



Observatório Nacional

Ministério da Ciência e Tecnologia
Programa de Pós Graduação em Astronomia

André Alves Ramos

**SISTEMAS BINÁRIOS ESPECTROSCÓPICOS EM
AGLOMERADOS ABERTOS: UM ESTUDO DE
ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS**

Rio de Janeiro

2022

André Alves Ramos

**SISTEMAS BINÁRIOS ESPECTROSCÓPICOS EM
AGLOMERADOS ABERTOS: UM ESTUDO DE
ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS**

Dissertação 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 Mestre em Astronomia.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador(a): Dr. José Nacizo Holanda Luciano Junior

Coorientador(a): Dr. Claudio Bastos Pereira

Rio de Janeiro

2022

Agradecimentos

Agradeço a todas as pessoas que fazem parte do Observatório Nacional e contribuíram com minha formação acadêmica. Em especial, agradeço ao Dr. José Nacizo Holanda Luciano Junior e ao Dr. Claudio Bastos Pereira por aceitarem essa orientação, pelo tempo que investiram e por todo conhecimento que me passaram durante este trabalho. Obrigado Nacizo, seus ensinamentos, paciência, conselhos e inúmeras correções, foram fundamentais para minha formação.

A CAPES, pelo apoio financeiro.

A toda minha família que me apoiou de todas as formas possíveis e em especial a Giovanna, “a estrela que encontrei na Terra”.

A todos amigos, pelas conversas e distrações por videoconferências durante esse tempo caótico que passamos.

A Deus pela saúde para executar este trabalho.

A todas as outras pessoas que conheci durante o mestrado.

“O nitrogênio em nosso DNA, o cálcio em nossos dentes, o ferro em nosso sangue, o carbono em nossas tortas de maçã foram produzidos no interior das estrelas em colapso.

Nós somos feitos da poeira das estrelas.”

Carl Sagan

Resumo

Aglomerados abertos são sistemas estelares ligados gravitacionalmente e distribuídos ao longo do disco galáctico. Visto que suas distâncias e idades são bem determinadas, eles se tornam importantes laboratórios astrofísicos e podem ser utilizados como traçadores da estrutura da Galáxia em larga escala. Além disso, o estudo de estrelas binárias nesses sistemas é de extrema importância para restrições de processos de nucleossíntese, visto que a interação binária pode resultar em estrelas quimicamente peculiares (por exemplo, estrelas de bário e gigantes ricas em lítio). Nesse sentido, fizemos um estudo de abundâncias químicas usando espectroscopia em alta resolução para uma amostra de 21 estrelas gigantes vermelhas binárias espectroscópicas distribuídas em 13 aglomerados abertos, para investigar possíveis influências da binaridade na composição química desses objetos: eventos de transferência de massa ou mecanismos não tradicionais de mistura podem acontecer em sistemas binários próximos como esses. Para determinação das abundâncias químicas da amostra foi preciso determinar também seus parâmetros atmosféricos e comparamos a temperatura efetiva e gravidade superficial espectroscópicas com valores fotométricos. Em nossa investigação descobrimos uma nova gigante rica em lítio que pode ter passado por algum evento de acreção de planeta ou anã marrom, o que também explicaria sua rotação anômala, os demais objetos analisados não apresentam peculiaridades químicas por pertencerem a sistemas binários e, como não observamos alto enriquecimento em elementos do processo-s, concluímos que os sistemas binários analisados não apresentam vestígios de anãs brancas que teria possivelmente cedido massa para esses objetos. Além disso, 06 estrelas de nossa amostra não tiveram parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas determinadas, pois apresentam contaminação no espectro por uma estrela do tipo espectral A, sendo classificadas como candidatas a *Yellow Stragglers*, objetos pouco estudados na literatura.

Palavras-chave: Aglomerados abertos; Estrelas binárias espectroscópicas; Estrelas gigantes vermelhas; *Yellow Stragglers*; Abundâncias químicas.

Abstract

Open clusters are star systems gravitationally bound and distributed throughout the galactic disk. Since their distances and ages are well determined, they become important astrophysical laboratories and can be used as chemical tracers of the structure of the Galaxy on a large scale. Furthermore, a study of binary stars in these systems is extremely important to constrain nucleosynthesis processes, as a binary interaction can result in chemically peculiar stars (e.g., barium stars and lithium-rich giants). In this sense, we carried out a study of chemical abundances using high resolution spectroscopy for a sample of 21 spectroscopic binary red giant stars distributed in 13 open clusters, to investigate possible influences of binarity on the chemical composition of these objects: mass transfer events or non-Traditional mixing can happen in close binary systems like these. To determine the chemical abundances of the sample, it was also necessary to determine its atmospheric parameters, and we compared the effective temperature and spectroscopic surface gravity with photometric values. In our investigation, we discovered a new lithium-rich giant (NGC 6694-14) that may have gone through some planet or brown dwarf accretion event, which would also explain its anomalous rotation. If we observe high enrichment in elements of the s-process, we conclude that the analyzed binary systems do not show traces of white dwarfs that would have possibly given up mass to these objects. In addition, 06 stars in our sample did not have atmospheric parameters and chemical abundances determined, as they have contamination in the spectrum by a spectral type A star, being classified as candidates for *Yellow Stragglers*, objects poorly studied in the literature.

Keywords: Open clusters; Spectroscopic binary stars; Red giant stars; *Yellow Stragglers*; Chemical abundances.

Lista de Figuras

1.1	Distribuição de aglomerados abertos na vizinhança solar (Cantat-Gaudin et al., 2020).	3
1.2	Configuração de sistema binário espectroscópico (Walker, 2017). O primeiro exemplo (SB2) representa um espectro composto pelas duas fontes/estrelas do sistema binário. A situação inferior (SB1) representa um espectro sem a contaminação da companheira do sistema orbital.	6
1.3	Diagrama cor-magnitude para um aglomerado aberto fictício onde é possível observar três <i>Blue Stragglers</i> em cor azul e três <i>Yellow Stragglers</i> em amarelo. Os objetos em cinza correspondem as estrelas da MS e em vermelho as gigantes vermelhas. A linha contínua representa a isócrona do aglomerado.	7
1.4	Esquemática da teoria de formação das <i>Blue Stragglers</i> . Fonte: https://pages.uoregon.edu/jimbrou/astr122/Notes/Chapter20.html#blue-stragglers	8
3.1	Exemplo de W_λ da linha de FeI medida no IRAF.	20
3.2	Esquemática da definição geométrica de W_λ . Adaptado de Carroll & Ostlie (2017).	21
3.3	Correlação entre a abundância das linhas de FeI vs. potencial de excitação (eV) e largura equivalente reduzida para a estrela NGC 2215-26. Nos gráficos, θ_1 e θ_2 representam os coeficientes angulares de cada reta respectivamente.	24

3.4	Arquivo de saída do MOOG adaptado. Solução dos parâmetros atmosféricos para a estrela NGC 2548-1560. A abundância média de Fe I é igual a 7.433 com desvio padrão de 0.098 e a abundância média de Fe II é igual a 7.463 com desvio padrão de 0.122.	25
3.5	Comparação entre parâmetros atmosféricos espectroscópicos e fotométricos.	26
3.6	Esquematização da velocidade de rotação projetada (Trypsteen & Walker, 2017)	29
3.7	Modelos de duas regiões escolhidas para o cálculo do $v \sin i$. Em vermelho o melhor ajuste que escolhemos como indicador da velocidade de rotação da estrela com menor desvio, as cruces cinzas representam o espectro da estrela e em azul e verde observamos o que acontece quando variamos o $v \sin i$ do espectro sintético em ± 4 km/s para NGC 2287-107 e ± 3 km/s no caso da NGC 6694-14.	30
4.1	Síntese espectral para a determinação da abundância dos elementos C, N, O, Li e Eu. Em cada gráfico as cruces em cor cinza representa o espectro observado da estrela e a linha vermelha o melhor ajuste ao espectro sintético, as linhas verde e azul correspondem a uma diferença de ± 0.2 dex na abundância de cada elemento. Os gráficos correspondem respectivamente aos objetos NGC 6709-303, NGC 2287-21, NGC 2287-97, NGC 6694-14 e NGC 2287-107.	33
5.1	Velocidades de rotação projetadas em função das temperaturas efetivas para estrelas gigantes. Os círculos em cor cinza representam as estrelas estudadas por Carlberg et al. (2011), os amarelos representam a amostra de Delgado Mena et al. (2016) e as estrelas vermelhas as binárias espectroscópicas investigadas neste trabalho.	42

5.2	Razões de abundância $[X/Fe]$ vs $[Fe/H]$ do carbono ao európio. Círculos cinza: gigantes de campo de Luck & Heiter (2007); círculos amarelos: estrelas gigantes de Mishenina et al. (2006, 2007); círculos em azul: anãs de Battistini & Bensby (2016); as estrelas vermelhas representam os objetos analisados neste trabalho. As linhas tracejadas azuis indicam valores solares. As razões $[\alpha/Fe]$, $[pico/Fe]$, $[s/Fe]$, $[r/Fe]$ estão representando as médias dos elementos α (Si, Ca, Ti, Mg), elementos de pico do ferro (Cr e Ni) e os elementos criados principalmente pelo processo-s (Y, Zr, La, Ce e Nd).	44
5.3	Abundância de lítio em função da temperatura superficial. Os círculos em cor cinza representam as gigantes estudadas por Charbonnel et al. (2020) e as estrelas em vermelho as gigantes deste trabalho.	46
5.4	Comparação de excentricidade e velocidade de rotação com o período orbital de nossas estrelas (estrelas vermelhas) e as binárias espectroscópicas de De Medeiros et al. (2002) (círculos cinzas).	53
5.5	Abundâncias de lítio em relação ao $v \text{ sen } i$ de nossas estrelas (estrelas vermelhas) com as gigantes isoladas de De Medeiros et al. (2000) (círculos cinza). Estrelas acima da linha tracejada possuem $A(Li) \geq 1.5 \text{ dex}$ e são classificadas com ricas em lítio (Brown et al., 1989).	55
5.6	Diagramas cor-magnitude das gigantes vermelhas (estrelas vermelhas) e <i>Yellow Stragglers</i> (estrelas amarelas) deste trabalho utilizando os dados de Cantat-Gaudin et al. (2020). As isócronas foram obtidas através do PARSEC (Bressan et al., 2012) utilizando os dados dos aglomerados também fornecidos por Cantat-Gaudin et al. (2020).	56
5.7	Comparação entre a linha do H- α da estrela IC 2488-97 e das candidatas a YS deste trabalho com as asas mais alargadas. A linha cinza representa o contínuo dessa região.	57
5.8	Região entre 3750 Å e 4000 Å das candidatas a YS deste trabalho. O gráfico em vermelho representa o espectro da estrela do tipo espectral A.	59

Lista de Tabelas

1.1	Espécies mais afetadas pelos eventos de dragagem e HBB. Adaptado de Karakas & Lattanzio (2014).	10
2.1	Informações relevantes das estrelas binárias espectroscópicas dos aglomerados abertos observadas para este trabalho. Na 4 ^a coluna indicamos os tipos espectrais de cada objeto e nas duas últimas colunas as velocidades radiais obtidas por Mermilliod et al. (2008) e as que foram medidas neste trabalho respectivamente. Referências: Mermilliod et al. (2008) ^a ; Pickles & Depagne (2010) ^b ; Cannon & Pickering (1993) ^c ; Nesterov et al. (1995) ^d	15
2.2	A terceira coluna apresenta a data que cada objeto foi observado, a quarta coluna representa o tempo de exposição e a quinta a classificação atribuída por Mermilliod et al. (2008) onde, SB:binário espectroscópico, SB1O:binário com órbita determinada e SB?:candidato a binário.	16
2.3	Os dados A_v , r e $\log t$ dos aglomerados abertos fornecidos por Cantat-Gaudin et al. (2020).	17
3.1	Parâmetros atmosféricos estelares determinados por fotometria (colunas 2 e 3), espectroscopia (colunas 4, 5, 6 e 7) e dados da literatura para comparação com os nossos os valores. 1: Este trabalho; G89: Gilroy (1989); C85: Claria (1985); V17: Van der Swaelmen et al. (2017); S12: Santos et al. (2012); A20: Alonso-Santiago et al. (2020).	28
4.1	Abundâncias químicas determinadas para as estrelas deste trabalho. O símbolo \star representa correção NETL, Fe_p a média dos elementos do pico do ferro, α a média dos elementos alfa e s a média dos elementos do processo-s.	34

4.2	Variações de abundância típicas para nossas estrelas provocadas pelas incertezas em cada parâmetro atmosférico e na largura equivalente. No caso abaixo, são variações para estrela IC 2488-97.	35
5.1	Informações relevantes das estrelas desse trabalho. Na quinta coluna o parâmetro RUWE indica se houve interferências nas medidas astrométricas provocadas pela binaridade e na sexta colina a probabilidade de pertinência da estrela ao aglomerado. Referências: Cutri et al. (2013) ^a ; Cantat-Gaudin et al. (2020) ^b ; Gaia Collaboration, (2020) ^c	39
5.2	Comparação das abundâncias químicas da literatura com os resultados obtidos neste trabalho. V17:Van der Swaelmen et al. (2017); A20:Alonso-Santiago et al. (2020); 1:Este trabalho.	43
5.3	Abundância do Lítio e dos elementos CNO.	47
5.4	Períodos orbitais (P) e excentricidades orbitais (e) fornecidos por Mermilliod et al. (2007) para algumas estrelas de nossa amostra. Na última coluna apresentamos as velocidades de rotação projetada que determinamos.	52
A.1	Larguras equivalentes das linhas de Fe I e Fe II.	80
A.2	Continuação da Tabela A.1.	81
A.3	Continuação da Tabela A.1.	82
A.4	Continuação da Tabela A.1.	83
A.5	Continuação da Tabela A.1.	84
A.6	Continuação da Tabela A.1.	85
A.7	Continuação da Tabela A.1.	86
A.8	Larguras equivalentes das linhas de outras espécies estudadas neste trabalho.	87
A.9	Continuação da Tabela A.8.	88
A.10	Continuação da Tabela A.8.	89
A.11	Continuação da Tabela A.8.	90
A.12	Continuação da Tabela A.8.	91
A.13	Continuação da Tabela A.8.	92
A.14	Continuação da Tabela A.8.	93
A.15	Continuação da Tabela A.8.	94

Sumário

1. <i>Introdução</i>	1
1.1 Aglomerados Estelares Abertos	1
1.2 Estrelas Binárias Espectroscópicas	4
1.3 <i>Blue Stragglers</i> e <i>Yellow Stragglers</i>	6
1.4 Evolução das Estrelas Gigantes Vermelhas	9
1.5 Objetivos e Motivação do Trabalho	12
2. <i>Seleção da Amostra e Observações</i>	13
2.1 Observações	13
2.2 Velocidade Radial	14
3. <i>Determinação dos Parâmetros Atmosféricos</i>	19
3.1 As Medidas de Larguras Equivalentes	19
3.2 Parâmetros Atmosféricos	22
3.3 Velocidade de Rotação Projetada	27
4. <i>Determinação das Abundâncias</i>	31
5. <i>Resultados e Discussão</i>	37
5.1 Parâmetros Atmosféricos	37
5.1.1 NGC 6664: Comparação com a Literatura	40
5.2 Velocidade de Rotação Projetada	41
5.3 Abundâncias Químicas	42
5.3.1 Metalicidade	43

5.3.2	Lítio, Carbono, Nitrogênio e Oxigênio	45
5.3.3	Sódio, Alumínio e Razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	47
5.3.4	Elementos do Processo- α e Pico do Ferro	48
5.3.5	Elementos do Processo-s e Processo-r	49
5.4	Parâmetros Orbitais	50
5.5	<i>Yellow Stragglers</i> (YS)	54
6.	<i>Conclusões e Perspectivas</i>	61
	<i>Referências</i>	65
	<i>Apêndice</i>	77
A.	<i>Listas de Linhas</i>	79

Introdução

Neste capítulo faremos uma breve revisão sobre aglomerados abertos e estrelas binárias. Abordaremos a importância de estudar esses aglomerados que estão distribuídos ao longo do disco da Galáxia e carregam informações químicas sobre a mesma. Além disso, discutimos a importância das estrelas binárias, que são sistemas relativamente abundantes na Galáxia e oferecem a chance de investigar a evolução estelar em sistemas compostos por dois objetos, além de serem responsáveis, em parte, pelo enriquecimento químico Galáctico.

1.1 Aglomerados Estelares Abertos

Aglomerados abertos são agrupamentos estelares relativamente jovens que se movem ao longo do disco da Galáxia com seus membros ligados gravitacionalmente. Nestes sistemas, ainda é possível encontrar gás e poeira remanescente ou até mesmo estrelas ainda em processo de formação. As estrelas que compõem os aglomerados são formadas nas regiões de maior densidade de uma nuvem molecular que colapsam sob a ação da própria gravidade dando origem aos objetos do aglomerado; portanto, as estrelas desses agrupamentos são oriundas de uma mesma nuvem mãe e compartilham algumas características semelhantes como idade, composição química inicial, movimentos próprios e distância do Sol (Battinelli & Capuzzo-Dolcetta, 1991; Lada & Lada, 2003). Por isso, o conjunto de estrelas do sistema deve formar uma densidade em um dado espaço astrométrico, possibilitando fazermos um trabalho de adesão de membros do aglomerado e investigar a trilha evolutiva de suas estrelas no diagrama Hertzsprung-Russell (H-R).

Nesse sentido, uma comparação entre movimentos próprios, paralaxes e abundâncias químicas permite verificar se uma estrela realmente pertence ao aglomerado. Em particu-

lar, estudos de abundâncias químicas possibilitam investigar a hipótese de que os membros do aglomerado se formaram em uma mesma nuvem molecular, pois devem apresentar um conjunto de abundâncias parecidas.

O disco Galáctico possui o ambiente adequado para a formação dos aglomerados abertos, pois é abundante em gás e poeira. Por essa razão a maioria desses sistemas tendem a ser encontrados próximos ao plano da Galáxia, como mostra a Figura 1.1. Além disso, suas distâncias, idades e excessos de cor são bem determinados mesmo para aqueles sistemas que estão muito distantes, sendo a distância um fator de grande importância para esquematizar a estrutura da Galáxia (Reddy et al., 2012; Cantat-Gaudin et al., 2020). Assim, é de suma importância o estudo desses sistemas para o entendimento do movimento dos grupos estelares e dos braços espirais da Galáxia; por serem úteis em restrições nos processos de formação e evolução das estrelas e por possuírem distâncias bem determinadas. Isso possibilita uma maior exatidão no estudo de abundâncias químicas em diferentes distâncias do Centro Galáctico, uma vez que podemos analisar vários objetos com praticamente mesma composição química. Esses são motivos pelos quais aglomerados abertos vêm sendo tratados como laboratórios para astrofísica e usados na sondagem em larga escala da evolução química e dinâmica da Galáxia (Friel, 1995; Mermilliod et al., 2007; Cantat-Gaudin et al., 2018; Tarricq et al., 2021).

Esses sistemas podem permanecer ligados gravitacionalmente por cerca de algumas dezenas ou centenas de milhões de anos, podendo atingir poucos bilhões de anos se forem muito massivos. Dentre os aglomerados abertos mais antigos catalogados, se destacam NGC 6791 e Berkeley 17 com idades da ordem de 10 bilhões de anos (Salaris et al., 2004); possuindo assim, idades da mesma ordem de grandeza que alguns aglomerados globulares, que são outra categoria de agrupamentos estelares. Os aglomerados estelares globulares possuem formato esférico e são consideravelmente mais densos e ricos em estrelas antigas, possuindo idades relativamente próximas a da criação da Via Láctea, estando localizados no halo e no bojo da mesma. Nesse sentido, os aglomerados abertos abrigam as estrelas mais jovens ricas em metais e classificadas como estrelas de População I, enquanto os globulares abrigam as estrelas mais antigas e pobres em metais, classificadas como objetos de População II (Maio et al., 2010).

As estrelas dos aglomerados abertos interagem trocando energia até que o sistema atinja o equilíbrio dinâmico. A escala de tempo para que isso ocorra é chamada de tempo

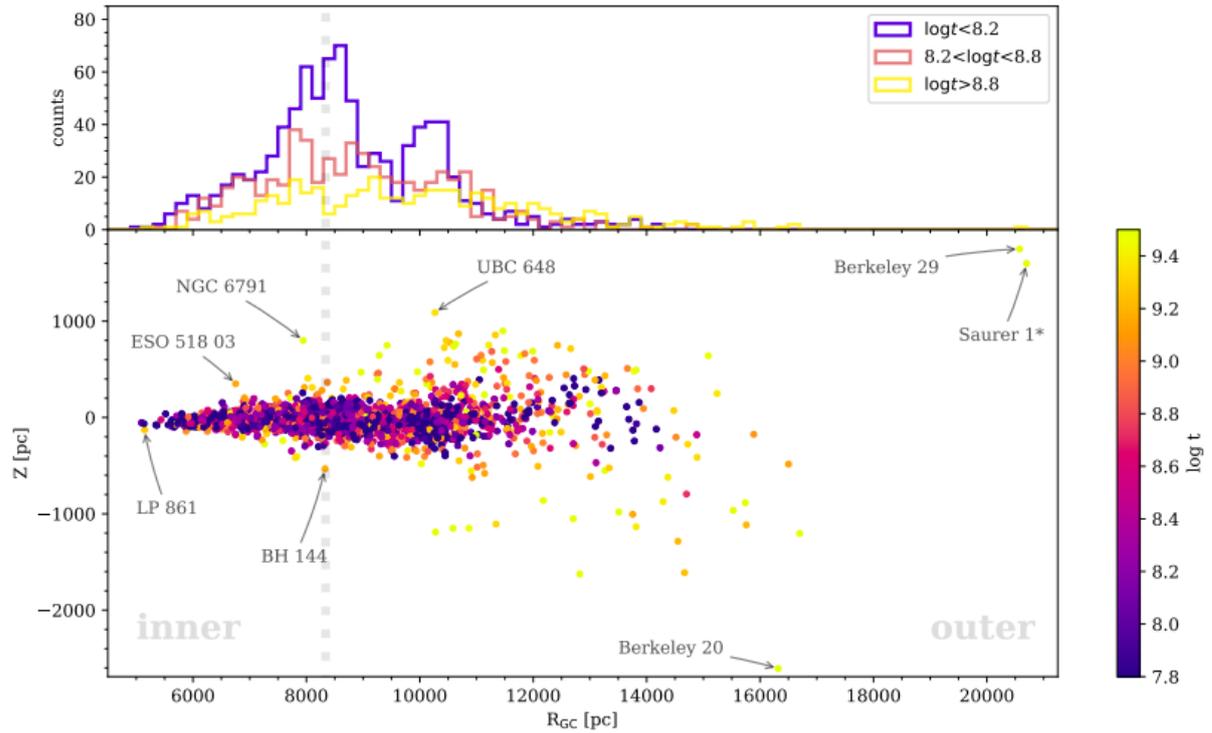


Figura 1.1: Distribuição de aglomerados abertos na vizinhança solar (Cantat-Gaudin et al., 2020).

de relaxação e de depende da massa do aglomerado e do número de estrelas nele contido. Naturalmente, essas interações afetam a morfologia do aglomerado e nesse processo as estrelas mais massivas perdem energia cinética e são atraídas para a região de maior potencial, localizada no centro de massa do sistema, enquanto as estrelas de baixa massa ganham energia cinética, aumentando suas velocidades, e acabam sendo ejetadas do aglomerado. Esses sistemas também passam por interações gravitacionais com outros corpos ao longo do disco Galáctico, como nuvens de gás próximas ou até mesmo outros aglomerados estelares resultando no desligamento do sistema com o passar do tempo, o que acarreta o dissolvimento de seus membros no campo Galáctico. Por isso, podemos avaliar se um sistema está ligado gravitacionalmente, verificando se sua idade é inferior a seu tempo de travessia (Portegies Zwart et al., 2010; Cantat-Gaudin et al., 2020). Essas interações com outros corpos da Galáxia podem deslocar alguns aglomerados do disco Galáctico com o passar do tempo, o que pode ser observado na Figura 1.1 onde os objetos mais antigos tendem a ser encontrados mais dispersos em relação ao disco.

Os sistemas binários são uma consequência direta do processo de formação estelar, e os aglomerados são candidatos a serem os principais sítios de sua formação. A nuvem de gás que forma o aglomerado possui mais de um centro de gravidade (por isso se fragmenta),

podendo formar estrelas próximas que darão origem aos sistemas binários ou múltiplos (Duchêne & Kraus, 2013). De acordo com Sollima et al. (2010), a fração de sistemas binários ou múltiplos em aglomerados abertos chega a 70% dependendo da massa e idade do aglomerado, pois quanto mais massivo, maior a taxa de formação e interação entre os objetos que fazem parte desses sistemas, mas se forem muito antigos os processos de interações com outros corpos podem desfazer os sistemas binários.

1.2 Estrelas Binárias Espectroscópicas

Como explicado anteriormente, estrelas binárias são relativamente abundantes em aglomerados abertos e se tratam de sistemas compostos por duas estrelas ligadas gravitacionalmente orbitando um centro de massa comum: a estrela primária é a componente mais brilhante e a secundária a menos brilhante do sistema. A maioria das estrelas da Galáxia não está isolada, e de acordo com Duchêne & Kraus (2013) das estrelas com massa entre $1.5\text{--}5 M_{\odot}$ que estão na sequência principal, a fração de binárias pode ser maior que 50%, e entre $8\text{--}16 M_{\odot}$ pode ser maior 60%. Os sistemas binários são classificados em tipos definidos pelo modo como os observamos (Southworth, 2019). Essas classificações são importantes para diferenciarmos as estrelas que realmente fazem parte de um sistema binário das estrelas duplas que aparentam fazer parte de um sistema orbital por um efeito de projeção, mas não mantêm ligação gravitacional. Os tipos de sistemas binários são: binários visuais, binários aparentes, binários eclipsantes, binários astrométricos e binários espectroscópicos.

Os binários visuais são compostos por estrelas relativamente próximas do sistema solar, por isso, observamos suas componentes separadas o suficiente para serem resolvidas com auxílio de um telescópio. Na configuração dos binários aparentes, as componentes aparentemente estão próximas mas não fazem parte de um sistema orbital, ou seja, é apenas um efeito visual na direção da linha de visada e ambas estão deslocadas significativamente uma da outra. Os binários eclipsantes são sistemas que possuem o plano orbital ao longo da linha de visada fazendo com que haja eclipses mútuos, nesses também é possível observar variações na curva de luz do sistema sempre que uma estrela eclipsa a companheira. Na situação dos binários astrométricos, seus objetos são encontrados relativamente próximos ao sistema solar e possuem um componente fraco demais para ser observado, mas sua presença

é percebida pelas oscilações no movimento da estrela mais brilhante. Nos binários espectroscópicos, o movimento orbital é detectado pelos deslocamentos periódicos das linhas espectrais do objeto mais brilhante. Esses deslocamentos ocorrem em razão da variação da velocidade radial da estrela observada.

A configuração de um binário espectroscópico é esquematizada na Figura 1.2, onde em decorrência do efeito Doppler, os comprimentos de onda sofrem deslocamentos. Se o objeto A está se aproximando e B se afastando na direção da linha de visada, os comprimentos de onda do objeto A estarão deslocados para o azul que corresponde a maiores frequências, e B terá deslocamentos para o vermelho, correspondentes a frequências menores. Em situações onde as estrelas estão com movimentos perpendiculares à linha de visada, não observamos os deslocamentos das linhas espectrais.

Merle et al. (2019) estimam que dos sistemas binários existentes aproximadamente 10% são espectroscópicos. Esses ainda podem ser divididos em binários espectroscópicos de linha única (SB1): quando o espectro de uma estrela é obtido sem contaminação da companheira do sistema binário; e binário espectroscópico de dupla linha (SB2): quando o espectro das duas estrelas do sistema são “computados” juntos. Os dois casos são exemplificados na Figura 1.2.

Uma das propriedades mais importantes de uma estrela é a sua massa, e os sistemas binários são uma ferramenta de grande importância para a determinação desta grandeza. Por isso, os binários espectroscópicos são uma ferramenta essencial em astrofísica e alvos de investigações por apresentarem curtos períodos em decorrência de seus membros estarem relativamente próximos, fazendo com que seus períodos sejam menores e de mais fácil determinação. Em estrelas de massa intermediária esse parâmetro pode chegar a aproximadamente 1 dia (Duchêne & Kraus, 2013), tornando possível observar a evolução do sistema várias vezes e possibilitando a determinação de propriedades do mesmo, como raio da órbita, raio e massa das estrelas e período orbital (Duchêne & Kraus, 2013; Kounkel et al., 2021).

Estrelas binárias também são importantes por oferecerem o cenário exigido para formação de supernovas do tipo Ia, sendo essas as principais responsáveis pelo enriquecimento do meio interestelar em elementos do pico do ferro, e também contribuem em menor taxa para a formação de elementos α (Burbidge et al., 1957; Chiappini et al., 1997). Além disso, esses sistemas fornecem informações fundamentais para a evolução de sistemas binários e

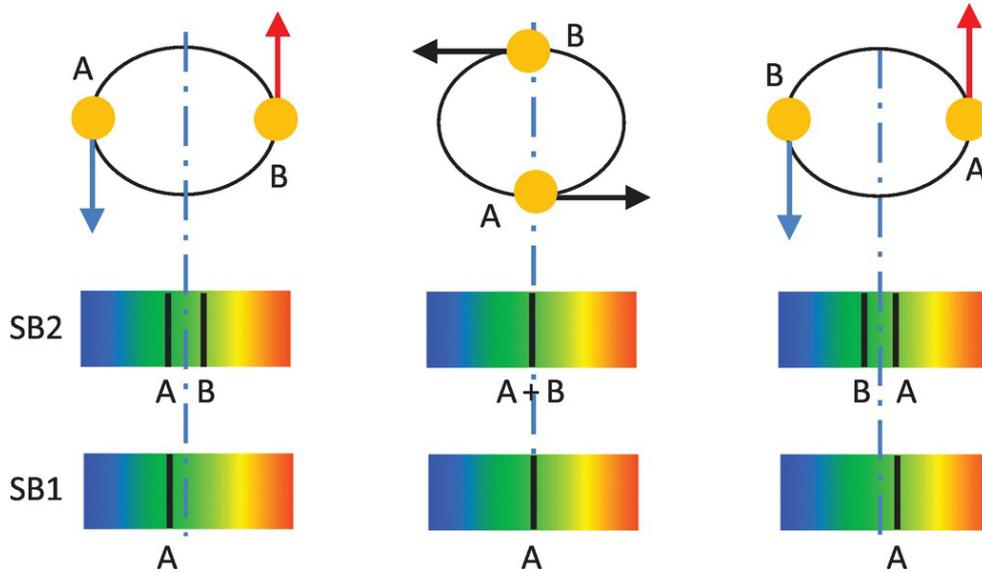


Figura 1.2: Configuração de sistema binário espectroscópico (Walker, 2017). O primeiro exemplo (SB2) representa um espectro composto pelas duas fontes/estrelas do sistema binário. A situação inferior (SB1) representa um espectro sem a contaminação da companheira do sistema orbital.

os impactos que um objeto tem na evolução do companheiro. Por exemplo, a formação de estrelas quimicamente peculiares em que um objeto pode acretar material do companheiro evoluído capaz de sintetizar elementos do processo-s no Ramo Assintótico das Gigantes (*Asymptotic Giant Branch: AGB*; Merle et al., 2019; Jorissen, 2019). Portanto, estrelas quimicamente peculiares em sistemas binários possibilitam supor o tipo de objeto que contaminou a estrela investigada; por exemplo, se tratando de uma companheira anã branca, provavelmente observaremos enriquecimento em elementos pesados do processo-s na estrela que hoje é a primária do sistema.

1.3 *Blue Stragglers e Yellow Stragglers*

Ao analisar o diagrama H-R dos aglomerados, eventualmente nos deparamos com estrelas peculiares se destacando dos outros membros da sequência principal (*Main Sequence: MS*) por apresentarem uma luminosidade maior, estando situadas acima do ponto de *Turn-off* como representam os objetos em azul da Figura 1.3. Portanto, esses objetos que aparentemente ganharam mais tempo na MS entram em conflito com a ordem de evolução estelar do aglomerado, onde o esperado é que estrelas mais massivas (localizadas na parte superior da MS) sejam as primeiras a esgotar o hidrogênio em seu núcleo e deixarem a MS (Boffin et al., 2015). Essas estrelas peculiares são chamadas na literatura como *Blue Strag-*

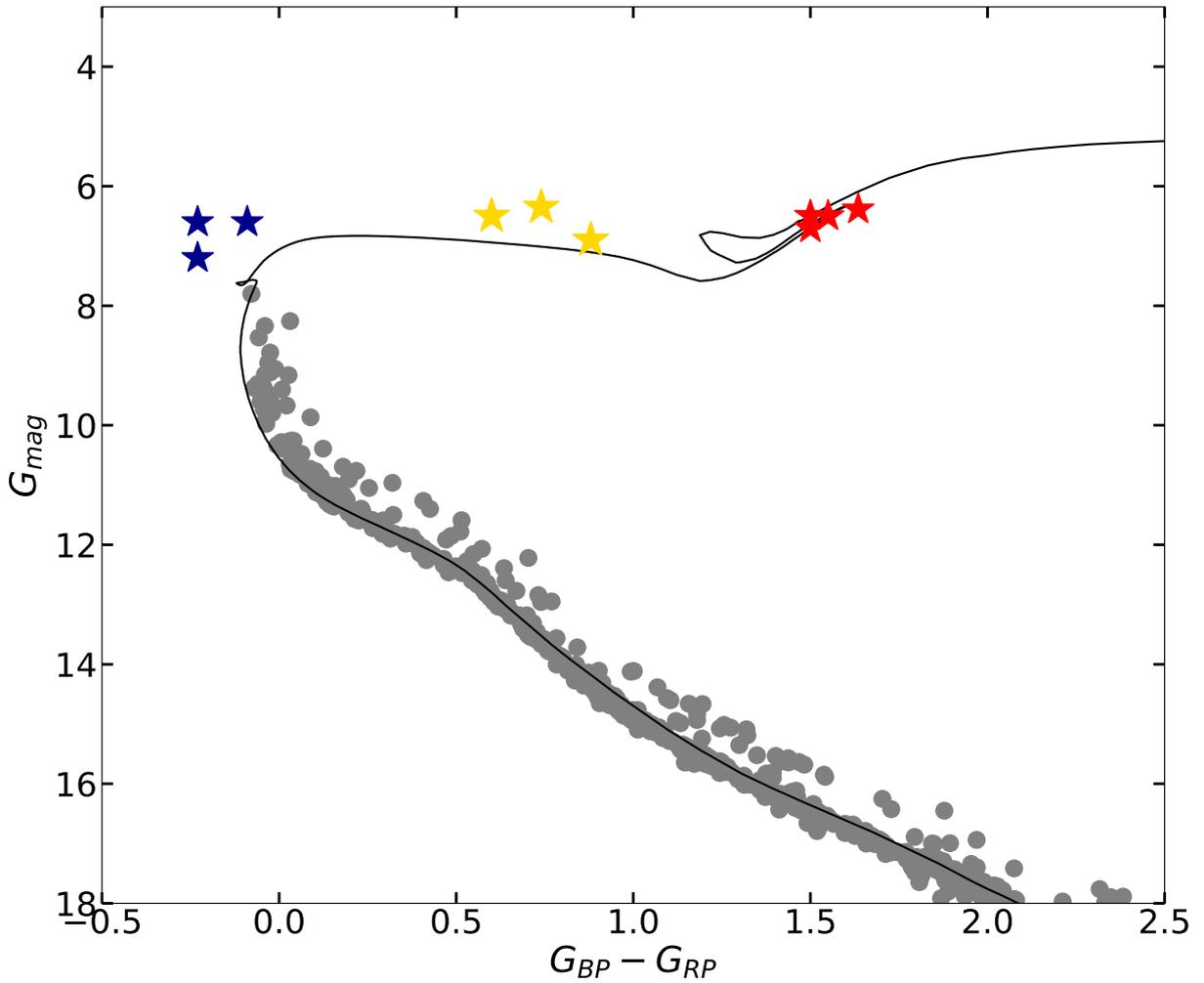


Figura 1.3: Diagrama cor-magnitude para um aglomerado aberto fictício onde é possível observar três *Blue Stragglers* em cor azul e três *Yellow Stragglers* em amarelo. Os objetos em cinza correspondem as estrelas da MS e em vermelho as gigantes vermelhas. A linha contínua representa a isócrona do aglomerado.

glers (BS) e, quando evoluem, passam a ocupar a posição de *gap* do diagrama H-R com luminosidade um pouco maior (veja a Figura 1.3), onde são chamadas *Yellow Stragglers* (YS; Landsman et al., 1997; Rain et al., 2021).

A “sobrevida” que essas estrelas apresentam pode ser justificada por algum tipo de acréscimo de massa durante a MS. As principais vias de formação dessas estrelas são apresentadas por Boffin et al. (2015), ambas ilustradas na Figura 1.4. No primeiro caso é analisado o cenário onde houve a colisão entre duas estrelas. Esse cenário se torna viável por alguns aglomerados possuírem um ambiente denso que favorece eventuais encontros estelares, que geralmente ocorrem quando as estrelas ainda estão na MS. Essas colisões poderiam acarretar a fusão das estrelas, resultando em um objeto mais massivo evoluindo no aglomerado.

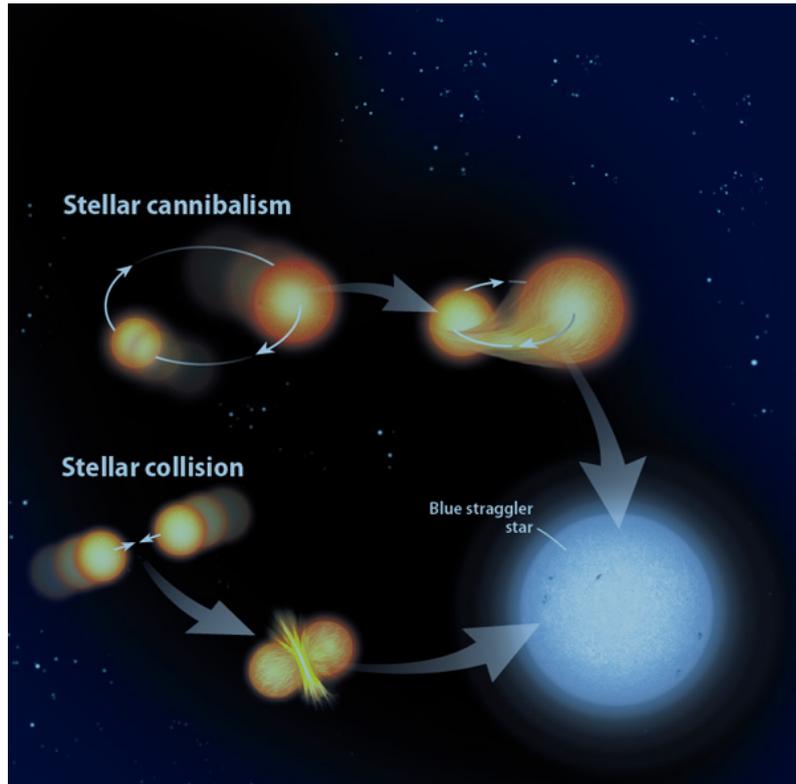


Figura 1.4: Esquemática da teoria de formação das *Blue Stragglers*.

Fonte: <https://pages.uoregon.edu/jimbrau/astr122/Notes/Chapter20.html#blue-stragglers>

No segundo caso, parte superior da Figura 1.4, a análise se volta para a questão de acreção de matéria em sistemas binários. A estrela receptora tem menos massa que a doadora, pois a estrela que irá perder matéria evolui primeiro. No momento em que uma das estrelas do sistema binário começa a evoluir expandindo suas camadas externas e sua área ultrapassa o ponto crítico de equilíbrio do sistema (ponto de Lagrange interno do lóbulo de Roche; L1), começa a transferência de massa e o sistema permanece em contato fazendo com que a secundária “roube” matéria da primária, portanto, estaria ganhando matéria e mais tempo na MS.

Portanto, esses objetos podem oferecer a oportunidade de investigar o resultado das colisões estelares ou acreção de matéria por um dos membros do sistema binário. Entretanto, esses cenários de formação ainda são inconclusivos por falta de dados que permitam uma investigação mais aprofundada, principalmente se tratando das YS. Recentemente Rain et al. (2021) encontraram 77 candidatos em aglomerados abertos, sendo essa a maior quantidade desses objetos encontrados até o momento. Por essa razão, essas estrelas também vêm sendo alvos de busca por anomalias químicas como relata Jorissen (2019), entretanto

ainda não encontraram uma *Blue Stragglers* de bário que comprove a acreção de matéria como cenário de formação. De acordo com Mermilliod et al. (2007), existe a possibilidade da combinação de luz entre as estrelas de um sistema binário formado por uma gigante vermelha e outra estrela mais azul da MS colocar o sistema na região de *gap* do diagrama H-R. Portanto, as YS podem ser uma consequência direta do sistema binário.

Para um melhor entendimento acerca desses objetos peculiares podemos tentar acompanhar suas evoluções através de um estudo espectroscópico (Kohler, 2020), em especial das YS para investigar seus estágios evolutivos, possíveis contaminações químicas ou vestígios da companheira em seus espectros.

1.4 Evolução das Estrelas Gigantes Vermelhas

Os aglomerados oferecem a chance de investigarmos estrelas que se formaram praticamente em simultâneo e que podem se encontrar em diferentes estágios evolutivos, pois possuem massas iniciais distintas. Essas considerações permitem confrontarmos modelos teóricos com dados observacionais para obtermos informações importantes como, idade e distância do sistema. Além disso, podemos estudar a composição química do aglomerado e investigar possíveis peculiaridades químicas em seus membros (e a partir de sua idade restringir quando ocorreu sua formação). Outra informação importante e particular dos aglomerados é a massa de saída da MS ($M_{turn-off}$), utilizada para determinar a idade do aglomerado.

Estudar estrelas gigantes vermelhas em aglomerados é vantajoso por serem objetos luminosos e apresentarem elementos que são produtos de processos de nucleossíntese que ocorrem no interior estelar. Isso é possível graças a processos de convecção que trazem o material sintetizado para a superfície, alterando significativamente as abundâncias químicas atmosféricas (Travaglio et al., 1999). Na Tabela 1.1, é mostrado as principais espécies afetadas pelos eventos de dragagem e *Hot Bottom Burning* ao longo da evolução estelar.

O primeiro evento que muda consideravelmente a abundância química da superfície estelar é conhecido como primeira dragagem (*First Dredge-up*: FDU; Herwig, 2005), e ocorre na ascensão ao Ramo das Gigantes Vermelhas (*Red Giant Branch*: RGB). Nesta fase, zonas convectivas penetram as camadas mais internas da estrela e trazem para a

Tabela 1.1 - Espécies mais afetadas pelos eventos de dragagem e HBB. Adaptado de Karakas & Lattanzio (2014).

Evento	Mudança
Primeira Dragagem	Aumento no ${}^4\text{He}$, ${}^{13}\text{C}$, ${}^{14}\text{N}$, ${}^{17}\text{O}$ e ${}^{23}\text{Na}$. Diminuição no ${}^{12}\text{C}$, ${}^7\text{Li}$, ${}^{16}\text{O}$ e ${}^{18}\text{O}$.
Segunda Dragagem	Aumento no ${}^4\text{He}$, ${}^{14}\text{N}$ e ${}^{23}\text{Na}$. Diminuição no H, ${}^{12}\text{C}$, ${}^{13}\text{C}$ e ${}^{15}\text{N}$.
Terceira Dragagem	Aumento no ${}^{12}\text{C}$ e elementos dos processos (Y, Zr, La, Ce, Nd, entre outros).
Hot Bottom Burning	Aumento no ${}^{13}\text{C}$ e ${}^{14}\text{N}$. Diminuição no ${}^{12}\text{C}$.

superfície material que foi exposto a queima de H em seu interior durante a MS. Após a FDU se observa alterações principalmente nas abundâncias de C e N, que são os principais marcadores químicos para restringir a evolução de estrelas gigantes (Lagarde et al., 2019).

As previsões de modelos evolutivos para abundâncias pós FDU estão amplamente em acordo com as observações; modelos evolutivos preveem razão ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$ próximas ou maiores que 20 para estrelas de massa intermediárias, mas às vezes se observa valores em torno de 10 para abundâncias estelares de aglomerados abertos (por exemplo, Gilroy, 1989). Uma possível explicação para essas divergências seria algum processo de mistura extra que pudesse ligar o envelope convectivo com a casca de queima do H. Tal mistura também poderia explicar abundâncias de Li inesperadas, onde modelos preveem valores de aproximadamente 1.0 dex após a FDU, mas em alguns casos se observa valores menores que -1.0 dex (Karakas & Lattanzio, 2014). Outra necessidade de mistura extra se deve ao rendimento de ${}^3\text{He}$ pelas estrelas de baixa massa, em que modelos preveem altos valores que não se observa na Galáxia (Lagarde et al., 2012), portanto, deve haver algum processo extra que diminua a abundância desse elemento nos interiores estelares.

Uma possível explicação para abundâncias inesperadas de C, N e razão ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$, seria a atuação da mistura termohalina, que se trata de uma instabilidade hidrodinâmica que surge quando um gradiente na temperatura passa a ser responsável por estabilizar um gradiente na composição química (Stancliffe et al., 2009; Karakas & Lattanzio, 2014; Lagarde et al., 2019). Nas gigantes vermelhas, pode ocorrer a queima de ${}^3\text{He}$ na parte externa da camada ativa de H, criando condições físicas adequadas para ocorrência da mistura termohalina: portanto, uma região mais fria e com maior peso molecular médio estaria acima de uma

região mais quente com peso molecular médio menor e queimando ${}^3\text{He}$, assim o material da camada de fusão de ${}^3\text{He}$ se deslocam na direção da região mais fria (Salaris & Cassisi, 2017; Henkel, 2019).

Estrelas de massa intermediária ($> 4M_{\odot}$) também experimentam uma segunda dragagem após a exaustão do He no núcleo (Lambert, 1992), dando início a fase de AGB com H e He passando a ser queimados em camadas mais externas em volta de um núcleo de C-O. A evolução estelar no AGB é dividida em duas etapas: a primeira é a fase inicial *Early Asymptotic Giant Branch* (E-AGB), onde a principal fonte de energia da estrela é o processo triplo- α na casca de He (nesta etapa não há pulsos térmicos). A segunda etapa é conhecida como *Thermally Pulsing Asymptotic Giant Branch* (TP-AGB), pois as cascas de H e He são ativadas em alternância e, a queima de H é interrompida por episódios de queima de He conhecidos como pulsos térmicos (Halabi, 2014).

Em fase de TP-AGB, nêutrons produzidos principalmente pelas reações ${}^{13}\text{C}(\alpha, n){}^{16}\text{O}$ e ${}^{22}\text{Ne}(\alpha, n){}^{25}\text{Mg}$, podem ser capturados por núcleos de ferro. Com o aumento da massa atômica do ferro, este se torna instável e sofre decaimento(s) β^{-} , assim produzindo os elementos pesados do processo-s (Busso et al., 2001). O material sintetizado nesse processo pode ser levado até a superfície estelar através da terceira dragagem, que ocorre a cada pulso térmico (Pols et al., 2001; Cseh et al., 2018). Portanto, é nesta fase que se espera observar as maiores mudanças químicas na atmosfera da estrela.

Hot Bottom Burning (HBB) é um importante processo de mistura que ocorre na segunda fase de AGB (TP-AGB), caracterizado pela queima de fundo quente da envoltória convectiva. Esse processo ocorre quando a parte externa da envoltória convectiva se estende até a região de queima de H durante a fase interpulso (Boothroyd et al., 1995). Esse mecanismo acarreta principalmente mudanças nas abundâncias de C e N (veja Tabela 1.1). Também é possível que lítio seja criado neste processo e levado até a superfície pela envoltória convectiva.

Com o núcleo de C-O e queima de He e H sendo permitidas apenas em cascas mais externas entorno desse núcleo, a estrela já não possui massa o suficiente para a força gravitacional vencer a pressão de radiação para aumentar a temperatura interna para queimar o carbono e, se o núcleo atingir densidade da ordem de 10^{10} kg/m^3 (Karakas & Lattanzio, 2014), tem-se uma fase de instabilidade gravitacional onde a estrela perde grandes quantidades de massa por ventos estelares responsáveis pela criação de uma nebulosa planetária.

O material contido em volta do núcleo de C-O é lançado para enriquecer o meio interstelar com os elementos sintetizados ao longo de sua vida evolutiva. Esse material novamente contribuirá quimicamente para gerações estelares futuras (Romano et al., 2010).

1.5 *Objetivos e Motivação do Trabalho*

O objetivo principal deste projeto consiste em realizar um estudo de abundâncias químicas para uma amostra de 15 gigantes vermelhas binárias espectroscópicas e analisar uma amostra de 6 candidatas a YS.

As estrelas reunidas neste trabalho estão distribuídas em 13 aglomerados abertos do hemisfério sul. Esses objetos participam de sistemas relativamente próximos onde a componente investigada é uma estrela gigante vermelha, que é relativamente fria e com baixa rotação; o que torna possível uma investigação de várias espécies químicas através de seus espectros de alta resolução. A partir dos resultados levantados, será possível investigar o perfil químico desses objetos que podem ser quimicamente peculiares, visto que em sistemas binários próximos pode ocorrer a acreção de matéria. Também é possível que mecanismos não tradicionais de mistura tenham ocorrido por conta da binaridade, resultando na alteração da abundância de espécies químicas sensíveis (por exemplo, Li). Além disso, o fato das estrelas analisadas estarem próximas da companheira pode causar uma soma de cores entre as estrelas do sistema binário, alterando a posição da estrela de interesse no diagrama H-R. Os elementos orbitais e a rotação podem refletir o quão próximas as estrelas estão uma da outra. Em nossas investigações, comparamos as abundâncias químicas obtidas para nossa amostra com os perfis químicos de estrelas isoladas da literatura, numa tentativa de observar possíveis peculiaridades químicas desencadeadas/causadas pela binaridade.

Seleção da Amostra e Observações

Neste capítulo descrevemos a nossa amostra e o método que utilizamos para obter as velocidades radiais para as estrelas investigadas nesta pesquisa.

2.1 Observações

As estrelas binárias espectroscópicas deste trabalho foram selecionadas a partir do *survey* de velocidades radiais de Mermilliod et al. (2008). Nesse trabalho, os autores adotam como critério de membro do aglomerado o conjunto de objetos com velocidades radiais médias semelhantes.

Mermilliod e seus colaboradores realizaram várias observações durante anos com intuito de calcular parâmetros orbitais para estrelas binárias espectroscópicas em aglomerados abertos. Esses sistemas são importantes pelos motivos mencionados no Capítulo 1, mas vale destacar que a velocidade radial variável pode se refletir na qualidade das medições de natureza astrométrica. No trabalho mencionado, os autores determinaram velocidades radiais médias para 1309 gigantes e 166 aglomerados abertos, descobrindo um total de 288 binários espectroscópicos sendo 57 classificados como não membros.

As estrelas que analisamos foram observadas em várias missões observacionais graças ao acordo entre o Observatório Nacional e *Max Planck Gesellschaft/European Southern Observatory* (ESO), e tiveram seus espectros em alta resolução obtidos pelo espectrógrafo FEROS (Kaufer et al., 1999) anexado ao telescópio ESO de 2.2 m no observatório de La Silla (Chile), cobrindo uma faixa espectral entre 3600 Å e 9200 Å com um poder de resolução de $R \approx 48000$. A razão sinal ruído S/N foi avaliada pela medição da flutuação do fluxo rms no contínuo, obtendo razões entre 100 e 150. Ao longo das missões observaci-

onais foram obtidos um conjunto de dados para estrelas gigantes vermelhas: 50 binários espectroscópicos, dos quais 29 foram analisadas em trabalhos anteriores do grupo (Santrich et al., 2013; Sales Silva et al., 2014; da Silveira et al., 2018; Peña Suárez et al., 2018; Martinez et al., 2020; e Holanda et al., 2019, 2021, 2022) restando 21 estrelas binárias espectroscópicas que compõem a amostra desta pesquisa. A Tabela 2.1 fornece informações em relação aos dados observacionais e outras características importantes das estrelas que investigamos.

2.2 Velocidade Radial

A velocidade radial (v_r em km/s) é frequentemente usada na astronomia para detecção de sistemas binários, e por oferecer boa precisão em suas medidas. Essa foi obtida para nossos objetos através do deslocamento Doppler observado nas linhas de absorção de Fe I através da expressão:

$$v_r = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_{lab}}c$$

onde λ_{lab} é o comprimento de onda da linha em repouso (medida em laboratório) e $\Delta\lambda = \lambda_{obs} - \lambda_{lab}$ representa o desvio da linha observada em relação ao valor de repouso, v_r é a velocidade radial e c a velocidade da luz. Para a determinação da v_r foram medidas cerca de 10 linhas para cada objeto ao longo de seus espectros, e considerado a média das velocidades encontradas em cada linha. Os valores encontrados para velocidade radial são apresentados na Tabela 2.1, junto aos valores médios obtidos por Mermilliod et al. (2008).

Tabela 2.1 - Informações relevantes das estrelas binárias espectroscópicas dos aglomerados abertos observadas para este trabalho. Na 4^a coluna indicamos os tipos espectrais de cada objeto e nas duas últimas colunas as velocidades radiais obtidas por Mermilliod et al. (2008) e as que foram medidas neste trabalho respectivamente. Referências: Mermilliod et al. (2008)^a; Pickles & Depagne (2010)^b; Cannon & Pickering (1993)^c; Nesterov et al. (1995)^d.

Estrela	V ^a	B–V ^a	Tipo	v _r ^a [km/s]	v _r [km/s]
IC 2714-34	10.63	1.57	M1III ^b	–17.76	–17.80 ± 0.30
IC 2488-97	9.41	1.39	K4III ^b	–2.48	–4.51 ± 0.68
NGC 2215-26	11.00	1.14	K2III ^b	–3.43	–8.95 ± 0.68
NGC 2287-21	6.93	1.52	K5III ^b	23.22	25.16 ± 0.63
NGC 2287-97	7.76	1.15	K1III ^b	22.83	22.93 ± 0.15
NGC 2287-102	7.28	0.58	G5III ^b	23.40	19.10 ± 0.02
NGC 2287-107	7.77	1.15	K1III ^b	23.34	20.15 ± 1.20
NGC 2335-4	9.48	1.40	K4III ^b	21.82	19.77 ± 0.39
NGC 2548-1260	9.07	0.53	G2 ^b	7.70	4.12 ± 0.47
NGC 2548-1296	9.25	0.77	G0III. ^b	7.70	8.26 ± 0.30
NGC 2548-1560	8.22	1.14	K2III ^b	8.27	3.06 ± 0.88
NGC 2925-92	9.00	1.31	G5 ^d / K1III ^p	12.68	6.70 ± 0.31
NGC 2925-108	10.03	0.82	G5III ^b	9.39	10.81 ± 0.23
NGC 2972-14	9.40	1.76	—	21.09	24.55 ± 0.44
NGC 3033-19	11.34	1.07	—	27.15	24.71 ± 0.42
NGC 5822-276	10.56	0.73	G8III ^b	–29.31	–27.99 ± 1.28
NGC 6664-52	10.33	1.96	M5III ^b	21.02	23.68 ± 1.84
NGC 6664-53	10.75	2.13	M3II ^b	16.91	14.06 ± 0.52
NGC 6664-54	10.81	2.10	M5III ^b	19.00	40.92 ± 0.38
NGC 6694-14	10.30	1.49	—	–8.51	–7.37 ± 0.60
NGC 6709-303	9.04	1.31	K0 ^c	–9.53	5.78 ± 0.38

Tabela 2.2 - A terceira coluna apresenta a data que cada objeto foi observado, a quarta coluna representa o tempo de exposição e a quinta a classificação atribuída por Mermilliod et al. (2008) onde, SB:binário espectroscópico, SB1O:binário com órbita determinada e SB?:candidato a binário.

Estrela - #	Data Obs.	Exp. [s]	Classificação ^a
IC 2488-97	23 Mar 2016	1200	SB
IC 2714-34	10 Mar 2016	1800	SB?
NGC 2215-26	01 Out 2016	1800	SB1O
NGC 2287-21	19 Out 2008	420	SB1O
NGC 2287-97	17 Out 2008	420	SB1O
NGC 2287-102	14 Mai 2016	420	SB1O
NGC 2287-107	19 Out 2008	420	SB1O
NGC 2335-4	12 Mar 2016	1200	SB1O
NGC 2548-1260	23 Dez 2008	420	SB
NGC 2548-1296	23 Dez 2008	420	SB1O
NGC 2548-1560	25 Dez 2008	300	SB1O
NGC 2925-92	21 Mar 2016	1200	SB1O
NGC 2925-108	21 Mar 2016	1200	—
NGC 2972-14	19 Mar 2016	900	SB1O
NGC 3033-19	18 Mar 2016	2400	SB1O
NGC 5822-276	12 Mar 2016	1900	SB1O
NGC 6664-52	04 Ago 2009	1200	SB
NGC 6664-53	04 Ago 2009	1800	SB
NGC 6664-54	05 Ago 2009	1800	SB1O
NGC 6694-14	11 Jun 2016	1400	SB1O
NGC 6709-303	15 Jul 2016	900	SB1O

Tabela 2.3 - Os dados A_v , r e $\log t$ dos aglomerados abertos fornecidos por Cantat-Gaudin et al. (2020).

Aglomerado	A_v	$M_{\text{turn-off}}$ [M_{\odot}]	r [kpc]	$\log t$ [Gyr]
IC 2488	0.67	3.00	1.323	8.21
IC 2714	0.95	3.10	1.360	8.72
NGC 2215	0.47	2.00	0.978	8.84
NGC 2287	0.02	2.00	0.688	8.23
NGC 2335	0.83	2.70	1.661	8.51
NGC 2548	0.15	2.50	0.772	8.59
NGC 2925	0.20	4.20	0.738	8.11
NGC 2972	1.22	2.30	1.986	8.69
NGC 5822	0.39	2.00	0.854	8.96
NGC 6664	1.94	4.00	2.110	8.35
NGC 6694	1.63	4.00	1.921	8.15
NGC 6709	0.72	3.40	1.041	8.28
NGC 3033	0.76	2.10	1.784	8.83

Determinação dos Parâmetros Atmosféricos

A luz das estrelas são provenientes das reações nucleares que ocorreram em seus interiores e, ao passo que a radiação atravessa as camadas mais externas interage com a matéria trazendo até a superfície vestígios dessas interações que podem ser observadas em seus espectros. Para determinação das abundâncias químicas da amostra, devemos inicialmente obter seus parâmetros atmosféricos: temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log g$), metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$) e velocidade de microturbulência (ξ). Para derivar esses parâmetros, medimos as larguras equivalentes (Figura 3.1) das linhas de absorção do átomo de ferro neutro (Fe I) e ionizado (Fe II) de forma manual através da função *splot* do IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*), que faz um ajuste gaussiano em torno da linha de absorção para obter a largura equivalente, como mostrado na Figura 3.1. As linhas de ferro são apropriadas para o trabalho por serem relativamente fortes e numerosas nos espectros estelares. Para a determinação das abundâncias de ferro, usamos as listas de linhas fornecidas por Lambert et al. (1996) disponíveis na Tabela A.1 com suas respectivas larguras equivalentes.

3.1 As Medidas de Larguras Equivalentes

A largura equivalente (W_λ) de uma linha espectral fornece informação a respeito da abundância química do elemento que provocou a absorção em uma determinada linha ao longo do espectro, portanto, torna-se possível extrair informações diretamente da fonte/átomo que provocou a absorção. A W_λ pode ser definida como:

$$W_\lambda = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \left(\frac{F_C - F_\lambda}{F_C} \right) d\lambda$$

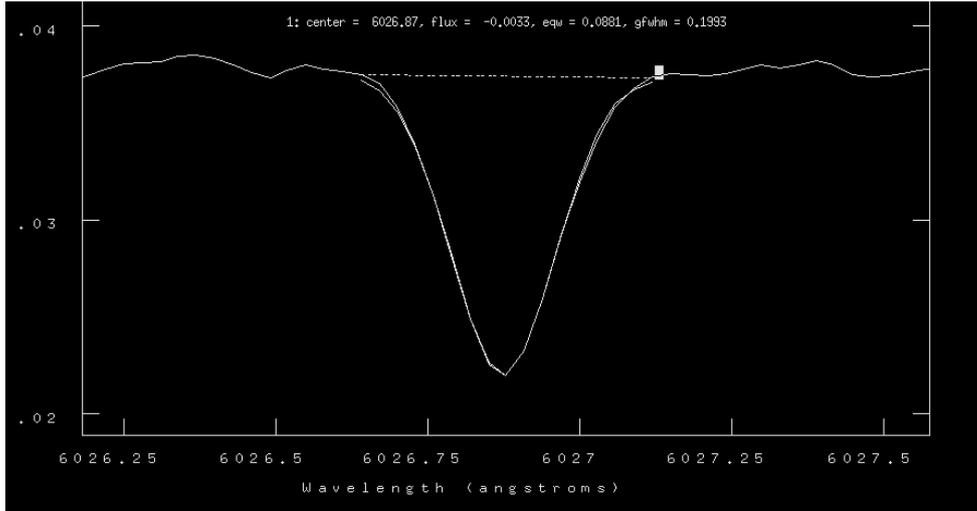


Figura 3.1: Exemplo de W_λ da linha de Fe I medida no IRAF.

onde, a diferença ($F_C - F_\lambda$) representa a variação entre os fluxos no contínuo F_C e de um comprimento de onda específico F_λ para uma absorção específica (Carroll & Ostlie, 2017). Existe uma definição de normalização para medir a W_λ de forma geométrica através da área que representa o fluxo absorvido pela espécie em questão, logo, usa-se a largura equivalente como a largura da base do retângulo cuja área equivale à área de absorção da linha (ver Figura 3.2).

Analisando uma linha de absorção, percebe-se que essa não é apenas um *gap* no espectro com largura infinitamente pequena, isso se deve aos processos de alargamento das linhas. Conforme Carroll & Ostlie (2017), vários efeitos podem influenciar na largura da linha espectral. Analisando em as condições locais do emissor (átomo ou molécula), a linha pode sofrer alargamento devido aos processos de alargamento natural, alargamento por efeito Doppler térmico e alargamento por pressão.

As propriedades da atmosfera estelar com as abundâncias das espécies químicas nela contida, definem as larguras das linhas espectrais, que também estão diretamente ligadas ao alargamento intrínseco dos níveis de energia dos átomos que emitem a radiação observada. Esses níveis são constituídos por subníveis que dão origem a várias possibilidades de transições entre dois níveis ao invés de apenas uma transição. Com isso, surge o *alargamento natural* da linha atribuído ao princípio de incerteza de Heisenberg, causado devido aos diferentes comprimentos de onda dos fótons absorvidos durante a transição de um nível a outro. Numa ocorrência de transições entre níveis de energia, situa-se no centro da linha

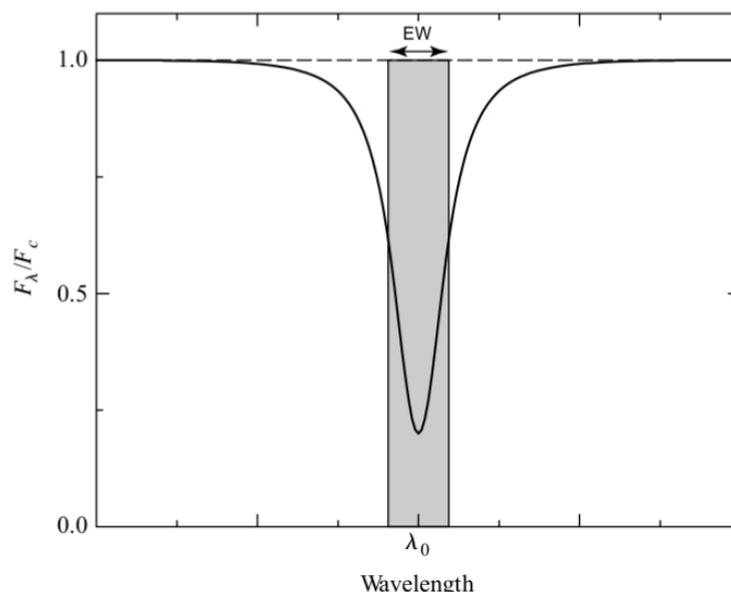


Figura 3.2: Esquematização da definição geométrica de W_λ . Adaptado de Carroll & Ostlie (2017).

de absorção as transições mais prováveis, enquanto as menos prováveis estão situadas nas asas da linha de absorção, por isso não observamos apenas um *gap* de energia no espectro e sim um perfil gaussiano alargado como representado na Figura 3.1.

O *alargamento por pressão* é provocado pelo efeito de pressão no átomo devido às partículas vizinhas, como elétrons, átomos, moléculas e íons. Essa pressão do gás pode acarretar a perturbação dos níveis de energia ocasionando uma transição entre dois níveis no átomo pressionado. Portanto, a pressão exercida pelas partículas vizinhas sobre os átomos que criam as linhas de absorção também provocam alargamento (Margenau, 1932). Dessa forma, o alargamento da linha de absorção está ligado diretamente com a gravidade das estrelas, sendo que, quanto maior a gravidade estelar, mais as partículas estarão próximas.

Dentre os processos que geram e/ou contribuem para o alargamento das linhas de absorção, temos também a contribuição do efeito Doppler, causado pelo fato dos átomos que estão contribuindo para uma linha espectral qualquer possuírem velocidades diferentes em relação à linha de visada, fazendo com que as contribuições visuais de cada átomo sejam deslocadas por quantidades diferentes do comprimento de onda normal. Chama-se esse de *alargamento por efeito Doppler*. Este alargamento advém especialmente do movimento térmico das partículas que constituem a atmosfera estelar, em particular, a maioria provém da fotosfera estelar, onde a radiação eletromagnética é observada (Carroll & Ostlie, 2017).

O Alargamento Doppler também pode ser influenciado pela velocidade de microtur-

bulência, um parâmetro que não possui ainda um significado físico preciso, porém, pode estar relacionado a micro-células de convecção. Além disso, a rotação da estrela, os instrumentos de observação (espectrógrafos, por exemplo) e os campos magnéticos também contribuem para o processo de alargamento da linha de absorção.

Neste trabalho, não consideramos larguras equivalentes maiores que 160\AA uma vez que a curva de crescimento entre largura equivalente e abundância química, deixa de ser linear para linhas mais fortes; onde o perfil da linha não é gaussiano (Pereira et al., 2011).

3.2 Parâmetros Atmosféricos

Para obter os parâmetros atmosféricos, utilizamos os modelos de atmosfera unidimensional Kurucz (1993) e um interpolador. Os modelos do Kurucz são adequados para estrelas dos tipos espectrais F, G e K, em condições de equilíbrio termodinâmico local (ETL), modelando a atmosfera estelar em 72 camadas homogêneas e plano-paralelas. De acordo com Carroll & Ostlie (2017), a aproximação de ETL para cada camada da atmosfera estelar pode ser modelada pelas seguintes leis de distribuições: lei de Boltzmann, que quantifica as populações dos níveis de excitação dos átomos; lei de de Saha, que descreve o estado de ionização dos elementos químicos; lei de Kirchhoff-Planck, que descreve a distribuição da radiação na atmosfera estelar; e a lei de Maxwell, que descreve distribuição de velocidades das partículas na atmosfera estelar.

Para a determinação da solução dos parâmetros atmosféricos que devem satisfazer certas condições trabalhadas posteriormente, e também para determinação das abundâncias químicas, empregamos o código de análise espectral MOOG (Snedden, 1973) versão 2018, que além de assumir condições ETL, também considera o equilíbrio hidrostático (pressão e gravidade em equilíbrio) para gerar um espectro sintético através dos parâmetros atmosféricos e listas de linhas fornecidas, calculando as abundâncias para cada uma das linhas medidas e também uma abundância média para as linhas do mesmo elemento, como representado na Figura 3.4.

Para determinar a temperatura efetiva impomos a condição de independência entre a abundância de Fe I com o potencial de excitação χ (em eV) para cada linha medida, fortes e fracas. Essa condição é obtida quando o coeficiente angular da reta θ_1 se aproxima de zero como mostra a parte superior da Figura 3.3, o mesmo pode ser verificado no arquivo

de saída do MOOG mostrado na Figura 3.4. Assim, garantimos que não haja tendências no gráfico, ou seja, para qualquer linha de absorção medida no espectro estelar com um potencial de excitação específico, obtemos uma mesma temperatura.

A velocidade de microturbulência é obtida pela condição de independência entre a abundância das linhas de Fe I e o logaritmo da largura equivalente reduzida, como representado na parte inferior da Figura 3.3. Esta condição é atingida quando o coeficiente angular θ_2 se aproxima de zero, garantindo não haver correlação entre a largura equivalente de um elemento químico e sua abundância.

Para a gravidade superficial é exigido o equilíbrio de ionização entre os átomos de Fe I e Fe II para uma dada temperatura efetiva, essa condição é alcançada quando as abundâncias médias de Fe I e Fe II são praticamente iguais na atmosfera estelar, isso pode ser verificado no arquivo de saída do MOOG que fornece as abundâncias médias para o ferro neutro e ionizado, como o mostrado na Figura 3.4. Essa condição pode ser imposta pelo fato do equilíbrio de ionização estar diretamente relacionado com a pressão eletrônica do gás, e essa está relacionada com gravidade superficial estelar através da condição de equilíbrio hidrostático.

Por fim, determinamos a metalicidade estelar usando a abundância média de Fe I mensurada para cada estrela. A abundância do ferro é determinada em relação ao sol pela expressão:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log(N_{\text{FeI}}/N_{\text{H}})_{\star} - \log(N_{\text{FeI}}/N_{\text{H}})_{\odot} \quad (\text{I})$$

onde N_{FeI} e N_{H} são respectivamente, a quantidade de átomos de ferro e hidrogênio por unidade de volume.

Foi possível comparar os parâmetros T_{eff} e $\log g$ obtidos por espectroscopia com valores fotométricos. Usamos os polinômios de Alonso et al. (1999) para estrelas do tipo $F0 - K5$ para derivar a temperatura fotométrica ($T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$) e a equação (II) para a gravidade superficial fotométrica ($\log g^{\text{fot}}$) que exige parâmetros característicos da estrela e do aglomerado que a mesma pertence, por exemplo, as magnitudes no visível V, no infravermelho K e as distâncias dos aglomerados r , essas informações podem ser consultadas nas tabelas 2.1 e 2.3.

$$\log g^{\text{fot}} = \log \left(\frac{M_{\text{turn-off}}}{M_{\odot}} \right) + 0.4 (K - A_K + BC_K) + 4 \log (T_{\text{eff}}^{\text{fot}}) - 2 \log r \text{ (kpc)} - 16.5 \quad (\text{II})$$

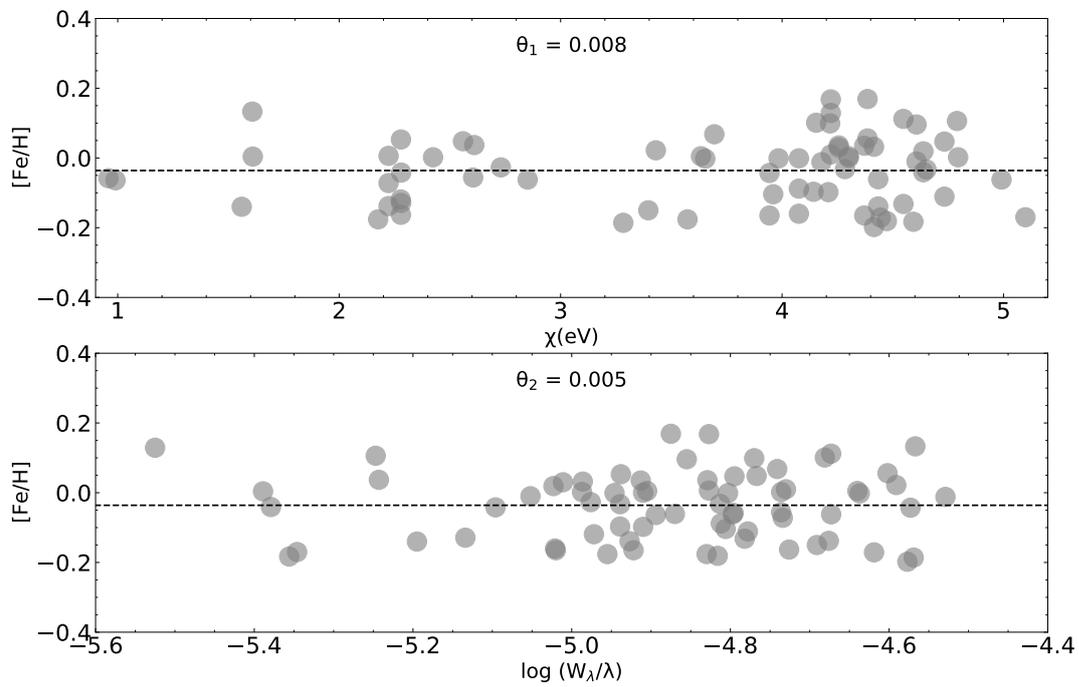


Figura 3.3: Correlação entre a abundância das linhas de FeI vs. potencial de excitação (eV) e largura equivalente reduzida para a estrela NGC 2215-26. Nos gráficos, θ_1 e θ_2 representam os coeficientes angulares de cada reta respectivamente.

TEFF = 4460 LOG G = 1.6 [A/H] = -0.1 ξ = 1.45 M/H = -0.10

Abundance Results for Species Fe I (input abundance = 7.500)

wavelength	ID	EP	logGF	EW	logRW	abund	delavg
5242.491	26.00000	3.634	-0.970	130	-4.606	7.303	-0.130
5253.030	26.00000	2.278	-3.790	93	-4.752	7.478	0.045
5321.108	26.00000	4.434	-1.190	82	-4.812	7.430	-0.003
5322.041	26.00000	2.279	-2.840	136	-4.593	7.505	0.072
5373.709	26.00000	4.473	-0.710	97	-4.744	7.338	-0.095
5389.479	26.00000	4.415	-0.250	121	-4.649	7.334	-0.099
5417.033	26.00000	4.415	-1.530	75	-4.859	7.576	0.143
5441.339	26.00000	4.312	-1.580	78	-4.844	7.551	0.118
5522.447	26.00000	4.209	-1.400	78	-4.850	7.240	-0.193
5560.212	26.00000	4.434	-1.040	84	-4.821	7.298	-0.135
5633.947	26.00000	4.991	-0.120	98	-4.760	7.382	-0.051
5635.823	26.00000	4.256	-1.740	75	-4.876	7.564	0.131
5638.262	26.00000	4.220	-0.720	121	-4.668	7.514	0.081
5691.497	26.00000	4.301	-1.370	85	-4.826	7.464	0.032
5705.465	26.00000	4.301	-1.360	78	-4.864	7.295	-0.138
5731.762	26.00000	4.256	-1.150	105	-4.737	7.626	0.193
5806.725	26.00000	4.607	-0.900	95	-4.786	7.594	0.161
5814.808	26.00000	4.283	-1.820	60	-4.986	7.361	-0.072
5902.473	26.00000	4.593	-1.750	43	-5.138	7.348	-0.085
6027.051	26.00000	4.076	-1.090	106	-4.755	7.310	-0.123
6079.009	26.00000	4.652	-0.970	81	-4.875	7.397	-0.036
6093.644	26.00000	4.607	-1.350	65	-4.972	7.385	-0.048
6096.665	26.00000	3.984	-1.780	85	-4.856	7.414	-0.019
6120.248	26.00000	0.910	-5.950	82	-4.873	7.409	-0.024
6151.618	26.00000	2.176	-3.290	130	-4.675	7.437	0.004
6165.360	26.00000	4.142	-1.470	92	-4.826	7.455	0.022
6392.539	26.00000	2.280	-4.030	93	-4.837	7.525	0.092
6597.561	26.00000	4.795	-0.920	80	-4.916	7.467	0.034
6704.481	26.00000	4.220	-2.660	28	-5.379	7.449	0.016
6713.745	26.00000	4.790	-1.600	48	-5.146	7.506	0.073
6739.522	26.00000	1.560	-4.950	91	-4.870	7.379	-0.054
6810.263	26.00000	4.607	-0.990	92	-4.869	7.518	0.085

average abundance = 7.433 std. deviation = 0.098 #lines = 32
 E.P. correlation: θ_1 = -0.002 intercept = 7.442 corr. coeff. = -0.024
 R.W. correlation: θ_2 = -0.003 intercept = 7.419 corr. coeff. = -0.005
 wav. correl.: θ_3 = 2.710D-05 intercept = 7.274 corr. coeff. = 0.131

Abundance Results for Species Fe II (input abundance = 7.500)

wavelength	ID	EP	logGF	EW	logRW	abund	delavg
4993.347	26.10000	2.807	-3.670	64	-4.892	7.350	-0.113
5414.046	26.10000	3.221	-3.620	48	-5.052	7.420	-0.043
5425.247	26.10000	3.199	-3.210	61	-4.949	7.292	-0.171
5991.368	26.10000	3.153	-3.560	55	-5.037	7.462	-0.002
6084.099	26.10000	3.199	-3.800	48	-5.103	7.592	0.129
6149.246	26.10000	3.889	-2.720	56	-5.041	7.545	0.082
6247.545	26.10000	3.891	-2.340	65	-4.983	7.386	-0.077
6416.921	26.10000	3.891	-2.680	63	-5.008	7.678	0.215
6432.682	26.10000	2.891	-3.580	68	-4.976	7.443	-0.020

average abundance = 7.463 std. deviation = 0.122 #lines = 9
 No statistics done for E.P. trends
 No statistics done for R.W. trends
 wav. correl.: θ_3 = 1.565D-04 intercept = 6.539 corr. coeff. = 0.649

Figura 3.4: Arquivo de saída do MOOG adaptado. Solução dos parâmetros atmosféricos para a estrela NGC 2548-1560. A abundância média de Fe I é igual a 7.433 com desvio padrão de 0.098 e a abundância média de Fe II é igual a 7.463 com desvio padrão de 0.122.

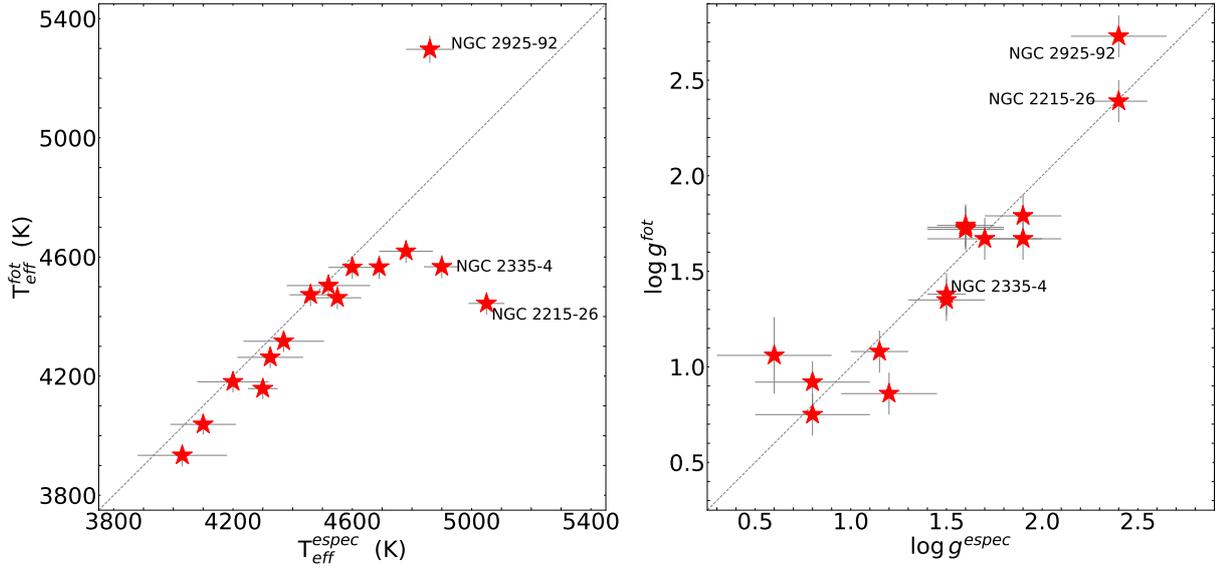


Figura 3.5: Comparação entre parâmetros atmosféricos espectroscópicos e fotométricos.

A correção bolométrica no infravermelho (BC_K) foi obtida pelo método de Masana et al. (2006), onde usamos $A_K = 0.112A_V$ (Holanda et al., 2022), os valores usados em $T_{\text{eff}}^{\text{phot}}$ foram os mesmos obtidos pelo método de Alonso et al. (1999). Os valores encontrados para os parâmetros fotométricos são apresentados na segunda e terceira coluna da Tabela 3.1, e comparamos esses parâmetros obtidos por cada método na Figura 3.5.

Para determinar os erros na temperatura efetiva espectroscópica e velocidade de micro-turbulência, recalculamos cada um desses parâmetros (deixando os demais fixos) considerando as incertezas nos coeficientes angulares θ_1 e θ_2 respectivamente. Através do desvio padrão nas abundâncias de ferro neutro (σ_{FeI}) foi possível medir as incertezas no $\log g$, onde, variamos apenas esse parâmetro até encontrar uma abundância de ferro neutro não normalizada ($A(\text{FeI})$) igual a $A(\text{FeI}) + \sigma_{\text{FeI}}$.

As incertezas nas temperaturas efetivas fotométricas ($T_{\text{eff}}^{\text{phot}}$) foram calculadas considerando os erros típicos nos polinômios da temperatura sugeridos por Alonso et al. (1999). A incerteza na gravidade fotométrica foi determinada a partir da propagação de erro na equação do $\log g^{\text{phot}}$, e percebemos que este parâmetro possui um erro típico de 0.10 dex.

Os parâmetros atmosféricos espectroscópicos (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, ξ) de cada estrela são apresentados na Tabela 3.1 (colunas 4, 5, 6 e 7), com seus valores fotométricos para comparação (colunas 2 e 3). Observa-se uma boa concordância entre os valores encontrados por cada método; algumas discrepâncias encontradas para os resultados de temperatura efetiva e gravidade superficial serão discutidas na seção 5.1. As listas de linhas de Fe I e

Fe II podem ser encontradas na Tabela A.1, assim como suas larguras equivalentes medidas e seus respectivos valores de comprimento de onda, potencial de excitação (χ) e logaritmo do peso estatístico do nível inferior multiplicado pela força do oscilador da linha ($\log gf$).

3.3 Velocidade de Rotação Projetada

A velocidade de rotação projetada ($v \sin i$) é a componente da velocidade de rotação equatorial com que as estrelas giram em torno do seu eixo de rotação projetado sobre a linha de visada, portanto, essa é obtida em relação à direção do observador como representado na Figura 3.6, onde i representa o ângulo entre o eixo de rotação estelar e a linha de visada.

Analisar a velocidade de rotação estelar é de extrema importância quando se trata de sistemas binários, pois esses vão tender a sincronizar o seu momento orbital com o das estrelas do sistema, como será discutido mais adiante. As velocidades de rotação dos objetos deste trabalho foram determinadas através da técnica de síntese espectral utilizando a rotina *synth* do MOOG. No processo iterativo é feita uma busca para o melhor ajuste em uma linha de absorção de Fe I como mostra a Figura 3.7, em que a linha contínua em cor vermelha representa o melhor ajuste com menor erro (σ) fornecido pelo MOOG. Na mesma figura, foi feita uma variação na velocidade de rotação para mais e para menos (verde e azul) com intuito de observar os efeitos que essas variações causam nas linhas de absorção. Nesse procedimento foi fixada a velocidade de macroturbulência em 3 km/s, considerada típica para gigantes (Fekel, 1997) e largura à meia altura em 0.13 Å, característico das linhas de tório-argônio usadas para a calibração do comprimento de onda para o espectrógrafo FEROS. Para uma melhor precisão nos valores de $v \sin i$, foi feito o mesmo procedimento em três regiões distintas utilizando as linhas mais isoladas possível ao longo do espectro estelar e posteriormente considerado a média desses valores com seus respectivos desvios, ambos mostrados na Tabela 5.4. Não determinamos velocidade de rotação para as estrelas candidatas a YS pois não determinamos seus parâmetros atmosféricos por conta da contaminação nas linhas desses espectros, como será discutido adiante.

Tabela 3.1 - Parâmetros atmosféricos estelares determinados por fotometria (colunas 2 e 3), espectroscopia (colunas 4, 5, 6 e 7) e dados da literatura para comparação com os nossos os valores. 1: Este trabalho; G89: Gilroy (1989); C85: Claria (1985); V17: Van der Swaelmen et al. (2017); S12: Santos et al. (2012); A20: Alonso-Santiago et al. (2020).

Estrelas	$T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ [K]	$\log g^{\text{fot}}$	T_{eff} [K]	$\log g$	[Fe/H]	ξ [km/s]	Ref.
IC 2488-97	4463 ± 38	1.59	4550 ± 80	1.60 ± 0.20	$+0.15 \pm 0.09$	1.45 ± 0.10	1
IC 2714-34	4158 ± 35	1.73	4300 ± 50	1.60 ± 0.20	-0.31 ± 0.08	1.42 ± 0.10	1
NGC 2215-26	4444 ± 38	2.39	5050 ± 60	2.40 ± 0.15	-0.04 ± 0.10	1.45 ± 0.10	1
NGC 2287-21	4038 ± 34	0.92	4100 ± 110	0.80 ± 0.30	-0.18 ± 0.14	1.98 ± 0.10	1
	–	–	4350 ± 82	1.71 ± 0.66	-0.24 ± 0.24	2.49 ± 0.08	S12
NGC 2287-97	4565 ± 39	1.67	4600 ± 80	1.70 ± 0.30	-0.10 ± 0.12	1.62 ± 0.10	1
	–	–	4764 ± 46	2.15 ± 0.40	-0.09 ± 0.14	1.98 ± 0.04	S12
NGC 2287-107	4566 ± 39	1.67	4690 ± 20	1.90 ± 0.20	-0.02 ± 0.13	1.64 ± 0.10	1
NGC 2335-4	4567 ± 39	1.38	4900 ± 60	1.50 ± 0.10	-0.07 ± 0.09	2.25 ± 0.10	1
	–	–	4750	1.2	-0.08	1.50	V17
NGC 2548-1560	4473 ± 38	1.74	4460 ± 70	1.60 ± 0.15	-0.07 ± 0.10	1.45 ± 0.10	1
	–	–	4600 ± 150	2.00 ± 0.30	$+0.00 \pm 0.20$	2.00 ± 0.20	G89
NGC 2925-92	5297 ± 45	2.73	4860 ± 80	2.40 ± 0.25	$+0.31 \pm 0.13$	1.14 ± 0.10	1
NGC 2972-14	4263 ± 36	0.75	4325 ± 110	0.80 ± 0.3	-0.17 ± 0.15	2.39 ± 0.2	1
NGC 6664-52	4317 ± 37	1.06	4250 ± 135	0.60 ± 0.20	-0.20 ± 0.12	1.79 ± 0.15	1
	–	–	4208 ± 60	0.92 ± 0.17	0.00 ± 0.09	–	A20
NGC 6664-53	4181 ± 36	1.08	4200 ± 120	1.15 ± 0.15	$+0.00 \pm 0.12$	1.69 ± 0.10	1
	–	–	3960 ± 42	0.68 ± 0.13	-0.10 ± 0.07	–	A20
NGC 6664-54	3934 ± 33	0.86	4030 ± 150	1.20 ± 0.25	$+0.06 \pm 0.14$	1.79 ± 0.20	1
	–	–	4492 ± 46	1.47 ± 0.15	0.10 ± 0.07	–	A20
NGC 6694-14	4504 ± 38	1.35	4520 ± 140	1.54 ± 0.20	-0.06 ± 0.10	1.63 ± 0.10	1
NGC 6709-303	4619 ± 39	1.79	4780 ± 90	1.90 ± 0.20	-0.05 ± 0.12	1.86 ± 0.10	1

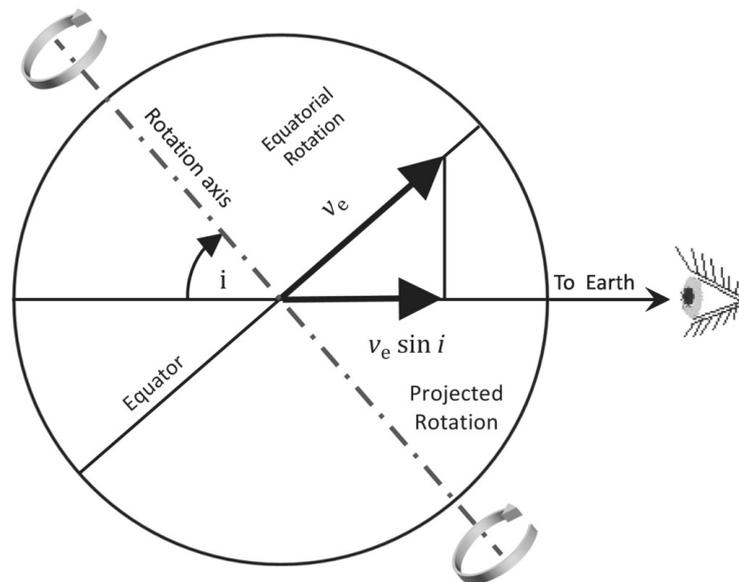


Figura 3.6: Esquematização da velocidade de rotação projetada (Trypsteen & Walker, 2017)

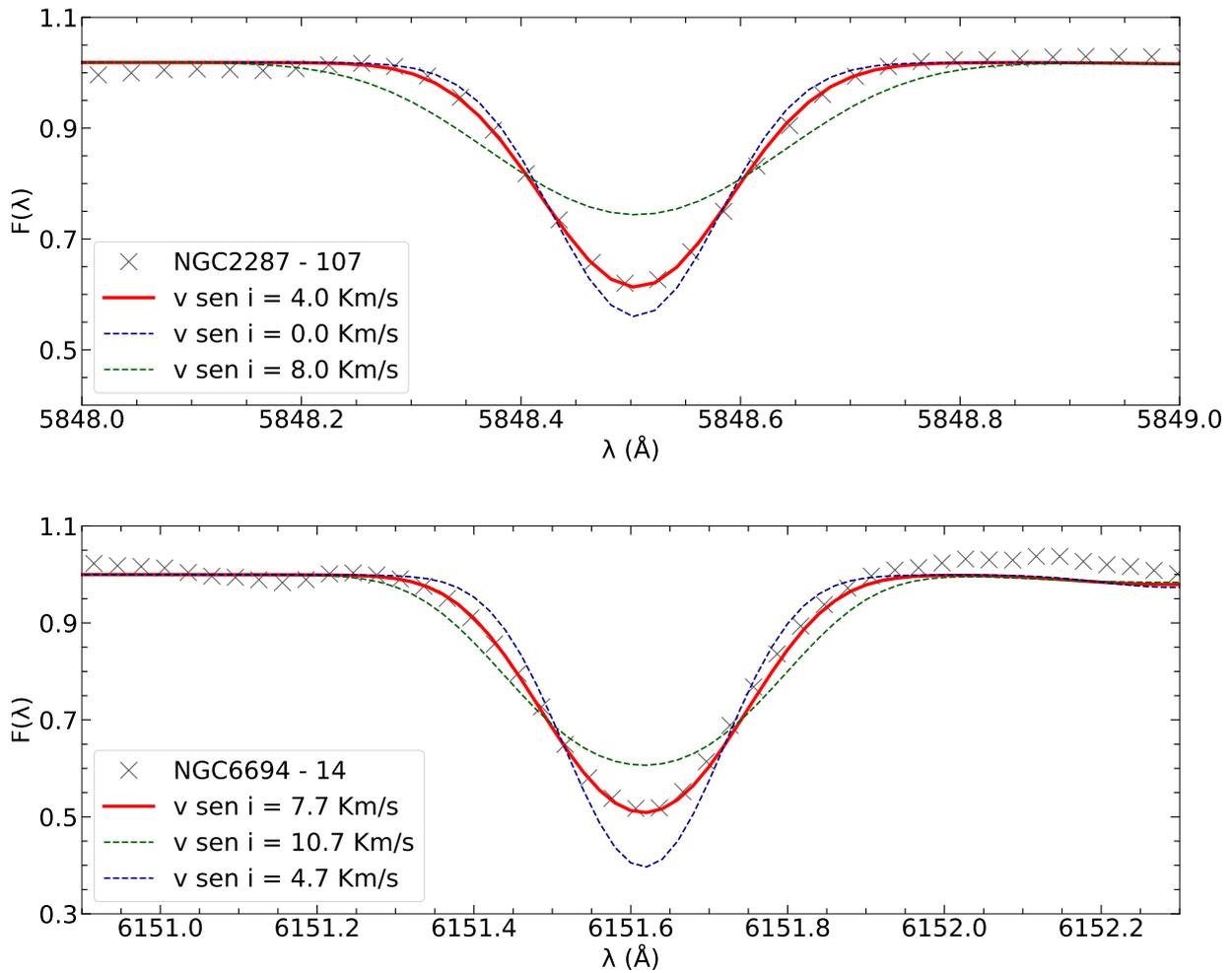


Figura 3.7: Modelos de duas regiões escolhidas para o cálculo do $v \text{ sen } i$. Em vermelho o melhor ajuste que escolhemos como indicador da velocidade de rotação da estrela com menor desvio, as cruces cinzas representam o espectro da estrela e em azul e verde observamos o que acontece quando variamos o $v \text{ sen } i$ do espectro sintético em $\pm 4 \text{ km/s}$ para NGC 2287-107 e $\pm 3 \text{ km/s}$ no caso da NGC 6694-14.

Determinação das Abundâncias

As atmosferas de estrelas do tipo F, G, K e M são abundantes em elementos químicos que podem ser encontrados em estados neutros ou ionizados e, com os parâmetros atmosféricos determinados, foi possível fazer uma grande análise de abundâncias químicas para as espécies C(C₂), N(CN), O, Li, Na, Mg, Al, Ca, Si, Ti, Cr, Ni, Y, Zr, La, Ce, Nd e Eu em condições ETL. As abundâncias da maioria dos elementos foram determinadas pela técnica de larguras equivalentes de várias linhas no espectro estelar. Alguns elementos (C, N, O, Li, Eu) tiveram suas abundâncias derivadas pela técnica de síntese espectral, pois essas espécies têm suas linhas afetadas por *blends*, estruturas hiperfinas ou divisões isotópicas que interferem nas larguras equivalentes. As sínteses foram obtidas usando a rotina *synth* do MOOG, de onde obtivemos os modelos da Figura 4.1. De acordo com Lind et al. (2011) a aproximação ETL tende a superestimar as abundâncias de Na, por essa razão, fizemos correção NETL para este elemento por interpolação utilizando os dados da referência. O lantânio apresenta estrutura hiperfina (Roriz et al., 2021), por isso medimos sua abundância utilizando a rotina *blends* do MOOG.

Determinamos abundâncias para os elementos Li, C, N, O e Eu por síntese espectral usando o mesmo método de Drake & Pereira (2008), onde as abundâncias de carbono foram obtidas pela síntese espectral em 5635 Å na cabeça da banda molecular A³Π_g - X³Π_u do sistema Swan C₂(0,1), como mostra a Figura 4.1, em que é considerado o melhor ajuste (linha vermelha) como indicador da abundância da estrela em questão. Para o nitrogênio, usamos a região de linhas de ¹²CN entre 8002 - 8006 Å do sistema A²Π - X²Σ, também foi possível determinar a razão ¹²C/¹³C na região próxima a 8005 Å utilizando as linhas de ¹³CN. Mais detalhes sobre as constantes moleculares e energias de dissociação das moléculas mencionadas são dadas por Drake & Pereira (2008) e suas referências. Para o

oxigênio usamos a linha atômica proibida em 6300 Å adotando $\log gf = -9.72$ de Prieto et al. (2001). Para todas as estrelas investigamos se os espectros apresentavam contaminação pela linha telúrica atmosférica. Verificamos que nenhum espectro estava contaminado, sendo assim foi possível determinar a abundância de oxigênio para todas as estrelas deste trabalho.

A abundância do Li e Eu foram derivadas para todas estrelas por síntese nas linhas atômicas 6708Å e 6645 Å, respectivamente (ver Figura 4.1). O lítio é um elemento sensível à temperatura e pode sofrer difusão atômica até mesmo nas atmosferas estelares, por isso, também fizemos correções NETL para tal abundância por interpolação, utilizando os dados de Lind et al. (2009).

A Tabela 4.1 fornece as abundâncias encontradas para todas as gigantes deste trabalho. Os valores estão normalizados conforme as abundâncias solares de Asplund et al. (2009), e convertidas para notação $[X/Fe] = \log(N_X/Fe)_* - \log(N_X/Fe)_\odot$. As listas de linhas usadas para determinar a abundância química dos elementos deste trabalho são apresentadas na Tabela A.8, onde o potencial de excitação e $\log gf$ foram fornecidos pelas respectivas referências citadas na tabela. Essas informações disponíveis nas listas de linhas junto ao modelo de parâmetros atmosféricos compõem os arquivos de entrada do MOOG para a determinação das abundâncias químicas.

As incertezas típicas provocadas nas abundâncias pelos erros dos parâmetros atmosféricos podem ser resumidas na Tabela 4.2, onde a estrela IC 2488-97 é usada como exemplo. Na tabela, podemos observar que espécies neutras são mais impactadas devido à incerteza na temperatura, enquanto as ionizadas são mais sensíveis à gravidade superficial. Na sexta coluna é fornecido a incerteza na largura equivalente esperada para o FEROS ($\pm 3 \text{ mÅ}$). A sétima coluna representa o erro quadrático médio e a oitava os desvio padrão para as abundâncias químicas medidas com mais de uma linha.

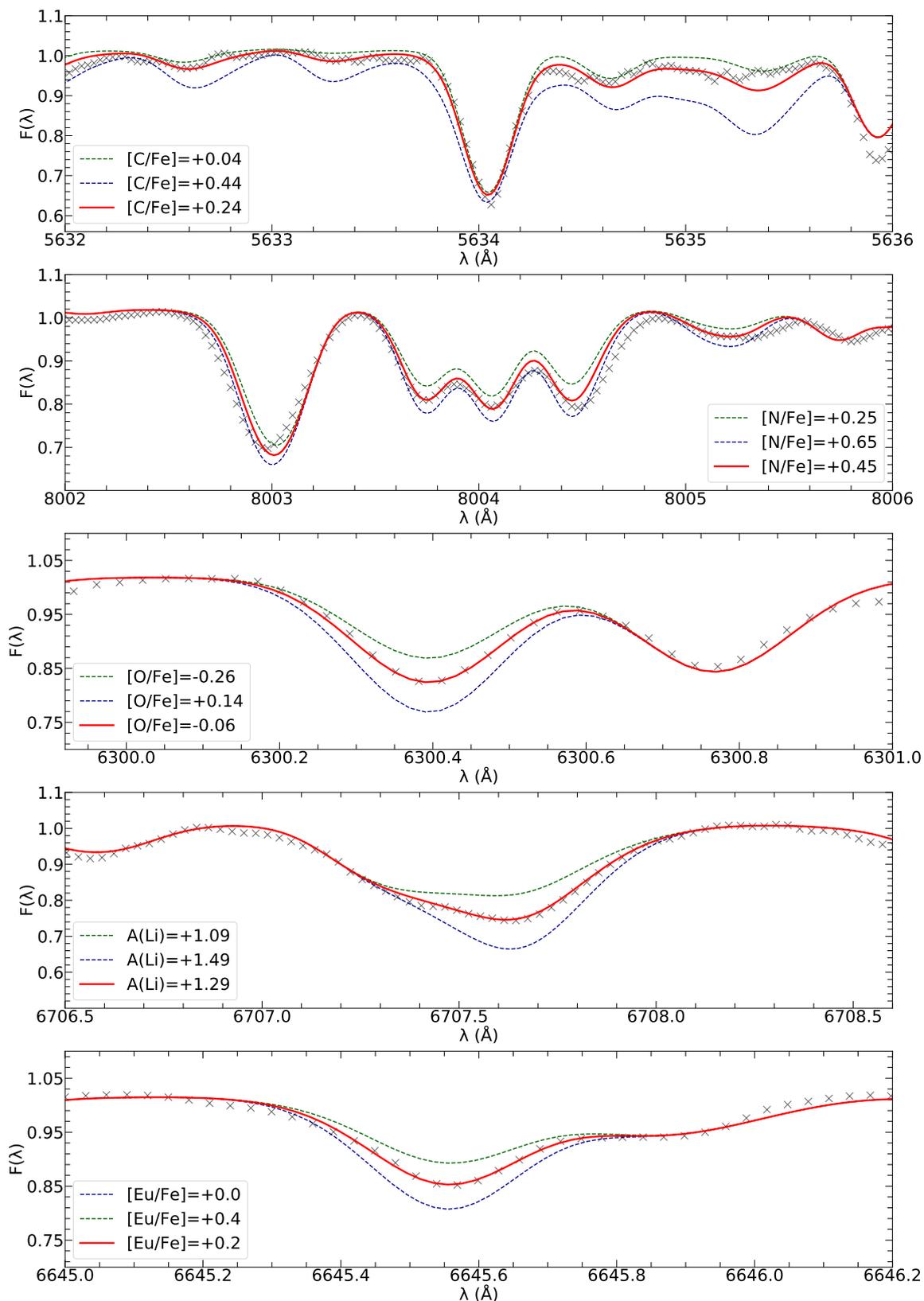


Figura 4.1: Síntese espectral para a determinação da abundância dos elementos C, N, O, Li e Eu. Em cada gráfico as cruzeiras em cor cinza representa o espectro observado da estrela e a linha vermelha o melhor ajuste ao espectro sintético, as linhas verde e azul correspondem a uma diferença de ± 0.2 dex na abundância de cada elemento. Os gráficos correspondem respectivamente aos objetos NGC 6709-303, NGC 2287-21, NGC 2287-97, NGC 6694-14 e NGC 2287-107.

Tabela 4.1 - Abundâncias químicas determinadas para as estrelas deste trabalho. O símbolo \star representa correção NETL, Fe_p a média dos elementos do pico do ferro, α a média dos elementos alfa e s a média dos elementos do processo-s.

Estrela	Na I	Na I \star	Mg I	Al I	Si I	Ca I	Ti I	Cr I	Ni I
IC 2714-34	+0.26	+0.15	+0.25	+0.11	+0.34	+0.11	+0.08	+0.10	+0.08
IC 2488-97	+0.29	+0.25	-0.04	-0.06	+0.25	+0.09	-0.03	-0.08	+0.11
NGC 2548-1560	+0.29	+0.24	+0.01	+0.12	+0.21	+0.10	-0.08	+0.09	+0.11
NGC 2215-26	+0.29	+0.15	+0.21	-0.07	+0.12	+0.06	+0.01	+0.10	+0.11
NGC 2335-4	+0.25	+0.18	+0.18	+0.02	+0.19	+0.10	-0.08	+0.11	+0.10
NGC 6664-52	+0.31	+0.28	-0.05	+0.25	+0.34	+0.11	-0.16	+0.09	+0.05
NGC 6664-53	+0.30	+0.23	+0.14	+0.22	+0.00	+0.05	+0.16	+0.09	+0.02
NGC 6664-54	+0.30	+0.17	+0.19	+0.10	+0.27	-0.02	+0.06	+0.08	+0.07
NGC 6694-14	+0.01	-0.03	+0.19	-0.03	+0.25	+0.13	+0.08	-0.05	-0.07
NGC 6709-303	+0.29	+0.27	+0.18	+0.04	+0.21	+0.10	-0.04	+0.10	+0.09
NGC 2287-21	+0.28	+0.17	+0.19	+0.11	+0.24	-0.11	-0.06	+0.07	-0.09
NGC 2287-97	+0.25	+0.22	+0.12	+0.06	+0.21	-0.01	-0.06	+0.10	+0.00
NGC 2287-107	+0.26	+0.24	+0.11	-0.02	+0.16	+0.07	-0.11	+0.06	-0.04
NGC 2925-92	+0.27	+0.17	-0.05	-0.02	+0.09	+0.06	-0.02	+0.07	+0.05
NGC 2972-14	+0.03	+0.00	-0.08	-0.04	+0.26	-0.12	-0.13	+0.10	-0.03
Estrela	Y II	Zr I	La II	Ce II	Nd II	Eu II	Fe_p	α	s
IC 2714-34	+0.20	+0.00	+0.28	+0.22	+0.26	+0.20	+0.09	+0.19	+0.19
IC 2488-97	+0.09	-0.14	+0.18	+0.18	+0.17	+0.00	+0.01	+0.07	+0.06
NGC 2548-1560	+0.21	+0.05	+0.22	+0.17	+0.22	+0.08	+0.10	+0.06	+0.14
NGC 2215-26	-0.06	+0.25	+0.12	+0.16	+0.15	+0.10	+0.11	+0.10	+0.11
NGC 2335-4	+0.11	+0.15	+0.27	+0.20	+0.25	+0.07	+0.11	+0.10	+0.15
NGC 6664-52	+0.25	-0.18	+0.02	+0.06	+0.25	-0.05	+0.07	+0.06	+0.08
NGC 6664-53	+0.03	+0.03	+0.15	+0.09	+0.07	+0.10	+0.06	+0.09	+0.08
NGC 6664-54	+0.22	+0.13	+0.28	+0.16	+0.22	+0.19	+0.08	+0.13	+0.14
NGC 6694-14	+0.20	+0.22	+0.29	+0.23	+0.21	+0.05	-0.06	+0.16	+0.22
NGC 6709-303	+0.05	+0.17	+0.24	+0.14	+0.04	+0.13	+0.10	+0.11	+0.12
NGC 2287-21	+0.14	+0.07	+0.27	+0.15	+0.16	+0.04	-0.01	+0.07	+0.10
NGC 2287-97	+0.12	+0.06	+0.25	+0.15	+0.20	+0.14	+0.05	+0.07	+0.14
NGC 2287-107	+0.06	-0.01	+0.20	+0.16	+0.18	+0.20	+0.01	+0.06	+0.12
NGC 2925-92	-0.04	-0.08	+0.13	-0.05	-0.03	-0.08	+0.06	+0.02	-0.05
NGC 2972-14	-0.05	-0.14	-0.04	-0.19	+0.19	+0.09	+0.04	-0.02	-0.05

Tabela 4.2 - Variações de abundância típicas para nossas estrelas provocadas pelas incertezas em cada parâmetro atmosférico e na largura equivalente. No caso abaixo, são variações para estrela IC 2488-97.

[X/Fe]	ΔT_{eff} 80 K	$\Delta \log g$ 0.20 dex	$\Delta \text{Fe I}$ 0.09 dex	$\Delta \xi$ 0.10 km/s	ΔW_{λ} +3mÅ	$(\sigma^2)^{1/2}$	σ_{obs}
Li I	+0.15	+0.02	+0.03	+0.00	—	0.15	—
C (C ₂)	-0.07	+0.03	+0.04	+0.05	—	0.10	—
N (CN)	+0.05	+0.10	+0.05	-0.03	—	0.13	—
O I	+0.03	+0.11	+0.03	+0.05	—	0.12	—
Na I	+0.07	+0.00	-0.01	-0.04	+0.05	0.10	0.08
Mg I	+0.03	+0.02	+0.00	-0.04	+0.05	0.07	0.05
Al I	+0.05	+0.00	-0.01	-0.03	+0.05	0.08	0.11
Si I	+0.03	+0.08	+0.03	-0.02	+0.06	0.11	0.05
Ca I	+0.09	-0.01	-0.01	-0.07	+0.05	0.13	0.11
Ti I	+0.12	-0.01	-0.01	-0.09	+0.07	0.17	0.09
Cr I	+0.08	+0.00	+0.00	-0.04	+0.05	0.10	0.15
Ni I	+0.04	+0.06	+0.03	-0.07	+0.05	0.12	0.12
Y II	+0.01	+0.11	+0.05	-0.06	+0.07	0.15	0.14
Zr I	+0.16	+0.00	-0.01	-0.04	+0.05	0.17	0.08
La II	+0.04	+0.11	+0.05	-0.02	+0.05	0.14	0.13
Ce II	+0.03	+0.11	+0.05	-0.07	+0.08	0.16	0.06
Nd II	+0.03	+0.11	+0.05	-0.03	+0.07	0.15	0.15
Eu II	+0.05	+0.11	+0.07	+0.02	—	0.14	—
¹² C/ ¹³ C	+0.00	+0.00	+0.00	+0.00	—	0.00	—

Resultados e Discussão

Neste capítulo, faremos a discussão de nossos resultados. Sete objetos de nossa amostra possuem parâmetros atmosféricos determinados por diferentes autores na literatura, autores esses que também determinaram abundâncias químicas para algumas espécies que serão discutidas adiante.

5.1 *Parâmetros Atmosféricos*

Apresentamos nossos resultados para parâmetros atmosféricos na Tabela 3.1, onde se observa que a maioria está em bom acordo com valores obtidos por outros trabalhos da literatura, mas existem algumas discrepâncias a serem discutidas. Santos et al. (2012) determinou parâmetros atmosféricos para as estrelas #21 e #97 do aglomerado NGC 2287 numa busca por estrelas gigantes vermelhas com planetas em aglomerados através de análises espectroscópicas. Pelas comparações da Tabela 3.1, nossas diferenças para NGC 2287-21 são de $\Delta T_{\text{eff}} = 250$ K, $\Delta \log g = 0.91$ dex, $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = 0.06$ dex e $\Delta \xi = 0.51$ km/s, a maior discrepância é na gravidade superficial que considerando a grande margem de erro posta pela referência, esse valor se aproxima do nosso. Também temos divergência na velocidade de microturbulência, mas a referência alerta sobre parâmetros atmosféricos não confiáveis para essa estrela devido ao pequeno número de linhas, isso pode ter gerado a grande margem de erros para os parâmetros dessa estrela. Para NGC 2287-97 nossas diferenças de resultados são de $\Delta T_{\text{eff}} = 164$ K, $\Delta \log g = 0.45$ dex, $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = 0.01$ dex e $\Delta \xi = 0.36$ km/s, havendo uma discrepância considerável nos mesmos parâmetros da estrela #21, portanto, a explicação para essas discrepâncias também é a mesma, e entramos em concordância considerando as grandes margens de incertezas postas pela referência nos parâmetros at-

mosféricos.

Van der Swaelmen et al. (2017) derivaram por síntese espectral usando o modelo de atmosferas MARCS (Gustafsson et al., 2008) os parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas para a estrela NGC 2335-4. Para os parâmetros atmosféricos de Van der Swaelmen et al. (2017), foram utilizados valores da base de dados da WEDBA. Por exemplo, para a abundância de ferro da estrela em questão, usaram o valor médio do aglomerado $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.08$ dex, que está relativamente próxima à metalicidade que derivamos por espectroscopia um valor de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.07$ dex (ver coluna 6 da Tabela 3.1). Os valores para T_{eff} e $\log g$ também estão em acordo com os nossos com uma diferença de 150 K e 0.3 dex respectivamente. O que pode ter influenciado as pequenas diferenças de resultados, é a velocidade de microturbulência, que derivamos um valor de 2.25 km/s por espectroscopia, enquanto a última referência fixou um valor de 1.50 km/s. Também determinamos T_{eff} e $\log g$ fotométricos para essa estrela, o valor para temperatura está com uma grande discrepância de 333 K do espectroscópico, mas o resultado da literatura está próximo do espectroscópico, portanto, temos uma confiança maior no resultado derivado por espectroscopia. Além disso, valores fotométricos exigem muita precisão em dados específicos do aglomerado e da estrela como discutidos anteriormente.

Para NGC 2548-1560, Gilroy (1989) mediu seus parâmetros atmosféricos por espectroscopia considerando apenas as linhas de FeI na região entre 6707 Å e 8000 Å, a gravidade superficial ($\log g$) foi obtida por fotometria. A diferença entre nossos resultados são de $\Delta T_{\text{eff}} = 140$ K, $\Delta \log g = 0.40$ dex, $\Delta [\text{Fe}/\text{H}] = 0.07$ dex e $\Delta \xi = 0.55$ km/s. Através do teste-t de Student, observamos que os resultados para T_{eff} e $\log g$ estão dentro do intervalo de $1-\sigma$ de compatibilidade, com exceção da velocidade de microturbulência. A discrepância na gravidade superficial pode ser devido ao método que a referência obteve esse parâmetro, visto que o $\log g$ fotométrico exige muita precisão em dados intrínsecos do aglomerado, além da própria temperatura da estrela. Para a velocidade de microturbulência, nossas diferenças podem ser devidas ao número pequeno de linhas que a referência mediu no intervalo do espectro mencionado.

Para algumas estrelas os parâmetros atmosféricos espectroscópicos divergem dos fotométricos como já mencionado. Observamos que o parâmetro de erro *re-normalized unit weight error* (RUWE), que pode indicar o quão a binaridade do sistema está interferindo nas medições astrométricas da estrela, pode refletir nas medidas dos parâmetros

Tabela 5.1 - Informações relevantes das estrelas desse trabalho. Na quinta coluna o parâmetro RUWE indica se houve interferências nas medidas astrométricas provocadas pela binaridade e na sexta colina a probabilidade de pertinência da estrela ao aglomerado. Referências: Cutri et al. (2013)^a; Cantat-Gaudin et al. (2020)^b; Gaia Collaboration, (2020)^c.

Estrela	K_{mag}^a	G_{mag}^b	BP-RP ^b	RUWE ^c	Probab. ^b
IC 2714-34	6.63	9.99	1.84	0.88	—
IC 2488-97	6.10	8.93	1.56	0.98	—
NGC 2215-26	7.86	10.14	1.30	1.08	0.90
NGC 2287-21	3.57	6.39	1.64	1.47	0.80
NGC 2287-97	5.21	7.49	1.26	1.03	1.00
NGC 2287-107	5.20	7.48	1.25	1.69	—
NGC 2335-4	5.65	9.05	1.62	1.93	—
NGC 2548-1560	5.42	7.86	1.31	1.37	—
NGC 6664-52	5.65	9.46	2.22	0.82	0.40
NGC 6664-53	5.80	9.71	2.27	0.84	—
NGC 6664-54	5.40	9.69	2.47	1.61	—
NGC 6694-14	6.03	9.52	1.98	0.92	—
NGC 6709-303	5.88	8.58	1.52	1.62	—
NGC 2925-92	6.93	9.08	1.17	4.10	—
NGC 2972-14	5.31	8.71	1.94	0.99	—
NGC 2287-102	5.04	7.05	0.90	1.46	0.90
NGC 5822-276	8.35	10.59	1.00	35.37	—
NGC 2548-1260	7.25	8.88	0.78	1.65	0.30
NGC 2548-1296	7.16	9.03	0.97	6.42	—
NGC 3033-19	8.26	10.95	1.42	1.18	—
NGC 2925-108	7.65	9.65	1.01	20.89	—

atmosféricos fotométricos ($T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$, $\log g^{\text{fot}}$). De acordo com Jorissen (2019) valores deste parâmetro acima de 1.4 indicam que as medidas astrométricas foram afetadas pela natureza binária do sistema. Analisando nossos parâmetros atmosféricos fotométricos em relação aos espectroscópicos na Tabela 3.1 e Figura 3.5, observamos que há possibilidade de interferência do parâmetro RUWE nos parâmetros atmosféricos fotométricos, pois as estrelas NGC 2335-4, NGC 6664-54 e NGC 2925-92 apresentam maiores discrepâncias nesses parâmetros e também possuem o RUWE acima de 1.4 como pode ser observado na Tabela 5.1. A estrela NGC 2215-26 é uma exceção, pois possui baixo RUWE mas uma considerável divergência entre parâmetros atmosféricos espectroscópicos e fotométricos.

5.1.1 NGC 6664: Comparação com a Literatura

Faremos uma discussão separada para as estrelas #52, #53 e #54 do aglomerado NGC 6664 pois Alonso-Santiago et al. (2020) também derivaram parâmetros para esses objetos, ver Tabela 3.1. Alguns valores divergem dos que obtivemos e esses serão tratados nesta subseção.

Para estrela #52 Alonso-Santiago et al. (2020) determinaram parâmetros atmosféricos coerentes com o deste trabalho, havendo uma maior diferença na gravidade superficial de $\Delta \log g = 0.32$ dex, sendo assim compatível com a nossa medida em um intervalo de $1-\sigma$ (teste t de Student). Alonso-Santiago et al. (2020) também mediram a rotação desse objeto, encontrando $v \sin i = 6.10$ km/s que está em acordo com o que encontramos com uma diferença de 0.20 km/s, como apresentado na Tabela 2.1.

Para a estrela #53 há uma considerável divergência de $\Delta T_{\text{eff}} = 240$ K e $\Delta \log g = 0.4$ dex, superior ao intervalo de $1-\sigma$ de compatibilidade ($\sim 2-\sigma$). Entretanto estamos em acordo para a rotação, onde Alonso-Santiago et al. (2020) encontraram um valor de $v \sin i = 4.10$ km/s que difere em 0.20 km/s do que obtivemos.

O objeto #54 apresenta uma diferença considerável na temperatura de $\Delta T_{\text{eff}} = 462$ K. Alonso-Santiago et al. (2020) encontrou uma rotação de $v \sin i = 5.50$ km/s que difere em 0.23 km/s da que medimos. Essas discrepâncias principalmente no $\log g$ da estrela #53 e na T_{eff} da estrela #54 podem ser devidas as velocidades de microturbulência que interferem nos mecanismos de alargamento das linhas, e esses não foram encontrados por Alonso-Santiago et al. (2020), foram fixos diretamente. Considerando a baixa razão sinal ruído (50) de Alonso-Santiago et al. (2020), temos uma maior confiabilidade nos parâmetros atmosféricos que medimos para as estrelas #53 e #54 em questão.

Consultando o catálogo de Cantat-Gaudin et al. (2020), observa-se que o objeto #52 possui baixa probabilidade (40%) de pertencer ao aglomerado. Alonso-Santiago et al. (2020) classificam as estrelas #53 e #54 como prováveis não membros do aglomerado, provavelmente devido aos movimentos próprios desses objetos divergirem do aglomerado e pela pequena divergência na paralaxe (informações extraídas do catálogo de Cantat-Gaudin et al. (2020)). Considerando as posições desses objetos no diagrama cor-magnitude deste aglomerado na Figura 5.6, os três objetos em NGC 6664 analisadas neste trabalho provavelmente não pertencem a tal aglomerado.

5.2 Velocidade de Rotação Projetada

De acordo com Carlberg et al. (2011) e suas referências, estrelas gigantes frias com temperaturas efetivas menores que 5000 K são caracterizadas por apresentarem baixas rotações, pois esses objetos expandiram suas camadas que por conservação do momento tendem a diminuir bastante a rotação. No trabalho de Carlberg et al. (2011), eles analisam uma amostra de 1300 gigantes do tipo K e encontram que apenas 2% apresentam rotações acima de 10 km/s, o que consideram alto.

De acordo com Tayar et al. (2015), estrelas gigantes vermelhas que apresentam $5 \text{ km/s} < v \sin i < 10 \text{ km/s}$ são consideradas rotadoras anômalas e, com rotações $> 10 \text{ km/s}$ são consideradas rotadoras rápidas. O limite inferior de 5 km/s para rotadores anômalos sofre divergência analisando diferentes literaturas; para este trabalho adotamos um valor de 6.40 km/s para tal limite como será discutido adiante.

Os valores que medimos para as velocidades de rotação das estrelas deste trabalho estão apresentadas na Tabela 5.4 e comparadas com dados da literatura para estrelas isoladas através do gráfico de temperatura em função da velocidade de rotação projetada na Figura 5.1. Esta comparação nos permite observar possíveis anomalias nas velocidade de rotação da amostra, que seriam possivelmente provocadas pela natureza binária do sistema. Na figura, as estrelas em vermelho representam os objetos deste trabalho, os círculos em cor cinza representam as gigantes isoladas do campo do tipo K e G estudadas por Carlberg et al. (2011), e os círculos em cor amarela representam as gigantes de aglomerados abertos de Delgado Mena et al. (2016). Como pode ser observado, a maioria das estrelas analisadas neste trabalho não apresentam anomalias no $v \sin i$, apenas 04 objetos estão com as rotações mais elevadas, esses estão quase saindo da “nuvem” de estrelas da literatura apresentadas na figura.

As estrelas que estão apresentando rotações anômalas são: NGC 2335-4, NGC 6694-14, NGC 6709-303 e NGC 2972-14. Para investigarmos possíveis caminhos que possam ter influenciado essas rotações, fizemos um estudo de parâmetros orbitais na seção 5.4, onde descobrimos que os objetos NGC 2335-4 e NGC 2972-14 estão circularizados, a estrela NGC 6709-303 pode estar em processo de circularização e a NGC 6694-14 pode ter passado por algum evento de acreção de planeta ou anã marrom.

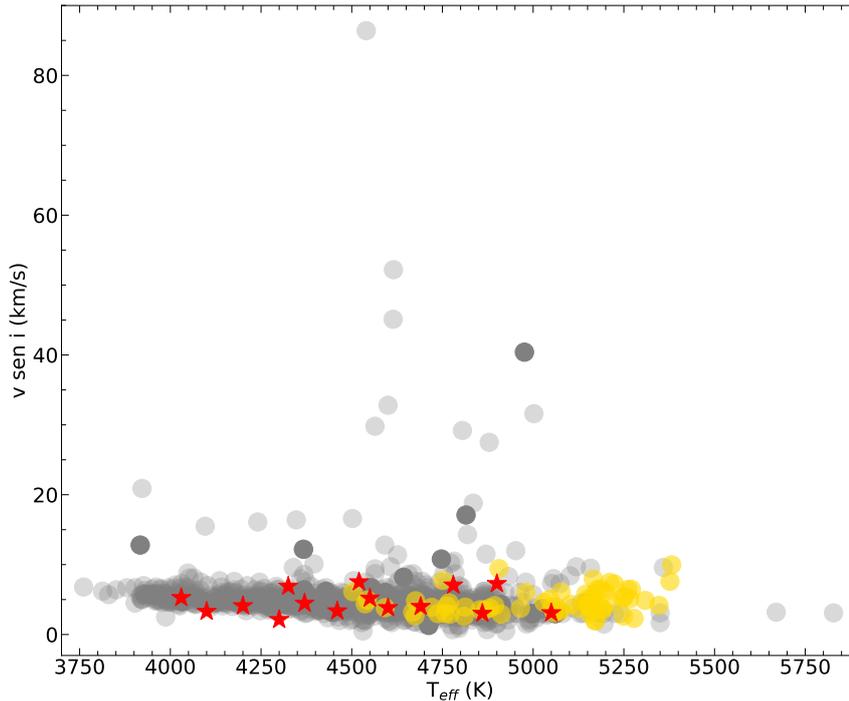


Figura 5.1: Velocidades de rotação projetadas em função das temperaturas efetivas para estrelas gigantes. Os círculos em cor cinza representam as estrelas estudadas por Carlberg et al. (2011), os amarelos representam a amostra de Delgado Mena et al. (2016) e as estrelas vermelhas as binárias espectroscópicas investigadas neste trabalho.

5.3 Abundâncias Químicas

O estudo dos aglomerados abertos permite uma investigação temporal de vários elementos na Galáxia, pois abrangem diversas distâncias galactocêntricas e idades que podem ser determinadas com maiores precisões se comparadas com estrelas isoladas (por exemplo, Magrini et al., 2009). Estudos de abundâncias químicas nesses sistemas confirmam a existência de um gradiente químico radial no disco Galáctico onde a taxa de enriquecimento se torna maior em direção ao centro (como observado por Sestito et al., 2006). Este comportamento confirma o modelo de formação da Galáxia mais aceito atualmente como relata Chiappini (2001), onde se formaram inicialmente o halo e o bojo Galáctico seguido do disco fino crescendo em função da distância galactocêntrica, portanto as estrelas naquele meio foram evoluindo e enriquecendo o disco de dentro para fora, o que explica a existência de um gradiente químico radial.

As abundâncias químicas que medimos para as estrelas deste trabalho são mostradas nas Tabela 4.1 e 5.2. Investigamos estes resultados comparando os mesmos com valores publicados para estrelas isoladas da literatura. Nossas principais referências para essas

Tabela 5.2 - Comparação das abundâncias químicas da literatura com os resultados obtidos neste trabalho. V17:Van der Swaelmen et al. (2017); A20:Alonso-Santiago et al. (2020); 1:Este trabalho.

Estrela	[Y/Fe]	[La/Fe]	[Ce/Fe]	[Nd/Fe]	—	Ref.
NGC 2335-4	+0.11 ± 0.19	+0.04 ± 0.16	+0.20 ± 0.17	+0.25 ± 0.11	—	1
	+0.46 ± 0.53	+0.20 ± 0.08	+0.27 ± 0.22	+0.66	—	V17
	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[Ni/Fe]	[Y/Fe]	
NGC 6664-52	+0.35 ± 0.21	+0.18 ± 0.22	-0.16 ± 0.20	+0.05 ± 0.19	+0.25 ± 0.18	1
	0.52 ± 0.09	-0.01 ± 0.19	-0.17 ± 0.28	+0.10 ± 0.09	+0.14 ± 0.51	A20
NGC 6664-53	+0.00 ± 0.18	+0.05 ± 0.19	+0.16 ± 0.20	+0.02 ± 0.20	+0.03 ± 0.19	1
	+0.57 ± 0.08	-0.07 ± 0.09	+0.02 ± 0.10	+0.07 ± 0.10	+0.04 ± 0.17	A20
NGC 6664-54	+0.27 ± 0.22	-0.02 ± 0.21	+0.06 ± 0.20	+0.14 ± 0.20	+0.22 ± 0.20	1
	+0.17 ± 0.19	+0.32 ± 0.09	+0.22 ± 0.16	+0.15 ± 0.13	+0.41 ± 0.08	A20
	A(Li) _{NETL}	[O/Fe]	[Na/Fe]	[Mg/Fe]		
NGC 6664-52	+0.21	-0.25 ± 0.18	+0.28 ± 0.23	-0.05 ± 0.18	—	1
	—	-0.20 ± 0.12	-0.17 ± 0.42	-0.18 ± 0.06	—	A20
NGC 6664-53	-0.09	-0.15 ± 0.19	+0.23 ± 0.19	+0.14 ± 0.23	—	1
		-0.23 ± 0.04	-0.10 ± 0.44	+0.28 ± 0.01	—	A20
NGC 6664-54	+1.13	-0.10 ± 0.20	+0.30 ± 0.20	+0.19 ± 0.23	—	1
	+1.03 ± 0.09	+0.27 ± 0.11	-0.24 ± 0.14	-0.21 ± 0.06	—	A20

comparações foram os trabalhos de Mishenina et al. (2006, 2007) que fazem um estudo de abundâncias químicas para uma amostra de 177 gigantes do *red clump* do disco Galáctico, Luck & Heiter (2007) que fornecem um estudo de abundâncias para uma amostra de 298 gigantes isoladas na vizinhança solar e Battistini & Bensby (2016) que fazem um estudo de elementos pesados do processo-s para uma amostra de 593 anãs do tipo F e G da vizinhança solar.

5.3.1 Metalicidade

Como mencionado ao longo deste trabalho, aglomerados abertos permitem uma investigação química profunda do disco Galáctico. Contudo a metalicidade é um dos parâmetros menos conhecido nos aglomerados e de extrema importância para extrair informações a respeito da formação e evolução estelar e Galáctica (Netopil et al., 2016). A metalicidade

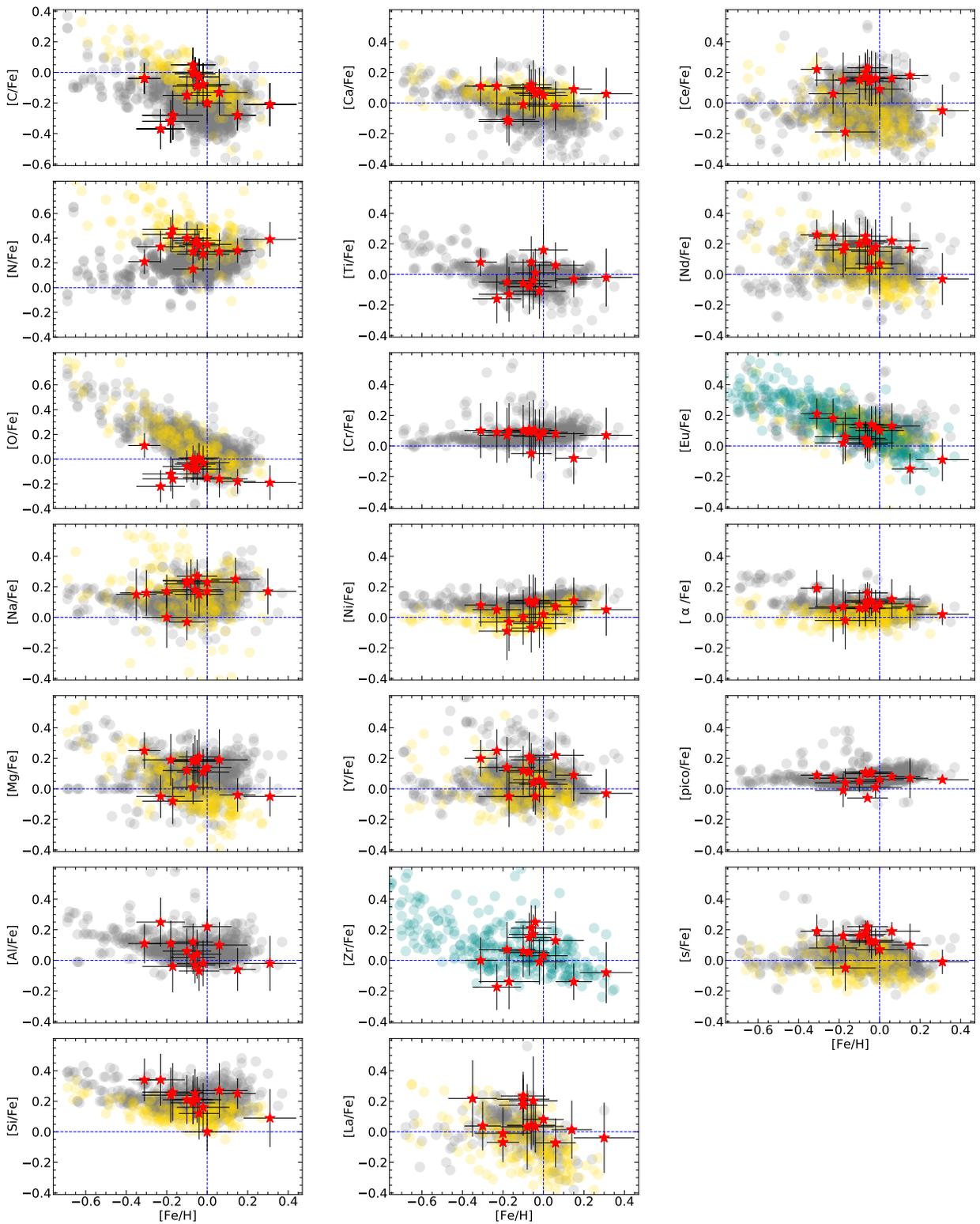


Figura 5.2: Razões de abundância $[X/Fe]$ vs $[Fe/H]$ do carbono ao európio. Círculos cinza: gigantes de campo de Luck & Heiter (2007); círculos amarelos: estrelas gigantes de Mishenina et al. (2006, 2007); círculos em azul: anãs de Battistini & Bensby (2016); as estrelas vermelhas representam os objetos analisados neste trabalho. As linhas tracejadas azuis indicam valores solares. As razões $[\alpha/Fe]$, $[pico/Fe]$, $[s/Fe]$, $[r/Fe]$ estão representando as médias dos elementos α (Si, Ca, Ti, Mg), elementos de pico do ferro (Cr e Ni) e os elementos criados principalmente pelo processo-s (Y, Zr, La, Ce e Nd).

também se faz necessária para o ajuste de isócronas à trilha evolutiva das estrelas do aglomerado, mas a maioria dos trabalhos ignora a determinação deste parâmetro considerando o valor solar para o mesmo (Paunzen et al., 2010). Portanto, é necessária mais investigações a respeito da metalicidade desses sistemas para que se possa ter uma modelagem mais clara da evolução química do disco da Galáxia (Pancino et al., 2010).

Nossos resultados para as metalicidades estelares deste trabalho são apresentados na Tabela 3.1, em que as normalizamos conforme a abundância solar de Asplund et al. (2009) onde $[\text{Fe}/\text{H}]_{\odot} = 7.50 \text{ dex}$. Claria (1985), Santos et al. (2012), Van der Swaelmen et al. (2017) e Alonso-Santiago et al. (2020) também mediram metalicidades para algumas estrelas que fazem parte da nossa amostra, essas estão apresentadas na sexta coluna da Tabela 3.1. O possível motivo para algumas discrepâncias foram explicados anteriormente na seção 5.1.

5.3.2 *Lítio, Carbono, Nitrogênio e Oxigênio*

O lítio é geralmente pouco abundante nas estrelas gigantes, pois essas possuem zonas de convecção capazes de levar o lítio da superfície para regiões de altas temperaturas no interior estelar onde o mesmo é diluído (Holanda et al., 2019, 2020). Nossas abundâncias estão entre $-0.09 \leq A(\text{Li}) \leq +1.51 \text{ dex}$, como apresentado na Tabela 5.3. Na Figura 5.3 comparamos nossos resultados (estrelas vermelhas) para as abundâncias de lítio não normalizadas ($A(\text{Li})$) com as gigantes estudadas por Charbonnel et al. (2020), onde observamos uma coerência com nossos resultados e podemos afirmar que ambas abundâncias tendem a aumentar lentamente com o aumento da temperatura efetiva e estão de acordo com o esperado para estrelas que passaram pelo evento de primeira dragagem. Além disso, algumas estrelas com $A(\text{Li})$ muito baixa podem ter passado por uma intensificação na diluição do lítio causadas por rotações rápidas em fases de sequência principal de acordo com Charbonnel et al. (2020).

Descobrimos que o objeto NGC 6694-14 apresenta uma abundância de $A(\text{Li}) = 1.51 \text{ dex}$. Essa é a estrela com maior teor de lítio em nossa amostra, e de acordo com Brown et al. (1989) essa abundância já classifica esse objeto como uma gigante rica em lítio.

As estrelas gigantes que passaram pelo processo de primeira dragagem devem apresentar uma ligeira sub-abundância de carbono e uma abundância de nitrogênio levemente maior (Karakas & Lattanzio, 2014). Esse efeito pode estar evidente na Figura 5.2 onde compa-

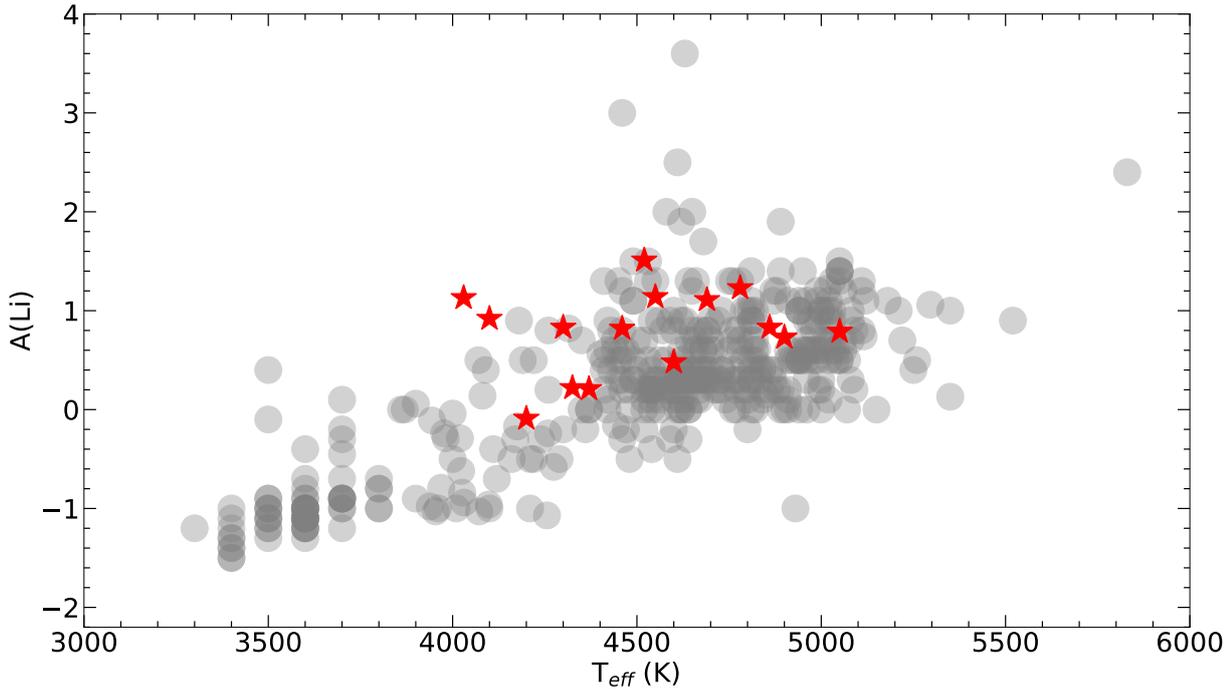


Figura 5.3: Abundância de lítio em função da temperatura superficial. Os círculos em cor cinza representam as gigantes estudadas por Charbonnel et al. (2020) e as estrelas em vermelho as gigantes deste trabalho.

ramos nossos resultados de abundâncias químicas (das estrelas binárias espectroscópicas) com as estrelas gigantes isoladas de Luck & Heiter (2007) e as gigantes do *clump* isoladas de Mishenina et al. (2006, 2007). Comparando nossos resultados, observa-se que não há anomalias ou interferências nas abundâncias dos elementos C, N, e O apesar dos sistemas binários.

Alonso-Santiago et al. (2020) também derivaram por larguras equivalentes abundâncias de oxigênio para as estrelas #52, #53 e #54 do aglomerado NGC 6664. Os valores em notação $[X/Fe]$ são apresentados na Tabela 5.2 além da abundância de lítio que também determinaram para estrela #54. Nossos valores encontrados para o oxigênio das estrelas #52, #53 e lítio da #54 estão em acordo, existe uma discrepância de 0.37 dex para o oxigênio da #54 que é provavelmente devido às diferenças nos parâmetros atmosféricos comentados anteriormente na seção: 5.1. Como a abundância de oxigênio de Alonso-Santiago et al. (2020) está mais alta, o principal influenciador de tal discrepância é provavelmente a temperatura efetiva que determinaram; este parâmetro também está mais alto o que contribui para o aumento das larguras equivalentes do oxigênio (Nissen et al., 2014).

Tabela 5.3 - Abundância do Lítio e dos elementos CNO.

Estrela	A(Li) _{ETL}	A(Li) _{NETL}	[C/Fe]	[N/Fe]	[O/Fe]	¹² C/ ¹³ C
IC 2714-34	+0.55	+0.83	+0.00	+0.25	+0.15	13
IC 2488-97	+0.81	+1.14	-0.27	+0.31	-0.17	32
NGC 2548-1560	+0.50	+0.82	+0.01	+0.16	-0.07	30
NGC 2215-26	+0.70	+0.79	-0.03	+0.34	+0.01	10
NGC 2335-4	+0.55	+0.73	+0.04	+0.28	-0.01	22
NGC 6664-52	-0.15	+0.21	-0.40	+0.30	-0.20	25
NGC 6664-53	-0.45	-0.09	-0.20	+0.35	-0.15	26
NGC 6664-54	+0.75	+1.13	-0.07	+0.35	-0.10	20
NGC 6694-14	+1.19	+1.51	+0.03	+0.40	+0.00	25
NGC 6709-303	+1.05	+1.23	-0.09	+0.38	-0.08	25
NGC 2287-21	+0.53	+0.92	-0.30	+0.45	-0.10	20
NGC 2287-97	+0.22	+0.48	-0.15	+0.40	-0.06	25
NGC 2287-107	+0.91	+1.11	+0.00	+0.35	+0.05	30
NGC 2925-92	+0.65	+0.83	-0.20	+0.40	-0.18	23
NGC 2972-14	-0.15	+0.22	-0.25	+0.50	-0.13	23

5.3.3 Sódio, Alumínio e Razão ¹²C/¹³C

Os envelopes convectivos das gigantes carregam registros das reações nucleares que ocorreram em seus interiores ao longo das suas evoluções até esta fase (Karakas & Lattanzio, 2014). Disso, tiramos a importância do estudo de estrelas nessa fase de gigante. Os elementos leves de número atômico (Z) ímpar sódio e alumínio são produzidos durante a queima de carbono e neônio em estrelas de alta massa, $M \geq 10M_{\odot}$. O sódio também pode ser gerado na fase de queima do hidrogênio em estrelas de massa intermediária. Esses são ejetados (em maior parte) no meio interestelar durante eventos de supernovas do tipo II nos estágios finais de sua evolução.

Constatamos que os elementos sódio e alumínio dos objetos deste trabalho seguem as tendências observadas das estrelas gigantes da literatura analisadas na Figura 5.2. Alonso-Santiago et al. (2020) derivaram abundâncias de sódio para as estrelas NGC 6664-52, 53, 54 obtendo os valores mostrados na Tabela 5.2. As estrelas #52 e #53 entram em acordo com o que medimos considerando as incertezas apresentadas por eles, porém, para a estrela 54 observamos o comportamento do valor obtido pela referência na Figura 5.2, onde observamos que o resultado de Alonso-Santiago et al. (2020) possui um grande desvio dos obtidos da literatura para estrelas gigantes vermelhas com tal metalicidade.

Discrepâncias entre nossos resultados e o da última referência são esperadas para a estrela #54 visto que temos uma considerável diferença na temperatura efetiva de 462 K como discutido na seção 5.1.

Os valores da razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em estrelas gigantes vermelhas são objetos de estudos importantes por serem produtos da queima do hidrogênio. Esta razão isotópica pode ser investigada na superfície das estrelas graças aos processos de dragagem. Por isso, essa razão isotópica também é frequentemente usada para sondar processos de mistura extra nesses objetos como relata Takeda et al. (2019), que também encontram valores maiores que os solares para a abundância de nitrogênio em suas análises de gigantes vermelhas, correspondendo ao que encontramos para o nitrogênio nos objetos deste trabalho (ver Figura 5.2). Nossos valores para essa razão isotópica são mostrados na última coluna da Tabela 5.3 e no geral, são típicos de primeira dragagem (Karakas & Lattanzio, 2014). Apenas as estrelas IC 2714-34 e NGC 2215-26 apresentam razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ mais baixas que o esperado para gigantes, mas estão em acordo com previsões que consideram processos de mistura extra como, por exemplo, a mistura termohalina (Lagarde et al., 2019).

5.3.4 Elementos do Processo- α e Pico do Ferro

A principal fonte de produção dos elementos α (Si, Ca, Ti, Mg) são as nucleossínteses decorrentes das explosões das supernovas do tipo II, que também são responsáveis por ejetar esse material no meio interestelar, assim como as supernovas tipo Ia que contribuem em menor taxa (Chiappini et al., 1997).

Observações mostram que a maior parte dos elementos do processo- α são encontrados no halo da Galaxia, o que pode ser explicado pela grande taxa de supernovas do tipo II nesse meio. Esse tipo de supernova também contribui em parte para os elementos do pico do ferro (Cr, Ni) sendo sintetizados momentos antes de suas explosões. Porém, a maioria origina-se das supernovas do tipo Ia, uma vez que estrelas massivas acabam retendo muito material do pico do ferro pela força gravitacional do remanescente compacto (Burbidge et al., 1957).

Os elementos α também seguem as tendências observadas da Figura 5.2, assim como os elementos do pico do ferro (Cr e Ni). Podemos observar na Tabela 5.2 que Alonso-Santiago et al. (2020) também derivaram abundâncias para os elementos Mg, Si, Ca, Ti e Ni para

as estrelas NGC 6664-52, 53, 54. Para o objeto #54 temos uma discrepância considerável para o Ca de 0.34 dex e de 0.40 dex para o Mg, que talvez seja esperado, visto que temos divergências nos parâmetros atmosféricos como relatado anteriormente. Se compararmos os valores obtidos por Alonso-Santiago et al. (2020) com os da literatura para esses tipos de estrelas, por exemplo, pelos gráficos da Figura 5.2, observamos que alguns elementos não deveriam apresentar tais abundâncias por conta da metalicidade da estrela, portanto, os valores de abundâncias para o Mg, Ca, Ti da #54 e para o silício da #53, podem estar sobrestimados, considerando o que a literatura apresentam para estrelas gigantes. Os valores de abundâncias do Mg e Ca para a estrela #53 estão em acordo com o que determinamos, assim como o Ni da estrela #54. Os valores de abundância do Si para a estrela #54, Ti e Ni da estrela #53 estão de acordo considerando as incertezas apresentadas por Alonso-Santiago et al. (2020).

5.3.5 Elementos do Processo-s e Processo-r

Os elementos sintetizados por captura lenta de nêutrons, também chamados de elementos do processo-s (Y, Zr, La, Ce, Nd), são produzidos principalmente nos estágios de pulsos térmicos na fase de AGB (Karakas & Lattanzio, 2014; Bisterzo et al., 2016). Investigar o enriquecimento desses elementos em nossa amostra é de extrema importância por serem produzidos em estágios evolutivos posteriores aos das estrelas estudadas neste trabalho. Portanto, esses elementos pesados seriam produzidos pela companheira que teria evoluído primeiro e cedido matéria para a estrela observada. Como pode ser observado na Figura 5.2, não encontramos enriquecimento significativo de elementos pesados em nossa amostra. Assim, podemos dizer que os elementos do processo-s analisados neste trabalho seguem as tendências das gigantes isoladas da literatura, apresentando apenas um pequeno enriquecimento para algumas estrelas que pode ser devido à nuvem de gás que formou o aglomerado estar ligeiramente enriquecida por esses elementos.

Van der Swaelmen et al. (2017) também determinaram abundâncias para os elementos Y, La, Ce e Nd para a estrela NGC 2335-4. A média que encontraram para cada elemento em notação $[X/Fe]$ é apresentada na Tabela 5.2. A abundância de neodímio que Van der Swaelmen et al. (2017) encontraram não possui dispersão, pois foi determinada com apenas uma linha. Há uma certa discrepância com nossos resultados, mas, tais resultados são aceitáveis por conta das margens de erro apresentadas por eles. Nossas diferenças, em

parte, são provavelmente por Van der Swaelmen et al. (2017) terem fixado a velocidade de microturbulência em $\xi = 1.50$ km/s, que difere da velocidade de microturbulência que obtivemos por espectroscopia sendo de $\xi = 2.25$ km/s, ou seja, temos uma diferença significativa de $\Delta \xi = 0.75$ km/s. Essas diferenças nas abundâncias também são influenciadas pela diferença na temperatura efetiva, mas, provavelmente o principal motivo da discrepância para nossos valores do Nd seja o número de linhas. Se colocarmos o valor que Van der Swaelmen et al. (2017) obtiveram para o Nd no gráfico da Figura 5.2, veremos que o ponto foge totalmente da tendência das gigantes isoladas da literatura.

Como pode ser observado na Tabela 5.2, Alonso-Santiago et al. (2020) também derivaram a abundância de ítrio para as estrelas NGC 6664-52, 53, 54. O valor para a estrela #52 está em acordo e o da estrela #53 entra em acordo com o nosso considerando a margem de incerteza. Como mencionado anteriormente, o valor do Y para a estrela #54 da referência entra em desacordo com o esperado para uma estrela com tal metalicidade.

Também determinamos a abundância do elemento európio para os objetos deste trabalho. Este elemento tem sua produção devida a intensos fluxos de nêutrons nos chamados processo-r (captura rápida de nêutrons; Bisterzo et al., 2016, 2017). Seus sítios astrofísicos principais são as supernovas do tipo II e fusão entre estrelas de nêutrons (Surman et al., 2008). As abundâncias do európio seguem as tendências das estrelas isoladas como pode ser observado na Figura 5.2, portanto, para esse elemento não há valores atípicos em nossa amostra.

5.4 Parâmetros Orbitais

Investigamos as configurações orbitais das binárias espectroscópicas deste trabalho em busca de possíveis influências da dinâmica do sistema nas rotações e abundâncias. Para isso, devemos compreender os efeitos que as forças de maré causam nesses sistemas com um componente evoluído.

De maneira distinta das estrelas isoladas, binárias podem sofrer influência em sua dinâmica por conta dos seus companheiros que podem influenciar processos de mistura extra ou até mesmo gerar instabilidade no sistema. O momento angular de uma estrela é influenciado pelos torques causados pelas forças de maré, que também influenciará na evolução da rotação estelar (Rieutord, 2003). Por isso, estrelas gigantes que participam de

sistemas binários podem ser uma ferramenta no estudo da evolução estelar (Mermilliod et al., 2007).

Quando uma estrela sai da sequência principal esgotando o hidrogênio do núcleo, esta entra em contração, e por conservação do momento angular as camadas mais externas se expandem e passam a girar mais lentamente (Beck et al., 2012). Assim, é de se esperar que gigantes vermelhas apresentem baixa rotação. Nossos valores para $v \sin i$ geralmente condizem com o esperado para estrelas gigantes do tipo espectral G e K (de Medeiros et al., 1996) como será discutido adiante. Apenas quatro objetos possuem rotação pouco acima do esperado.

A Tabela 5.4 apresenta valores fornecidos por Mermilliod et al. (2007) para os períodos orbitais e excentricidades de algumas estrelas. Zahn (1977) prevê que com um determinado tempo as estrelas de sistemas binários com um componente evoluído vão sincronizar o movimento rotacional com o movimento orbital devido a efeitos de maré, atingindo a sincronização que ocorre após a circularização do sistema.

Temos em nossa amostra duas estrelas que estão provavelmente sincronizadas e possuem excentricidades iguais a zero, são as estrelas NGC 2335-4 e NGC 2972-14 que possuem $v \sin i$ moderado próximo de 7.00 km/s, o que pode estar indicando a sincronização do sistema considerando o que foi explicado anteriormente sobre a conservação do momento orbital que tende a transferir momento angular orbital para momento angular rotacional. De Medeiros et al. (2002) relata que gigantes do tipo espectral G e K que apresentam velocidade de rotação pouco elevada (> 6.40 km/s como será discutido) podem ter atingido a sincronização entre rotação e movimentos orbitais, pois esse $v \sin i$ incomum para essas estrelas podem indicar que momento angular foi extraído do momento orbital do sistema. Essas estrelas possuem período orbital pouco maiores que 300 dias, o que está próximo do esperado para sistemas que estão próximos de atingir a sincronização. De acordo com Mermilliod & Mayor (1992), gigantes de sistemas binários vão atingir a sincronização quando possuírem períodos menores que 250 dias, além de estarem circularizadas.

Na parte superior da Figura 5.4 apresentamos nossas estrelas (em vermelho) com excentricidade em função do período orbital, a linha tracejada horizontal representa o limite da excentricidade para sistemas que provavelmente estão circularizados ou estão em processo de circularização. Para a excentricidade assumimos $e = 0.1$ como limite superior de estrelas que podem estar tendendo a circularização (Husnoo et al., 2012). Observa-se que

Tabela 5.4 - Períodos orbitais (P) e excentricidades orbitais (e) fornecidos por Mermilliod et al. (2007) para algumas estrelas de nossa amostra. Na última coluna apresentamos as velocidades de rotação projetada que determinamos.

Estrelas	P [dias]	e	$v \text{ sen } i$ [km/s]
IC 2714-34	—	—	2.13 ± 0.12
IC 2488-97	—	—	5.20 ± 0.26
NGC 2215-26	190.207	0.316	3.10 ± 0.17
NGC 2287-21	1509.600	0.658	3.30 ± 0.20
NGC 2287-97	461.070	0.680	3.83 ± 0.15
NGC 2287-107	1212.600	0.575	4.00 ± 0.10
NGC 2335-4	300.760	0.000	7.27 ± 0.23
NGC 2548-1560	14624.000	0.413	3.37 ± 0.15
NGC 2925-92	619.270	0.330	3.03 ± 0.06
NGC 2972-14	340.860	0.000	6.90 ± 0.17
NGC 6664-52	—	—	6.30 ± 0.15
NGC 6664-53	—	—	4.10 ± 0.17
NGC 6664-54	739.290	0.310	5.27 ± 0.21
NGC 6694-14	3880.000	0.700	7.53 ± 0.15
NGC 6709-303	329.849	0.207	7.07 ± 0.12

duas estrelas estão abaixo desse limite e à direita da linha vertical que indica o período máximo de 250 dias discutido anteriormente e representa o período limite esperado para haver a sincronização do sistema. No mesmo gráfico, além de nossas estrelas (vermelho), também apresentamos as binárias espectroscópicas com componentes evoluídos analisados por De Medeiros et al. (2002). Na parte inferior da Figura 5.4 comparamos nossas velocidades de rotação em função do período orbital com as mesmas estrelas do gráfico acima analisadas por De Medeiros et al. (2002) (cinza). Nesse caso a linha horizontal corresponde aos maiores valores encontrados para gigantes em termos velocidade de rotação, obtidas no trabalho de de Medeiros et al. (1996) valendo 6.4 km/s, ou seja, velocidades acima desse valor não são tão comuns para gigantes. Observamos uma boa relação entre as distribuições de nossas estrelas com as da literatura e vemos que as estrelas abaixo de 250 dias possuem excentricidade tendendo a zero, e os objetos provavelmente circularizados deste trabalho possuem período maior que esse valor.

A estrela NGC 6709-303 possui uma considerável velocidade de rotação $v \text{ sen } i = 7.1 \text{ km/s}$ e não está circularizada, mas possui um baixo período orbital de 329.849 dias e excentri-

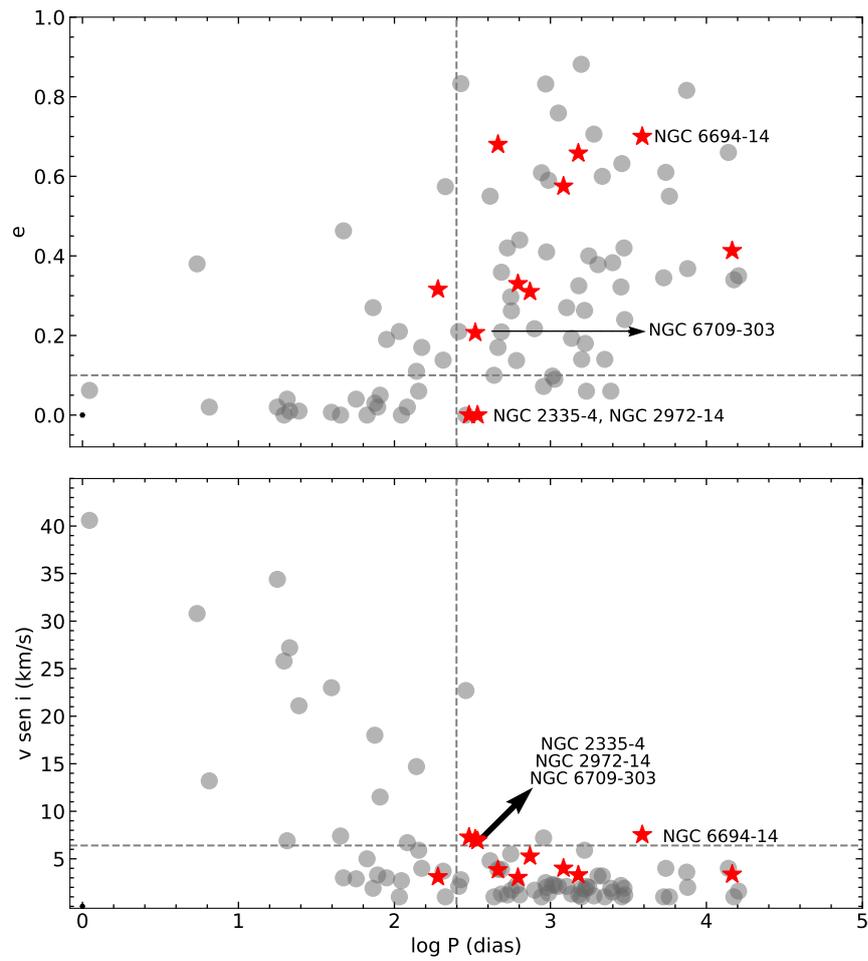


Figura 5.4: Comparação de excentricidade e velocidade de rotação com o período orbital de nossas estrelas (estrelas vermelhas) e as binárias espectroscópicas de De Medeiros et al. (2002) (círculos cinzas).

cidade de $e = 0.21$. Considerando a discussão anterior, esses dados orbitais podem estar indicando uma transferência de momento que está levando o sistema a circularização e sincronização.

Os valores para abundância de Li mostram uma relação com $v \sin i$ como mostrado na Figura 5.5 onde comparamos nossos resultados com as gigantes isoladas de De Medeiros et al. (2000). Eles também observam a mesma tendência onde os valores da $A(\text{Li})$ parecem aumentar para os rotadores mais rápidos. Como havíamos discutido na seção 5.3.2, o objeto NGC 6694-14 é uma gigante rica em lítio, e possui uma velocidade de rotação de 7.5 km/s, o que é relativamente alto para esse tipo de estrela, porém, não possui parâmetros orbitais que indiquem processo de sincronização, pois possui uma grande órbita com período de 3880 dias. Investigamos possíveis explicações para esse alto teor de Li e para o alto $v \sin i$ por fatores da binaridade. De Medeiros et al. (2000) realizam um estudo nesse sentido, mas não encontram relação entre o enriquecimento de Li e a binaridade do sistema. Contudo, o que pode ter gerado essa alta velocidade de rotação e, em simultâneo, explicar a alta abundância de Li? A resposta pode estar na acreção de matéria provocada por um planeta ou uma anã marrom que orbitavam a estrela e foram possivelmente acretados pelas camadas expandidas da estrela evoluída, como mostra Siess & Livio (1999) para gigantes vermelhas. Esse processo pode depositar momento angular na gigante, isso explicaria a alta velocidade de rotação, e o depósito de matéria na base do envelope convectivo pode gerar mecanismos extras de mistura em que material do fundo do envelope convectivo pode ser conduzido até o topo da camada de queima de hidrogênio (onde ocorre o ciclo CNO). Nesse processo, Li pode ser sintetizado e levado até a superfície da estrela pelos processos de convecção (Siess & Livio, 1999).

5.5 *Yellow Stragglers (YS)*

Neste trabalho, analisamos uma amostra de seis estrelas candidatas a YS de natureza descrita anteriormente na seção 1.3, e representadas em amarelo no diagrama cor-magnitude da Figura 5.6. Analisando seus espectros identificamos contaminações características de uma estrela do tipo espectral A. Na Figura 5.7 comparamos as regiões do $H\alpha$ para a binária espectroscópica IC 2488-97 e as YS analisadas neste trabalho. É possível observar que a linha da IC 2488-97 possui asas mais próximas do contínuo se comparada

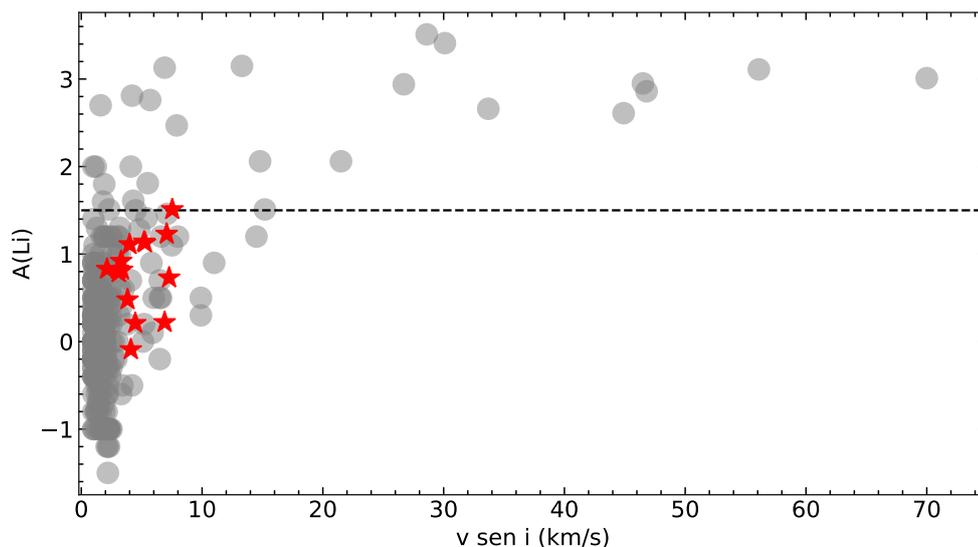


Figura 5.5: Abundâncias de lítio em relação ao $v \text{ sen } i$ de nossas estrelas (estrelas vermelhas) com as gigantes isoladas de De Medeiros et al. (2000) (círculos cinza). Estrelas acima da linha tracejada possuem $A(\text{Li}) \geq 1.5 \text{ dex}$ e são classificadas com ricas em lítio (Brown et al., 1989).

com as outras estrelas da figura, que possuem maiores alargamentos nas asas do $H\alpha$. Esses alargamentos sugerem que os espectros das gigantes estão contaminados por uma estrela que possui forte linha de $H\alpha$ (no caso, a estrela secundária do sistema). Na Figura 5.8 sobrepomos o espectro da estrela HD 65810¹ do tipo espectral A (vermelho) sobre os espectros das estrelas gigantes vermelhas (cinza) na região espectral entre 3750 Å e 4000 Å, onde estão localizadas algumas linhas de absorções da série de Balmer. É possível observar a semelhança das linhas de absorção entre os dois espectros, o que é um indicativo do tipo espectral da companheira que está contaminando o espectro da gigante observada.

Portanto, observamos evidências de contaminação nos espectros das estrelas candidatas a YS nas linhas de $H\alpha$ e na região entre 3750 Å e 4000 Å, indicando que a estrela secundária do sistema é provavelmente do tipo A, pois esse tipo espectral apresenta linhas de absorções mais intensas se tratando do hidrogênio. Esses objetos também estão localizados na região de *gap* do diagrama cor-magnitude (*Colour Magnitude Diagram: CMD*) como mostra a Figura 5.6.

A região espectral entre 3750 Å e 4000 Å da estrela NGC 5822-276 está altamente ruidosa (Figura 5.8), o que pode gerar dúvidas sobre a contaminação em seu espectro, mas essa contaminação é mais evidente na linha do $H\alpha$ (Figura 5.7). As candidatas a YS

¹ O espectro da HD 65810 foi obtido a partir da biblioteca ESO em <https://www.eso.org/sci/observing/tools/uvespop/field-stars-uptonow.html>

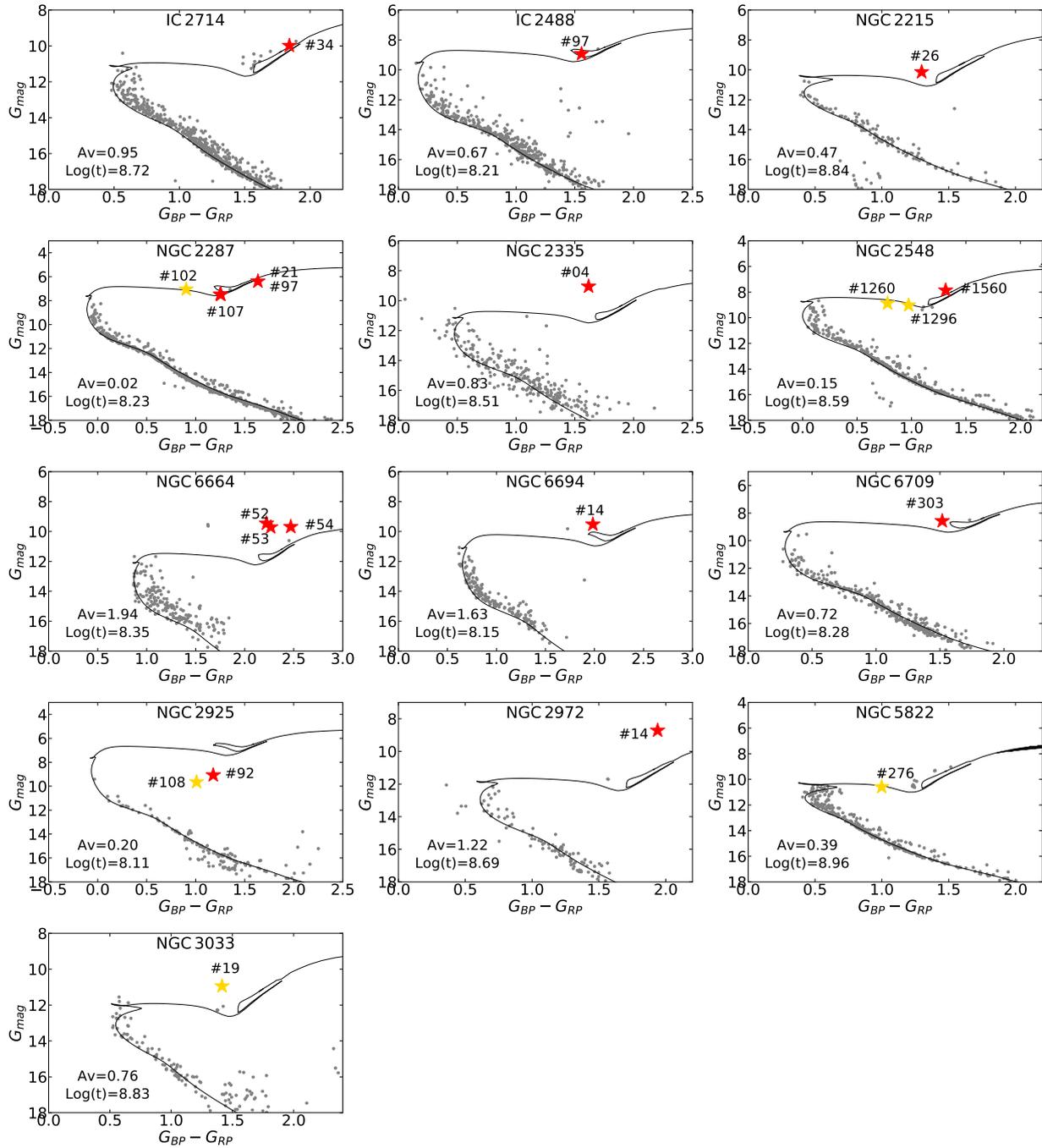


Figura 5.6: Diagramas cor-magnitude das gigantes vermelhas (estrelas vermelhas) e *Yellow Stragglers* (estrelas amarelas) deste trabalho utilizando os dados de Cantat-Gaudin et al. (2020). As isócronas foram obtidas através do PARSEC (Bressan et al., 2012) utilizando os dados dos aglomerados também fornecidos por Cantat-Gaudin et al. (2020).

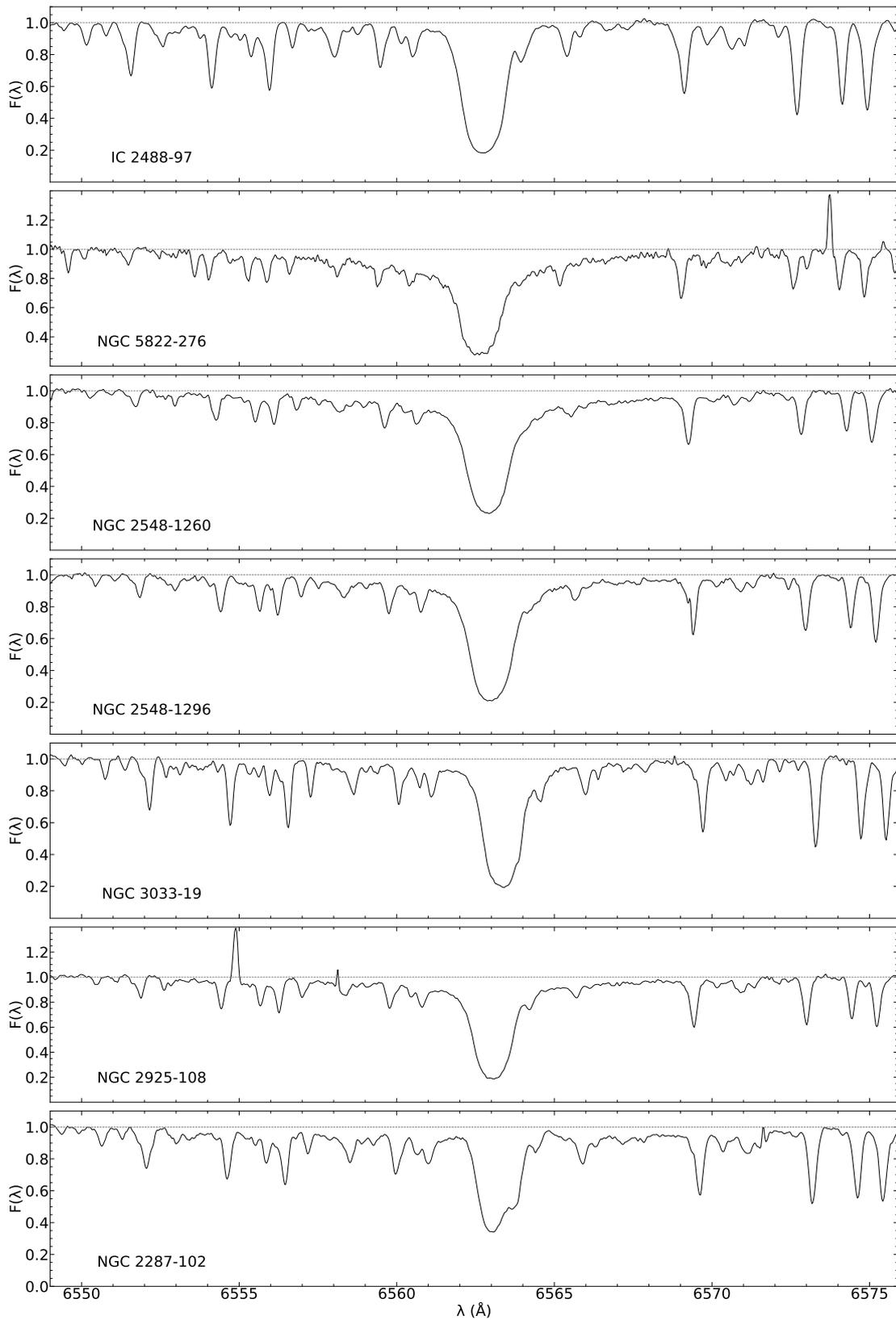


Figura 5.7: Comparação entre a linha do H- α da estrela IC 2488-97 e das candidatas a YS deste trabalho com as asas mais alargadas. A linha cinza representa o contínuo dessa região.

deste trabalho não estão apresentando luminosidade maior que o ramo das subgigantes, com exceção da NGC 3033-19 que mesmo possuindo baixo RUWE, Cantat-Gaudin et al. (2020) não conseguiram atribuir probabilidade de pertinência para esse objeto em seu trabalho de adesão de membros, portanto, esta estrela possivelmente não é membro do aglomerado. A estrela NGC 2925-108 provavelmente também não é membro a julgar sua posição no CMD e por Cantat-Gaudin et al. (2020) não terem atribuído probabilidade. Porém, este objeto possui alto RUWE (>1.4) que gera dúvidas quanto a confiabilidade do resultado de pertinência. Nesse sentido, consultamos o catálogo da última referência e observamos que as componentes de movimento próprio e paralaxe do aglomerado diferem consideravelmente dos apresentados pela estrela, confirmando a não pertinência do objeto ao aglomerado. Analisando a Tabela 5.1 observa-se que apenas a estrela NGC 2287-102 seria membro do aglomerado com probabilidade de 90% e com baixo RUWE, indicando que a binaridade do sistema não interferiu nas medidas astrométricas (Jorissen, 2019). O objeto NGC 2548-1260 não seria membro com probabilidade de apenas 30%, mas esse objeto possui o parâmetro RUWE de 1.65, logo essa probabilidade pode não ser muito precisa. Cantat-Gaudin et al. (2020) não fornece probabilidades para as estrelas NGC 5822-276 e NGC 2548-1296, mas os valores de RUWE apresentados na Tabela 5.1 indicam que as medidas astrométricas dessas estrelas foram afetadas pelo companheiro do sistema binário.

Balaguer-Núñez et al. (2005) confirmaram as posições peculiares das estrelas NGC 2548-1260, 1296 no diagrama cor-magnitude (b-y) vs V, e Reddy et al. (2016) também se depararam com a mesma peculiaridade para estrela NGC 2548-1296 no diagrama (B-V) vs V. Ebbighausen (1939) alerta sobre a possibilidade de um espectro composto por dois objetos do tipo espectral A e G analisando a magnitude aparente da estrela NGC 2548-1260. Sales Silva et al. (2014) apontam a estrela NGC 5822-276 como uma provável YS e determinam que a mesma ocupa a posição onde são encontradas as YS no CMD. Sales Silva e seus colaboradores determinaram parâmetros atmosféricos por espectroscopia para algumas candidatas a YS, mas perceberam que os parâmetros encontrados não correspondem a suas posições no CMD, concluindo que os parâmetros atmosféricos determinados não são confiáveis e que as estrelas YS investigadas apresentam um “velamento” no espectro causado pela companheira, resultando em um contínuo adicional sobre o espectro da gigante provocando uma diminuição nas larguras equivalentes das linhas espectrais.

As investigações abordadas nesta seção indicam que as posições peculiares das YS no

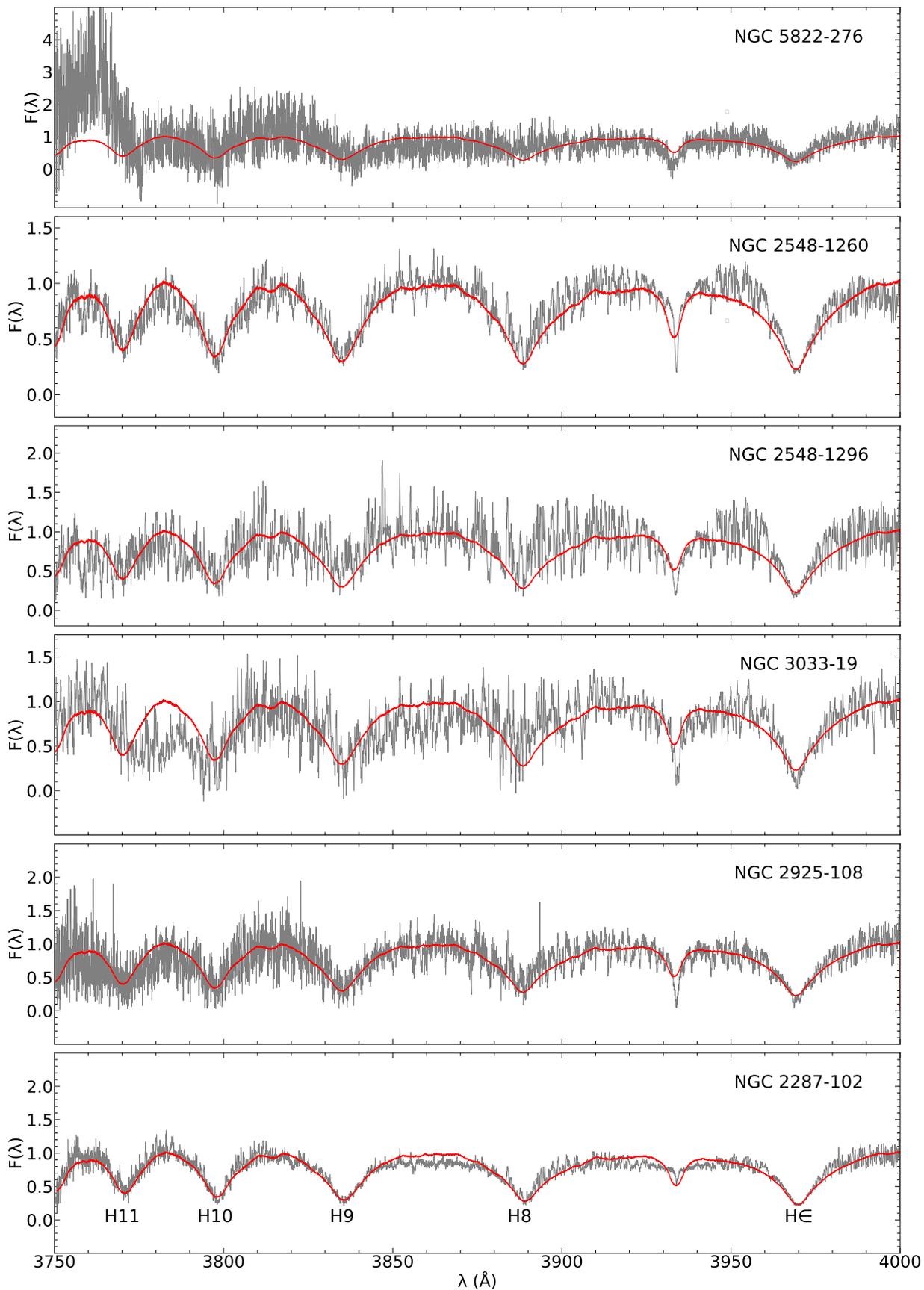


Figura 5.8: Região entre 3750 Å e 4000 Å das candidatas a YS deste trabalho. O gráfico em vermelho representa o espectro da estrela do tipo espectral A.

CMD são um efeito da sobreposição dos espectros entre uma estrela fria e sua companheira quente. Isso mudaria a cor da estrela observada fazendo com que a mesma passe a ocupar tal posição no CMD. Esse fenômeno já havia sido proposto por Mermilliod et al. (2007) que comenta sobre a possibilidade de uma combinação de cores em sistemas binários compostos por uma estrela gigante vermelha e um companheiro da sequência principal (mais azul). Portanto, este estudo mostra que esses objetos ou pelo menos uma parte deles não são BS evoluídas como outras referências apontam (Landsman et al., 1997; Jorissen, 2019; Rain et al., 2021), o que também poderia explicar o motivo das candidatas a YS desse trabalho (que realmente pertencem aos aglomerados) não estarem apresentando magnitudes menores que o ramo das subgigantes, pois a estrela secundária pode ter uma contribuição ínfima para a magnitude do sistema uma vez que a estrela gigante é bem mais luminosa que a estrela do tipo A.

Conclusões e Perspectivas

Neste trabalho, analisamos por espectroscopia em alta resolução um conjunto de abundâncias químicas para uma amostra de estrelas gigantes vermelhas binárias espectroscópicas pertencentes a aglomerados abertos. Determinamos parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas a partir das técnicas de larguras equivalentes e síntese espectral. Nossos resultados para parâmetros atmosféricos estão entre $4030 \leq T_{\text{eff}} \leq 5050$ K, $0.60 \leq \log g \leq 2.40$ dex, $-0.31 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.31$ dex e $1.14 \leq \xi \leq 2.49$ km/s, indicando que as estrelas deste trabalho são objetos evoluídos com tipo espectral semelhante. Comparamos os parâmetros T_{eff} e $\log g$ espectroscópicos com fotométricos e obtivemos uma boa concordância nos resultados obtidos por cada método; algumas divergências podem ser devidas a objetos não pertencentes ao aglomerado ou valores sobrestimados em extinção, magnitudes e distância. Também observamos que o parâmetro RUWE tem valor significativo (> 1.4) para a maioria dos objetos que apresentam essas diferenças. Portanto, tal parâmetro pode indicar influência da binaridade nas medidas astrométricas e fotométricas.

Nossos resultados mostram que as abundâncias químicas das estrelas deste trabalho seguem o padrão químico esperado para estrelas isoladas do disco Galáctico, portanto, não apresentam peculiaridades químicas por conta da natureza binária (NGC 6694-14 é a única exceção e será descrita adiante). Nossos resultados para carbono e nitrogênio estão em acordo com o esperado para estrelas que passaram pelo processo de primeira dragagem. Não encontramos vestígios de enriquecimento químico considerável nos elementos do processo-s. Portanto, não temos indícios de possíveis transferências de massa nas estrelas analisadas. Algumas estrelas que apresentam um leve enriquecimento nesses elementos pesados podem indicar que a nuvem de gás que formou o aglomerado pertencia a um meio interestelar enriquecido por gerações estelares anteriores.

Os objetos #52, #53 e #54 provavelmente não pertencem ao aglomerado NGC 6664. Em trabalhos futuros, podemos fazer uma análise química de objetos pertencentes a esse aglomerado e verificar se as estrelas tratadas nessa pesquisa podem ser antigos membros dissolvidos do aglomerado com base na composição química, pois usando dados do aglomerado encontramos boa concordância entre a temperatura efetiva e gravidade superficial fotométricas e espectroscópicas para os objetos 52, 53 e 54.

Os resultados de velocidades de rotação projetada estão dentro do esperado para essa classe de estrelas para a maioria da amostra. Os objetos NGC 2335-4, NGC 6694-14, NGC 6709-303 e NGC 2972-14 apresentam rotações anômalas, e um estudo de parâmetros orbitais mostrou que os objetos NGC 2335-4 e NGC 2972-14 são sistemas provavelmente sincronizados e a NGC 6709-303 pode estar num sistema em processo de sincronização. Isso explicaria as rotações elevadas desses objetos.

Descobrimos uma nova gigante rica em lítio. Nossas investigações mostram que a estrela NGC 6694-14 não apresenta indícios de sincronização mas possui relativa alta rotação e alta abundância de lítio, o que não é esperado para estrelas evoluídas. Uma possível explicação para esses resultados seria a acreção de planeta ou anã marrom, como aponta Siess & Livio (1999).

As estrelas NGC 2287-102, NGC 2548-1260, NGC 2548-1296, NGC 2925-108, NGC 5822-276 e NGC 3033-19 foram investigadas como possíveis YS. Esses são objetos pouco estudados na literatura e estão localizados no *gap* do CMD. Investigamos algumas regiões dos espectros desses objetos e identificamos vestígios de contaminação pela companheira que é uma estrela do tipo espectral A. Portanto, não podemos confiar nos resultados de parâmetros atmosféricos desses objetos e, por isso também não derivamos abundâncias químicas para as candidatas a YS. Cantat-Gaudin et al. (2020) determinaram probabilidade de pertinência ao aglomerado de 90% para o objeto NGC 2287-102, e as investigações desse trabalho indicam que tal objeto apresenta contaminação no espectro, apontando que essa estrela realmente é uma YS. A estrela NGC 2548-1260 possui baixa probabilidade de pertinência e a última referência não indica probabilidades para as outras possíveis YS. Mas o valor do parâmetro RUWE para a maioria dessas estrelas indicam que a binaridade interfere nas medidas astrométricas, deixando dúvidas em relação à confiabilidade desses resultados, com exceção das estrelas NGC 2287-102 e NGC 3033-19. Pela posição da NGC 3033-19 no CMD e por Cantat-Gaudin et al. (2020) não terem determinado

sua probabilidade de pertencer ao aglomerado, essa estrela certamente não é membro do NGC 3033. Assim, mesmo apresentando contaminação no espectro pela companheira, essa estrela não poderia ser classificada como YS. O mesmo pode ser dito para a NGC 2925-108. O objeto NGC 2548-1296 apresenta contaminação no espectro e está localizada no *gap* do CMD, mas devido ao alto valor do parâmetro RUWE é duvidoso a pertinência ou não desse objeto ao aglomerado.

Nossa investigação ressalta a importância de uma análise de adesão de membros para verificar se a estrela candidata a YS ou até mesmo BS realmente pertence ao aglomerado, e se os resultados de adesão de membros é confiável, uma vez que os sistemas binários podem interferir nas medidas astrométricas. As YS vêm sendo tratadas na literatura como possíveis BS evoluídas, mas observamos que esses objetos são uma consequência da binaridade que pode causar um efeito de “soma de cores” entre uma gigante vermelha e uma estrela quente do tipo espectral A, colocando o sistema na região de *gap* do CMD.

Também pretendemos fazer um trabalho completo sobre adesão de membros para todos os objetos desta pesquisa incluindo limites próprios para magnitudes, espaço astrométrico, paralaxes e componentes de movimento próprio. Além disso, é possível estender o trabalho de análise de membros para as outras binárias espectroscópicas investigadas pelo grupo de pesquisa.

Referências Bibliográficas

- Alonso A., Arribas S., Martínez-Roger C., The effective temperature scale of giant stars (F0–K5)-II. Empirical calibration of versus colours and $[Fe/H]$, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 1999, vol. 140, p. 261
- Alonso-Santiago J., Negueruela I., Marco A., Tabernero H. M., Castro N., Three open clusters containing Cepheids: NGC 6649, NGC 6664, and Berkeley 55, *A&A*, 2020, vol. 644, p. A136
- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., The Chemical Composition of the Sun, *ARA&A*, 2009, vol. 47, p. 481
- Balaguer-Núñez L., Jordi C., Galadí-Enríquez D., uvby–H CCD photometry and membership segregation of the open cluster NGC 2548; gaps in the Main Sequence of open clusters, *Astronomy & Astrophysics*, 2005, vol. 437, p. 457
- Battinelli P., Capuzzo-Dolcetta R., Formation and evolutionary properties of the galactic open cluster system., *MNRAS*, 1991, vol. 249, p. 76
- Battistini C., Bensby T., The origin and evolution of r- and s-process elements in the Milky Way stellar disk, *A&A*, 2016, vol. 586, p. A49
- Beck P. G., Montalbán J., Kallinger T., De Ridder J., Aerts C., García R. A., Hekker S., Dupret M.-A., Mosser B., Eggenberger P., Stello D., Elsworth Y., Frandsen S., Carrier F., Hillen M., Gruberbauer M., Christensen-Dalsgaard J., Miglio A., Valentini M., Bedding T. R., Kjeldsen H., Girouard F. R., Hall J. R., Ibrahim K. A., Fast core rotation in red-giant stars as revealed by gravity-dominated mixed modes, *Nature*, 2012, vol. 481, p. 55

- Bisterzo S., Travaglio C., Wiescher M., Gallino R., Köppeler F., Straniero O., Cristallo S., Imbriani G., Görres J., deBoer R. J., AGB yields and Galactic Chemical Evolution: last updated. In *Journal of Physics Conference Series* , vol. 665 of *Journal of Physics Conference Series*, 2016, p. 012023
- Bisterzo S., Travaglio C., Wiescher M., Köppeler F., Gallino R., Galactic Chemical Evolution: The Impact of the ^{13}C -pocket Structure on the s-process Distribution, *ApJ*, 2017, vol. 835, p. 97
- Boffin H. M., Carraro G., Beccari G., et al., *Ecology of Blue Straggler Stars*. vol. 413, Springer, 2015
- Boothroyd A. I., Sackmann I. J., Wasserburg G. J., Hot Bottom Burning in Asymptotic Giant Branch Stars and Its Effect on Oxygen Isotopic Abundances, *ApJ*, 1995, vol. 442, p. L21
- Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code, *MNRAS*, 2012, vol. 427, p. 127
- Brown J. A., Sneden C., Lambert D. L., Dutchover Edward J., A Search for Lithium-rich Giant Stars, *ApJS*, 1989, vol. 71, p. 293
- Burbidge E. M., Burbidge G. R., Fowler W. A., Hoyle F., Synthesis of the Elements in Stars, *Reviews of Modern Physics*, 1957, vol. 29, p. 547
- Busso M., Gallino R., Lambert D.L., Travaglio C., Smith V. V., Nucleosynthesis and Mixing on the Asymptotic Giant Branch. III. Predicted and Observed s-Process Abundances, *ApJ*, 2001, vol. 557, p. 802
- Cannon A. J., Pickering E. C., *VizieR Online Data Catalog: Henry Draper Catalogue and Extension*, published in *Ann. Harvard Obs.* 91-100 (1918-1925), *VizieR Online Data Catalog*, 1993, vol. 3135, p. 248
- Cantat-Gaudin T., Anders F., Castro-Ginard A., Jordi C., Romero-Gómez M., Soubiran C., Casamiquela L., Tarricq Y., Moitinho A., Vallenari A., Bragaglia A., Krone-Martins

-
- A., Kounkel M., Painting a portrait of the Galactic disc with its stellar clusters, *A&A*, 2020, vol. 640, p. A1
- Cantat-Gaudin T., Jordi C., Vallenari A., Bragaglia A., Balaguer-Núñez L., Soubiran C., Bossini D., Moitinho A., Castro-Ginard A., Krone-Martins A., Casamiquela L., Sordo R., Carrera R., A Gaia DR2 view of the open cluster population in the Milky Way, *A&A*, 2018, vol. 618, p. A93
- Cantiello M., Langer N., Thermohaline mixing in evolved low-mass stars, *Astronomy & Astrophysics*, 2010, vol. 521, p. A9
- 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
- Carroll B. W., Ostlie D. A., *An Introduction to Modern Astrophysics* 2 edn. Cambridge University Press, 2017
- Charbonnel C., Lagarde N., Jasniewicz G., North P. L., Shetrone M., Krugler Hollek J., Smith V. V., Smiljanic R., Palacios A., Ottoni G., Lithium in red giant stars: Constraining non-standard mixing with large surveys in the Gaia era, *A&A*, 2020, vol. 633, p. A34
- Chiappini C., The Formation and Evolution of the Milky Way, *American Scientist*, 2001, vol. 89, p. 506
- Chiappini C., Matteucci F., Gratton R., The Chemical Evolution of the Galaxy: The Two-Infall Model, *ApJ*, 1997, vol. 477, p. 765
- Claria J. J., Membership and photometric abundances of red evolved stars in open clusters., *A&AS*, 1985, vol. 59, p. 195
- Cristallo S., Straniero O., Gallino R., Piersanti L., Domínguez I., Lederer M. T., Evolution, Nucleosynthesis, and Yields of Low-Mass Asymptotic Giant Branch Stars at Different Metallicities, *ApJ*, 2009, vol. 696, p. 797
- Cseh B., Lugaro M., D’Orazi V., de Castro D. B., Pereira C. B., Karakas A. I., Molnár L., Plachy E., Szabó R., Pignatari M., Cristallo S., The s process in AGB stars as constrained by a large sample of barium stars, *A&A*, 2018, vol. 620, p. A146

- Cutri R. M., Wright E. L., Conrow T., Fowler J. W., Eisenhardt P. R. M., Grillmair C., Kirkpatrick J. D., Masci F., McCallon H. L., Wheelock S. L., Fajardo-Acosta S., Yan L., Benford D., Harbut M., Jarrett T., Lake S., Leisawitz D., Ressler M. E., Stanford S. A., Tsai C. W., Liu F., Helou G., Mainzer A., Gettns D., Gonzalez A., Hoffman D., Marsh K. A., Padgett D., Skrutskie M. F., Beck R., Papin M., Wittman M., VizieR Online Data Catalog: AllWISE Data Release (Cutri+ 2013), VizieR Online Data Catalog, 2013, p. II/328
- da Silveira M. D., Pereira C. B., Drake N. A., Red giants and yellow stragglers in the young open cluster NGC 2447, MNRAS, 2018, vol. 476, p. 4907
- 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., Da Silva J. R. P., Maia M. R. G., The Rotation of Binary Systems with Evolved Components, ApJ, 2002, vol. 578, p. 943
- 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
- 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
- Duchêne G., Kraus A., Stellar Multiplicity, ARA&A, 2013, vol. 51, p. 269
- Ebbighausen E. G., Proper Motions in the Galactic Cluster NGC 2548., ApJ, 1939, vol. 90, p. 689
- Fekel F. C., Rotational Velocities of Late-Type Stars, PASP, 1997, vol. 109, p. 514
- Friel E. D., The Old Open Clusters Of The Milky Way, ARA&A, 1995, vol. 33, p. 381
- Gaia Collaboration VizieR Online Data Catalog: Gaia EDR3 (Gaia Collaboration, 2020), VizieR Online Data Catalog, 2020, p. I/350
- Gilroy K. K., More About $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ Ratios in Cluster Giants &Subgiants. In Bulletin of the American Astronomical Society , vol. 21, 1989, p. 790

- Gustafsson B., Edvardsson B., Eriksson K., Jørgensen U. G., Nordlund Å., Plez B., A grid of MARCS model atmospheres for late-type stars. I. Methods and general properties, *A&A*, 2008, vol. 486, p. 951
- Halabi G. M., Study of the Thermal Pulsation of AGB Stars, arXiv preprint arXiv:1410.1682, 2014
- Henkel K., Thermohaline Mixing in Low-Mass Red Giant Stars , 2019
- Herwig F., Evolution of asymptotic giant branch stars, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 2005, vol. 43, p. 435
- Holanda N., Drake N. A., Corradi W. J. B., Ferreira F. A., Maia F., Magrini L., da Silva J. R. P., Pereira C. B., NGC 6124: a young open cluster with anomalous- and fast-rotating giant stars, *MNRAS*, 2021, vol. 508, p. 5786
- Holanda N., Drake N. A., Pereira C. B., HD 150382: A Lithium-rich Star at the Early-AGB Stage?, *AJ*, 2020, vol. 159, p. 9
- Holanda N., Pereira C. B., Drake N. A., Chemical analysis of K giants in the young open cluster NGC 2345, *MNRAS*, 2019, vol. 482, p. 5275
- Holanda N., Ramos A. A., Peña Suárez V., Martínez C. F., Pereira C., A chemical analysis of seven red giants of the Galactic cluster NGC 4349, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2022, vol. 516, p. 4484
- Husnoo N., Pont F., Mazeh T., Fabrycky D., Hébrard G., Bouchy F., Shporer A., Observational constraints on tidal effects using orbital eccentricities⁷², *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2012, vol. 422, p. 3151
- Jorissen A., Impact of binaries on stellar evolution in the Gaia era, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 2019, vol. 90, p. 395
- Käppeler F., Gallino R., Bisterzo S., Aoki W., The s process: Nuclear physics, stellar models, and observations, *Reviews of Modern Physics*, 2011, vol. 83, p. 157
- 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

- 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
- Kohler S., , 2020 Exploring a Cluster's Stragglers AAS Nova Highlight, 26 Feb 2020, id.6273
- Kounkel M., Covey K. R., Stassun K. G., Price-Whelan A. M., Holtzman J., Chojnowski D., Longa-Peña P., Román-Zúñiga C. G., Hernandez J., Serna J., Badenes C., De Lee N., Majewski S., Stringfellow G. S., Kratter K. M., Moe M., Frinchaboy P. M., Beaton R. L., Fernández-Trincado J. G., Mahadevan S., Minniti D., Beers T. C., Schneider D. P., Barba R., Brownstein J. R., García-Hernández D. A., Pan K., Bizyaev D., Double-lined Spectroscopic Binaries in the APOGEE DR16 and DR17 Data, *AJ*, 2021, vol. 162, p. 184
- Kurucz R., ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid., ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. Kurucz CD-ROM No. 13. Cambridge, 1993, vol. 13
- Lada C. J., Lada E. A., Embedded Clusters in Molecular Clouds, *ARA&A*, 2003, vol. 41, p. 57
- Lagarde N., Reylé C., Robin A. C., Tautvaišienė G., Drazdauskas A., Mikolaitis Š., Minkevičiūtė R., Stonkutė E., Chorniy Y., Bagdonas V., Miglio A., Nasello G., Gilmore G., Randich S., Bensby T., Bragaglia A., Flaccomio E., Francois P., Korn A. J., Pancino E., Smiljanic R., Bayo A., Carraro G., Costado M. T., Jiménez-Esteban F., Jofré P., Martell S. L., Masseron T., Monaco L., Morbidelli L., Sbordone L., Sousa S. G., Zaggia S., The Gaia-ESO Survey: impact of extra mixing on C and N abundances of giant stars, *A&A*, 2019, vol. 621, p. A24
- Lambert D. L., Observational Effects of Nucleosynthesis in Evolved Stars. In *Elements and the Cosmos* , 1992, p. 92
- 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
- Landsman W., Aparicio J., Bergeron P., Di Stefano R., Stecher T. P., S1040 in M67: A

- Post–Mass Transfer Binary with a Helium Core White Dwarf, *ApJ*, 1997, vol. 481, p. L93
- Lind K., Asplund M., Barklem P. S., Departures from LTE for neutral Li in late-type stars, *A&A*, 2009, vol. 503, p. 541
- Lind K., Asplund M., Barklem P. S., Belyaev A. K., Non-LTE calculations for neutral Na in late-type stars using improved atomic data, *A&A*, 2011, vol. 528, p. A103
- Luck R. E., Heiter U., Giants in the Local Region, *AJ*, 2007, vol. 133, p. 2464
- Lugaro M., Karakas A. I., Bruno C. G., Aliotta M., Nittler L. R., Bemmerer D., Best A., Boeltzig A., Brogгинi C., Caciolli A., Cavanna F., Ciani G. F., Corvisiero P., Davinson T., Depalo R., Di Leva A., Elekes Z., Ferraro F., Formicola A., Fülöp Z., Gervino G., Guglielmetti A., Gustavino C., Gyürky G., Imbriani G., Junker M., Menegazzo R., Mossa V., Pantaleo F. R., Piatti D., Prati P., Scott D. A., Straniero O., Strieder F., Szücs T., Takács M. P., Trezzi D., Origin of meteoritic stardust unveiled by a revised proton-capture rate of ^{17}O , 2017
- Luo F., Zhao Y.-H., Li J., Guo Y.-J., Liu C., Binary fraction of O and B-type stars from LAMOST data, *Research in Astronomy and Astrophysics*, 2021, vol. 21, p. 272
- Magrini L., Sestito P., Randich S., Galli D., The evolution of the Galactic metallicity gradient from high-resolution spectroscopy of open clusters, *A&A*, 2009, vol. 494, p. 95
- Maio U., Ciardi B., Dolag K., Tornatore L., Khochfar S., The transition from population III to population II-I star formation, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2010, vol. 407, p. 1003
- Margenau H., Pressure Shift and Broadening of Spectral Lines, *Phys. Rev.*, 1932, vol. 40, p. 387
- Martinez C. F., Holanda N., Pereira C. B., Drake N. A., High-resolution spectroscopy of red giants and 'yellow stragglers' in the southern open cluster NGC 2539, *MNRAS*, 2020, vol. 494, p. 1470
- Masana E., Jordi C., Ribas I., Effective temperature scale and bolometric corrections from 2MASS photometry, *A&A*, 2006, vol. 450, p. 735

- Merle T., Van der Swaelmen M., Van Eck S., Jorissen A., Properties of single-line spectroscopic binaries detected in the Gaia-ESO Survey., *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 2019, vol. 90, p. 374
- Mermilliod J. C., Andersen J., Latham D. W., Mayor M., Red giants in open clusters. XIII. Orbital elements of 156 spectroscopic binaries, *A&A*, 2007, vol. 473, p. 829
- Mermilliod J. C., Mayor M., Distribution of orbital elements for red giant spectroscopic binaries in open clusters.. In *Binaries as Tracers of Star Formation* , 1992, p. 183
- 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
- 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., Bienaymé O., Gorbaneva T. I., Charbonnel C., Soubiran C., Korotin S. A., Kovtyukh V. V., Chemical composition of the clump giants. In *Spectroscopic methods in modern astrophysics* , 2007, p. 131
- Nesterov V., Kuzmin A., Ashimbaeva N., Volchkov A., Röser S., Bastian U., The Henry Draper Extension Charts: A catalogue of accurate positions, proper motions, magnitudes and spectral types of 86933 stars, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 1995, vol. 110
- 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., Chen Y. Q., Carigi L., Schuster W. J., Zhao G., Carbon and oxygen abundances in stellar populations, *A&A*, 2014, vol. 568, p. A25
- Nollett K. M., Busso M., Wasserburg G. J., Cool Bottom Processes on the Thermally Pulsing Asymptotic Giant Branch and the Isotopic Composition of Circumstellar Dust Grains, *The Astrophysical Journal*, 2003, vol. 582, p. 1036

- Pancino E., Carrera R., Rossetti E., Gallart C., Chemical abundance analysis of the open clusters Cr 110, NGC 2099 (M 37), NGC 2420, NGC 7789, and M 67 (NGC 2682), *A&A*, 2010, vol. 511, p. A56
- Paunzen E., Heiter U., Netopil M., Soubiran C., On the metallicity of open clusters. I. Photometry, *A&A*, 2010, vol. 517, p. A32
- Peña Suárez V. J., Sales Silva J. V., Katime Santrich O. J., Drake N. A., Pereira C. B., High-resolution Spectroscopic Observations of Single Red Giants in Three Open Clusters: NGC 2360, NGC 3680, and NGC 5822, *ApJ*, 2018, vol. 854, p. 184
- Pereira C. B., Sales Silva J. V., Chavero C., Roig F., Jilinski E., Chemical abundances and kinematics of a sample of metal-rich barium stars, *A&A*, 2011, vol. 533, p. A51
- Pickles A., Depagne É., All-Sky Spectrally Matched UBVRI - ZY and $u^{[U+2027]}$ $g^{[U+2027]}$ $r^{[U+2027]}$ $i^{[U+2027]}$ $z^{[U+2027]}$ Magnitudes for Stars in the Tycho2 Catalog, *PASP*, 2010, vol. 122, p. 1437
- Pols O. R., Tout C. A., Lattanzio J. C., Karakas A. I., Thermal pulses and dredge-up in AGB stars. In *Evolution of Binary and Multiple Star Systems*, vol. 229, 2001, p. 31
- Portegies Zwart S. F., McMillan S. L. W., Gieles M., Young Massive Star Clusters, *ARA&A*, 2010, vol. 48, p. 431
- Prieto C. A., Lambert D. L., Asplund M., The forbidden abundance of oxygen in the Sun, *The Astrophysical Journal*, 2001, vol. 556, p. L63
- Rain M. J., Ahumada J. A., Carraro G., A new, Gaia-based, catalogue of blue straggler stars in open clusters, *A&A*, 2021, vol. 650, p. A67
- Reddy A. B., Giridhar S., Lambert D. L., Comprehensive abundance analysis of red giants in the open clusters NGC 752, 1817, 2360 and 2506, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2012, vol. 419, p. 1350
- Reddy A. B., Lambert D. L., Giridhar S., The evolution of the Milky Way: new insights from open clusters, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2016, vol. 463, p. 4366

- Reddy A. B. S., Lambert D. L., Comprehensive abundance analysis of red giants in the open clusters Stock 2, NGC 2168, 6475, 6991, and 7762, *MNRAS*, 2019, vol. 485, p. 3623
- Rieutord M., Evolution of rotation in binaries: physical processes, arXiv e-prints, 2003, pp astro-ph/0308313
- Romano D., Karakas A. I., Tosi M., Matteucci F., Quantifying the uncertainties of chemical evolution studies. II. Stellar yields, *A&A*, 2010, vol. 522, p. A32
- Roriz M. P., Lugaro M., Pereira C. B., Sneden C., Junqueira S., Karakas A. I., Drake N. A., Heavy elements in barium stars, *MNRAS*, 2021, vol. 507, p. 1956
- Salaris M., Cassisi S., Chemical element transport in stellar evolution models, *Royal Society Open Science*, 2017, vol. 4, p. 170192
- 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., 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, *Astronomy & Astrophysics*, 2012, vol. 538, p. A151
- 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
- Sestito P., Bragaglia A., Randich S., Carretta E., Prisinzano L., Tosi M., Old open clusters as key tracers of Galactic chemical evolution. I. Fe abundances in NGC 2660, NGC 3960, and Berkeley 32, *A&A*, 2006, vol. 458, p. 121
- Siess L., Thermohaline mixing in super-AGB stars, *Astronomy & Astrophysics*, 2009, vol. 497, p. 463
- Siess L., Livio M., The accretion of brown dwarfs and planets by giant stars - I. Asymptotic giant branch stars, *MNRAS*, 1999, vol. 304, p. 925

- Snedden C. A., Carbon and Nitrogen Abundances in Metal-Poor Stars., THE UNIVERSITY OF TEXAS AT AUSTIN., 1973, Tese de Doutorado
- Sollima A., Carballo-Bello J. A., Beccari G., Ferraro F. R., Pecci F. F., Lanzoni B., The fraction of binary systems in the core of five Galactic open clusters, MNRAS, 2010, vol. 401, p. 577
- Southworth J., , 2019 Binary stars: a cheat sheet
- Spitzer Lyman J., Hart M. H., Random Gravitational Encounters and the Evolution of Spherical Systems. II. Models, ApJ, 1971, vol. 166, p. 483
- Stancliffe R. J., Angelou G. C., Lattanzio J. C., Lithium production by thermohaline mixing in low-mass, low-metallicity asymptotic giant branch stars, Proceedings of the International Astronomical Union, 2009, vol. 5, p. 405–410
- Stancliffe R. J., Glebbeek E., Izzard R. G., Pols O. R., Carbon-enhanced Metal-poor Stars and Thermohaline Mixing. In Unsolved Problems in Stellar Physics: A Conference in Honor of Douglas Gough , vol. 948 of American Institute of Physics Conference Series, 2007, p. 79
- Surman R., McLaughlin G. C., Ruffert M., Janka H. T., Hix W. R., r-Process Nucleosynthesis in Hot Accretion Disk Flows from Black Hole-Neutron Star Mergers, ApJ, 2008, vol. 679, p. L117
- Takeda Y., Omiya M., Harakawa H., Sato B., Photospheric nitrogen abundances and carbon $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ratios of red giant stars, PASJ, 2019, vol. 71, p. 119
- Tarricq Y., Soubiran C., Casamiquela L., Cantat-Gaudin T., Chemin L., Anders F., Antoja T., Romero-Gómez M., Figueras F., Jordi C., Bragaglia A., Balaguer-Núñez L., Carrera R., Castro-Ginard A., Moitinho A., Ramos P., Bossini D., 3D kinematics and age distribution of the open cluster population, A&A, 2021, vol. 647, p. A19
- Tayar J., Ceillier T., García-Hernández D. A., Troup N. W., Mathur S., García R. A., Zamora O., Johnson J. A., Pinsonneault M. H., Mészáros S., Allende Prieto C., Chaplin W. J., Elsworth Y., Hekker S., Nidever D. L., Salabert D., Schneider D. P., Serenelli A.,

- Shetrone M., Stello D., Rapid Rotation of Low-mass Red Giants Using APOKASC: A Measure of Interaction Rates on the Post-main-sequence, *ApJ*, 2015, vol. 807, p. 82
- Travaglio C., Galli D., Gallino R., Busso M., Ferrini F., Straniero O., Galactic Chemical Evolution of Heavy Elements: From Barium to Europium, *ApJ*, 1999, vol. 521, p. 691
- Trypsteen M. F. M., Walker R., , 2017 *Rotation and Orbital Elements*. Cambridge University Press p. 103–113
- 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
- Walker R., , 2017 *Spectroscopic Binaries*. Cambridge University Press p. 123–131
- Zahn J. P., Tidal friction in close binary systems., *A&A*, 1977, vol. 57, p. 383

Apêndice

Apêndice A

Listas de Linhas

Linhas utilizadas para determinação das abundâncias químicas deste trabalho. Nas tabelas, as letras correspondem a cada estrela da seguinte forma, A: IC 2714-34, B: IC 2488-97, C: NGC 2215-26, D1: NGC 2287-21, D2: NGC 2287-97, D3: NGC 2287-107, E: NGC 2335-4, F: NGC 2548-1560, G1: NGC 6664-52, G2: NGC 6664-53, G3: NGC 6664-54, H: NGC 6694-14, I: NGC 6709-303, J: NGC 2925-92, K: NGC 2972-14.

Tabela A.1 - Larguras equivalentes das linhas de Fe I e Fe II.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	A	B	C	D1	D2	D3	E	F
Fe I	4988.950	4.154	-0.790	-	-	104	-	-	-	-	-
	5002.793	3.396	-1.440	-	-	102	159	-	130	-	-
	5012.793	4.283	-1.640	-	-	-	-	-	82	-	-
	5014.943	3.943	-0.270	-	-	134	-	-	156	-	-
	5031.915	4.371	-1.520	67	-	48	94	-	-	71	-
	5044.211	2.851	-2.040	-	-	107	-	-	-	-	-
	5133.689	4.178	+0.201	-	-	152	-	-	-	-	-
	5159.058	4.283	-0.650	-	-	-	-	109	-	-	-
	5242.491	3.634	-0.970	126	-	120	-	133	-	-	130
	5253.030	2.278	-3.790	84	95	56	125	83	-	-	93
	5288.525	3.694	-1.510	-	-	96	-	105	106	-	-
	5302.307	3.283	-0.740	-	-	143	-	-	-	-	-
	5307.361	1.608	-2.970	-	-	144	-	-	-	-	-
	5315.051	4.371	-1.400	65	-	65	-	72	-	-	-
	5321.108	4.434	-1.190	69	87	63	-	81	80	87	82
	5322.041	2.279	-2.840	-	145	100	-	137	135	-	136
	5364.871	4.445	+0.203	-	-	129	-	157	157	-	-
	5367.467	4.415	+0.439	-	-	142	-	158	160	-	-
	5373.709	4.473	-0.710	92	109	82	121	102	95	119	97
	5389.479	4.415	-0.250	109	-	-	144	123	121	-	121
	5410.910	4.473	+0.400	-	-	-	-	154	-	-	-
	5417.033	4.415	-1.530	60	76	56	78	78	78	71	75
	5441.339	4.312	-1.580	64	80	-	91	70	66	75	78
	5445.042	4.386	+0.041	-	-	136	-	151	149	-	-
	5522.447	4.209	-1.400	73	86	68	-	81	82	106	78
	5560.212	4.434	-1.040	77	90	75	-	86	89	98	84
	5576.089	3.430	-0.850	-	-	143	-	-	-	-	-
	5584.765	3.573	-2.170	-	-	62	-	88	80	-	-
	5624.022	4.386	-1.330	-	-	75	88	90	-	92	-
	5633.947	4.991	-0.120	88	107	90	114	105	109	108	98
	5635.823	4.256	-1.740	60	76	55	87	69	70	66	75
	5638.262	4.220	-0.720	106	130	105	143	119	124	-	121
	5686.530	4.548	-0.450	-	-	94	-	-	-	-	-
	5691.497	4.301	-1.370	70	91	70	-	-	-	95	85
	5705.465	4.301	-1.360	73	90	71	93	-	80	85	78
	5717.833	4.284	-0.979	-	-	88	-	116	117	-	-
	5731.762	4.256	-1.150	85	-	85	120	-	101	110	105

Tabela A.2 - Continuação da Tabela A.1.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	A	B	C	D1	D2	D3	E	F
Fe I	5775.080	4.220	-1.300	-	-	86	116	-	-	114	-
	5806.725	4.607	-0.900	78	100	81	-	97	90	104	95
	5814.808	4.283	-1.820	49	64	-	100	55	55	46	60
	5848.129	4.607	-0.900	80	-	-	106	-	-	-	-
	5852.219	4.548	-1.180	-	-	-	-	-	92	86	-
	5883.817	3.960	-1.210	-	-	92	-	122	106	-	-
	5902.473	4.593	-1.750	36	-	26	-	-	-	-	43
	6024.058	4.548	-0.060	128	-	128	-	134	-	-	-
	6027.051	4.076	-1.090	94	120	93	123	110	110	-	106
	6056.005	4.733	-0.400	92	113	97	110	100	105	117	-
	6079.009	4.652	-0.970	67	92	70	89	87	80	93	81
	6082.711	2.223	-3.580	-	118	-	-	-	-	109	-
	6093.644	4.607	-1.350	50	74	54	-	60	70	64	65
	6096.665	3.984	-1.780	70	85	69	90	78	82	79	85
	6098.244	4.558	-1.800	45	64	-	-	-	-	41	-
	6120.248	0.910	-5.950	75	-	-	124	61	60	48	82
	6151.618	2.176	-3.290	118	133	91	-	121	130	-	130
	6157.728	4.076	-1.110	-	-	97	-	-	-	-	-
	6165.360	4.142	-1.470	77	98	71	97	86	90	100	92
	6173.336	2.223	-2.880	-	-	114	-	-	-	-	-
	6187.990	3.943	-1.570	87	-	74	113	102	96	105	-
	6200.313	2.605	-2.440	-	-	114	-	146	147	-	-
	6213.430	2.223	-2.480	-	-	131	-	-	-	-	-
	6240.646	2.223	-3.390	-	-	93	-	126	122	-	-
	6311.500	2.830	-3.230	-	-	-	-	86	-	-	-
	6322.686	2.588	-2.430	-	-	-	-	150	-	-	-
	6380.743	4.186	-1.320	88	-	-	-	-	105	-	-
	6392.539	2.280	-4.030	88	-	47	-	83	79	62	93
	6411.649	3.653	-0.660	-	-	148	-	-	-	-	-
	6419.950	4.733	-0.090	-	-	107	-	-	-	-	-
	6436.407	4.190	-2.460	-	56	-	-	44	45	38	-
	6498.939	0.958	-4.700	-	-	104	-	-	-	-	-
	6551.678	0.990	-5.790	-	-	-	-	-	-	69	-
	6574.228	0.990	-5.020	134	-	84	-	129	130	-	-
	6597.561	4.795	-0.920	63	81	68	80	81	79	85	80
	6608.026	2.280	-4.030	-	95	53	-	87	83	70	-
	6609.110	2.559	-2.690	-	-	113	-	-	-	-	-
	6646.932	2.610	-3.990	62	-	38	106	70	72	58	-

Tabela A.3 - Continuação da Tabela A.1.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	A	B	C	D1	D2	D3	E	F
Fe I	6653.853	4.140	-2.520	31	-	-	50	37	-	-	-
	6699.142	4.590	-2.190	21	35	-	40	32	30	-	-
	6703.567	2.760	-3.160	97	-	-	141	115	112	106	-
	6704.481	4.220	-2.660	-	30	20	33	22	25	21	28
	6739.522	1.560	-4.950	81	96	43	117	46	45	49	48
	6725.357	4.103	-2.300	-	-	-	-	-	-	46	-
	6726.666	4.607	-1.170	-	-	-	-	-	-	82	-
	6739.522	1.560	-4.950	-	-	-	-	74	72	-	91
	6745.956	4.070	-2.770	-	-	-	30	25	27	-	-
	6750.153	2.424	-2.620	145	-	124	-	160	-	-	-
	6752.707	4.638	-1.200	-	-	64	-	-	85	-	-
	6783.704	2.590	-3.980	-	-	-	-	-	81	-	-
	6793.259	4.070	-2.470	-	-	-	64	40	45	-	-
	6806.845	2.730	-3.210	-	-	72	-	103	107	107	-
	6810.263	4.607	-0.990	-	98	-	101	88	-	87	92
	6820.372	4.638	-1.170	-	89	-	102	83	86	86	-
	6851.635	1.610	-5.320	-	-	28	-	-	-	-	-
	6858.150	4.607	-0.930	75	-	-	-	81	91	94	-
	7130.922	4.217	-0.700	-	-	121	-	-	151	-	-
	7132.986	4.076	-1.610	-	105	68	-	-	84	99	-
7421.558	4.638	-1.800	-	-	31	46	-	41	42	-	
7547.896	5.099	-1.100	35	-	34	-	45	48	47	-	
7723.208	2.279	-3.620	-	-	89	-	125	117	120	-	
Fe II	4491.407	2.855	-2.590	-	-	106	-	120	121	-	-
	4508.288	2.855	-2.310	-	-	123	126	130	-	-	-
	4620.520	2.844	-3.230	-	-	82	-	93	91	-	-
	4993.347	2.807	-3.670	62	68	66	72	-	73	-	64
	5132.657	2.807	-4.000	43	-	-	-	51	50	93	-
	5197.559	3.230	-2.250	-	-	-	-	-	128	-	-
	5234.619	3.221	-2.240	87	123	104	114	120	123	-	-
	5264.812	3.230	-3.130	-	-	66	-	71	-	-	-
	5284.098	2.891	-3.010	81	-	98	-	-	-	-	-
	5325.559	3.221	-3.170	41	-	-	-	70	70	-	-
	5414.046	3.221	-3.620	33	55	56	-	51	51	84	48
	5425.247	3.199	-3.210	45	72	68	-	77	70	111	61
	5534.834	3.245	-2.770	-	-	99	-	-	-	-	-
	5991.368	3.153	-3.560	43	68	-	55	65	63	103	55
	6084.099	3.199	-3.800	28	-	47	47	-	52	78	48

Tabela A.4 - Continuação da Tabela A.1.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	A	B	C	D1	D2	D3	E	F
Fe II	6149.246	3.889	-2.720	32	61	62	50	55	60	-	56
	6247.545	3.891	-2.340	47	-	85	52	72	74	-	65
	6369.462	2.891	-4.110	-	-	45	-	-	-	-	-
	6416.921	3.891	-2.680	-	64	59	-	53	68	104	63
	6432.682	2.891	-3.580	45	73	74	57	75	75	-	68
	6456.383	3.904	-2.050	57	-	89	67	93	-	-	-

Tabela A.5 - Continuação da Tabela A.1.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	G1	G2	G3	H	I	J	K
Fe I	5002.793	3.396	-1.440	-	-	-	-	-	105	-
	5012.793	4.283	-1.640	-	-	-	-	-	75	-
	5014.943	3.943	-0.270	-	-	-	-	-	143	-
	5031.915	4.371	-1.520	-	-	-	-	-	67	-
	5044.211	2.851	-2.040	-	-	-	-	-	118	-
	5074.748	4.220	-0.160	-	-	-	-	-	156	-
	5242.491	3.634	-0.970	-	-	-	-	-	120	-
	5253.030	2.278	-3.790	-	-	-	-	83	-	-
	5288.525	3.694	-1.510	-	-	-	-	-	97	-
	5315.051	4.371	-1.400	-	-	100	-	91	-	116
	5321.108	4.434	-1.190	102	104	-	-	-	-	-
	5322.041	2.279	-2.840	-	-	-	-	-	119	-
	5364.871	4.445	+0.230	-	-	-	-	-	142	-
	5367.467	4.415	+0.439	-	-	-	-	-	150	-
	5373.709	4.473	-0.710	-	111	-	105	109	98	133
	5389.479	4.415	-0.250	-	-	-	-	-	121	-
	5417.033	4.415	-1.530	89	88	-	78	66	72	85
	5441.339	4.312	-1.580	90	85	93	82	72	62	100
	5445.042	4.386	+0.041	-	-	-	-	-	139	-
	5522.447	4.209	-1.400	-	-	-	-	84	85	111
	5560.212	4.434	-1.040	109	98	94	81	90	-	-
	5563.600	4.191	-0.840	-	-	-	-	-	98	-
	5584.765	3.573	-2.170	-	103	-	-	-	87	-
	5624.022	4.386	-1.330	-	-	-	-	97	-	-
	5633.947	4.991	-0.120	-	112	113	106	106	101	138
	5635.823	4.256	-1.740	-	80	97	69	75	68	93
	5638.262	4.220	-0.720	-	-	-	125	122	114	-
	5691.497	4.301	-1.370	-	-	95	-	-	-	123
	5705.465	4.301	-1.360	-	-	90	-	-	-	103
	5731.762	4.256	-1.150	-	113	-	-	-	101	120
	5775.080	4.220	-1.300	-	116	-	-	-	-	-
	5806.725	4.607	-0.900	112	-	105	88	97	91	106
	5814.808	4.283	-1.820	-	72	-	60	55	55	75
	5848.129	4.607	-0.900	118	-	-	97	85	-	-
	5852.219	4.548	-1.180	-	-	-	-	82	-	-
	5883.817	3.960	-1.210	-	-	-	-	-	115	-
	5934.655	3.928	-1.020	-	-	-	-	128	109	-
	6024.058	4.548	-0.060	-	-	-	-	-	133	-

Tabela A.6 - Continuação da Tabela A.1.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	G1	G2	G3	H	I	J	K
Fe I	6027.051	4.076	-1.090	-	-	129	115	112	100	149
	6056.005	4.733	-0.400	128	113	114	112	109	106	133
	6079.009	4.652	-0.970	107	91	90	92	89	80	125
	6093.644	4.607	-1.350	-	70	-	-	-	74	80
	6096.665	3.984	-1.780	-	93	93	-	-	75	100
	6098.244	4.558	-1.800	-	66	-	-	-	-	-
	6120.248	0.910	-5.950	-	108	127	-	-	55	127
	6151.618	2.176	-3.290	-	-	-	-	124	112	-
	6165.360	4.142	-1.470	123	100	111	101	95	87	127
	6173.336	2.223	-2.880	-	-	-	-	-	130	-
	6187.990	3.943	-1.570	118	116	112	104	100	93	-
	6200.313	2.605	-2.440	-	-	-	-	-	130	-
	6213.430	2.223	-2.480	-	-	-	-	-	147	-
	6322.686	2.588	-2.430	-	-	-	-	-	135	-
	6380.743	4.186	-1.320	-	-	-	-	114	-	-
	6392.539	2.280	-4.030	-	-	-	-	-	73	-
	6419.950	4.733	-0.090	-	-	-	-	-	123	-
	6436.407	4.190	-2.460	60	57	-	-	-	-	-
	6574.228	0.990	-5.020	-	-	-	-	-	115	-
	6591.313	4.590	-2.070	-	-	-	-	-	38	-
	6597.561	4.795	-0.920	95	84	90	-	80	75	102
	6608.026	2.280	-4.030	124	-	-	-	86	87	-
	6646.932	2.610	-3.990	105	97	-	-	-	-	-
	6653.853	4.140	-2.520	-	-	-	-	-	-	61
	6699.142	4.590	-2.190	40	43	45	-	-	-	48
	6704.481	4.220	-2.660	-	38	38	27	-	33	-
	6713.745	4.790	-1.600	63	-	49	48	49	55	-
	6725.357	4.103	-2.300	-	-	-	56	-	-	58
	6726.666	4.607	-1.170	104	-	-	91	-	-	-
	6739.522	1.560	-4.950	-	-	-	-	69	68	-
	6745.956	4.070	-2.770	-	31	35	-	21	38	33
	6806.845	2.730	-3.210	-	-	-	-	112	93	-
	6810.263	4.607	-0.990	-	104	107	-	92	88	125
	6820.372	4.638	-1.170	106	-	100	-	88	83	124
	6851.635	1.610	-5.320	-	-	-	69	64	-	113
	6858.150	4.607	-0.930	-	-	-	-	91	83	-
	7132.986	4.076	-1.610	-	-	-	-	-	79	-
	7421.558	4.638	-1.800	-	-	-	-	-	43	-

Tabela A.7 - Continuação da Tabela A.1.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	G1	G2	G3	H	I	J	K
Fe II	4491.407	2.855	-2.590	-	-	-	-	-	102	-
	4993.347	2.807	-3.670	-	64	60	-	-	-	-
	4508.288	2.855	-2.310	-	-	-	-	-	110	-
	4993.347	2.807	-3.670	-	-	-	-	-	65	106
	5234.619	3.221	-2.240	-	109	97	-	-	112	-
	5264.812	3.230	-3.130	-	-	56	-	-	65	-
	5325.559	3.221	-3.170	-	-	55	70	-	63	89
	5414.046	3.221	-3.620	75	48	-	58	57	55	79
	5425.247	3.199	-3.210	89	65	59	75	84	62	100
	5991.368	3.153	-3.560	87	-	-	66	75	64	-
	6084.099	3.199	-3.800	65	-	-	-	58	48	-
	6149.246	3.889	-2.720	77	-	-	-	74	55	68
	6247.545	3.891	-2.340	-	62	-	-	-	75	-
	6416.921	3.891	-2.680	81	-	-	60	77	59	87
	6432.682	2.891	-3.580	98	61	56	73	82	73	90
	6456.383	3.904	-2.050	-	75	-	-	-	-	-

Tabela A.8 - Larguras equivalentes das linhas de outras espécies estudadas neste trabalho.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Ref.	A	B	C	D1	D2	D3	E
Na I	4751.820	2.100	-2.095	R03	—	64	127	92	50	51	—
	6154.220	2.100	-1.560	P01	88	115	74	142	96	99	82
	6160.750	2.100	-1.260	R03	104	131	91	157	123	116	112
Mg I	4730.040	4.340	-2.389	R03	101	102	100	117	110	106	111
	5711.100	4.340	-1.750	R99	136	145	127	169	148	142	157
	8712.690	5.930	-1.260	W69	—	—	—	84	—	—	—
	8717.833	5.910	-0.969	W69	—	98	—	102	99	96	—
	8736.040	5.940	-0.340	W69	—	—	137	136	—	96	—
Al I	6696.032	3.140	-1.481	M94	83	101	56	118	82	80	80
	6698.670	3.140	-1.630	R03	60	78	40	97	64	59	60
	7835.320	4.040	-0.580	R03	68	85	58	94	—	—	—
	7836.130	4.020	-0.400	R03	79	—	67	107	91	—	78
	8772.880	4.020	-0.250	R03	—	—	—	—	—	102	—
	8773.910	4.020	-0.070	R03	—	—	—	—	—	111	—
Si I	5793.080	4.930	-2.059	R03	56	81	62	73	80	76	85
	6125.030	5.610	-1.540	E93	—	60	45	—	58	52	67
	6131.577	5.620	-1.685	E93	—	—	—	32	44	43	—
	6145.020	5.610	-1.430	E93	37	—	44	45	54	53	69
	6155.140	5.620	-0.770	E93	80	104	100	93	100	100	121
	7800.000	6.180	-0.720	E93	—	—	—	—	—	—	78
Ca I	5581.797	2.520	-0.669	M02	146	152	—	—	145	144	—
	5867.572	2.930	-1.609	M02	67	—	44	86	60	61	53
	6161.300	2.520	-1.270	E93	124	141	84	—	—	125	130
	6166.440	2.520	-1.140	R03	122	139	96	153	121	119	125
	6169.040	2.520	-0.799	R03	138	—	126	—	142	144	—
	6169.560	2.530	-0.480	R03	—	—	143	—	149	—	—
	6455.600	2.510	-1.289	R03	110	134	87	455	—	—	122
	6471.660	2.510	-0.690	SM96	148	—	122	—	147	—	—
	6499.654	2.520	-0.809	M02	145	—	121	—	—	—	—
Ti I	4562.640	0.020	-2.659	M02	—	115	—	—	—	—	—
	4617.280	1.750	-0.389	M02	—	141	—	—	—	—	—
	4758.120	2.250	-0.419	M02	106	112	75	141	100	92	95
	4759.280	2.250	-0.510	M02	113	119	78	154	103	96	100
	4820.410	1.500	-0.440	M02	—	—	—	—	—	—	112
	5022.870	0.830	-0.429	M02	—	—	125	—	154	—	—
	5039.960	0.020	-1.130	M02	—	—	125	—	—	—	—
	5087.060	1.430	-0.840	E93	—	—	76	—	104	—	—

Tabela A.9 - Continuação da Tabela A.8.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Ref.	A	B	C	D1	D2	D3	E
	5113.450	1.440	-0.880	E93	—	—	—	—	93	—	—
	5147.480	0.000	-2.010	M02	—	—	—	—	147	127	—
	5152.190	0.020	-2.019	M02	—	—	—	—	—	118	—
	5210.390	0.050	-0.879	M02	—	—	150	—	—	—	—
	5295.780	1.050	-1.631	M02	—	—	55	137	—	—	—
	5866.460	1.070	-0.838	E93	—	—	97	—	—	135	125
	5295.780	1.050	-1.631	M02	100	—	—	—	—	—	—
	6091.180	2.270	-0.369	R03	85	99	46	130	70	68	56
	6126.220	1.050	-1.369	R03	125	133	65	—	—	103	97
	6258.110	1.440	-0.359	M02	—	—	100	—	—	126	127
Cr I	4789.340	2.543	-0.330	M02	—	—	—	—	—	130	—
	4790.340	2.544	-1.480	M02	—	—	—	98	—	60	64
	4814.280	3.086	-1.220	M02	60	—	—	86	58	—	—
	4836.870	3.103	-1.090	M02	—	—	—	—	61	—	—
	4870.800	3.078	-0.010	M02	—	—	84	—	109	—	110
	4887.680	2.543	-2.071	M02	—	40	—	—	—	—	—
	4936.340	3.112	-0.250	M02	87	111	—	123	93	93	—
	4953.710	3.120	-1.480	M02	31	38	—	49	30	—	—
	5065.920	2.707	-1.381	M02	—	—	51	—	—	—	58
	5067.720	2.708	-1.070	M02	—	—	58	—	90	90	71
	5110.750	2.708	-1.321	M02	—	—	—	—	—	72	—
	5113.120	2.709	-1.480	M02	—	—	41	—	—	—	—
	5144.660	2.709	-1.371	M02	80	83	—	—	—	73	—
	5220.910	3.384	-0.890	M02	—	—	—	—	—	—	42
	5238.960	2.708	-1.270	M02	70	75	—	—	—	—	—
	5243.360	3.394	-0.580	M02	73	—	—	—	—	—	—
	5287.200	3.437	-0.870	M02	49	51	—	—	—	—	—
	5300.740	0.982	-2.000	G88	147	—	—	—	—	—	—
	5312.870	3.448	-0.550	M02	57	—	—	—	—	—	—
	5318.810	3.437	-0.670	M02	48	—	—	—	—	—	—
	5628.620	3.420	-0.740	M02	46	—	—	—	—	—	—
	5664.040	3.434	-0.710	M02	66	76	45	—	64	—	52
	5702.320	3.448	-0.670	M02	—	—	45	—	—	65	51
	5712.750	3.010	-1.030	M02	—	—	—	—	70	62	—
	5719.810	3.012	-1.580	M02	33	53	—	—	30	30	—
	5781.160	3.010	-1.000	M02	—	—	—	102	—	—	—
	5787.040	3.012	-1.551	G88	—	—	—	—	—	39	—
	5788.390	3.012	-1.491	M02	—	50	—	—	—	32	—

Tabela A.10 - Continuação da Tabela A.8.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Ref.	A	B	C	D1	D2	D3	E
	5838.650	3.010	-1.821	M02	—	—	—	59	—	—	—
	5844.590	3.012	-1.772	M02	30	—	—	60	—	95	—
	5876.540	3.009	-2.051	M02	—	—	—	41	—	—	—
	5884.430	3.012	-1.860	G88	34	—	—	—	—	95	—
Ni I	4866.271	3.538	-0.220	M02	—	—	—	—	119	—	—
	4953.210	3.740	-0.580	M02	—	—	85	—	—	—	121
	5003.750	1.677	-3.070	M02	100	—	82	122	93	95	—
	5010.940	3.635	-0.980	M02	—	98	—	92	85	85	—
	5017.576	3.538	-0.030	M02	—	—	—	—	127	134	—
	5035.362	3.640	+0.290	M02	125	150	—	153	134	135	—
	5102.966	1.676	-2.870	M02	—	—	94	—	—	—	141
	5157.980	3.606	-1.510	M02	—	—	—	61	—	53	—
	5388.344	1.935	-3.510	M02	—	89	—	—	—	63	60
	5435.856	1.986	-2.580	M02	109	131	93	—	—	—	133
	5578.730	1.677	-2.830	M02	—	—	104	—	—	—	147
	5587.870	1.935	-2.390	M02	121	—	—	—	—	—	—
	5846.994	1.677	-3.460	M02	93	—	62	—	—	—	83
	5847.010	1.677	-3.460	M02	—	103	74	124	—	—	—
	6007.310	1.677	-3.400	M02	87	—	—	123	—	—	91
	6128.980	1.677	-3.429	M02	93	120	—	—	—	—	109
	6176.820	4.089	-0.259	R03	88	108	—	111	—	—	—
	6177.250	1.826	-3.459	M02	75	—	—	—	—	—	—
	6204.610	4.089	-1.079	M02	42	71	45	—	—	—	—
	6223.990	4.106	-0.910	M02	47	—	—	—	61	67	—
	6327.600	1.677	-3.170	M02	123	—	85	—	125	115	—
	6378.260	4.154	-0.821	M02	50	—	—	—	72	—	—
	6532.873	1.935	-3.350	M02	—	—	—	—	79	—	—
	6586.320	1.951	-2.780	M02	114	128	86	—	116	113	135
	6643.630	1.676	-2.220	M02	—	—	144	—	—	—	—
	6767.780	1.826	-2.140	M02	—	—	125	—	—	—	—
Y II	4883.684	1.080	+0.070	S96	—	—	—	—	131	125	—
	5087.430	1.080	-0.170	S96	103	115	90	—	112	113	—
	5200.415	0.990	-0.570	S96	100	117	82	146	109	107	—
	5289.815	1.030	-1.850	W00	—	57	—	62	41	39	56
	5402.783	1.840	-0.440	R03	—	67	42	95	59	58	89
Zr I	4772.300	0.620	-0.060	A05	—	77	—	120	53	46	30
	4784.940	0.690	-0.600	A05	—	—	—	82	—	—	—
	4805.870	0.690	-0.580	A05	—	—	—	86	30	23	—

Tabela A.11 - Continuação da Tabela A.8.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Ref.	A	B	C	D1	D2	D3	E
	4809.470	1.580	+0.350	A05	—	—	—	49	—	—	—
	4815.630	0.600	-0.270	A05	—	—	—	—	—	—	28
	4828.050	0.620	-0.750	A05	41	—	—	—	22	—	—
	5385.130	0.520	-0.640	A05	51	48	—	—	—	26	—
	5620.130	0.520	-1.090	A05	—	—	—	89	26	—	—
	5879.790	0.150	-1.030	A05	—	—	—	114	—	—	—
	5955.340	0.000	-1.700	A05	—	—	—	83	—	—	—
	6032.600	1.480	-0.350	A05	—	—	—	40	—	—	—
	6127.460	0.150	-1.060	SM96	63	66	—	130	44	39	23
	6134.570	0.000	-1.280	SM96	56	67	16	124	—	34	—
	6143.180	0.070	-1.100	SM96	—	73	20	139	46	44	35
La II	5303.530	0.320	-1.350	R21	40	—	25	77	51	49	—
	5880.633	0.235	-1.830	R04	—	—	—	70	—	34	—
	6320.429	0.170	-1.520	SN96	—	—	24	94	52	53	—
	6390.480	0.320	-1.410	R21	46	57	—	105	66	64	61
	6774.330	0.120	-1.709	R21	48	66	—	100	53	49	67
Ce II	4418.790	0.860	+0.270	SM96	—	—	46	—	—	—	—
	4486.909	0.295	-0.180	SM96	—	92	—	—	—	—	108
	4562.370	0.480	+0.210	SM96	83	95	72	120	—	—	115
	4628.160	0.520	+0.140	SM96	81	93	71	124	90	—	110
	5187.457	1.211	+0.170	W00	—	64	31	—	—	—	70
	5274.236	1.044	+0.130	W00	49	69	36	76	58	56	—
	5330.580	0.869	-0.400	L09	—	54	—	—	37	38	—
	5975.818	1.326	-0.450	L09	—	—	13	35	—	20	—
	6043.373	1.205	-0.480	R04	20	—	—	40	23	28	40
Nd II	4706.540	0.000	-0.710	D03	77	90	50	130	81	—	100
	4763.620	0.380	-1.270	D03	—	—	—	57	27	—	—
	4820.339	0.205	-0.920	D03	—	—	—	—	—	—	90
	4914.380	0.380	-0.700	D03	57	78	—	110	—	72	82
	5063.722	0.976	-0.620	D03	—	—	—	65	—	50	—
	5092.800	0.380	-0.610	D03	65	68	42	—	66	75	86
	5249.576	0.980	+0.200	D03	65	—	—	—	—	90	—
	5293.163	0.820	+0.100	D03	—	—	—	—	—	—	106
	5306.460	0.859	-0.970	D03	—	42	—	—	—	—	—
	5319.815	0.550	-0.140	D03	—	—	60	—	—	90	—
	5356.970	1.263	-0.280	D03	—	—	—	48	—	—	—
	5485.700	1.263	-0.120	D03	—	51	—	67	46	43	56
	5740.875	1.160	-0.530	D03	23	40	17	52	33	31	40
	5811.570	0.859	-0.860	D03	30	33	14	53	27	34	—

Tabela A.13 - Continuação da Tabela A.8.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Ref.	F	G1	G2	G3	H	I	J	K
	5113.450	1.440	-0.880	E93	100	116	—	—	—	—	—	—
	5147.480	0.000	-2.010	M02	—	—	—	—	—	—	103	—
	5152.190	0.020	-2.019	M02	—	—	—	—	—	—	100	—
	5295.780	1.050	-1.631	M02	92	—	139	148	—	66	65	130
	5866.460	1.070	-0.838	E93	—	—	—	—	—	141	115	—
	6091.180	2.270	-0.369	R03	91	—	131	133	—	68	—	106
	6126.220	1.050	-1.369	R03	125	151	—	—	122	—	—	164
	6258.110	1.440	-0.359	M02	134	—	—	—	—	—	—	—
Cr I	4790.340	2.544	-1.480	M02	75	—	—	—	60	—	—	—
	4870.800	3.078	-0.010	M02	—	138	—	—	—	—	107	—
	4887.680	2.543	-2.071	M02	42	—	—	—	—	—	—	—
	4936.340	3.112	-0.250	M02	101	—	—	—	89	100	—	—
	4953.710	3.120	-1.480	M02	—	—	—	62	—	—	—	—
	5013.310	2.707	-0.770	M02	—	—	—	—	—	—	97	—
	5065.920	2.707	-1.381	M02	—	—	—	—	—	—	—	—
	5067.720	2.708	-1.070	M02	—	101	—	—	—	97	74	—
	5144.660	2.709	-1.371	M02	79	93	—	—	73	—	67	—
	5238.960	2.708	-1.270	M02	—	—	100	—	—	—	—	—
	5241.450	2.709	-1.921	M02	—	—	68	—	—	—	—	—
	5287.200	3.437	-0.870	M02	51	51	—	80	—	—	—	62
	5304.180	3.462	-0.670	M02	—	—	—	—	—	55	—	67
	5312.870	3.448	-0.550	M02	—	65	—	—	—	—	—	—
	5318.810	3.437	-0.670	M02	—	76	—	—	—	—	—	—
	5344.790	3.448	-0.990	M02	41	—	—	—	—	—	—	—
	5664.040	3.434	-0.710	M02	—	82	94	101	—	74	—	87
	5702.320	3.448	-0.670	M02	—	—	—	102	—	—	—	90
	5712.750	3.010	-1.030	M02	—	—	—	—	68	64	—	96
	5719.810	3.012	-1.580	M02	40	—	71	76	36	—	—	—
	5787.040	3.012	-1.551	G88	—	—	72	—	44	—	—	56
	5788.390	3.012	-1.491	M02	—	51	—	—	—	—	—	—
	5844.590	3.012	-1.772	M02	41	46	63	—	—	—	—	—
	5884.430	3.012	-1.860	G88	—	—	51	—	—	—	—	—

Tabela A.14 - Continuação da Tabela A.8.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Ref.	F	G1	G2	G3	H	I	J	K
Ni I	4953.210	3.740	-0.580	M02	—	—	—	—	—	113	—	—
	5003.750	1.677	-3.070	M02	—	123	—	—	—	—	83	—
	5010.940	3.635	-0.979	M02	82	100	98	—	—	—	81	—
	5017.576	3.538	-0.030	M02	—	152	—	—	—	—	—	—
	5035.362	3.640	+0.290	M02	140	160	—	—	—	153	130	—
	5102.966	1.676	-2.870	M02	—	—	—	—	—	134	100	—
	5388.344	1.935	-3.510	M02	—	—	—	—	62	78	—	—
	5424.645	1.950	-2.740	M02	—	—	—	—	—	127	—	—
	5435.856	1.986	-2.580	M02	—	136	140	136	—	124	97	—
	5578.730	1.677	-2.830	M02	129	—	—	—	—	122	111	—
	5587.870	1.935	-2.390	M02	—	—	—	—	—	—	106	—
	5846.994	1.677	-3.460	M02	—	120	—	—	94	—	—	—
	5847.010	1.677	-3.460	M02	—	124	—	—	—	—	—	135
	6007.310	1.677	-3.400	M02	93	—	115	125	90	96	—	—
	6108.120	1.677	-2.600	M02	—	—	—	—	—	142	—	—
	6128.980	1.677	-3.430	M02	108	133	—	—	105	110	—	148
	6176.820	4.089	-0.260	R03	100	113	108	109	—	—	—	119
	6177.250	1.826	-3.460	M02	85	104	100	110	—	—	68	112
	6204.610	4.089	-1.080	M02	—	—	—	—	—	—	62	79
	6223.990	4.106	-0.910	M02	—	—	—	—	—	—	61	83
6327.600	1.677	-3.170	M02	—	—	—	—	—	124	98	—	
6378.260	4.154	-0.821	M02	—	—	—	—	—	—	—	87	
6532.873	1.935	-3.350	M02	—	101	—	—	—	—	—	111	
6586.320	1.951	-2.780	M02	128	—	—	—	—	—	—	150	
Y II	4883.684	1.080	+0.070	S96	130	—	—	—	—	—	99	—
	5087.430	1.080	-0.170	S96	109	153	128	—	114	115	88	154
	5200.415	0.990	-0.570	S96	111	143	—	—	—	—	85	154
	5289.815	1.030	-1.850	W00	48	71	53	62	42	46	27	—
	5402.783	1.840	-0.440	R03	64	88	73	73	61	65	46	90
Zr I	4772.300	0.620	-0.060	A05	69	71	—	—	—	56	—	—
	4805.870	0.690	-0.580	A05	42	27	—	87	—	—	—	—
	4815.630	0.600	-0.270	A05	—	—	—	—	—	—	28	—
	4828.050	0.620	-0.750	A05	42	—	—	95	—	—	13	—
	5385.130	0.520	-0.640	A05	42	36	95	—	—	—	28	—
	5620.130	0.520	-1.090	A05	—	—	—	—	—	—	20	38
	5955.340	0.000	-1.700	A05	—	—	71	93	—	—	—	—

Tabela A.15 - Continuação da Tabela A.8.

Elem.	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Ref.	F	G1	G2	G3	H	I	J	K
	6127.460	0.150	-1.060	SM96	69	—	115	134	59	34	29	88
	6134.570	0.000	-1.280	SM96	61	54	115	130	48	35	30	72
	6143.180	0.070	-1.100	SM96	—	—	130	142	70	40	41	99
La II	5303.510	0.320	-1.873	R21	36	57	52	62	—	31	—	—
	5805.760	0.130	-3.033	L01	58	57	76	69	75	65	44	80
	6320.290	0.170	-2.742	R21	47	57	42	78	62	—	29	63
	6774.160	0.170	-3.762	R21	47	57	—	92	62	48	17	71
Ce II	4562.370	0.480	+0.210	SM96	86	—	104	—	91	97	64	—
	4628.160	0.520	+0.140	SM96	88	—	97	104	87	94	61	—
	5187.457	1.211	+0.170	W00	—	—	65	—	—	44	—	—
	5274.236	1.044	+0.130	W00	56	79	89	80	57	57	42	66
	5330.580	0.869	-0.400	L09	43	65	50	—	37	42	20	52
	5975.818	1.326	-0.450	L09	—	—	24	—	—	—	—	—
	6043.373	1.205	-0.480	R04	—	41	36	—	—	—	15	31
Nd II	4706.540	0.000	-0.710	D03	79	118	97	109	77	98	—	—
	4859.030	0.320	-0.440	D03	—	—	104	—	—	—	—	—
	4914.380	0.380	-0.699	D03	73	99	80	—	66	77	39	—
	4987.160	0.742	-0.790	D03	—	—	—	—	—	—	17	—
	5092.800	0.380	-0.610	D03	—	—	78	90	62	73	42	—
	5212.361	0.200	-0.960	D03	—	—	—	—	—	—	—	115
	5249.576	0.980	+0.200	D03	—	—	—	—	—	—	—	115
	5293.163	0.820	+0.100	D03	—	114	—	—	—	—	—	—
	5306.460	0.859	-0.970	D03	—	40	—	—	—	—	—	—
	5311.460	0.980	-0.420	D03	—	—	—	—	—	—	—	65
	5319.815	0.550	-0.140	D03	—	—	—	—	—	—	54	—
	5485.700	1.263	-0.120	D03	—	67	48	59	—	—	—	69
	5740.875	1.160	-0.530	D03	30	47	—	38	—	—	20	59
	5811.570	0.859	-0.860	D03	31	47	—	44	—	—	—	55

Referências

W69: WIESE et al. (1969); G88: GRATTON e SNEDEN (1988); E93: EDVARDSSON et al. (1993); M94: MCWILLIAM e RICH (1994); S96: SNEDEN et al. (1996); SM96: SMITH et al. (1996); R99: REDDY et al. (1999); W00: VAN WINCKEL e REYNIERS (2000); L01: LAWLER et al. (2001); P01: PRESTON e SNEDEN (2001); M02: MARTIN et al. (2002); D03: DEN HARTOG et al. (2003); R03: REDDY et al. (2003); R04: REYNIERS et al. (2004); A05: ANTIPOVA et al. (2005); L06: LAWLER et al. (2006); C07: CARRETTA et al. (2007); L09: LAWLER et al. (2009); R21: RORIZ et al. (2021).