas de linhas diferenciadas nos dois trabalhos. Uma das listas era de Sousa et al. (2008), sendo composta por 263 linhas de Fe I, na região do óptico e, segundo esses autores, essas linhas dão bons resultados para a análise de estrelas anãs. O outro conjunto de linhas utilizado foi de Hekker e Meléndez (2007), que consiste de 20 linhas de Fe I e, segundo esses autores, são melhor utilizadas para a análise de estrelas gigantes. Um

outro ponto importante da determinação de abundâncias de Santos et al. (2009) e Santos et al. (2012) é que os autores utilizaram a abundância solar de ferro com o valor de 7.47, que é 0.07 dex menor que a utilizada nessa tese e é um fator a ser considerado quando a comparação é feita.

### 3.1.1 Incertezas dos parâmetros atmosféricos

Os erros na temperatura efetiva foram determinados considerando as incertezas nas correlações entre as abundâncias de Fe I e do potencial de excitação. A incerteza na velocidade de microturbulência foi estimada considerando as incertezas nas correlações entre as abundâncias de Fe I e as larguras equivalentes, na forma de largura equivalente reduzida ( $\log W_\lambda/\lambda$ ). Para a gravidade superficial a incerteza foi estimada considerando que a diferença entre as abundâncias de Fe I e Fe II diferiam de  $1\sigma$  da média das abundâncias de Fe I.

As estrelas mais frias da amostra (NGC 2447-3 e 7) apresentaram erros maiores na temperatura quando comparadas com uma das estrelas mais quentes, NGC 2447-93. Para NGC 2447-3 e 7 o erro da temperatura foi de 110 K, enquanto que o erro para NGC 2447-93 foi de 40 K. Da mesma forma que a temperatura, o erro na gravidade superficial é maior para essas estrelas mais frias quando comparadas às mais quentes. O erro de NGC 2447-3 e 7 foi de 0.4 dex, e para NGC 2447-93, o erro foi de 0.2 dex. A razão dessa diferença se dá pela temperatura de NGC 2447-93 ser maior, o que influencia na determinação do contínuo nas medidas de larguras equivalentes.

### 3.1.2 Gravidades evolutivas

Uma avaliação que pode ser feita para a gravidade superficial é compará-la com a gravidade evolutiva, que utiliza os dados fotométricos dos objetos, assim como a massa do *turn-off* obtida com os ajustes de isócronas. A gravidade evolutiva foi obtida com a expressão:

$$\log g_\star = \log(M_\star/M_\odot) + 0.4(V - A_V + BC) + 4 \log T_{\text{eff}} - 2 \log r - 16.5 \quad (3.4)$$

Nessa equação  $V$ ,  $A_V$  e  $BC$  são respectivamente a magnitude visual, a extinção interestelar e a correção bolométrica. A gravidade, a massa do *turn-off* e a temperatura do objeto são, respectivamente,  $\log g_\star$ ,  $M_\star$  e  $T_{\text{eff}}$ .  $r$  representa a distância heliocêntrica de

Tabela 3.2 - Parâmetros atmosféricos determinados e a metalicidade de NGC 2447 em comparação com outros resultados da literatura. O número entre parênteses mostra o número de linhas utilizadas nas respectivas análises.

ID NGC 2447-#	$T_{eff}$ (K)	log g	$\xi$ (km/s)	[Fe I/H] $\pm \sigma$ (#)	[Fe II/H] $\pm \sigma$ (#)	Ref.
28	5000 $\pm$ 50	2.5 $\pm$ 0.2	1.50 $\pm$ 0.10	-0.19 $\pm$ 0.09(72)	-0.18 $\pm$ 0.04(10)	1
28	5050	2.7	1.42	-0.11 $\pm$ 0.04(101)	-0.09 $\pm$ 0.04(9)	2
28	5140	2.56	1.75	-0.01 $\pm$ 0.21(55)	+0.06 $\pm$ 0.16(04)	3
28	5060	2.70	1.46	-0.01 $\pm$ 0.14(38)	0.00 $\pm$ 0.08(10)	4
28	5125	2.77	1.63	-0.06 $\pm$ 0.07(174)	—	5a
28	5038	2.76	1.74	-0.12 $\pm$ 0.12(12)	—	5b
28	5143	2.76	1.61	-0.05 $\pm$ 0.09(180)	—	6a
28	5077	2.90	1.71	-0.08 $\pm$ 0.14(15)	—	6b
34	5040 $\pm$ 40	2.6 $\pm$ 0.2	1.40 $\pm$ 0.10	-0.13 $\pm$ 0.09(74)	-0.12 $\pm$ 0.12(14)	1
34	5050	2.6	1.44	-0.13 $\pm$ 0.04(102)	-0.12 $\pm$ 0.03(11)	2
34	5250	2.7	1.77	+0.05 $\pm$ 0.19(56)	+0.03 $\pm$ 0.13(4)	3
34	5120	2.9	1.44	-0.01 $\pm$ 0.12(38)	-0.01 $\pm$ 0.09(11)	4
34	5222	2.95	1.62	-0.01 $\pm$ 0.08(174)	—	5a
34	5076	2.88	1.65	-0.07 $\pm$ 0.11(13)	—	5b
34	5242	3.01	1.63	+0.03 $\pm$ 0.11(179)	—	6a
34	5064	2.90	1.76	-0.10 $\pm$ 0.16(16)	—	6b
41	5080 $\pm$ 40	2.7 $\pm$ 0.2	1.40 $\pm$ 0.10	-0.13 $\pm$ 0.08(70)	-0.14 $\pm$ 0.07(11)	1
41	5100	2.8	1.59	-0.14 $\pm$ 0.04(120)	-0.13 $\pm$ 0.04(16)	2
41	5200	2.65	1.70	+0.05 $\pm$ 0.19(57)	+0.04 $\pm$ 0.16(04)	3
41	5055	2.80	1.37	-0.02 $\pm$ 0.11(37)	-0.02 $\pm$ 0.09(11)	4
41	5190	2.91	1.62	-0.03 $\pm$ 0.08(177)	—	5a
41	5064	2.93	1.70	-0.10 $\pm$ 0.12(13)	—	5b
41	5215	2.94	1.59	0.00 $\pm$ 0.08(179)	—	6a
41	5109	2.72	1.60	-0.07 $\pm$ 0.12(16)	—	6b

Referências: 1: Este trabalho; 2: Reddy et al. (2015); 3: Hamdani et al. (2000); 4: Smiljanic et al. (2009); 5a: Santos et al. (2009) usando a lista de linhas de Sousa et al. (2008); 5b: idem, usando a lista de linhas de Hekker e Meléndez (2007); 6a: Santos et al. (2012) usando a lista de linhas de Sousa et al. (2008); 6b: idem, usando a lista de linhas de Hekker e Meléndez (2007)



Tabela 3.3 - Comparação entre gravidade superficial, obtida com o método espectroscópico e a gravidade evolutiva obtida com a equação 3.4 que utiliza parâmetros fotométricos.

ID	$\log g_{evol}$	$\log g_{esp}$	Diferença
NGC2447-3	1.30	1.10	-0.20
NGC2447-4	2.63	2.70	0.07
NGC2447-7	1.36	1.50	0.14
NGC2447-28	2.50	2.50	0.00
NGC2447-34	2.60	2.60	0.00
NGC2447-41	2.59	2.70	0.11
NGC2447-85	2.65	2.70	0.05
NGC2447-93	2.80	2.80	0.00
CPD-23°2813	2.50	2.40	-0.10
CD-23°6042	2.36	2.20	-0.16
TYC 6540-4084-1	2.65	2.60	-0.05

NGC 2447, em kpc. Para a distância do aglomerado, foi adotado o valor de  $r = 1.057$  kpc e para a extinção interestelar,  $A_V = 0.13$  (Hamdani et al., 2000). As correções bolométricas foram calculadas utilizando a relação dada em Alonso et al. (1999). As grandezas constantes utilizadas para a dedução da fórmula acima foram  $T_{\text{eff}\odot} = 5777$  K,  $\log g_{\odot} = 4.44$  e  $M_{\text{bol}\odot} = +4.74$  (Bessell et al., 1998).

Os resultados estão na Tabela 3.3. O valor médio da diferença das gravidades é  $0.00 \pm 0.11$ . Essa diferença média está de acordo com as incertezas dadas pelo desvio padrão do  $\log g$  e indicam uma determinação confiável da gravidade superficial pelo método espectroscópico.

### 3.2 Determinação das abundâncias

O método utilizado na análise das abundâncias dos outros elementos é similar ao método descrito anteriormente para a determinação dos parâmetros atmosféricos. Nesse caso com o modelo atmosférico já determinado, é necessário medir as larguras equivalentes dos elementos e colocá-las em um arquivo de linhas para ser lido pelo código MOOG que, por sua vez, retorna as abundâncias de cada linha para encontrarmos pontos muito distantes da média e retirá-los. As características das linhas e as suas respectivas larguras equivalentes para as estrelas de NGC 2447 estão na Tabela 4 do artigo publicado (Apêndice C). Essas características das estrelas de NGC 6664 estão na Tabela B no Apêndice B dessa tese. Nos

parágrafos a seguir temos uma breve descrição de como foi realizada a síntese espectral em alguns elementos.

A abundância do carbono foi derivada utilizando as linhas da banda de  $C_2$  em torno das regiões em 5086 Å e 5635 Å. A força de oscilador da linha em 5086 Å, assim como seu comprimento de onda foram tirados de [Lambert e Ries \(1981\)](#). A força de oscilador e comprimento de onda da linha em 5635 Å foram tirados de [Drake e Pereira \(2008\)](#).

Para a determinação da abundância do nitrogênio foram utilizadas linhas da banda de CN na região 7994-8020 Å. Algumas linhas possuíam contaminação telúrica e foram descartadas da determinação da abundância. A força de oscilador e comprimento de onda da linha foram tirados de [Drake e Pereira \(2008\)](#).

A razão isotópica  $^{12}C/^{13}C$  foi determinada utilizando as linhas  $^{12}CN$  e  $^{13}CN$  nas mesmas regiões espectrais usadas na análise das abundâncias de nitrogênio e também sob a condição que não estivessem superpostas com as linhas telúricas.

Para determinar a abundância de oxigênio foi utilizada a linha do [O I] em 6300.304 Å. A força de oscilador utilizada nessa linha foi determinada por [Allende Prieto et al. \(2001\)](#) em sua análise da abundância do oxigênio no Sol. A Figura 3.2 mostra o ajuste realizado nessa região utilizando as estrelas NGC 2447-7 e 34 como exemplos.

A abundância de Li foi derivada utilizando-se a linha espectral em torno de 6708 Å. As linhas de CN na vizinhança das linhas de Li foram incluídas no modelo e levadas em consideração no ajuste. Os comprimentos de onda e a força de oscilador, suas características hiperfinas e razão isotópica foram tiradas de [Smith et al. \(1998\)](#) e [Hobbs et al. \(1999\)](#). A razão isotópica solar de  $^6Li/^7Li = 0.081$  foi adotada nos cálculos dos espectros sintéticos. A Figura 3.3 mostra o ajuste realizado nessa região utilizando as estrelas NGC 2447-3 e 93 como exemplo.

A abundância de bário foi obtida com a linha de Ba II em 5853.69 Å, onde a estrutura hiperfina da linha foi tirada de [McWilliam \(1998\)](#). As outras linhas de Ba presentes nos espectros, em 4554.04 e 4934.09 Å possuíam larguras equivalentes maiores que 250 mÅ e não eram propícias para a determinação da abundância, visto que esse valor de largura equivalente está fora da parte linear da curva de crescimento.

A abundância de európio foi obtida com a linha de Eu II em 6645.13 Å. A estrutura hiperfina da linha foi retirada de [Mucciarelli et al. \(2008\)](#). Para as estrelas NGC 2447-41 e 93 não foi possível determinar de maneira confiável a abundância do Eu devido a incerteza

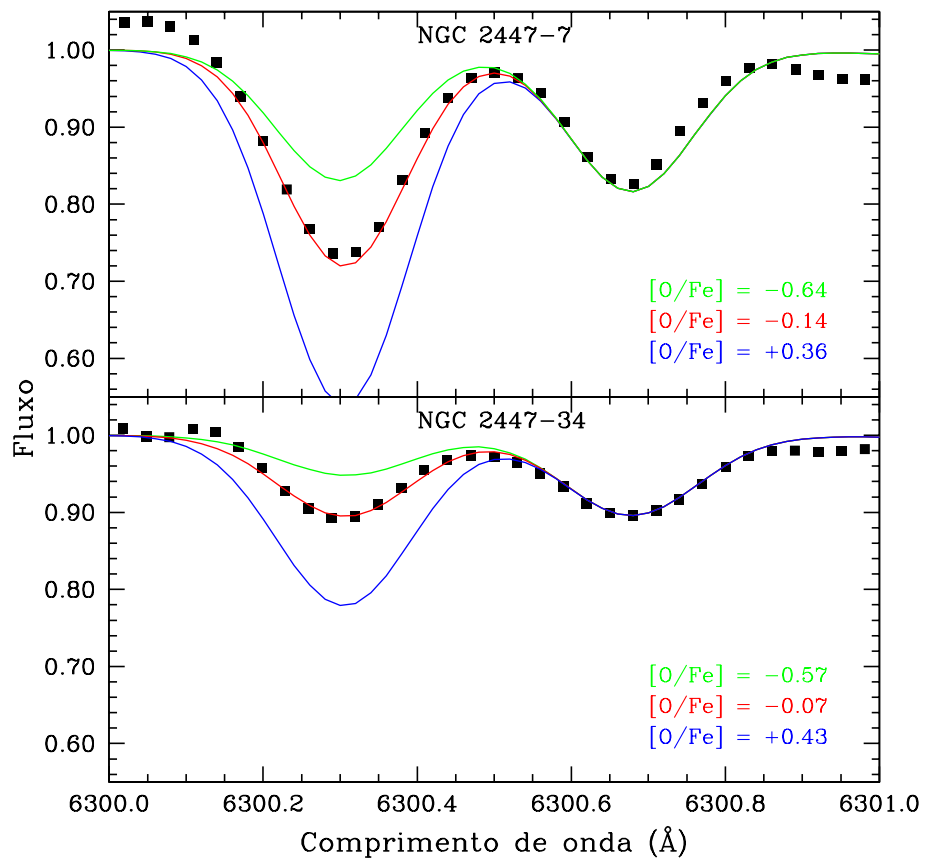


Figura 3.2: Síntese espectral de oxigênio na região em torno da linha em  $\lambda 6300.304 \text{ \AA}$  para as estrelas NGC 2447-7 e NGC 2447-34.

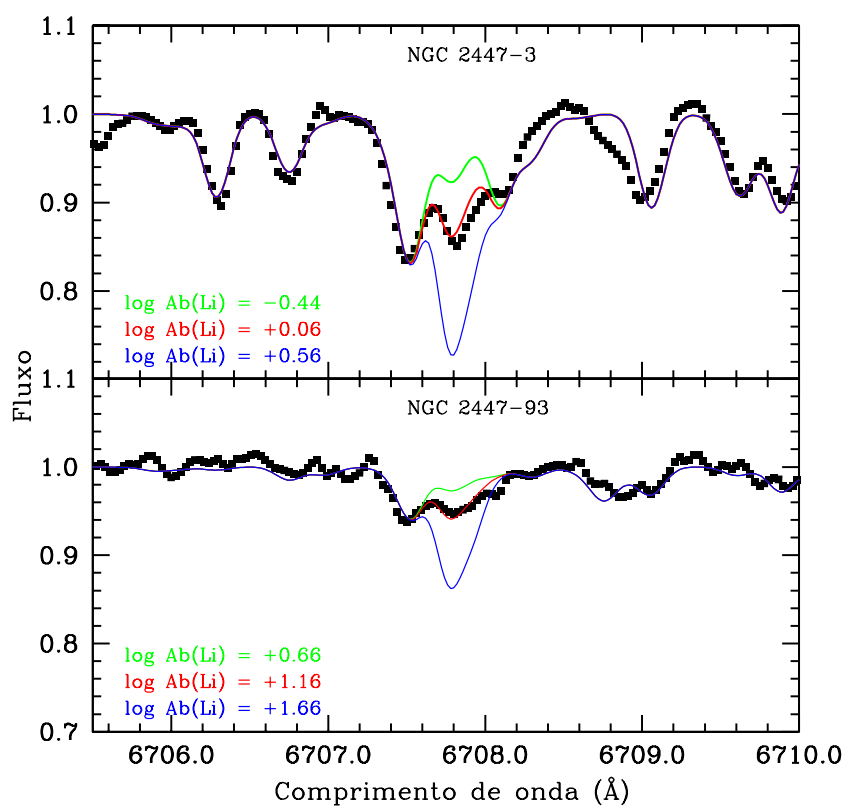


Figura 3.3: Síntese espectral de Li na região em torno da linha em  $\lambda 6708 \text{ \AA}$  para as estrelas NGC 2447-3 e NGC 2447-93.

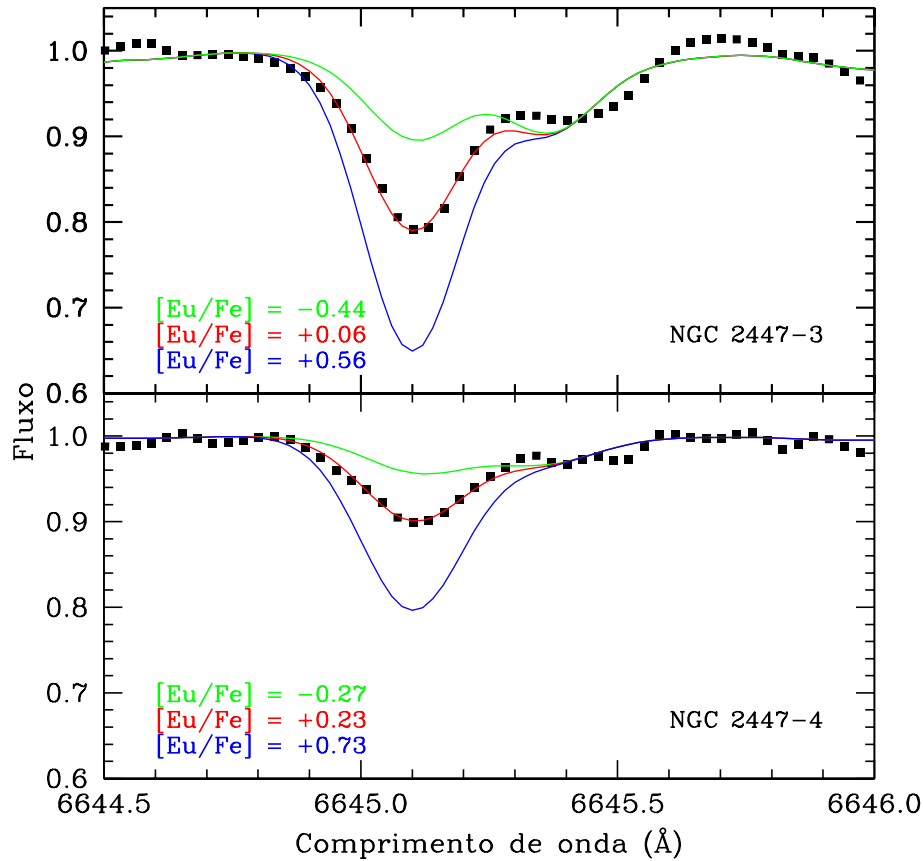


Figura 3.4: Síntese espectral de Eu II na região em torno da linha em  $\lambda 6645 \text{ \AA}$  para as estrelas NGC 2447-3 e NGC 2447-4.

local no contínuo. A Figura 3.4 mostra o ajuste realizado nessa região utilizando as estrelas NGC 2447-3 e 4 como exemplos.

### 3.3 Resultados das abundâncias

As abundâncias solares utilizadas como referência já haviam sido previamente determinadas nos outros estudos publicados e não foram derivadas novamente. As abundâncias utilizadas são as derivadas por [Santrich et al. \(2013\)](#) e estão na Tabela 3.4. As abundâncias de Ba e Eu foram determinadas nessa tese.

A Tabela 3.5 mostra as abundâncias de carbono, nitrogênio, oxigênio, lítio e da razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  obtidas para as estrelas da amostra do aglomerado NGC 2447, suas médias e seus respectivos desvios. Algumas estrelas não aparecem pois havia suspeita de contaminação espectral nesses objetos.

Tabela 3.4 - Abundâncias solares utilizadas nesta tese derivadas por [Santrich et al. \(2013\)](#) (2ª coluna), com exceção do Ba e Eu. A última coluna mostra os valores de [Grevesse e Sauval \(1998\)](#). O número de linhas utilizadas está em parênteses. Para os elementos CNO, Ba e Eu foi utilizada a síntese espectral e o número em parenteses indica o número de regiões espectrais utilizadas na síntese, ou número de larguras equivalentes medidas.

Elemento	$\log \epsilon_{\odot}$	$\log \epsilon_{\odot}$
—	<a href="#">Santrich et al. (2013)</a>	<a href="#">Grevesse e Sauval (1998)</a>
C	$8.62 \pm 0.05$ (2)	$8.52 \pm 0.06$
N	$7.96 \pm 0.05$ (1)	$7.92 \pm 0.06$
O	$8.77 \pm 0.08$ (1)	$8.83 \pm 0.06$
Na	$6.34 \pm 0.05$ (3)	$6.33 \pm 0.03$
Mg	$7.60 \pm 0.08$ (2)	$7.58 \pm 0.05$
Al	$6.32 \pm 0.14$ (2)	$6.47 \pm 0.07$
Si	$7.57 \pm 0.01$ (3)	$7.55 \pm 0.05$
Ca	$6.39 \pm 0.09$ (13)	$6.36 \pm 0.02$
Ti	$4.99 \pm 0.06$ (44)	$5.02 \pm 0.06$
Cr	$5.67 \pm 0.09$ (29)	$5.67 \pm 0.03$
Fe I	$7.54 \pm 0.08$ (74)	$7.50 \pm 0.05$
Fe II	$7.54 \pm 0.03$ (11)	—
Ni	$6.31 \pm 0.05$ (47)	$6.25 \pm 0.04$
Y	$2.26 \pm 0.05$ (3)	$2.24 \pm 0.03$
Zr	$2.64 \pm 0.06$ (3)	$2.60 \pm 0.02$
La	$1.22 \pm 0.09$ (2)	$1.17 \pm 0.07$
Ce	$1.58 \pm 0.02$ (4)	$1.58 \pm 0.09$
Nd	$1.60 \pm 0.05$ (3)	$1.50 \pm 0.06$
Ba	2.13 (1)	$2.13 \pm 0.05$
Eu	0.54 (1)	$0.51 \pm 0.08$

Tabela 3.5 - Razões de abundância dos elementos leves e da razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  para as estrelas do aglomerado NGC 2447. A última linha fornece a média desses valores e seus desvios padrão.

Estrela	$\log \epsilon(\text{Li})$	[C/Fe]	[N/Fe]	[O/Fe]	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$
NGC 2447-3	+0.06	-0.46	+0.34	-0.21	22
NGC 2447-4	+0.51	-0.24	+0.51	-0.04	>22
NGC 2447-7	-0.04	-0.34	+0.41	-0.14	22
NGC 2447-28	+0.61	-0.21	+0.46	-0.01	>22
NGC 2447-34	+0.81	-0.27	+0.51	-0.07	>22
NGC 2447-41	+0.61	-0.17	+0.53	-0.03	>22
NGC 2447-85	+1.01	-0.23	+0.47	-0.03	>22
NGC 2447-93	+1.16	-0.26	+0.59	-0.06	>22
CD-23°6042	+1.01	-0.21	+0.23	-0.21	>22
CPD-23°2813	+1.31	-0.06	-0.04	-0.16	>22
TYC 6540-4084-1	+0.81	-0.29	+0.41	-0.19	>22
Média	$+0.71 \pm 0.43$	$-0.25 \pm 0.10$	$+0.40 \pm 0.18$	$-0.10 \pm 0.08$	—

Os valores obtidos para as abundâncias dos outros elementos estão nas Tabelas 3.6, 3.7 e 3.8. Pode ser observado que, de maneira geral, as estrelas têm abundâncias similares entre si, o que é esperado para aglomerados abertos.

### 3.3.1 Incertezas das abundâncias

Os erros nas abundâncias foram estimados fazendo alterações nos valores de  $T_{eff}$ ,  $\log g$ ,  $\xi$  e larguras equivalentes de acordo com seus respectivos desvios padrão (Tabela 3.1). Uma vez alterado o valor de um parâmetro, os outros eram mantidos constantes e a abundância

Tabela 3.6 - Razões de abundâncias dos elementos sódio ao níquel. O número entre parênteses representa o número de linhas utilizadas na determinação da abundância de cada elemento.

Estrela	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[Cr/Fe]	[Ni/Fe]
NGC2447-3	+0.34(2)	+0.02±0.11(7)	+0.24±0.07(4)	+0.22±0.04(3)	+0.06±0.09(4)	+0.14(2)	+0.03±0.10(6)	-0.13±0.08(14)
NGC2447-4	+0.18±0.11(3)	+0.12±0.12(7)	+0.24±0.05(3)	+0.16±0.09(5)	+0.06±0.05(10)	0.00±0.06(6)	-0.01±0.10(20)	-0.02±0.06(38)
NGC2447-7	+0.19(2)	+0.08±0.07(6)	-0.03(2)	+0.30±0.15(5)	0.00±0.08(4)	+0.01(2)	-0.01±0.09(9)	+0.02±0.09(19)
NGC2447-28	+0.24±0.14(3)	+0.22±0.07(6)	+0.07±0.06(3)	+0.10±0.07(5)	+0.05±0.06(10)	-0.06±0.05(5)	-0.04±0.05(14)	-0.02±0.05(34)
NGC2447-34	+0.21±0.10(3)	+0.12±0.06(6)	+0.24±0.20(4)	+0.20±0.05(4)	+0.04±0.06(11)	0.00±0.10(7)	-0.14±0.08(15)	-0.06±0.07(40)
NGC2447-41	+0.25±0.18(3)	+0.26±0.02(4)	+0.12±0.19(3)	+0.22±0.10(4)	+0.11±0.05(10)	0.00±0.04(6)	-0.04±0.05(10)	-0.02±0.07(30)
NGC2447-85	+0.06(2)	+0.20±0.04(3)	-0.01(2)	+0.10±0.07(5)	-0.01±0.05(8)	+0.02±0.05(6)	-0.11±0.03(13)	-0.09±0.05(33)
NGC2447-93	+0.17±0.11(3)	+0.16±0.06(5)	-0.01(2)	+0.04±0.08(4)	0.00±0.05(11)	0.00±0.07(6)	-0.02±0.09(17)	-0.05±0.06(34)
CD-23°6042	-0.02±0.11(3)	+0.25±0.09(6)	+0.09(2)	+0.09±0.08(5)	+0.02±0.08(10)	-0.06±0.08(5)	-0.14±0.04(13)	-0.11±0.05(33)
CPD-23°2813	+0.04(2)	-0.01±0.06(5)	+0.01(2)	+0.16±0.08(5)	-0.03±0.03(10)	-0.02±0.08(5)	-0.13±0.08(12)	-0.09±0.06(28)
TYC 6540-4084-1	+0.19±0.13(3)	+0.23±0.08(6)	+0.07±0.13(4)	+0.18±0.10(5)	+0.06±0.08(13)	-0.10±0.05(5)	-0.07±0.08(16)	-0.08±0.05(39)
média	$+0.17 \pm 0.10$	$+0.15 \pm 0.09$	$+0.09 \pm 0.10$	$+0.16 \pm 0.07$	$+0.03 \pm 0.04$	$-0.01 \pm 0.06$	$-0.06 \pm 0.06$	$-0.06 \pm 0.05$

Tabela 3.7 - Razões de abundância dos elementos do processo-s, európio e bário. O número entre parênteses representa o número de linhas utilizadas na determinação da abundância de cada elemento. A sétima coluna mostra a média dos elementos do processo-s na notação [s/Fe].

Estrela	[Y/Fe]	[Zr/Fe]	[La/Fe]	[Ce/Fe]	[Nd/Fe]	[s/Fe]	[Eu/Fe]	[Ba/Fe]
NGC2447-3	+0.06±0.38(3)	+0.21±0.09(10)	+0.36±0.08(4)	+0.34±0.10(6)	+0.20±0.11(8)	+0.24±0.14	+0.04	+0.89
NGC2447-4	+0.06±0.16(5)	+0.17±0.11(3)	+0.34±0.08(5)	+0.43±0.07(5)	+0.21±0.05(6)	+0.26±0.16	+0.16	+0.76
NGC2447-7	+0.09(1)	+0.05±0.08(11)	+0.48±0.07(5)	+0.58±0.08(5)	+0.37±0.06(5)	+0.31±0.34	+0.16	+1.13
NGC2447-28	+0.03±0.12(4)	+0.06±0.07(4)	+0.24±0.04(5)	+0.42±0.07(5)	+0.12±0.06(8)	+0.20±0.17	+0.09	+0.69
NGC2447-34	-0.01±0.12(4)	+0.01±0.05(4)	+0.22±0.02(4)	+0.37±0.07(7)	+0.20±0.07(6)	+0.19±0.16	-0.04	+0.78
NGC2447-41	+0.19±0.07(3)	+0.09±0.16(3)	+0.35±0.09(4)	+0.42±0.06(5)	+0.34±0.05(7)	+0.33±0.10	—	+0.93
NGC2447-85	+0.11±0.06(3)	+0.26±0.10(3)	+0.28±0.08(4)	+0.27±0.05(5)	+0.15±0.06(6)	+0.20±0.09	+0.20	+0.65
NGC2447-93	+0.03±0.05(4)	+0.18±0.12(3)	+0.27±0.10(3)	+0.41±0.17(5)	+0.30±0.02(5)	+0.25±0.16	—	+0.74
CD-23°6042	-0.05±0.06(4)	+0.05±0.08(4)	+0.15±0.05(5)	+0.28±0.11(7)	+0.07±0.10(8)	+0.11±0.14	-0.06	+0.85
CPD-23°2813	+0.03±0.05(4)	+0.07±0.09(5)	+0.22±0.08(3)	+0.29±0.08(5)	+0.15±0.09(8)	+0.17±0.11	-0.01	+0.74
TYC 6540-4084-1	-0.02±0.07(6)	+0.14±0.12(4)	+0.16±0.08(4)	+0.39±0.11(6)	+0.15±0.08(8)	+0.17±0.17	-0.01	+0.81
média	+0.05±0.07	+0.12±0.08	+0.28±0.08	+0.38±0.09	+0.21±0.09	+0.22±0.06	+0.06±0.09	+0.81±0.13

Tabela 3.8 - Razões de abundância dos elementos do processo-s para o aglomerado NGC 6664.

A notação segue o padrão da Tabela 3.7.

Estrela	[Y/Fe]	[Zr/Fe]	[La/Fe]	[Ce/Fe]	[Nd/Fe]	[s/Fe]
NGC 6664-51	+0.34±0.10(3)	-0.02±0.07(8)	+0.54±0.14(4)	+0.42±0.06(6)	+0.28±0.07(5)	+0.31±0.21
NGC 6664-52	-0.02±0.13(4)	-0.36±0.05(6)	+0.19±0.24(5)	+0.11±0.16(6)	+0.21±0.07(5)	+0.03±0.23
NGC 6664-53	+0.06±0.24(2)	-0.28±0.11(10)	+0.11±0.11(5)	+0.02±0.08(6)	+0.08±0.10(7)	0.00±0.16
NGC 6664-54	+0.18±0.38(2)	+0.23±0.13(11)	+0.44±0.18(4)	+0.31±0.18(4)	+0.45±0.05(4)	+0.32±0.12

era determinada novamente. A diferença do novo valor e o valor original corresponde ao erro na abundância devido ao parâmetro alterado.

Os erros das larguras equivalentes foram estimados a partir da razão S/N, da resolução dos espectros e da incerteza no contínuo. Para uma resolução de 48000 e S/N igual a 100, utilizando a expressão dada em Cayrel de Strobel e Spite (1988), a incerteza das medidas das larguras equivalentes é de aproximadamente 3 mÅ.

As incertezas nas abundâncias, então, são a soma quadrática de todos os erros de cada parâmetro citado, obtidos com a expressão 3.5:

$$\left(\sum \sigma^2\right)^{1/2} = \sqrt{\sigma_{T_{eff}}^2 + \sigma_{\log g}^2 + \sigma_{\xi}^2 + \sigma_{[Fe/H]}^2 + \sigma_{W_{\lambda}}^2} \quad (3.5)$$

Os erros individuais de cada parâmetro das estrelas NGC 2447-3, NGC 2447-28, NGC 6664-51 e NGC 6664-53 estão nas Tabelas 3.9, 3.10, 3.11 e 3.12. A sétima coluna representa a incerteza total quadrática dos erros. A última coluna dessas tabelas representa a dispersão da abundância entre as linhas de cada elemento dada pelo MOOG. Como esperado, a abundância derivada das linhas dos elementos neutros são mais sensíveis à mudança na temperatura efetiva, enquanto a abundância dos elementos ionizados são mais



sensíveis a variações na gravidade superficial, pois essa última está ligada com o equilíbrio de ionização.

Para a obtenção dos erros de carbono, nitrogênio e oxigênio, o método foi o mesmo. Mas nesse caso, além da contribuição da temperatura efetiva, da gravidade superficial e da microturbulência, deve-se levar em consideração os erros na abundância do carbono em decorrência do nitrogênio (e vice-versa), já que linhas da molécula CN são utilizadas para a determinação da abundância de nitrogênio. A incerteza na abundância de oxigênio afeta a medida no carbono e vice-versa. Dessa forma, varia-se a abundância de nitrogênio e obtém-se uma nova abundância de carbono para se obter o erro no carbono devido a variação do nitrogênio.

As Tabelas 3.13 e 3.14 mostram as mudanças nas abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio com relação as variações em  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  e  $\xi$ . As abundâncias de CNO não são sensíveis as variações da velocidade de microturbulência, pois são utilizadas linhas fracas na determinação da abundância. A última coluna apresenta a incerteza resultante calculada com uma equação similar a Eq. 3.5, mas considerando apenas os erros referenciados nas tabelas.

Tabela 3.9 - Incertezas nas abundâncias na estrela NGC 2447-3. A primeira coluna mostra os elementos, da segunda coluna até a sexta, tem-se os erros devido a temperatura efetiva, gravidade superficial, velocidade de microturbulência, metalicidade e largura equivalente, respectivamente. A sétima coluna representa a soma quadrática desses erros. A última coluna é a dispersão da abundância dada na saída do MOOG.

Elemento	$\Delta T_{\text{eff}}$	$\Delta \log g$	$\Delta \xi$	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$	$\Delta W_{\lambda}$	$(\sum \sigma^2)^{1/2}$	$\sigma_{\text{obs}}$
Erros	+120 K	+0.4	+0.2 km s <sup>-1</sup>	+0.14	+3 mÅ		
Fe I	0.00	0.07	-0.10	0.01	0.06	0.14	0.14
Fe II	-0.20	0.21	-0.07	0.03	0.07	0.31	0.10
Na I	0.11	-0.01	-0.10	-0.02	0.05	0.08	0.11
Mg I	0.00	0.03	-0.06	0.00	0.05	0.08	0.11
Al I	0.07	-0.01	-0.07	-0.02	0.04	0.11	0.07
Si I	-0.12	0.10	-0.06	0.01	0.05	0.17	0.04
Ca I	0.13	-0.01	-0.10	-0.01	0.05	0.17	0.09
Ti I	0.17	0.02	-0.16	-0.01	0.06	0.24	0.12
Cr I	0.12	0.01	-0.08	0.00	0.06	0.16	0.10
Ni I	-0.03	0.08	-0.09	0.00	0.05	0.13	0.08
Y II	-0.01	0.15	-0.12	0.03	0.07	0.21	0.38
Zr I	0.23	0.03	-0.09	0.00	0.06	0.26	0.09
Ba II	0.00	0.10	-0.10	0.00	—	0.14	—
La II	0.04	0.15	-0.14	0.03	0.06	0.22	0.08
Ce II	0.03	0.15	-0.14	0.03	0.07	0.22	0.10
Nd II	0.02	0.15	-0.09	0.03	0.06	0.19	0.11
Eu II	0.15	0.28	-0.04	0.00	—	0.32	—

Tabela 3.10 - Idem a Tabela 3.9, mas para a estrela NGC 2447 - 28.

Elemento	$\Delta T_{\text{eff}}$	$\Delta \log g$	$\Delta \xi$	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$	$\Delta W_{\lambda}$	$(\sum \sigma^2)^{1/2}$	$\sigma_{\text{obs}}$
Erros	+50 K	+0.2	+0.1 km s <sup>-1</sup>	+0.09	+3 mÅ		
Fe I	0.04	0.00	-0.05	0.00	0.06	0.09	0.09
Fe II	-0.03	0.13	-0.04	0.02	0.06	0.15	0.04
Na I	0.05	-0.01	-0.02	0.00	0.05	0.07	0.14
Mg I	0.03	0.00	-0.01	0.00	0.05	0.06	0.07
Al I	0.03	-0.01	-0.02	-0.01	0.04	0.06	0.06
Si I	0.01	0.04	-0.01	0.01	0.05	0.07	0.07
Ca I	0.05	-0.01	-0.05	-0.01	0.06	0.09	0.06
Ti I	0.07	-0.02	-0.03	0.00	0.06	0.10	0.05
Cr I	0.06	-0.01	-0.03	0.00	0.06	0.09	0.05
Ni I	0.03	0.02	-0.03	0.00	0.06	0.08	0.05
Y II	0.01	0.10	-0.05	0.03	0.07	0.14	0.12
Zr I	0.09	-0.02	0.00	0.00	0.10	0.14	0.07
Ba II	0.00	0.10	-0.20	0.05	—	0.23	—
La II	0.01	0.10	-0.01	0.04	0.07	0.13	0.04
Ce II	0.02	0.09	-0.05	-0.03	0.08	0.14	0.07
Nd II	0.01	0.09	-0.02	-0.03	0.08	0.13	0.06
Eu II	0.04	0.10	0.00	0.00	—	0.11	—

Tabela 3.11 - Idem a Tabela 3.9, mas para a estrela NGC 6664 - 51.

Elemento	$\Delta T_{\text{eff}}$	$\Delta \log g$	$\Delta \xi$	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$	$\Delta W_{\lambda}$	$(\sum \sigma^2)^{1/2}$	$\sigma_{\text{obs}}$
Erros	+120 K	+0.4	+0.2 km s <sup>-1</sup>	+0.14	+3 mÅ		
Fe I	0.01	0.06	-0.07	0.02	0.06	0.11	0.12
Fe II	-0.12	0.17	-0.06	0.03	0.06	0.23	0.15
Y II	0.07	0.20	-0.02	0.11	0.13	0.27	0.10
Zr I	0.15	0.01	-0.03	0.00	0.05	0.16	0.07
La II	0.05	0.15	-0.03	0.06	0.07	0.19	0.14
Ce II	0.11	0.21	-0.01	0.12	0.16	0.31	0.06
Nd II	0.01	0.13	-0.02	0.04	0.06	0.15	0.07

Tabela 3.12 - Idem a Tabela 3.9, mas para a estrela NGC 6664 - 53.

Elemento	$\Delta T_{\text{eff}}$	$\Delta \log g$	$\Delta \xi$	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$	$\Delta W_{\lambda}$	$(\sum \sigma^2)^{1/2}$	$\sigma_{\text{obs}}$
Erros	+120 K	+0.4	+0.2 km s <sup>-1</sup>	+0.14	+3 mÅ		
Fe I	-0.02	0.11	-0.09	0.00	0.05	0.15	0.15
Fe II	-0.30	0.25	-0.09	-0.01	0.05	0.40	0.11
Y II	0.00	0.14	-0.12	0.02	0.05	0.19	0.24
Zr I	0.29	0.01	-0.06	0.01	0.05	0.30	0.11
La II	0.05	0.14	-0.05	0.04	0.05	0.17	0.11
Ce II	0.02	0.14	-0.08	0.03	0.06	0.18	0.08
Nd II	0.03	0.13	-0.07	0.03	0.05	0.16	0.10

Tabela 3.13 - Efeitos dos erros dos parâmetros atmosféricos nas abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio para a estrela NGC 2447 - 3.

Elemento	$\Delta T_{\text{eff}}$	$\Delta \log g$	$\Delta \xi$	$\Delta \log (\text{C})$	$\Delta \log (\text{N})$	$\Delta \log (\text{O})$	$(\sum \sigma^2)^{1/2}$
Erros	+120 K	+0.4	+0.2 km s <sup>-1</sup>	+0.20	+0.20	+0.20	
C	+0.25	+0.25	-0.15	—	+0.10	+0.15	0.42
N	+0.25	+0.25	-0.07	-0.45	—	—	0.58
O	+0.35	+0.50	0.00	0.00	0.00	—	0.61

Tabela 3.14 - Idem a Tabela 3.13 mas para NGC 2447 - 28.

Elemento	$\Delta T_{\text{eff}}$	$\Delta \log g$	$\Delta \xi$	$\Delta \log (\text{C})$	$\Delta \log (\text{N})$	$\Delta \log (\text{O})$	$(\sum \sigma^2)^{1/2}$
Erros	+50 K	+0.2	+0.1 km s <sup>-1</sup>	+0.20	+0.20	+0.20	
C	0.00	-0.10	-0.10	—	+0.05	-0.05	0.16
N	+0.08	+0.03	0.00	-0.27	—	0.00	0.28
O	+0.05	+0.05	-0.07	0.00	0.00	—	0.10

## Capítulo 4

### Discussão

Antes de discutirmos o padrão de abundância do aglomerado NGC 2447, vamos analisar a exclusão das estrelas NGC 2447-25 e 71 da discussão sobre abundância. Em seguida, nas seções 4.3 e 4.4 analisamos os resultados obtidos para as velocidades radiais e rotacionais das estrelas da amostra.

#### 4.1 A estrela binária NGC 2447-25

Como foi visto na Seção 2.1, a binaridade da estrela NGC 2447-25 já está confirmada na literatura (Mermilliod e Mayor, 1989) e o nosso estudo não conseguiu observar evidências da componente secundária no seu espectro. Entretanto, nós suspeitamos que há uma contaminação da secundária. Uma evidência disso é a baixa velocidade de microturbulência, que é de 1.1 km/s (Tabela 3.1), ou seja, é a menor microturbulência entre as gigantes vermelhas analisadas em NGC 2447 que não são *yellow stragglers*. Valores baixos, ou mesmo nulos, para a velocidade de microturbulência, como visto na estrela NGC 2360-92 (0.8 km/s) no trabalho de Sales Silva et al. (2014) são indicadores de velamento espectral, na qual a estrela companheira adiciona um contínuo no espectro observado, alterando assim as medidas de larguras equivalentes e, por conseguinte, a determinação dos parâmetros atmosféricos e abundâncias. Por essa razão, não determinamos a abundância desse objeto.

Uma outra forma de avaliar essa suspeita é a comparação do espectro de NGC 2447-25 com os espectros das estrelas NGC 3680-11 e 34. Essas estrelas foram analisadas em Sales Silva et al. (2014) e são exemplos de binárias espectroscópicas onde em uma estrela (NGC 3680-11) não há interferência da secundária, enquanto que na outra estrela (NGC 3680-

34) a presença da secundária é evidenciada pelo alargamento das asas da linha  $H\alpha$ . Dessa forma, a comparação desses objetos com NGC 2447-25 serve para determinarmos se há realmente uma interferência da estrela companheira. A Figura 4.1 ilustra essa comparação dos espectros na região do  $H\alpha$ , onde vemos que essa linha no espectro de NGC 2447-25 é um pouco mais alargada do que em NGC 3680-11, mas não tão larga quanto em NGC 3680-34. Outro fator interessante a se considerar é que NGC 2447-25 tem um índice de cor ( $B - V$ ) menor que o das outras gigantes vermelhas (Tabela 2 de [Mermilliod e Mayor 1989](#)).

Considerando esses fatores e que os parâmetros atmosféricos de NGC 2447-25 e NGC 3680-11 são similares, tendo o mesmo  $\log g$  (2.4), temperaturas efetivas próximas ( $T_{25} = 5000$  e  $T_{11} = 4800$ ), velocidades de rotação baixas ( $v \sin i_{25} = 5.0$  km/s e  $v \sin i_{11} = 3.5$  km/s) e velocidades de microturbulências similares ( $\xi_{25} = 1.1$  km/s e  $\xi_{11} = 1.2$  km/s) podemos considerar que a contribuição na asa da linha de  $H\alpha$  de NGC 2447-25 pode ser devido a uma contaminação da sua estrela companheira. Pois, como mostramos, NGC 3680-11 tem parâmetros atmosféricos similares, então a diferença no alargamento pode ser devido a binaridade.

## 4.2 A suspeita binária: NGC 2447-71

A estrela NGC 2447-71 não possui na literatura característica binária ([Mermilliod e Mayor, 1989](#)) como tem a NGC 2447-25. Entretanto, uma característica desse objeto chama atenção, que pode ser visto na tabela 2 do trabalho de [Mermilliod e Mayor \(1989\)](#). Nessa tabela, os autores apresentam uma razão E/I, que está relacionada com a razão da dispersão das velocidades radiais sobre a soma das fontes de erros instrumentais. De certa forma, essa razão avalia a precisão das medidas de velocidades radiais dos objetos com relação aos instrumentos. Além do índice de cor Geneva ( $B - V$ ) e da variação de velocidade radial, essa razão foi um critério considerado por [Mermilliod e Mayor \(1989\)](#) na conclusão sobre a presença de estrelas binárias em NGC 2447.

NGC 2447-71 apresenta uma razão E/I = 1.43 que é basicamente similar à da estrela NGC 2447-38 (E/I = 1.38) que é uma *yellow straggler*. Das estrelas do aglomerado NGC 2447 que foram analisadas, apenas 5 apresentam razão E/I > 1.0 além dessas duas, 25, 26 e 42. Desses 5 objetos, 3 são binárias confirmadas (sendo inclusive *yellow stragglers*), uma

é binária espectroscópica (NGC 2447-25, discutida na seção anterior) e a outra é a 71.

Apesar dessa discussão, deve ser considerado que a nossa suspeita da binaridade de NGC 2447-71 não é muito sólida, como no caso de NGC 2447-25. Ainda assim, para manter outro critério já citado, NGC 2447-71 também aparece na Figura 4.1 para comparação do alargamento da asa em  $H\alpha$ .

Dada a natureza binária (e com suspeita de interferência espectral) de NGC 2447-25 e a nossa suspeita de binaridade de NGC 2447-71, também não obtivemos a abundância dessa estrela.

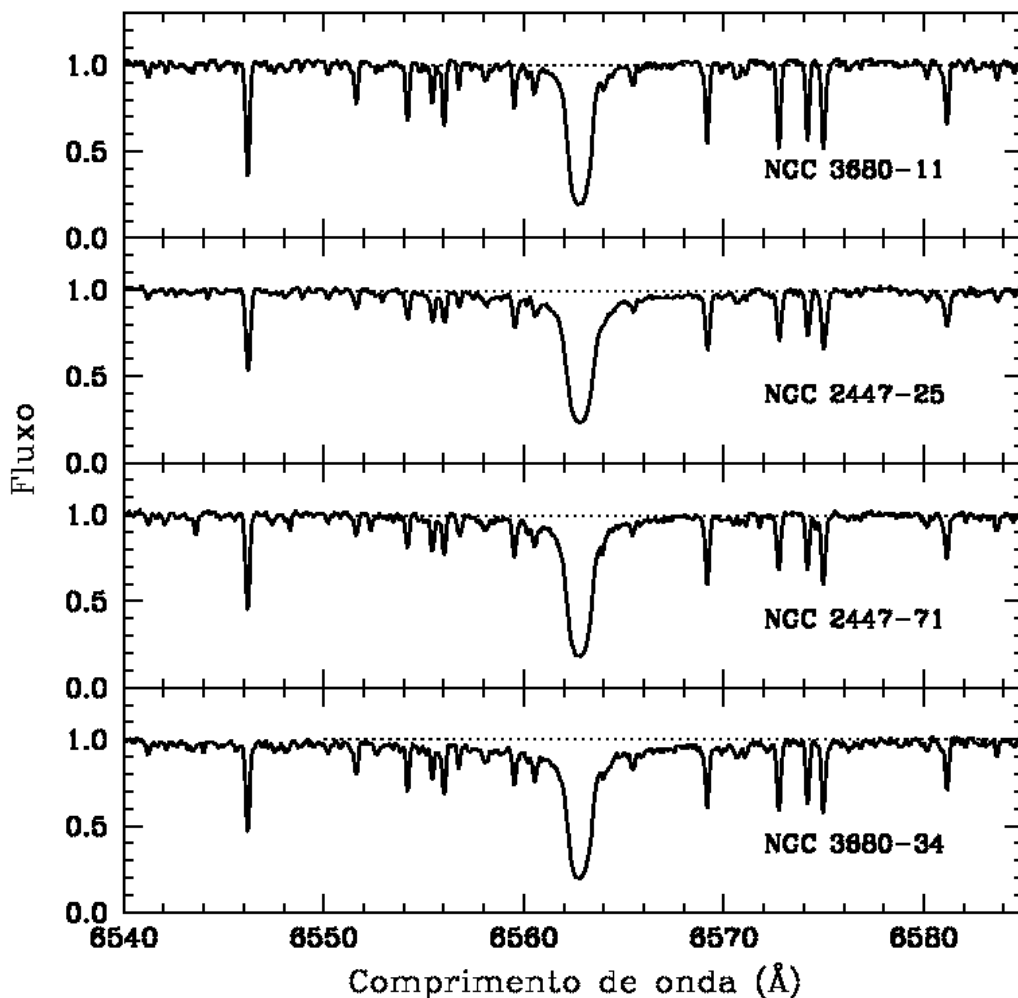


Figura 4.1: Espectros normalizados das estrelas NGC 3680-11 e 34 e de NGC 2447-25 e 71 na região em torno de  $H\alpha$ . Podemos notar as asas largas na estrela NGC 3680-34 devido a presença de uma estrela companheira do tipo espectral A, o que não é visto na estrela NGC 3680-11. Em NGC 2447-25 esse alargamento não é tão fortemente visto e, em NGC 2447-71, a evidência do alargamento nessa estrela é mais fraca, mas similar a NGC 2447-25.

Tabela 4.1 - Comparação das velocidades radiais das estrelas de NGC 2447 e NGC 6664 determinadas nessa tese com as obtidas por [Mermilliod et al. \(2008\)](#) e as estrelas de [Frinchaboy e Majewski \(2008\)](#) (três últimas linhas das estrelas de NGC 2447).

ID	RV (ref) km s <sup>-1</sup>	RV (tese) km s <sup>-1</sup>
NGC 2447-3	21.26±0.12	21.48±0.53
NGC 2447-4	23.36±0.16	23.92±0.33
NGC 2447-7	22.68±0.17	21.73±0.46
NGC 2447-25	22.15±0.08	-3.69±0.38
NGC 2447-26	23.24±0.43	20.17±0.42
NGC 2447-28	21.45±0.15	21.82±0.35
NGC 2447-34	22.52±0.17	23.20±0.31
NGC 2447-38	22.91±0.31	10.76±0.30
NGC 2447-41	21.73±0.16	22.29±0.56
NGC 2447-42	18.20±1.10	10.83±0.39
NGC 2447-71	22.25±0.17	22.67±0.28
NGC 2447-85	21.25±0.17	25.13±0.38
NGC 2447-93	22.77±0.18	22.99±0.35
CD-23° 6042	21.64±0.55	22.04±0.38
CPD-23° 2813	22.09±0.06	22.50±0.51
TYC 6540-4084-1	22.18±0.64	21.97±0.40
NGC 6664-51	19.32±0.19	19.48±1.11
NGC 6664-52	21.02±0.70	19.90±0.54
NGC 6664-53	16.91±3.64	14.55±1.46
NGC 6664-54	19.00±0.13	40.98±0.68

### 4.3 Velocidade Radial

Um parâmetro cuja determinação é importante é a velocidade radial, pois ela é um dos fatores que ajuda a estabelecer se uma estrela é membro de um aglomerado ou se é uma estrela do campo. A velocidade radial foi determinada utilizando o deslocamento Doppler observado para 20 linhas de absorção fortes (com larguras equivalentes maiores que 50 mÅ) e sem sinais de contaminação, do elemento FeI entre 5000-7000 Å. A Tabela 4.1 mostra os resultados de velocidades radiais obtidos e a comparação com as referências.

A determinação da velocidade radial das estrelas do aglomerado NGC 2447 é de grande importância devido ao fato de algumas estrelas não terem sua associação confirmada por outros estudos. Essas estrelas são TYC-6540-4084-1, CD-23° 6042 e CPD-23° 2813 que,



desde suas observações em [Becker et al. \(1976\)](#), fazem parte de apenas um artigo publicado, o trabalho de [Frinchaboy e Majewski \(2008\)](#) que as confirmou como pertencentes a NGC 2447. As velocidades radiais que foram derivadas desses objetos são comparáveis à média do aglomerado, o que juntamente com o trabalho de movimento próprio de [Frinchaboy e Majewski \(2008\)](#) corroboram com as suas prováveis associações ao aglomerado.

Deve ser notado que uma das estrelas, NGC 2447-38, teve sua velocidade radial estudada por [Mermilliod et al. \(2008\)](#) e [Mermilliod e Mayor \(1989\)](#) e a velocidade obtida foi de  $22.91 \pm 0.31$  km/s, sem variação ao longo dos estudos. O nosso estudo obteve  $10.76 \pm 0.30$  km/s, o que confirma o caráter binário desse objeto. Esse objeto será discutido na Seção [4.6](#).

Com relação ao aglomerado NGC 6664, a comparação foi feita levando em consideração que os objetos fazem parte de sistemas binários, o que explica a diferença existente entre os valores. Se retirássemos da média a estrela NGC 6664-54, o valor obtido para o aglomerado seria de  $17.98 \pm 2.98$  km/s, que está mais próximo do valor da literatura, que é de  $23.73 \pm 11.76$  ([Mermilliod et al., 2008](#)).

#### 4.4 Velocidade de rotação

A determinação da velocidade de rotação ( $v \sin i$ ) foi feita utilizando síntese espectral na linha de Fe I em 6151.6 Å. A velocidade de macroturbulência adotada na síntese foi o valor padrão para gigantes vermelhas de 3 km/s para todas as estrelas ([Carney et al., 2008](#)). A Figura [4.2](#) mostra como o ajuste é realizado na linha de Fe I, onde utiliza-se diferentes valores de velocidades de rotação para que os espectros sintéticos se aproximem do espectro observado naquela região.

A Tabela [4.2](#) mostra os resultados obtidos para as estrelas (sem contar as *yellow stragglers*). A velocidade rotacional média das estrelas, excluindo as gigantes 25 e 71, é  $3.68 \pm 0.51$  km/s. Esse valor baixo está bem próximo do limite onde a velocidade de rotação deixa de ser o alargamento dominante ([Carlberg, 2014](#)). A Figura [4.3](#) compara a velocidade de rotação das estrelas de NGC 2447 com estrelas gigantes do campo com relação às suas temperaturas, utilizando dados de [Carlberg et al. \(2011\)](#). A nossa média é ligeiramente menor que as estrelas do campo e, se excluirmos da amostra de [Carlberg et al. \(2011\)](#) as estrelas com velocidade de rotação projetada maiores que 9.0 km/s, o que

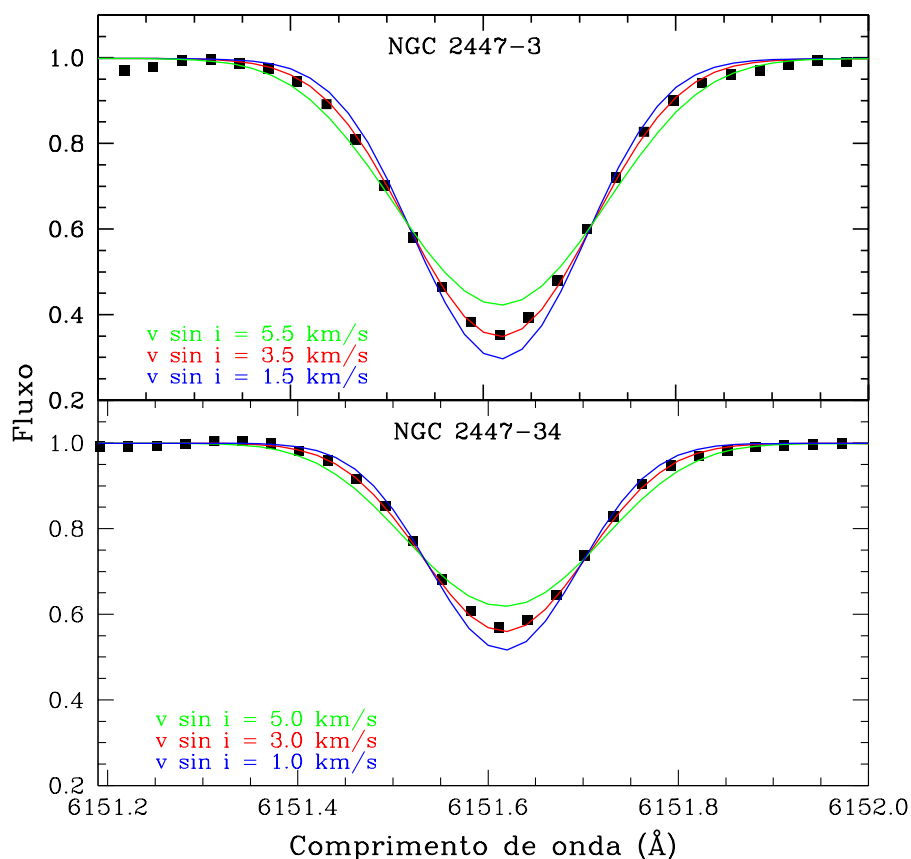


Figura 4.2: Espectro observado (pontos pretos) e espectros sintéticos (linhas sólidas) da região da linha de Fe I em  $6151.6 \text{ \AA}$  para determinação da velocidade de rotação em duas gigantes do aglomerado aberto NGC 2447. Pode-se notar três perfis de absorção com velocidades de rotação diferentes.

representa apenas 3% do total de 1288 estrelas, notamos que a velocidade rotacional média obtida pelos autores é de  $4.5 \pm 1.2 \text{ km/s}$ .

## 4.5 O padrão de abundâncias

### 4.5.1 Metalicidade

A metalicidade média de NGC 2447 é  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.17 \pm 0.05$ . Esse valor está de acordo com o encontrado por Reddy et al. (2015) que foi de  $-0.13 \pm 0.02$ , tendo sido determinado utilizando análise espectroscópica de 3 estrelas. Hamdani et al. (2000) também utilizaram esses mesmos objetos e obtiveram uma metalicidade maior,  $+0.03 \pm 0.03$ . Smiljanic et al. (2009), analisando os mesmos objetos, obtiveram  $-0.01 \pm 0.01$ . O trabalho fotométrico de Clariá et al. (2005) obteve  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.09 \pm 0.06$ . Os estudos de Santos et al. (2009) e

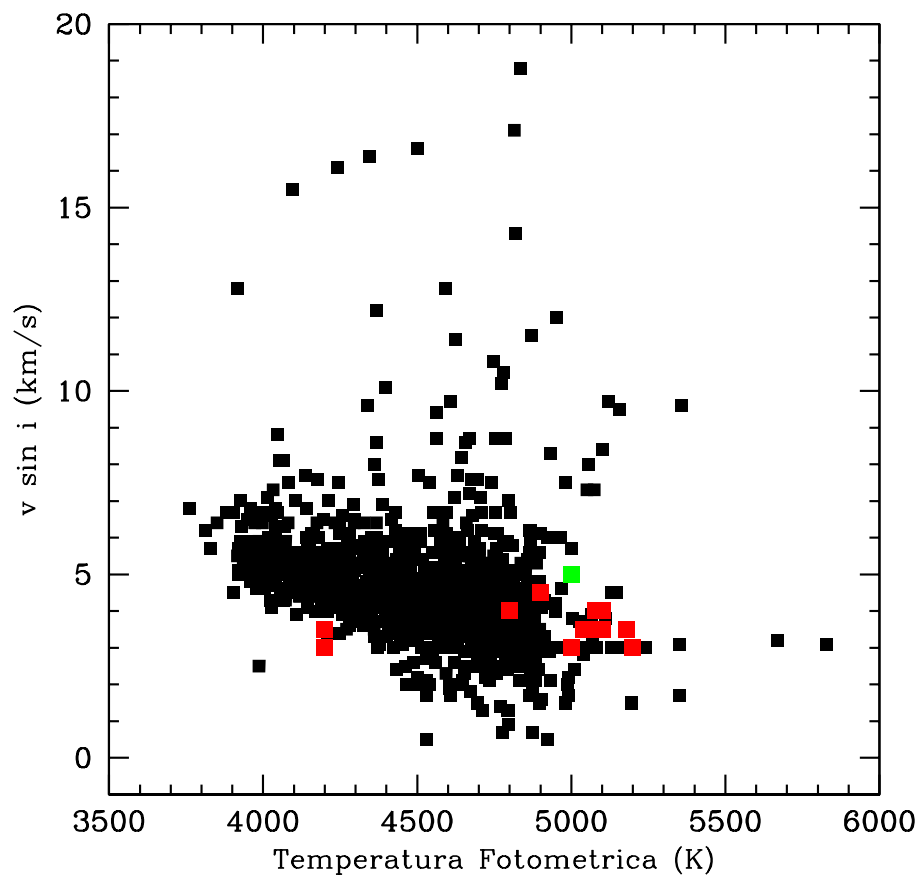


Figura 4.3: Velocidade de rotação projetada para estrelas gigantes do campo (quadrados pretos) estudadas por [Carlberg et al. \(2011\)](#) plotadas como função da temperatura fotométrica. Os quadrados vermelhos representam gigantes isoladas do aglomerado NGC 2447, enquanto o quadrado verde representa a estrela binária.

Tabela 4.2 - Velocidade de rotação e temperatura efetiva para as estrelas de NGC 2447.

Estrelas	$v \sin i$ (km/s)	$T_{eff}$ (K)
NGC 2447-3	3.5	4200
NGC 2447-4	3.5	5080
NGC 2447-7	3.0	4200
NGC 2447-25	5.0	5000
NGC 2447-28	3.0	5000
NGC 2447-34	3.0	5040
NGC 2447-41	4.0	5080
NGC 2447-71	3.0	5200
NGC 2447-85	4.0	5100
NGC 2447-93	3.5	5180
CD-23° 6042	4.5	4800
CPD-23° 2813	4.5	4900
TYC 6540-4084-1	3.5	5100

[Santos et al. \(2012\)](#) derivaram 6 metalicidades médias para NGC 2447, baseados nos seus dois estudos de vários aglomerados e utilizando listas de linhas diferentes. As metalicidades por eles determinadas variaram de  $-0.01$  a  $-0.10$ .

É difícil entender a discrepância de resultados de metalicidade na literatura através dos anos. Muito pode ser atribuído à escolha das listas de linhas com diferentes valores da força de oscilador utilizada na modelagem dos átomos. Além disso, há a diferença na medida de cada pesquisador, ou seja, na identificação do contínuo do espectro para a medida da largura equivalente. Essa diferença também é importante quando são utilizados espectros de baixa resolução ou de baixo S/N. Por último, cabe ressaltar que em muitos desses trabalhos derivam seus próprios parâmetros atmosféricos do Sol, ao invés de utilizar trabalhos como os de [Grevesse e Sauval \(1998\)](#) ou [Asplund et al. \(2009\)](#). Por um lado espera-se que essa determinação diminua os erros sistemáticos, mas por outro, eles dificultam uma uniformidade na comparação dos valores de cada elemento. Dentre os estudos citados, por exemplo, o valor de Fe I para o Sol variou de 7.47 ([Santos et al. 2009, 2012](#)) a 7.54 ([Reddy et al. \(2015\)](#) utilizam a abundância solar de [Reddy et al. \(2012\)](#)).

#### 4.5.2 Li e razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$

Em aglomerados abertos, a abundância de lítio foi investigada por [Gilroy \(1989\)](#) e [Pasquini et al. \(2001\)](#) em NGC 3680; [Pasquini et al. \(2004\)](#) em IC 4651; [Gonzalez e Wallerstein \(2000\)](#) em M 11; [Katime Santrich et al. \(2013\)](#) no aglomerado aberto NGC 3114; [Böcek Topcu et al. \(2015; 2016\)](#) em NGC 752 e NGC 6940 respectivamente e [Delgado Mena et al. \(2016\)](#) em vários outros aglomerados abertos. Nesses estudos os autores observaram que as abundâncias de lítio em gigantes de aglomerados abertos exibem um grande espalhamento, indo de valores negativos até valores da ordem de 1.3-1.4, na notação  $\log \epsilon (\text{Li})$ . Os valores mais altos de  $\log \epsilon (\text{Li})$  aqui encontrados estão de acordo com a literatura, tendo em vista que a primeira dragagem é o principal mecanismo de mistura no interior estelar conforme a estrela evolui para o ramo das gigantes vermelhas. Os baixos valores de  $\log \epsilon (\text{Li})$  podem ser explicados por um mecanismo de mistura extra que ocorre no interior estelar, que pode ser induzido pela rotação ([Charbonnel e Lagarde, 2010](#)) e será discutido a seguir.

Os valores das abundâncias derivados para o Li em cada objeto estão na Tabela [3.5](#). Para as gigantes de NGC 2447 foi encontrado o valor médio de  $0.71 \pm 0.43$ .

O valor alto da incerteza reflete que, possivelmente, há diferentes mecanismos de mistura ocorrendo no interior dessas estrelas. Outro aspecto interessante da análise do lítio foi o fato de duas estrelas, NGC 2447-3 e 7, apresentarem valores próximo de zero na abundância. Dentre as estrelas observadas na literatura e que pertencem ao aglomerado, essas duas são as mais evoluídas, com valores de  $\log g = 1.1$  e  $\log g = 1.5$ . Esses baixos valores de  $\log \epsilon (\text{Li})$  nesses objetos indicam que eles sofreram uma mistura mais acentuada, e como consequência disso, é de se esperar uma razão isotópica baixa. A razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  encontrada para essas estrelas foi de 22.0, o que implica em um baixo conteúdo de  $^{13}\text{C}$ . O mesmo tipo de comportamento havia sido notado no trabalho de [Gilroy \(1989\)](#), onde as estrelas em um estágio evolutivo mais avançado também possuíam baixas abundâncias de Li e não possuíam baixa razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Os autores consideraram que a perda de massa no ramo das gigantes pode ser responsável pela modificação da abundância de lítio sem com isso alterar a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  e sem a necessidade de uma mistura nova.

Com relação a esse possível mecanismo de mistura adicional, muito se associa a velocidade rotacional como sendo uma das razões ([Randich et al., 1999](#); [do Nascimento et al.,](#)

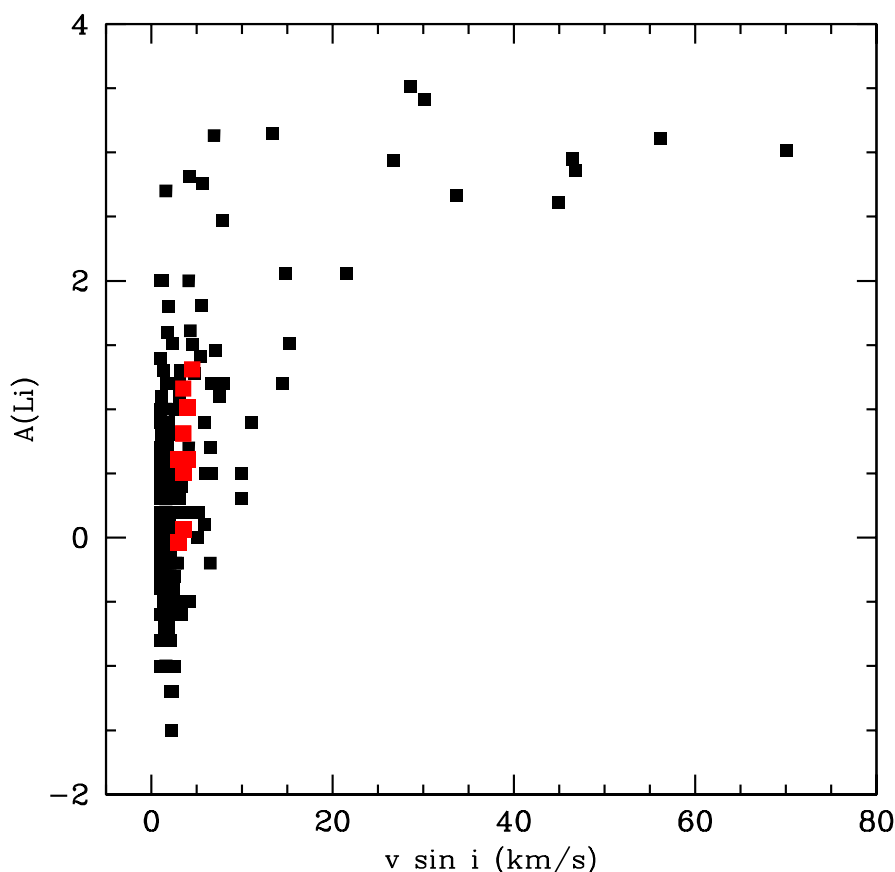


Figura 4.4: Relação de Li com a velocidade de rotação. Estrelas de De Medeiros et al. (2000) em preto. As estrelas da amostra estão em vermelho.

2000). Na literatura ainda não há um consenso do efeito da rotação na abundância de lítio. Apesar disso, o trabalho de De Medeiros et al. (2000), utilizando o método dos mínimos quadrados, obteve coeficientes de correlação entre a abundância de Li e velocidade de rotação. Os autores investigaram essa correlação para diferentes faixas de massa para tentar localizar uma tendência. Eles encontraram que estrelas com  $M > 3.5M_{\odot}$  têm um coeficiente de correlação de 0.297 e estrelas com a faixa de massa condizentes com as analisadas aqui, ou seja,  $2.5M_{\odot} < M < 3.5M_{\odot}$ , têm correlação de 0.558. O comportamento da abundância de Li e rotação pode ser visto na Figura 4.4 utilizando estrelas de De Medeiros et al. (2000) e as estrelas da nossa amostra. Essa figura poderia ser utilizada para procurar uma correlação, mas com os resultados obtidos, e dentro da faixa de baixa-média velocidade de rotação (0-20 km/s), essa possível correlação não fica clara o suficiente.

Para as outras estrelas de NGC 2447 não foi possível determinar um valor para a razão isotópica, apenas limites inferiores, ou seja, o valor da razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  seria maior

que 22.0, não sendo possível determinar com precisão seu valor real. Isso indica que essas estrelas não sofreram uma mistura nos seus interiores. O trabalho realizado por [Smiljanic et al. \(2009\)](#) também não conseguiu determinar essa razão. Os nossos resultados da razão isotópica também estão na Tabela 3.5.

Os resultados da razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  que foram obtidos estão de acordo com os previstos por [Charbonnel e Lagarde \(2010\)](#), considerando os modelos de mistura padrão para um aglomerado aberto com massa de *turn-off* de  $2.7 M_{\odot}$ .

### 4.5.3 CNO

A Figura 4.5 mostra a comparação das razões de abundância  $[\text{C}/\text{Fe}]$ ,  $[\text{N}/\text{Fe}]$  e  $[\text{O}/\text{Fe}]$  para as estrelas de NGC 2447 com os trabalhos de [Luck e Heiter \(2007\)](#), utilizando estrelas gigantes vermelhas do campo e de *clump giants* de [Mishenina et al. \(2015\)](#). Pode ser visto que as estrelas da nossa amostra têm abundâncias similares às gigantes do campo e isso significa que ambas apresentam sobreabundância de nitrogênio e sub-abundância de carbono, o que é esperado para estrelas que passaram pelo processo da primeira dragagem.

Outro fator importante a se considerar é a razão  $[\text{N}/\text{C}]$  que também pode ser utilizada para diagnosticar o processo da primeira dragagem em estrelas gigantes de aglomerados abertos e essa razão pode ser comparada com modelos de evolução e a modelos adicionais, que podem considerar se uma mistura acontece por causa da rotação ou por efeitos termohalinos ([Charbonnel e Lagarde, 2010](#)). O efeito termohalino não está muito bem explicado na literatura, mas ele aconteceria após a primeira dragagem e estaria relacionado ao reajuste das camadas internas da estrela após esse evento ([Charbonnel e Lagarde, 2010](#); [Henkel et al., 2017](#)). Levando em consideração as médias de  $[\text{C}/\text{Fe}]$  e  $[\text{N}/\text{Fe}]$ , que são, respectivamente,  $-0.25 \pm 0.10$  e  $+0.40 \pm 0.18$ , a razão  $[\text{N}/\text{C}]$  obtida para NGC 2447 foi de  $0.65 \pm 0.21$ , que está de acordo com os modelos padrão de [Charbonnel e Lagarde \(2010\)](#) para aglomerados com massa de *turn-off* de  $2.7 M_{\odot}$ .

O trabalho de [Smiljanic et al. \(2009\)](#) obteve abundâncias de CNO para NGC 2447, onde os autores utilizaram as estrelas NGC 2447-28, 34, e 41. Eles obtiveram uma média de  $\langle [\text{C}/\text{Fe}] \rangle = -0.17 \pm 0.01$  e  $\langle [\text{N}/\text{Fe}] \rangle = 0.53$  (conseguiram medir apenas NGC 2447-28 e 34). O nosso trabalho leva em consideração todas as estrelas, mas a critério de comparação, se utilizarmos as mesmas estrelas citadas para a média, obteríamos valores de  $\langle [\text{C}/\text{Fe}] \rangle = -0.22 \pm 0.05$  e  $\langle [\text{N}/\text{Fe}] \rangle = 0.49 \pm 0.04$ , que são muito similares aos de [Smiljanic](#)

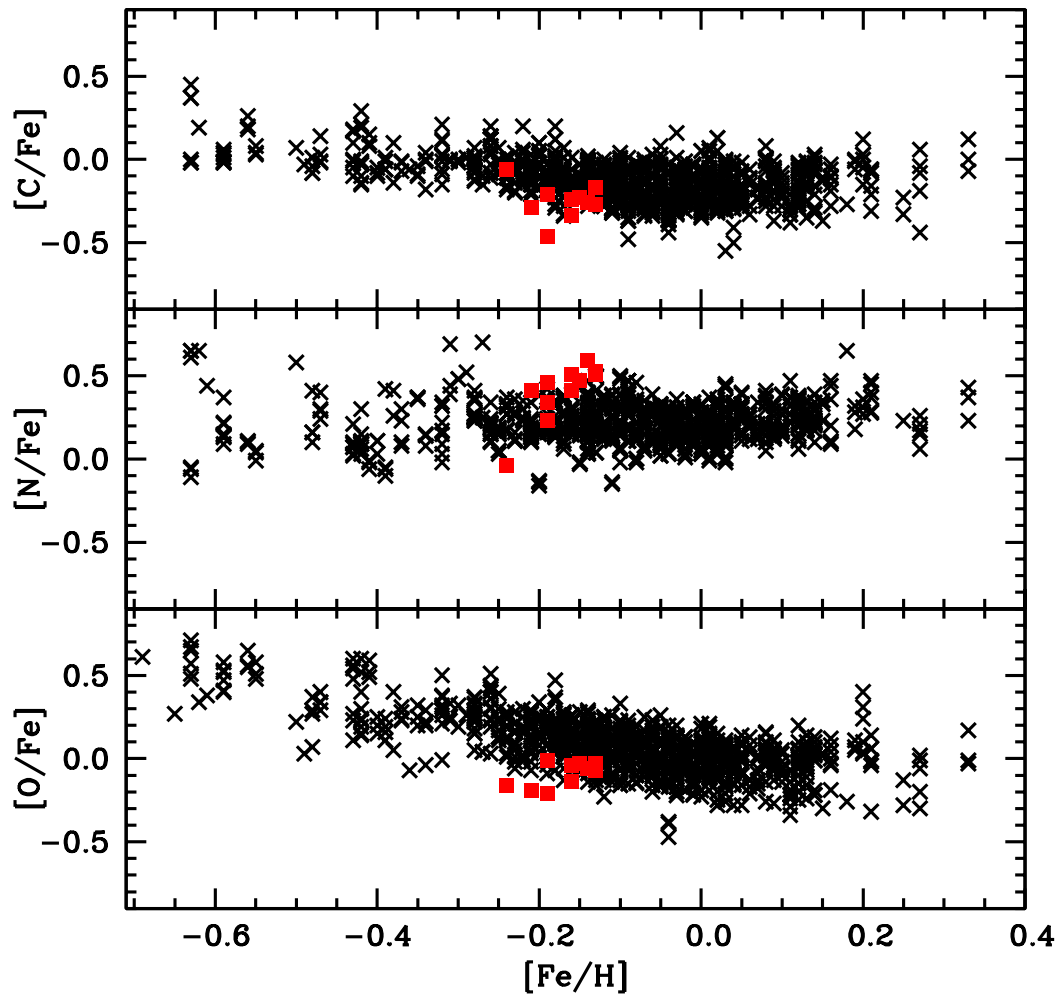


Figura 4.5: Razões de abundância  $[X/Fe]$  vs.  $[Fe/H]$  para carbono, oxigênio e nitrogênio das estrelas gigantes vermelhas. Cruzes pretas: Luck e Heiter (2007); Mishenina et al. (2006); quadrados vermelhos: resultados da tese para NGC 2447.



et al. (2009).

Com relação a gigantes de outros aglomerados, a abundância de nitrogênio de NGC 2447 é similar, como vemos nos trabalhos de Smiljanic et al. (2009); Mikolaitis et al. (2010); Katime Santrich et al. (2013); Drazdauskas et al. (2016); Böcek Topcu et al. (2015; 2016) para citar alguns.

A abundância de oxigênio das nossas gigantes exibe um valor baixo em relação ao solar, mas que é corroborado com o já citado estudo de Smiljanic et al. (2009) que obteve  $\langle [O/Fe] \rangle = -0.14 \pm 0.03$ , sendo a nossa média com todos os objetos igual a  $-0.10 \pm 0.08$ . Valores de abundâncias similares na literatura foram reportados por Böcek Topcu et al. (2015; 2016).

#### 4.5.4 Outros elementos: Na ao Ni

A sobreabundância de sódio reportada por Hamdani et al. (2000) foi confirmada; os autores encontraram  $[Na/Fe] = 0.18 \pm 0.04$  e nosso trabalho obteve  $0.17 \pm 0.10$  ( $0.23 \pm 0.02$  se considerarmos apenas as estrelas NGC 2447-28, 34 e 41). É interessante notar que Smiljanic et al. (2009) não encontraram sobreabundância similar, encontrando  $[Na/Fe] = 0.05$  para o aglomerado. O trabalho de Reddy et al. (2015) obteve  $+0.12$ . Hamdani et al. (2000) investigaram possíveis fontes de erro, mas elas foram descartadas. Efeitos não-ETL foram considerados por Gratton et al. (1999) e os cálculos resultantes dessa consideração encontraram valores de  $[Na/Fe]$  entre 0.005 e 0.020 para NGC 2447. É esperado que a abundância de sódio aumente devido aos efeitos da primeira dragagem (Luck, 1994; Boyarchuck et al., 1996) em até 0.2 dex para faixas de massa em torno de  $3M_{\odot}$  e  $[Fe/H] \approx 0.0$  (Karakas e Lattanzio, 2014), mas esse efeito parece não explicar a abundância observada em NGC 2447 devido a discrepância da abundância desse elemento entre esses trabalhos, que não é desprezível e deve ser revisitada em trabalhos futuros.

A razão  $[Al/Fe]$  para o alumínio observada em gigantes de aglomerados está de acordo com os valores de estrelas gigantes do campo com a mesma metalicidade. Essa comparação é vista na Figura 4.6.

A abundância geral dos elementos do aglomerado mostram boa compatibilidade com os da literatura, como mostra a Tabela 4.3. Quando comparadas individualmente, os resultados das 3 estrelas já publicadas com os nossos, observa-se uma discrepância com os resultados de Hamdani et al. (2000). Os autores também realizaram análise espectroscópica

Tabela 4.3 - Comparação das abundâncias de NGC 2447 com outros estudos: [Hamdani et al. \(2000\)](#); [Reddy et al. \(2015\)](#); [Smiljanic et al. \(2009\)](#).

Elemento	Tese	<a href="#">Reddy et al. (2015)</a>	<a href="#">Hamdani et al. (2000)</a>	<a href="#">Smiljanic et al. (2009)</a>
[Na/Fe]	+0.17±0.10	+0.12±0.02	+0.18±0.03	+0.05±0.02
[Mg/Fe]	+0.15±0.09	-0.02±0.01	+0.02±0.04	—
[Al/Fe]	+0.09±0.10	-0.14±0.02	—	—
[Si/Fe]	+0.16±0.07	+0.11±0.02	0.00±0.04	—
[Ca/Fe]	+0.03±0.04	+0.02±0.03	+0.02±0.00	—
[Ti/Fe]	-0.01±0.06	-0.04±0.03	+0.09±0.03	—
[Cr/Fe]	-0.06±0.06	-0.04±0.02	+0.07±0.01	—
[Ni/Fe]	-0.07±0.06	-0.07±0.02	-0.11±0.02	—
[Y/Fe]	+0.02±0.10	+0.03±0.02	-0.05±0.02	—
[Zr/Fe]	+0.12±0.08	+0.13±0.02	—	—
[La/Fe]	+0.28±0.10	+0.13±0.02	—	—
[Ce/Fe]	+0.38±0.09	+0.32±0.01	+0.06±0.02	—
[Nd/Fe]	+0.21±0.09	+0.22±0.03	—	—
[Eu/Fe]	+0.07±0.11	+0.22	+0.01	—

de alta resolução, com espectros de alto S/N e com comprimento de onda na mesma região do óptico, o que ajuda na comparação dos resultados, pois não há uma diferença grande na qualidade dos espectros ou na metodologia com a qual as abundâncias foram determinadas. Os parâmetros atmosféricos derivados pelos autores concordam com os nossos, com exceção da microturbulência, onde os valores encontrados pelos autores foram maiores que os nossos nas 3 estrelas. Outra possível razão para a diferença nas abundâncias está nos erros encontrados na metalicidade de [Hamdani et al. \(2000\)](#), que eram em torno de 0.20 dex (Tabela 3.2).

As Figuras 4.6 e 4.7 comparam as estrelas analisadas com os resultados de [Luck e Heiter \(2007\)](#). Podemos ver que as gigantes analisadas não apresentam sobreabundância e se comportam, nesse diagrama, como as estrelas do campo da Galáxia.

#### 4.5.5 Processo-s

Os elementos pesados ( $Z > 26$ ) que vão do ítrio (Y) ao neodímio (Nd) são exemplos do processo de captura lenta de nêutrons durante a nucleossíntese. Nessa seção discutiremos os elementos que são produzidos nas regiões ricas em hélio nas inter-camadas das gigantes vermelhas com pulsação térmica do ramo assintótico (TP-AGB) ([Van der Swaelmen et al., 2016](#)). [Reddy et al. \(2015\)](#) creditam esse processo-s fraco como sendo o responsável pela

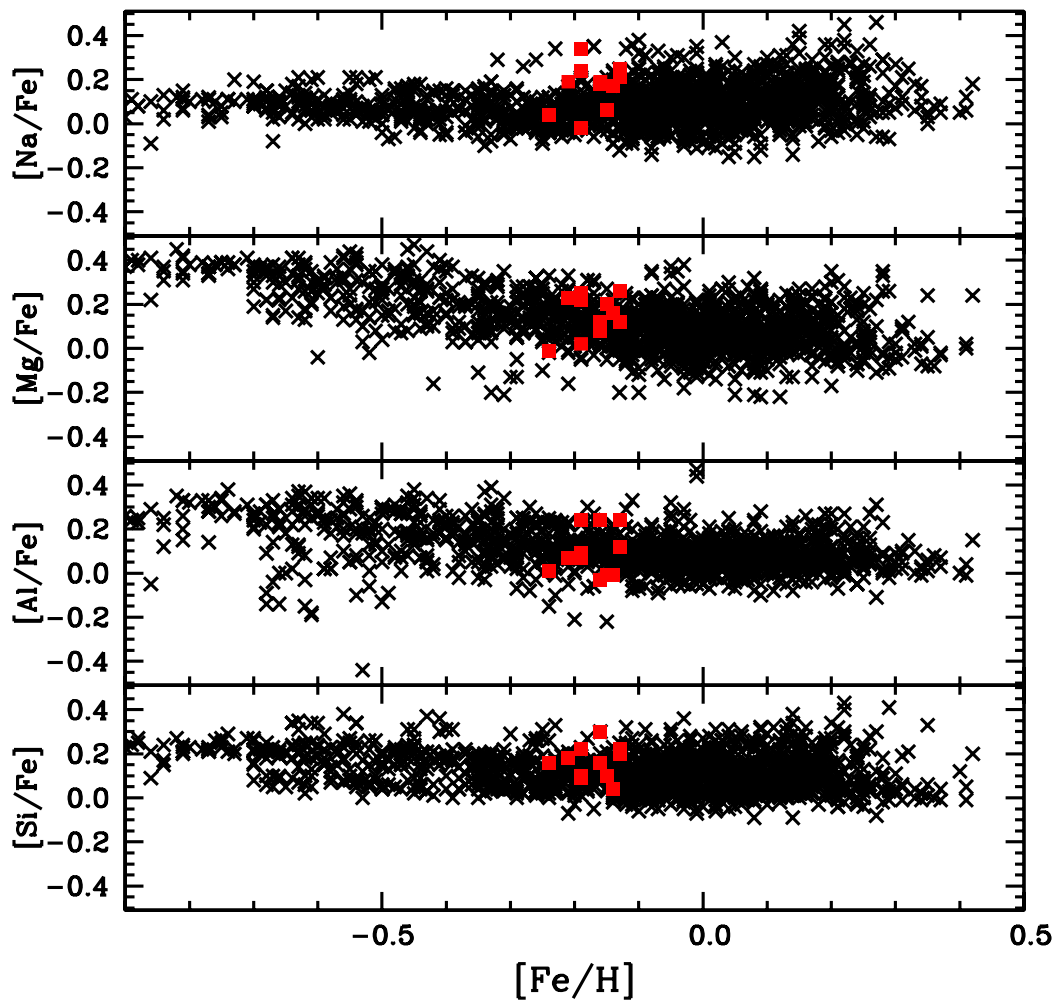


Figura 4.6: Abundância de metais das estrelas gigantes do campo de Luck e Heiter (2007) (cruzes pretas) em comparação com as nossas gigantes (quadrados vermelhos).

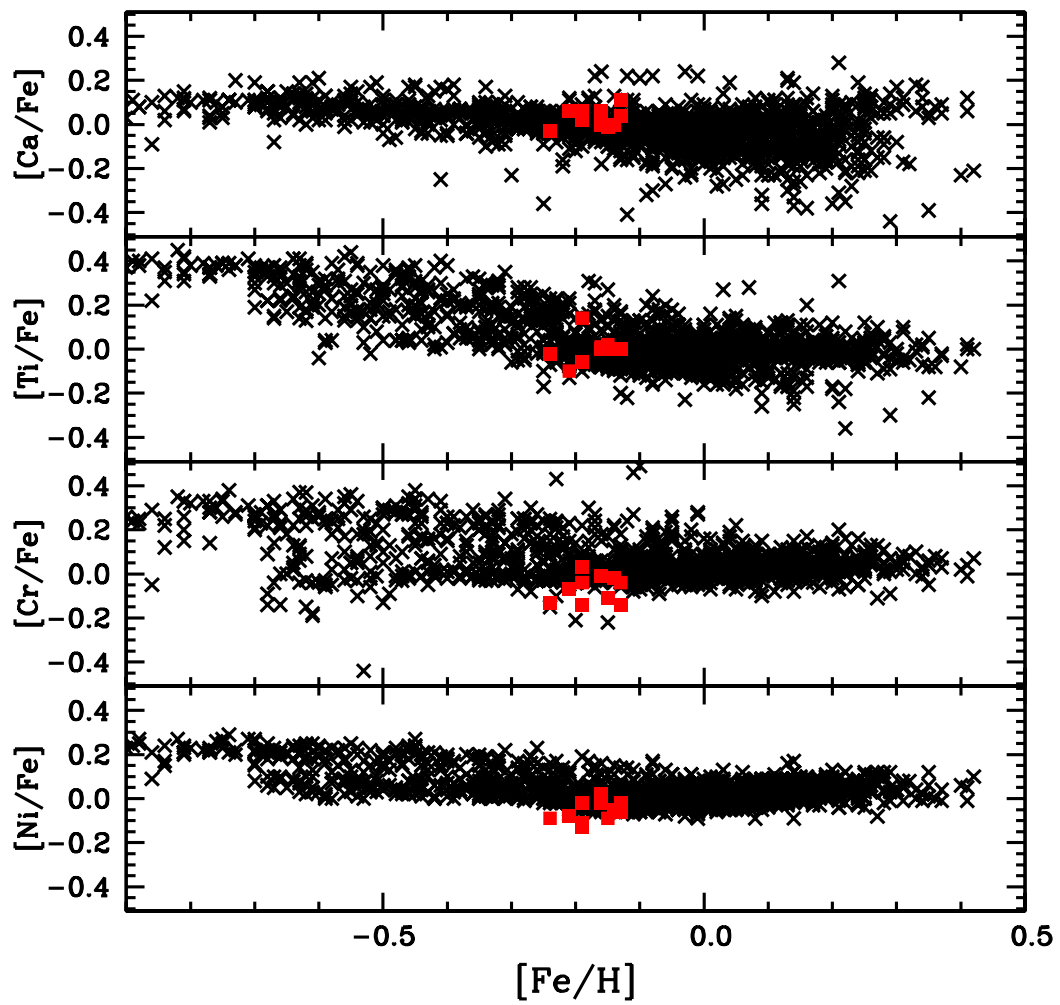


Figura 4.7: Idem a anterior, para Ni, Cr, Ti e Ca.

síntese de Y e Zr.

Uma sobreabundância de Y para algumas das estrelas desse aglomerado foi encontrada na literatura, com valores como  $[Y/Fe] = +0.21 \pm 0.09$  (Maiorca et al., 2011) a  $[Y/Fe] = +0.03 \pm 0.02$  (Reddy et al., 2015). O valor encontrado no nosso trabalho está entre esses,  $[Y/Fe] = +0.09 \pm 0.18$ . Sobre a abundância de Zr é comum utilizá-lo comparando com a abundância de Y, nesse caso o valor médio encontrado para  $[Zr/Y]$  é  $+0.04$ , que é próximo ao valor reportado por Reddy et al. (2015) para aglomerados abertos.

Como pode ser visto na Tabela 4.3, os resultados obtidos por Reddy et al. (2015) para os elementos do processo-s foram confirmados, com exceção do lantânio que no nosso trabalho apresentou valores de abundâncias mais altas, o que pode ser devido à lista de linhas utilizadas em cada trabalho. Entretanto, as abundâncias obtidas na tese não corroboram com os valores obtidos por Hamdani et al. (2000).

A Figura 4.8 mostra as razões de abundância  $[X/Fe]$  versus metalicidade dos elementos pesados Y, La, Ce, Nd e a média desses elementos na notação  $[s/Fe]$  para as gigantes de NGC 2447 analisadas nesse trabalho (quadrados vermelhos). As razões de abundância desses elementos também são comparadas com as razões de abundância de dois estudos realizados para estrelas do campo, Mishenina et al. (2007) e Luck e Heiter (2007). O zircônio não foi incluído na média do processo-s e na comparação porque ambos os estudos mencionados não determinaram sua abundância.

A média  $[s/Fe]$  foi obtida para a amostra de Mishenina et al. (2007) e Luck e Heiter (2007). A Figura 4.8 também mostra que as gigantes de NGC 2447 são levemente enriquecidas nos elementos do processo-s, quando comparadas com gigantes do campo. As razões  $[s/Fe]$  para nossa amostra ocupam posição mais superior no diagrama. Determinações anteriores de abundâncias de elementos pesados para NGC 2447 também foi reportada por Reddy et al. (2015) para as estrelas 28, 34 e 41. O padrão de abundâncias para essas estrelas também pode ser visto na Figura 4.8 (quadrados vermelhos); e esses valores estão de acordo com os resultados dessa tese.

Na Figura 4.9 mostramos a comparação da média dos nossos resultados de abundância para os elementos do processo-s (quadrado vermelho) com outros valores médios de razões de abundâncias em outros aglomerados abertos da literatura, onde também foi feito o tratamento com espectroscopia de alta-resolução. O valor médio do trabalho de Reddy et al. (2015) consta na figura representado por um quadrado azul. Nessa figura os dados

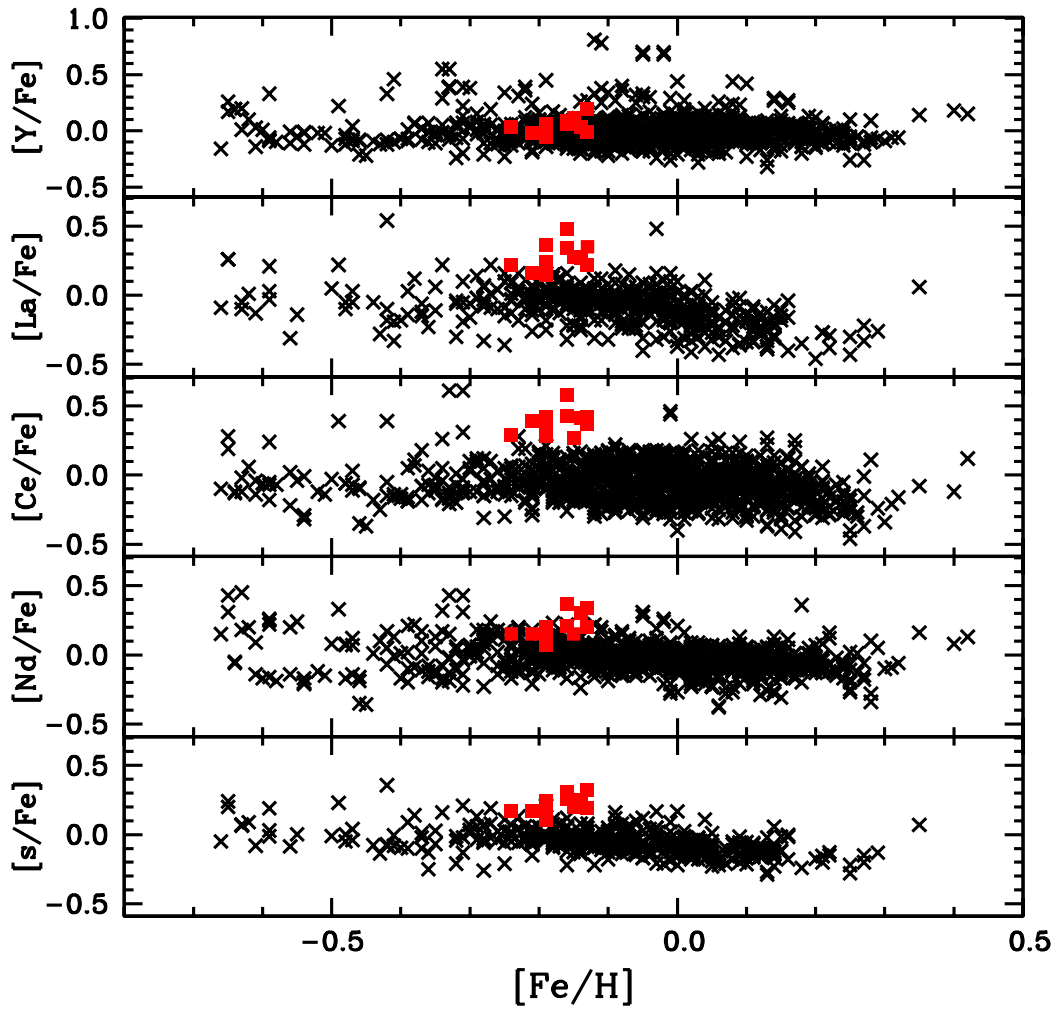


Figura 4.8: Razões de abundância  $[X/Fe]$  vs.  $[Fe/H]$  para os elementos do processo-s em NGC 2447. Os símbolos são os mesmos da Figura 4.6.

foram divididos pela idade dos aglomerados. Aglomerados abertos jovens, ou seja, com idades menores que 1.0 Gyr (quadrados verdes), mostram enriquecimento na abundância dos elementos pesados quando comparadas com estrelas do campo. [Maiorca et al. \(2011\)](#) notaram que os aglomerados abertos mais jovens são mais enriquecidos quando comparados com os mais velhos, ou seja, com idades superiores a 1.0 Gyr (quadrados magenta). De fato, podemos notar que NGC 2447 também segue a tendência observada por [Maiorca et al. \(2011\)](#) na Figura 4.10, onde temos a abundância média dos elementos do processo-s, na notação  $[s/Fe]$ , versus a idade do aglomerado aberto, utilizando os resultados derivados por [Maiorca et al. \(2011\)](#) e vários outros trabalhos recentes de espectroscopia em aglomerados abertos.

Essa relação entre os elementos do processo-s e a idade do aglomerado foi reportada no trabalho de [Jacobson e Friel \(2013\)](#). De acordo com os autores essa relação é mais pronunciada com Y e Ce. Entretanto, [Yong et al. \(2012\)](#) não notaram essa mesma relação nos 11 aglomerados abertos que foram analisados por eles. Essa diferença da literatura é algo que requer mais estudos futuros. Apesar dessa divergência, NGC 2447 se posiciona na região esperada para aglomerado jovens, e talvez isso ajude a indicar se há ou não uma relação.

A partir da Figura 4.9 podemos notar a sobre-abundância de Ce e Nd que não está em consonância com as estrelas do campo. Essa discrepância não é esperada, mas foi corroborada por outros autores na literatura. Por exemplo, [Reddy et al. \(2015\)](#) obtiveram  $[Ce/Fe] = +0.32 \pm 0.01$  em comparação com nosso valor de  $+0.35 \pm 0.06$ ; os autores derivaram  $[Nd/Fe] = +0.22 \pm 0.03$  e nosso trabalho obteve  $+0.27 \pm 0.07$ . Esses autores também obtiveram abundâncias de Ce e Nd para outros aglomerados abertos, e esses valores vão desde  $+0.23$  a  $+0.38$  para o Ce e  $+0.13$  a  $+0.33$  para o Nd. [De Silva et al. \(2009\)](#) fizeram um estudo de variação de abundância em 24 aglomerados abertos com metalicidades que variam de  $-0.61$  a  $+0.47$  e encontraram  $\langle [Ce/Fe] \rangle = +0.01 \pm 0.10$  e  $\langle [Nd/Fe] \rangle = +0.23 \pm 0.31$ . Há um erro maior na abundância de Nd, mas no geral os valores são altos e se comparados a estrelas do campo, ainda maiores. Deve ser notado que [Hamdani et al. \(2000\)](#) obtiveram  $[Ce/Fe] = +0.06 \pm 0.02$  para NGC 2447.

A abundância de bário também é mostrada na Tabela 3.7. Como pode ser visto, todas as estrelas mostram enriquecimento desse elemento. Entretanto, essa alta sobreabundância não é acompanhada pelos outros elementos do processo-s. A explicação mais provável para

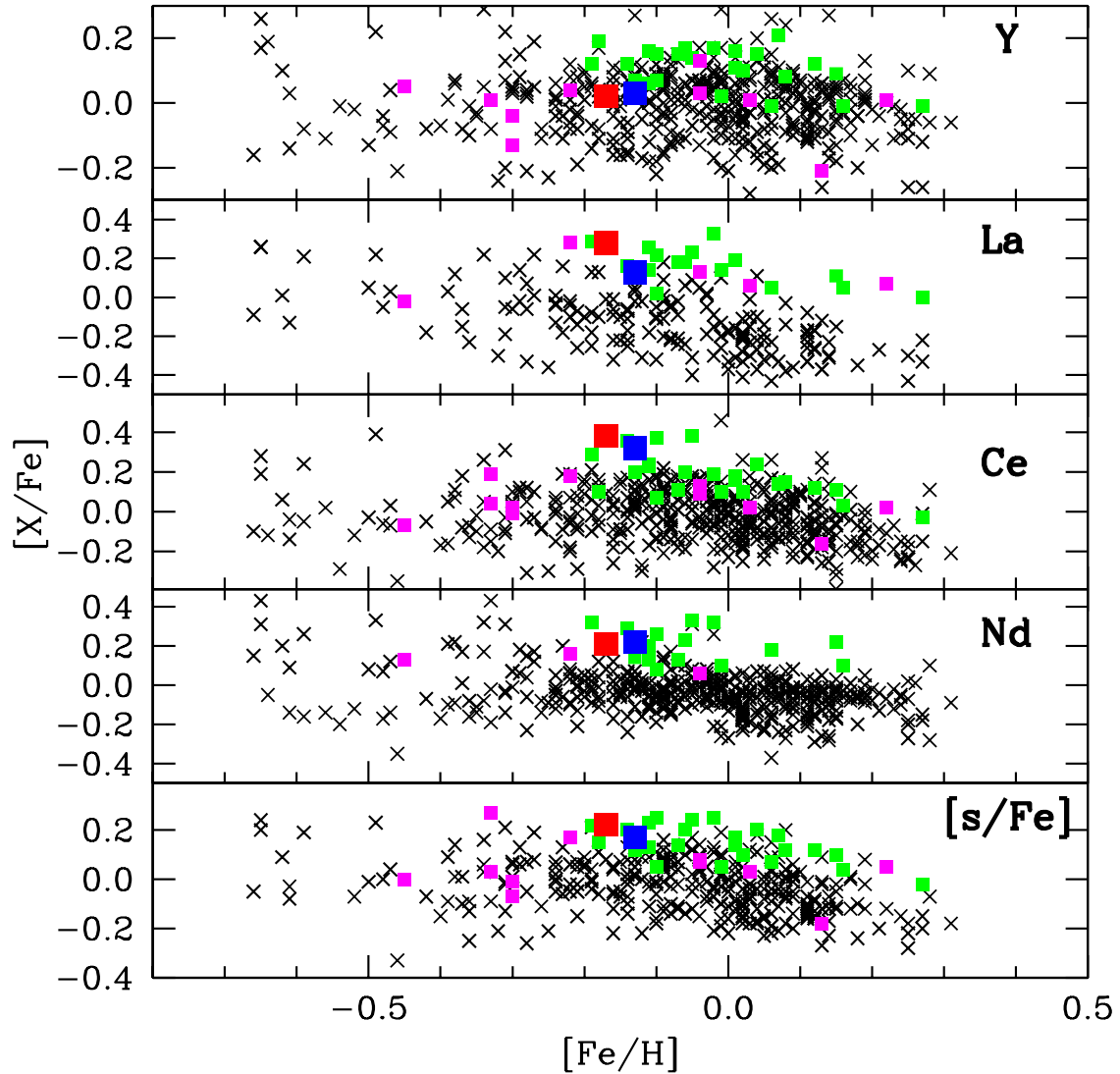


Figura 4.9: Razões de abundância  $[X/Fe]$  vs.  $[Fe/H]$  para os elementos do processo-s em vários aglomerados abertos. Os quadrados vermelho e azul representam os valores médios para NGC 2447 analisadas nessa tese e por Reddy et al. (2015), respectivamente. Quadrados magentas representam aglomerados abertos com idades maiores que 1.0 Gyr e quadrados verdes, aglomerados mais novos que 1.0 Gyr. Cruzes pretas representam as gigantes do campo de Luck e Heiter (2007) e Mishenina et al. (2007). Também mostramos a média da abundância dos elementos do processo-s na notação  $[s/Fe]$ . Os dados dos aglomerados jovens e velhos foram tirados de: Tautvaišiene et al. (2005), Maiorca et al. (2011), Reddy et al. (2012; 2013; 2015), Mikolaitis et al. (2010), Santrich et al. (2013), Böcek Topcu et al. (2016) e Drazdauskas et al. (2016).



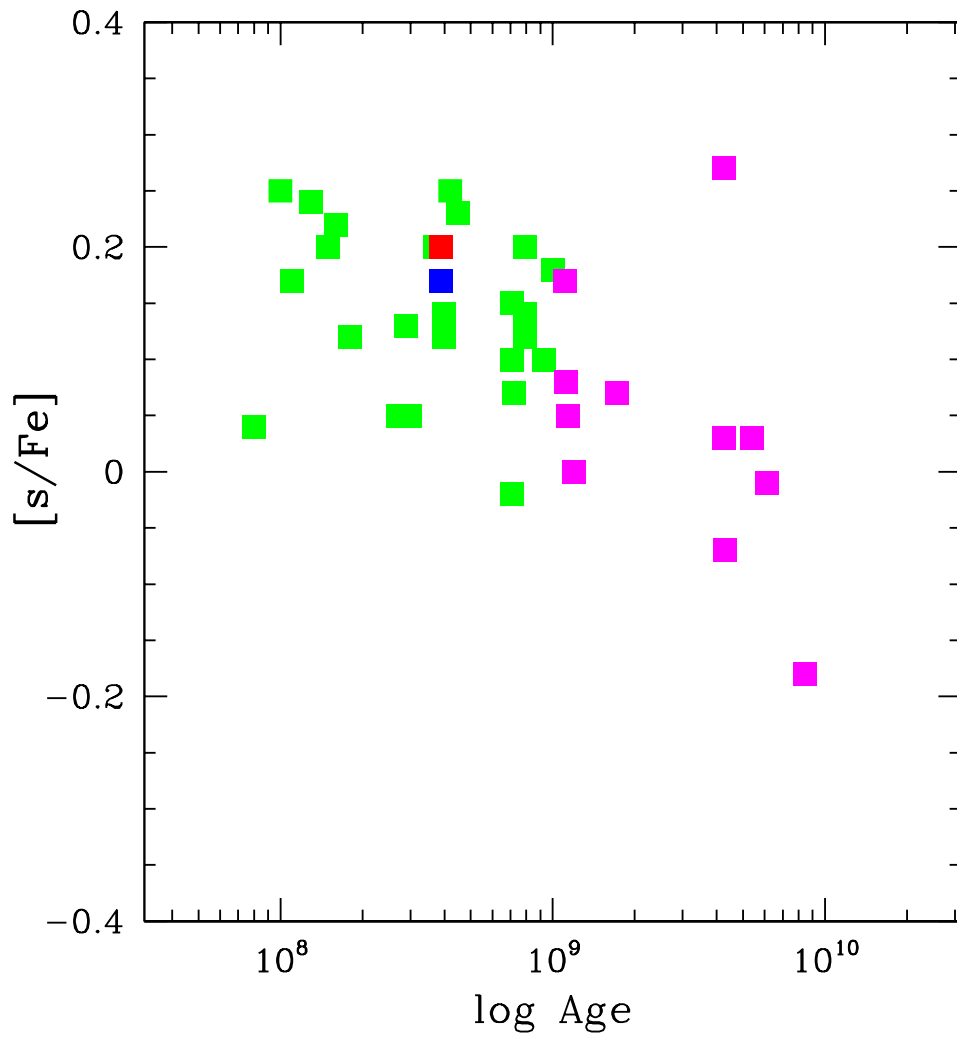


Figura 4.10: Abundância média dos elementos do processo-s vs. idade dos aglomerados abertos. Os símbolos e cores são os mesmos da Figura 4.9.

essa aparente contradição foi dada por Reddy e Lambert (2017), que mostraram que a sobreabundância observada de bário não está relacionada com processos nucleossintéticos, mas sim devido a subestimação da velocidade de microturbulência, pois a linha forte de Ba II utilizada na determinação da abundância é formada nas camadas mais superiores da fotosfera, onde a velocidade de microturbulência é maior. De fato, considerando um aumento na velocidade de microturbulência de 0.3 e 0.6 km/s a abundância de bário que derivamos para as estrelas NGC 2447-3 e 4 pode diminuir entre 0.3 e 0.8 dex, respectivamente.

#### 4.5.6 Elementos pesados: *Eu*

Também foi determinada a abundância de európio, um elemento criado pelo processo-r, que ocorre em supernovas tipo II ou em *mergers* de estrelas de nêutron, de tal forma que não são criadas em estrelas de baixa massa (Burriss et al., 2000; Rosswog et al., 2014; Wanajo e Ishimaru, 2006). A abundância de európio nas gigantes de NGC 2447 foi determinada pelo método de síntese espectral, que é mostrada na Figura 3.4. A Figura 4.11 mostra em (a) a razão de abundância [Eu/Fe] das gigantes de NGC 2447 (quadrados vermelhos) em comparação com gigantes do campo, utilizando abundâncias de Luck e Heiter (2007) e Mishenina et al. (2007). Abundâncias de Eu para NGC 2447 também foram determinadas na literatura no trabalho de Reddy et al. (2015) para as estrelas 28, 34 e 41. Ainda no quadro (a), vemos também a razão de abundâncias para essas três estrelas (quadrados azuis). A Figura 4.11 mostra em (b) a média de [Eu/Fe] para nosso aglomerado em comparação com outros aglomerados abertos, incluindo a média de Reddy et al. (2015) citada acima. NGC 2447, assim como os outros aglomerados segue a mesma tendência.

## 4.6 *Yellow Stragglers* em NGC 2447

Dentre as estrelas analisadas neste trabalho (uma delas binária espectroscópica), nossas determinações confirmam a natureza *yellow straggler* de três estrelas em NGC 2447. As estrelas NGC 2447-26 e 42 já haviam sido identificadas e confirmadas como binárias espectroscópicas e NGC 2447-38 havia sido identificada como uma provável binária espectroscópica por Mermilliod e Mayor (1989). *Yellow stragglers* são objetos que têm cores (B-V) que estão “entre a cor do *turn-off* e o ramo das gigantes, porém mais brilhantes que

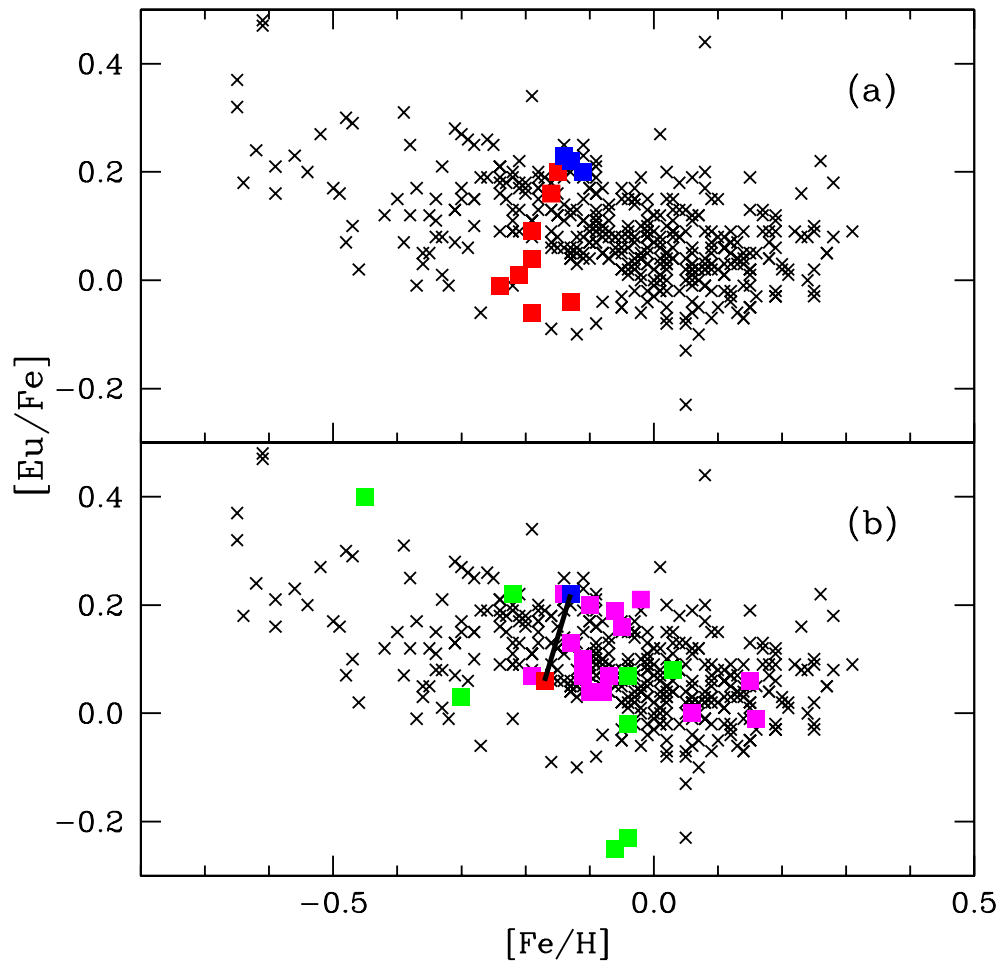


Figura 4.11:  $[Eu/Fe]$  vs.  $[Fe/H]$  para as gigantes em NGC 2447. Em (a) mostramos a razão  $[Eu/Fe]$  para as gigantes de NGC 2447 determinadas nesse trabalho (quadrados vermelhos) em comparação com  $[Eu/Fe]$  de gigantes do campo (cruzes pretas) derivadas por Luck e Heiter (2007) e Mishenina et al. (2007). Em (b) comparamos a média  $[Eu/Fe]$  para NGC 2447 com outros aglomerados, jovens e velhos. Quadrados azuis representam as estrelas NGC 2447-28, 34 e 41 analisadas por Reddy et al. (2015). Os outros símbolos têm o mesmo significado da Figura 4.9. A abundância de európio para aglomerados jovens e velhos são de Tautvaišiene et al. (2005), Maiorca et al. (2011), Reddy et al. (2012; 2013; 2015), Mikolaitis et al. (2010), Jacobson e Friel (2013), Santrich et al. (2013), Böcek Topcu et al. (2016) e Drazdauskas et al. (2016).

o ramo das subgigantes”. Essa é a definição dada por [Clark et al. \(2004\)](#) para esse tipo de objeto, seja em aglomerados abertos ou globulares. A Figura 4.12 mostra um diagrama cor-magnitude de todos os objetos analisados nessa tese do aglomerado NGC 2447 juntamente com as estrelas dos aglomerados NGC 2360, NGC 3680 e NGC 5822, que possuem *yellow stragglers* confirmadas ([Sales Silva et al., 2014](#)). Podemos notar na figura que as *yellow stragglers* (quadrados amarelos) são mais brilhantes que as estrelas do *turn-off* e suas cores (B-V) são menores do que a das gigantes vermelhas binárias (quadrados verdes) ou isoladas (quadrados vermelhos). Uma descrição espectroscópica desse tipo de objeto e uma definição em termos de *red* e *yellow stragglers* foi dada em [Sales Silva et al. \(2014\)](#), onde esse tipo de objeto foi identificado nos aglomerados abertos citados.

Aqui reportamos que NGC 2447-26, 38 e 42 possuem as mesmas características espectroscópicas das estrelas nesses aglomerados citados, que são: (i) forte presença de velamento (*veiling*) das linhas espectrais como evidencia a baixa velocidade de microturbulência e baixas metalicidades encontradas, onde ambas grandezas assumem valores muito abaixo da média do aglomerado a que pertencem (Tabela 3.1) e (ii) a fonte do velamento é devido a presença de uma estrela do tipo espectral A como companheira do sistema binário. A combinação da luz de uma estrela gigante e uma estrela do tipo A altera a cor ( $B - V$ ) desses sistemas binários para uma posição entre a sequência principal e o ramo das gigantes vermelhas no diagrama cor-magnitude.

Uma descoberta importante do nosso trabalho diz respeito a estrela NGC 2447-38, onde a sua velocidade radial obtida nessa tese foi muito diferente da medida por [Mermilliod et al. \(2008\)](#). O nosso resultado foi de  $10.76 \pm 0.30$  km/s em comparação com  $22.91 \pm 0.31$  km/s dos autores citados (Tabela 4.1). Essa estrela foi considerada uma binária suspeita no trabalho de [Mermilliod e Mayor \(1989\)](#) de tal forma que em outro trabalho desses autores ([Mermilliod et al., 2008](#)) esse objeto foi submetido a um *survey* de velocidade radial. Esse estudo tomou sete medidas de velocidade radial entre os dias 26 de fevereiro de 1983 e 15 de maio de 1996, cuja média foi  $22.14 \pm 0.75$  km/s, que é muito próxima a do aglomerado. Esse resultado parecia mostrar que NGC 2447-38 não fazia parte de um sistema binário. Na tabela 1 de [Clariá et al. \(2005\)](#) esse objeto também aparece como uma possível binária espectroscópica. Esses autores derivaram uma velocidade radial de 22.86 km/s, que está de acordo com os valores de [Mermilliod et al. \(2008\)](#). Com o nosso resultado de  $10.76 \pm 0.30$  km/s podemos concluir que NGC 2447-38 faz parte de um sistema binário, possivelmente

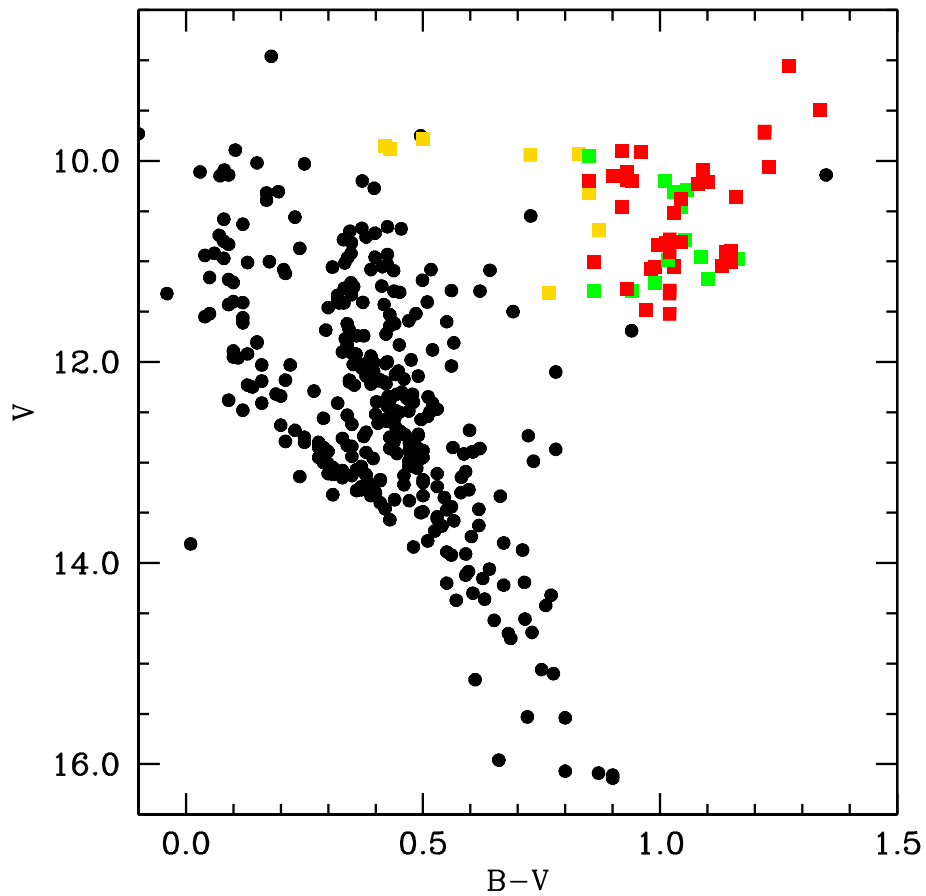


Figura 4.12: Diagrama cor-magnitude dos aglomerados abertos NGC 2447, NGC 2360, NGC 3680 e NGC 5822. Os quadrados amarelos representam as estrelas *yellow stragglers*, os quadrados verdes são as gigantes vermelhas binárias e os quadrados vermelhos representam as gigantes isoladas. Os círculos pretos são as outras estrelas dos aglomerados. Os dados de NGC 2360, NGC 3680 e NGC 5822 são do trabalho de [Sales Silva et al. \(2014\)](#).

com um período orbital muito longo, algo que já havia sido considerado por [Mermilliod e Mayor \(1989\)](#). Podemos concluir que, provavelmente, NGC 2447-38 está numa órbita muito excêntrica onde variações na velocidade radial ocorrem em pequenas regiões da sua fase.

A Figura 4.13 mostra os espectros das estrelas NGC 2447-26, 38 e 42 em comparação com outra estrela *yellow straggler*, NGC 5822-4. Como visto no trabalho de [Sales Silva et al. \(2014\)](#), nós utilizamos a mesma metodologia de comparação, onde mostramos uma estrela do tipo espectral A, HD 65810. Como as estrelas dos aglomerados abertos NGC 2360, NGC 3680 e NGC 5822, os espectros das *yellow stragglers* em NGC 2447 mostram o mesmo tipo de contaminação de uma estrela do tipo A.

#### 4.7 Elementos do processo-s no aglomerado NGC 6664

As abundâncias dos elementos do processo-s obtidas para as estrelas do aglomerado NGC 6664 foram apresentadas na Tabela 3.8. Nela podemos notar que duas estrelas (NGC 6664-51 e 54) possuem abundâncias mais elevadas em comparação às outras duas. A média desses elementos não foi determinada, devido ao baixo número de objetos, e pela nossa suspeita de NGC 6664-54 ser uma estrela de bário. A comparação das abundâncias dos elementos do processo-s para o aglomerado NGC 6664 estão na Figura 4.14. Podemos notar que a abundância da estrela isolada (quadrado vermelho) é comparável a uma das binárias (quadrados verdes).

Com relação a estrela NGC 6664-53, que foi teve sua metalicidade diferente com relação aos outros objetos, os valores obtidos para as abundâncias dos elementos do processo-s foram baixos, porém comparáveis aos outros objetos do aglomerado.

##### 4.7.1 A procura por estrelas de bário em aglomerados abertos

Estrelas de bário são objetos que possuem luminosidade  $M_V \sim 0.0$  ([Van der Swaelmen et al., 2017](#)), ou seja, elas têm menor luminosidade em comparação com as estrelas num estágio mais evoluído (AGBs). Elas são objetos de baixa e intermediária massa com sobreabundâncias de carbono e elementos do processo-s. As estrelas de bário fazem parte dos chamados objetos extrinsecamente enriquecidos em elementos do processo-s, pois as suas sobreabundâncias são explicadas através da transferência de massa a partir de uma

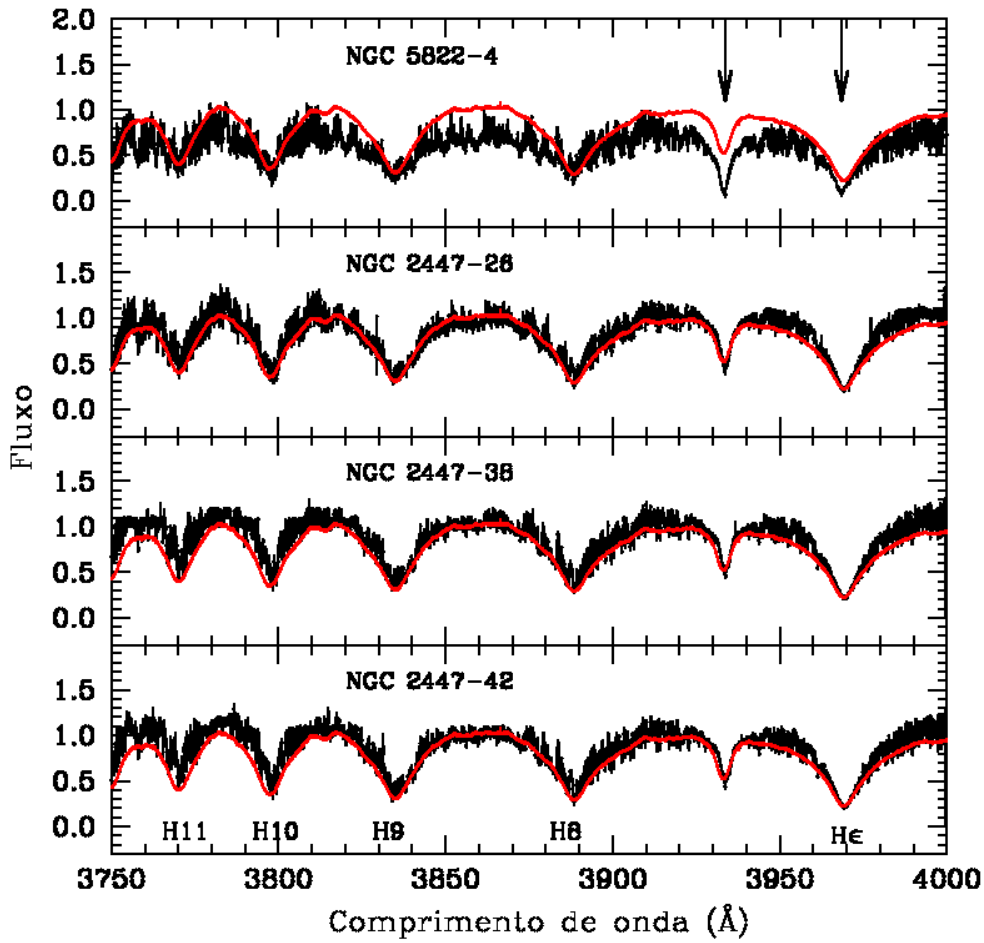


Figura 4.13: Espectros normalizados das *yellow stragglers* identificadas em NGC 2447 em comparação com outra *yellow straggler* NGC 5822-4. A comparação é realizada na região entre 3750 Å e 4000 Å. Podemos notar a forte contaminação nos espectros das *yellow stragglers* quando sobrepomos o espectro de HD 65810, que é uma estrela do tipo spectral A (linha vermelha). As setas indicam linhas fortes de Ca II.

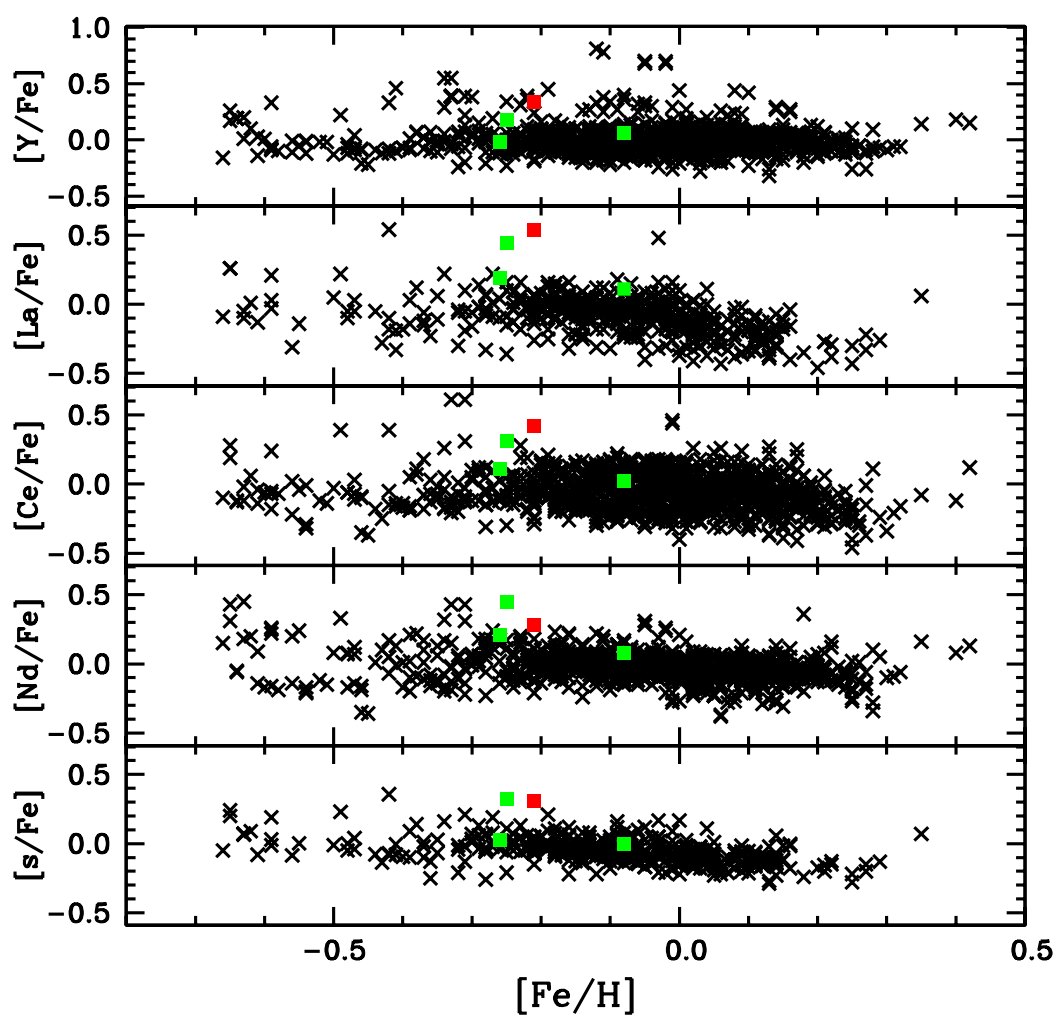


Figura 4.14: Razões de abundância  $[X/Fe]$  vs.  $[Fe/H]$  para os elementos do processo-s no aglomerado NGC 6664. O quadrado vermelho representa a estrela isolada de NGC 6664; os quadrados verdes são suas estrelas binárias; cruces pretas representam as gigantes do campo de Luck e Heiter (2007) e Mishenina et al. (2007). Também pode ser vista a média do processo-s na notação  $[s/Fe]$ .



estrela companheira em um sistema binário, que era uma AGB e agora é uma anã branca. De fato, como determinado por [McClure \(1983\)](#), 85% das estrelas de bário são binárias. A ocorrência dessa transferência de massa de uma estrela num estágio evolutivo mais avançado faz com que a estrela secundária seja contaminada com material que é enriquecido em elementos do processo-s. De fato, alguns dos estudos que identificaram esses objetos utilizam como limites de enriquecimento um valor de  $[s/Fe] > 0.25$  ([de Castro et al., 2016](#)), onde  $[s/Fe]$  é a média dos elementos do processo-s; [Van der Swaelmen et al. \(2017\)](#) utilizaram um valor de  $[X/Fe] > 0.25$ , onde o elemento X representa os elementos do processo-s individualmente. Segundo [Van der Swaelmen et al. \(2017\)](#) esses valores são considerados elevados para estrelas do campo.

O estudo das estrelas de bário é importante para a interpretação física dos fenômenos de acreção em binárias quimicamente peculiares bem como para análise da nucleossíntese do processo-s em estrelas AGB. Esses objetos têm sido investigados e identificados em publicações recentes na literatura ([de Castro et al., 2016](#); [Escorza et al., 2017](#); [Karinkuzhi et al., 2018](#)).

A análise de abundâncias dos elementos do processo-s em estrelas binárias se mostra importante na caracterização desse tipo de objetos, que, apesar das publicações recentes, ainda são pouco estudados. Além disso, a identificação de estrelas de bário também pode ser utilizada para restringir a natureza da estrela secundária, nesse caso, anãs brancas, sendo possível caracterizar a taxa de nascimento de anãs brancas em aglomerados abertos em comparação com estrelas do campo, onde essa informação pode ser interpretada como um indicativo da idade do aglomerado.

A Figura 4.15 mostra a comparação da abundância dos elementos do processo-s dos nossos objetos com estrelas de bário que foram rejeitadas do trabalho de [de Castro et al. \(2016\)](#) (quadrados verdes). As estrelas binárias de NGC 6664 são representadas pelos quadrados vermelhos e pelo quadrado azul, que representa a estrela NGC 6664-54, que é uma candidata a estrela de bário. As cruzes pretas são estrelas do campo de [Luck e Heiter \(2007\)](#) e [Mishenina et al. \(2007\)](#). Podemos ver que das nossas estrelas não possuem sobreabundâncias suficientes para serem consideradas como estrelas de bário. Entretanto, devemos discutir um pouco sobre NGC 6664-54.

O valor da abundância média dos elementos do processo-s para a estrela NGC 6664-54 foi  $[s/Fe] = +0.32 \pm 0.12$ . Seguindo o critério publicado em [de Castro et al. \(2016\)](#)

---

podemos considerar esse objeto como sendo uma estrela de bário. Se utilizarmos o critério de [Van der Swaelmen et al. \(2017\)](#), esse objeto não poderia ter essa classificação, já que as abundâncias de ítrio e zircônio não são maiores que +0.25. Dessa forma, não temos uma conclusão sólida sobre NGC 6664-54, mas podemos afirmar que esse objeto têm as características necessárias para ser considerada, pelo menos, como uma forte candidata a estrela de bário, com baixo nível de enriquecimento.

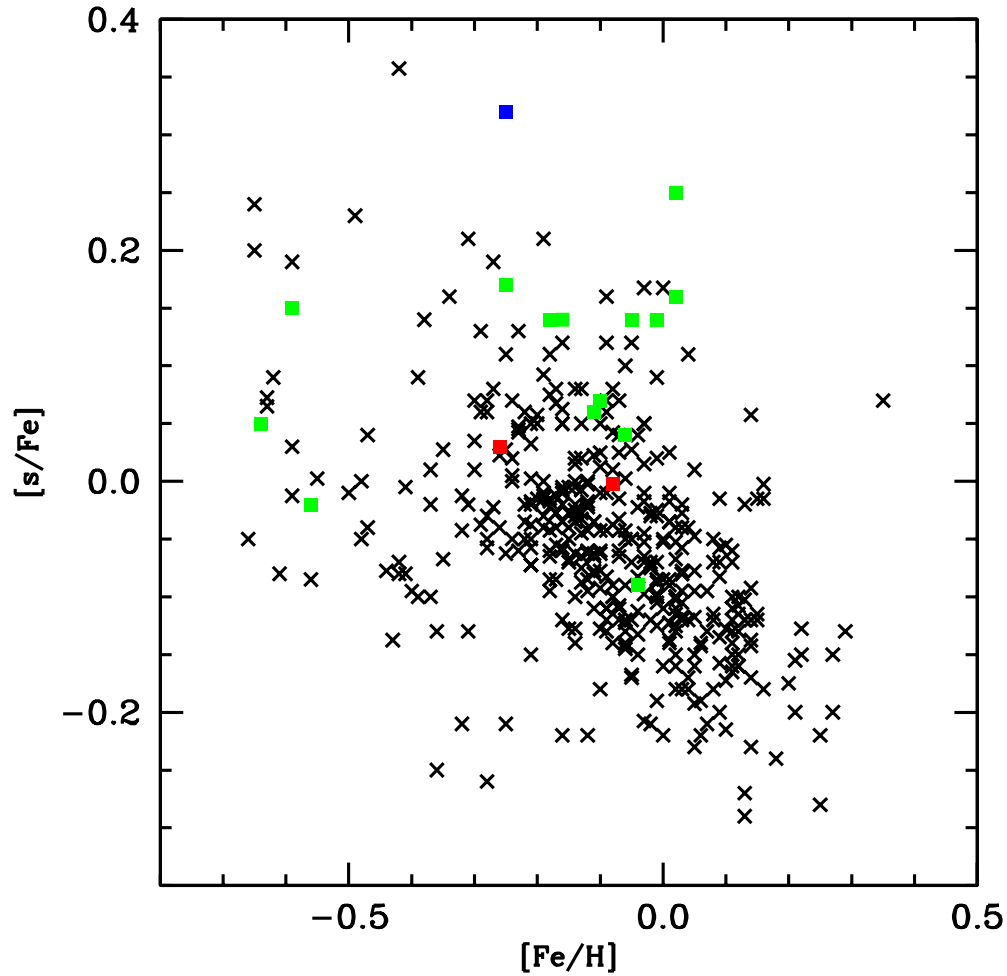


Figura 4.15: Razões de abundância  $[s/Fe]$  vs.  $[Fe/H]$  para estrelas de bário rejeitadas do trabalho de de Castro et al. (2016) (quadrados verdes) em comparação com as estrelas binárias de NGC 6664 (quadrados vermelhos). O quadrado azul representa a estrela NGC 6664-54, que é uma candidata a estrela de bário. As cruces pretas representam as gigantes do campo de Luck e Heiter (2007) e Mishenina et al. (2007).

## Capítulo 5

### Conclusões

O objetivo dessa tese com relação ao aglomerado aberto NGC 2447 foi a determinação dos parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas de 16 estrelas gigantes vermelhas utilizando espectroscopia em alta resolução. As conclusões do estudo podem ser resumidas em:

1. De maneira inédita, 13 das 16 estrelas gigantes vermelhas confirmadas do aglomerado NGC 2447 foram analisadas espectroscopicamente e tiveram seus parâmetros astrofísicos determinados. As outras 3 não foram analisadas por serem *yellow stragglers*. Previamente, apenas 3 das estrelas desse aglomerado haviam sido analisadas de maneira semelhante.
2. Duas das gigantes analisadas estão num estágio evolutivo mais avançado (NGC 2447-3 e 7) com seus respectivos  $\log g$  refletindo essa fase. Esses objetos apresentaram as menores abundâncias de lítio, o que indica que uma mistura profunda aconteceu nos seus interiores. Ao contrário das outras gigantes desse aglomerado, para essas estrelas foi possível realizar a determinação da razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ .
3. A sobreabundância de nitrogênio e sub-abundância de carbono e oxigênio confirmam o estágio evolutivo desses objetos que é pós primeira dragagem. Esse resultado está de acordo com as gigantes do campo e de outros aglomerados. Também foi encontrada uma baixa abundância média de  $[\text{O}/\text{Fe}]$  para NGC 2447, com valor  $-0.10 \pm 0.08$ . Baixas abundâncias de oxigênio já foram obtidas em gigantes em outros aglomerados jovens. A abundância dos outros elementos, como sódio, alumínio, os elementos

- $\alpha$  e os do pico do ferro (Ni e Cr) são similares às gigantes do campo e de outros aglomerados.
4. Pela primeira vez as velocidades rotacionais foram determinadas para as gigantes de NGC 2447. Há poucas determinações desse tipo na literatura para gigantes vermelhas isoladas e binárias em aglomerados. Os nossos resultados não detectaram diferenças entre as velocidades de rotação entre as estrelas isoladas e as binárias.
  5. As abundâncias dos elementos produzidos pelo processo-s em NGC 2447 seguem a mesma tendência observada em [Maiorca et al. \(2011\)](#), ou seja, aglomerados jovens têm alta abundância de elementos pesados em comparação com aglomerados mais velhos, que não mostram nenhum tipo de enriquecimento.
  6. As razões de [Eu/Fe] determinadas para NGC 2447 são similares aos valores das gigantes do campo e de outros aglomerados, o que é esperado de um elemento que não é produzido por nucleossíntese em estrelas de baixa massa.
  7. As três estrelas que fazem parte do estudo de [Frinchaboy e Majewski \(2008\)](#) apresentaram abundâncias similares a do resto do aglomerado, o que é um indicativo que pertencem a NGC 2447.
  8. Essa tese identificou e confirmou três estrelas que são consideradas como *yellow stragglers*, que são NGC 2447-26, 38 e 42. Essas estrelas mostram características de contaminação proveniente de uma outra estrela, provavelmente do tipo espectral A. Esses objetos mostram as mesmas características espectroscópicas que as estrelas identificadas nos aglomerados abertos NGC 2360, NGC 3680 e NGC 5822 por [Sales Silva et al. \(2014\)](#).
  9. Uma das estrelas considerada como *yellow straggler* possui seu caráter de binária não confirmado após vários estudos de velocidade radial feitos por [Mermilliod e Mayor \(1989\)](#) não detectarem variações em sua velocidade radial. O valor obtido nessa tese ( $10.76 \pm 0.30$  km/s) é bem discrepante desse valor da literatura ( $22.91 \pm 0.31$  km/s) e, se correto, comprova que NGC 2447-38 é parte de um sistema binário.

O objetivo dessa tese com relação ao aglomerado aberto NGC 6664 foi a determinação dos parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas dos elementos do processo-s de 4

estrelas gigantes vermelhas utilizando espectroscopia em alta resolução com o objetivo de investigar a presença de estrelas de bário. As conclusões do estudo podem ser resumidas em:

1. Foi realizada a determinação dos parâmetros atmosféricos de quatro gigantes vermelhas do aglomerado NGC 6664 e a metalicidade média obtida foi de  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.20 \pm 0.09$ .
2. Devido a incertezas existentes na literatura no que diz respeito a determinações da distância, o diagrama cor-magnitude feito aqui não pôde ser utilizado para a estimativa da idade do aglomerado ou para obtenção de sua massa do *turn-off*.
3. A investigação de sobreabundâncias nos elementos do processo-s nesse aglomerado mostrou valores esperados para aglomerados jovens ( $< 1$  Gyr), assumindo que NGC 6664 tenha idade inferior a 1 Gyr.
4. A busca por peculiaridades químicas apontou que um objeto pode ser considerado como candidato a estrela de bário, considerando um dos critérios adotados e seu nível de enriquecimento dos elementos do processo-s.

## 5.1 Perspectivas

- Com relação ao aglomerado NGC 2447 ainda há muito que pode ser estudado, como uma confirmação independente da binaridade da estrela NGC 2447-38. Outra característica interessante é observar se outros aglomerados abertos jovens possuem a mesma sobreabundância dos elementos do processo-s que foi aqui encontrada;
- Para o aglomerado NGC 6664 pode-se confirmar também se NGC 6664-54 é uma estrela de bário ou não. E se não for, qual seria a razão para seu enriquecimento nos elementos do processo-s, quando as outras estrelas não mostram tal enriquecimento. Também pode ser realizada a determinação das abundâncias dos outros elementos, que aqui não foi feita por não ser necessária ao tipo de estudo realizado com esse aglomerado;
- Realizar um estudo de abundâncias do elemento lítio em aglomerados abertos jovens para relacionar essa abundância com a gravidade superficial dos objetos. Dessa forma

podemos determinar se a abundância desse elemento varia com o estágio evolutivo dos objetos que quais seriam os fatores que contribuiriam para essa mudança. Além disso, pode ser realizada uma análise da velocidade de rotação nesses objetos para procurar uma correlação da abundância de lítio com essa grandeza;

- Buscas estrelas de bário em outros aglomerados abertos utilizando uma amostra de 20 estrelas binárias. O procedimento seria similar ao aqui feito para o aglomerado NGC 6664, onde seriam determinadas as abundâncias dos elementos do processo-s que seriam comparadas com estrelas de bário confirmadas da literatura. Além disso, seria possível procurar por outros fatores que caracterizem estrelas de bário que ainda não são conhecidos na literatura.

*Referências Bibliográficas*

- Allende Prieto C., Lambert D. L., Asplund M., The Forbidden Abundance of Oxygen in the Sun, *ApJ*, 2001, vol. 556, p. L63
- Alonso A., Arribas S., Martínez-Roger C., The effective temperature scale of giant stars (F0-K5). II. Empirical calibration of  $T_{eff}$  versus colours and [Fe/H], *A&AS*, 1999, vol. 140, p. 261
- Alonso-Santiago J., Negueruela I., Marco A., Tabernero H. M., González-Fernández C., Castro N., NGC 6067: a young and massive open cluster with high metallicity, *MNRAS*, 2017, vol. 469, p. 1330
- Antipova L. I., Boyarchuk A. A., Pakhomov Y. V., Panchuk V. E., Analysis of Atmospheric Abundances in Classical Barium Stars, *Astronomy Reports*, 2004, vol. 48, p. 597
- Arp H. C., Cepheids in Galactic Clusters. III EV SCT in NGC 6664., *ApJ*, 1958, vol. 128, p. 166
- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., The Chemical Composition of the Sun, *ARA&A*, 2009, vol. 47, p. 481
- Becker W., Dreifarben-Photometrie südlicher offener Sternhaufen I. NGC 2439, 2447, 4103. Mit 8 Textabbildungen, *ZAp*, 1959, vol. 48, p. 279
- Becker W., Svolopoulos S. N., Fang C., Kataloge photographischer und photoelektrischer Helligkeiten von 25 galaktischen Sternhaufen im RGU- und UcbV-System, 1976
- Bensby T., Feltzing S., Lundström I., Ilyin I.,  $\alpha$ -, r-, and s-process element trends in the Galactic thin and thick disks, *A&A*, 2005, vol. 433, p. 185



- Bensby T., Feltzing S., Oey M. S., Exploring the Milky Way stellar disk. A detailed elemental abundance study of 714 F and G dwarf stars in the solar neighbourhood, *A&A*, 2014, vol. 562, p. A71
- Bergemann M., Ruchti G. R., Serenelli A., Feltzing S., Alves-Brito A., Asplund M., Bensby T., Gruyters P., Heiter U., Hourihane A., Korn T., Morbidelli L., Sacco G., Kor-dopatis G., Tautvaišienė G., The Gaia-ESO Survey: radial metallicity gradients and age-metallicity relation of stars in the Milky Way disk, *A&A*, 2014, vol. 565, p. A89
- Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Nasi E., Theoretical isochrones from models with new radiative opacities, *A&AS*, 1994, vol. 106, p. 275
- Bessell M. S., Castelli F., Plez B., Model atmospheres broad-band colors, bolometric corrections and temperature calibrations for O - M stars, *A&A*, 1998, vol. 333, p. 231
- Blackwell D. E., Booth A. J., Menon S. L. R., Petford A. D., Measurement of relative oscillator strengths for TI I. IV - Transitions from levels of excitation energy between 1.42 and 2.31 eV, *MNRAS*, 1986, vol. 220, p. 289
- Böcek Topcu G., Afşar M., Schaeuble M., Sneden C., The chemical compositions and evolutionary status of red giants in the open cluster NGC 752, *MNRAS*, 2015, vol. 446, p. 3562
- Böcek Topcu G., Afşar M., Sneden C., The chemical compositions and evolutionary status of red giants in the open cluster NGC 6940, *MNRAS*, 2016, vol. 463, p. 580
- Boehle A., Ghez A. M., Schödel R., Meyer L., Yelda S., Albers S., Martinez G. D., Becklin E. E., Do T., Lu J. R., Matthews K., Morris M. R., Sitarski B., Witzel G., An Improved Distance and Mass Estimate for Sgr A\* from a Multistar Orbit Analysis, *ApJ*, 2016, vol. 830, p. 17
- Bouwman J., Lawson W. A., Dominik C., Feigelson E. D., Henning T., Tielens A. G. G. M., Waters L. B. F. M., Binarity as a Key Factor in Protoplanetary Disk Evolution: Spitzer Disk Census of the  $\eta$  Chamaeleontis Cluster, *ApJ*, 2006, vol. 653, p. L57
- Boyarchuck A. A., Antipova L. I., Boyarchuk M. E., Savanov I. S., The atmospheres of six red giants, *Astronomy Reports*, 1996, vol. 40, p. 783

- Burris D. L., Pilachowski C. A., Armandroff T. E., Sneden C., Cowan J. J., Roe H., Neutron-Capture Elements in the Early Galaxy: Insights from a Large Sample of Metal-poor Giants, *ApJ*, 2000, vol. 544, p. 302
- Busso M., Gallino R., Wasserburg G. J., Nucleosynthesis in Asymptotic Giant Branch Stars: Relevance for Galactic Enrichment and Solar System Formation, *ARA&A*, 1999, vol. 37, p. 239
- Cantiello M., Langer N., Brott I., de Koter A., Shore S. N., Vink J. S., Voegler A., Yoon S.-C., On the origin of microturbulence in hot stars, *Communications in Asteroseismology*, 2009, vol. 158, p. 61
- Carlberg J. K., Rotational and Radial Velocities of 1.3-2.2  $M_{\odot}$  Red Giants in Open Clusters, *AJ*, 2014, vol. 147, p. 138
- Carlberg J. K., Cunha K., Smith V. V., Majewski S. R., Li-enrichment in red giant rapid rotators: Planet engulfment versus extra mixing, *Astronomische Nachrichten*, 2013, vol. 334, p. 120
- Carlberg J. K., Majewski S. R., Patterson R. J., Bizyaev D., Smith V. V., Cunha K., The Frequency of Rapid Rotation Among K Giant Stars, *ApJ*, 2011, vol. 732, p. 39
- Carney B. W., Latham D. W., Stefanik R. P., Laird J. B., Line Broadening in Field Metal-Poor Red Giant and Red Horizontal Branch Stars, *AJ*, 2008, vol. 135, p. 196
- Carretta E., Bragaglia A., Gratton R. G., The chemical abundance of the very metal-rich old open clusters NGC 6253 and NGC 6791, *A&A*, 2007, vol. 473, p. 129
- Carroll B., Ostlie D., *An Introduction to Modern Astrophysics*. Cambridge University Press, 2007
- Cayrel de Strobel G., Spite M., eds., 1988 The impact of very high S/N spectroscopy on stellar physics: proceedings of the 132nd Symposium of the International Astronomical Union held in Paris, France, June 29-July 3, 1987. vol. 132
- Charbonnel C., Lagarde N., Thermohaline instability and rotation-induced mixing. I. Low- and intermediate-mass solar metallicity stars up to the end of the AGB, *A&A*, 2010, vol. 522, p. A10

- Chen X., Binary evolution and blue stragglers , 2014
- Chen Y. Q., Zhao G., Nissen P. E., Bai G. S., Qiu H. M., Chemical Abundances of Old Metal-rich Stars in the Solar Neighborhood, *ApJ*, 2003, vol. 591, p. 925
- Chiappini C., Matteucci F., Gratton R., The Chemical Evolution of the Galaxy: The Two-Infall Model, *ApJ*, 1997, vol. 477, p. 765
- Clariá J. J., Piatti A. E., Lapasset E., Parisi M. C., Multicolor Photometry of Red Giant Candidates in the Southern Open Cluster NGC 2447, *Baltic Astronomy*, 2005, vol. 14, p. 301
- Clark L. L., Sandquist E. L., Bolte M., The Blue Straggler and Main-Sequence Binary Population of the Low-Mass Globular Cluster Palomar 13, *AJ*, 2004, vol. 128, p. 3019
- Cohen J. G., Sesar B., Bahnelzer S., He K., Kulkarni S. R., Prince T. A., Bellm E., Laher R. R., The Outer Halo of the Milky Way as Probed by RR Lyr Variables from the Palomar Transient Facility, *ApJ*, 2017, vol. 849, p. 150
- Cunha K., Frinchaboy P. M., Souto D., Thompson B., Zasowski G., Allende Prieto C., Carrera R., Chiappini C., Donor J., García-Hernández D. A., García Pérez A. E., Hayden M. R., Chemical abundance gradients from open clusters in the Milky Way disk: Results from the APOGEE survey, *Astronomische Nachrichten*, 2016, vol. 337, p. 922
- de Castro D. B., Pereira C. B., Roig F., Jilinski E., Drake N. A., Chavero C., Sales Silva J. V., Chemical abundances and kinematics of barium stars, *MNRAS*, 2016, vol. 459, p. 4299
- de Medeiros J. R., Da Rocha C., Mayor M., The distribution of rotational velocity for evolved stars., *A&A*, 1996, vol. 314, p. 499
- De Medeiros J. R., do Nascimento Jr. J. D., Sankarankutty S., Costa J. M., Maia M. R. G., Rotation and lithium in single giant stars, *A&A*, 2000, vol. 363, p. 239
- De Silva G. M., Freeman K. C., Bland-Hawthorn J., Reconstructing Fossil Sub-structures of the Galactic Disk: Clues from Abundance Patterns of Old Open Clusters and Moving Groups, *PASA*, 2009, vol. 26, p. 11

- Delgado Mena E., Tsantaki M., Sousa S. G., Kunitomo M., Adibekyan V., Zaworska P., Santos N. C., Israelian G., Lovis C., Searching for Li-rich giants in a sample of 12 open clusters. Li enhancement in two stars with substellar companions, *A&A*, 2016, vol. 587, p. A66
- Den Hartog E. A., Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J., Improved Laboratory Transition Probabilities for Nd II and Application to the Neodymium Abundances of the Sun and Three Metal-poor Stars, *ApJS*, 2003, vol. 148, p. 543
- Depagne E., Hill V., Spite M., Spite F., Plez B., Beers T. C., Barbuy B., Cayrel R., Andersen J., Bonifacio P., François P., Nordström B., Primas F., First Stars. II. Elemental abundances in the extremely metal-poor star CS 22949-037. A diagnostic of early massive supernovae, *A&A*, 2002, vol. 390, p. 187
- Di Matteo P., The Disc Origin of the Milky Way Bulge, *PASA*, 2016, vol. 33, p. e027
- Dias W. S., Lépine J. R. D., Alessi B. S., Proper motions of open clusters based on the TYCHO2 Catalogue. II. Clusters farther than 1 kpc, *A&A*, 2002, vol. 388, p. 168
- Dias W. S., Monteiro H., Caetano T. C., Lépine J. R. D., Assafin M., Oliveira A. F., Proper motions of the optically visible open clusters based on the UCAC4 catalog, *A&A*, 2014, vol. 564, p. A79
- do Nascimento Jr. J. D., Charbonnel C., Lèbre A., de Laverny P., De Medeiros J. R., Lithium and rotation on the subgiant branch. II. Theoretical analysis of observations, *A&A*, 2000, vol. 357, p. 931
- Drake J. J., Smith G., A fine analysis of calcium and iron lines in the spectrum of the K0 giant Pollux - Accurate fundamental parameters, *MNRAS*, 1991, vol. 250, p. 89
- Drake N. A., Pereira C. B., Light Element Abundances in Two Chemically Peculiar Stars: HD 104340 and HD 206983, *AJ*, 2008, vol. 135, p. 1070
- Drazdauskas A., Tautvaišienė G., Smiljanic R., Bagdonas V., Chorniy Y., Chemical composition of evolved stars in the young open clusters NGC 4609 and NGC 5316, *MNRAS*, 2016, vol. 462, p. 794

- Edvardsson B., Andersen J., Gustafsson B., Lambert D. L., Nissen P. E., Tomkin J., The Chemical Evolution of the Galactic Disk - Part One - Analysis and Results, *A&A*, 1993, vol. 275, p. 101
- Escorza A., Boffin H. M. J., Jorissen A., Van Eck S., Siess L., Van Winckel H., Karinkuzhi D., Shetye S., Pourbaix D., Hertzsprung-Russell diagram and mass distribution of barium stars, *A&A*, 2017, vol. 608, p. A100
- Frinchaboy P. M., Majewski S. R., Open Clusters as Galactic Disk Tracers. I. Project Motivation, Cluster Membership, and Bulk Three-Dimensional Kinematics, *AJ*, 2008, vol. 136, p. 118
- Frinchaboy P. M., Thompson B., Jackson K. M., O'Connell J., Meyer B., Zasowski G., Majewski S. R., Chojnowski S. D., Johnson J. A., Allende Prieto C., The Open Cluster Chemical Analysis and Mapping Survey: Local Galactic Metallicity Gradient with APOGEE Using SDSS DR10, *ApJ*, 2013, vol. 777, p. L1
- Fuhrmann K., Nearby stars of the Galactic disk and halo, *A&A*, 1998, vol. 338, p. 161
- Fukushima T., Chiba M., Homma D., Okamoto S., Komiyama Y., Tanaka M., Tanaka M., Arimoto N., Matsuno T., Structure of the Milky Way stellar halo out to its outer boundary with blue horizontal-branch stars, *PASJ*, 2018
- Gaia Collaboration Prusti T., de Bruijne J. H. J., Brown A. G. A., Vallenari A., Babusiaux C., Bailer-Jones C. A. L., Bastian U., Biermann M., Evans D. W., et al. The Gaia mission, *A&A*, 2016, vol. 595, p. A1
- Gillessen S., Eisenhauer F., Trippe S., Alexander T., Genzel R., Martins F., Ott T., Monitoring Stellar Orbits Around the Massive Black Hole in the Galactic Center, *ApJ*, 2009, vol. 692, p. 1075
- Gilroy K. K., Carbon isotope ratios and lithium abundances in open cluster giants, *ApJ*, 1989, vol. 347, p. 835
- Gonzalez G., Wallerstein G., Elemental Abundances in the Inner Galaxy Open Cluster M11, *PASP*, 2000, vol. 112, p. 1081

- 
- Gratton R. G., Carretta E., Eriksson K., Gustafsson B., Abundances of light elements in metal-poor stars. II. Non-LTE abundance corrections, *A&A*, 1999, vol. 350, p. 955
- Gratton R. G., Sneden C., Abundances in extremely metal-poor stars, *A&A*, 1988, vol. 204, p. 193
- Grevesse N., Sauval A. J., Standard Solar Composition, *Space Sci. Rev.*, 1998, vol. 85, p. 161
- Hamdani S., North P., Mowlavi N., Raboud D., Mermilliod J.-C., Chemical abundances in seven red giants of NGC 2360 and NGC 2447, *A&A*, 2000, vol. 360, p. 509
- Harris G. L. H., Evolved stars in open clusters., *ApJS*, 1976, vol. 30, p. 451
- Haywood M., Di Matteo P., Lehnert M. D., Katz D., Gómez A., The age structure of stellar populations in the solar vicinity. Clues of a two-phase formation history of the Milky Way disk, *A&A*, 2013, vol. 560, p. A109
- Hekker S., Meléndez J., Precise radial velocities of giant stars. III. Spectroscopic stellar parameters, *A&A*, 2007, vol. 475, p. 1003
- Henkel K., Karakas A. I., Lattanzio J. C., A phenomenological modification of thermohaline mixing in globular cluster red giants, *MNRAS*, 2017, vol. 469, p. 4600
- Hobbs L. M., Thorburn J. A., Rebull L. M., Lithium Isotope Ratios in Halo Stars. III., *ApJ*, 1999, vol. 523, p. 797
- Hou J. L., Prantzos N., Boissier S., Abundance gradients and their evolution in the Milky Way disk, *A&A*, 2000, vol. 362, p. 921
- Jacobson H. R., Friel E. D., Zirconium, Barium, Lanthanum, and Europium Abundances in Open Clusters, *AJ*, 2013, vol. 145, p. 107
- Kaffe P. R., Sharma S., Lewis G. F., Bland-Hawthorn J., On the Shoulders of Giants: Properties of the Stellar Halo and the Milky Way Mass Distribution, *ApJ*, 2014, vol. 794, p. 59
- Karakas A. I., Lattanzio J. C., The Dawes Review 2: Nucleosynthesis and Stellar Yields of Low- and Intermediate-Mass Single Stars, *PASA*, 2014, vol. 31, p. e030

- Karinkuzhi D., Goswami A., Sridhar N., Masseron T., Purandardas M., Chemical analysis of three barium stars: HD 51959, HD 88035, and HD 121447, *MNRAS*, 2018, vol. 476, p. 3086
- Katime Santrich O. J., Pereira C. B., de Castro D. B., Two Barium Stars in the Open Cluster NGC 5822, *AJ*, 2013, vol. 146, p. 39
- Kaufer A., Stahl O., Tubbesing S., Nørregaard P., Avila G., Francois P., Pasquini L., Pizzella A., Commissioning FEROS, the new high-resolution spectrograph at La-Silla., *The Messenger*, 1999, vol. 95, p. 8
- Kawata D., Chiappini C., Milky Way's thick and thin disk: Is there a distinct thick disk?, *Astronomische Nachrichten*, 2016, vol. 337, p. 976
- Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Schilbach E., Röser S., Scholz R.-D., Global survey of star clusters in the Milky Way. V. Integrated JHK<sub>S</sub> magnitudes and luminosity functions, *A&A*, 2016, vol. 585, p. A101
- Kraft R. P., Cepheids in Galactic Clusters. II Radial Velocities and Spectral Types in NGC 129, NGC 6664, and NGC 7790., *ApJ*, 1958, vol. 128, p. 161
- Kratz K.-L., Farouqi K., Pfeiffer B., Truran J. W., Sneden C., Cowan J. J., Explorations of the r-Processes: Comparisons between Calculations and Observations of Low-Metallicity Stars, *ApJ*, 2007, vol. 662, p. 39
- Kurucz R. L., VizieR Online Data Catalog: Model Atmospheres (Kurucz, 1979), *VizieR Online Data Catalog*, 1993, vol. 6039
- Lambert D. L., Heath J. E., Lemke M., Drake J., The Chemical Composition of Field RR Lyrae Stars. I. Iron and Calcium, *ApJS*, 1996, vol. 103, p. 183
- Lambert D. L., Ries L. M., Carbon, nitrogen, and oxygen abundances in G and K giants, *ApJ*, 1981, vol. 248, p. 228
- Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J., Ivans I. I., Den Hartog E. A., Improved Laboratory Transition Probabilities for Ce II, Application to the Cerium Abundances of the Sun and Five r-Process-Rich, Metal-Poor Stars, and Rare Earth Lab Data Summary, *ApJS*, 2009, vol. 182, p. 51

- Luck R. E., Open cluster chemical composition. 1: Later type stars in eight clusters, *ApJS*, 1994, vol. 91, p. 309
- Luck R. E., Heiter U., Giants in the Local Region, *AJ*, 2007, vol. 133, p. 2464
- Mahanta U., Karinkuzhi D., Goswami A., Duorah K., Abundance analysis of s-process enhanced barium stars, *MNRAS*, 2016, vol. 463, p. 1213
- Maiorca E., Randich S., Busso M., Magrini L., Palmerini S., s-processing in the Galactic Disk. I. Super-solar Abundances of Y, Zr, La, and Ce in Young Open Clusters, *ApJ*, 2011, vol. 736, p. 120
- Majewski S. R., Schiavon R. P., Frinchaboy P. M., Allende Prieto C., Barkhouser R., Bizyaev The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE), *AJ*, 2017, vol. 154, p. 94
- Malysheva L. K., Parameters of open clusters from uvby $\beta$  photometry, *Astronomy Letters*, 1997, vol. 23, p. 585
- Martin G. A., Fuhr J. R., Wiese W. L., Atomic transition probabilities. Scandium through Manganese, 1988
- Martin W. C., Fuhr J., Kelleher D., Mohr P., Musgrove A., Olsen K., Podobedova L., Reader J., Saloman E., Sansonetti C., Sansonetti J., Wiese W., NIST Databases on Atomic Spectra. In IAU Joint Discussion , vol. 1 of IAU Joint Discussion, 2000, p. 39
- Masseron T., Gilmore G., Carbon, nitrogen and  $\alpha$ -element abundances determine the formation sequence of the Galactic thick and thin discs, *MNRAS*, 2015, vol. 453, p. 1855
- Matteucci F., Chemical Evolution of the Milky Way and Its Satellites, The Origin of the Galaxy and Local Group, Saas-Fee Advanced Course, Volume 37. ISBN 978-3-642-41719-1. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, 2014, p. 145, 2014, vol. 37, p. 145
- McClure R. D., The binary nature of the barium stars. II - Velocities, binary frequency, and preliminary orbits, *ApJ*, 1983, vol. 268, p. 264
- McWilliam A., Barium Abundances in Extremely Metal-poor Stars, *AJ*, 1998, vol. 115, p. 1640



- McWilliam A., Rich R. M., The first detailed abundance analysis of Galactic bulge K giants in Baade's window, *ApJS*, 1994, vol. 91, p. 749
- Mermilliod J.-C., Andersen J., Mayor M., Red giants in open clusters. VI. Orbits of ten spectroscopic binaries., *A&A*, 1997, vol. 319, p. 481
- Mermilliod J.-C., Mayor M., Red giants in open clusters. I - Binarity and stellar evolution in five Hyades-generation clusters: NGC 2447, 2539, 2632, 6633, and 6940, *A&A*, 1989, vol. 219, p. 125
- Mermilliod J. C., Mayor M., Udry S., Red giants in open clusters. XIV. Mean radial velocities for 1309 stars and 166 open clusters, *A&A*, 2008, vol. 485, p. 303
- Messier C., *Catalogue des Nébuleuses et des Amas d'Étoiles (Catalog of Nebulae and Star Clusters)*, 1781, pp 227–267
- Mikolaitis Š., Tautvaišienė G., Gratton R., Bragaglia A., Carretta E., Chemical composition of clump stars in the open cluster NGC 6134, *MNRAS*, 2010, vol. 407, p. 1866
- Mishenina T., Pignatari M., Carraro G., Kovtyukh V., Monaco L., Korotin S., Shereta E., Yegorova I., Herwig F., New insights on Ba overabundance in open clusters. Evidence for the intermediate neutron-capture process at play?, *MNRAS*, 2015, vol. 446, p. 3651
- Mishenina T. V., Bienaymé O., Gorbaneva T. I., Charbonnel C., Soubiran C., Korotin S. A., Kovtyukh V. V., Elemental abundances in the atmosphere of clump giants, *A&A*, 2006, vol. 456, p. 1109
- Mishenina T. V., Gorbaneva T. I., Bienaymé O., Soubiran C., Kovtyukh V. V., Orlova L. F., Abundances of neutron-capture elements in atmospheres of cool giants, *Astronomy Reports*, 2007, vol. 51, p. 382
- Mollá M., Cavichia O., Costa R. D. D., Maciel W. J., Gibson B., Díaz A. I., The evolution of the oxygen abundance radial gradient in the Milky Way Galaxy disk. In *Planetary Nebulae: Multi-Wavelength Probes of Stellar and Galactic Evolution*, vol. 323 of IAU Symposium, 2017, p. 245

- Mucciarelli A., Caffau E., Freytag B., Ludwig H.-G., Bonifacio P., The solar photospheric abundance of europium. Results from CO5BOLD 3D hydrodynamical model atmospheres, *A&A*, 2008, vol. 484, p. 841
- Netopil M., Paunzen E., Towards a photometric metallicity scale for open clusters, *A&A*, 2013, vol. 557, p. A10
- Netopil M., Paunzen E., Heiter U., Soubiran C., On the metallicity of open clusters. III. Homogenised sample, *A&A*, 2016, vol. 585, p. A150
- Nissen P. E., High-precision abundances of elements in solar twin stars. Trends with stellar age and elemental condensation temperature, *A&A*, 2015, vol. 579, p. A52
- Pasquini L., Randich S., Pallavicini R., Lithium in the intermediate age cluster NGC 3680: Following Li evolution along the C-M diagram, *A&A*, 2001, vol. 374, p. 1017
- Pasquini L., Randich S., Zoccali M., Hill V., Charbonnel C., Nordström B., Detailed chemical composition of the open cluster IC 4651: The iron peak,  $\alpha$  elements, and Li, *A&A*, 2004, vol. 424, p. 951
- Piersanti L., Cristallo S., Straniero O., The Effects of Rotation on s-process Nucleosynthesis in Asymptotic Giant Branch Stars, *ApJ*, 2013, vol. 774, p. 98
- Portinari L., Chiosi C., On radial gas flows, the Galactic Bar and chemical evolution in the Galactic Disc, *A&A*, 2000, vol. 355, p. 929
- Preston G. W., Sneden C., The Incidence of Binaries among Very Metal-poor Carbon Stars, *AJ*, 2001, vol. 122, p. 1545
- Ramírez I., Meléndez J., Cornejo D., Roederer I. U., Fish J. R., Elemental Abundance Differences in the 16 Cygni Binary System: A Signature of Gas Giant Planet Formation?, *ApJ*, 2011, vol. 740, p. 76
- Randich S., Gratton R., Pallavicini R., Pasquini L., Carretta E., Lithium in population I subgiants, *A&A*, 1999, vol. 348, p. 487
- Rebassa-Mansergas A., Anguiano B., García-Berro E., Freeman K. C., Cojocaru R., Manser C. J., Pala A. F., Gänsicke B. T., Liu X.-W., The age-metallicity relation in

- the solar neighbourhood from a pilot sample of white dwarf-main sequence binaries, *MNRAS*, 2016, vol. 463, p. 1137
- Reddy A. B. S., Giridhar S., Lambert D. L., Comprehensive abundance analysis of red giants in the open clusters NGC 752, 1817, 2360 and 2506, *MNRAS*, 2012, vol. 419, p. 1350
- Reddy A. B. S., Giridhar S., Lambert D. L., Comprehensive abundance analysis of red giants in the open clusters NGC 2527, 2682, 2482, 2539, 2335, 2251 and 2266, *MNRAS*, 2013, vol. 431, p. 3338
- Reddy A. B. S., Giridhar S., Lambert D. L., Comprehensive abundance analysis of red giants in the open clusters NGC 1342, 1662, 1912, 2354 and 2447, *MNRAS*, 2015, vol. 450, p. 4301
- Reddy A. B. S., Lambert D. L., Solar Twins and the Barium Puzzle, *ApJ*, 2017, vol. 845, p. 151
- Reddy B. E., The Galactic Thick Disk: An Observational Perspective. In *Chemical Abundances in the Universe: Connecting First Stars to Planets*, vol. 265 of *IAU Symposium*, 2010, p. 289
- Reddy B. E., Bakker E. J., Hrivnak B. J., An Abundance Analysis of Two Carbon-rich Proto-Planetary Nebulae: IRAS Z02229+6208 and IRAS 07430+1115, *ApJ*, 1999, vol. 524, p. 831
- Reddy B. E., Tomkin J., Lambert D. L., Allende Prieto C., The chemical compositions of Galactic disc F and G dwarfs, *MNRAS*, 2003, vol. 340, p. 304
- Reyniers M., Van Winckel H., Gallino R., Straniero O., A study of the s-process in the carbon-rich post-AGB stars IRAS 06530-0213 and IRAS 08143-4406 on the basis of VLT-UVES spectra, *A&A*, 2004, vol. 417, p. 269
- Rich R. M., , 2013 *The Galactic Bulge*
- Rix H.-W., Bovy J., The Milky Way's stellar disk. Mapping and modeling the Galactic disk, *A&A Rev.*, 2013, vol. 21, p. 61

- Rosswog S., Korobkin O., Arcones A., Thielemann F.-K., Piran T., The long-term evolution of neutron star merger remnants - I. The impact of r-process nucleosynthesis, *MNRAS*, 2014, vol. 439, p. 744
- Salaris M., Weiss A., Percival S. M., The age of the oldest Open Clusters, *A&A*, 2004, vol. 414, p. 163
- Sales Silva J. V., Peña Suárez V. J., Katime Santrich O. J., Pereira C. B., Drake N. A., Roig F., High-resolution Spectroscopic Observations of Binary Stars and Yellow Stragglers in Three Open Clusters : NGC 2360, NGC 3680, and NGC 5822, *AJ*, 2014, vol. 148, p. 83
- Santos N. C., Lovis C., Melendez J., Montalto M., Naef D., Pace G., Metallicities for six nearby open clusters from high-resolution spectra of giant stars. [Fe/H] values for a planet search sample, *A&A*, 2012, vol. 538, p. A151
- Santos N. C., Lovis C., Pace G., Melendez J., Naef D., Metallicities for 13 nearby open clusters from high-resolution spectroscopy of dwarf and giant stars. Stellar metallicity, stellar mass, and giant planets, *A&A*, 2009, vol. 493, p. 309
- Santrich O. J. K., Pereira C. B., Drake N. A., Chemical analysis of giant stars in the young open cluster NGC 3114, *A&A*, 2013, vol. 554, p. A2
- Schmidt E. G., Intermediate-band photometry in the open cluster NGC 6664, *AJ*, 1982, vol. 87, p. 1197
- Schneider P., *Extragalactic Astronomy and Cosmology: An Introduction*. Springer, 2006
- Slater C. T., Nidever D. L., Munn J. A., Bell E. F., Majewski S. R., The Stellar Density Profile of the Distant Galactic Halo, *ApJ*, 2016, vol. 832, p. 206
- Smiljanic R., Gauderon R., North P., Barbuy B., Charbonnel C., Mowlavi N., CNONa and  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  in giant stars of 10 open clusters, *A&A*, 2009, vol. 502, p. 267
- Smith G., Edvardsson B., Frisk U., Non-resonance lines of neutral calcium in the spectra of the Alpha Centauri binary system, *A&A*, 1986, vol. 165, p. 126
- Smith V. V., Cunha K., Jorissen A., Boffin H. M. J., Abundances in the symbiotic star AG Draconis: the barium-symbiotic connection., *A&A*, 1996, vol. 315, p. 179

- Smith V. V., Lambert D. L., Nissen P. E., Isotopic Lithium Abundances in Nine Halo Stars, *ApJ*, 1998, vol. 506, p. 405
- Snedden C., The nitrogen abundance of the very metal-poor star HD 122563., *ApJ*, 1973, vol. 184, p. 839
- Snedden C., McWilliam A., Preston G. W., Cowan J. J., Burris D. L., Armosky B. J., The Ultra-Metal-poor, Neutron-Capture-rich Giant Star CS 22892-052, *ApJ*, 1996, vol. 467, p. 819
- Sousa S. G., Santos N. C., Mayor M., Udry S., Casagrande L., Israelian G., Pepe F., Queloz D., Monteiro M. J. P. F. G., Spectroscopic parameters for 451 stars in the HARPS GTO planet search program. Stellar [Fe/H] and the frequency of exo-Neptunes, *A&A*, 2008, vol. 487, p. 373
- Sparke L. S., Gallagher III J. S., *Galaxies in the universe : an introduction*, 2000
- Spina L., Meléndez J., Karakas A. I., Ramírez I., Monroe T. R., Asplund M., Yong D., Nucleosynthetic history of elements in the Galactic disk. [X/Fe]-age relations from high-precision spectroscopy, *A&A*, 2016, vol. 593, p. A125
- Spina L., Meléndez J., Ramírez I., Planet signatures and effect of the chemical evolution of the Galactic thin-disk stars, *A&A*, 2016, vol. 585, p. A152
- Strassmeier K. G., Weingrill J., Granzer T., Bihain G., Weber M., Barnes S. A., Stellar rotation, binarity, and lithium in the open cluster IC 4756, *A&A*, 2015, vol. 580, p. A66
- Tautvaišienė G., Drazdauskas A., Bragaglia A., Randich S., Ženovienė R., CNO abundances and carbon isotope ratios in evolved stars of the open clusters NGC 2324, NGC 2477, and NGC 3960, *A&A*, 2016, vol. 595, p. A16
- Tautvaišienė G., Stasiukaitis E., Puzeras E., Gray D. F., Ilyin I., High resolution spectroscopic study of red clump stars in the Galaxy: main atmospheric parameters. In *13th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun* , vol. 560, 2005, p. 989
- Tosi M., Diaz A. I., The chemical evolution of spiral galaxies - M51, NGC 2403, NGC 6946 and IC 342, *MNRAS*, 1985, vol. 217, p. 571

- 
- Van der Swaelmen M., Barbuy B., Hill V., Zoccali M., Minniti D., Ortolani S., Gómez A., Heavy elements Ba, La, Ce, Nd, and Eu in 56 Galactic bulge red giants, *A&A*, 2016, vol. 586, p. A1
- Van der Swaelmen M., Boffin H. M. J., Jorissen A., Van Eck S., The mass-ratio and eccentricity distributions of barium and S stars, and red giants in open clusters, *A&A*, 2017, vol. 597, p. A68
- Van Winckel H., Reyniers M., A homogeneous study of the s-process in the 21  $\mu$  m carbon-rich post-AGB objects, *A&A*, 2000, vol. 354, p. 135
- von Hippel T., Gilmore G., Jones D. H. P., An independent calibration of stellar ages: Hubble Space Telescope observations of white dwarfs at  $V=25$ , *MNRAS*, 1995, vol. 273, p. L39
- Wanaajo S., Ishimaru Y., r-process calculations and Galactic chemical evolution, *Nuclear Physics A*, 2006, vol. 777, p. 676
- Wiese W. L., Smith M. W., Miles B. M., Atomic transition probabilities. Vol. 2: Sodium through Calcium. A critical data compilation, 1969
- Xin Y., Binary Origin of Blue Straggler Stars in Star Clusters, *IAU General Assembly*, 2015, vol. 22, p. 2249288
- Yana Galarza J., Meléndez J., Ramírez I., Yong D., Karakas A. I., Asplund M., Liu F., High-precision analysis of the solar twin HIP 100963, *A&A*, 2016, vol. 589, p. A17
- Yong D., Carney B. W., Friel E. D., Elemental Abundance Ratios in Stars of the Outer Galactic Disk. IV. A New Sample of Open Clusters, *AJ*, 2012, vol. 144, p. 95
- Yong D., Carney B. W., Teixeira de Almeida M. L., Elemental Abundance Ratios in Stars of the Outer Galactic Disk. I. Open Clusters, *AJ*, 2005, vol. 130, p. 597

# Apêndice A

## *Tabela das linhas de absorção observadas de Fe I e Fe II em NGC 6664*

*Tabela A - Linhas observadas de Fe I e Fe II nas estrelas de NGC 6664*

Elemento	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Larguras equivalentes (mÅ)			
				NGC 6664-#			
				51	52	53	54
Fe I	5253.03	2.28	-3.790	87	—	—	—
	5315.05	4.37	-1.400	—	106	—	93
	5321.11	4.43	-1.190	89	—	109	—
	5373.71	4.47	-0.710	105	126	120	—
	5417.03	4.42	-1.530	79	95	80	83
	5441.34	4.31	-1.580	—	89	90	92
	5522.45	4.21	-1.400	91	127	95	88
	5560.21	4.43	-1.040	90	103	101	93
	5584.77	3.57	-2.170	98	—	104	—
	5624.02	4.39	-1.330	89	—	111	—
	5633.95	4.99	-0.120	105	—	—	118
	5635.82	4.26	-1.740	66	—	—	—
	5638.26	4.22	-0.720	130	—	—	134
	5691.50	4.30	-1.370	104	—	—	—
	5705.47	4.30	-1.360	83	—	—	89
	5717.83	4.28	-0.979	121	—	—	—
	5731.76	4.26	-1.150	104	—	116	118

Tabela A - Continuação

Elemento	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Larguras equivalentes (mÅ)			
				NGC 6664-#			
				51	52	53	54
Fe I	5806.73	4.61	-0.900	94	113	—	97
	5814.81	4.28	-1.820	59	64	73	—
	5852.22	4.55	-1.180	—	118	—	—
	5883.82	3.96	-1.210	119	—	—	—
	6027.05	4.08	-1.090	118	—	—	123
	6056.01	4.73	-0.400	108	122	119	103
	6079.01	4.65	-0.970	91	—	111	99
	6093.64	4.61	-1.350	71	88	81	—
	6096.66	3.98	-1.780	85	—	95	83
	6120.25	0.91	-5.950	98	104	—	120
	6165.36	4.14	-1.470	97	121	122	102
	6187.99	3.94	-1.570	111	118	120	—
	6200.31	2.60	-2.440	—	110	—	—
	6392.54	2.28	-4.030	95	—	—	—
	6419.95	4.73	-0.090	126	—	—	—
	6436.41	4.19	-2.460	—	59	62	—
	6597.56	4.79	-0.920	73	86	85	80
	6608.03	2.28	-4.030	109	117	118	—
	6646.93	2.61	-3.990	—	102	105	—
	6653.85	4.14	-2.520	30	52	54	38
	6699.14	4.59	-2.190	33	39	44	45
	6704.48	4.22	-2.660	24	28	32	35
	6713.74	4.79	-1.600	48	58	62	62
	6739.52	1.56	-4.950	88	—	—	122
	6745.96	4.07	-2.770	22	44	36	—
	6783.70	2.59	-3.980	90	119	110	—
	6793.26	4.07	-2.470	45	55	—	—
	6810.26	4.61	-0.990	84	115	112	105
	6820.37	4.64	-1.170	89	109	109	94
	6851.64	1.61	-5.320	—	122	113	—
	6858.15	4.61	-0.930	91	101	—	90



Tabela A - Continuação

Elemento	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Larguras equivalentes (mÅ)			
				NGC 6664-#			
				51	52	53	54
Fe II	4993.35	2.81	-3.670	54	94	67	—
	5234.62	3.22	-2.240	—	—	118	110
	5325.56	3.22	-3.170	60	89	67	—
	5414.05	3.22	-3.620	34	78	43	57
	5425.25	3.20	-3.210	69	98	66	—
	5991.37	3.15	-3.560	—	94	—	62
	6084.10	3.20	-3.800	—	77	—	48
	6149.25	3.89	-2.720	46	82	56	61
	6247.55	3.89	-2.340	66	113	64	61
	6416.92	3.89	-2.680	—	76	—	—
	6432.68	2.89	-3.580	—	101	62	—

## Apêndice B

### *Tabela das linhas de absorção observadas para os elementos do processo-s em NGC 6664*

*Tabela B - Linhas observadas dos elementos do processo-s nas estrelas de NGC 6664*

Elemento	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Ref	Larguras equivalentes (mÅ)			
					NGC 6664-#			
					51	52	53	54
Y II	5087.43	1.080	-0.170	SN96	—	150	—	—
Y II	5200.41	0.990	-0.570	SN96	122	152	142	145
Y II	5289.81	1.030	-1.850	VWR	50	70	52	50
Y II	5402.78	1.840	-0.440	R03	81	96	—	—
Zr I	4772.30	0.620	-0.060	A04	81	75	102	117
Zr I	4805.87	0.690	-0.580	A04	43	29	64	70
Zr I	4828.05	0.620	-0.750	A04	34	—	62	75
Zr I	5046.55	1.530	-0.180	A04	—	—	—	38
Zr I	5385.13	0.520	-0.640	A04	53	46	79	—
Zr I	5620.13	0.520	-1.090	A04	—	—	76	79
Zr I	5680.91	0.540	-0.860	A04	—	—	—	78
Zr I	5955.34	0.000	-1.700	A04	—	—	—	78
Zr I	6032.60	1.480	-0.350	A04	—	—	28	—
Zr I	6127.46	0.150	-1.060	SN96	80	68	113	125

Tabela B - Continuação

Elemento	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Ref	Larguras equivalentes (mÅ)			
					NGC 6664-#			
					51	52	53	54
Zr I	6134.57	0.000	-1.280	SN96	76	58	108	123
Zr I	6140.46	0.520	-1.410	SN96	18	—	43	43
Zr I	6143.18	0.070	-1.100	SN96	89	76	118	137
La II	4934.83	1.250	-0.920	VWR	—	55	—	—
La II	5303.53	0.320	-1.350	VWR	67	88	68	77
La II	5880.63	0.235	-1.830	L01	—	—	51	—
La II	6320.43	0.170	-1.520	SN96	70	80	84	94
La II	6390.48	0.320	-1.410	VWR	86	103	89	107
La II	6774.33	0.120	-1.709	VWR	77	87	89	—
Ce II	4486.91	0.295	-0.180	L09	103	134	—	—
Ce II	4562.37	0.480	0.210	L09	—	135	113	—
Ce II	4628.16	0.520	0.140	L09	103	130	111	100
Ce II	5187.46	1.211	0.170	L09	61	79	67	81
Ce II	5274.24	1.044	0.130	L09	68	—	75	75
Ce II	5330.58	0.869	-0.400	L09	—	59	—	—
Ce II	5975.82	1.326	-0.450	L09	24	—	25	—
Ce II	6043.37	1.205	-0.480	L09	33	48	41	43
Nd II	4706.54	0.000	-0.710	DH	—	140	118	128
Nd II	4914.38	0.380	-0.700	DH	—	37	96	106
Nd II	4987.16	0.742	-0.790	DH	43	—	58	—
Nd II	5234.19	0.550	-0.510	DH	—	116	—	—
Nd II	5249.58	0.980	0.200	DH	—	—	—	112
Nd II	5306.46	0.859	-0.970	DH	28	50	—	—
Nd II	5356.97	1.260	-0.280	DH	—	—	42	—
Nd II	5485.70	1.263	-0.120	DH	53	77	71	77
Nd II	5740.88	1.160	-0.530	DH	39	60	41	—
Nd II	5811.57	0.859	-0.860	DH	37	—	47	—

---

Referências: A04: [Antipova et al. \(2004\)](#), B86: [Blackwell et al. \(1986\)](#), C07: [Carretta et al. \(2007\)](#), C03: [Chen et al. \(2003\)](#), DH: [Den Hartog et al. \(2003\)](#), D02: [Depagne et al. \(2002\)](#), DS91: [Drake e Smith \(1991\)](#), E93: [Edvardsson et al. \(1993\)](#), GS: [Gratton e Sneden \(1988\)](#), L09: [Lawler et al. \(2009\)](#), MFK: [Martin et al. \(2000\)](#), MFW: [Martin et al. \(1988\)](#), M94: [McWilliam e Rich \(1994\)](#), PS: [Preston e Sneden \(2001\)](#), R99: [Reddy et al. \(1999\)](#), R03: [Reddy et al. \(2003\)](#), R04: [Reyniers et al. \(2004\)](#), S86: [Smith et al. \(1986\)](#), SM96: [Smith et al. \(1996\)](#), SN96: [Sneden et al. \(1996\)](#), VWR: [Van Winckel e Reyniers \(2000\)](#), WSM: [Wiese et al. \(1969\)](#).

# Apêndice C

*Artigo publicado*

# Red giants and yellow stragglers in the young open cluster NGC 2447

M. D. da Silveira,<sup>1</sup>★ C. B. Pereira<sup>1</sup>★ and N. A. Drake<sup>1,2</sup>

<sup>1</sup>*Observatório Nacional/MCTIC, Rua Gen. José Cristino, 77, 20921-400, Rio de Janeiro, Brazil*

<sup>2</sup>*Laboratory of Observational Astrophysics, Saint Petersburg State University, Universitetski pr. 28, Petrodvoretz 198504, Saint Petersburg, Russia*

Accepted 2018 January 23. Received 2018 January 23; in original form 2017 July 6

## ABSTRACT

In this work we analysed, using high-resolution spectroscopy, a sample of 12 single and 4 spectroscopic binary stars of the open cluster NGC 2447. For the single stars, we obtained atmospheric parameters and chemical abundances of Li, C, N, O, Na, Mg, Al, Ca, Si, Ti, Ni, Cr, Y, Zr, La, Ce, Nd, Eu. Rotational velocities were obtained for all the stars. The abundances of the light elements and Eu and the rotational velocities were derived using spectral synthesis technique. We obtained a mean metallicity of  $[Fe/H] = -0.17 \pm 0.05$ . We found that the abundances of all elements are similar to field giants and/or giants of open clusters, even for the s-process elements, which are enhanced as in other young open clusters. We show that the spectroscopic binaries NGC 2447-26, 38, and 42 are yellow-straggler stars, of which the primary is a giant star and the secondary a main-sequence A-type star.

**Key words:** stars: abundances – stars: evolution – stars: fundamental parameters – open clusters and associations: individual: NGC 2447.

## 1 INTRODUCTION

### 1.1 Open clusters

Open clusters offer a possibility to study several aspects of stellar evolution, correlations between Galactocentric distances with abundances and also to study the importance of binary stars in their population. The luminosities of the stars are known because the distances of the open clusters are well determined. Therefore, any chemical peculiarity can be related to the evolutionary status of the stars. In addition, since their ages are also known, possible relations between age and abundances can be explored. This is particularly true for the giants in open clusters because for field giants distances and ages are less constrained. The knowledge of the open clusters will be greatly improved by the *Gaia* mission (Gaia Collaboration et al. 2016; Jordi et al. 2016), with distances and proper motions being accurately determined the membership probability can be better constrained. In addition, probing distant stars with old and intermediate ages can help identify new open clusters through their evolved giants.

In this work, we continue our analysis of giants of open clusters in the Southern hemisphere through high-resolution spectroscopy. We dedicate our study to the red giants in the open cluster NGC 2447, also referred to as M 93. As in our previous papers, Santrich, Pereira & Drake (2013) and Sales Silva et al. (2014), the stars for our study were selected from the radial velocity and proper motion surveys of Mermilliod, Mayor & Udry (2008) and Frinchaboy & Majewski (2008), respectively. These studies identified red giant

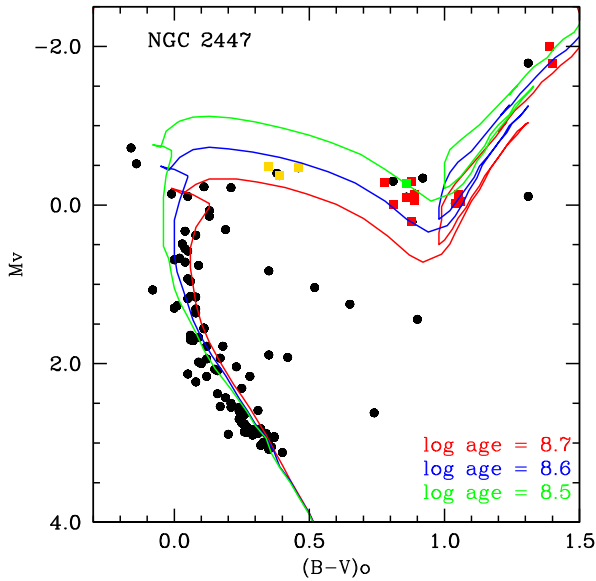
stars in many open clusters. Following the same strategy of our previous papers, we observed all giant stars that were recognized as cluster members. Observing all known stars of same cluster, both singles and binaries, increases the possibility for new findings of chemically peculiar stars, such as barium stars (Katime Santrich, Pereira & de Castro 2013). This is specially true for red giant stars in binary systems in open clusters because there are few high-resolution spectroscopic observations of this kind of stars. Therefore, we observed all the 16 giants known in NGC 2447 including the three known spectroscopic binaries and one star (NGC 2447-38) that has been previously suspected to be a binary star by Mermilliod & Mayor (1989). Our spectroscopic observation indeed confirms its binary nature.

### 1.2 NGC 2447

Fig. 1 shows the colour–magnitude diagram and Table 1 shows the observational parameters of the cluster. In Fig. 2, we plot a dependence of the turn-off mass on the age for some clusters including NGC 2447. From the isochrone fit, we derived a turn-off mass of  $2.76 \pm 0.01 M_{\odot}$ , which is in good agreement with the value of  $2.74 M_{\odot}$  adopted by Hamdani et al. (2000). The error in the turn-off mass is determined by the discretization of the points of the isochrone.

Also based on isochrone fit, we obtained an age of  $0.40 \pm 0.03$  Gyr. Our result,  $\log t = 8.6 \pm 0.1$ , is also in good agreement with other values from the literature, such as  $\log t = 8.65$  (Hamdani et al. 2000), 8.59 (Reddy, Giridhar & Lambert 2015), 8.61 (Netopil et al. 2016). Our error cannot be better than 0.1 (in

\* E-mail: marlon@on.br (MDdS); claudio@on.br (CBP)



**Figure 1.** Reddening corrected colour–magnitude diagram of NGC 2447 with isochrones fitting the cluster. Black-filled circles are stars with photometric data taken from Becker, Svobopoulos & Fang (1976). Our program stars are identified by red-filled squares (single red giants), yellow-filled squares (yellow stragglers), and the green-filled square is the binary star. We also show the isochrones of Bertelli et al. (1994) for  $\log t = 8.5, 8.6,$  and  $8.7$  (0.32, 0.40, and 0.50 Gyr),  $Z = 0.02$  and  $Y = 0.28$ .

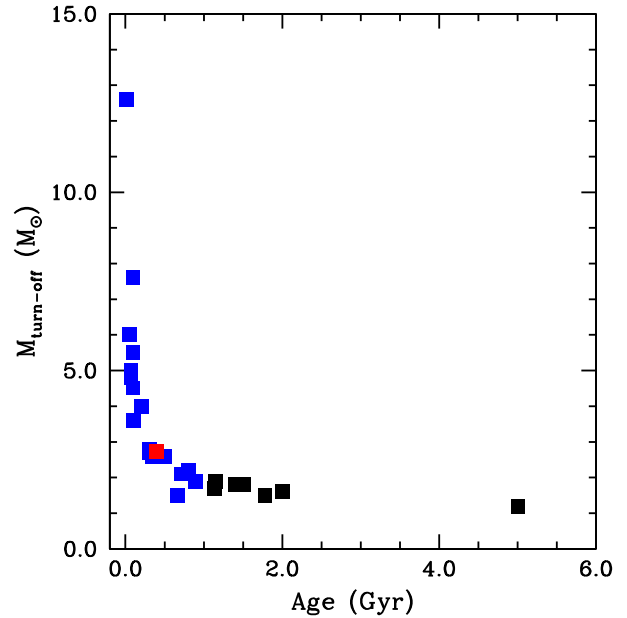
**Table 1.** Observational parameters of the open cluster NGC 2447 taken from Hamdani et al. (2000), except for the Galactocentric distance ( $R_{gc}$ ) taken from Reddy et al. (2015) and the radial velocity (RV) taken from Mermilliod et al. (2008).

Parameters	Values
$l(^{\circ})$	240.04
$b(^{\circ})$	+00.13
Age (Gyr)	0.45
[Fe/H]	0.03
$R_{gc}$ (kpc)	8.6 <sup>a</sup>
Distance (pc)	1057
$A_V$ (mag)	0.13
$(m - M)_V$ (mag)	10.25
RV ( $\text{km s}^{-1}$ )	$22.08 \pm 0.18$
$M_{\text{turn-off}}$	$2.75 M_{\odot}$

*Note.* <sup>a</sup>For a distance of  $8.0 \pm 0.6$  kpc from the Sun to the Galactic Centre taken from Ghez et al. (2008).

$\log t$ ) since this is the interval of isochrones given by Bertelli et al. (1994) for ages down to 10.0 Gyr.

A few giant stars of the open cluster NGC 2447 have already been spectroscopically observed using high resolution but all the studies focused on the analysis of the same three giants (stars #28, #34 and #41; Hamdani et al. 2000; Santos et al. 2009, 2012; Smiljanic et al. 2009; Reddy et al. 2015). In this work, thanks to high-resolution spectroscopy, we could do a broad abundance analysis of the giants in NGC 2447. Using the spectral synthesis technique, we determined the abundances of the light elements, CNO and lithium, one element created by the r-process, europium, and we also determined the rotation velocity for these stars. The abundances of Na, Al,  $\alpha$ -elements (Mg, Si, Ca and Ti), iron-peak elements (Cr and Ni),



**Figure 2.** Turn-off mass versus age for open clusters and NGC 2447. Young clusters with ages less than 1.0 Gyr are represented by blue-filled squares. Old clusters with ages more than 1.0 Gyr are represented by black-filled squares and the red square, NGC 2447.

and the elements created by the s-process (Y, Zr, La, Ce, and Nd) were obtained by measuring equivalent widths of the corresponding lines.

As was earlier mentioned, we also observed the all known (four) red giants in binary systems of NGC 2447. As it will be seen, three of the four binaries are indeed ‘yellow straggler’ stars (stars #26, #38 and #42) considering their position in the colour–magnitude diagram. These stars of NGC 2447 have the same spectral characteristic of the other yellow straggler stars analysed in NGC 2360, NGC 3680, and NGC 5822 by Sales Silva et al. (2014): strong veiling due to the presence of a main-sequence A-type secondary star. Finally, the other binary star, NGC 2447-25, has  $(B - V)$  colour similar to other single red giants, which indicates that the secondary is probably a faint main-sequence star (Mermilliod & Mayor 1989).

## 2 OBSERVATIONS

The high-resolution spectra of the 16 red giants were obtained with the *Fibre fed Extended Range Optical Spectrograph* (FEROS) (Kaufer et al. 1999) echelle spectrograph at the 2.2 m ESO telescope at La Silla (Chile). The FEROS spectral resolving power is  $R = 48\,000$ , corresponding to 2.2 pixels of  $15 \mu\text{m}$ , and the wavelength coverage goes from 3800 to 9200  $\text{\AA}$ . The S/N ratio was evaluated by measuring the rms flux fluctuation in selected continuum windows, and the values range from 100 to 150 around 6000  $\text{\AA}$ . The observational parameters of the sample stars are given in Table 2.

The  $(B - V)$  colours of the objects from Frinchaboy & Majewski (2008), namely CD-23 $^{\circ}$ 2813, CD-23 $^{\circ}$ 6042, and TYC 6540-4084-1, are redder because the authors’  $B$  and  $V$  magnitudes were based on the Tycho system. These values were corrected using the calibration given in Bessell (2000). Table 2 provided the  $V$  magnitude and  $(B - V)$  for these three stars after correction.

**Table 2.** Log of the observations and relevant information for the targets stars of the open cluster NGC 2447. Star cluster number, CD or CPD numbers (when available),  $V$ ,  $B - V$ , and radial velocities taken from Mermilliod et al. (2008) are given in Columns 1–5. Our values of the radial velocities are given in Column 6. Columns 7–8 provide the dates of observation and exposure times. The ninth column shows the reference from where the star was selected (1): Mermilliod et al. (2008) or (2): Frinchaboy & Majewski (2008). Only these three stars were selected from Frinchaboy & Majewski (2008). The last column provides remarks about whether the star is single, spectroscopic binary and/or yellow-straggler according to Mermilliod et al. (2008) or Frinchaboy & Majewski (2008) and to our spectroscopic observations.

ID	CD/CPD	$V$	$B - V$	RV (km s <sup>-1</sup> )	RV (km s <sup>-1</sup> )	Observation date	Exp (s)	Source	Remark
3	CD-23° 6064	8.3	1.43	21.26 ± 0.12	21.48 ± 0.53	Dec 23 2008	300	1	S
4	—	10.2	0.93	23.36 ± 0.16	23.92 ± 0.33	Dec 23 2008	900	1	S
7	CD-23° 6076	8.5	1.44	22.68 ± 0.17	21.73 ± 0.46	Dec 23 2008	300	1	S
25	CD-23° 6108	10.0	0.90	22.15 ± 0.08	-3.69 ± 0.38	Dec 23 2008	900	1	SB1O
26	CD-23° 6103	9.8	0.50	23.24 ± 0.43	20.17 ± 0.42	Dec 23 2008	900	1	SB,YS
28	CD-23° 6102	10.0	0.82	21.45 ± 0.15	21.82 ± 0.35	Dec 23 2008	900	1	S
34	CPD-23° 2764	10.2	0.90	22.52 ± 0.17	23.20 ± 0.31	Dec 06 2015	1200	1	S
38	CPD-23° 2747	9.9	0.43	22.91 ± 0.31	10.76 ± 0.30	Dec 05 2015	1200	1	SB?,YS
41	CPD-23° 2745	10.1	0.93	21.73 ± 0.16	22.29 ± 0.56	Dec 24 2008	900	1	S
42	CPD-23° 6074	9.8	0.39	18.20 ± 1.10	10.83 ± 0.39	Dec 05 2015	1200	1	SB1O,YS
71	CPD-23° 2778	10.2	1.08	22.25 ± 0.17	22.67 ± 0.28	Dec 24 2008	900	1	S
85	CD-23° 6099	10.2	1.10	21.25 ± 0.17	25.13 ± 0.38	Dec 24 2008	900	1	S
93	CD-23° 6086	10.5	0.92	22.77 ± 0.18	22.99 ± 0.35	Dec 23 2008	1200	1	S
–	CD-23° 6042	9.9	0.92	21.64 ± 0.55	22.04 ± 0.38	Dec 04 2015	1200	2	S
–	CPD-23° 2813	10.1	1.09	22.09 ± 0.06	22.50 ± 0.51	Mar 17 2016	1200	2	S
–	TYC 6540-4084-1	10.2	0.85	22.18 ± 0.64	21.97 ± 0.40	Dec 07 2015	1500	2	S

Notes. S: single star; SB1O: spectroscopic binary; SB: spectroscopic binary; YS: yellow straggler; SB: spectroscopic binaries which was not possible to derive orbital parameters; SB1O: well-known single-lined spectroscopic binary with known orbital parameters.

### 3 ANALYSIS AND RESULTS

#### 3.1 Line selection, measurement, and oscillator strengths

The atomic absorption lines selected in this study are basically the same as those used in the previous studies devoted to the analysis of photospheric abundances of the single stars of the open cluster NGC 3114 (Katime Santrich et al. 2013) and in the study of the binary stars in the open clusters NGC 2360, NGC 3680, and NGC 5822 (Sales Silva et al. 2014). In Table 3, we show the Fe I,II lines employed in the analysis, the lower excitation potential ( $\chi$ ) of the transitions, the log  $gf$  values and the measured equivalent widths. The log  $gf$  values for the Fe I,II lines were taken from Lambert et al. (1996). The equivalent widths were obtained by fitting Gaussian profiles to the observed ones using the task *splot* in IRAF. In Table 4, we show the same for the other species.

#### 3.2 Atmospheric parameters

In order to determine the chemical abundance of the stars, it is necessary to know the effective temperature ( $T_{\text{eff}}$ ), surface gravity ( $\log g$ ), the microturbulence ( $\xi$ ) and metallicity [Fe/H] (in the notation  $[X/H] = \log(N_X/N_H)_* - \log(N_X/N_H)_\odot$ ). Following our previous analysis, the temperature was derived by forcing null correlation between the iron abundance and the excitation potential and also null correlation between the iron abundance and the equivalent widths of the lines to obtain the microturbulent velocity. The surface gravity was obtained by imposing that the Fe I abundance be equal to that of Fe II. The atmospheric parameters were determined using the local thermodynamic equilibrium (LTE) atmosphere models of Kurucz (1993) and the spectral analysis code MOOG (version 2013, Sneden 1973). The adopted atmospheric parameters are given in Table 5. Table 6 provides atmospheric parameters determination from the literature.

The errors in the effective temperatures and microturbulent velocity were estimated considering the uncertainties in the correlations between the Fe I abundances and excitation potentials and between the Fe I abundances and the equivalent widths. For gravity, the uncertainty was estimated considering that the difference between the Fe I and Fe II abundances differed by  $1\sigma$  of the standard deviation of the mean value of Fe I abundances.

The cooler stars of our sample (NGC 2447-3 and 7) have larger errors in the temperature when compared with NGC 2447-93 which has a higher temperature. For NGC 2447-3 and 7, we have an error of  $\sim 110$  K while for NGC 2447-93 we have 40 K. Like the temperature, the error in the surface gravity is higher for these two cooler stars when compared with the hotter ones. For NGC 2447-3 and 7, we found a typical error of 0.4 dex while for NGC 2447-93 we found a typical error of 0.2 dex. The reason for these differences is related to the uncertainty in the continuum placement which affects the measurement of the equivalent widths, which is higher for cooler stars than for hotter ones.

To test the spectroscopically determined gravities, we also determined the evolutionary gravities  $\log g_*$  using the turn-off mass obtained from the isochrone fittings. The evolutionary gravities were calculated using the equation

$$\log g_* = \log(M_*/M_\odot) + 0.4(V - A_V + BC) + 4 \log T_{\text{eff}} - 2 \log r \text{ (kpc)} - 16.5$$

In the equation above,  $V$ ,  $A_V$ , and BC are, respectively, the visual magnitude, interstellar absorption, and bolometric correction. The star's surface gravity, mass and temperature are, respectively,  $\log g_*$ ,  $M_*$ , and  $T_{\text{eff}}$  and  $r$  is the heliocentric distance of open cluster given in kpc. In this equation, we considered  $T_{\text{eff}\odot} = 5777$  K,  $\log g_\odot = 4.44$  and  $M_{\text{bol}\odot} = +4.74$  (Bessell, Castelli & Plez 1998).

For the distance, we adopted  $r = 1.057$  kpc and  $A_V = 0.13$ . The bolometric corrections were calculated using the relation given in Alonso, Arribas & Martínez-Roger (1999). We found a mean



**Table 3.** Observed Fe I and Fe II lines.

Element	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Equivalent Widths (mÅ)							
				NGC 2447-#							
				3	4	7	25	26	28	34	38
Fe I	5125.12	4.22	-0.080	-	-	-	-	86	-	-	91
	5133.69	4.18	0.201	-	-	-	-	-	-	-	91
	5150.84	0.99	-3.000	-	-	-	-	-	-	-	88
	5162.27	4.18	0.079	-	143	-	123	-	136	148	-
	5198.71	2.22	-2.140	-	143	-	123	69	141	142	72
	5202.34	2.18	-1.840	-	-	-	-	101	-	-	105
	5242.49	3.63	-0.970	-	112	136	101	-	114	113	-
	5250.51	0.12	-4.920	-	123	-	104	-	132	120	60
	5253.03	2.28	-3.790	-	49	90	37	21	49	46	23
	5281.79	3.04	-0.830	-	-	-	-	-	-	-	95
	5288.52	3.69	-1.510	-	91	-	79	43	91	87	41
	5307.36	1.61	-2.970	-	139	-	121	66	141	137	74
	5315.05	4.37	-1.400	-	63	86	56	33	62	63	30
	5321.11	4.43	-1.190	100	57	76	-	31	-	60	30
	5322.04	2.28	-2.840	-	-	-	89	49	103	100	51
	5339.93	3.27	-0.680	-	-	-	143	-	-	-	85
	5341.02	1.61	-1.950	-	-	-	-	117	-	-	127
	5364.87	4.45	0.230	-	134	150	119	-	136	135	75
	5367.47	4.42	0.439	-	-	150	-	-	143	-	-
	5373.71	4.47	-0.710	113	84	105	69	42	80	81	44
	5389.48	4.42	-0.250	132	-	-	-	-	-	-	-
	5393.17	3.24	-0.720	-	-	-	-	-	-	-	94
	5400.50	4.37	-0.100	-	-	-	-	91	-	-	95
	5417.03	4.42	-1.530	72	52	72	45	26	54	54	28
	5441.34	4.31	-1.580	85	52	79	41	27	50	56	28
	5445.04	4.39	0.041	-	127	149	110	--	130	126	71
	5497.52	1.01	-2.840	-	-	-	-	102	-	-	106
	5522.45	4.21	-1.400	78	66	76	59	30	65	60	36
	5531.98	4.91	-1.460	-	32	-	-	17	29	33	15
	5554.90	4.55	-0.380	-	-	-	-	61	-	-	69
	5560.21	4.43	-1.040	85	69	80	55	32	71	68	39
	5567.39	2.61	-2.560	-	-	-	-	58	-	-	63
	5569.62	3.42	-0.490	-	-	-	147	-	-	-	-
	5576.09	3.43	-0.850	-	137	-	123	-	138	136	77
	5584.77	3.57	-2.170	94	59	-	55	30	57	60	35
	5624.02	4.39	-1.330	-	62	82	56	-	66	-	38
	5633.95	4.99	-0.120	105	82	96	71	-	84	83	44
	5635.82	4.26	-1.740	85	50	72	39	26	47	49	26
	5638.26	4.22	-0.720	-	99	130	87	51	-	100	54
	5691.50	4.30	-1.370	-	71	92	57	35	66	72	36
	5705.47	4.30	-1.360	82	61	78	49	32	60	-	33
	5717.83	4.28	-0.979	-	-	-	78	44	-	-	-
	5731.76	4.26	-1.150	-	83	97	69	43	82	81	45
	5762.99	4.21	-0.410	-	-	-	-	78	-	-	80
	5806.73	4.61	-0.900	91	76	92	66	39	73	77	42
	5814.81	4.28	-1.820	75	39	61	34	21	39	42	24
	5852.22	4.55	-1.180	-	66	-	53	34	65	66	33
	5883.82	3.96	-1.210	121	95	121	77	56	94	96	-
	5916.25	2.45	-2.990	-	98	-	83	47	-	98	54
	5934.65	3.93	-1.020	-	103	-	87	54	102	100	59
	6024.06	4.55	-0.060	-	124	-	111	71	124	120	72
	6027.05	4.08	-1.090	114	87	108	79	46	89	87	51
	6056.01	4.73	-0.400	105	86	99	81	50	85	86	52
	6065.48	2.61	-1.530	-	-	-	147	88	-	-	95
	6079.01	4.65	-0.970	79	64	82	57	39	66	62	39
	6082.71	2.22	-3.580	-	-	-	73	-	-	-	42
	6093.64	4.61	-1.350	66	49	67	41	27	51	47	29
Fe I	6096.66	3.98	-1.780	81	60	85	48	32	61	60	35
	6120.25	0.91	-5.950	106	22	96	23	13	23	25	13
	6136.61	2.45	-1.400	-	-	-	-	-	-	-	105
	6137.69	2.59	-1.400	-	-	-	-	101	-	-	111
	6151.62	2.18	-3.290	-	86	145	77	48	92	91	50

Table 3 – continued

Element	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Equivalent Widths (mÅ)							
				NGC 2447-#							
				3	4	7	25	26	28	34	38
	6157.73	4.08	-1.110	-	97	-	85	55	100	97	55
	6165.36	4.14	-1.470	93	66	87	63	40	70	67	40
	6170.51	4.80	-0.380	-	-	-	-	59	-	-	-
	6173.34	2.22	-2.880	-	109	-	96	57	113	110	68
	6187.99	3.94	-1.570	104	78	102	65	40	78	75	44
	6200.31	2.60	-2.440	-	110	-	95	62	117	111	67
	6213.43	2.22	-2.480	-	-	-	108	72	129	123	74
	6230.72	2.56	-1.280	-	-	-	-	120	-	-	129
	6252.56	2.40	-1.720	-	-	-	146	91	-	-	100
	6254.26	2.28	-2.440	-	-	-	-	82	-	-	-
	6265.13	2.18	-2.550	-	134	-	120	77	139	134	81
	6311.50	2.83	-3.230	-	-	-	58	-	-	-	-
	6322.69	2.59	-2.430	-	110	-	98	62	-	113	68
	6380.74	4.19	-1.320	-	79	-	-	49	82	79	53
	6392.54	2.28	-4.030	107	45	93	37	24	44	43	27
	6393.60	2.43	-1.430	-	-	-	-	99	-	-	101
	6411.65	3.65	-0.660	-	144	-	130	86	145	145	90
	6419.95	4.73	-0.090	-	-	-	109	-	-	-	65
	6421.35	2.28	-2.010	-	-	-	-	98	-	-	105
	6430.85	2.18	-2.010	-	-	-	150	92	-	-	103
	6436.41	4.19	-2.460	51	22	49	19	13	27	26	14
	6469.19	4.83	-0.620	-	-	-	70	52	-	80	50
	6518.37	2.83	-2.300	-	-	133	-	-	-	-	63
	6551.68	0.99	-5.790	-	29	-	30	-	37	-	22
	6574.23	0.99	-5.020	-	77	-	73	-	80	76	49
	6591.31	4.59	-2.070	-	20	-	-	-	-	19	-
	6592.91	2.72	-1.470	-	-	-	-	-	-	-	100
	6593.87	2.44	-2.420	-	127	-	122	-	134	129	78
	6597.56	4.79	-0.920	76	67	72	53	37	59	58	38
	6608.03	2.28	-4.030	-	51	-	42	-	49	49	31
	6609.11	2.56	-2.690	-	107	-	-	-	-	108	69
	6646.93	2.61	-3.990	-	-	-	31	-	41	34	19
	6653.85	4.14	-2.520	37	18	34	14	10	19	18	12
	6699.14	4.59	-2.190	37	10	34	-	-	17	17	10
	6703.57	2.76	-3.160	122	72	-	65	39	74	75	47
	6704.48	4.22	-2.660	32	12	29	10	-	11	16	-
	6713.74	4.79	-1.600	47	-	44	25	-	33	35	-
	6739.52	1.56	-4.950	104	38	93	32	19	40	37	24
	6745.96	4.07	-2.770	33	11	24	-	-	11	-	-
	6750.15	2.42	-2.620	-	117	-	105	70	121	119	72
	6752.71	4.64	-1.200	-	60	-	55	31	60	57	32
	6783.70	2.59	-3.980	-	38	-	-	-	38	37	-
	6793.26	4.07	-2.470	51	-	-	-	-	-	-	-
	6806.85	2.73	-3.210	-	72	122	64	-	74	67	45
	6810.26	4.61	-0.990	97	65	86	59	42	69	68	43
	6820.37	4.64	-1.170	89	64	88	55	35	66	61	40
	6851.64	1.61	-5.320	-	25	-	22	-	30	25	13
	6858.15	4.61	-0.930	84	-	83	63	44	72	73	45
	7130.92	4.22	-0.700	-	114	-	99	69	118	105	77
	7132.99	4.08	-1.610	-	61	80	52	35	-	-	44
Fe II	4993.35	2.81	-3.670	67	61	59	-	26	-	59	-
	5132.66	2.81	-4.000	-	44	-	-	20	-	41	22
	5197.56	3.23	-2.250	-	-	80	99	53	111	112	61
	5234.62	3.22	-2.240	102	111	96	99	57	-	109	63
	5284.10	2.89	-3.010	-	-	-	-	-	-	81	50
	5325.56	3.22	-3.170	58	61	47	60	31	71	61	36
	5414.05	3.22	-3.620	-	49	28	43	25	50	46	27
	5425.25	3.20	-3.210	59	64	52	60	34	68	68	37
	5534.83	3.24	-2.770	-	-	-	-	49	-	-	-
	5991.37	3.15	-3.560	48	59	-	-	34	54	58	33
	6084.10	3.20	-3.800	40	-	36	38	21	43	44	26
	6149.25	3.89	-2.720	49	53	39	49	28	54	52	34

Table 3 – *continued*

Element	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Equivalent Widths (mÅ)							
				NGC 2447-#							
				3	4	7	25	26	28	34	38
	6247.55	3.89	-2.340	–	77	46	–	45	75	77	49
	6416.92	3.89	-2.680	52	60	–	52	33	59	60	36
	6432.68	2.89	-3.580	59	70	58	60	43	69	69	44

Element	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Equivalent Widths (mÅ)							
				NGC 2447-#				CD		CPD	TYC
				41	42	71	85	93	-23° 6042	-23° 2813	6540-4084-1
Fe I	5125.12	4.22	-0.080	–	90	–	–	–	–	–	–
	5133.69	4.18	0.201	–	90	–	–	–	–	–	–
	5150.84	0.99	-3.000	–	88	–	–	–	–	–	–
	5151.91	1.01	-3.320	–	73	–	–	–	–	–	138
	5162.27	4.18	0.079	145	–	134	138	136	–	–	131
	5198.71	2.22	-2.140	138	75	138	141	130	–	–	129
	5202.34	2.18	-1.840	–	111	–	–	–	–	–	–
	5242.49	3.63	-0.970	113	61	109	112	106	118	116	107
	5250.51	0.12	-4.920	121	59	116	117	104	–	–	107
	5253.03	2.28	-3.790	–	22	42	39	37	–	–	41
	5281.79	3.04	-0.830	–	95	–	–	–	–	–	–
	5288.52	3.69	-1.510	89	44	84	84	79	87	87	77
	5302.31	3.28	-0.740	–	–	–	–	137	–	–	–
	5307.36	1.61	-2.970	–	74	–	138	125	–	–	–
	5315.05	4.37	-1.400	60	34	60	59	58	64	60	57
	5321.11	4.43	-1.190	–	31	60	61	54	67	–	52
	5322.04	2.28	-2.840	103	52	96	96	88	109	–	89
	5339.93	3.27	-0.680	–	–	–	–	150	–	–	150
	5341.02	1.61	-1.950	–	133	–	–	–	–	–	–
	5353.37	4.10	-0.680	–	87	–	–	–	–	–	–
	5364.87	4.45	0.230	133	–	131	129	126	–	–	119
	5367.47	4.42	0.439	–	–	–	–	–	–	–	133
	5373.71	4.47	-0.710	87	42	77	77	76	81	80	78
	5389.48	4.42	-0.250	–	–	–	–	–	102	–	–
	5393.17	3.24	-0.720	–	90	–	–	–	–	–	–
	5400.50	4.37	-0.100	–	96	–	–	–	–	–	–
	5417.03	4.42	-1.530	54	28	51	52	47	58	58	46
	5441.34	4.31	-1.580	52	27	53	53	48	53	50	44
	5445.04	4.39	0.041	123	73	121	125	120	–	–	120
	5487.75	4.32	-0.650	–	62	–	–	–	–	–	–
	5497.52	1.01	-2.840	–	106	–	–	–	–	–	–
	5506.78	0.99	-2.800	–	98	–	–	–	–	–	–
	5522.45	4.21	-1.400	68	34	61	61	55	70	64	55
	5531.98	4.91	-1.460	28	15	34	33	25	–	–	27
	5554.90	4.55	-0.380	–	69	–	–	–	–	–	–
	5560.21	4.43	-1.040	66	37	64	64	59	71	72	63
	5563.60	4.19	-0.840	–	75	–	–	–	–	–	–
	5567.39	2.61	-2.560	–	62	–	108	–	–	–	–
	5569.62	3.42	-0.490	–	91	–	–	148	–	–	–
	5576.09	3.43	-0.850	133	75	133	131	126	–	–	130
	5584.77	3.57	-2.170	58	30	55	54	50	–	–	50
	5624.02	4.39	-1.330	63	36	61	61	61	–	–	–
	5633.95	4.99	-0.120	82	45	–	83	75	80	–	74
	5635.82	4.26	-1.740	50	27	53	44	44	54	–	45
	5638.26	4.22	-0.720	97	54	98	96	89	100	–	93
	5686.53	4.55	-0.450	–	53	–	–	–	–	–	–
	5691.50	4.30	-1.370	67	39	63	61	58	65	–	63
	5705.47	4.30	-1.360	60	31	60	58	51	62	55	53
	5717.83	4.28	-0.979	–	56	–	92	85	–	87	–
	5731.76	4.26	-1.150	76	45	78	77	76	86	76	73
	5762.99	4.21	-0.410	–	83	–	–	–	–	–	–
	5806.73	4.61	-0.900	73	44	71	70	64	73	69	69
	5814.81	4.28	-1.820	40	23	37	35	34	41	42	–
	5852.22	4.55	-1.180	66	36	60	59	53	71	65	56
	5883.82	3.96	-1.210	–	61	94	94	85	97	86	87

Table 3 – continued

Element	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Equivalent widths (mÅ)							
				NGC 2447-#				CD		CPD	TYC
				41	42	71	85	93	–23° 6042	–23° 2813	6540-4084-1
	5916.25	2.45	–2.990	97	53	–	92	80	105	98	–
	5934.65	3.93	–1.020	103	57	98	101	91	–	100	92
Fe I	6024.06	4.55	–0.060	124	73	124	119	115	118	124	104
	6027.05	4.08	–1.090	92	51	92	85	82	91	88	79
	6056.01	4.73	–0.400	86	54	87	85	80	83	86	79
	6065.48	2.61	–1.530	–	92	–	–	150	–	–	149
	6079.01	4.65	–0.970	65	39	62	61	58	63	65	58
	6082.71	2.22	–3.580	–	39	–	–	–	–	–	63
	6093.64	4.61	–1.350	47	27	46	46	45	53	47	41
	6096.66	3.98	–1.780	60	32	59	56	53	66	59	51
	6120.25	0.91	–5.950	25	13	21	21	19	–	–	21
	6136.61	2.45	–1.400	–	103	–	–	–	–	–	–
	6137.69	2.59	–1.400	–	112	–	–	–	–	–	–
	6151.62	2.18	–3.290	88	53	84	84	77	96	85	81
	6157.73	4.08	–1.110	96	57	91	94	83	103	93	84
	6165.36	4.14	–1.470	70	38	69	62	61	73	67	61
	6170.51	4.80	–0.380	–	61	–	–	–	–	–	–
	6173.34	2.22	–2.880	109	64	104	104	101	113	115	100
	6187.99	3.94	–1.570	72	45	74	68	66	76	70	67
	6200.31	2.60	–2.440	113	65	107	105	101	117	111	103
	6213.43	2.22	–2.480	–	75	119	117	112	–	–	116
	6230.72	2.56	–1.280	–	127	–	–	–	–	–	–
	6252.56	2.40	–1.720	–	100	–	–	147	–	–	150
	6254.26	2.28	–2.440	–	91	–	144	–	–	–	–
	6265.13	2.18	–2.550	137	79	125	129	122	–	–	118
	6311.50	2.83	–3.230	–	35	–	–	–	–	–	–
	6322.69	2.59	–2.430	112	72	110	105	100	117	120	103
	6380.74	4.19	–1.320	81	52	75	77	71	80	–	74
	6392.54	2.28	–4.030	39	28	37	39	35	–	–	37
	6393.60	2.43	–1.430	–	111	–	–	–	–	–	–
	6411.65	3.65	–0.660	148	91	141	141	136	–	–	–
	6419.95	4.73	–0.090	–	67	–	–	–	–	–	94
	6421.35	2.28	–2.010	–	108	–	–	–	–	–	–
	6430.85	2.18	–2.010	–	100	–	–	145	–	–	148
	6436.41	4.19	–2.460	21	11	19	20	20	31	23	18
	6469.19	4.83	–0.620	–	51	–	85	77	90	–	–
	6518.37	2.83	–2.300	–	58	–	–	–	–	–	–
	6551.68	0.99	–5.790	33	18	32	32	22	–	–	26
	6574.23	0.99	–5.020	70	48	70	71	56	95	–	67
	6591.31	4.59	–2.070	21	–	19	17	18	–	–	14
	6592.91	2.72	–1.470	–	95	–	–	–	–	–	141
	6593.87	2.44	–2.420	–	81	125	125	114	–	129	117
	6597.56	4.79	–0.920	58	40	57	56	54	58	59	53
	6608.03	2.28	–4.030	47	28	44	44	39	67	52	41
	6609.11	2.56	–2.690	–	66	–	–	98	–	116	–
	6646.93	2.61	–3.990	33	19	32	31	31	49	36	29
	6653.85	4.14	–2.520	18	13	18	16	16	–	21	–
	6699.14	4.59	–2.190	14	11	13	15	13	19	13	14
	6703.57	2.76	–3.160	64	46	71	66	64	79	76	61
	6704.48	4.22	–2.660	11	10	11	13	10	14	12	10
	6713.74	4.79	–1.600	33	22	32	36	25	–	35	–
	6739.52	1.56	–4.950	37	22	36	–	26	48	46	31
	6745.96	4.07	–2.770	11	–	12	14	12	–	–	–
	6750.15	2.42	–2.620	112	69	110	108	105	–	–	107
	6752.71	4.64	–1.200	58	42	60	58	53	63	63	53
	6783.70	2.59	–3.980	36	–	–	–	32	52	–	29
	6793.26	4.07	–2.470	–	–	–	–	–	–	–	23
	6806.85	2.73	–3.210	71	44	69	69	61	–	66	63
	6810.26	4.61	–0.990	68	42	66	61	63	68	69	60
Fe I	6820.37	4.64	–1.170	62	40	57	57	54	63	61	58
	6841.34	4.61	–0.600	–	67	–	103	92	–	–	–

Table 3 – *continued*

Element	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Equivalent widths (mÅ)								
				NGC 2447-#				CD		CPD	TYC	
				41	42	71	85	93	–23° 6042	–23° 2813	6540-4084-1	
	6851.64	1.61	–5.320	26	14	23	27	23	–	29	22	
	6858.15	4.61	–0.930	70	42	67	68	65	74	69	66	
	7130.92	4.22	–0.700	117	71	106	122	103	–	–	103	
	7132.99	4.08	–1.610	–	37	–	59	–	–	–	57	
Fe II	4993.35	2.81	–3.670	–	31	58	56	55	62	–	58	
	5132.66	2.81	–4.000	–	23	44	40	39	–	–	–	
	5197.56	3.23	–2.250	107	61	103	101	106	–	–	–	
	5234.62	3.22	–2.240	110	64	112	109	109	102	–	106	
	5284.10	2.89	–3.010	–	–	–	–	–	–	–	87	
	5325.56	3.22	–3.170	60	–	66	63	60	59	59	62	
	5414.05	3.22	–3.620	47	27	48	45	43	39	48	43	
	5425.25	3.20	–3.210	65	38	70	64	61	63	60	63	
	5991.37	3.15	–3.560	49	30	57	52	53	52	50	55	
	6084.10	3.20	–3.800	40	–	–	44	38	39	36	39	
	6149.25	3.89	–2.720	54	32	53	50	53	46	50	54	
	6247.55	3.89	–2.340	77	–	75	75	72	68	63	74	
	6416.92	3.89	–2.680	55	36	60	56	54	53	54	57	
	6432.68	2.89	–3.580	68	40	69	70	64	60	58	68	

difference between the spectroscopic and evolutionary gravities of  $0.05 \pm 0.13$ . This mean difference is in good agreement with uncertainties given by the standard deviation in  $\log g$ . We also estimated the luminosities based on the observed  $V$  magnitude, interstellar absorption, and distance (photometric luminosities) and those based on spectroscopic gravities and turn-off mass (spectroscopic luminosities). They are also given in Table 5. The mean difference between them is  $0.08 \pm 0.05$ .

The stellar parameters for the three *yellow stragglers*, were obtained in the same way as was done for the other giant stars of NGC 2447, that is, the temperature and gravity were obtained based on the excitation and ionization equilibrium respectively. However, these stars are strongly affected by veiling (Section 4.3.7). Veiling produces an additional continuum over the intrinsic stellar spectrum and changes the equivalent widths of the spectral lines. An additional continuum added by the secondary reduces the measured equivalent values thus influencing determination of the stellar parameters. Looking for a possible solution, we found near zero microturbulent velocity. Null microturbulence has no physical meaning and, as it was above mentioned, it happens because we are forcing to find a solution based on the excitation and ionization equilibrium. For this reason, we do not provide the atmospheric parameters for the stars NGC 2447-26, 38, and 42 yet we published the equivalent widths of their Fe I and Fe II absorption lines.

### 3.3 Abundance analysis

The abundances of the chemical elements were also determined with the LTE model atmospheres of Kurucz (1993) and using the code MOOG. The abundances of the elements were obtained either by measuring the equivalent widths or by means of the spectral synthesis technique. We normalized our abundances to the Sun using the solar abundances given in Santrich et al. (2013). For barium and europium, we obtained a solar abundance of, respectively, 2.13 and 0.54. For Stark broadening, we used the standard option available in MOOG, while for the collisional broadening we used the Unsöld approximation for all the lines.

We did not obtain the abundances for the stars NGC 2447-26, 38, and 42. These stars show evidence of veiling in their spectra as it will be discussed in Section 4.3.7.

The abundances of the light elements, lithium, carbon, nitrogen, and oxygen, were determined with spectral synthesis technique in the local thermodynamic equilibrium (LTE) atmosphere models of Kurucz (1993). Lithium abundance was derived from the synthetic spectra using the Li I  $\lambda 6708$  Å resonance doublet. The CN lines in the vicinity of the Li I doublet were included in the line list. The wavelengths and oscillator strengths for the individual hyperfine and isotopic components of the lithium line were taken from Smith, Lambert & Nissen (1998) and Hobbs, Thorburn & Rebull (1999). A solar  ${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li} = 0.081$  isotopic ratio was adopted in the calculations of the synthetic spectrum. For the carbon abundance determination, we used the  $\text{C}_2$  features at 5086 Å and at 5635 Å. The oscillator strengths and wavelengths of  $\text{C}_2$  at 5086 Å lines were taken from Lambert & Ries (1981) and the oscillator strengths and wavelengths of  $\text{C}_2$  at 5635 Å were taken from Drake & Pereira (2008). The oxygen abundance was inferred from the forbidden [O I] line at 6300.304 Å. In our calculation for this line, we used the oscillator strength  $\log gf = -9.72$  obtained by Allende Prieto, Lambert & Asplund (2001) in their analysis of oxygen abundance of the Sun. To determine the nitrogen abundance and the  ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$  isotopic ratio, we used the  ${}^{12}\text{CN}$  and  ${}^{13}\text{CN}$  lines of the (2, 0) band of the CN red system  $A^2\Pi - X^2\Sigma$  between 7994 and 8020 Å.

The barium abundance was obtained using the Ba II line at 5853.69 Å, where the hyperfine structure was taken from McWilliam (1998). The other barium lines at 4554.04 and 4934.09 Å have equivalent widths greater than 250 mÅ and are not suitable for abundance determination because they lie outside the linear part of the curve of growth.

The europium abundance was determined using the Eu II line at  $\lambda 6645.13$  Å and the hyperfine splitting was taken from Mucciarelli et al. (2008). For two stars, NGC 2447-41 and 93 we could not determine a reliable europium abundance due to a very uncertain local continuum.

Figs 3–5 show the observed and synthetic spectra for the spectral regions where the abundances of the lithium, oxygen, and europium

Table 4. Other lines studied.

Element	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log $gf$	Ref	Equivalent Widths (mÅ)					
					NGC 2447-#					
					3	4	7	28	34	41
Na I	5682.65	2.10	-0.700	PS	-	125	-	131	-	132
Na I	5688.22	2.10	-0.400	PS	-	-	-	-	144	-
Na I	6154.22	2.10	-1.510	PS	131	66	120	71	74	73
Na I	6160.75	2.10	-1.210	R03	134	82	127	86	85	81
Mg I	4730.04	4.34	-2.390	R03	101	-	105	91	-	89
Mg I	5711.10	4.34	-1.680	R99	150	120	149	125	123	-
Mg I	6318.71	5.10	-1.940	C07	88	51	75	62	57	-
Mg I	6319.24	5.11	-2.160	C07	55	38	-	-	20	-
Mg I	6965.41	5.75	-1.720	M94	-	42	-	45	-	-
Mg I	8712.69	5.93	-1.260	E93	49	62	55	65	61	46
Mg I	8717.83	5.91	-0.970	WSM	82	87	87	85	85	-
Mg I	8736.04	5.94	-0.340	WSM	117	129	118	-	128	89
Mg I	8736.04	5.94	-0.340	WSM	-	-	-	-	-	139
Al I	6696.03	3.14	-1.481	M94	102	55	-	50	58	52
Al I	6698.67	3.14	-1.630	R03	84	-	69	36	37	33
Al I	8772.88	4.02	-0.250	R03	110	87	98	76	95	91
Al I	8773.91	4.02	-0.070	R03	130	100	-	-	113	-
Si I	5793.08	4.93	-2.060	R03	66	57	72	60	61	64
Si I	6125.03	5.61	-1.540	E93	-	44	-	40	47	42
Si I	6131.58	5.62	-1.685	E93	-	-	32	-	-	-
Si I	6145.02	5.61	-1.430	E93	-	43	42	45	-	-
Si I	6155.14	5.62	-0.770	E93	83	89	86	90	89	91
Si I	8728.01	6.18	-0.360	E93	-	-	-	83	-	-
Si I	8742.45	5.87	-0.510	E93	88	107	92	-	106	109
Ca I	5581.79	2.52	-0.670	C03	-	115	-	116	114	117
Ca I	5867.57	2.93	-1.610	C03	76	38	75	42	42	42
Ca I	6102.72	1.88	-0.790	D02	-	-	-	150	-	-
Ca I	6161.30	2.52	-1.270	E93	-	92	-	94	90	91
Ca I	6166.44	2.52	-1.140	R03	149	96	143	-	94	97
Ca I	6169.04	2.52	-0.800	R03	-	116	-	112	115	-
Ca I	6169.56	2.53	-0.480	DS91	-	131	-	127	132	128
Ca I	6455.60	2.51	-1.290	R03	144	85	140	89	87	90
Ca I	6464.68	2.52	-2.420	C03	-	-	-	-	-	31
Ca I	6471.66	2.51	-0.690	S86	-	122	-	127	117	123
Ca I	6493.78	2.52	-0.110	DS91	-	-	-	-	150	-
Ca I	6499.65	2.52	-0.810	C03	-	118	-	118	116	121
Ca I	6798.47	2.71	-2.520	C03	53	14	48	15	18	17
Ti I	4534.78	0.84	0.280	D02	-	135	-	134	136	133
Ti I	5087.06	1.43	-0.840	E93	-	57	-	61	57	64
Ti I	5113.45	1.44	-0.880	E93	130	60	121	62	62	58
Ti I	5866.46	1.07	-0.871	E93	-	-	-	-	97	-
Ti I	6091.18	2.27	-0.370	R03	118	38	107	38	37	37
Ti I	6126.22	1.05	-1.370	R03	-	65	-	65	63	66
Ti I	6261.10	1.43	-0.480	B86	-	94	-	-	97	88
Cr I	4801.03	3.12	-0.130	MFK	-	81	-	-	-	-
Cr I	4836.85	3.10	-1.140	MFK	-	-	69	-	-	-
Cr I	4936.34	3.11	-0.220	MFK	-	69	109	67	68	66
Cr I	5193.50	3.42	-0.900	MFK	-	25	-	-	-	-
Cr I	5214.13	3.37	-0.740	MFK	67	32	-	28	29	29
Cr I	5214.61	3.32	-0.660	MFK	-	45	79	-	-	-
Cr I	5238.96	2.71	-1.300	MFK	-	31	-	37	30	-
Cr I	5247.57	0.96	-1.631	MFK	-	120	-	127	-	-
Cr I	5272.00	3.45	-0.420	MFK	81	41	76	-	38	-
Cr I	5296.70	0.98	-1.240	GS	-	136	-	143	131	138
Cr I	5300.75	0.98	-2.130	GS	-	93	-	99	95	93
Cr I	5304.18	3.46	-0.690	MFK	-	27	-	27	21	-
Cr I	5312.86	3.45	-0.561	MFK	-	-	-	-	27	-
Cr I	5318.77	3.44	-0.690	MFK	-	29	61	30	26	27
Cr I	5340.45	3.44	-0.730	MFK	-	-	-	-	19	-
Cr I	5348.33	1.00	-1.290	GS	-	133	-	142	133	137
Cr I	5628.65	3.42	-0.770	MFK	64	26	60	26	19	-
Cr I	5781.18	3.32	-0.879	MFK	-	21	-	-	-	-

Table 4 – continued

Element	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Ref	Equivalent Widths (mÅ)					
					NGC 2447-#					
					3	4	7	28	34	41
Cr I	5781.75	3.32	-0.750	MFK	87	41	78	-	-	-
Cr I	5783.07	3.32	-0.400	MFK	98	50	-	51	53	49
Cr I	5784.97	3.32	-0.380	MFK	-	53	95	52	-	52
Cr I	5787.93	3.32	-0.080	GS	118	74	115	72	68	71
Cr I	6330.09	0.94	-2.870	R03	-	73	-	74	67	66
Ni I	4904.42	3.542	-0.190	MFK	-	108	-	-	-	-
Ni I	4913.98	3.744	-0.600	MFK	-	-	-	76	73	75
Ni I	4935.83	3.941	-0.340	MFK	-	78	-	-	74	77
Ni I	4953.21	3.740	-0.620	MFK	-	82	-	-	-	-
Ni I	4967.52	3.800	-1.600	MFK	-	22	-	27	22	23
Ni I	4995.66	3.635	-1.611	MFK	-	30	-	-	33	-
Ni I	5003.75	1.680	-3.130	MFK	110	-	106	-	70	-
Ni I	5010.94	3.635	-0.900	MFK	-	66	-	71	67	65
Ni I	5094.42	3.833	-1.120	MFK	71	47	66	48	47	46
Ni I	5157.98	3.610	-1.719	MFK	45	33	49	37	35	27
Ni I	5197.17	3.900	-1.140	MFK	-	46	-	50	-	49
Ni I	5578.73	1.677	-2.670	MFK	v	99	-	103	96	-
Ni I	5587.87	1.940	-2.370	MFK	-	90	136	-	91	90
Ni I	5589.37	3.900	-1.150	MFK	-	39	-	-	40	-
Ni I	5593.75	3.898	-0.790	MFK	74	60	76	61	58	64
Ni I	5643.09	4.170	-1.250	MFK	-	24	-	26	24	-
Ni I	5748.36	1.680	-3.250	MFK	-	69	-	68	67	68
Ni I	5760.84	4.110	-0.810	MFK	-	48	-	52	-	50
Ni I	5805.23	4.168	-0.600	MFK	71	61	66	61	55	58
Ni I	5847.01	1.677	-3.440	MFK	-	60	-	64	60	61
Ni I	5996.74	4.240	-1.060	MFK	43	34	49	35	33	36
Ni I	6053.69	4.240	-1.070	MFK	-	-	-	37	37	31
Ni I	6086.29	4.266	-0.470	MFK	79	59	68	64	59	57
Ni I	6108.12	1.677	-2.489	MFK	-	106	-	110	107	111
Ni I	6111.08	4.089	-0.830	MFK	64	53	66	53	53	53
Ni I	6128.98	1.680	-3.390	MFK	-	66	-	69	61	64
Ni I	6130.14	4.270	-0.979	MFK	41	32	48	36	33	-
Ni I	6176.82	4.090	-0.260	R03	97	82	96	84	83	80
Ni I	6177.25	1.830	-3.600	MFK	88	38	85	43	38	38
Ni I	6186.72	4.110	-0.900	MFK	65	49	66	51	50	45
Ni I	6204.61	4.089	-1.150	MFK	-	40	-	41	39	41
Ni I	6223.99	4.106	-0.971	MFK	-	44	55	44	43	41
Ni I	6230.10	4.110	-1.200	MFK	-	-	-	-	37	-
Ni I	6322.17	4.150	-1.210	MFK	36	27	40	28	30	32
Ni I	6327.60	1.680	-3.090	MFW	-	81	-	89	81	-
Ni I	6378.26	4.154	-0.821	MFK	-	51	71	51	52	51
Ni I	6384.67	4.154	-1.000	MFK	-	-	-	-	46	-
Ni I	6532.88	1.935	-3.420	MFK	89	46	-	-	48	-
Ni I	6586.33	1.95	-2.790	MFW	-	-	-	89	85	-
Ni I	6598.61	4.240	-0.932	MFK	-	39	54	42	40	38
Ni I	6635.14	4.420	-0.750	MFK	-	39	54	40	37	-
Ni I	6767.77	1.830	-2.110	MFW	-	120	-	126	124	124
Ni I	6772.32	3.660	-1.010	R03	-	74	98	76	74	76
Ni I	6842.04	3.660	-1.440	E93	-	46	-	47	41	53
Y II	4883.68	1.080	0.070	SN96	-	90	-	97	90	102
Y II	5087.43	1.080	-0.170	SN96	110	83	-	90	82	-
Y II	5200.41	0.990	-0.570	SN96	-	83	-	-	81	-
Y II	5289.81	1.030	-1.850	VWR	46	25	43	27	-	24
Y II	5402.78	1.840	-0.440	R03	87	41	-	48	42	43
Zr I	4772.30	0.620	-0.060	A04	107	24	91	26	22	17
Zr I	4805.87	0.690	-0.580	A04	71	-	59	-	-	-
Zr I	4828.05	0.620	-0.750	A04	68	-	60	-	-	-
Zr I	5046.55	1.530	-0.180	A04	35	-	29	-	-	-
Zr I	5437.77	0.150	-2.120	A04	-	-	29	-	-	-
Zr I	5620.13	0.520	-1.090	A04	75	-	65	-	-	-
Zr I	6032.60	1.480	-0.350	A04	34	-	27	-	-	-
Zr I	6127.46	0.150	-1.060	SM96	112	11	100	11	10	16

Table 4 – continued

Element	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Ref	Equivalent Widths (mÅ)					
					NGC 2447-#					
					3	4	7	28	34	41
Zr I	6134.57	0.000	-1.280	SM96	112	-	98	11	11	12
Zr I	6140.46	0.520	-1.410	SM96	47	-	36	-	-	-
Zr I	6143.18	0.070	-1.100	SM96	125	19	108	17	14	-
La II	4086.71	0.000	-0.160	SN96	117	-	115	-	-	-
La II	5122.99	0.320	-0.930	SN96	-	-	-	50	-	-
La II	5303.53	0.320	-1.350	VWR	71	25	67	28	25	30
La II	5880.63	0.235	-1.830	L01	-	13	50	-	13	-
La II	6320.43	0.170	-1.520	SN96	86	28	81	31	29	26
La II	6390.48	0.320	-1.410	VWR	-	33	-	33	-	28
La II	6774.33	0.120	-1.709	VWR	87	27	80	27	23	30
Ce II	4486.91	0.295	-0.180	L09	95	-	97	70	66	62
Ce II	4562.37	0.480	0.210	L09	110	74	106	76	-	-
Ce II	4628.16	0.520	0.140	L09	103	-	105	75	68	68
Ce II	5187.46	1.211	0.170	L09	74	34	72	37	33	33
Ce II	5274.24	1.044	0.130	L09	-	40	-	-	44	41
Ce II	5330.58	0.869	-0.400	L09	67	-	-	-	27	-
Ce II	5975.82	1.326	-0.450	L09	-	10	-	-	10	-
Ce II	6043.37	1.205	-0.480	L09	35	15	37	18	13	15
Nd II	4706.54	0.000	-0.710	DH	106	56	100	61	57	-
Nd II	4914.38	0.380	-0.700	DH	91	40	86	43	43	47
Nd II	4987.16	0.742	-0.790	DH	50	-	-	-	-	-
Nd II	5063.72	0.976	-0.620	DH	44	13	-	15	-	-
Nd II	5092.80	0.380	-0.610	DH	v	46	-	48	43	49
Nd II	5130.59	1.300	0.450	DH	-	-	-	44	-	-
Nd II	5234.19	0.550	-0.510	DH	-	-	-	-	-	49
Nd II	5249.58	0.980	0.200	DH	94	-	-	-	-	-
Nd II	5306.46	0.859	-0.970	DH	47	10	37	10	-	-
Nd II	5311.46	0.980	-0.420	DH	-	-	-	-	-	26
Nd II	5319.82	0.550	-0.140	DH	-	-	-	63	-	62
Nd II	5485.70	1.263	-0.120	DH	-	24	59	-	28	25
Nd II	5740.88	1.160	-0.530	DH	44	-	44	-	16	18
Nd II	5811.57	0.859	-0.860	DH	46	-	-	17	13	-
Element	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Ref	Equivalent Widths (mÅ)					
					NGC 2447-#		CD	CPD	TYC	
					85	93	-23° 6042	-23° 2813	6540-4084-1	
Na I	5682.65	2.10	-0.700	PS	-	117	-	-	-	
Na I	5688.22	2.10	-0.400	PS	-	-	133	126	135	
Na I	6154.22	2.10	-1.510	R03	60	60	62	60	58	
Na I	6160.75	2.10	-1.210	R03	80	77	76	-	76	
Mg I	4730.04	4.34	-2.390	R03	84	-	97	-	83	
Mg I	5711.10	4.34	-1.680	R99	-	115	126	117	114	
Mg I	6318.71	5.10	-1.940	C07	-	54	-	56	-	
Mg I	6319.24	5.11	-2.160	C07	-	-	-	38	-	
Mg I	6319.49	5.11	-2.670	C07	-	-	-	14	-	
Mg I	6965.41	5.75	-1.720	M94	43	38	47	-	40	
Mg I	8712.69	5.93	-1.260	E93	-	60	68	42	61	
Mg I	8717.83	5.91	-0.970	WSM	-	82	86	-	71	
Mg I	8736.04	5.94	-0.340	WSM	130	-	122	-	129	
Al I	6696.03	3.14	-1.481	M94	45	44	-	-	40	
Al I	6698.67	3.14	-1.630	R03	33	28	40	34	28	
Al I	8772.88	4.02	-0.250	R03	-	-	85	71	68	
Al I	8773.91	4.02	-0.070	R03	-	-	-	-	89	
Si I	5793.08	4.93	-2.060	R03	57	50	54	55	53	
Si I	6125.03	5.61	-1.540	E93	41	36	41	39	43	
Si I	6145.02	5.61	-1.430	E93	44	38	41	44	41	
Si I	6155.14	5.62	-0.770	E93	84	84	87	81	86	
Si I	8742.45	5.87	-0.510	E93	101	-	86	100	104	
Ca I	5581.79	2.52	-0.670	C03	113	107	119	113	108	
Ca I	5867.57	2.93	-1.610	C03	37	-	42	38	32	
Ca I	6102.72	1.88	-0.790	D02	-	136	-	-	148	
Ca I	6161.30	2.52	-1.270	E93	79	78	95	85	81	



Table 4 – *continued*

Element	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log $gf$	Ref	Equivalent Widths (mÅ)				
					NGC 2447-#		CD		TYC
					85	93	–23° 6042	–23° 2813	
Ca I	6166.44	2.52	–1.140	R03	88	86	100	93	85
Ca I	6169.04	2.52	–0.800	R03	–	101	120	107	107
Ca I	6169.56	2.53	–0.480	DS9	–	115	138	124	123
Ca I	6449.82	2.52	–0.500	C03	–	–	–	–	115
Ca I	6455.60	2.51	–1.290	R03	85	77	90	84	77
Ca I	6464.68	2.52	–2.420	C03	–	–	–	–	25
Ca I	6471.66	2.51	–0.690	S86	116	109	127	–	108
Ca I	6493.78	2.52	–0.110	DS9	–	138	–	149	137
Ca I	6499.65	2.52	–0.810	C03	113	106	112	112	104
Ca I	6798.47	2.71	–2.520	C03	14	10	16	15	–
Ti I	4534.78	0.84	0.280	D02	–	120	149	136	118
Ti I	4981.72	0.84	0.500	MFK	–	–	–	–	138
Ti I	5087.06	1.43	–0.840	E93	64	59	77	–	47
Ti I	5113.45	1.44	–0.880	E93	56	53	66	–	50
Ti I	5866.46	1.07	–0.871	E93	90	–	–	96	–
Ti I	6091.18	2.27	–0.370	R03	38	31	50	40	31
Ti I	6126.22	1.05	–1.370	R03	60	50	75	69	–
Ti I	6261.10	1.43	–0.480	B86	91	80	–	100	–
Cr I	4801.03	3.12	–0.130	MFK	–	66	–	73	–
Cr I	4836.85	3.10	–1.140	MFK	–	–	–	–	22
Cr I	4936.34	3.11	–0.220	MFK	65	59	69	65	60
Cr I	5193.50	3.42	–0.900	MFK	27	21	–	–	21
Cr I	5214.13	3.37	–0.740	MFK	–	23	32	30	20
Cr I	5214.61	3.32	–0.660	MFK	–	39	–	–	33
Cr I	5238.96	2.71	–1.300	MFK	32	28	42	31	26
Cr I	5247.57	0.96	–1.631	MFK	–	108	–	–	–
Cr I	5272.00	3.45	–0.420	MFK	–	–	43	–	–
Cr I	5296.70	0.98	–1.240	GS	131	124	146	135	123
Cr I	5300.75	0.98	–2.130	GS	90	85	104	93	85
Cr I	5304.18	3.46	–0.690	MFK	25	–	27	27	21
Cr I	5318.77	3.44	–0.690	MFK	26	–	–	21	19
Cr I	5340.45	3.44	–0.730	MFK	–	–	26	–	–
Cr I	5348.33	1.00	–1.290	GS	130	124	–	140	126
Cr I	5628.65	3.42	–0.770	MFK	23	19	28	–	19
Cr I	5781.18	3.32	–0.879	MFK	–	29	29	–	23
Cr I	5781.75	3.32	–0.750	MFK	–	37	–	–	–
Cr I	5783.07	3.32	–0.400	MFK	45	46	57	51	46
Cr I	5784.97	3.32	–0.380	MFK	48	42	56	–	–
Cr I	5787.93	3.32	–0.080	GS	64	62	–	68	60
Cr I	6330.09	0.94	–2.870	R03	63	63	82	71	58
Ni I	4913.98	3.744	–0.600	MFK	–	68	76	76	67
Ni I	4935.83	3.941	–0.340	MFK	–	–	74	–	69
Ni I	4953.21	3.740	–0.620	MFK	–	74	–	–	–
Ni I	4967.52	3.800	–1.600	MFK	–	20	28	–	–
Ni I	4995.66	3.635	–1.611	MFK	34	27	36	30	–
Ni I	5003.75	1.680	–3.130	MFK	62	58	–	67	58
Ni I	5010.94	3.635	–0.900	MFK	64	63	65	–	59
Ni I	5094.42	3.833	–1.120	MFK	46	43	47	–	40
Ni I	5157.98	3.610	–1.719	MFK	27	24	–	31	24
Ni I	5197.17	3.900	–1.140	MFK	44	44	–	–	37
Ni I	5578.73	1.677	–2.670	MFK	95	86	–	–	87
Ni I	5587.87	1.940	–2.370	MFK	–	–	96	90	84
Ni I	5589.37	3.900	–1.150	MFK	37	38	–	–	34
Ni I	5593.75	3.898	–0.790	MFK	56	58	61	59	57
Ni I	5643.09	4.170	–1.250	MFK	21	23	26	22	–
Ni I	5748.36	1.680	–3.250	MFK	63	59	78	66	57
Ni I	5760.84	4.110	–0.810	MFK	–	46	–	40	40
Ni I	5805.23	4.168	–0.600	MFK	55	51	55	55	49
Ni I	5847.01	1.677	–3.440	MFK	54	45	68	59	49
Ni I	5996.74	4.240	–1.060	MFK	–	–	33	–	29
Ni I	6053.69	4.240	–1.070	MFK	–	–	33	–	30
Ni I	6086.29	4.266	–0.470	MFK	56	53	55	55	52

Table 4 – continued

Element	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log $gf$	Ref	Equivalent Widths (mÅ)				
					NGC 2447-#		CD	CPD	TYC
					85	93	–23° 6042	–23° 2813	6540-4084-1
Ni I	6108.12	1.677	–2.489	MFK	103	92	109	105	97
Ni I	6111.08	4.089	–0.830	MFK	51	47	52	48	44
Ni I	6128.98	1.680	–3.390	MFK	59	–	71	63	54
Ni I	6130.14	4.270	–0.979	MFK	34	–	36	32	30
Ni I	6176.82	4.090	–0.260	R03	77	74	78	80	76
Ni I	6177.25	1.830	–3.600	MFK	34	36	48	42	32
Ni I	6186.72	4.110	–0.900	MFK	43	42	45	44	40
Ni I	6204.61	4.089	–1.150	MFK	–	33	38	38	31
Ni I	6223.99	4.106	–0.971	MFK	39	39	43	41	38
Ni I	6230.10	4.110	–1.200	MFK	32	34	–	33	30
Ni I	6322.17	4.150	–1.210	MFK	29	28	30	–	24
Ni I	6327.60	1.680	–3.090	MFW	79	70	86	81	70
Ni I	6378.26	4.154	–0.821	MFK	50	43	48	51	43
Ni I	6384.67	4.154	–1.000	MFK	–	–	45	–	38
Ni I	6482.80	1.940	–2.851	MFW	–	–	–	–	69
Ni I	6532.88	1.935	–3.420	MFK	45	–	55	–	35
Ni I	6586.33	1.95	–2.790	MFW	81	–	88	77	–
Ni I	6598.61	4.240	–0.932	MFK	37	38	38	–	30
Ni I	6635.14	4.420	–0.750	MFK	36	30	40	38	29
Ni I	6767.77	1.830	–2.110	MFW	119	110	–	121	111
Ni I	6772.32	3.660	–1.010	R03	70	66	72	69	65
Ni I	6842.04	3.660	–1.440	E93	40	43	–	40	37
Y II	4883.68	1.080	0.070	SN96	103	86	93	94	87
Y II	5087.43	1.080	–0.170	SN96	–	80	84	–	77
Y II	5200.41	0.990	–0.570	SN96	–	–	–	77	71
Y II	5205.72	1.030	–0.340	SN96	–	–	–	–	75
Y II	5289.81	1.030	–1.850	VWR	21	18	24	22	19
Y II	5402.78	1.840	–0.440	R03	42	37	42	39	37
Zr I	4772.30	0.620	–0.060	A04	24	17	34	26	16
Zr I	4805.87	0.690	–0.580	A04	11	–	–	–	11
Zr I	5385.13	0.520	–0.640	A04	–	–	–	12	–
Zr I	6127.46	0.150	–1.060	SM96	–	10	27	21	10
Zr I	6134.57	0.000	–1.280	SM96	–	–	20	15	10
Zr I	6143.18	0.070	–1.100	SM96	19	15	31	21	16
La II	5303.53	0.320	–1.350	VWR	31	–	28	25	21
La II	5880.63	0.235	–1.830	L01	–	–	16	–	–
La II	6320.43	0.170	–1.520	SN96	25	23	31	27	21
La II	6390.48	0.320	–1.410	VWR	28	27	32	31	25
La II	6774.33	0.120	–1.709	VWR	24	18	30	–	17
Ce II	4486.91	0.295	–0.180	L09	–	–	68	62	62
Ce II	4562.37	0.480	0.210	L09	–	69	74	–	68
Ce II	4628.16	0.520	0.140	L09	64	65	68	65	62
Ce II	5187.46	1.211	0.170	L09	33	26	36	–	–
Ce II	5274.24	1.044	0.130	L09	37	32	42	37	38
Ce II	5330.58	0.869	–0.400	L09	21	–	–	23	21
Ce II	5975.82	1.326	–0.450	L09	–	–	10	–	–
Ce II	6043.37	1.205	–0.480	L09	10	12	13	15	11
Nd II	4706.54	0.000	–0.710	DH	56	55	57	53	53
Nd II	4914.38	0.380	–0.700	DH	34	37	42	45	35
Nd II	4987.16	0.742	–0.790	DH	–	–	20	–	13
Nd II	5063.72	0.976	–0.620	DH	–	–	–	17	–
Nd II	5092.80	0.380	–0.610	DH	39	–	44	41	37
Nd II	5234.19	0.550	–0.510	DH	41	40	–	45	39
Nd II	5306.46	0.859	–0.970	DH	–	–	10	–	–
Nd II	5319.82	0.550	–0.140	DH	–	–	–	63	–
Nd II	5485.70	1.263	–0.120	DH	24	23	30	–	24
Nd II	5740.88	1.160	–0.530	DH	14	15	17	15	13
Nd II	5811.57	0.859	–0.860	DH	–	–	21	13	10

References: A04: (Antipova et al. 2004), B86: Blackwell et al. (1986), C07: Carretta, Bragaglia & Gratton (2007), C03: Chen et al. (2003), DH: Den Hartog et al. (2003), D02: Depagne et al. (2002), DS91: Drake & Smith (1991), E93: Edvardsson et al. (1993), GS: Gratton & Sneden (1988), L09: (Lawler et al. 2009), MFK: Martin et al. (2000), MFW: Martin, Fuhr & Wiese (1988), M94: McWilliam & Rich (1994), PS: Preston & Sneden (2001), R99: Reddy, Bakker & Hrivnak (1999), R03: Reddy et al. (2003), R04: Reyniers et al. (2004), S86: Smith, Edvardsson & Frisk (1986), SM96: Smith et al. (1996), SN96: Sneden et al. (1996), VWR: Van Winckel & Reyniers (2000), WSM: Wiese, Smith & Miles (1969).

**Table 5.** Adopted atmospheric parameters. The numbers in parentheses mean the number of Fe I and Fe II absorption lines used for the determination of atmospheric parameters. The last two columns give the spectroscopic and photometric luminosities.

Star	$T_{\text{eff}}$ (K)	log $g$ spectroscopic	$\xi$ (km s <sup>-1</sup> )	[Fe I/H] $\pm$ $\sigma$ (#)	[Fe II/H] $\pm$ $\sigma$ (#)	log ( $L/L_{\odot}$ ) spectroscopic	log ( $L/L_{\odot}$ ) photometric
NGC 2447-3	4200 $\pm$ 120	1.1 $\pm$ 0.4	1.60 $\pm$ 0.20	-0.19 $\pm$ 0.14(36)	-0.18 $\pm$ 0.10(9)	3.18	3.02
NGC 2447-4	5080 $\pm$ 40	2.7 $\pm$ 0.3	1.50 $\pm$ 0.10	-0.16 $\pm$ 0.09(74)	-0.14 $\pm$ 0.09(11)	1.95	2.02
NGC 2447-7	4200 $\pm$ 130	1.5 $\pm$ 0.4	1.50 $\pm$ 0.20	-0.16 $\pm$ 0.15(46)	-0.16 $\pm$ 0.17(10)	2.82	2.89
NGC 2447-25	5000 $\pm$ 50	2.4 $\pm$ 0.2	1.10 $\pm$ 0.10	-0.22 $\pm$ 0.11(58)	-0.22 $\pm$ 0.09(11)	-	-
NGC 2447-28	5000 $\pm$ 50	2.5 $\pm$ 0.2	1.50 $\pm$ 0.10	-0.19 $\pm$ 0.09(72)	-0.18 $\pm$ 0.04(10)	2.13	2.12
NGC 2447-34	5040 $\pm$ 40	2.6 $\pm$ 0.2	1.40 $\pm$ 0.10	-0.13 $\pm$ 0.09(74)	-0.12 $\pm$ 0.12(14)	1.94	2.04
NGC 2447-41	5080 $\pm$ 40	2.7 $\pm$ 0.2	1.40 $\pm$ 0.10	-0.13 $\pm$ 0.08(70)	-0.14 $\pm$ 0.07(11)	1.95	2.05
NGC 2447-71	5200 $\pm$ 40	2.9 $\pm$ 0.2	1.40 $\pm$ 0.10	-0.06 $\pm$ 0.08(72)	-0.05 $\pm$ 0.08(12)	1.79	2.00
NGC 2447-85	5100 $\pm$ 50	2.7 $\pm$ 0.3	1.40 $\pm$ 0.10	-0.15 $\pm$ 0.12(80)	-0.16 $\pm$ 0.09(13)	1.96	2.01
NGC 2447-93	5180 $\pm$ 40	2.8 $\pm$ 0.2	1.30 $\pm$ 0.10	-0.14 $\pm$ 0.09(86)	-0.15 $\pm$ 0.10(13)	1.88	1.90
CD-23°6042	4800 $\pm$ 90	2.2 $\pm$ 0.3	1.30 $\pm$ 0.10	-0.19 $\pm$ 0.11(51)	-0.19 $\pm$ 0.07(11)	2.35	2.16
CPD-23°2813	4900 $\pm$ 60	2.4 $\pm$ 0.1	1.40 $\pm$ 0.10	-0.24 $\pm$ 0.09(48)	-0.23 $\pm$ 0.07(09)	2.20	2.08
TYC 6540-4084-1	5100 $\pm$ 70	2.6 $\pm$ 0.1	1.30 $\pm$ 0.10	-0.21 $\pm$ 0.08(79)	-0.18 $\pm$ 0.07(12)	2.06	2.01

**Table 6.** Adopted atmospheric parameters and metallicity of NGC 2447 in comparison with the results from the literature.

ID NGC 2447-#	$T_{\text{eff}}$ (K)	log $g$	$\xi$ (km s <sup>-1</sup> )	[Fe I/H] $\pm$ $\sigma$ (#)	[Fe II/H] $\pm$ $\sigma$ (#)	Ref.
28	5000	2.5	1.50	-0.19 $\pm$ 0.09(72)	-0.18 $\pm$ 0.04(10)	1
28	5050	2.7	1.42	-0.11 $\pm$ 0.04(101)	-0.09 $\pm$ 0.04(9)	2
28	5140	2.56	1.75	-0.01 $\pm$ 0.21(55)	+0.06 $\pm$ 0.16(4)	3
28	5060	2.70	1.46	-0.01 $\pm$ 0.14(38)	0.00 $\pm$ 0.08(10)	4
28	5125	2.77	1.63	-0.06 $\pm$ 0.07(174)	-	5a
28	5038	2.76	1.74	-0.12 $\pm$ 0.12(12)	-	5b
28	5143	2.76	1.61	-0.05 $\pm$ 0.09(180)	-	6a
28	5077	2.90	1.71	-0.08 $\pm$ 0.14(15)	-	6b
34	5040	2.6	1.40	-0.13 $\pm$ 0.09(74)	-0.12 $\pm$ 0.12(14)	1
34	5050	2.6	1.44	-0.13 $\pm$ 0.04(102)	-0.12 $\pm$ 0.03(11)	2
34	5250	2.7	1.77	+0.05 $\pm$ 0.19(56)	+0.03 $\pm$ 0.13(4)	3
34	5120	2.9	1.44	-0.01 $\pm$ 0.12(38)	-0.01 $\pm$ 0.09(11)	4
34	5222	2.95	1.62	-0.01 $\pm$ 0.08(174)	-	5a
34	5076	2.88	1.65	-0.07 $\pm$ 0.11(13)	-	5b
34	5242	3.01	1.63	+0.03 $\pm$ 0.11(179)	-	6a
34	5064	2.90	1.76	-0.10 $\pm$ 0.16(16)	-	6b
41	5080	2.7	1.40	-0.13 $\pm$ 0.08(70)	-0.14 $\pm$ 0.07(11)	1
41	5100	2.8	1.59	-0.14 $\pm$ 0.04(120)	-0.13 $\pm$ 0.04(16)	2
41	5200	2.65	1.70	+0.05 $\pm$ 0.19(57)	+0.04 $\pm$ 0.16(4)	3
41	5055	2.80	1.37	-0.02 $\pm$ 0.11(37)	-0.02 $\pm$ 0.09(11)	4
41	5190	2.91	1.62	-0.03 $\pm$ 0.08(177)	-	5a
41	5064	2.93	1.70	-0.10 $\pm$ 0.12(13)	-	5b
41	5215	2.94	1.59	0.00 $\pm$ 0.08(179)	-	6a
41	5109	2.72	1.60	-0.07 $\pm$ 0.12(16)	-	6b

References: 1: This paper; 2: Reddy et al. (2015); 3: Hamdani et al. (2000); 4: Smiljanic et al. (2009); 5a: Santos et al. (2009) using the line list of Sousa et al. (2008); 5b: same, using the line list of Hekker & Meléndez (2007); 6a: Santos et al. (2012) using the line list of Sousa et al. (2008); 6b: same, using the line list of Hekker & Meléndez (2007).

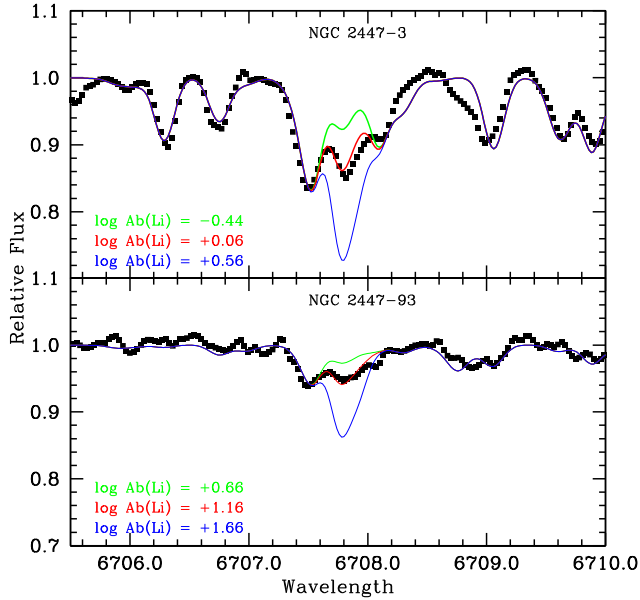
were obtained. Table 7 gives the abundances of the light elements, the derived mean cluster abundances and their respective standard deviations. Tables 8 and 9 provide the abundances for each star in the notation of [X/Fe] ratios. For the elements of the s-process (Y, Zr, La, Ce, and Nd), we also give the mean abundance of these elements,  $s$ , in the notation [s/Fe].

### 3.4 Abundance uncertainties

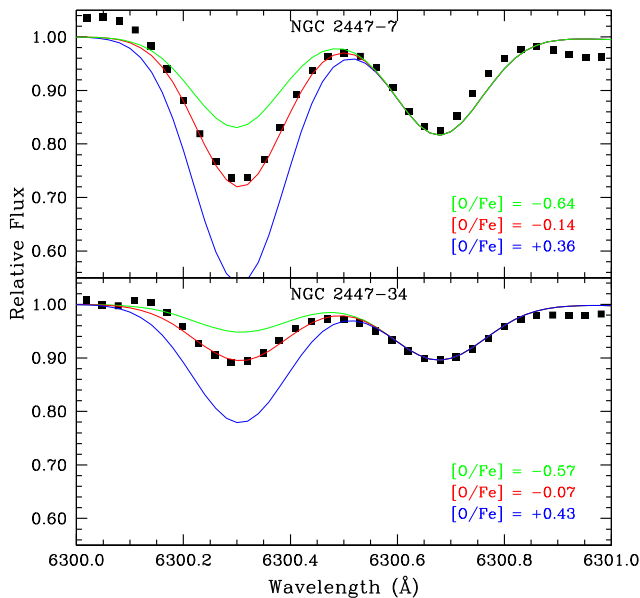
The errors in the abundances were estimated in the same way as in our previous analyses of other open clusters (Katime Santrich et al. 2013; Sales Silva et al. 2014), that is, we changed  $T_{\text{eff}}$ , log  $g$ , and  $\xi$

according to their standard errors as well as the equivalent widths of the lines of each element and compared the new abundances with the obtained for those elements with more than three available lines. For the equivalent widths, the errors were estimated by the S/N ratio and the resolution of the spectra. For a resolution of 48 000 and an S/N equal to 100 and using the expression given in Cayrel de Strobel & Spite (1988), the uncertainty in the equivalent width is approximately 3 mÅ.

Tables 10 and 11 show the results for the stars NGC 2447-3 and NGC 2447-28. The seventh column provides the total uncertainty of each abundance calculated by composing quadratically the uncertainties due to  $T_{\text{eff}}$ , log  $g$ , microturbulent velocity, metallicity, and

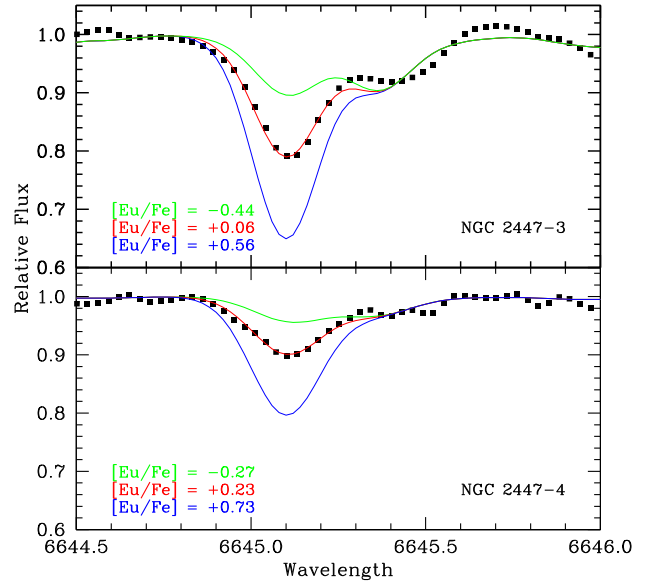


**Figure 3.** Observed and synthetic spectra in the region around the Li I  $\lambda 6708$  Å, line.



**Figure 4.** Observed and synthetic spectra in the region around the [O I]  $\lambda 6303$  Å, line.

the equivalent widths. The last columns of Tables 10 and 11 give the observed abundance dispersion between the lines for each element with more than three available lines. As expected, the abundances derived using the lines of the neutral elements are more sensitive to the effective temperature variations, while the abundances based on lines of ionized elements are more sensitive to the variations in the surface gravity. Tables 12 and 13 show the changes in abundances of carbon, nitrogen, and oxygen related to variations in  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ , and  $\xi$ . Derived CNO abundances are not very sensitive to the variations of the microturbulent velocity since weak lines were used for their determination. Uncertainties in the carbon abundance also result in variation of nitrogen abundances, since the CN molecule lines are used for the N abundance determination and uncertainties in the oxygen abundance affect the carbon abundance and vice versa.



**Figure 5.** Observed and synthetic spectra in the region around the Eu II  $\lambda 6645$  Å, line.

In the last column, we present the resulting abundance uncertainties, calculated as the root square sum of the various sources of uncertainties.

## 4 DISCUSSION

### 4.1 The binary star NGC 2447-25 and the suspect binary NGC 2447-71

As seen in Table 2, NGC 2447-25 is a spectroscopic binary of which we did not find significant traces of the secondary component in its spectrum. However, we suspect that some contamination by a secondary star may have happened since NGC 2447-25 presents the lowest microturbulent velocity of the giants analysed in this work,  $1.1 \text{ km s}^{-1}$  (Table 5). As discussed in Section 3.2, null or in some cases low microturbulent velocities, such as seen in NGC 2360-92 ( $0.8 \text{ km s}^{-1}$ ; Sales Silva et al. 2014) is an indication that veiling modified the determination of the atmospheric parameters. In addition, in Fig. 6 we compare the spectrum of NGC 2447-25 with the spectra of NGC 3680-11 and 34 in the region around H $\alpha$ . These two stars analysed in Sales Silva et al. (2014) are examples of spectroscopic binaries where in one star (#11) we did not detect any traces of the secondary star, while in another star (#34) the presence of the secondary star is evidenced by broader wings in the H $\alpha$  line. Comparing the spectrum of NGC 2447-25 with the spectra of NGC 3680-11 and 34 it seems that the H $\alpha$  line in NGC 2447-25 is slightly broader than the H $\alpha$  in NGC 3680-11 but is not as broad as in the spectrum of NGC 3680-34. It is interesting that NGC 2447-25 has a lower Geneva ( $B - V$ ) colour index than other giants (table 2 of Mermilliod & Mayor 1989).

As far as NGC 2447-71 is concerned, we suspected that it is a binary only based on its E/I ratio, seen in table 2 of Mermilliod & Mayor (1989). The E/I ratio is related to the ratio of the dispersion of the radial velocities over the sum of the sources of the instrumental errors. NGC 2447-71 presents a E/I ratio basically equal to that of NGC 2447-38, a yellow straggler star. This ratio was a criterion, apart from the Geneva ( $B - V$ ) colour index and the search for radial velocity variation, considered by Mermilliod & Mayor (1989) to

**Table 7.** Light element abundances and the  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  isotopic ratio. The lithium abundance is given in the notation  $\log \epsilon$ . For carbon, nitrogen, and oxygen we give the  $[\text{X}/\text{Fe}]$  ratios.

Star	$\log \epsilon(\text{Li})$	$[\text{C}/\text{Fe}]$	$[\text{N}/\text{Fe}]$	$[\text{O}/\text{Fe}]$	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$
NGC 2447-3	+0.06	-0.46	+0.34	-0.21	22
NGC 2447-4	+0.51	-0.24	+0.51	-0.04	>22
NGC 2447-7	-0.04	-0.34	+0.41	-0.14	22
NGC 2447-28	+0.61	-0.21	+0.46	-0.01	>22
NGC 2447-34	+0.81	-0.27	+0.51	-0.07	>22
NGC 2447-41	+0.61	-0.17	+0.53	-0.03	>22
NGC 2447-85	+1.01	-0.23	+0.47	-0.03	>22
NGC 2447-93	+1.16	-0.26	+0.59	-0.06	>22
CD-23°6042	+1.01	-0.21	+0.23	-0.21	>22
CPD-23°2813	+1.31	-0.06	-0.04	-0.16	>22
TYC 6540-4084-1	+0.81	-0.29	+0.41	-0.19	>22
Mean	$+0.71 \pm 0.43$	$-0.25 \pm 0.10$	$+0.40 \pm 0.18$	$-0.10 \pm 0.08$	

also conclude for the presence of possible binaries in NGC 2447. We, however, agree that our suspicion is weak and the evidence is not strong as is in the case of NGC 2447-25. Nevertheless, we also show the spectrum of NGC 2447-71 in the region of the  $\text{H}\alpha$ . Given the binary nature of NGC 2447-25 and our suspicion for NGC 2447-71, we did not obtain the abundances for these two stars.

## 4.2 Rotational velocities

The determination of the rotational velocity  $v \sin i$  was made by using spectral synthesis for the  $\text{Fe I } 6151.6 \text{ \AA}$  line. The macroturbulent velocity adopted in the synthesis was  $3.0 \text{ km s}^{-1}$  for all stars. Fig. 7 shows the fit for the  $\text{Fe I}$  line with different rotational velocities. Table 14 shows the results for all stars. The mean rotational velocity of the giant stars in NGC 2447, excluding the stars #25 and #71 is  $3.64 \pm 0.55 \text{ km s}^{-1}$ . Fig. 8 shows our results in comparison with field giant stars based on the data taken from Carlberg et al. (2011). Our mean value is slightly smaller than that of the giants analysed by Carlberg et al. (2011). In fact, excluding from the sample of Carlberg et al. (2011) those stars that are more than  $1\sigma$  of their standard deviation, that is, those stars with rotational velocities higher than  $9.0 \text{ km s}^{-1}$  which represent only 3 per cent of their sample of 1288 stars, the mean rotational velocity is  $4.5 \pm 1.2 \text{ km s}^{-1}$ .

## 4.3 The abundance pattern

### 4.3.1 Metallicity

The mean metallicity of NGC 2447 based on the  $\text{Fe I}$  lines is  $-0.17 \pm 0.05$  excluding the stars NGC 2447-25 and 71. This value is in good agreement with the value obtained by Reddy et al. (2015) which is  $-0.13 \pm 0.02$  based on the analysis of three stars. Hamdani et al. (2000) also used the same stars as Reddy et al. (2015) and obtained a slightly higher metallicity,  $+0.03 \pm 0.03$ , and Smiljanic et al. (2009) obtained  $-0.01 \pm 0.01$ . Clariá et al. (2005) obtained  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.09 \pm 0.06$  using Washington photometry which is also close to our values. Santos et al. (2009) and Santos et al. (2012) did two different studies for this cluster using the stars #28, #34, and #41. Santos et al. (2009) used two different line lists, one from Sousa et al. (2008) and one from Hekker & Meléndez (2007). The first one gives  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.03 \pm 0.03$ , and the second one,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.10 \pm 0.03$ . In the second study, Santos et al. (2012) obtained  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00 \pm 0.04$  (with the line list from Sousa et al.

2008) and  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.08 \pm 0.02$  (with the line list from Hekker & Meléndez 2007). Table 6 shows the results.

### 4.3.2 Li and the $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ isotopic ratio

In giants of open clusters, lithium abundances have already been investigated by Gilroy (1989) and Pasquini, Randich & Pallavicini (2001) for NGC 3680, Pasquini et al. (2004) for IC 4651, Gonzalez & Wallerstein (2000) for M 11, Katime Santrich et al. (2013) for NGC 3114, Böcek Topcu et al. (2015) and Böcek Topcu, Afşar & Sneden (2016) for NGC 752 and NGC 6940, respectively, and Delgado Mena et al. (2016) for several open clusters. These studies showed that the lithium abundances in giants of the open clusters exhibit a large spread, from negative values to maximum values around 1.3–1.4 in the notation of  $\log \epsilon(\text{Li})$ . The higher values for the lithium abundances are in good agreement with models considering that the first dredge-up is the main mechanism of mixing as the star evolves to the red giant branch. Low values for  $\log \epsilon(\text{Li})$  can be explained by extra-mixing mechanism that is thermohaline mixing or thermohaline plus rotation-induced mixing (Charbonnel & Lagarde 2010).

For the giants of NGC 2447, we found a mean value of  $0.71 \pm 0.43$ , for the lithium abundance. The large spread in the lithium abundance uncertainty thus reflects that different mixing mechanisms happened in the interior of these stars. Another interesting aspect of our lithium analysis is the fact the two stars, NGC 2447-3 and 7, that display very low values for the lithium abundance are the most evolved stars of our sample, with  $\log g = 1.1$  and  $\log g = 1.5$ , respectively. There are few open cluster giants with low gravities analysed before. The open cluster NGC 7789 (Tautvaišienė et al. 2005) and NGC 6404 (Magrini et al. 2010) also have stars with  $\log g < 1.5$ . Some cluster giants analysed by Gilroy (1989) also have low surface gravities.

The low values for  $\log \epsilon(\text{Li})$  in NGC 2447-3 and 7 would indicate that these two stars have suffered deep mixing and as a consequence of that, it would be expected to determine a low  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  isotopic ratio. However, we derived value of 22.0 which means a low content of  $^{13}\text{C}$ . The same kind of behaviour was already seen by Gilroy (1989). The most evolved stars in the sample of Gilroy (1989), those with low gravities, also have low  $\log \epsilon(\text{Li})$  values but do not show low  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  isotopic ratio. Gilroy (1989) considered that mass loss on the giant branch could modify the lithium abundance without changing the  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  isotopic ratio.

**Table 8.** Abundance ratios of the elements from Na to Ni. The numbers in parenthesis gives the number of lines used for the abundance determination. We also give the abundance dispersion among the lines of the elements with more than three available lines.

Star	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[Cr/Fe]	[Ni/Fe]
NGC2447-3	+0.34	+0.02 ± 0.11(7)	+0.24 ± 0.07(4)	+0.22 ± 0.04(3)	+0.06 ± 0.09(4)	+0.14 ± 0.12(2)	+0.03 ± 0.10(6)	-0.13 ± 0.08(14)
NGC2447-4	+0.18 ± 0.11(3)	+0.12 ± 0.12(7)	+0.24 ± 0.05(3)	+0.16 ± 0.09(5)	+0.06 ± 0.05(10)	0.00 ± 0.06(6)	-0.01 ± 0.10(20)	-0.02 ± 0.06(38)
NGC2447-7	+0.19	+0.08 ± 0.07(6)	-0.03 ± 0.07(2)	+0.30 ± 0.15(5)	0.00 ± 0.08(4)	+0.01 ± 0.10(2)	-0.01 ± 0.09(9)	+0.02 ± 0.09(19)
NGC2447-28	+0.24 ± 0.14(3)	+0.22 ± 0.07(6)	+0.07 ± 0.06(3)	+0.10 ± 0.07(5)	+0.05 ± 0.06(10)	-0.06 ± 0.05(5)	-0.04 ± 0.05(14)	-0.02 ± 0.05(34)
NGC2447-34	+0.21 ± 0.10(3)	+0.12 ± 0.06(6)	+0.24 ± 0.20(4)	+0.20 ± 0.05(4)	+0.04 ± 0.06(11)	0.00 ± 0.10(7)	-0.14 ± 0.08(15)	-0.06 ± 0.07(40)
NGC2447-41	+0.25 ± 0.18(3)	+0.26 ± 0.02(4)	+0.12 ± 0.19(3)	+0.22 ± 0.10(4)	+0.11 ± 0.05(10)	0.00 ± 0.04(6)	-0.04 ± 0.05(10)	-0.02 ± 0.07(30)
NGC2447-85	+0.06	+0.20 ± 0.04(3)	-0.01 ± 0.05(2)	+0.10 ± 0.07(5)	-0.01 ± 0.05(8)	+0.02 ± 0.05(6)	-0.11 ± 0.03(13)	-0.09 ± 0.05(33)
NGC2447-93	+0.17 ± 0.11(3)	+0.16 ± 0.06(5)	-0.01 ± 0.11(2)	+0.04 ± 0.08(4)	0.00 ± 0.05(11)	0.00 ± 0.07(6)	-0.02 ± 0.09(17)	-0.05 ± 0.06(34)
CD-23°6042	-0.02 ± 0.11(3)	+0.25 ± 0.09(6)	+0.09 ± 0.18(2)	+0.09 ± 0.08(5)	+0.02 ± 0.08(10)	-0.06 ± 0.08(5)	-0.14 ± 0.04(13)	-0.11 ± 0.05(33)
CPD-23°2813	+0.04	-0.01 ± 0.06(5)	+0.01 ± 0.08(2)	+0.16 ± 0.08(5)	-0.03 ± 0.03(10)	-0.02 ± 0.08(5)	-0.13 ± 0.08(12)	-0.09 ± 0.06(28)
TYC 6540-4084-1	+0.19 ± 0.13(3)	+0.23 ± 0.08(6)	+0.07 ± 0.13(4)	+0.18 ± 0.10(5)	+0.06 ± 0.08(13)	-0.10 ± 0.05(5)	-0.07 ± 0.08(16)	-0.08 ± 0.05(39)
Mean	+0.17 ± 0.10	+0.15 ± 0.09	+0.09 ± 0.10	+0.16 ± 0.07	+0.03 ± 0.04	-0.01 ± 0.06	-0.06 ± 0.06	-0.06 ± 0.05

**Table 9.** Abundance ratios of the elements of the s-process and europium. The number in parenthesis gives the number of lines used for the determination. We also provide the mean abundance of the elements of the s-process in the notation [s/Fe]. We also give the abundance dispersion among the lines of the elements with more than three available lines.

Star	[Y/Fe]	[Zr/Fe]	[La/Fe]	[Ce/Fe]	[Nd/Fe]	[s/Fe]	[Eu/Fe]	[Ba/Fe]
NGC2447-3	+0.06 ± 0.38(3)	+0.21 ± 0.09(10)	+0.36 ± 0.08(4)	+0.34 ± 0.10(6)	+0.20 ± 0.11(8)	+0.23 ± 0.12	+0.06	+0.89
NGC2447-4	+0.06 ± 0.16(5)	+0.17 ± 0.11(3)	+0.34 ± 0.08(5)	+0.43 ± 0.07(5)	+0.21 ± 0.05(6)	+0.24 ± 0.15	+0.23	+0.76
NGC2447-7	+0.09	+0.05 ± 0.08(11)	+0.48 ± 0.07(5)	+0.58 ± 0.08(5)	+0.37 ± 0.06(5)	+0.31 ± 0.24	+0.16	+1.13
NGC2447-28	+0.03 ± 0.12(4)	+0.06 ± 0.07(4)	+0.24 ± 0.04(5)	+0.42 ± 0.07(5)	+0.12 ± 0.06(8)	+0.17 ± 0.16	+0.09	+0.69
NGC2447-34	-0.01 ± 0.12(4)	+0.01 ± 0.05(4)	+0.22 ± 0.02(4)	+0.37 ± 0.07(7)	+0.20 ± 0.07(6)	+0.16 ± 0.16	-0.04	+0.78
NGC2447-41	+0.19 ± 0.07(3)	+0.09 ± 0.16(3)	+0.35 ± 0.09(4)	+0.42 ± 0.06(5)	+0.34 ± 0.05(7)	+0.28 ± 0.13	-	+0.93
NGC2447-85	+0.11 ± 0.06(3)	+0.26 ± 0.10(3)	+0.28 ± 0.08(4)	+0.27 ± 0.05(5)	+0.15 ± 0.06(6)	+0.21 ± 0.08	+0.20	+0.65
NGC2447-93	+0.03 ± 0.05(4)	+0.18 ± 0.12(3)	+0.27 ± 0.10(3)	+0.41 ± 0.17(5)	+0.30 ± 0.02(5)	+0.24 ± 0.14	-	+0.74
CD-23°6042	-0.05 ± 0.06(4)	+0.05 ± 0.08(4)	+0.15 ± 0.05(5)	+0.28 ± 0.11(7)	+0.07 ± 0.10(8)	+0.10 ± 0.12	-0.06	+0.85
CPD-23°2813	+0.03 ± 0.05(4)	+0.07 ± 0.09(5)	+0.22 ± 0.08(3)	+0.29 ± 0.08(5)	+0.15 ± 0.09(8)	+0.15 ± 0.11	-0.01	+0.74
TYC 6540-4084-1	-0.02 ± 0.07(6)	+0.14 ± 0.12(4)	+0.16 ± 0.08(4)	+0.39 ± 0.11(6)	+0.15 ± 0.08(8)	+0.16 ± 0.15	-0.01	+0.81
Mean	+0.05 ± 0.07	+0.12 ± 0.08	+0.28 ± 0.10	+0.38 ± 0.09	+0.21 ± 0.09	+0.20 ± 0.06	+0.07 ± 0.11	+0.82 ± 0.13

**Table 10.** Abundance uncertainties for NGC 2447-3. The second column gives the variation of the abundance caused by the variation in  $T_{\text{eff}}$ . The other columns refer to the variations in the abundances caused by variations in  $\log g$ ,  $\xi$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , and  $W_\lambda$ . The seventh column gives the compounded rms uncertainty of the second column to sixth column. The last column gives the abundance dispersion observed among the lines for those elements with more than three available lines.

Species	$\Delta T_{\text{eff}}$ +120 K	$\Delta \log g$ +0.4	$\Delta \xi$ +0.2 km s <sup>-1</sup>	$\Delta [\text{Fe}/\text{H}]$ +0.14	$\Delta W_\lambda$ +3 mÅ	$(\sum \sigma^2)^{1/2}$	$\sigma_{\text{obs}}$
Fe I	0.00	0.07	-0.10	0.01	0.06	0.14	0.14
Fe II	-0.20	0.21	-0.07	0.03	0.07	0.31	0.10
Na I	0.11	-0.01	-0.10	-0.02	0.05	0.08	0.11
Mg I	0.00	0.03	-0.06	0.00	0.05	0.08	0.11
Al I	0.07	-0.01	-0.07	-0.02	0.04	0.11	0.07
Si I	-0.12	0.10	-0.06	0.01	0.05	0.17	0.04
Ca I	0.13	-0.01	-0.10	-0.01	0.05	0.17	0.09
Ti I	0.17	0.02	-0.16	-0.01	0.06	0.24	0.12
Cr I	0.12	0.01	-0.08	0.00	0.06	0.16	0.10
Ni I	-0.03	0.08	-0.09	0.00	0.05	0.13	0.08
Y II	-0.01	0.15	-0.12	0.03	0.07	0.21	0.38
Zr I	0.23	0.03	-0.09	0.00	0.06	0.26	0.09
Ba II	0.00	0.10	-0.10	0.00	-	0.14	-
La II	0.04	0.15	-0.14	0.03	0.06	0.22	0.08
Ce II	0.03	0.15	-0.14	0.03	0.07	0.22	0.10
Nd II	0.02	0.15	-0.09	0.03	0.06	0.19	0.11
Eu II	0.15	0.28	-0.04	0.00	-	0.32	-

**Table 11.** Same as Table 10 but for the star NGC 2447-28.

Species	$\Delta T_{\text{eff}}$ +50 K	$\Delta \log g$ +0.2	$\Delta \xi$ +0.1 km s <sup>-1</sup>	$\Delta [\text{Fe}/\text{H}]$ +0.09	$\Delta W_\lambda$ +3 mÅ	$(\sum \sigma^2)^{1/2}$	$\sigma_{\text{obs}}$
Fe I	0.04	0.00	-0.05	0.00	0.06	0.09	0.09
Fe II	-0.03	0.13	-0.04	0.02	0.06	0.15	0.04
Na I	0.05	-0.01	-0.02	0.00	0.05	0.07	0.14
Mg I	0.03	0.00	-0.01	0.00	0.05	0.06	0.07
Al I	0.03	-0.01	-0.02	-0.01	0.04	0.06	0.06
Si I	0.01	0.04	-0.01	0.01	0.05	0.07	0.07
Ca I	0.05	-0.01	-0.05	-0.01	0.06	0.09	0.06
Ti I	0.07	-0.02	-0.03	0.00	0.06	0.10	0.05
Cr I	0.06	-0.01	-0.03	0.00	0.06	0.09	0.05
Ni I	0.03	0.02	-0.03	0.00	0.06	0.08	0.05
Y II	0.01	0.10	-0.05	0.03	0.07	0.14	0.12
Zr I	0.09	-0.02	0.00	0.00	0.10	0.14	0.07
Ba II	0.00	0.10	-0.20	0.05	-	0.23	-
La II	0.01	0.10	-0.01	0.04	0.07	0.13	0.04
Ce II	0.02	0.09	-0.05	-0.03	0.08	0.14	0.07
Nd II	0.01	0.09	-0.02	-0.03	0.08	0.13	0.06
Eu II	0.04	0.10	0.00	0.00	-	0.11	-

As far as the other stars are concerned, those less evolved than NGC 2447-3 and 7, we could derive only lower limits for the  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  isotopic ratios, which indicate that these stars did not suffer deep mixing in their interiors. Our results for the  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  isotopic ratio are in a good agreement with those predicted by Charbonnel & Lagarde (2010) considering standard mixing models for an open cluster with a turn-off mass of  $2.7 M_\odot$ .

Some works link rotational velocity and lithium abundance (Randich et al. 1999; do Nascimento et al. 2000), but there have been no consensus on the effect of rotation on the lithium content. De Medeiros et al. (2000) obtained a correlation coefficient between lithium abundance and rotational velocity for different stellar masses. They found that stars with  $M > 3.5 M_\odot$  show a correlation coefficient of 0.297 and stars in the mass range  $2.5 M_\odot < M < 3.5 M_\odot$  have a correlation coefficient of 0.558. The behaviour of the Li abundance and rotational velocity can be seen in Fig. 9 using stars from De Medeiros et al. (2000) and the stars from our sample.

From Fig. 9 there may indeed be some dependence between rotational velocity and lithium abundance, but we did not observe any Li abundance correlation with rotation in our sample, although our stars are slow rotators compared to the ones with high Li abundance.

#### 4.3.3 Carbon, nitrogen, and oxygen

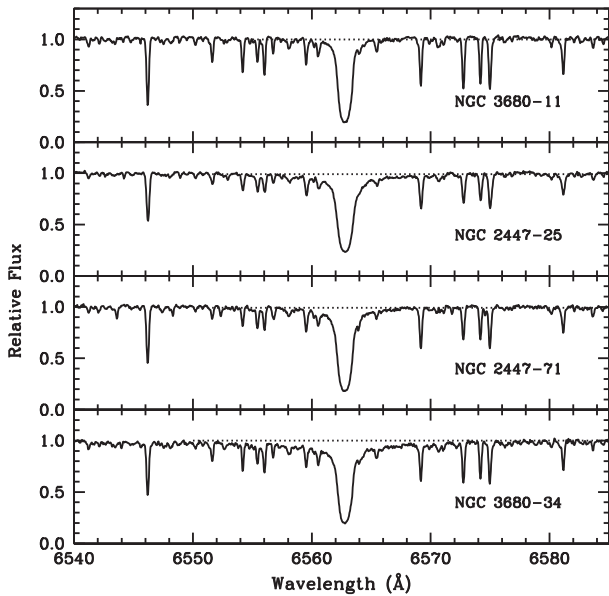
In Fig. 10, we show the  $[\text{C}/\text{Fe}]$  and  $[\text{N}/\text{Fe}]$  ratios for giant stars in NGC 2447 in comparison with the same ratios taken from Luck & Heiter (2007) and Mishenina et al. (2015). It can be seen that the stars from our sample have abundances similar to field giants. Like the field giants, the giant stars of NGC 2447 present nitrogen overabundance and carbon underabundance which indicates that the first dredge-up has taken place in the interior of these stars. In fact as seen from Table 7, the mean  $[\text{C}/\text{Fe}]$  and  $[\text{N}/\text{Fe}]$  ratios for NGC 2447 are, respectively,  $-0.25 \pm 0.10$  and  $+0.40 \pm 0.18$ .

**Table 12.** Effect of errors in atmospheric parameters and carbon, oxygen, and nitrogen abundances on the CNO abundances for NGC 2447-3.

Species	$\Delta T_{\text{eff}}$ +120 K	$\Delta \log g$ +0.4	$\Delta \xi$ +0.2 km s <sup>-1</sup>	$\Delta \log (\text{C})$ +0.20	$\Delta \log (\text{N})$ +0.20	$\Delta \log (\text{O})$ +0.20	$\sigma_{\text{tot}}$
C	+0.25	+0.25	-0.15	-	+0.10	+0.15	0.42
N	+0.25	+0.25	-0.07	-0.45	-	-	0.58
O	+0.35	+0.50	0.00	0.00	0.00	-	0.61

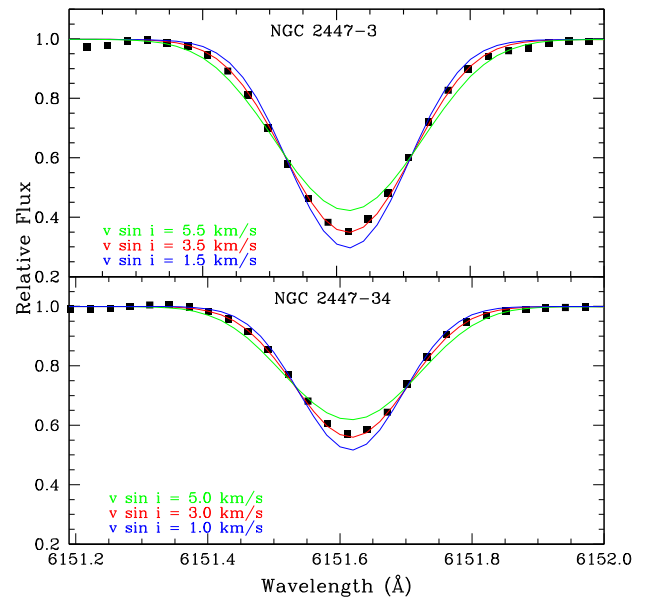
**Table 13.** Same as Table 12 but for NGC 2447-28.

Species	$\Delta T_{\text{eff}}$ +50 K	$\Delta \log g$ +0.2	$\Delta \xi$ +0.1 km s <sup>-1</sup>	$\Delta \log (\text{C})$ +0.20	$\Delta \log (\text{N})$ +0.20	$\Delta \log (\text{O})$ +0.20	$\sigma_{\text{tot}}$
C	0.00	-0.10	-0.10	-	+0.05	-0.05	0.16
N	+0.08	+0.03	0.00	-0.27	-	0.00	0.28
O	+0.05	+0.05	-0.07	0.00	0.00	-	0.10

**Figure 6.** Normalized spectra of the stars NGC 3680-11 and 34 the stars NGC 2447-25 and 71 in the region around H $\alpha$ . Note the broad wings of H $\alpha$  in the star NGC 3680-34 due to the presence of the A-type star not seen in the star NGC 3680-11. In the star NGC 2447-25, this evidence is not as strong as in NGC 3680-34 and is weaker in NGC 2447-71.

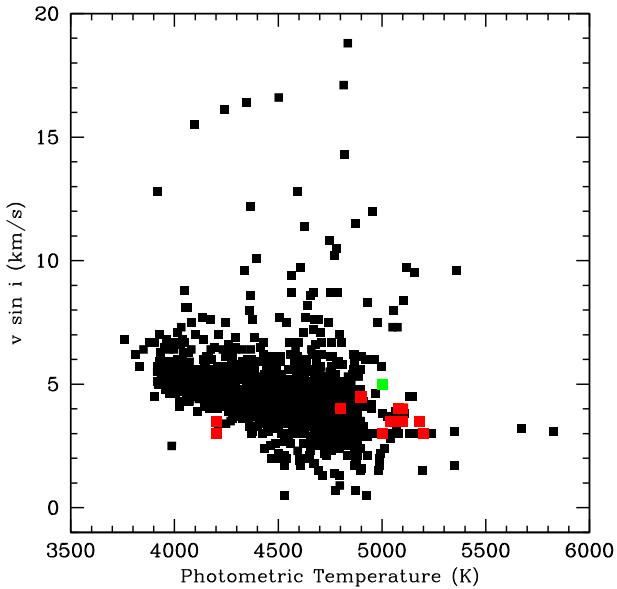
The [N/C] ratio can be used as a diagnostic of the first dredge-up for giants in open clusters and this ratio can be compared with standard evolutionary models or additional models which consider that mixing can be due to rotation and/or to thermohaline effects (Charbonnel & Lagarde 2010). For NGC 2447, we obtain a [N/C] ratio of  $0.65 \pm 0.21$ . This value is in good agreement with the predictions given by Charbonnel & Lagarde (2010) for an open cluster with a turn-off mass of  $2.7 M_{\odot}$ .

Previously CNO abundances for NGC 2447 were obtained by Smiljanic et al. (2009), where the authors analysed the stars NGC 2447-28, 34, and 41. They obtained a mean [C/Fe] ratio of  $-0.17 \pm 0.01$  and mean [N/Fe] ratio of 0.53 (with NGC 2447-28 and 34 only). Our results based on the same stars are, respectively, [C/Fe] =  $-0.22 \pm 0.05$  and [N/Fe] =  $0.49 \pm 0.04$ . The giants of NGC 2447 have nitrogen abundances similar to other giants of other open clusters: Smiljanic et al. (2009), Mikolaitis et al. (2010), Katime Santrich et al. (2013), Drazdauskas et al. (2016), Böcek

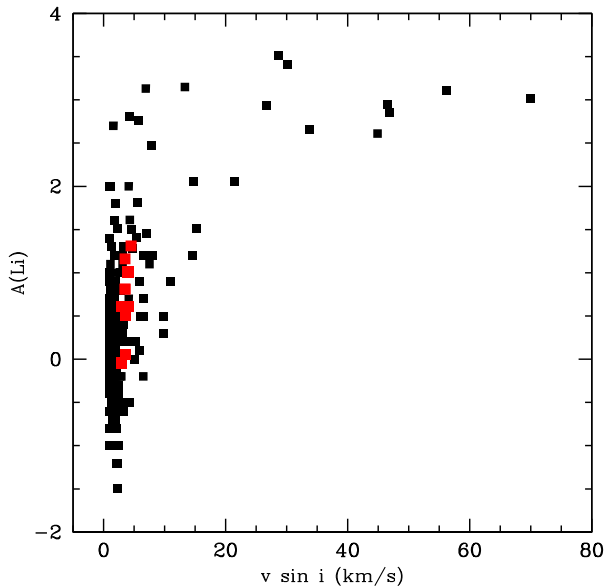
**Figure 7.** Observed (black dots) and synthetic spectra in the region of the Fe I line at 6151.6 Å for two giants of the open cluster NGC 2447. We show three absorption profiles corresponding to the rotational velocities given in the Figure.**Table 14.** Rotational velocities and effective temperatures for the cluster giants analysed in this work.

Stars	$v \sin i$ (km s <sup>-1</sup> )	$T_{\text{eff}}$ (K)
NGC 2447-3	3.5	4200
NGC 2447-4	3.5	5080
NGC 2447-7	3.0	4200
NGC 2447-25	5.0	5000
NGC 2447-28	3.0	5000
NGC 2447-34	3.0	5040
NGC 2447-41	4.0	5080
NGC 2447-71	3.0	5200
NGC 2447-85	4.0	5100
NGC 2447-93	3.5	5180
CD-23° 6042	4.5	4800
CPD-23° 2813	4.5	4900
TYC 6540-4084-1	3.5	5100





**Figure 8.** Projected rotational velocities for field giant stars (black squares) obtained by Carlberg et al. (2011) plotted as a function of the photometric temperature. Red squares represent single giants of the open cluster NGC 2447 while green square represents the binary star NGC 2447-25.

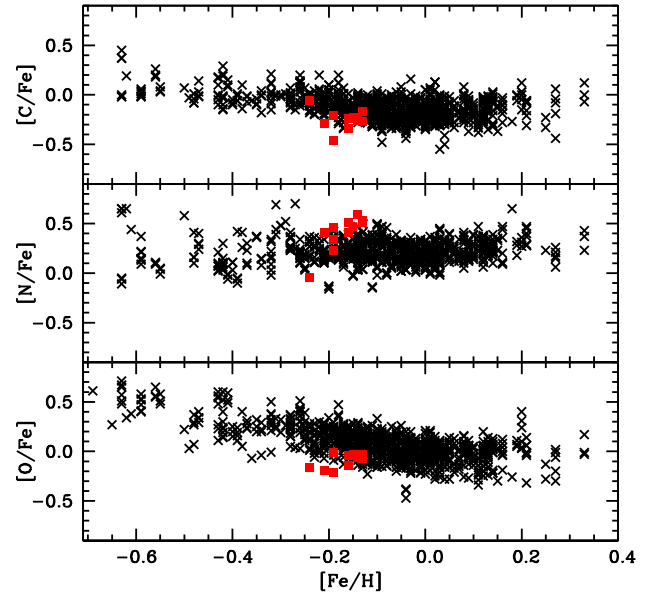


**Figure 9.** Li surface abundance versus rotation velocity from the sample of De Medeiros et al. (2000). Red squares represent the stars analysed in this work.

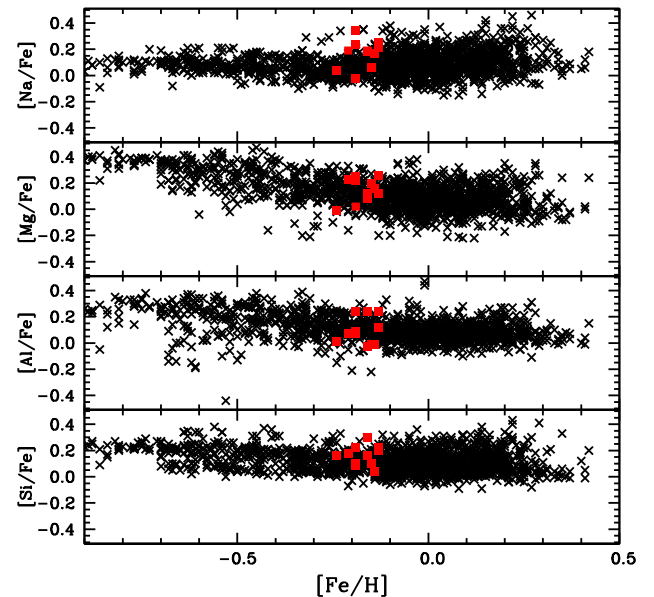
Topcu et al. (2015, 2016), just to name a few. The oxygen abundances of our cluster giants all show low  $[O/Fe]$  ratios. Smiljanic et al. (2009) obtained  $-0.14 \pm 0.03$ . Similar  $[O/Fe]$  ratios for the giants of other open clusters have already been reported by Böcek Topcu et al. (2015, 2016).

#### 4.3.4 Other elements: Na to Ni

Figs 11 and 12 show the abundance ratios of the elements Na, Al, Mg, Si, Ca, Ti, Cr, and Ni in comparison with field giants. No significant difference was found between the  $[X/Fe]$  ratios for these



**Figure 10.**  $[X/Fe]$  ratios for CNO in comparison with the literature. The black squares represent the same ratios from Luck & Heiter (2007) and Mishenina et al. (2015). Red squares represent the giants of NGC 2447.

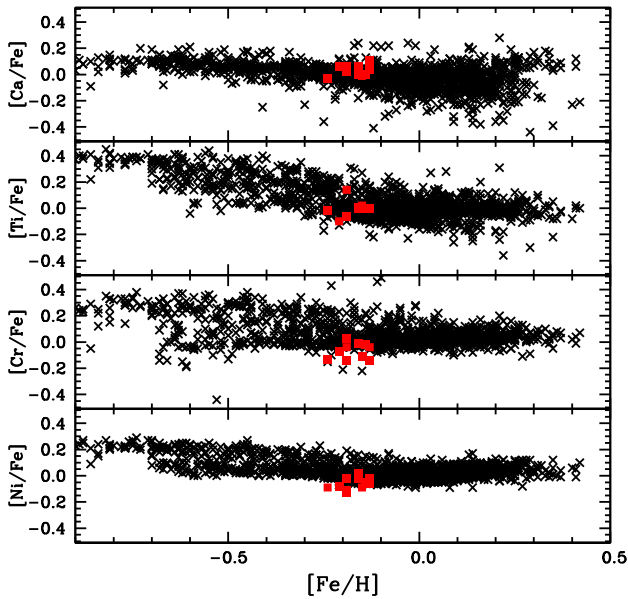


**Figure 11.**  $[X/Fe]$  ratios for the elements Na, Mg, Al, and Si. Symbols have the same meaning as Fig. 10.

elements of the giants of NGC 2447 and field giants. In addition, Table 15 shows that our results are in good agreement with the values obtained by Reddy et al. (2015). The comparison between our abundance ratios and those given by Reddy et al. (2015), Hamdani et al. (2000), and Smiljanic et al. (2009) (only for sodium) is given in Table 15. We found a mean difference between our derived ratios and those of Reddy et al. (2015) and Hamdani et al. (2000) of  $0.07 \pm 0.07$  and  $0.10 \pm 0.09$ , respectively. The comparison with Hamdani et al. (2000) gives a larger uncertainty probably due to the different metallicities and temperatures obtained by them and the use of different lines with different  $gf$  values from ours.

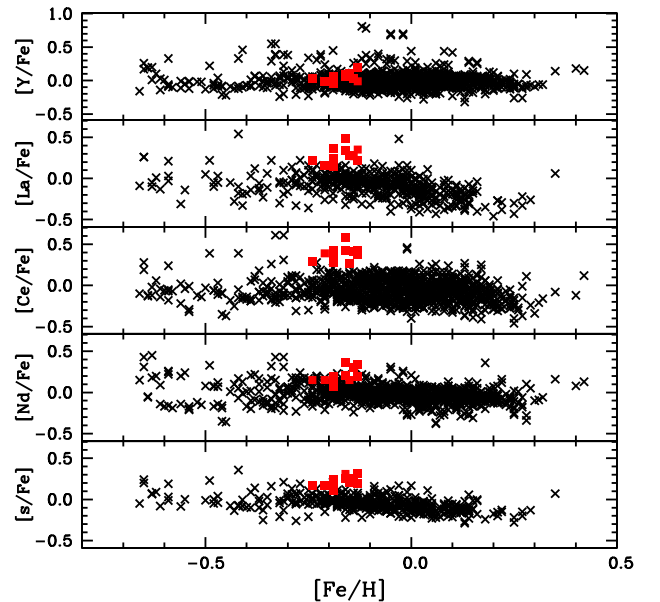
**Table 15.** Abundance ratios obtained in this work and in previous studies of Hamdani et al. (2000), Reddy et al. (2015), and Smiljanic et al. (2009).

Species	This work	Reddy et al. (2015)	Hamdani et al. (2000)	Smiljanic et al. (2009)
[Na/Fe]	$+0.17 \pm 0.10$	$+0.12 \pm 0.02$	$+0.18 \pm 0.03$	$+0.05 \pm 0.02$
[Mg/Fe]	$+0.15 \pm 0.09$	$-0.02 \pm 0.01$	$+0.02 \pm 0.04$	–
[Al/Fe]	$+0.09 \pm 0.10$	$-0.14 \pm 0.02$	–	–
[Si/Fe]	$+0.16 \pm 0.07$	$+0.11 \pm 0.02$	$0.00 \pm 0.04$	–
[Ca/Fe]	$+0.03 \pm 0.04$	$+0.02 \pm 0.03$	$+0.02 \pm 0.00$	–
[Ti/Fe]	$-0.01 \pm 0.06$	$-0.04 \pm 0.03$	$+0.09 \pm 0.03$	–
[Cr/Fe]	$-0.06 \pm 0.06$	$-0.04 \pm 0.02$	$+0.07 \pm 0.01$	–
[Ni/Fe]	$-0.06 \pm 0.06$	$-0.07 \pm 0.02$	$-0.11 \pm 0.02$	–
[Y/Fe]	$+0.05 \pm 0.07$	$+0.03 \pm 0.02$	$-0.05 \pm 0.02$	–
[Zr/Fe]	$+0.12 \pm 0.08$	$+0.13 \pm 0.02$	–	–
[La/Fe]	$+0.28 \pm 0.10$	$+0.13 \pm 0.02$	–	–
[Ce/Fe]	$+0.38 \pm 0.09$	$+0.32 \pm 0.01$	$+0.06 \pm 0.02$	–
[Nd/Fe]	$+0.21 \pm 0.09$	$+0.22 \pm 0.03$	–	–
[Eu/Fe]	$+0.07 \pm 0.11$	$+0.22$	$+0.01$	–

**Figure 12.**  $[X/Fe]$  ratios for the elements Ca, Ti, Cr, and Ni. Symbols have the meaning as Fig. 10.

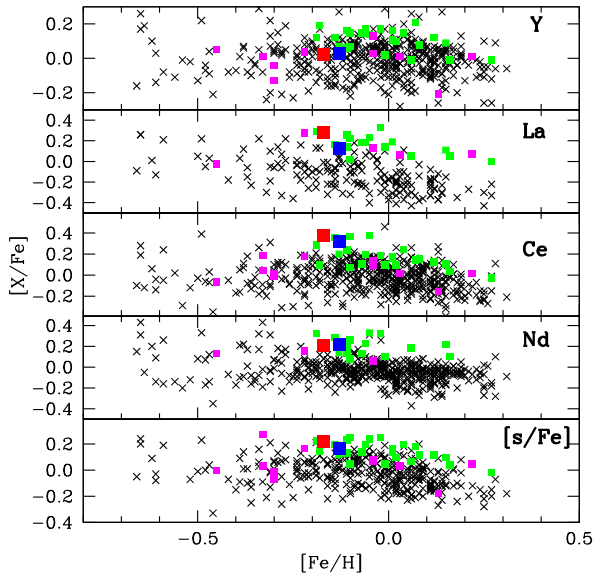
#### 4.3.5 Heavy elements: *s*-process

Fig. 13 shows the abundance ratios  $[X/Fe]$  versus metallicity for the heavy elements Y, La, Ce, Nd and the mean value of these chemical elements in the notation  $[s/Fe]$  for the giant stars of NGC 2447 analysed in this work (red squares). The abundance ratios of these elements are also compared with the abundance ratios obtained in two previous studies done for field stars, Mishenina et al. (2006) and Luck & Heiter (2007). Zirconium was not included in this comparison because both studies above mentioned did not determine its abundance. In addition, we also obtained the mean value  $[s/Fe]$  for the sample of Mishenina et al. (2006) and Luck & Heiter (2007). Fig. 13 shows that the giant stars of NGC 2447 are slightly enriched in the elements of the *s*-process with respect to the field giants. Previous heavy-element abundance determination for the open cluster NGC 2447 has already been reported by Reddy et al. (2015) for the stars #28, #34, and #41. The heavy-element abundance pattern for these stars is also shown in Fig. 14 (blue squares) and is in good agreement with our results.

**Figure 13.** Abundance ratios  $[X/Fe]$  versus  $[Fe/H]$  for the *s*-process elements. Symbols have the same meaning as Fig. 10. We also provide the mean *s*-process element abundance, in the notation  $[s/Fe]$ .

The barium abundance is also given in Table 9. As we can see all the stars show an enhancement of barium. However, the large overabundance is not followed by the other *s*-process, which have smaller increases. The most likely explanation for this apparent contradiction, was given by Reddy & Lambert (2017). In that paper, the authors showed that the observed barium overabundance was not related with a nucleosynthesis process but is due to a underestimation of the microturbulent velocity since the strong Ba II line used for barium determination is formed in the upper layers of the photosphere where microturbulent velocity is higher. In fact considering a microturbulent velocity of 0.3 and 0.6 km s<sup>-1</sup> greater than derived for the stars NGC 2447-3 and 4, the barium abundance can decrease between 0.3 and 0.8 dex.

In Fig. 14, we compare our mean values of the abundance ratios for the elements of the *s*-process (red squares) with the mean values of the heavy elements abundance ratios of other open clusters from the literature, analysed with high-resolution spectroscopy. As defined in Section 3.3, the mean value of the abundance ratios of



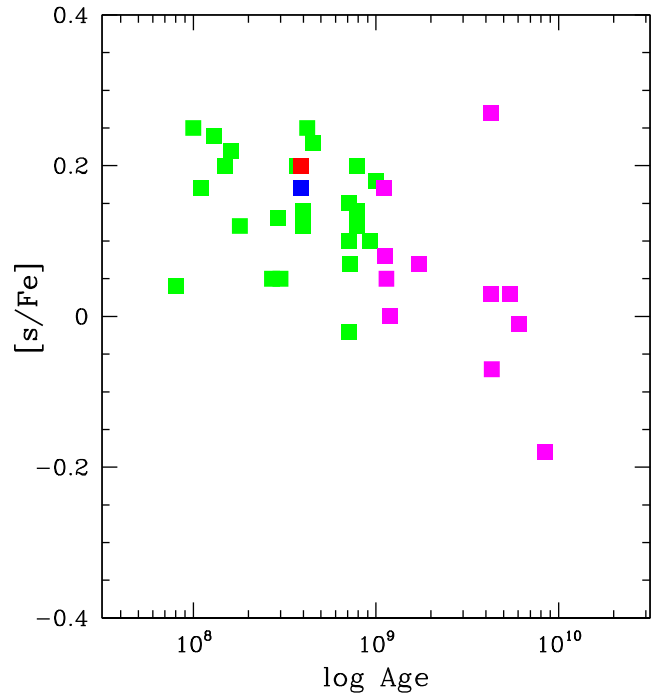
**Figure 14.** Abundance ratios  $[X/Fe]$  versus  $[Fe/H]$  for the s-process elements for several open clusters. Each point represents the mean abundance for each cluster. Red and blue squares represent, respectively, NGC 2447 analysed in this work and by Reddy et al. (2015). Magenta squares, open clusters with ages older than 1.0 Gyr and green squares, open clusters with ages younger than 1.0 Gyr. Black crosses represent the field giants taken from Luck & Heiter (2007) and Mishenina et al. (2007). We also provide the mean s-process element abundance, in the notation  $[s/Fe]$ . Data for young and old clusters were taken from Tautvaišienė et al. (2005), Maiorca et al. (2011), Reddy, Giridhar & Lambert (2012, 2013), Reddy et al. (2015), Mikolaitis et al. (2010), Santrich et al. (2013), Böcek Topcu et al. (2016), and Drazdauskas et al. (2016).

the elements of the s-process,  $s$ , in the notation  $[s/Fe]$  is given by the abundance ratios ( $[X/Fe]$ ) of the elements Y, Zr, La, Ce, and Nd. Barium was not included in the computation of the mean  $[s/Fe]$ .

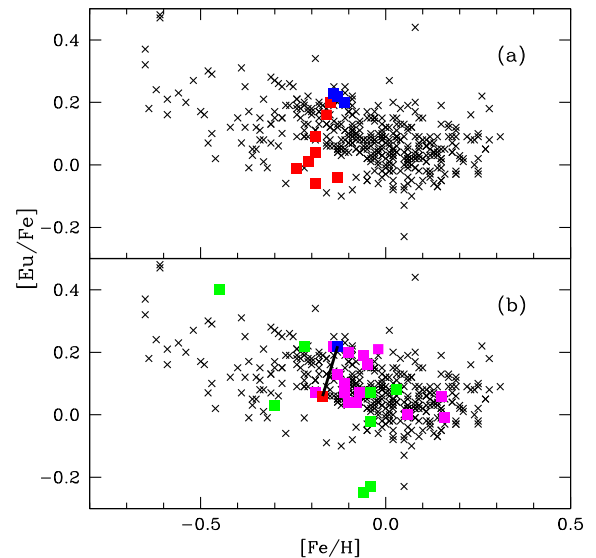
The mean abundance ratios from Reddy et al. (2015) are also shown in this figure as blue squares. Young open clusters, those with ages younger than 1.0 Gyr (green squares) show heavy-element abundance enhancements compared to the field giants. Maiorca et al. (2011) noticed that the youngest open clusters are the most s-process enriched when compared to older clusters, those with ages older than 1.0 Gyr. In order to explain why young open clusters present an overabundance of s-process elements compared to older ones, Maiorca et al. (2012) considered that AGB stars with masses smaller than  $1.5 M_{\odot}$  would present extra-mixing phenomena following by a very efficient production of neutrons via  $^{13}\text{C}$ . In fact this is seen in Fig. 15, where we plot the mean abundance of s-process elements, in the notation  $[s/Fe]$ , versus the age of the open cluster using the results derived by Maiorca et al. (2011) and by several other recent spectroscopic analysis for some open clusters. The open cluster NGC 2447 also follows the trend noticed by Maiorca et al. (2011).

#### 4.3.6 Heavy elements: Eu

We also determined the abundance of the europium, an element created by r-process in Type II supernovae, neutron-star mergers or in kilonova emission from compact binary mergers, that is, radioactive decays of r-process nuclei with the bulk of the emission in the optical and near-infrared wavelengths (Tanaka 2016; Tanaka et al. 2017). So, this means that it europium is not created in low-mass stars (Burriss et al. 2000; Wanajo & Ishimaru 2006; Rosswog et al.

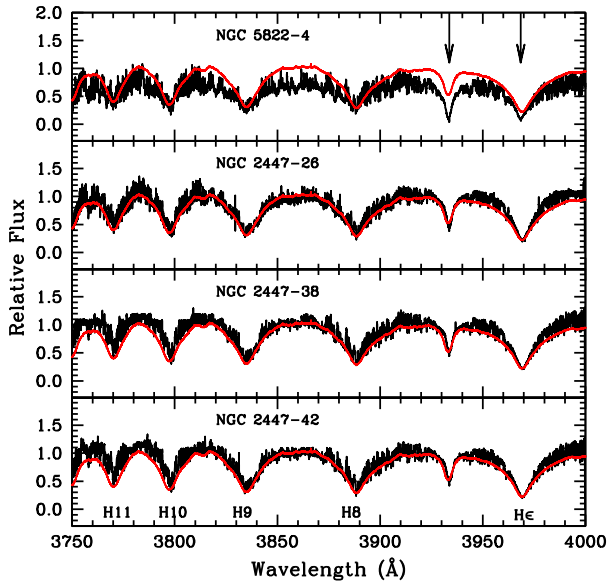


**Figure 15.** Mean s-process abundance versus age for the open clusters. Symbols have the same meaning as in Fig. 14.



**Figure 16.**  $[Eu/Fe]$  versus  $[Fe/H]$  for giant stars in NGC 2447. In ‘(a)’, we show the  $[Eu/Fe]$  ratio for the giants of NGC 2447 with the same symbols as Fig. 13. Blue squares represent the stars #28, #34, and #41 analysed by Reddy et al. (2015). In ‘(b)’, we compare the mean  $[Eu/Fe]$  ratio for NGC 2447 with other young and old open clusters. The symbols have the same meaning as in Fig. 14. The blue square represents the mean  $[Eu/Fe]$  ratio for stars #28, #34 and #41 analysed by Reddy et al. (2015).

2014). The europium abundance for the giant stars of NGC 2447 determined in this work by spectral synthesis technique is shown in Fig. 5. Fig. 16a shows the  $[Eu/Fe]$  ratio of the giants in NGC 2447 (red squares) in comparison with field giants, using abundance data from Luck & Heiter (2007) and Mishenina et al. (2007). Europium abundance for the open cluster NGC 2447 was also determined by Reddy et al. (2015) for the stars #28, #34, and #41. In Figs 16(a)



**Figure 17.** Normalized spectra of the identified yellow straggler stars in NGC 2447 in comparison with another yellow straggler NGC 5822-4 between 3750 and 4000 Å. Note the strong contamination of the spectra by the spectrum of an A-type star represented by the star HD 65810 shown as a red line. The arrows indicate Ca II lines.

and (b), we also show the [Eu/Fe] ratios for these three stars (blue squares). In Fig. 16b, we show the mean [Eu/Fe] ratio of NGC 2447 in comparison with other open clusters including the mean [Eu/Fe] ratio determined by Reddy et al. (2015). NGC 2447, as well as other clusters, those younger than 1.0 Gyr and those older than 1.0 Gyr, follows the trend for field giants.

#### 4.3.7 Yellow stragglers in NGC 2447

Besides the 12 single giants and one spectroscopic binary analysed in this work, our spectroscopic observations confirm the ‘yellow straggler’ nature of three stars in NGC 2447. The stars NGC 2447-26 and 42 have already been identified as confirmed spectroscopic binaries and NGC 2447-38 as a probable spectroscopic binary by Mermilliod & Mayor (1989). They have ( $B - V$ ) colours that are ‘between that of the turn-off and the red giant branch, but brighter than the subgiant branch’ as defined by Clark, Sandquist & Bolte (2004) for stars in both globular and open clusters. In fact as seen in Fig. 1 and in Table 2, they have redder colours than the turn-off stars and bluer (or yellow) colours than the red giant stars in the CMD. A spectroscopic description of these kind of stars and a definition of the terms red and yellow stragglers was already given in Sales Silva et al. (2014), where this kind of object was also identified in the open clusters NGC 2360, NGC 3680 and NGC 5822. Here, we report that NGC 2447-26, 38, and 42 share the same spectroscopic characteristics of the stars of these open clusters: (i) strong presence of veiling in their spectra as evidenced by their very low microturbulent velocities and metallicities lower than the mean open cluster metallicity (Table 5) and (ii) the source of veiling is due to the presence of an A-type secondary star in the binary system.

In Fig. 17, we show the spectra of the stars NGC 2447-26, 38, and 42 in comparison with another yellow straggler star NGC 5822-4. Following Sales Silva et al. (2014), we also show the spectra of HD 65810 (red line), an A-type main-sequence star. Like the spectra of the ‘yellow-straggler’ stars in the open clusters NGC 2360, NGC

3680, and NGC 5822, the spectra of the ‘yellow-stragglers’ in NGC 2447 are strongly contaminated by the spectrum of an A-type star, since the hydrogen lines in NGC 2447-26, 38, and 42 have the same strength as in the spectrum of HD 65810.

Finally, it is worth noting that our value for the radial velocity of one of the ‘yellow-straggler’ stars, NGC 2447-38, is  $+10.76 \pm 0.30 \text{ km s}^{-1}$  (Table 2). This value is very different to the one reported by Mermilliod et al. (2008),  $+22.91 \pm 0.31 \text{ km s}^{-1}$ . Although regarded as a suspected binary by Mermilliod & Mayor (1989), this star was not later considered as a spectroscopic binary in the radial velocity survey of the red giants by Mermilliod et al. (2008). Probably because the mean radial velocity of NGC 2447-38, based on seven measurements between 1983 February 26 and 1996 May 15, was not different from the mean cluster radial velocity of  $22.14 \pm 0.75 \text{ km s}^{-1}$ , based on the nine giants shown in Table 2, excluding the spectroscopic binaries. In table 1 of Clariá et al. (2005), this object also appears as a possible spectroscopic binary. The authors derived a radial velocity of  $22.86 \text{ km s}^{-1}$ , in agreement with the value of Mermilliod et al. (2008). It is interesting that the early work of Mermilliod & Mayor (1989) indicated that NGC 2447-38 could be a long period binary but later Mermilliod et al. (2008) did not confirm this. Probably NGC 2447-38, lies in a very eccentric orbit where significant radial velocity variations would occur only in a small phase range. Our spectroscopic analysis of this star undoubtedly confirms its binary nature.

## 5 CONCLUSIONS

The main conclusions of our abundance analysis employing high-resolution optical spectra of all the known giants in NGC 2447 can be summarized as follows:

(i) Analysis of the light elements reveals a lower carbon and higher nitrogen abundance with respect to iron, which is similar to field giant stars and giants in other clusters. We found a low mean [O/Fe] ratio for NGC 2447,  $-0.10 \pm 0.08$ . Low oxygen abundances have already been determined in other giants in other young clusters. The abundances of other elements, such as sodium, aluminum,  $\alpha$ -elements, and iron-peak elements (Ni and Cr) are similar to field giants and giants of other open clusters.

(ii) The stars NGC 2447-3 and 7 are the most evolved stars of our sample and have lowest lithium abundance, probably indicating that deep mixing has taken place in their interiors. Conversely, to the other giants of this cluster for these two stars, we were able to obtain the  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  isotopic ratio.

(iii) For the first time, we determined the rotational velocities of the giants of NGC 2447. There are few determinations of rotational velocities in giants of open clusters including single and binary stars. Our results also showed that we did not detect any difference between the rotational velocities of single and binary stars in NGC 2447.

(iv) The abundance of the elements produced by the s-process of NGC 2447 follows the same trend seen in Maiorca et al. (2011), that is young clusters have higher heavy-element abundances compared to older clusters that do not show such enrichment. The [Eu/Fe] ratios determined for the giants of NGC 2447 are similar to the field giants and other giants of open clusters as expected by an element mainly produced by massive stars or by short time-scale process, as neutron–neutron mergers.

(v) Our spectroscopic observations confirm the binary nature of the stars NGC 2447-26, 38, and 42 already known by Mermilliod & Mayor (1989) as spectroscopic binaries. They are ‘yellow

straggler' stars, that is, binary stars with a red giant primary and a main sequence secondary A-type star. The combination of the light of a giant star and an A-type star changes the ( $B - V$ ) colours of these binary systems to a position between the main sequence and the red giant branch in the colour–magnitude diagram. The yellow stragglers in NGC 2447 display the same spectroscopic characteristics of those already identified in the open clusters NGC 2360, NGC 3680 and NGC 5822 (Sales Silva et al. 2014).

## ACKNOWLEDGEMENTS

NAD acknowledges FAPERJ, Rio de Janeiro, Brazil, for Visiting Researcher grant E-26/200.128/2015 and financial support by RFBR according to the research project 18-02-00554. This research has made use of: the SIMBAD data base, operated at CDS, Strasbourg, France. NAD acknowledges FAPERJ, Rio de Janeiro, Brazil, for Visiting Researcher grant E-26/200.128/2015 and the Saint Petersburg State University for research grant 6.38.335.2015; IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*).

## REFERENCES

- Allende Prieto C., Lambert D. L., Asplund M., 2001, *ApJ*, 556, L63  
 Alonso A., Arribas S., Martínez-Roger C., 1999, *A&AS*, 140, 261  
 Antipova L. I., Boyarchuk A. A., Pakhomov Y. V., Panchuk V. E., 2004, *Astron. Rep.*, 48, 597  
 Becker W., Svolopoulos S. N., Fang C., 1976, Kataloge photographischer und photoelektrischer Helligkeiten von 25 galaktischen Sternhaufen im RGU- und UcbV-System  
 Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Nasi E., 1994, *A&AS*, 106  
 Bessell M. S., 2000, *PASP*, 112, 961  
 Bessell M. S., Castelli F., Plez B., 1998, *A&A*, 333, 231  
 Blackwell D. E., Booth A. J., Menon S. L. R., Petford A. D., 1986, *MNRAS*, 220, 289  
 Böcek Topcu G., Afşar M., Schaeuble M., Sneden C., 2015, *MNRAS*, 446, 3562  
 Böcek Topcu G., Afşar M., Sneden C., 2016, *MNRAS*, 463, 580  
 Burris D. L., Pilachowski C. A., Armandroff T. E., Sneden C., Cowan J. J., Roe H., 2000, *ApJ*, 544, 302  
 Carlberg J. K., Majewski S. R., Patterson R. J., Bizyaev D., Smith V. V., Cunha K., 2011, *ApJ*, 732, 39  
 Carretta E., Bragaglia A., Gratton R. G., 2007, *A&A*, 473, 129  
 Cayrel de Strobel G., Spite M., eds, 1988, Proc. IAU Symp. 132, The impact of very high S/N spectroscopy on stellar physics. Paris, France  
 Charbonnel C., Lagarde N., 2010, *A&A*, 522, A10  
 Chen Y. Q., Zhao G., Nissen P. E., Bai G. S., Qiu H. M., 2003, *ApJ*, 591, 925  
 Clariá J. J., Piatti A. E., Lapasset E., Parisi M. C., 2005, *Balt. Astron.*, 14, 301  
 Clark L. L., Sandquist E. L., Bolte M., 2004, *AJ*, 128, 3019  
 De Medeiros J. R., do Nascimento Jr J. D., Sankarankutty S., Costa J. M., Maia M. R. G., 2000, *A&A*, 363, 239  
 Delgado Mena E. et al., 2016, *A&A*, 587, A66  
 Den Hartog E. A., Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J., 2003, *ApJS*, 148, 543  
 Depagne E. et al., 2002, *A&A*, 390, 187  
 do Nascimento J. D., Jr, Charbonnel C., Lèbre A., de Laverny P., De Medeiros J. R., 2000, *A&A*, 357, 931  
 Drake N. A., Pereira C. B., 2008, *AJ*, 135, 1070  
 Drake J. J., Smith G., 1991, *MNRAS*, 250, 89  
 Drazdauskas A., Tautvaišienė G., Smiljanic R., Bagdonas V., Chorniy Y., 2016, *MNRAS*, 462, 794  
 Edvardsson B., Andersen J., Gustafsson B., Lambert D. L., Nissen P. E., Tomkin J., 1993, *A&A*, 275, 101  
 Frinchaboy P. M., Majewski S. R., 2008, *AJ*, 136, 118  
 Gaia Collaboration et al., 2016, *A&A*, 595, A1  
 Ghez A. M. et al., 2008, *ApJ*, 689, 1044  
 Gilroy K. K., 1989, *ApJ*, 347, 835  
 Gonzalez G., Wallerstein G., 2000, *PASP*, 112, 1081  
 Gratton R. G., Sneden C., 1988, *A&A*, 204, 193  
 Hamdani S., North P., Mowlavi N., Raboud D., Mermilliod J.-C., 2000, *A&A*, 360, 509  
 Hekker S., Meléndez J., 2007, *A&A*, 475, 1003  
 Hobbs L. M., Thorburn J. A., Rebull L. M., 1999, *ApJ*, 523, 797  
 Gaia-Barcelona Team Data Processing Analysis Consortium Gaia Science Team Jordi C. 2016, in Skillen I., Balcells M., Trager S., eds, ASP Conf. Ser. Vol. 507, Multi-Object Spectroscopy in the Next Decade: Big Questions, Large Surveys, and Wide Fields. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 43  
 Katime Santrich O. J., Pereira C. B., de Castro D. B., 2013, *AJ*, 146, 39  
 Kaufer A., Stahl O., Tubbesing S., Nørregaard P., Avila G., Francois P., Pasquini L., Pizzella A., 1999, *The Messenger*, 95, 8  
 Kurucz R. L., 1993, CD-ROM 13, Atlas9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s Grid. Smithsonian Astrophys. Obs., Cambridge  
 Lambert D. L., Ries L. M., 1981, *ApJ*, 248, 228  
 Lambert D. L., Heath J. E., Lemke M., Drake J., 1996, *ApJS*, 103, 183  
 Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J., Ivans I. I., Den Hartog E. A., 2009, *ApJS*, 182, 51  
 Luck R. E., Heiter U., 2007, *AJ*, 133, 2464  
 Magrini L., Randich S., Zoccali M., Jilkova L., Carraro G., Galli D., Maiorca E., Busso M., 2010, *A&A*, 523, A11  
 Maiorca E., Randich S., Busso M., Magrini L., Palmerini S., 2011, *ApJ*, 736, 120  
 Maiorca E., Magrini L., Busso M., Randich S., Palmerini S., Trippella O., 2012, *ApJ*, 747, 53  
 Martin G. A., Fuhr J. R., Wiese W. L., 1988, Atomic transition probabilities. Scandium through Manganese. American Institute of Physics (AIP) and American Chemical Society, New York  
 Martin W. C. et al., 2000, in IAU Joint Discussion  
 McWilliam A., 1998, *AJ*, 115, 1640  
 McWilliam A., Rich R. M., 1994, *ApJS*, 91, 749  
 Mermilliod J. C., Mayor M., Udry S., 2008, *A&A*, 485, 303  
 Mermilliod J.-C., Mayor M., 1989, *A&A*, 219, 125  
 Mikolaitis Š., Tautvaišienė G., Gratton R., Bragaglia A., Carretta E., 2010, *MNRAS*, 407, 1866  
 Mishenina T. V., Bienaymé O., Gorbaneva T. I., Charbonnel C., Soubiran C., Korotin S. A., Kovtyukh V. V., 2006, *A&A*, 456, 1109  
 Mishenina T. V., Gorbaneva T. I., Bienaymé O., Soubiran C., Kovtyukh V. V., Orlova L. F., 2007, *Astron. Rep.*, 51, 382  
 Mishenina T. et al., 2015, *MNRAS*, 446, 3651  
 Mucciarelli A., Caffau E., Freytag B., Ludwig H.-G., Bonifacio P., 2008, *A&A*, 484, 841  
 Netopil M., Paunzen E., Heiter U., Soubiran C., 2016, *A&A*, 585, A150  
 Pasquini L., Randich S., Pallavicini R., 2001, *A&A*, 374, 1017  
 Pasquini L., Randich S., Zoccali M., Hill V., Charbonnel C., Nordström B., 2004, *A&A*, 424, 951  
 Preston G. W., Sneden C., 2001, *AJ*, 122, 1545  
 Randich S., Gratton R., Pallavicini R., Pasquini L., Carretta E., 1999, *A&A*, 348, 487  
 Reddy A. B. S., Lambert D. L., 2017, *ApJ*, 845, 151  
 Reddy B. E., Bakker E. J., Hrivnak B. J., 1999, *ApJ*, 524, 831  
 Reddy B. E., Tomkin J., Lambert D. L., Allende Prieto C., 2003, *MNRAS*, 340, 304  
 Reddy A. B. S., Giridhar S., Lambert D. L., 2012, *MNRAS*, 419, 1350  
 Reddy A. B. S., Giridhar S., Lambert D. L., 2013, *MNRAS*, 431, 3338  
 Reddy A. B. S., Giridhar S., Lambert D. L., 2015, *MNRAS*, 450, 4301  
 Reyniers M., Van Winckel H., Gallino R., Straniero O., 2004, *A&A*, 417, 269  
 Rosswog S., Korobkin O., Arcones A., Thielemann F.-K., Piran T., 2014, *MNRAS*, 439, 744  
 Sales Silva J. V., Peña Suárez V. J., Katime Santrich O. J., Pereira C. B., Drake N. A., Roig F., 2014, *AJ*, 148, 83  
 Santos N. C., Lovis C., Pace G., Melendez J., Naef D., 2009, *A&A*, 493, 309

- Santos N. C., Lovis C., Melendez J., Montalto M., Naef D., Pace G., 2012, *A&A*, 538, A151
- Santrich O. J. K., Pereira C. B., Drake N. A., 2013, *A&A*, 554, A2
- Smiljanic R., Gauderon R., North P., Barbuy B., Charbonnel C., Mowlavi N., 2009, *A&A*, 502, 267
- Smith G., Edvardsson B., Frisk U., 1986, *A&A*, 165, 126
- Smith V. V., Cunha K., Jorissen A., Boffin H. M. J., 1996, *A&A*, 315, 179
- Smith V. V., Lambert D. L., Nissen P. E., 1998, *ApJ*, 506, 405
- Snedden C., 1973, *ApJ*, 184, 839
- Snedden C., McWilliam A., Preston G. W., Cowan J. J., Burris D. L., Armosky B. J., 1996, *ApJ*, 467, 819
- Sousa S. G. et al., 2008, *A&A*, 487, 373
- Tanaka M., 2016, *Adv. Astron.*, 2016, 634197
- Tanaka M. et al., 2017, *PASJ*, 69, 102
- Tautvaišienė G., Stasiukaitis E., Puzeras E., Gray D. F., Ilyin I., 2005, in Favata F., Hussain G. A. J., Battrick B., eds, ESA SP Vol. 560, 13th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun. ESA, Noordwijk, p. 989
- Van Winckel H., Reyniers M., 2000, *A&A*, 354, 135
- Wanajo S., Ishimaru Y., 2006, *Nucl. Phys. A*, 777, 676
- Wiese W. L., Smith M. W., Miles B. M., 1969, Atomic Transition Probabilities, Vol. 2: Sodium through Calcium. A Critical Data Compilation. National Bureau of Standards, Washington, DC

This paper has been typeset from a  $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$  file prepared by the author.