

MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
OBSERVATÓRIO NACIONAL
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA

DISSERTAÇÃO DE MESTRADO

ESPECTROSCOPIA EM ALTA RESOLUÇÃO
DE GIGANTES VERMELHAS NO
AGLOMERADO ABERTO NGC 2539

CINTIA FERNANDA MARTINEZ

RIO DE JANEIRO, JULHO DE 2015

Ministério da Ciência e Tecnologia
Observatório Nacional
Programa de Pós-Graduação em Astronomia

Dissertação de Mestrado

Espectroscopia em alta resolução de gigantes vermelhas no aglomerado aberto NGC
2539

Cintia Fernanda Martinez

Dissertação de Mestrado apresentada
ao Observatório Nacional do Rio de Ja-
neiro como parte dos requisitos para a
obtenção do grau de MESTRE em As-
tronomia.

Orientador: Dr. Claudio Bastos Pereira

Rio de Janeiro, Julho de 2015

A mi familia,
comienzo y final de mi Universo

Agradecimentos

Nestas páginas resumem-se dois anos de dedicação e trabalho árduo, adaptações e desprendimentos, encontros e desencontros, alegrias e nostalgias. Páginas que representam parte da minha vida e tudo aquilo que nela vivi. Nada disso teria sido possível sem o apoio incondicional das pessoas que viveram essa história comigo.

Ao Claudio, obrigada por idealizar e orientar este projeto, pela paciência e compreensão, pelos valiosos conselhos de vida e nossas longas conversas.

Aos meus pais, Juan e Susana, e a minha irmã, Nadia, por serem eles meu incentivo diário e por amar-me tanto para me deixar voar e retornar a eles em liberdade.

Aos meus queridos amigos, novos e antigos, do meu país e de fora, os que me fornecem seu carinho a cada dia e àqueles que me abraçam a distância, a todos esses que me ensinaram que além da língua, o idioma da amizade é universal.

Agradeço ao Observatório Nacional por me tornar parte do seu lar, à CAPES e à FAPERJ pelo financiamento e ao Brasil por me abrir as portas para viver novas aventuras neste país irmão.

Espectroscopia em alta resolução de gigantes vermelhas no aglomerado aberto NGC 2539

Cintia Fernanda Martinez

Submetida ao Observatório Nacional do Rio de Janeiro em 23 de Julho de 2015, como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Astronomia.

Resumo

O estudo dos aglomerados abertos permite compreender tanto o comportamento e estrutura da Via Láctea, quanto a formação e a evolução das estrelas. Neste sentido, as gigantes vermelhas dos aglomerados constituem o melhor alvo de análise pois são muito brilhantes. O objetivo deste trabalho consistiu em determinar a composição química do aglomerado aberto NGC 2539 através da análise de espectros FEROS, de alta resolução, de uma amostra de dez estrelas gigantes vermelhas pertencentes a este aglomerado. Obtiveram-se os parâmetros estelares e as abundâncias químicas do Na até o Nd para as estrelas selecionadas do aglomerado, derivados sobre a condição de equilíbrio termodinâmico local utilizando os modelos atmosféricos de Kurucz e o código MOOG de análise espectral. Os resultados obtidos sugerem que o padrão de abundância apresentado por NGC 2539 é semelhante ao do disco Galáctico quando comparados com os correspondentes às estrelas gigantes vermelhas do campo e de outros aglomerados. O estudo permitiu também classificar duas das gigantes binárias espectroscópicas que formavam parte da amostra como sendo “yellow stragglers” e confirmar a natureza das suas estrelas companheiras; e calcular, pela primeira vez, as velocidades projetadas de rotação das gigantes desse aglomerado, mostrando boa concordância com os já determinados para as estrelas gigantes do campo.

Palavras chaves: Aglomerado aberto; estrelas gigantes vermelhas; abundâncias químicas; yellow stragglers.

High-resolution spectroscopy of red giant stars in the open cluster NGC 2539

Cintia Fernanda Martinez

Submitted to the Observatório Nacional of Rio de Janeiro on July 23th 2015, in partial fulfillment of the requirements for the Master's degree in Astronomy.

Abstract

The study of open clusters allow us to understand the behavior and structure of the Milky Way, as well as the formation and evolution of the stars. In that sense, red giant stars in open clusters are the best target of analysis because they are the brightest objects. We have analysed high-resolution echelle spectra (FEROS) of ten red giant members of the open cluster NGC 2539 to explore its chemical composition. Based on the high-resolution spectra and standard LTE analysis, we have derived stellar parameters and abundance ratios for elements from Na to Nd. Our findings confirm that NGC 2539 have similar compositions to within the errors of measurements compared with local disc field and open clusters giants. We also classified two of the spectroscopic binary stars of our sample as “Yellow Stragglers”, and confirmed the nature of their companions; and calculated, for the first time, the rotation velocities for all the stars of our sample, showing their values good agreement with those already determined for field giant stars.

Keywords: Open cluster; red giant stars; chemical abundances; yellow stragglers.

Sumário

Agradecimentos	iii
Resumo	v
Abstract	vii
1. Introdução	3
1.1. Características principais dos aglomerados abertos	3
1.2. Estrelas evoluídas: gigantes vermelhas nos aglomerados abertos	4
2. O aglomerado aberto NGC 2539	7
3. Seleção da amostra e observações	9
4. Análise espectroscópica	11
4.1. Linhas espectrais: formação e análise	11
4.1.1. Alargamento das linhas espectrais de absorção	12
4.1.2. Abundâncias químicas: determinação	13
4.2. Determinação dos parâmetros estelares	14
4.2.1. Gravidades superficiais evolutivas	18
4.3. “Yellow Stragglers” no aglomerado aberto NGC 2539	22
4.4. Cálculo de abundâncias químicas	27
4.5. Velocidades projetadas de rotação	37
5. Conclusões e perspectivas	41
5.1. Conclusões	41
5.2. Perspectivas	41
A. Apêndice A	43
B. Apêndice B	47
C. Apêndice C	53

Lista de Figuras

3.1. Espectros analisados: exemplos	10
4.1. F_λ vs. λ para uma linha espectral	11
4.2. Exemplo de determinação de parâmetros atmosféricos	16
4.3. Trajetórias evolutivas do aglomerado NGC 2539	19
4.4. Massa de “turn-off” vs. idade de aglomerados abertos	20
4.5. Evidência de velamento espectral nas “Yellow Stragglers”	22
4.6. Características espectrais das “Yellow Stragglers”	24
4.7. Diagrama cor-magnitude do aglomerado NGC 2539	25
4.8. Comparação com “Yellow Stragglers” de outros aglomerados	26
4.9. Razões de abundâncias de Na, Mg, Al, Si	29
4.10. Razões de abundâncias de Ca, Ti, Cr, Ni	30
4.11. Razões de abundâncias de elementos do processo-s	31
4.12. Razões de abundâncias de Na, Mg, Al, Si de outros aglomerados	33
4.13. Razões de abundâncias de Ca, Ti, Cr, Ni de outros aglomerados	34
4.14. Razões de abundâncias de elementos do processo-s de outros aglomerados	35
4.15. Perfis de rotação	37
4.16. Velocidades projetadas de rotação em função das temperaturas efetivas	39
C.1. Ajuste do perfil de absorção NGC 2539-229 e NGC 2539-233	54
C.2. Ajuste do perfil de absorção NGC 2539-209 e NGC 2539-223	55
C.3. Ajuste do perfil de absorção NGC 2539-251 e NGC 2539-317	56
C.4. Ajuste do perfil de absorção NGC 2539-346 e NGC 2539-447	57
C.5. Ajuste do perfil de absorção NGC 2539-463 e NGC 2539-502	58

Lista de Tabelas

3.1. Características das estrelas gigantes vermelhas selecionadas	10
4.1. Parâmetros atmosféricos obtidos para as estrelas da amostra	17
4.2. Comparação entre gravidades superficiais espectroscópicas e evolutivas . .	20
4.3. Razões de abundâncias do sódio até o neodímio das estrelas estudadas . .	28
4.4. Incertezas nas abundâncias para as estrelas da amostra	32
4.5. Velocidades projetadas de rotação para as estrelas da amostra	38
A.1. Linhas de Fe I e Fe II analisadas	43
B.1. Outras linhas analisadas	47

1. Introdução

Os *aglomerados abertos*, sistemas de estrelas que contêm alguns milhares de membros, constituem uma ferramenta poderosa na pesquisa Astrofísica. São usados tanto em estudos da cinemática quanto da dinâmica da Via Láctea, uma vez que ajudam à compreensão da estrutura galáctica, da evolução química e da mistura no disco da Galáxia e, junto com as suas contrapartes mais antigas, os *aglomerados globulares*, permitem revelar as populações estelares. Neste capítulo apresentam-se as características dos aglomerados abertos e a forma em que as mesmas permitem conhecer a dinâmica e a evolução dos objetos que compõem o disco galáctico.

1.1. Características principais dos aglomerados abertos

Os aglomerados abertos são uma população do disco galáctico e representam associações de estrelas ligadas gravitacionalmente e originadas de uma única nuvem molecular. Assim, é possível assumir que todas elas têm sido formadas na mesma época e com igual composição química que a nuvem mãe. Consequentemente, estes objetos apresentam características comuns. Além de terem a mesma idade e componentes químicos, o fato de que o tamanho de um aglomerado resulta menor do que a sua distância, as estrelas associadas a ele encontram-se todas a igual distância do Sol.

Dado que todas as estrelas destes aglomerados encontram-se a igual distância e têm composição química similar, parâmetros estelares básicos, como sendo a idade, distância e metalicidade podem ser determinados com maior precisão do que no caso das estrelas do campo. Além disso e devido à origem comum, as estrelas em um aglomerado movimentam-se na Galáxia com velocidade espacial uniforme, o conhecimento das distâncias e idades dessas associações estelares oferece a possibilidade de estudar os movimentos das estrelas no disco e as mudanças sofridas com o tempo. Por isso os aglomerados abertos oferecem uma excelente oportunidade para mapear a estrutura, a cinemática e a composição química do disco galáctico (Reddy et al., 2012).

Apesar da disponibilidade atual de potentes telescópios, espectrógrafos de alta resolução e do desenvolvimento dos modelos de atmosfera teóricos e de espectros sintéticos, as abundâncias químicas para estrelas da sequência principal e gigantes dos aglomerados são obtidas apenas para aqueles aglomerados mais próximos ao Sol devido ao baixo brilho das estrelas associadas a estes objetos, os quais situam-se a distâncias superiores a 100 pc em relação ao Sol (Cayrel de Strobel, 1990).

Estudos espectroscópicos, feitos sobre estes tipos de objetos por exemplo, permitiram confirmar a existência de um gradiente radial de metalicidades no disco interno da Via Láctea (Sestito et al., 2006, 2008; Bragaglia et al., 2008; Magrini et al., 2010) o qual sugere que a taxa de enriquecimento é maior na direção do centro galáctico (Janes, 1979; Neese & Yoss, 1988; Prantzos & Boissier, 2000; Pedicelli et al., 2009). Além disso, autores como Rocha-Pinto et al. (2006) e Bergemann et al. (2014) observaram a existência de

uma relação idade-metalicidade, isto é, as estrelas jovens são mais ricas em metais que as estrelas velhas, mas apenas para aquelas localizadas próximas ao Sol.

O gradiente radial de metalicidades do disco Galáctico tem sido medido também, usando diferentes traçadores. As *Cefeidas*, estrelas jovens e variáveis cujas distâncias são bem conhecidas, mostram uma tendência negativa com o incremento desse fator (Luck & Lambert, 2011; Genovali et al., 2014); enquanto que a evolução temporal deste gradiente é estudado através dos *aglomerados abertos*, pelo fato de abrangerem um intervalo de idades maior do que no caso das Cefeidas (ver Magrini et al., 2015). Baseados em estudos feitos com este tipo de objetos, Chen et al. (2003a) sugerem que o gradiente de metalicidade torna-se plano com o tempo. Análises feitas com estrelas de diferentes idades dos tipos F, G e K da sequência principal tem revelado a existência de um disco espesso caracterizado por possuir objetos com uma distribuição mais estendida, de maior idade, menor metalicidade, embora sobreabundantes em elementos- α , quando comparados com aqueles do disco fino (Navarro et al., 2011; Cheng et al., 2012; Toyouchi & Chiba, 2014).

Considerando a hipótese de que os aglomerados abertos se dissolvem com o tempo devido à ação das forças de maré e espalham as suas estrelas no campo, a análise das variações das abundâncias intra-aglomerado, principalmente dos elementos- α e dos elementos mais pesados, proporcionam uma forma de ligar, quimicamente, objetos do campo com o aglomerado que lhe deu origem (De Silva et al., 2007). Sabendo que isto requer o estudo de uma ampla amostra de aglomerados e da análise espectroscópica detalhada das abundâncias, Reddy et al. (2013) selecionaram um conjunto de gigantes vermelhas pertencentes a onze aglomerados abertos (incluindo duas das gigantes associadas ao aglomerado de interesse neste estudo), abrangendo o intervalo de idades compreendido entre 0.2 e 4.3 G ano e abarcando as distâncias galactocêntricas de 8.3 a 11.3 kpc. Baseados na análise espectral, determinaram as abundâncias de 23 elementos e concluíram que, tanto as gigantes do campo quanto as pertencentes aos aglomerados abertos de metalicidades quase solar, têm composições similares; o que favorece a hipótese de que as estrelas do campo vêm de aglomerados abertos desagregados. Resultados semelhantes foram obtidos por Carretta et al. (2007), analisando gigantes do “clump” de dois aglomerados abertos velhos.

No entanto, estudando objetos deste tipo Katime Santrich et al. (2013) determinaram as abundâncias químicas para 15 gigantes do aglomerado aberto NGC 5822 e descobriram que, duas delas apresentavam enriquecimento dos elementos do processo-s, o que permitiu a sua classificação como “estrelas de Bário”. Este fenômeno é explicado através da transferência de massa em um sistema binário, constituído por uma estrela AGB (agora sendo uma anã branca) e a própria gigante; a idéia da existência de anãs brancas nos aglomerados abertos fornece a possibilidade de obter a idade destes objetos de forma mais confiável.

1.2. Estrelas evoluídas: gigantes vermelhas nos aglomerados abertos

Como acontece com os aglomerados globulares, os aglomerados abertos contêm estrelas em diferentes fases evolutivas. Em particular, as estrelas evoluídas são, com frequência, utilizadas para testar a estrutura interna dos modelos. Graças às abundâncias de alguns elementos (carbono e nitrogênio) determinadas nas atmosferas das gigantes é possível estimar a fase da sua evolução. Um importante indicador da idade de um aglomerado

provêm da posição das estrelas evoluídas em relação ao ponto de saída da sequência principal no diagrama cor-magnitude. Um parâmetro fundamental que diferencia as estrelas em um aglomerado é a massa, a qual determina o comportamento delas: a massa fixa a evolução das estrelas, porém infelizmente o cálculo preciso da massa é muito difícil. Por isso, as estrelas membros de aglomerados são utilizadas na determinação desse parâmetro. As massas podem ser obtidas a partir do confronto da sequência principal observada de um aglomerado com aquela obtida de forma teórica.

A quantidade de material presente no local em que a estrela está se formando determina o curso da sua evolução. Quando o núcleo estelar atinge uma temperatura suficientemente alta para começar fundir hidrogênio e estabelece o equilíbrio hidrostático, diz-se que a estrela chega à sequência principal, onde passa grande parte da sua vida. Uma vez que uma fração do hidrogênio inicial tiver sido consumido gerando um núcleo inerte de hélio, este começa a se contrair devido a sua gravidade, enquanto o hidrogênio continua sendo queimado agora em uma camada que rodeia ao núcleo de hélio. Isto leva ao aumento da temperatura central e, conseqüentemente, nas taxas de reação, produzindo energia suficiente para incrementar a luminosidade da estrela por um fator de 1 000 a 10 000.

As regiões mais externas da estrela se expandem fortemente e a energia produzida no núcleo da estrela é distribuída por convecção em uma superfície muito maior, resultando em uma temperatura superficial menor. A convecção faz com que o material exposto à queima nuclear no interior da estrela (mas não no núcleo) seja levado para a superfície desta, em eventos conhecidos como dragagens (Herwig, 2005). Diz-se, então, que a estrela está ascendendo o ramo de gigante vermelha do *diagrama Hertzsprung-Russell* (HR).

No interior, o núcleo continua a se aquecer até atingir a temperatura suficiente para começar a fundir o hélio em carbono (processo triplo- α). A ignição do núcleo de hélio determina o fim da fase de gigante vermelha e o início da etapa do ramo horizontal (horizontal branch), no caso das estrelas pobres em metais, ou do “red clump”, em aquelas de maior metalicidade (Sweigart & Gross, 1978).

A medida que a estrela evolui, ejeta o material processado no meio interestelar o que resulta no enriquecimento deste por elementos pesados. A quantidade de elementos produzidos e devolvidos ao meio depende da história da formação, evolução e nucleossíntese estelar em função de sua massa. As estrelas de massas baixas e intermediárias ($0.8 M_{\odot} < M < 8 M_{\odot}$) contribuem com He, ^{12}C , ^{13}C , ^{14}N e elementos do processo-s (Travaglio et al., 1999; Lugaro et al., 2003). As estrelas massivas ($M > 8 M_{\odot}$), por sua vez, são as principais responsáveis pela produção dos elementos- α (O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca) enquanto as supernovas do tipo Ia geram os elementos do pico do Fe (Sc, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu). No caso das estrelas gigantes vermelhas, depois de sintetizados, os elementos são dragados para a atmosfera destas e podem ser observados a partir de suas linhas espectrais. A partir dessa análise pode-se determinar o estágio evolutivo em que se encontra a estrela em questão e ajudar à compreensão da evolução galáctica.

2. O aglomerado aberto NGC 2539

NGC 2539 é um aglomerado aberto de idade intermediária localizado na constelação de Puppis ($AR_{2000}=8h\ 10m\ 42s$, $Dec_{2000}=-12\ 50m$) no hemisfério sul. Em seu trabalho sobre aglomerados abertos, Ruprecht (1966) classificou quase 1 000 objetos candidatos baseado nas características apresentadas em suas placas fotográficas. O critério adotado incluía: o grau de concentração central das estrelas (I-bem concentrado, IV-muito desagregado), a homogeneidade na luminosidade das estrelas membros (1-igual luminosidade para todas as estrelas, 3-grandes diferenças nas luminosidades) e a quantidade de estrelas pertencentes ao aglomerado (p-‘poor’ entre 0-50, m-‘moderate’ entre 50-100, r-‘rich’ superior a 100). De acordo com esse estudo, NGC 2539 foi classificado como sendo do tipo II-1 m, o que significa que contém um número moderado de estrelas, todas elas apresentando uma luminosidade similar e um nível alto de concentração em torno da região central.

Claria & Lapasset (1986) fizeram observações fotométricas, nos sistemas DDO e CMT₁T₂, de uma amostra de 13 estrelas gigantes, do tipo G e M, situadas no campo deste aglomerado. Utilizando dois métodos para definir quais eram as estrelas que pertenciam ao aglomerado, determinaram a distância e a idade de NGC 2539 como sendo de 910 pc e (0.64 ± 0.08) G anos, respectivamente.

Anos depois, Lapasset et al. (2000) analisaram dados fotométricos UBV de 345 estrelas no campo deste aglomerado e, baseados no diagrama cor-magnitude, determinaram que ao menos 169 das estrelas estudadas eram prováveis membros, enquanto que 23 foram classificadas como possíveis membros. Assim, conseguiram derivar uma idade de 0.63 G anos, em concordância com a idade antes calculada; e uma distância de 1 210 pc, superior a aquela obtida primeiramente.

De forma similar, Choo et al. (2003), baseados em dados fotométricos desse aglomerado adquiridos no observatório BOAO na Korea, derivaram valores de 1 096 pc e ~ 0.63 G anos para a distância e a idade, respectivamente; e descobriram, também, sete estrelas variáveis no campo desse objeto.

Muitos estudos sugerem que os ambientes ricos em metais são fontes potenciais para a formação de planetas extrasolares (Gonzalez & Laws, 2000; Santos et al., 2004); por isso aglomerados abertos de alta metalicidade constituem os alvos ideais para a busca de exoplanetas. Sendo essa a sua principal motivação, Marshall et al. (2005) derivaram a metalicidade de sete aglomerados abertos utilizando o espectrógrafo de resolução moderada Boller & Chivens CCD (CCDS)¹. A partir das linhas de absorção de vários metais, obtiveram os índices espectrofotométricos para quatro das gigantes do aglomerado NGC 2539, e determinaram uma metalicidade média de $[M/H] = -0.04 \pm 0.03$.

Com o mesmo fim, Lovis & Mayor (2007) iniciaram um levantamento em velocidades radiais de gigantes em aglomerados abertos para estudar a frequência de formação de planetas ao redor de estrelas evoluídas e de massa intermediária. Utilizando os espectrógrafos HARPS e CORALIE (La Silla, Chile) confirmaram que nenhuma das nove gigantes selecionadas do aglomerado NGC 2539 apresentava evidência da presença de planetas em torno delas.

¹<http://www.astronomy.ohio-state.edu/MDM/CCDS/>

Com o objetivo de traçar as propriedades dinâmicas do disco galáctico, baseados no estudo de aglomerados abertos, Frinchaboy & Majewski (2008) obtiveram espectros de resolução moderada (espectrógrafos HYDRA -R $\sim 15\,000$ - nos telescópios CTIO e WIYN) e determinaram as velocidades radiais para uma amostra de $\sim 3\,500$ estrelas situadas nos campos de 71 aglomerados abertos. Essas velocidades, junto com os movimentos próprios e as distâncias, permitiram-lhes derivar a probabilidade dessas estrelas pertencer aos diferentes aglomerados. Da análise de oito estrelas membros do aglomerado NGC 2539 calcularam uma velocidade radial média de 28.34 ± 0.39 km seg⁻¹.

Em estudos prévios, Mermilliod & Mayor (1989) fizeram observações de velocidade radial (VR) com CORAVEL para 62 gigantes vermelhas de aglomerados abertos de idade intermediária para determinar a probabilidade de pertencer ao aglomerado e detectar binaridade. Em particular, a pesquisa realizada sobre onze estrelas gigantes de NGC 2539 determinou um valor médio para a VR de 29.27 ± 0.14 km seg⁻¹, assim como a descoberta e descrição das órbitas de três binárias espectroscópicas; uma delas suspeita de constituir um sistema triplo, o primeiro detectado ao redor de uma gigante em um aglomerado aberto. Mais tarde, Mermilliod et al. (2008), utilizando os mesmos instrumentos, atualizaram o valor obtido primeiramente da VR de NGC 2539 para $VR = 28.89 \pm 0.21$ km seg⁻¹.

Utilizando espectroscopia de alta resolução (espectrógrafo UVES, R $\sim 50\,000$), Santos et al. (2009) determinaram os parâmetros estelares e a abundância de ferro para um conjunto de gigantes e anãs de aglomerados abertos. Baseados na análise de três gigantes membros, o aglomerado NGC 2539 apresentou uma metalicidade quase solar ($\langle [Fe/H] \rangle = 0.09 \pm 0.02$).

Mais recentemente, Reddy et al. (2013) exploraram os componentes químicos deste tipo de estrelas em sete aglomerados abertos, incluindo duas gigantes do aglomerado NGC 2539. Para isto analisaram espectros echelle, obtidos com o espectrógrafo Robert G. Tull (R $\sim 55\,000$) do observatório McDonald, e concluíram que as abundâncias dos elementos leves, elementos- α , do pico do Ferro e do processo-s, derivadas para todos os objetos, apresentam valores similares ou comparáveis aqueles associados às gigantes do campo.

Enquanto as estrelas dos aglomerados são excelentes traçadores das propriedades do disco galáctico porque parâmetros como a idade, metalicidade e distância são determinados com melhor aproximação nas estrelas membros deste tipo de objetos que em aquelas isoladas, as estimativas atuais dessas propriedades variam amplamente devido à variedade dos métodos utilizados para determinar essas quantidades.

3. Seleção da amostra e observações

Devido à precisão das medidas, as *velocidades radiais* têm provado ser um método eficiente na determinação de objetos pertencentes a um aglomerado. Com o objetivo de detectar e calcular os parâmetros orbitais de binárias espectroscópicas, Mermilliod et al. (2008) obtiveram as velocidades radiais de 1 300 gigantes vermelhas candidatas a pertencer a 166 aglomerados abertos. O estudo permitiu, também, estabelecer a probabilidade das estrelas pertencerem aos aglomerados, ou não, assim como calcular a velocidade radial média, tanto das estrelas individuais quanto dos aglomerados.

Para isto, foram feitas observações sistemáticas abrangendo ambos os hemisférios. As correspondentes ao hemisfério norte foram feitas com o scanner fotoelétrico CORAVEL, no Observatório Haute-Provence (OHP), França, durante um período de 19 anos. Enquanto para a região sul, utilizaram o mesmo instrumento montado no telescópio do ESO em La Silla, Chile, durante 13 anos.

A combinação das velocidades radiais com dados fotométricos permitiu a estes autores estudarem a fase evolutiva das gigantes vermelhas em aglomerados abertos de diferentes idades.

Levantamentos deste tipo produzem um grande impacto uma vez que geram amplos catálogos de estrelas que constituem os alvos de interesse para estudos espectroscópicos de alta resolução, necessários para calcular as abundâncias e compreender a estrutura dos componentes do disco galáctico.

Com o propósito de contribuir para esses estudos foram selecionadas dez estrelas gigantes vermelhas (Tabela 3.1), classificadas como sendo membros do aglomerado aberto NGC 2539 segundo o levantamento de velocidades radiais de Mermilliod et al. (2008). Todas elas foram observadas, no ano 2009, com o telescópio de 2.2 m do European Southern Observatory (ESO) situado em La Silla, Chile; usando o espectrógrafo FEROS ($R \sim 48\,000$) (Kaufer et al., 1999), no âmbito do acordo ESO-Observatório Nacional. Os espectros obtidos possuem $S/N \sim 100-150$ e compreendem um amplo intervalo de comprimento de onda (3800-9200 Å). Estes foram reduzidos através do pipeline MIDAS, levando em conta as correções por bias e flatfield, a extração dos espectros e a calibração em comprimento de onda, faltando apenas as correções por velocidades radial e baricêntrica, as quais foram feitas neste trabalho. Na Figura 3.1 se observam alguns exemplos dos espectros obtidos para três estrelas da amostra.

Na Tabela 3.1 é possível concluir que as velocidades radiais obtidas neste trabalho (coluna 5) são comparáveis quando comparadas com as obtidas por Mermilliod et al. (2008), sendo apenas as binárias espectroscópicas analisadas (NGC 2539-209, NGC 2539-223 e NGC 2539-233) as que apresentam as maiores diferenças, fato que provavelmente esteja associado com a natureza binária desses objetos. Os valores obtidos para as estrelas individuais definem uma média na velocidade radial de $31.0 \pm 2.0 \text{ km seg}^{-1}$, resultado que não difere do valor de $29.27 \pm 0.14 \text{ km seg}^{-1}$ calculado, pela primeira vez, por Mermilliod & Mayor (1989) baseado nos dados obtidos pelo espectrógrafo CORAVEL para onze gigantes membros; e mais tarde ratificado, pelos mesmos autores (Mermilliod et al., 2008) para $28.89 \pm 0.21 \text{ km seg}^{-1}$.

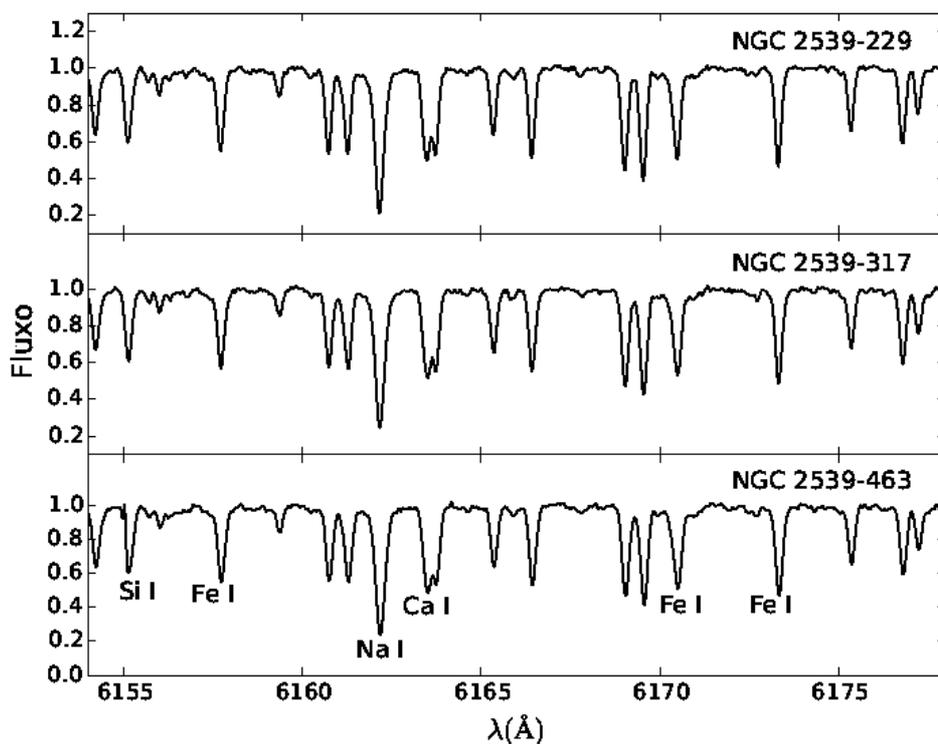


Figura 3.1.: Região espectral compreendida entre 6154 e 6178 Å para as estrelas gigantes vermelhas NGC 2539-229, NGC 2539-317 e NGC 2539-463. As linhas de absorção de alguns elementos químicos são identificadas.

Tabela 3.1.: Dados principais das estrelas gigantes vermelhas selecionadas

NGC 2539-#	V	B-V	VR^m [km seg ⁻¹]	VR [km seg ⁻¹]	Data Obs.	Exp. [seg]
209	10.547	1.018	27.22 ± 0.32	34.8 ± 0.8	8 Março 2009	1200
223	10.529	0.618	29.46 ± 0.13	35.1 ± 1.2	8 Março 2009	1200
229	11.172	0.978	–	31.2 ± 0.5	8 Março 2009	1800
233	10.831	0.635	26.74 ± 0.17	29.8 ± 1.4	8 Março 2009	1800
251	11.250	0.947	29.39 ± 0.19	29.9 ± 0.8	8 Março 2009	1800
317	10.782	0.973	29.10 ± 0.15	30.1 ± 1.4	8 Março 2009	1800
346	10.915	0.980	29.69 ± 0.15	30.5 ± 0.3	9 Março 2009	1800
447	10.698	1.044	28.94 ± 0.18	30.5 ± 0.3	9 Março 2009	1200
463	10.695	1.034	28.83 ± 0.15	28.9 ± 0.7	9 Março 2009	1200
502	11.020	0.972	28.85 ± 0.16	30.2 ± 0.2	9 Março 2009	1800

Colunas 1-4: Nome da estrela do aglomerado, magnitude visual (V), índice de cor (B-V) e velocidade radial (VR^m) obtidas por Mermilliod et al. (2008). Coluna 5: velocidade radial (VR) calculada neste trabalho. Colunas 6-7: data de observação e tempo de exposição, respectivamente.

4. Análise espectroscópica

4.1. Linhas espectrais: formação e análise

A atmosfera estelar é definida como a região externa que rodeia a estrela, e que constitui a zona de transição entre o interior dela e o meio interestelar. Divide-se em várias camadas, cada uma com características diferentes. A *fotosfera* é a camada mais profunda e fria da atmosfera de uma estrela; a maior parte do espectro visível estelar é produzido nesta região, portanto a maioria do que se conhece sobre estes objetos é conhecida através do estudo da radiação desta zona.

As linhas espectrais, na maior parte das gigantes normais, se apresentam como absorções na distribuição do espectro contínuo da radiação que provém da estrela. Em particular, as linhas de absorção são originadas quando a luz emitida por uma fonte de alta temperatura (neste caso, o interior da estrela) passa através da atmosfera, que está a uma temperatura mais baixa do que a fonte emissora. As linhas são geradas na atmosfera da estrela, produto das variações de energia sofridas pelos elétrons nos átomos que a compõem. Quando um elétron faz uma transição de um nível de energia elevado para um mais baixo, a diferença de energia entre os dois níveis é emitida na forma de um fóton de uma certa frequência (ou comprimento de onda) associada. Por outro lado, quando o elétron é excitado a partir de um nível de energia mais baixo para um mais alto, essa diferença é absorvida também como um fóton.

As frequências associadas com os fótons, absorvidos ou emitidos durante as transições, representam diferentes configurações possíveis de energias que o elétron pode tomar, e formam um conjunto único para cada átomo. Dado que os elétrons têm apenas valores discretos de energia, correspondente a determinados comprimentos de onda, a presença de linhas de um determinado elemento químico em um espectro é suficiente para demonstrar a existência desse elemento na estrela.

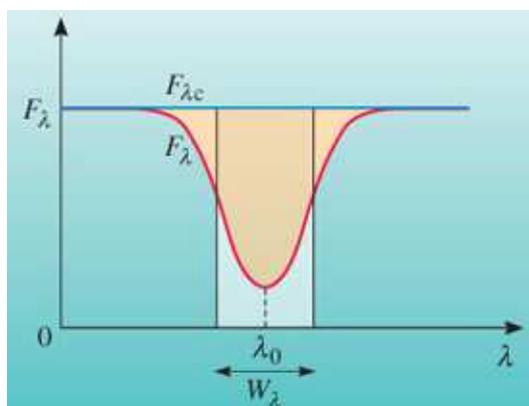


Figura 4.1.: Intensidade (F_λ) em função do comprimento de onda (λ) para uma linha espectral. W_λ denota a área contida na faixa retangular e que, resulta equivalente à área compreendida pelo perfil da linha a partir do nível do contínuo ($F_{\lambda c}$).

Cada linha é definida pelo nível superior, o nível inferior e a força de oscilador (denotada como f na expressão $\log gf$); sendo esta última uma medida da probabilidade de ocorrência dessa transição eletrônica. Identificar as linhas espectrais de absorção desempenha um papel fundamental no estudo da composição química das estrelas. A intensidade total de uma linha de absorção pode ser expressa na forma de largura equivalente W_λ , definida como a largura medida em Å de um retângulo de área igual à linha espectral (Figura 4.1), ou matematicamente como

$$W_\lambda = \int \frac{F_\lambda - F_{\lambda c}}{F_{\lambda c}} d\lambda \quad (4.1)$$

onde $F_{\lambda c}$ refere-se ao fluxo no contínuo e F_λ ao fluxo correspondente ao comprimento de onda λ . Considerando a quantidade de energia absorvida, ou seja, a profundidade da linha espectral, é possível determinar a abundância de um elemento químico. Esta absorção depende tanto do número de absorvedores presentes quanto da fração dos elétrons desse elemento, que se encontram no nível de energia apropriado para absorver. Estes fatos estão ligados a velocidade de microturbulência, temperatura e pressão da atmosfera estelar.

4.1.1. Alargamento das linhas espectrais de absorção

As linhas espectrais são influenciadas por uma série de processos físicos que ocorrem na atmosfera estelar. Cada um desses processos tem associado uma função que descreve a variação na intensidade da absorção com o comprimento de onda ao longo da linha; isto é, cada processo pode ser descrito por um coeficiente de absorção. Os processos considerados são:

- alargamento natural da linha
- alargamento por pressão
- alargamento Doppler térmico

O *alargamento natural da linha* está diretamente relacionado com o alargamento intrínseco dos níveis de energia dos átomos que geram múltiplas possibilidades de transições, algumas mais prováveis do que outras, entre os níveis involucrados. Como consequência dos diferentes comprimentos de onda, contemplados no intervalo de transições, e as probabilidades de ocorrência destas, a linha sofre um alargamento que define o centro e as asas da mesma. A intensidade desse alargamento está ligado à quantidade de átomos em um dado estado, quanto mais átomos nesse estado, maior a quantidade de fótons com a energia necessária para produzir as transições.

As transições entre dois níveis de energia atômicos podem ser influenciadas pela proximidade de partículas (átomos, moléculas, íons e elétrons) que se encontram na vizinhança do átomo que faz a transição. A pressão exercida por estas partículas produz um alargamento na linha de absorção, conhecido como *alargamento por pressão*, que modifica a energia necessária para realizar uma transição entre dois níveis. Dependendo da natureza da partícula perturbadora, este efeito pode se classificar em:

- alargamento Stark linear, resultante da interação entre o átomo que faz a transição e prótons ou elétrons, afeta principalmente às linhas do hidrogênio.

- alargamento Stark quadrático, produto da interação da partícula emissora com íons ou elétrons e de importância na maioria das linhas espectrais em estrelas quentes.
- alargamento van der Waals, devido à ação do hidrogênio neutro sobre o átomo que faz a transição e de notoriedade nas linhas espectrais das estrelas frias.

O alargamento por pressão está relacionado com a gravidade da estrela; quanto maior for a gravidade, mais próximas estarão as partículas uma da outra, produzindo uma maior “pressão” sobre os átomos que realizam as transições e, portanto, um maior alargamento nas linhas de absorção.

O *alargamento Doppler*, por sua vez, ocorre quando os átomos que contribuem para uma linha espectral têm diferentes velocidades ao longo da linha de visada à estrela devido aos seus movimentos térmicos, os quais dependem da temperatura da fotosfera estelar; quanto maior for, maior a agitação das partículas e, conseqüentemente, maior o deslocamento da contribuição de cada átomo para uma certa linha. Essa velocidade é denominada de *velocidade radial*, VR , e dada por

$$\frac{VR}{c} = \frac{\Delta\lambda_D}{\lambda_0} \quad (4.2)$$

onde λ_0 é o comprimento de onda da linha medida no laboratório (sem nenhum deslocamento), $\Delta\lambda_D$ refere-se à diferença no deslocamento da linha observada em relação à obtida no laboratório e c é a velocidade da luz. Considerando que os átomos e íons absorvedores refletem uma distribuição de velocidades maxwelliana na qual VR constitui a velocidade mais provável (geralmente conhecida como v_0) e está relacionada com a temperatura, de acordo com a distribuição de velocidades atômicas, o alargamento Doppler associado a v_0 é

$$\Delta\lambda_D = \frac{v_0}{c} \lambda_0 = \frac{v_0}{c} \left(\frac{2kT}{m}\right)^{1/2} \quad (4.3)$$

sendo k a constante de Boltzmann, m a massa do átomo e T a temperatura da fotosfera estelar.

O movimento de grandes grupos de átomos produz “turbulência”, porém se o tamanho deles for menor que o necessário para formar uma linha, trata-se de “microturbulência”, ξ (Gray, 2005). Assim considera-se que esses grupos de átomos apresentam uma distribuição gaussiana de dispersão ξ que origina alargamentos Doppler análogos aos gerados pelos movimentos térmicos. Logo o alargamento Doppler total é formado a partir da soma dos dois efeitos:

$$\Delta\lambda_D = \frac{v_0}{c} \lambda_0 = \frac{v_0}{c} \left(\frac{2kT}{m} + \xi^2\right)^{1/2} \quad (4.4)$$

Assim, a forma e a intensidade de uma linha de absorção depende tanto da quantidade de absorvedores disponíveis para gerar essa linha, quanto dos parâmetros atmosféricos, temperatura efetiva e gravidade superficial, que definem a estrela. Outros fatores, como por exemplo, os campos magnéticos, a rotação estelar e os próprios instrumentos de observação, também contribuem com o alargamento das linhas espectrais.

4.1.2. Abundâncias químicas: determinação

É evidente que as linhas observadas em um espectro surgem dos elementos químicos presentes no material estelar. Cada elemento deixa sua assinatura na forma de um padrão

de linhas espectrais correspondentes com a sua estrutura eletrônica. É esperado que quanto mais intenso seja esse padrão, maior seja a quantidade desse elemento químico na estrela. Para a determinação da composição química de uma estrela se utilizam códigos de síntese espectral que permitem calcular as abundâncias dos elementos através das linhas espectrais. Um deles é o código MOOG¹ (Snedden, 1973), frequentemente aplicado nas análises espectroscópicas estelares, que deriva a quantidade de um composto químico a partir da suas W_λ , ajustando os valores de abundância até reproduzir as W_λ medidas nas linhas espectrais.

Outro fator imprescindível para a obtenção das abundâncias químicas é dado pelas propriedades termodinâmicas da estrela que, por sua vez precisam dos modelos atmosféricos para serem determinadas. No caso das estrelas do tipo F, G e K, os modelos de atmosfera 1-D plano-paralela do ATLAS9 (Kurucz, 1993) são uma boa escolha. Estes supõem à fotosfera estelar dividida em sucessivas camadas, dentro das quais resultam válidas a equação de *equilíbrio hidrostático* (pressão balanceada pela gravidade), e a aproximação de *equilíbrio termodinâmico local* (ETL). Em ETL, as propriedades de uma região são descritas a partir de várias distribuições:

- distribuição de Maxwell de velocidades, determina a natureza randômica das múltiplas colisões que sofrem as partículas em uma atmosfera estelar.
- distribuição de Boltzmann, fornece informação sobre a população dos níveis atômicos em função da temperatura.
- distribuição de Saha, descreve o estado de ionização de um elemento químico dependendo da temperatura e da densidade de partículas.
- distribuição de Planck, estabelece a forma em que a radiação é distribuída na superfície estelar.

Assim, a aplicação destes conceitos teóricos oferece a oportunidade de confrontar os espectros observados com os teóricos e derivar diferentes propriedades da atmosfera estelar.

Para caracterizar uma estrela é preciso conhecer os seus parâmetros atmosféricos básicos: temperatura efetiva (T_{ef}), gravidade superficial ($\log g$), velocidade de microturbulência (ξ) e metalicidade ($[Fe/H]$). Os métodos utilizados para as determinações diferem dependendo se trata-se de dados fotométricos ou espectroscópicos; sendo estes últimos os mais precisos.

Nas seguintes seções apresenta-se o método espectroscópico utilizado para a determinação dos parâmetros estelares e detalha-se como foi feito o cálculo das abundâncias químicas e da rotação estelar, com os seus respectivos valores, uma vez conhecidos esses parâmetros.

4.2. Determinação dos parâmetros estelares

O estudo espectroscópico começou com as medidas das larguras equivalentes (W_λ) das linhas de absorção de Fe I e Fe II tomadas do trabalho de Lambert et al. (1996) e Castro et al. (1997). Este procedimento foi feito manualmente, empregando a tarefa *splot* do IRAF, através do ajuste de um perfil gaussiano à linha de absorção observada.

¹O código MOOG pode ser baixado de <http://verdi.as.utexas.edu/moog.html>.

As linhas que apresentavam larguras equivalentes superiores a 160 mÅ foram rejeitadas por se encontrarem na região em que a curva de crescimento (gráfico do logaritmo da abundância em função do logaritmo da intensidade reduzida da linha de absorção) muda a inclinação e apresenta uma grande dispersão impossibilitando o ajuste gaussiano (Pereira et al., 2011).

A lista final de linhas inclui 112 linhas de *FeI* e 15 de *FeII* abrangendo o intervalo espectral entre 4900 e 7130 Å. Essas linhas de absorção, junto com os seus parâmetros atômicos e os seus valores de larguras equivalentes medidos para as estrelas da amostra, pode ser consultada no Apêndice A.

O passo seguinte consistiu na determinação dos parâmetros estelares através do código MOOG, o qual requer o conjunto de linhas com as W_λ antes medidas e os modelos de atmosfera de Kurucz.

A análise espectroscópica da amostra foi feita sobre a condição de equilíbrio termodinâmico local e equilíbrio hidrostático; assim, utilizaram-se os modelos atmosféricos de Kurucz (Kurucz, 1993), a lista de linhas de absorção do FeI e FeII com as W_λ medidas e a rotina *abfind* do código de análise espectral MOOG para determinar os parâmetros estelares: temperatura efetiva (T_{ef}), gravidade superficial ($\log g$), velocidade de microturbulência (ξ) e metalicidade ($[Fe/H]$).

A solução para os parâmetros estelares é atingida supondo que existe o equilíbrio de excitação e a igualdade das abundâncias de *FeI*, $Ab(FeI)$, obtidas a partir das linhas fortes e fracas; isto é, uma vez que os valores dos coeficientes angulares, correspondentes aos gráficos de $Ab(FeI)$ vs. potencial de excitação, $E.P.(eV)$ (Figura 4.2, painel superior) e $Ab(FeI)$ vs. logaritmo da largura equivalente reduzida, $\log(W_\lambda/\lambda)$ (Figura 4.2, painel inferior), sejam quase nulas. Sendo a T_{ef} e a velocidade de microturbulência ξ , respectivamente, as quantidades determinadas por essas relações. A imposição do equilíbrio de ionização permite obter a gravidade superficial $\log g$ e é obtida quando o valor da abundância média de *FeI* é igual ou próxima à abundância de *FeII*. Enquanto que o valor da metalicidade $[Fe/H]$ foi determinado a partir da expressão

$$[Fe/H] = \log(N_{Fe}/N_H)_\star - \log(N_{Fe}/N_H)_\odot \quad (4.5)$$

onde N_{Fe} e N_H referem-se ao número de átomos de ferro e hidrogênio, respectivamente, por unidade de volume; e considerando o valor de 7.52 para a abundância solar de ferro, em concordância com o valor adotado pelo código MOOG.

Os erros nos valores de temperatura efetiva e velocidade de microturbulência adotados foram determinadas a partir das incertezas nos coeficientes angulares correspondentes a $Ab(FeI)$ vs. potencial de excitação, $E.P.(eV)$ e $Ab(FeI)$ vs. logaritmo da largura equivalente reduzida, $\log(W_\lambda/\lambda)$. O erro na gravidade superficial foi obtido variando esse parâmetro ao redor da solução encontrada até que a diferença entre as abundâncias de *FeI* e *FeII* fosse igual a um desvio padrão do valor de abundância de *FeI*. Assim as incertezas típicas encontradas para os parâmetros atmosféricos T_{ef} , $\log g$ e ξ foram de ± 100 K, ± 0.20 dex e ± 0.20 km seg^{-1} , respectivamente; enquanto que o erro na metalicidade, $[Fe/H]$, é fornecido como dado de saída do código de análise espectral MOOG.

A Tabela 4.1 mostra os parâmetros atmosféricos obtidos.

Somente quatro estrelas da amostra apresentam estudos prévios: NGC 2539-229 e NGC 2539-502 (Santos et al., 2009), NGC 2539-463 (Reddy et al., 2013) e NGC 2539-346 (Santos et al., 2009; Reddy et al., 2013). Para todas elas os valores nos parâmetros

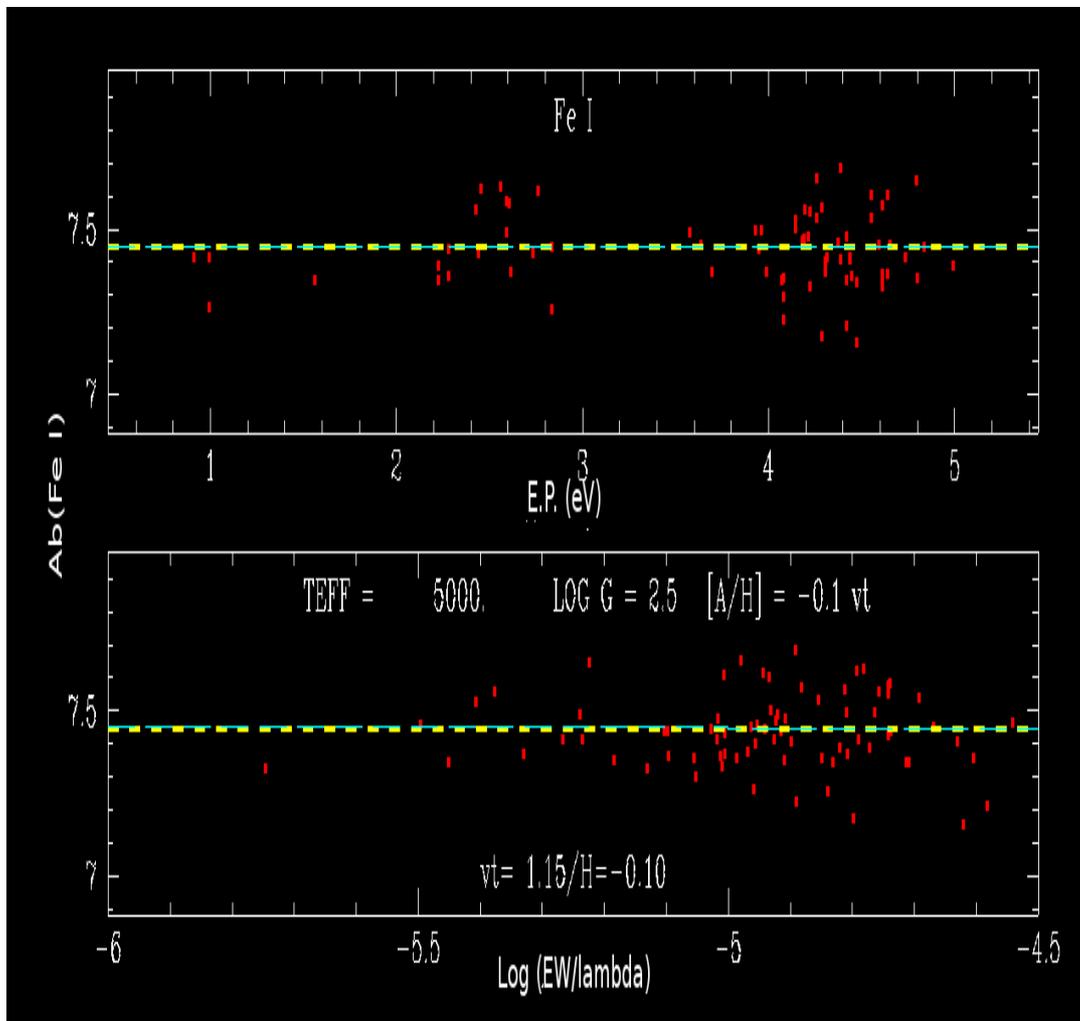


Figura 4.2.: *Determinação dos parâmetros atmosféricos para a estrela NGC 2539-251. Painel superior: abundância de Fe I para cada uma das linhas medidas (pontos vermelhos) em função do potencial de excitação (E.P. (eV)) das linhas medidas. Painel inferior: abundância de Fe I para cada linha de absorção medida (pontos vermelhos), em função da largura equivalente reduzida ($\log(W_\lambda/\lambda)$). Em ambos os gráficos, a linha pontilhada amarela indica a abundância média de Fe I. A solução é obtida quando os valores dos coeficientes angulares, correspondentes aos gráficos de $Ab(FeI)$ vs. $E.P.$ e $Ab(FeI)$ vs. $\log(W_\lambda/\lambda)$, são quase nulos. Neste caso, os valores considerados para o modelo de atmosfera de Kurucz foram: $T_{ef}=5000$ K, $\log g=2.5$ dex, $\xi=1.15$ km seg^{-1} , $[Fe/H]= -0.1$.*

Tabela 4.1.: *Parâmetros atmosféricos calculados para as dez estrelas da amostra. No caso das estrelas já estudadas, são mostrados também os valores obtidos por outros autores*

NGC 2539-#	T_{ef} [K]	$log g$ g [cm seg ⁻²]	ξ [km seg ⁻¹]	[Fe I/H] $\pm\sigma$ (#)	[Fe II/H] $\pm\sigma$ (#)	Referências
209	4800 \pm 100	2.10 \pm 0.20	1.34 \pm 0.20	-0.12 \pm 0.14 (66)	-0.14 \pm 0.08 (10)	¹
223	4975 \pm 100	2.60 \pm 0.20	0.10 \pm 0.20	-0.27 \pm 0.11 (64)	-0.27 \pm 0.13 (10)	¹
229	5000 \pm 100	2.70 \pm 0.20	1.10 \pm 0.20	0.03 \pm 0.11 (74)	0.03 \pm 0.12 (13)	¹
	5145 \pm 34	3.03 \pm 0.20	1.49 \pm 0.03	0.09 \pm 0.10	0.09 \pm 0.10	²
233	5000 \pm 100	2.70 \pm 0.20	0.90 \pm 0.20	-0.39 \pm 0.12 (76)	-0.38 \pm 0.09 (12)	¹
251	5000 \pm 100	2.55 \pm 0.20	1.15 \pm 0.20	-0.08 \pm 0.11 (75)	-0.09 \pm 0.11 (10)	¹
317	4900 \pm 100	2.30 \pm 0.20	1.21 \pm 0.20	-0.09 \pm 0.10 (67)	-0.10 \pm 0.07 (9)	¹
	4950 \pm 100	2.50 \pm 0.20	1.28 \pm 0.20	-0.13 \pm 0.11 (70)	-0.12 \pm 0.06 (12)	¹
	5149 \pm 33	2.97 \pm 0.22	1.56 \pm 0.03	0.05 \pm 0.10	0.05 \pm 0.10	²
346	5175 \pm 100	3.10 \pm 0.25	1.70 \pm 0.20	-0.07 \pm 0.04	-0.07 \pm 0.03	³
	447	4950 \pm 100	2.55 \pm 0.20	1.39 \pm 0.20	0.00 \pm 0.11 (67)	-0.01 \pm 0.08 (8)
463	4850 \pm 100	2.40 \pm 0.20	1.24 \pm 0.20	0.00 \pm 0.11 (63)	-0.02 \pm 0.09 (11)	¹
	5050 \pm 100	2.80 \pm 0.25	1.68 \pm 0.20	-0.05 \pm 0.04	-0.07 \pm 0.04	³
502	4950 \pm 100	2.50 \pm 0.20	1.21 \pm 0.20	-0.05 \pm 0.10 (60)	-0.04 \pm 0.05 (12)	¹
	5211 \pm 34	2.86 \pm 0.47	1.60 \pm 0.03	0.10 \pm 0.10	0.10 \pm 0.21	²

¹ *Este trabalho*, ² *Santos et al. (2009)*, ³ *Reddy et al. (2013)*.

derivados neste trabalho apresentam diferenças quando comparados com os obtidos por esses autores.

Para se investigar o motivo dessas diferenças compararam-se os parâmetros da estrela NGC 2539-346 obtidos neste trabalho com aqueles determinados por Reddy et al. (2013) (a seguir R13). Primeiramente derivamos os parâmetros estelares considerando a lista de linhas utilizada por estes autores com seus parâmetros atômicos e suas medidas de W_λ correspondentes, os modelos de atmosfera de Kurucz e o código MOOG de análise espectral. Os valores derivados para a T_{ef} , $\log g$, ξ e $[Fe/H]$ foram 5150 K/ 2.8 dex/ 1.55 km seg⁻¹/ -0.08 dex, respectivamente; os quais são similares aos calculados por R13 dentro do intervalo de erro. Um segundo teste foi feito considerando a mesma lista de linhas, mas desta vez, medindo as W_λ no espectro da estrela alvo desta análise e eliminando aquelas linhas que apresentavam medidas, em suas W_λ , superiores a 160 mÅ. Neste caso, os valores obtidos para a T_{ef} , $\log g$, ξ e $[Fe/H]$ foram 5050 K/ 2.8 dex/ 1.28 km seg⁻¹/ +0.01 dex, respectivamente; os quais também mostram concordância com os apresentados por R13 levando em consideração os erros.

Assim, é possível estabelecer que a fonte das diferenças não é nem devida as medidas das W_λ nem ao código utilizado, mas aos dados atômicos considerados para as linhas de $Fe I$ principalmente. De fato, o valor da média das diferenças entre os valores de $\log gf$, entre os considerados aqui e aqueles de R13, é de 0.02 ± 0.04 para dez linhas de $Fe I$ em comum. Enquanto que o valor associado às linhas de $Fe II$ é de 0.05 ± 0.03 , para nove linhas em comum, isto poderia explicar a diferença média de 0.5 dex em $\log g$ entre os resultados obtidos neste trabalho e os calculados por R13.

Esta situação já tinha sido evidenciada por Santos et al. (2009), que determinaram os parâmetros atmosféricos de um conjunto de gigantes vermelhas, pertencentes a diferentes aglomerados abertos, utilizando duas listas de linhas: uma delas característica das estrelas anãs (Sousa et al., 2008) e a outra específica de gigantes (Hekker & Meléndez, 2007). Cada uma destas apresentando linhas com diferentes parâmetros atômicos. Os autores concluíram que os valores derivados pareciam depender da lista de linhas utilizada.

Finalmente, mesmo com pequenas discrepâncias nos valores individuais das estrelas da amostra, a média das $[Fe/H]$ para o aglomerado NGC 2539 é quase solar, sendo seu valor de $\langle [Fe/H] \rangle = -0.03 \pm 0.08$ dex e apresentando bom acordo com a média derivada por Reddy et al. (2013) ($\langle [Fe/H] \rangle = -0.06 \pm 0.04$ dex).

4.2.1. Gravidades superficiais evolutivas

A fim de corroborar com os valores de gravidade superficial ($\log g$), obtidos através do estudo espectroscópico, calculou-se a gravidade superficial evolutiva para cada estrela da amostra a partir da expressão

$$\log g_{evolutivo} = \log \frac{M_\star}{M_\odot} + 0.4 (V - A_V + CB) + 4 \log T_{ef} - 2 \log r (kpc) - 16.5 \quad (4.6)$$

sendo T_{ef} o valor da temperatura efetiva de cada objeto calculado na análise espectroscópica; V a magnitude aparente visual tomada de Mermilliod et al. (2008); A_V a extinção no visual obtida de Lapasset et al. (2000); CB a correção bolométrica determinada a partir das calibrações de Alonso et al. (1999); r a distância na qual se encontra o aglomerado (Choo et al., 2003, $r = 1.096$ kpc); e M_\star a massa correspondente à saída da sequência principal e conhecida como “turn-off mass”. A mesma foi derivada através do ajuste das

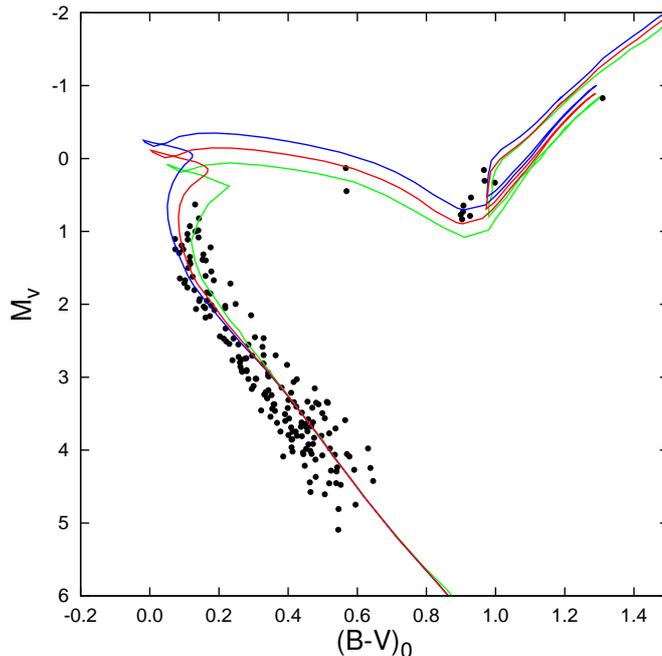


Figura 4.3.: *Diagrama cor-magnitude do aglomerado NGC 2539, corrigido do avermelhamento. Em preto, dados fotométricos de Lapasset et al. (2000). As linhas sólidas correspondem as trajetórias evolutivas para $\log t=8.7$ (azul, Girardi et al., 2000), $\log t=8.75$ (vermelho, Girardi et al., 2000) e $\log t=8.8$ (verde, Bertelli et al., 1994).*

isócronas evolutivas de Bertelli et al. (1994) e Girardi et al. (2000) considerando um valor de metalicidade próximo ao solar ($Z=0.019$). Este procedimento não somente permitiu calcular esse parâmetro, mas também determinar a idade do aglomerado. Para isto, primeiramente corrigiram-se do avermelhamento os dados fotométricos usando o valor de Choo et al. (2003) ($E(B - V)=0.06$) como referência. Então, consideraram-se a média das metalicidades aqui obtidas ($\langle [Fe/H] \rangle = -0.03$) e a expressão que correlaciona a razão de abundância do ferro e hidrogênio com o valor Z (Bertelli et al., 1994):

$$[Fe/H] = \log Z + 1.73 \quad (4.7)$$

Na Figura 4.3 apresenta-se o diagrama cor-magnitude do aglomerado, corrigido do avermelhamento, junto com as trajetórias evolutivas que melhor se ajustam aos dados observacionais ($\log t=8.7-8.8$). Assim foi possível estabelecer a idade do aglomerado como sendo de 0.50-0.63 G ano; resultado que se encontra em concordância com aqueles obtidos por Claria & Lapasset (1986) e Choo et al. (2003). Levando em conta a definição de Friel (1995), que sugere que aqueles aglomerados com idade inferior a 1 G ano são considerados jovens enquanto que os que apresentam idades superiores a este limite são catalogados como velhos, o aglomerado de interesse neste estudo teria uma idade intermediária dentro dos aglomerados jovens.

Baseada na idade calculada, a massa de saída da sequência principal, M_{\star} , resultou ser de $(2.2 \pm 0.2)M_{\odot}$; onde o erro na sua determinação foi estimado levando em conta a incerteza na idade do aglomerado. Estes valores são consistentes com os já obtidos por outros autores em estudos prévios feitos sobre aglomerados abertos em diferentes fases evolutivas. A Figura 4.4 mostra a correspondência que existe entre a massa de “turn-off” e as diferentes idades dos aglomerados abertos: quanto mais velho o objeto, menor a sua

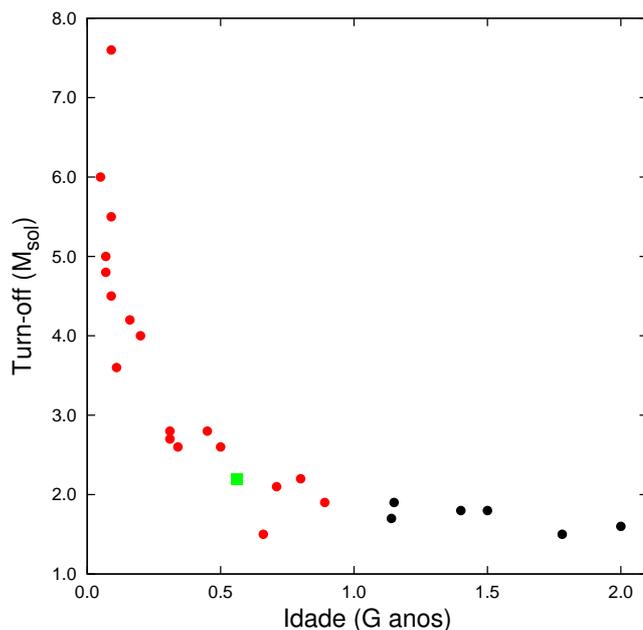


Figura 4.4.: Massa de “turn-off” vs. idade de aglomerados abertos. Segundo a classificação de Friel (1995), aglomerados velhos (em preto) e jovens (em vermelho). Em verde, o aglomerado NGC 2539.

massa de saída da sequência principal.

Tabela 4.2.: Comparação entre gravidades superficiais espectroscópicas e evolutivas

NGC 2539-#	T_{ef} ± 100 [K]	$\log g_{espectroscopico}$ ± 0.20 (dex)	$\log g_{evolutivo}$ ± 0.13 (dex)
209	4800	2.10	2.50
223	4975	2.60	2.58
229	5000	2.70	2.85
233	5000	2.70	2.71
251	5000	2.55	2.88
317	4900	2.30	2.64
346	4950	2.50	2.72
447	4950	2.55	2.63
463	4850	2.40	2.58
502	4950	2.50	2.36

Colunas 2 e 3: Temperaturas efetivas e gravidades superficiais das gigantes de NGC 2539 calculadas espectroscopicamente. Coluna 4: valores de gravidade superficial evolutiva, para os mesmos objetos, obtidas a modo de comparação.

A Tabela 4.2 mostra os valores das gravidades superficiais evolutivas concordam com aqueles previamente calculados mediante a análise dos espectros, sendo de 0.19 dex a média das diferenças entre os valores espectroscópicos e evolutivos e de ± 0.13 dex o erro associado a essa média, o que resulta em uma incerteza menor quando comparada com aquela associada à gravidade superficial espectroscópica (0.20 dex). Autores como Allende Prieto et al. (1999) e Affer et al. (2005) asseguram que, além da aproximação do Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL) imposto como condição para obter a gravidade

superficial espectroscópica, incertezas relacionadas à determinação da distância e dos parâmetros atômicos das linhas de absorção poderiam ser as causas destas diferenças nos valores de gravidades superficiais obtidas por diferentes métodos.

4.3. “Yellow Stragglers” no aglomerado aberto NGC 2539

Mermilliod & Mayor (1989), estudando um conjunto de gigantes pertencentes ao aglomerado, descobriram e determinaram as órbitas de três binárias espectroscópicas, entre elas NGC 2539-209 e NGC 2539-223; e classificaram a NGC 2539-233 como suspeita de binaridade. Especificamente, concluíram que NGC 2539-209 formava um sistema triplo. Sendo assim, o primeiro sistema deste tipo encontrado em torno de estrelas gigantes vermelhas em aglomerados abertos.

Neste trabalho, em particular, o estudo espectroscópico feito sobre NGC 2539-223 e NGC 2539-233 determinou uma velocidade de microturbulência (ξ) menor quando comparadas com o resto dos objetos da amostra; e evidência de velamento nas suas linhas espectrais, efeito que produz um contínuo adicional sobre o espectro intrínseco da estrela e faz com que o valor obtido para a metalicidade ($[Fe/H]$) seja menor. Esse efeito é mostrado na Figura 4.5. Devido ao velamento destes dois espectros, o cálculo das abundâncias não foi realizado para estas duas estrelas.

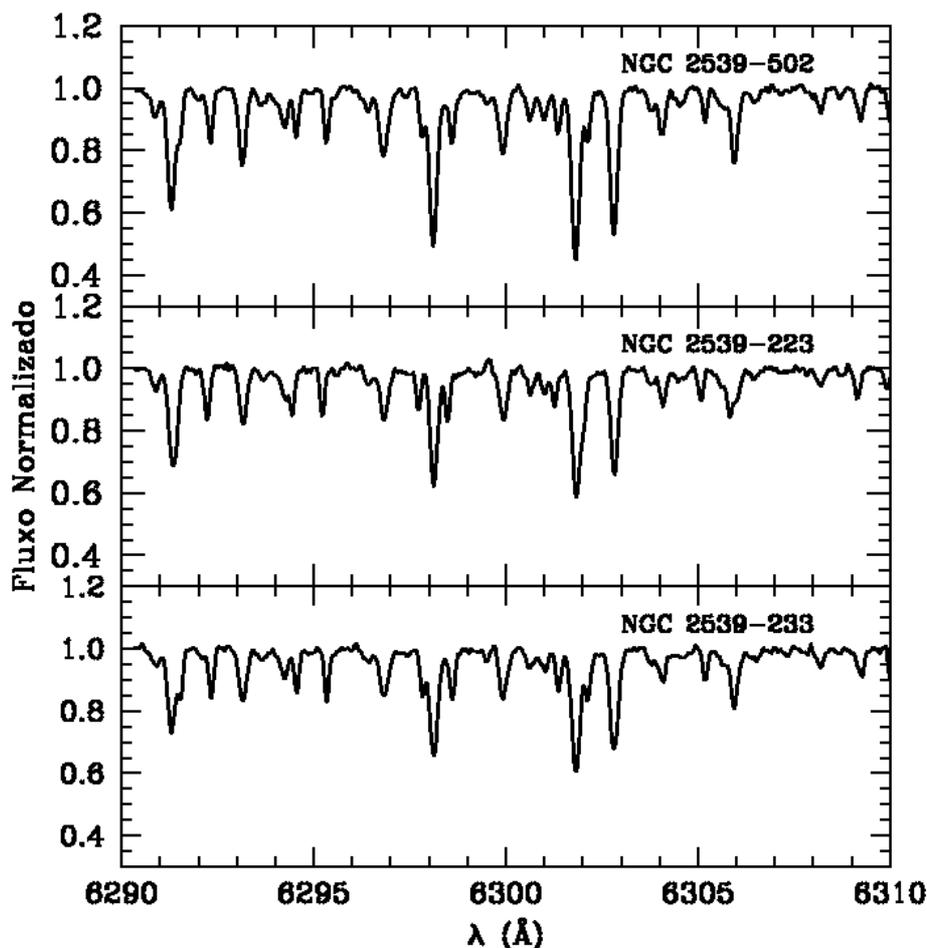


Figura 4.5.: Comparação dos espectros das estrelas NGC 2539-502, NGC 2539-223 e NGC 2539-233. Evidência de velamento nas linhas de absorção das estrelas binárias.

O fato desse efeito estar presente em alguns dos espectros levou à procura da fonte de velamento. A análise da região espectral de comprimento de onda entre 3700 e 4000 Å

evidenciou um grau de contaminação pela contribuição da componente secundária, e com base na marcada presença das linhas da série de Balmer do hidrogênio, ela é caracterizada como do tipo espectral A da sequência principal como será visto.

A Figura 4.6 mostra a região espectral compreendida entre 3750-4000 Å para três das gigantes pertencentes ao aglomerado de interesse neste estudo: NGC 2539-346, NGC 2539-223 e NGC 2539-233. Além disso e com fins comparativos, apresentam-se em vermelho o espectro normalizado da estrela HD 65810² de tipo espectral A1 da sequência principal; e em azul e verde, os espectros de duas estrelas anãs brancas selecionadas da amostra de Koester et al. (2009), WD 0050-332 ($T_{ef}=35\,570$ K) e WD 0310-688 ($T_{ef}=16\,329$ K), respectivamente.

Nota-se claramente que os espectros correspondentes as gigantes NGC 2539-223 e NGC 2539-233 apresentam contaminação pela estrela do tipo A, na qual as linhas do hidrogênio da série de Balmer (H8, H9, H10, H11) atingem o seu máximo de intensidade; enquanto que o da estrela NGC 2539-346 não mostra evidência da presença de uma estrela deste tipo. Adicionalmente pode-se descartar a presença de uma anã branca no sistema uma vez que o perfil das linhas do hidrogênio deste tipo de objeto não coincide com aquele apresentado pelas gigantes NGC 2539-223 e NGC 2539-233.

Além disso, os espectros de NGC 2539-223 e NGC 2539-233 concordam quase por completo com aquele associado à estrela de tipo A, exceto no caso das linhas H ($\lambda 3968$) e K ($\lambda 3933$) do cálcio (Ca II). Isto está relacionado com que a linha K do Ca II domina em uma estrela do tipo G do que em uma do tipo A, assim o perfil da linha em HD 65810 não se corresponde com aquele apresentado nas estrelas NGC 2539-223 e NGC 2539-233. Por outro lado, a linha Ca II H parece se ajustar em ambos espectros mas isto é apenas um efeito da combinação de linhas de intensidades semelhantes: a linha do hidrogênio (H ϵ , $\lambda 3970$ Å) da estrela A e a linha Ca II H das gigantes.

Assim, é possível afirmar que as estrelas secundárias, destes sistemas binários, são do tipo espectral A da sequência principal e constituem a fonte do velamento nos espectros das gigantes vermelhas NGC 2539-223 e NGC 2539-233.

Por fim, inspecionando suas posições no diagrama cor-magnitude, percebe-se que estes dois objetos estão deslocados, situando-se na região compreendida entre a Sequência Principal e o Ramo das Gigantes (Figura 4.7). Esta particularidade foi identificada por Lapasset et al. (2000), quem classificaram essas estrelas como sendo “gigantes amarelas”.

Recentemente, Sales Silva et al. (2014) observaram as mesmas características, tanto fotométricas quanto espectroscópicas, em algumas gigantes vermelhas em sistemas binários associadas aos aglomerados abertos NGC 2360, NGC 3680 e NGC 5822 e denominaram de “Yellow Stragglers”. Na Figura 4.8 se apresentam os espectros de duas das gigantes, NGC 5822-4 e NGC 5822-312, analisadas e catalogadas por estes autores como “Yellow Stragglers”. Assim pode-se afirmar que NGC 2539-223 e NGC 2539-233 são duas “Yellow Stragglers” identificadas no aglomerado aberto NGC 2539.

A descoberta e a classificação deste tipo de objetos foi, no passado, e ainda é motivo de discussão na literatura. Analisando a fotometria das gigantes do aglomerado NGC 3680, Eggen (1983) descobriu que uma das estrelas (NGC 3680-34) situava-se, no diagrama cor-magnitude, entre o ponto de “turn off” e o ramo das gigantes vermelhas, e que era mais luminosa do que as sub-gigantes. O autor propôs que tratava-se de uma “blue straggler” evoluída e por isso a chamou de “red straggler”. Independentemente da natureza física, estes objetos têm sido identificados fotometricamente tanto nos aglomerados

²obtido do ESO Library Spectra: <https://www.eso.org/sci/observing/tools/uvespop/field-stars-uptonow.html>

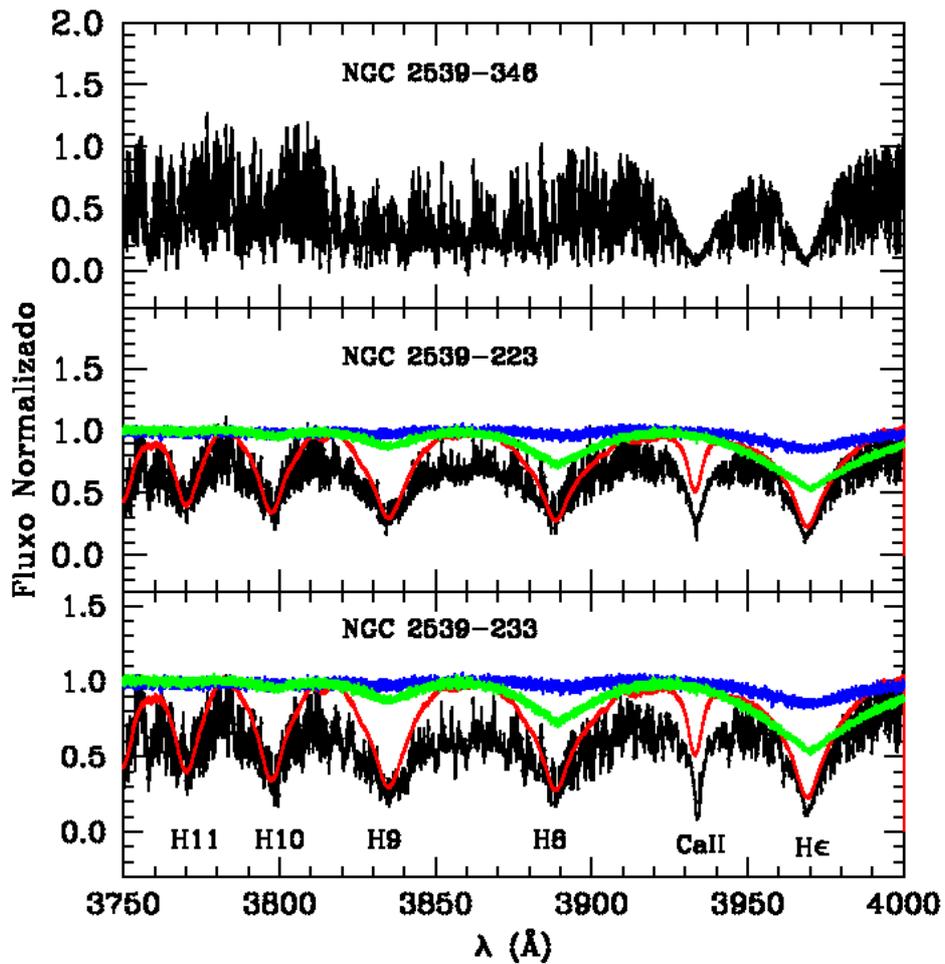


Figura 4.6.: Espectros normalizados de três das gigantes vermelhas da amostra em preto. Em vermelho, a estrela HD 65810 do tipo A1 V. Nota-se que os espectros correspondentes as gigantes NGC 2539-223 e NGC 2539-233 apresentam contaminação da estrela do tipo A, enquanto que o espectro da estrela NGC 2539-346 não mostra evidência da presença de uma estrela deste tipo. Em azul e verde, espectros correspondentes às anãs brancas WD 0050-332 e WD 0310-688, respectivamente.

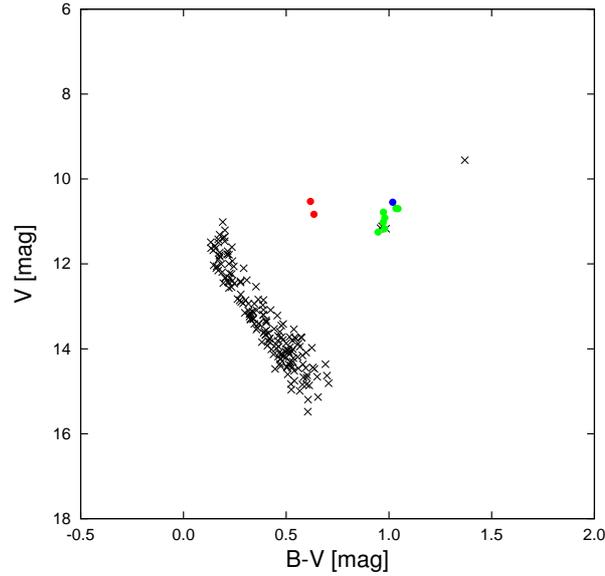


Figura 4.7.: Diagrama cor-magnitude das estrelas do aglomerado NGC 2539. Em preto, dados fotométricos de Lapasset et al. (2000). Em verde, estrelas gigantes da amostra selecionada. Em azul, gigante da amostra de estudo pertencente a um sistema binário espectroscópico. Em vermelho, estrelas classificadas, neste trabalho, como sendo “yellow stragglers”.

abertos quanto nos globulares (Albrow et al., 2001; Kaluzny, 2003; Curtis et al., 2013). Alguns consideram as “red stragglers” como sendo estrelas que se encontram na extremidade vermelha daquelas da sequência principal (Platais et al., 2011; Rozyczka et al., 2012), ou são sub-subgigantes (Mathieu et al., 2003; de Marchi et al., 2007). Alguns autores (Landsman et al., 1997; Sandquist & Shetrone, 2003) as definem como estrelas deslocadas para a região azul do ramo das gigantes vermelhas; e para outros (Clark et al., 2004) não existe distinção entre o termo “yellow” ou “red straggler”.

Da mesma forma que Sales Silva et al. (2014), neste trabalho considerou-se a definição de “Yellow Stragglers” a mais apropriada para descrever aquelas estrelas que apresentavam certas características, tanto espectroscópicas quanto fotométricas. As análises feitas sobre uma amostra de gigantes vermelhas pertencentes ao aglomerado aberto NGC 2539, permitiram classificar duas estrelas como “Yellow Stragglers” e identificar a natureza das suas estrelas companheiras.

A detecção destes sistemas permite que o número observado de “Yellow Stragglers” possa ser comparado com a quantidade de estrelas binárias em aglomerados abertos, prevista pela teoria de evolução estelar; e compreender os fenômenos de interação, que ocorrem com este tipo de estrelas binárias, para melhorar as precisões dos modelos de síntese de populações estelares.

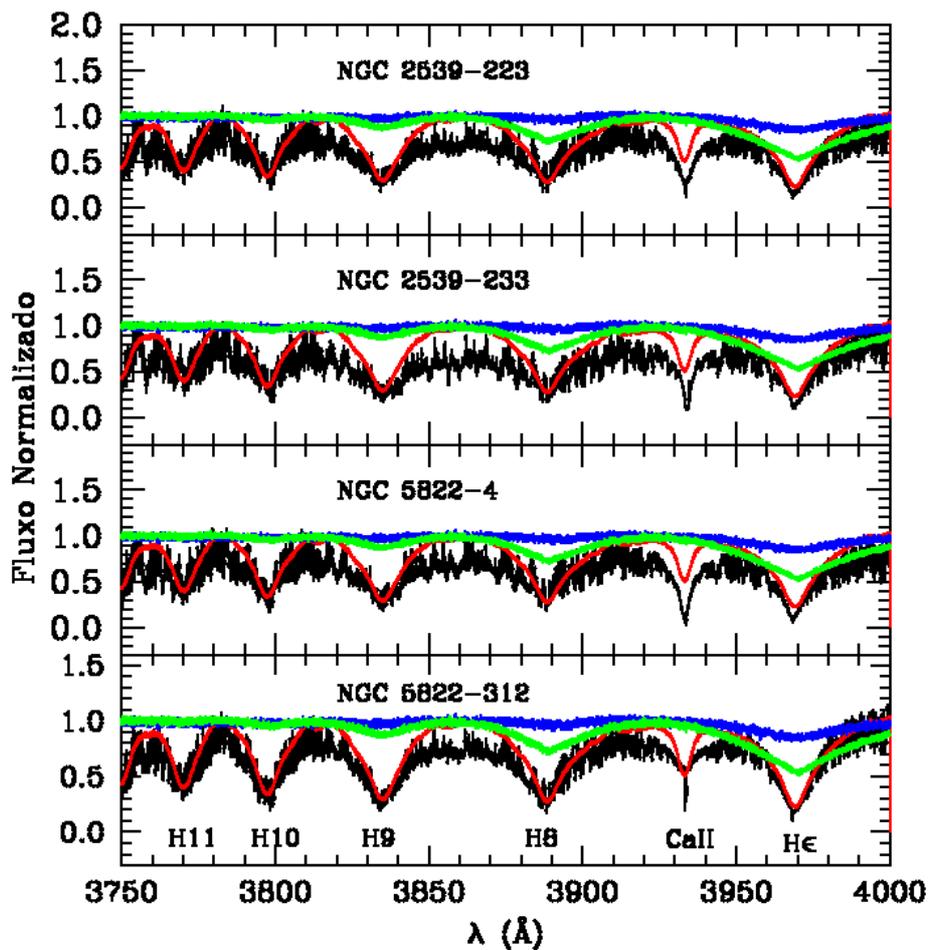


Figura 4.8.: Espectros normalizados das “Yellow Stragglers” NGC 2539-223 e NGC 2539-233, pertencentes à amostra de estudo, e das gigantes NGC 5822-4 e NGC 5822-312, classificadas como “Yellow Stragglers” por Sales Silva et al. (2014) (em preto). As cores têm o mesmo significado que na Figura 4.6.

4.4. Cálculo de abundâncias químicas

Neste trabalho determinamos as abundâncias dos elementos leves (sódio e alumínio), elementos- α (magnésio, silício, cálcio e titânio e dos elementos do processo-s (ítrio, zircônio, cério, lantânio e neodímio) para a amostra de estrelas selecionadas (exceto as “Yellow Stragglers”). Para isto, mediram-se as larguras equivalentes (W_λ) das linhas de absorção dos elementos de interesse tomadas de vários trabalhos (Antipova et al., 2005; Blackwell et al., 1986; Carretta et al., 2007; Drake & Smith, 1991; Edvardsson et al., 1993; Gratton & Sneden, 1988; McWilliam & Rich, 1994; Preston & Sneden, 2001; Reddy et al., 1999, 2003; Reyniers et al., 2004; Smith et al., 1986; Sneden et al., 1996; Smith et al., 1996; Van Winckel & Reyniers, 2000; Wiese et al., 1969). Este procedimento foi feito manualmente, empregando a tarefa *splot* do IRAF, através do ajuste de um perfil gaussiano da linha de absorção observada. No Apêndice B apresentam-se os valores das larguras equivalentes das linhas consideradas, junto com seus parâmetros atômicos, para as estrelas analisadas.

A partir das medições das W_λ , dos parâmetros atmosféricos antes calculados e do código de análise espectral MOOG foi possível obter as abundâncias químicas dos elementos de interesse para os objetos da amostra, definidas mediante a expressão

$$[X/Fe] = \log(N_X/N_{Fe})_\star - \log(N_X/N_{Fe})_\odot \quad (4.8)$$

sendo N_X e N_{Fe} o número de átomos de algum elemento químico (X) e ferro respectivamente, por unidade de volume; e levando em consideração os valores das abundâncias solares apresentadas em Grevesse & Sauval (1998). A Tabela 4.3 mostra as razões de abundâncias ($[X/Fe]$) obtidas para os elementos químicos do sódio até o neodímio para as estrelas do aglomerado aberto NGC 2539.

As principais fontes de erro na determinação das abundâncias químicas são devidas aos parâmetros atmosféricos T_{ef} , $\log g$, ξ , $[Fe/H]$ e a dispersão associada às medidas de W_λ ; sendo esta última em torno de 2-3 mÅ de acordo com a expressão proposta por Cayrel de Strobel & Spite (1988) e computada a partir da razão S/N dos espectros (~ 150 em 6000 Å) e a resolução do espectrógrafo utilizado ($R \sim 48\,000$). As incertezas são computadas mudando esses parâmetros por seus respectivos desvios padrões e, posteriormente, calculando as mudanças sofridas nas abundâncias dos elementos. Sobre a hipótese de que os erros são independentes, eles foram combinados quadraticamente para obter, finalmente, as incertezas totais das abundâncias. Considerando que os valores das mesmas são semelhantes para as oito estrelas analisadas, na Tabela 4.4 mostram-se as variações nas abundâncias resultantes das incertezas em T_{ef} , $\log g$, ξ , $[Fe/H]$ e W_λ , assim como as incertezas finais, obtidas de forma quadrática, e os erros observados nas abundâncias a partir da análise das linhas de absorção.

Em geral, as abundâncias químicas das estrelas do aglomerado NGC 2539 apresentam boa concordância com as correspondentes às gigantes do campo e do “clump”, estudadas por Luck & Heiter (2007) e Mishenina et al. (2006), respectivamente. No entanto fica evidente que alguns dos objetos que compõem a amostra apresentam enriquecimento de sódio e magnésio e uma deficiência nos seus conteúdos de titânio.

A sobreabundância de sódio foi descoberta primeiramente nas atmosferas das supergigantes (Boyarchuk & Lyubimkov, 1983) e depois nas gigantes (Boyarchuk et al., 2001). Esses autores estabeleceram que esse resultado era esperado pois conforme a estrela evolui da sequência principal para o ramo das gigantes vermelhas, a convecção torna-se mais forte trazendo os produtos das reações nucleares desde o núcleo até a superfície estelar.

Tabela 4.3.: Razões de abundâncias ($[X/Fe]$) para os elementos químicos do sódio até o neodímio para as estrelas do aglomerado aberto NGC 2539

$[X/Fe]$	NGC 2539-#								$\langle [X/Fe] \rangle$
	209	229	251	317	346	447	463	502	
Na I	0.39 (2)	0.23 (2)	0.24 (2)	0.31 (2)	0.38 (2)	0.31 (2)	0.25 (2)	0.15 (3)	0.28 ± 0.08
Mg I	0.00 (5)	0.05 (4)	0.04 (3)	0.20 (5)	0.30 (5)	0.20 (6)	0.22 (3)	0.15 (6)	0.15 ± 0.10
Al I	0.03 (5)	-0.02 (4)	-0.04 (3)	0.28 (3)	0.08 (4)	0.02 (4)	-0.05 (4)	-0.01 (4)	0.04 ± 0.11
Si I	0.22 (7)	0.04 (6)	0.14 (5)	0.17 (5)	0.14 (7)	0.18 (6)	0.14 (8)	0.08 (7)	0.14 ± 0.06
Ca I	0.09 (11)	0.11 (11)	0.14 (12)	0.15 (9)	0.13 (11)	0.10 (8)	0.10 (9)	0.08 (10)	0.11 ± 0.02
Ti I	-0.16 (28)	-0.11 (36)	-0.07 (29)	-0.15 (31)	-0.10 (28)	-0.04 (25)	-0.17 (27)	-0.14 (29)	-0.12 ± 0.05
Cr I	0.04 (16)	0.06 (22)	0.04 (19)	0.04 (20)	0.01 (13)	0.00 (17)	-0.06 (17)	0.01 (20)	0.02 ± 0.04
Ni I	0.03 (38)	0.06 (44)	0.06 (42)	0.04 (37)	0.05 (40)	0.05 (33)	0.08 (33)	0.05 (37)	0.05 ± 0.01
Y II	-0.02 (4)	0.10 (5)	-0.11 (4)	-0.08 (3)	0.06 (3)	0.18 (4)	0.08 (3)	0.24 (4)	0.06 ± 0.12
Zr I	-0.02 (3)	-0.04 (3)	-0.12 (3)	0.11 (2)	0.08 (3)	0.15 (3)	-0.06 (3)	-0.15 (3)	-0.01 ± 0.11
La II	0.11 (3)	-0.13 (4)	0.07 (5)	-0.01 (4)	0.17 (5)	0.19 (2)	0.12 (3)	0.16 (5)	0.09 ± 0.11
Ce II	0.01 (5)	0.00 (5)	-0.16 (3)	-0.02 (5)	-0.18 (6)	0.19 (4)	0.09 (6)	-0.06 (5)	-0.02 ± 0.12
Nd II	0.01 (16)	0.14 (15)	0.05 (11)	0.27 (6)	0.10 (14)	0.18 (8)	0.07 (10)	0.15 (12)	0.12 ± 0.08
$[s/Fe]$	0.02 ± 0.05	0.01 ± 0.11	-0.05 ± 0.11	0.05 ± 0.14	0.05 ± 0.13	0.18 ± 0.02	0.06 ± 0.07	0.07 ± 0.16	0.05 ± 0.06

Nota: Os números em parenteses indicam a quantidade de linhas utilizadas para a determinação das abundâncias. A última coluna mostra a razão média de abundância ($\langle [X/Fe] \rangle$) para cada elemento e a última linha fornece as abundâncias médias dos elementos do processo-s (do Y até o Nd) na notação $[s/Fe]$.

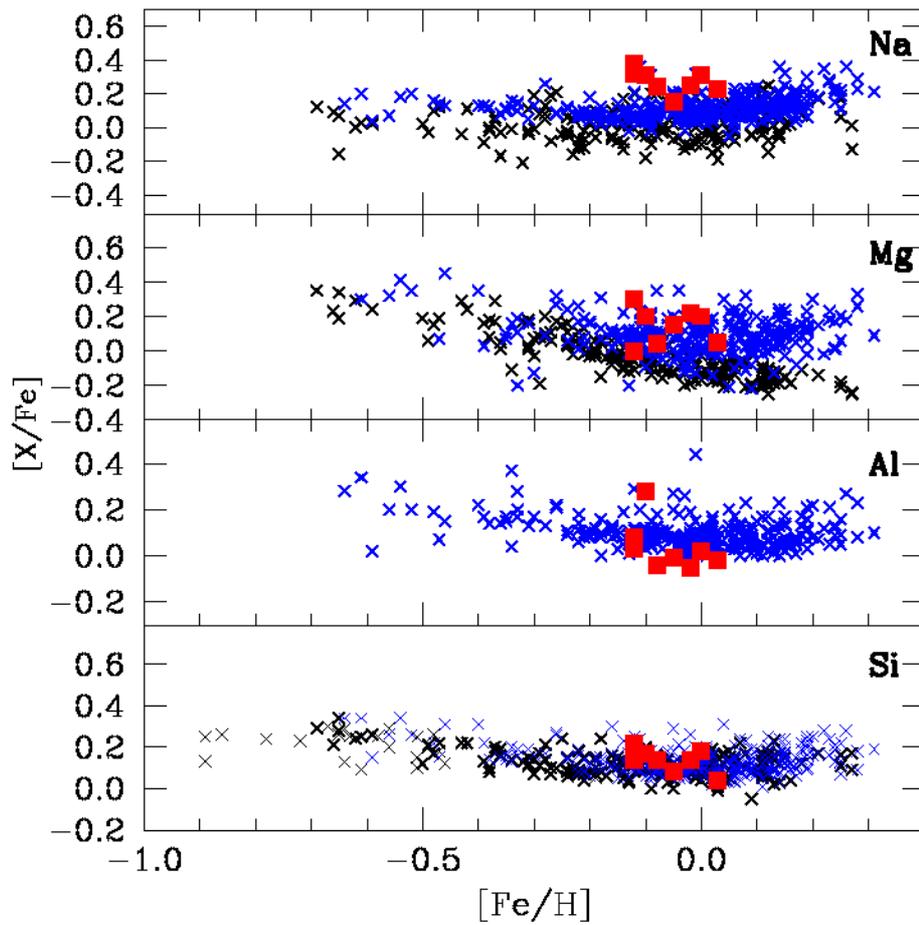


Figura 4.9.: Razões de abundâncias $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$. Em azul, gigantes do campo de Luck & Heiter (2007). Em preto, gigantes do “clump” de Mishenina et al. (2006). Em vermelho, gigantes analisadas do aglomerado aberto NGC 2539, exceto as “Yellow Stragglers”.

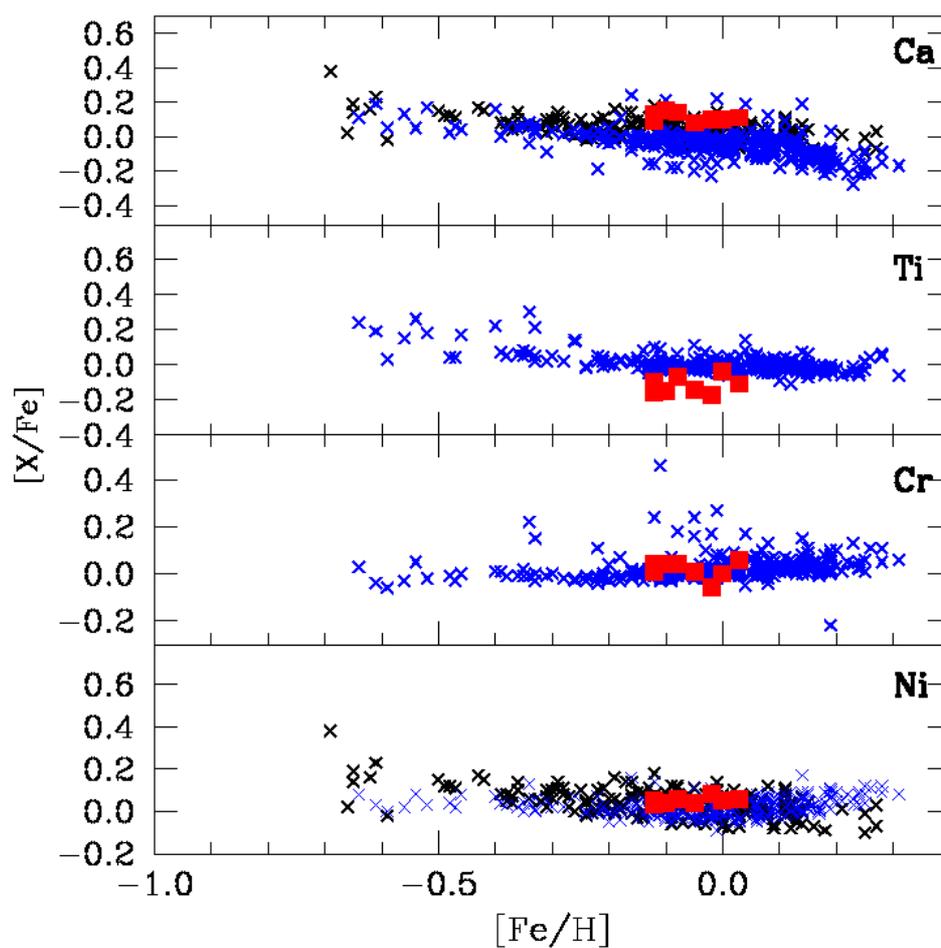


Figura 4.10.: Razões de abundâncias $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$. As cores têm o mesmo significado que na Figura 4.9.

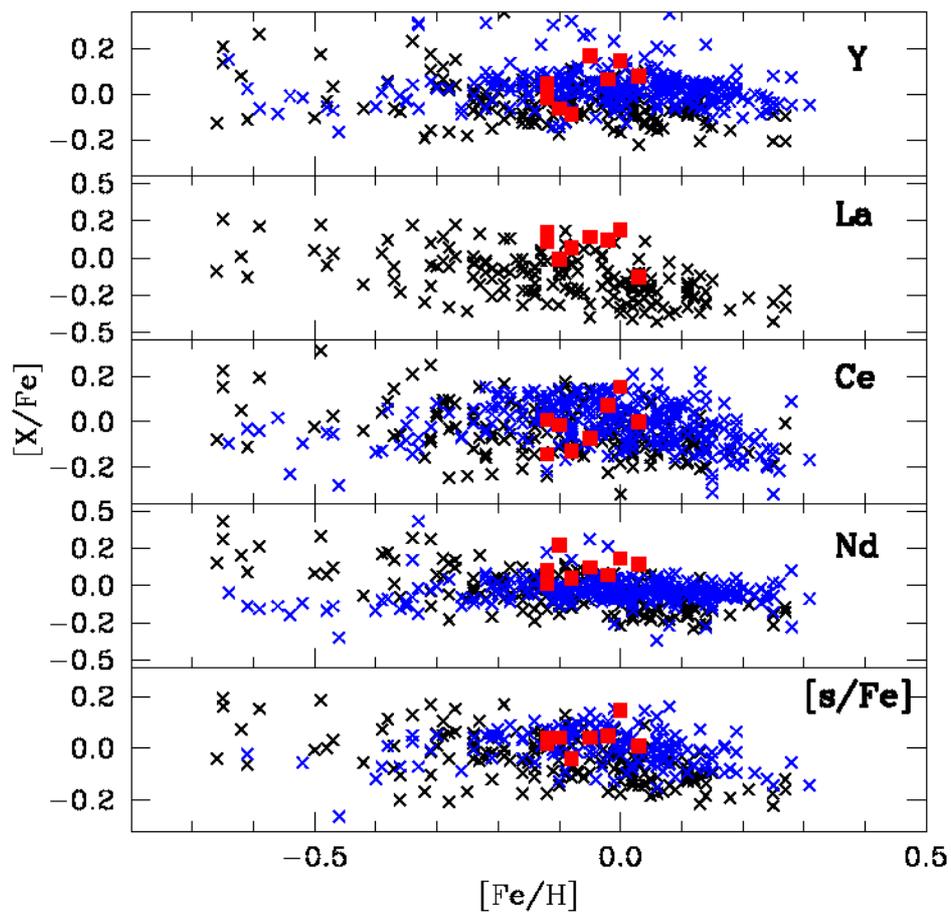


Figura 4.11.: Razões de abundâncias $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$. As cores têm o mesmo significado que na Figura 4.9. Apresenta-se também, a abundância média dos elementos do processo-s, $[s/Fe]$.

Tabela 4.4.: Incertezas nas abundâncias para as estrelas da amostra

Elemento	ΔT_{ef} +100 K	$\Delta \log g$ +0.2	$\Delta \xi$ +0.2 km s ⁻¹	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ +0.1 dex	ΔW_{λ} +2 mÅ	$(\sum \sigma^2)^{1/2}$	σ_{obs}
Na I	+0.08	-0.02	-0.06	0.00	+0.03	0.11	0.10
Mg I	+0.04	-0.01	-0.05	0.00	+0.03	0.07	0.12
Al I	+0.05	0.00	-0.04	0.00	+0.03	0.07	0.09
Si I	-0.02	+0.04	-0.03	+0.02	+0.04	0.07	0.09
Ca I	+0.10	-0.01	-0.10	-0.01	+0.04	0.15	0.06
Ti I	+0.14	-0.01	-0.08	-0.02	+0.04	0.17	0.08
Cr I	+0.10	0.00	-0.07	-0.01	+0.04	0.13	0.09
Fe I	+0.09	+0.03	-0.08	+0.02	+0.06	0.14	0.11
Fe II	-0.07	+0.13	-0.08	+0.05	+0.05	0.18	0.08
Ni I	+0.05	+0.03	-0.08	+0.01	+0.05	0.11	0.08
Y II	0.00	+0.08	-0.15	+0.02	+0.05	0.18	0.09
Zr I	+0.17	-0.01	-0.01	-0.01	+0.06	0.18	0.11
La II	+0.01	+0.08	-0.02	+0.04	+0.06	0.11	0.13
Ce II	+0.01	+0.08	-0.04	+0.03	+0.08	0.12	0.12
Nd II	+0.02	+0.08	-0.05	+0.04	+0.06	0.12	0.08

Colunas 2-6: Variações nas abundâncias causadas pelas mudanças em T_{eff} , $\log g$, ξ , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e W_{λ} . Coluna 7: Incerteza composta da segunda à sexta coluna. Coluna 8: Dispersão observada das abundâncias a partir das linhas de absorção.

Em particular, as sobreabundâncias de sódio, magnésio, alumínio e silício são indicadores de que os ciclos de queima do hidrogênio *NeNa* e *MgAl* ocorreram nos núcleos das estrelas (Antipova et al., 2005). Muitos estudos feitos sobre aglomerados abertos sugerem que o Na encontra-se enriquecido em relação ao valor solar (Friel et al., 2003; Yong et al., 2005; Bragaglia et al., 2008) mas que isso é próprio dos aglomerados abertos velhos; porém Santrich et al. (2013) detectaram essa característica nas gigantes do aglomerado aberto jovem NGC 3114. Por outro lado, de Silva et al. (2009) asseguram que a maioria das discrepâncias nas abundâncias de Na podem ser explicadas pela mistura interna nas estrelas gigantes e os efeitos não-ETL. Assim, se o enriquecimento constitui, verdadeiramente, uma propriedade intrínseca dos aglomerados ou se trata-se de um artefato das medições das abundâncias, ainda permanece incerto na literatura.

Das Figuras 4.9 e 4.10 é possível notar que os elementos- α (Mg, Si, Ca, Ti) não apresentam todos um comportamento semelhante; por isso a análise de todos eles em conjunto pode não representar o modo mais adequado para se examinar a evolução desses elementos com o tempo. Por exemplo, o titânio, o qual pode ser considerado tanto como o elemento mais pesado sintetizado a partir da captura de partículas α quanto o mais leve do grupo do Ferro (Wheeler et al., 1989), apresenta uma sub-abundância na razão $[Ti/Fe]$ para as estrelas analisadas; característica que já tinha sido evidenciada por Carretta et al. (2005) e Sales Silva et al. (2014) nas gigantes de aglomerados abertos. Entretanto, as razões das abundâncias $[Mg/Fe]$, $[Si/Fe]$ e $[Ca/Fe]$ seguem a mesma tendência que as gigantes do campo.

De forma semelhante, essa mesma tendência é observada no caso dos elementos do pico do Fe (Cr e Ni). As razões de abundâncias, obtidas para estes e os elementos- α , são espe-

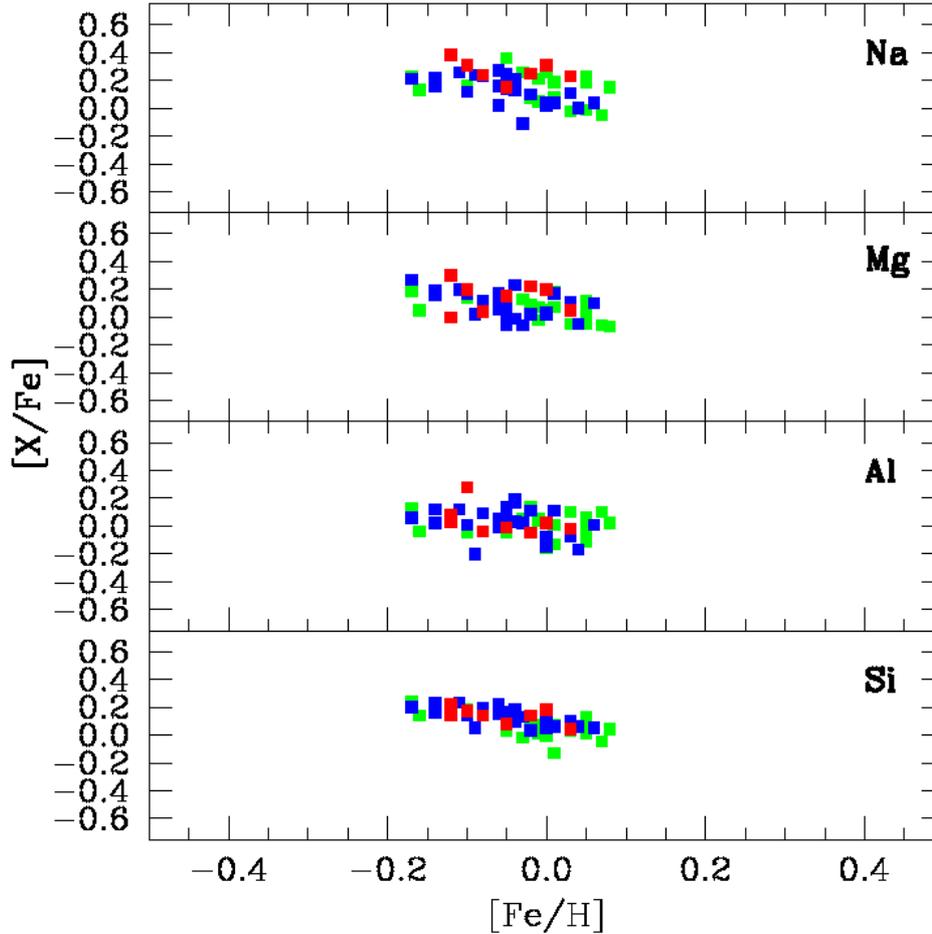


Figura 4.12.: Razões de abundâncias $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ em comparação com outros aglomerados. Em azul, gigantes vermelhas membros dos aglomerados abertos velhos NGC 2360 e NGC 3680 (Sales Silva et al., 2014), NGC 752 (Reddy et al., 2012) e NGC 2682 (Reddy et al., 2013). Em verde, estrelas gigantes pertencentes aos aglomerados abertos jovens: NGC 5822, NGC 3114, IC 4756 e NGC 2447 estudadas por Sales Silva et al. (2014); Santrich et al. (2013); Smiljanic et al. (2009); Hamdani et al. (2000), respectivamente. Em vermelho, gigantes vermelhas analisadas do aglomerado aberto NGC 2539, exceto as “Yellow Stragglers”.

radas levando em conta que a produção destes últimos ocorre, principalmente nas estrelas massivas, enquanto que a geração de Cr e Ni é dominante nas SN Ia (Woosley & Weaver, 1995; Iwamoto et al., 1997). Portanto o estudo das razões desses elementos fornecem informação importante sobre as contribuições de SN Ia e SN II nas componentes estruturais da Galáxia.

Analisando a média dos elementos do processo-s, na Figura 4.11, pode-se concluir que nenhuma das estrelas da amostra estudada apresenta sobreabundância desses elementos, o que leva a supor a inexistência de instabilidades devido tanto à mistura no interior das estrelas, quanto à dinâmica própria dos sistemas binários, no caso da estrela binária NGC 2539-209 aqui considerada. Não é esperado que a abundância dos elementos do processo-s seja modificada nas atmosferas das estrelas gigantes analisadas nesse trabalho, uma vez que a produção destes ocorre, principalmente, no interior das estrelas na fase TP-AGB, sendo logo transportadas à superfície durante a terceira dragagem (Busso et al., 1999).

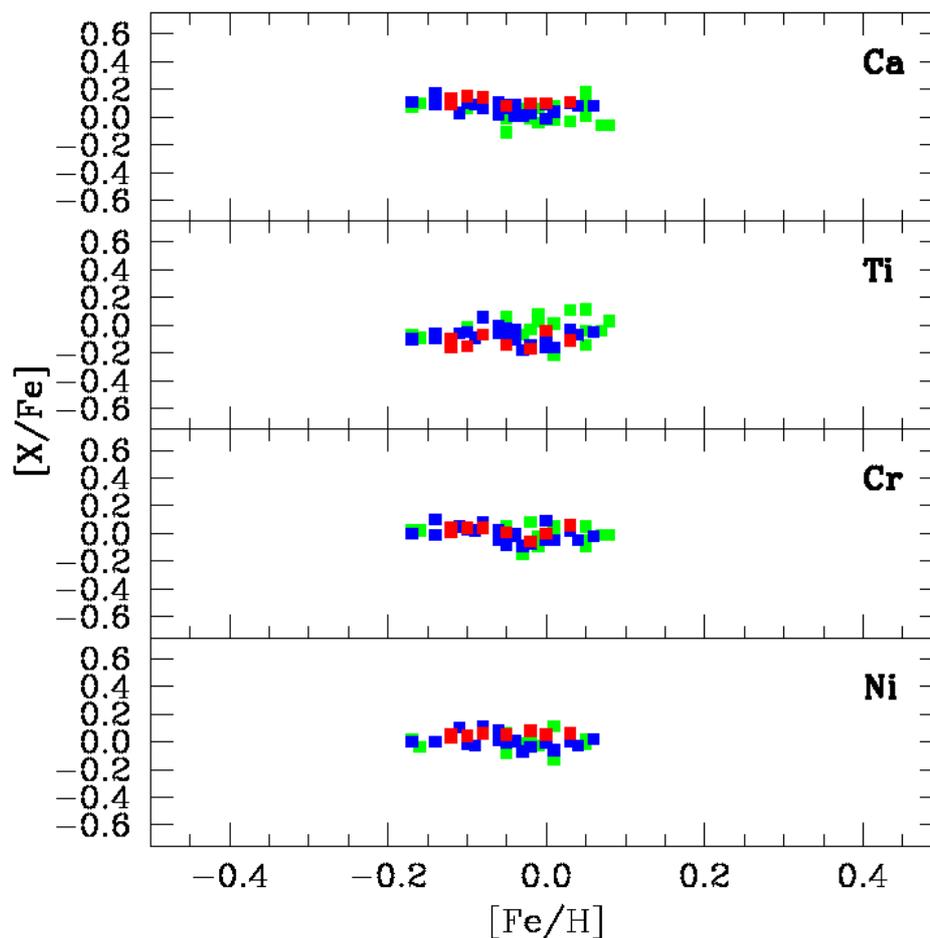


Figura 4.13.: Razões de abundâncias $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ em comparação com outros aglomerados. As cores têm o mesmo significado que na Figura 4.12.

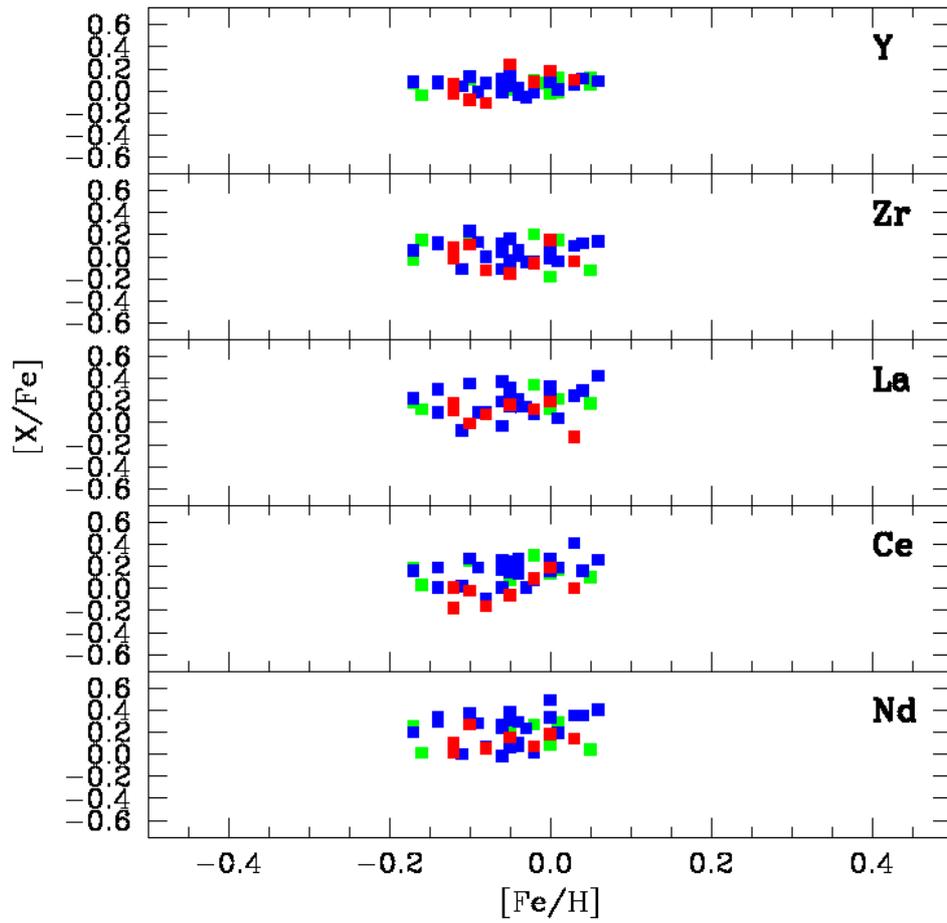


Figura 4.14.: Razões de abundâncias $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ em comparação com outros aglomerados. As cores têm o mesmo significado que na Figura 4.12.

As abundâncias de todos estes elementos foram igualmente calculados por Reddy et al. (2013) para duas estrelas da amostra: NGC 2539-346 e NGC 2539-463. Os resultados obtidos por estes autores apresentam diferenças entre 0.10-0.20 dex nas razões $[X/Fe]$ dos elementos, em relação aos derivados neste trabalho para as estrelas em comum, podendo estar essas diferenças associadas à adoção das distintas temperaturas e listas de linhas.

As Figuras 4.12, 4.13 e 4.14 mostram as razões de abundância $[X/Fe]$ dos elementos analisados em função da metalicidade, $[Fe/H]$, para as gigantes de NGC 2539 em comparação com algumas gigantes vermelhas pertencentes a outros aglomerados abertos estudados na literatura: NGC 5822 Sales Silva et al. (2014), NGC 3114 (Santrich et al., 2013), IC 4756 (Smiljanic et al., 2009) e NGC 2447 (Hamdani et al., 2000) com idades menores a 1 G ano e classificados como sendo aglomerados abertos jovens segundo o critério estabelecido por Friel (1995); e NGC 2360, NGC 3680 (Sales Silva et al., 2014), NGC 752 (Reddy et al., 2012) e NGC 2682 (Reddy et al., 2013) com idades superiores a 1 G ano e catalogados como aglomerados abertos velhos de acordo com o mesmo critério.

Em termos gerais, o padrão de abundâncias químicas das gigantes de NGC 2539 é semelhante a aquele apresentado por outros aglomerados abertos da literatura, sem evidência de uma marcada distinção entre os objetos jovens e velhos. Em particular, as razões de abundância correspondentes aos elementos leves (Na e Al), elementos- α (Mg, Si, Ca, Ti) e elementos do pico do ferro (Cr e Ni) reproduzem bem o padrão químico do disco galáctico para todos estes elementos; enquanto que os valores das abundâncias dos elementos do processo-s, apesar de serem altamente heterogêneas, concordam também com as determinadas para as gigantes de outros aglomerados abertos.

4.5. Velocidades projetadas de rotação

A rotação é uma propriedade astrofísica importante que está relacionada a atividade magnética, a circulação do material convectivo e à estrutura interna da estrela.

Estudos prévios sobre este tópico estabelecem que as gigantes frias ($T_{ef} < 5\,000$ K) tem baixas velocidades de rotação (Gray & Pallavicini, 1989; Eggenberger, 2015). Isto é esperado pois, devido à conservação de momento angular, elas tendem a se freiar conforme seu raio aumenta. Carlberg et al. (2011) encontraram que, apenas o 2% de uma amostra de 1 300 estrelas gigantes K apresentavam altas rotações ($v_{seni} > 10$ km seg^{-1}). Massarotti et al. (2008) também calcularam a velocidade projetada de rotação para um conjunto de 700 gigantes frias e obtiveram valores inferiores a 2 km seg^{-1} .

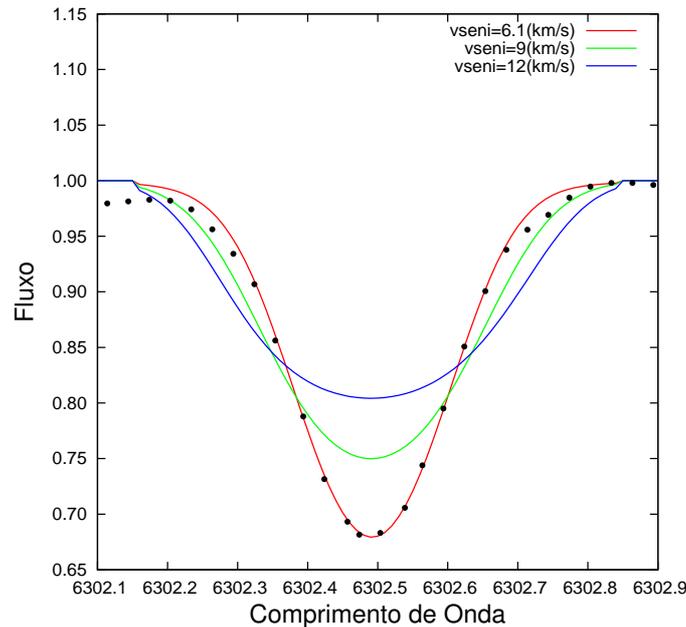


Figura 4.15.: *Determinação da velocidade projetada de rotação da gigante NGC 2539-233. Dados observacionais (pontos) superpostos aos espectros sintéticos (linhas sólidas) considerando valores para as velocidades projetadas de rotação, v_{seni} , de 6.1 km seg^{-1} , 9 km seg^{-1} e 12 km seg^{-1} .*

No entanto, estrelas gigantes com velocidades de rotação altas são também interessantes pois as suas camadas devem ter sofrido, de alguma forma, o incremento de momento angular; alguns dos mecanismos propostos para explicar isto incluem a interação com uma companheira binária (Zamanov et al., 2006) ou a ingestão de planetas por parte da estrela (Massarotti, 2008; Carlberg et al., 2012). Neste sentido, Santrich et al. (2013) fizeram um estudo detalhado da composição química das gigantes no aglomerado aberto jovem NGC 3114, e encontraram que duas das estrelas da amostra tinham altas velocidades projetadas de rotação quando comparadas com o resto dos objetos analisados. Isto, levou os autores a supor a existência de uma possível correlação entre a idade do aglomerado e a velocidade de rotação das estrelas membros.

A partir dos parâmetros atmosféricos determinados e a técnica da síntese espectral obtivemos, pela primeira vez, as velocidades de rotação para as estrelas da amostra. Para isso, escolheu-se a linha de FeI $\lambda 6302.50$ por estar em uma região espectral livre de outras linhas, o valor de 3 km seg^{-1} para a velocidade de macroturbulência, segundo

sugerido por Fekel (1997) para gigantes G e K; e a quantidade de 0.13 \AA para o alargamento instrumental correspondente ao FEROS. As incertezas nas velocidades rotacionais foram determinadas alterando o parâmetro $v \sin i$ até o perfil sintético apresentar incompatibilidade com os dados observados (ver Figura 4.15). Os valores derivados para $v \sin i$ e os seus erros associados, são listados na Tabela 4.5, enquanto que no Apêndice C apresentam-se os perfis de rotação calculados para todas as estrelas da amostra.

Tabela 4.5.: Velocidades projetadas de rotação para as estrelas da amostra

NGC 2539-#	T_{ef} $\pm 100[\text{K}]$	$v \sin i$ km seg^{-1}
209	4800	3.5 ± 0.6
223	4975	4.8 ± 0.5
229	5000	2.8 ± 0.4
233	5000	6.1 ± 0.5
251	5000	4.7 ± 0.3
317	4900	3.9 ± 0.3
346	4950	4.0 ± 0.3
447	4950	4.5 ± 0.2
463	4850	4.3 ± 0.4
502	4950	4.3 ± 0.4

A binária espectroscópica NGC 2539-233 é a estrela que possui maior rotação entre os objetos da amostra; fato que poderia ser atribuído à interação desta com a sua estrela companheira. Ainda assim, os resultados obtidos confirmam as baixas velocidades de rotação apresentadas pelas gigantes G e K e são análogos aos derivados em estudos prévios, por outros autores, neste tipo de estrelas. A Figura 4.16 mostra as velocidades de rotação projetadas, para as gigantes deste trabalho, em comparação com as estrelas gigantes do campo estudadas por Carlberg et al. (2011), assim como as gigantes pertencentes aos aglomerados abertos NGC 2360, NGC 3680 e NGC 5822 (Sales Silva et al., 2014); e NGC 3114 (Santrich et al., 2013). Além destes trabalhos, não existem muitas determinações de velocidades projetadas de rotação em estrelas gigantes vermelhas de aglomerados abertos portanto, a fim de tornar confiável a comparação com as gigantes de campo, é necessária a extensão dos estudos sobre a rotação nas gigantes de aglomerados abertos.

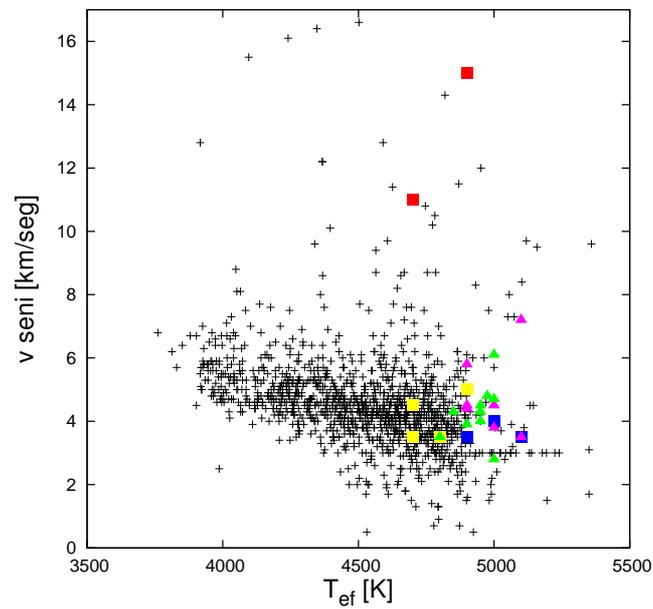


Figura 4.16.: Velocidades rotacionais projetadas, v_{seni} , das estrelas gigantes como função da temperatura efetiva. Resultados obtidos para as gigantes de NGC 2539 (verde) comparadas com a amostra estudada por Carlberg et al. (2011) (preto); as gigantes de NGC 2360 (azul, Sales Silva et al., 2014), NGC 3680 (amarelo, Sales Silva et al., 2014), NGC 5822 (rosa, Sales Silva et al., 2014) e as estrelas com alta rotação de NGC 3114 (vermelho, Santrich et al., 2013).

5. Conclusões e perspectivas

5.1. Conclusões

Neste trabalho foi realizado um estudo espectroscópico detalhado para uma amostra de dez gigantes vermelhas pertencentes ao aglomerado aberto NGC 2539. Para isto analisaram-se espectros FEROS em alta resolução e foram obtidos os parâmetros atmosféricos das estrelas de interesse. Os mesmos foram semelhantes, dentro das incertezas, aos calculados por outros autores em estudos prévios para algumas das estrelas em comum; demonstrando todos eles que a metalicidade média do aglomerado NGC 2539 é próxima à metalicidade solar.

Foi calculada a gravidade superficial evolutiva para cada estrela da amostra a fim de comparar com os valores de gravidade superficial obtidos de espectroscopicamente, pelo qual foi necessário re-determinar a idade do aglomerado, através do ajuste de trajetórias evolutivas, e calcular a massa de saída da sequência principal para as gigantes usando o mesmo procedimento.

Duas das três estrelas binárias espectroscópicas que fazem parte da amostra, NGC 2539-223 e NGC 2539-233, ocupam a região compreendida entre a sequência principal e o ramo das gigantes no diagrama cor-magnitude e que apresentam espectros compostos e com velamento mostrando uma forte evidência da presença de uma estrela companheira: uma estrela do tipo A da sequência principal de acordo com as características espectrais observadas. Considerando a definição proposta por alguns autores, essas duas estrelas binárias foram classificadas como sendo “Yellow Stragglers”.

Além disso, foram determinadas as razões de abundâncias químicas do Na até o Nd para as estrelas da amostra cujos espectros não apresentavam velamento usando os parâmetros atmosféricos calculados anteriormente. Em geral, os resultados obtidos mostram que as estrelas gigantes vermelhas de NGC 2539 seguem o padrão químico apresentado pelo disco galáctico quando comparados com os derivados para as gigantes do campo e as estrelas pertencentes aos aglomerados abertos de diferentes idades; o que permite descartar a existência de alguma peculiaridade química nestas estrelas.

Finalmente, a partir dos mesmos parâmetros estelares e mediante a técnica de síntese espectral, foram determinadas as velocidades projetadas de rotação pela primeira vez para as estrelas gigantes vermelhas de NGC 2539. Os valores derivados concordam com os obtidos em estudos prévios, por outros autores, neste tipo de objetos, confirmando assim as baixas velocidades de rotação tipicamente apresentadas pelas estrelas gigantes G e K.

5.2. Perspectivas

Levando em conta o estudo apresentado nesta dissertação, a análise adicional de certos elementos químicos forneceria maiores detalhes sobre a composição e evolução das gigantes vermelhas do aglomerado NGC 2539. Por exemplo, seria interessante se determinar

as abundâncias dos elementos leves, carbono, nitrogênio e oxigênio, já que a medida que uma estrela evolui para o ramo das gigantes a sua camada convectiva torna-se mais profunda dragando para fora o material processado no interior e modificando a composição da sua superfície. Como consequência dessa dragagem as abundâncias dos elementos carbono e nitrogênio são afetadas e a determinação delas constitui então uma conexão importante com os modelos de primeira dragagem. Além disso a determinação da abundância de oxigênio permitiria analisar a evolução do aglomerado através da sua posição no diagrama $[\text{Na}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{O}/\text{Fe}]$.

Outro fato relevante é o cálculo da razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ que, embora tenha sido investigada em alguns aglomerados abertos, são poucos os trabalhos dedicados a sua determinação. Em particular, o estudo comparativo entre essa razão e a massa de saída da sequência principal das estrelas dos aglomerados fornece um importante vínculo aos modelos de mistura e convecção “thermohaline” para as gigantes vermelhas.

Igualmente importante é a determinação da abundância do lítio nas estrelas gigantes da amostra. Estudos feitos em gigantes G e K mostram que as estrelas pertencentes aos aglomerados apresentam valores baixos desse elemento quando comparadas com as gigantes do campo, sendo esse fenômeno explicado através de um mecanismo extra de mistura (Pasquini et al., 2001). Finalmente, a precisão atingida na determinação das abundâncias químicas, nos parâmetros atmosféricos, nas idades e massas estelares dos aglomerados abertos constitui uma forma confiável de investigar as estrelas que compõem o disco Galáctico para compreender a formação e evolução da Via Láctea.

A. Apêndice A

Lista de linhas de absorção de Fe I e Fe II e as larguras equivalentes medidas

Tabela A.1.: Linhas de Fe I e Fe II analisadas

Elemento	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Larguras equivalentes (mÅ)									
				NGC 2539-#									
				209	223	229	233	251	317	346	447	463	502
Fe I	5123.72	1.01	-3.07	...	115
	5125.12	4.22	-0.08	...	108
	5133.69	4.18	+0.20	127
	5159.05	4.28	-0.65	82	...	87	...	101	...
	5162.27	4.18	+0.07	148
	5198.71	2.22	-2.14	...	93
	5202.33	2.17	-1.84	137
	5242.49	3.63	-0.97	115	...	114	...	112	109	...	116
	5250.21	0.12	-4.92	139	...	118	126	...	133
	5253.03	2.28	-3.79	58	36	54	31	54	...	50
	5281.79	3.04	-0.83	...	118	...	125
	5288.52	3.69	-1.51	86	55	...	60	82	80	...	92	96	89
	5307.36	1.61	-2.97	...	99
	5315.05	4.37	-1.40	...	38	...	42	59	65	52	67	61	...
	5321.11	4.43	-1.19	70	46	68	45	63	68	67	72	70	66
	5322.04	2.28	-2.84	110	...	93	...	97	100	100	113	111	105
	5353.37	4.10	-0.68	101
	5364.87	4.45	+0.23	135	...	136	...	133	136	136	...	138	134
	5367.47	4.42	+0.44	140
	5373.71	4.47	-0.71	88	53	80	...	79	88	79	...	83	79
	5389.48	4.42	-0.25	105	72	103	...	104	106	...	113	115	107
	5393.16	3.24	-0.72	...	108	...	125
	5410.91	4.47	+0.40	129	142
	5417.03	4.42	-1.53	63	...	63	39	52	55	55	63	66	58
	5441.34	4.31	-1.58	58	37	58	36	52	57	53	63	62	54
	5445.04	4.39	+0.04	131	127	126	124	137	132	131
	5487.75	4.32	-0.65	...	72	...	85	116
	5497.52	1.01	-2.84	...	129
	5522.45	4.21	-1.40	61	44	63	47	68	61	66	...	74	67
	5531.98	4.91	-1.46	35	20	...	36	...	32
	5532.75	3.57	-2.00	87	...
	5560.21	4.43	-1.04	75	49	73	45	70	69	69	72	75	74

5567.39	2.61	-2.56	125	81
5576.09	3.43	-0.85	101
5584.77	3.57	-2.17	76	45	69	41	67	63	63	68	73	64
5624.02	4.39	-1.33	63	...	72	...	67	...	79	73
5633.95	4.99	-0.12	85	...	84	...	86	...
5635.82	4.26	-1.74	65	36	61	37	59	54	50	68	66	59
5638.26	4.22	-0.72	107	71	100	70	102	102	109	112	101	98
5686.53	4.55	-0.45	...	69	100	66	103	...	107	94
5691.50	4.30	-1.37	70	44	69	45	61	68	63	72
5705.47	4.30	-1.36	66	43	65	40	63	...	58	...	63	60
5717.83	4.28	-0.97	93	64	...	62	88	86	86	99	93	94
5731.76	4.26	-1.15	89	56	83	59	80	81	84	81	88	85
5762.99	4.21	-0.41	133	102
5806.73	4.61	-0.90	82	50	75	55	76	73	78	85	84	76
5814.81	4.28	-1.82	47	31	48	27	...	43	43	47	51	45
5852.22	4.55	-1.18	75	48	65	49	68	...	67	78	73	62
5883.82	3.96	-1.21	97	58	91	65	91	92	91	94	96	90
5916.25	2.45	-2.99	105	60	97	67	95	99	94	...	103	95
5934.65	3.93	-1.02	111	70	97	...	102	97	97	107	105	101
6024.06	4.55	-0.06	125	81	117	92	122	125	117	124	129	114
6027.05	4.08	-1.09	93	67	87	70	85	94	85	93	88	87
6056.01	4.73	-0.40	86	62	85	61	...	82	89	103	86	94
6065.48	2.61	-1.53	126
6079.01	4.65	-0.97	72	52	68	51	66	62	63
6082.71	2.22	-3.58	90	53	82	54	...	84	74	90	82	79
6093.64	4.61	-1.35	54	37	54	35	45	48	52	56	57	52
6096.66	3.98	-1.78	66	39	66	45	60	66	58	67	65	65
6120.25	0.91	-5.95	40	20	37	22	33	34	...	40	44	...
6137.69	2.51	-1.40	135
6151.62	2.18	-3.29	104	67	94	64	...	95	88	104	101	89
6157.73	4.08	-1.11	102	60	98	62	79	100	96	104	104	92
6165.36	4.14	-1.47	71	54	68	43	72	75	70	77	77	68
6170.51	4.79	-0.38	98
6173.34	2.22	-2.88	119	...	111	83	104	109	106	123	123	107
6187.99	3.94	-1.57	84	49	...	57	75	77	76	86	79	76
6191.55	2.43	-1.42	139
6200.31	2.60	-2.44	118	80	117	83	112	120	109	120	121	115
6213.43	2.22	-2.48	135	...	132	...	121	132	...	137
6252.56	2.40	-1.72	...	112
6254.26	2.28	-2.44	111
6265.13	2.18	-2.55	...	92	132	100	...	131	137
6311.50	2.83	-3.23	74	46	60	47	59	61	64	74	70	63
6322.69	2.59	-2.43	126	82	121	83	115	118	116	130	128	120
6380.74	4.19	-1.32	94	...	79	56	76	...	85	95	92	92
6392.54	2.28	-4.03	33	51	61	49	64	66	60
6411.65	3.65	-0.66	...	107	146	110	147
6419.95	4.73	-0.09	116	78	101	81	104	106	109	113	123	111
6421.35	2.27	-2.01	130

6430.85	2.18	-2.01	...	114	...	129	
6436.41	4.19	-2.46	37	...	31	...	27	25	24	31	31	21	
6469.19	4.83	-0.62	94	59	74	85	89	95	...	87	
6518.37	2.83	-2.30	106	73	99	...	94	108	105	100	
6551.68	0.99	-5.79	47	...	38	44	...	54	
6574.23	0.99	-5.02	100	56	76	54	72	79	...	104	
6591.31	4.59	-2.07	26	...	21	25	...	28	
6592.91	2.72	-1.47	...	119	
6593.87	2.44	-2.42	147	90	126	101	119	135	132	140	138	136	
6597.56	4.79	-0.92	72	41	57	40	58	62	60	74	71	70	
6608.03	2.28	-4.03	62	...	48	35	52	52	54	65	66	56	
6609.11	2.56	-2.69	128	...	104	88	109	...	115	119	
6646.93	2.61	-3.99	46	...	31	47	37	49	52	35	
6653.85	4.14	-2.52	27	15	26	18	26	23	
6699.14	4.59	-2.19	19	...	16	19	19	19	23	18	
6703.57	2.76	-3.16	82	...	76	56	76	...	76	80	84	81	
6704.48	4.22	-2.66	17	...	12	...	13	17	
6713.74	4.79	-1.60	44	...	41	...	40	31	37	44	45	42	
6739.52	1.56	-4.95	...	35	45	37	44	48	
6745.96	4.07	-2.77	7	...	20	19	17	17	18	
6750.15	2.42	-2.62	133	...	116	94	118	125	117	132	133	124	
6752.71	4.64	-1.20	69	44	62	46	54	63	50	75	74	70	
6783.70	2.59	-3.98	39	...	36	
6793.26	4.07	-2.47	...	20	35	...	24	33	
6806.85	2.73	-3.21	84	...	76	55	67	71	73	89	79	74	
6810.26	4.61	-0.99	72	53	68	53	66	72	63	75	84	69	
6820.37	4.64	-1.17	65	48	67	69	63	77	74	71	
6841.34	4.61	-0.60	...	66	87	68	84	92	87	93	90	87	
6851.64	1.61	-5.32	17	
6858.15	4.61	-0.93	77	55	73	51	67	77	63	73	75	74	
7130.92	4.22	-0.70	...	79	116	91	
7132.99	4.08	-1.61	...	47	66	51	63	...	68	75	77	73	
Fe II	4993.35	2.81	-3.67	55	67	...	65	64
	5132.66	2.81	-4.00	41	32	42	51	49	...	48	48
	5197.56	3.23	-2.25	...	76	...	85
	5234.62	3.22	-2.24	108	70	106	...	107	107	107	109
	5284.10	2.89	-3.01	91	56	84	64	85	...	89	88
	5325.56	3.22	-3.17	...	41	60	65	64	64	63	65
	5414.05	3.22	-3.62	46	30	40	37	44	45	47	45	40	52
	5425.25	3.20	-3.21	65	39	60	48	59	61	63	65	63	62
	5534.83	3.25	-2.77	79	...	81	60	78	81	78	...	76	77
	5991.37	3.15	-3.56	54	36	58	42	53	57	...	52
	6084.10	3.20	-3.80	40	30
	6149.25	3.89	-2.72	51	33	47	33	48	49	48	...	51	53
	6247.55	3.89	-2.34	69	53	61	50	70	68	67	73	67	73
	6416.92	3.89	-2.68	64	42	56	41	58	55	54	63	53	58
	6432.68	2.89	-3.58	66	...	66	50	70	...	67	72	73	65

B. Apêndice B

Lista de linhas de absorção e larguras equivalentes medidas de outros elementos químicos

Tabela B.1.: Outras linhas analisadas

Elemento	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Ref.	Larguras equivalentes (mÅ)							
					NGC 2539-#							
					209	229	251	317	346	447	463	502
Na I	5688.22	2.10	-0.40	PS	156	153	144	144	152	157	154	146
Na I	6154.22	2.10	-1.51	PS	85	75	70	80	84	92	85	73
Na I	6160.75	2.10	-1.21	R03	90
Mg I	4730.04	4.34	-2.39	R03	...	81	97
Mg I	5711.10	4.34	-1.75	R99	122	120	111	121	...	128	...	117
Mg I	6318.71	5.11	-1.94	Ca07	58	...	54	60	...	64	...	56
Mg I	6319.49	5.11	-2.67	Ca07	20
Mg I	6765.45	5.75	-1.94	MR94	43
Mg I	6965.41	5.75	-1.72	CH03	52	59	59	48
Mg I	7387.70	5.75	-0.87	MR94	82
Mg I	8712.69	5.93	-1.26	WSM	74	73	87	68	73
Mg I	8717.83	5.91	-0.70	WSM	...	90	90	107	...	97
Mg I	8736.04	5.94	-0.34	WSM	129	125	134	137	127	138	138	141
Al I	6696.03	3.14	-1.48	MR94	63	61	58	...	56	69	61	60
Al I	6698.67	3.14	-1.63	R03	49
Al I	7835.32	4.04	-0.58	R03	61	55	53	71	60	64	61	59
Al I	7836.13	4.02	-0.40	R03	73	70	64	86	76	81	75	62
Al I	8772.88	4.02	-0.25	R03	...	100	94	95	92	99
Al I	8773.91	4.02	-0.07	R03	114	116
Si I	5793.08	4.93	-2.06	R03	63	64	64	58	60	70	70	63
Si I	6125.03	5.61	-1.54	E93	51	45	40	47	48	50	50	44
Si I	6131.58	5.62	-1.68	E93	37	36	33	37	35	43	39	31
Si I	6145.02	5.61	-1.43	E93	...	44	...	58	43	...	55	49
Si I	6155.14	5.62	-0.77	E93	100	...	94	89	97	101	87	...
Si I	7760.64	6.20	-1.28	E93	27	...	29	...	26	31	30	...
Si I	7800.00	6.18	-0.72	E93	63	59	57	71	61	56
Si I	8728.01	6.18	-0.36	E93	98	77	85	84
Si I	8742.45	5.87	-0.51	E93	104
Ca I	5581.80	2.52	-0.67	CH03	122	119	115	114	116	128	125	121
Ca I	5867.57	2.93	-1.61	E93	52	46	45	...	49	57	54	...
Ca I	6161.30	2.52	-1.27	E93	99	93	85	91	93	103	101	96
Ca I	6166.44	2.52	-1.14	R03	105	104	97	100	98	105	107	100

Ca I	6169.04	2.52	-0.80	R03	129	119	109	122	124	129	131	121
Ca I	6169.56	2.53	-0.48	DS91	141	132	125	131	135	132
Ca I	6449.82	2.52	-0.50	CH03	139	128	126	...	130	130
Ca I	6455.60	2.51	-1.29	R03	105	92	89	89	92	100	97	94
Ca I	6464.68	2.52	-2.42	CH03	...	41	38	42
Ca I	6471.66	2.51	-0.69	S86	129	127	127	129	128	136	134	128
Ca I	6499.65	2.52	-0.81	DS91	124	119	118	123	118	...	128	116
Ca I	6798.47	2.71	-2.52	CH03	21	18	22	23	18
Ti I	4512.74	0.84	-0.48	MFK	113	106	103	105	...	110	110	103
Ti I	4518.03	0.83	-0.32	MFK	...	110
Ti I	4534.75	0.84	+0.28	D02	...	135	137	133	130	131
Ti I	4548.77	0.83	-0.35	MFK	...	104	99	107	105
Ti I	4555.49	0.85	-0.49	MFK	...	106	...	95
Ti I	4562.64	0.02	-2.66	MFK	61	56	45	56	...	65	61	50
Ti I	4563.43	2.43	-0.38	MFK	...	32	...	27	...	35	37	33
Ti I	4617.28	1.75	+0.38	MFK	103	94	98	97	94	108	106	97
Ti I	4639.95	1.74	-0.19	MFK	...	81
Ti I	4681.92	0.05	-1.07	MFK	...	119	119	...	118	...	127	...
Ti I	4758.12	2.25	+0.42	MFK	...	69
Ti I	4759.28	2.25	+0.51	MFK	84	75	73
Ti I	4778.26	2.24	-0.33	MFK	41	37	...	39	34	49	46	36
Ti I	4997.10	0.00	-2.12	MFK	...	81	76	83	79	...	90	82
Ti I	5009.66	0.02	-2.26	MFK	87	...	79	...	75	95
Ti I	5016.17	0.85	-0.57	MFK	115	99	103	112	102	118	117	110
Ti I	5022.87	0.83	-0.43	MFK	129	104	114	119	116	132	...	119
Ti I	5039.96	0.02	-1.13	MFK	133	125	121	128	123	127
Ti I	5040.61	0.83	-1.79	MFK	67	63	67	60
Ti I	5043.59	0.84	-1.73	MFK	70	56	56	64	61	72	70	59
Ti I	5062.10	2.16	-0.46	MFK	44	40	41	40	40	46	44	40
Ti I	5113.45	1.44	-0.78	E93	73	73	65	70	66	77	78	66
Ti I	5145.47	1.46	-0.57	MFK	86	78	87	75
Ti I	5147.48	0.00	-2.01	MFK	103	88	81	95	92	102	104	90
Ti I	5152.19	0.02	-2.02	MFK	...	84	80	84	...	97	94	...
Ti I	5210.39	0.05	-0.87	MFK	130	141
Ti I	5219.71	0.02	-2.29	MFK	96	79	73	84	86	96	...	86
Ti I	5223.63	2.09	-0.56	MFK	51	40	...	41	42	48	43	45
Ti I	5295.78	1.05	-1.63	MFK	55	44	44	49	53	58	58	42
Ti I	5490.16	1.46	-0.93	MFK	64	59	56	62	59	69	67	54
Ti I	5503.90	2.58	-0.19	MFK	39	35	33	33	32	41	32	33
Ti I	5662.16	2.32	-0.11	MFK	62	54	58	53	53	65	62	54
Ti I	5689.48	2.30	-0.47	MFK	...	41	34	41	37	49	41	38
Ti I	5866.46	1.07	-0.83	E93	94	...	99
Ti I	5922.12	1.05	-1.47	MFK	69	63	57	58	62	74	68	62
Ti I	5978.55	1.87	-0.50	MFK	63	53	52	52	56	66	73	59
Ti I	6091.18	2.27	-0.42	R03	51	43	...	44	44	58	43	47
Ti I	6126.22	1.07	-1.42	R03	77	71	66	66	65	80	77	67
Ti I	6258.11	1.44	-0.36	MFK	102	107	...
Ti I	6261.11	1.43	-0.48	B86	108	97

Ti I	6554.24	1.44	-1.22	MFK	67	59	52	51	55	63	59	52
Cr I	4801.03	3.12	-0.13	MFK	89	75	81	84
Cr I	4836.85	3.10	-1.14	MFK	45	38	...	40	42	40
Cr I	4936.34	3.11	-0.22	MFK	81	72	72	76	71	...	74	...
Cr I	4954.80	3.12	-0.14	MFK	83	82	74	85	83	86	82	79
Cr I	4964.93	0.94	-2.53	MFK	...	86	78	84	89	81
Cr I	5193.50	3.42	-0.90	MFK	35	31	29	37	...	34	34	33
Cr I	5200.18	3.38	-0.53	MFK	...	59	51	52	55
Cr I	5214.13	3.37	-0.74	MFK	33	32	38	39	37
Cr I	5214.61	3.32	-0.66	MFK	56	52	42	53	...	57	54	...
Cr I	5238.96	2.71	-1.30	MFK	48	...	40
Cr I	5247.57	0.96	-1.63	MFK	137	131	124	131	128	138	...	131
Cr I	5272.00	3.45	-0.42	MFK	52	48	45	...	42	57	51	49
Cr I	5296.70	0.98	-1.24	GS88	136	138
Cr I	5300.75	0.98	-2.13	GS88	113	101	99	101	104	114	113	106
Cr I	5304.18	3.46	-0.69	MFK	38	37	...	41	37	39	43	38
Cr I	5312.86	3.45	-0.56	MFK	39	...	43	38	39
Cr I	5318.77	3.44	-0.69	MFK	38	38	...	33	34	41	37	33
Cr I	5340.45	3.44	-0.73	MFK	...	38	37
Cr I	5348.32	1.00	-1.29	GS88	136
Cr I	5628.65	3.42	-0.77	MFK	40	38	31	34	31	38	36	37
Cr I	5781.18	3.32	-0.87	MFK	49	48	39	44
Cr I	5781.75	3.32	-0.75	MFK	...	56	47	45
Cr I	5783.07	3.32	-0.40	MFK	62	59	53	57	55	63	62	56
Cr I	5784.97	3.32	-0.38	MFK	66	62	57	59	56	...	64	59
Cr I	5787.92	3.32	-0.08	GS88	79	75	67	75	...	66	76	72
Cr I	6330.09	0.94	-2.87	R03	...	76	69	80	...	91	89	77
Ni I	4513.00	3.71	-1.52	MFK	...	33	...	35
Ni I	4740.17	3.48	-1.78	MFK	47	44	42
Ni I	4904.42	3.54	-0.19	MFK	...	110	106	117	117	...
Ni I	4913.98	3.74	-0.60	MFK	87	80	78	78	77	84
Ni I	4935.83	3.94	-0.34	MFK	81	78	74	75	75	...	81	...
Ni I	4953.21	3.74	-0.62	MFK	81	...	84
Ni I	4967.52	3.80	-1.60	MFK	36	31	34	35	30	39	36	...
Ni I	4995.66	3.63	-1.61	MFK	45	38	38	41	37	40	45	...
Ni I	5003.75	1.68	-3.13	MFK	...	78	76	76	72
Ni I	5010.94	3.63	-0.90	MFK	76	72	74	74	66	76	78	75
Ni I	5094.42	3.83	-1.12	MFK	55	55	49	50	47	...	59	52
Ni I	5157.98	3.61	-1.71	MFK	...	36	32	44	31	...	43	42
Ni I	5197.17	3.90	-1.14	MFK	...	57	50	...	55	58	51	53
Ni I	5578.73	1.68	-2.67	MFK	106	95	90	99	98	108	110	98
Ni I	5587.87	1.94	-2.37	MFK	102	92	91	93	...	102	100	...
Ni I	5589.37	3.90	-1.15	MFK	52	49	42	50	46	...	52	46
Ni I	5593.75	3.90	-0.79	MFK	71	65	60	67	65	70	71	66
Ni I	5643.09	4.17	-1.25	MFK	28	25	...	28	25	32	...	27
Ni I	5748.36	1.68	-3.25	MFK	84	71	67	75	72	81	80	75
Ni I	5760.84	4.11	-0.81	MFK	62	56	61	60	60	56	66	57
Ni I	5805.23	4.17	-0.60	MFK	67	65	55	65	59	74	70	65

Ni I	5847.01	1.68	-3.44	MFK	71	66	61	62	64	...	73	69
Ni I	5996.74	4.24	-1.06	MFK	40	46	36	38	42	47	43	41
Ni I	6053.69	4.24	-1.07	MFK	48	38	38	42	44	...	44	43
Ni I	6086.29	4.27	-0.47	MFK	66	68	62	64	66	74	71	65
Ni I	6108.12	1.68	-2.48	MFK	116	111	106	...	106	120	118	110
Ni I	6111.08	4.09	-0.83	MFK	58	61	53	57	55	66	62	57
Ni I	6128.98	1.68	-3.39	MFK	77	69	63	70	68	76	80	69
Ni I	6130.14	4.27	-0.97	MFK	43	36	38	39	40	41	43	41
Ni I	6176.82	4.09	-0.26	R03	94	83	81	...	86	91	90	...
Ni I	6177.25	1.83	-3.60	MFK	56	41	48	52	46	52	53	46
Ni I	6186.72	4.11	-0.90	MFK	57	...	53	47	53	59	61	52
Ni I	6204.61	4.09	-1.15	MFK	...	47	44	...	44	51	54	43
Ni I	6223.99	4.11	-0.97	MFK	55	49	45	47	51	54	53	46
Ni I	6230.10	4.11	-1.20	MFK	...	46	43	46	42
Ni I	6322.17	4.15	-1.21	MFK	40	32	36	35	37	36	42	32
Ni I	6327.60	1.68	-3.09	MFK	92	85	86	88	88	88
Ni I	6378.26	4.15	-0.82	MFK	61	50	50	...	50	61	59	56
Ni I	6384.67	4.15	-1.00	MFK	53	48	49	47	45	50	...	48
Ni I	6532.88	1.94	-3.42	MFK	63	54	48	51	55	54	...	53
Ni I	6586.32	1.95	-2.79	MFK	98	82	...	91	84	96	...	86
Ni I	6598.61	4.24	-0.93	MFK	47	46	43	47	44	43
Ni I	6635.14	4.42	-0.75	MFK	48	43	47	41	50	55	...	49
Ni I	6767.78	1.83	-2.11	MFK	134	133	123	135	127	139	...	124
Ni I	6772.32	3.66	-1.01	R03	78	79	76	78	76	86	85	78
Ni I	6842.04	3.66	-1.44	E93	55	48	45	47	48	52	54	51
Y II	4883.68	1.08	+0.07	SN96	110	...	103
Y II	5087.43	1.08	-0.17	SN96	...	89	78	89
Y II	5200.41	0.99	-0.57	SN96	85	79	81	89	86	85
Y II	5205.72	1.03	-0.34	SN96	90	76	72	78	85	90
Y II	5289.81	1.03	-1.85	VWR	24	22	15	26	...	30	27	...
Y II	5402.78	1.84	-0.44	R03	46	41	41	37	39	49	43	...
Zr I	6127.46	0.15	-1.06	S96	19	14	10	...	18	21	21	13
Zr I	6134.57	0.00	-1.28	S96	20	16	7	19	16	19	18	14
Zr I	6143.18	0.07	-1.10	S96	31	16	16	25	16	33	26	10
La II	4934.83	1.25	-0.92	VWR	5	8
La II	5122.99	0.32	-0.93	SN96	49	47
La II	5303.53	0.32	-1.35	VWR	32	...	21	21	...	24	25	20
La II	5880.63	0.24	-1.83	VWR	...	6	13	17	10	12
La II	6320.43	0.17	-1.52	SN96	...	16	21	28	30
La II	6390.48	0.32	-1.41	VWR	35	21	...	22	28	34	33	...
La II	6774.33	0.12	-1.70	VWR	24	12	...	16	19
Ce II	4222.60	0.12	-0.18	SN96	50	...	67	...
Ce II	4418.79	0.86	+0.31	SN96	54	...
Ce II	4562.37	0.48	+0.33	SN96	56	75
Ce II	4628.16	0.52	+0.26	SN96	68	60	50	59	56
Ce II	5117.17	1.40	+0.01	VWR	15	10	8	...	13	9
Ce II	5187.46	1.21	+0.30	VWR	33	23	25	33	26	38	30	24
Ce II	5274.24	1.28	+0.38	VWR	42	36	38	...

Ce II	5472.30	1.25	-0.19	VWR	...	16	...	14	7	17	...	14
Ce II	6051.80	0.23	-1.60	S96	13	7	...	7	5	15	13	7
Nd II	4462.98	0.56	+0.04	DH03	...	52
Nd II	4706.54	0.00	-0.71	DH03	55	55	51	62	58	...	53	51
Nd II	4763.62	0.38	-1.27	DH03	16	17
Nd II	4777.72	0.38	-1.22	DH03	23	15	15	...	14
Nd II	4797.15	0.56	-0.69	DH03	39	31	27	35	31	25
Nd II	4902.04	0.06	-1.34	DH03	...	26	20	26
Nd II	4914.38	0.38	-0.70	DH03	41	...	32	...	36	39
Nd II	4987.16	0.74	-0.79	DH03	20	14	14	17	...
Nd II	5063.72	0.98	-0.75	VWR	14	16	12	...	11
Nd II	5092.80	0.38	-0.51	E93	40	...	37	48	34	47	46	...
Nd II	5130.59	1.30	+0.10	SN96	48	44	...	46	44	51	42	45
Nd II	5212.36	0.20	-0.70	SN96	35
Nd II	5234.19	0.55	-0.46	SN96	41	31	...	52	32	41
Nd II	5249.58	0.98	+0.20	DH03	44	49	...
Nd II	5255.51	0.20	-0.67	DH03	48	53
Nd II	5293.16	0.82	-0.20	SN96	...	44	42
Nd II	5306.46	0.86	-0.97	DH03	10	...
Nd II	5311.46	0.98	-0.56	SN96	28	23	21	...	23	30	27	23
Nd II	5319.81	0.55	-0.35	SN96	...	55	47	...	57	68	...	57
Nd II	5356.97	1.26	-0.28	DH03	18	15	17	...	14
Nd II	5371.93	1.41	0.00	DH03	23	...	18	33
Nd II	5485.70	1.26	-0.28	DH03	...	26	26	22
Nd II	5740.88	1.16	-0.56	VWR	17	12	13	15	16	12
Nd II	5811.57	0.86	-0.86	DH03	15	15	15

B86- Blackwell et al. (1986), Ca07- Carretta et al. (2007), CH03- Chen et al. (2003b), DH03- Den Hartog et al. (2003), D02- Depagne et al. (2002), DS91- Drake & Smith (1991), E93- Edvardsson et al. (1993), GS88- Gratton & Sneden (1988), MR94- McWilliam & Rich (1994), MFK- Martin et al. (2002), PS- Preston & Sneden (2001), R03- Reddy et al. (2003), R99- Reddy et al. (1999), S86- Smith et al. (1986), S96- Smith et al. (1996), SN96- Sneden et al. (1996), VWR- Van Winckel & Reyniers (2000), WSM- Wiese et al. (1969).

C. Apêndice C

Velocidades projetadas de rotação: $v \sin i$

A partir dos parâmetros atmosféricos foram gerados espectros sintéticos para serem ajustados aos espectros observados a fim de se determinar as velocidades projetadas de rotação, $v \sin i$, para as estrelas da amostra. A região escolhida corresponde à linha de $FeI \lambda 6302.50$ por encontrar-se livre de outras linhas; considerou-se o valor de 3 km seg^{-1} para a velocidade de macroturbulência (v_m) e o valor de 0.13 \AA para o alargamento instrumental correspondente ao espectrógrafo FEROS. Neste Apêndice são apresentadas as Figuras com os espectros sintéticos (linhas sólidas), associados a um valor de $v \sin i$ determinado, que melhor se ajustam aos espectros observados (pontos).

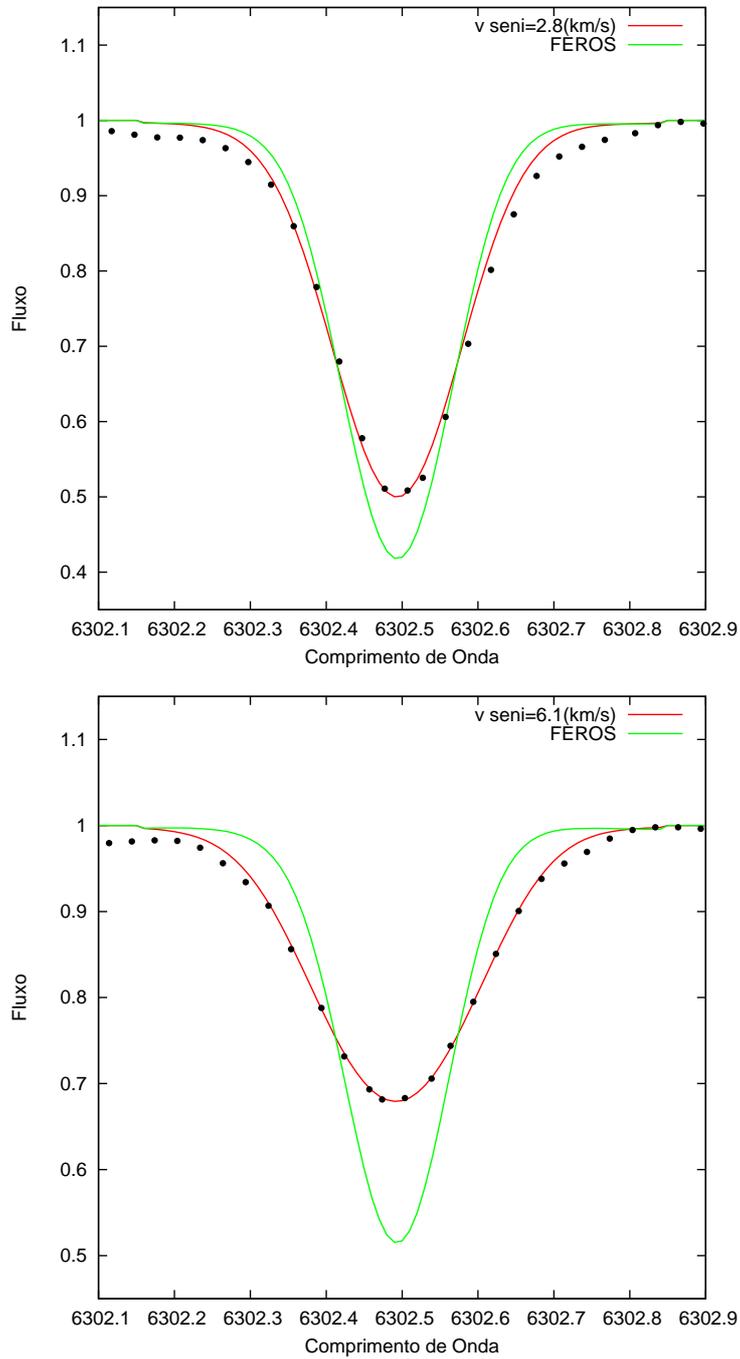


Figura C.1.: Ajuste do perfil de absorção da gigante NGC 2539-229 (acima) e da “Yellow Straggler” NGC 2539-233 (abaixo). Em vermelho, o perfil ajustado considerando $v_m = 3 \text{ km seg}^{-1}$, o perfil instrumental de 0.13 \AA e o v_{seni} de 2.8 km seg^{-1} (acima) e 6.1 km seg^{-1} (abaixo). Em verde, a forma do perfil instrumental sem considerar v_m nem v_{seni} .

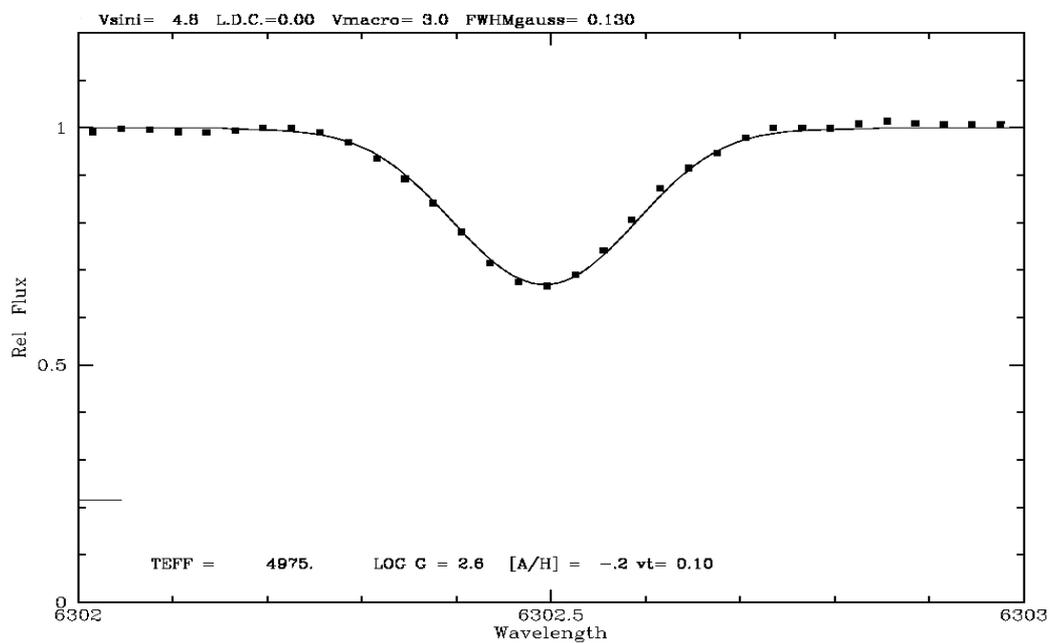
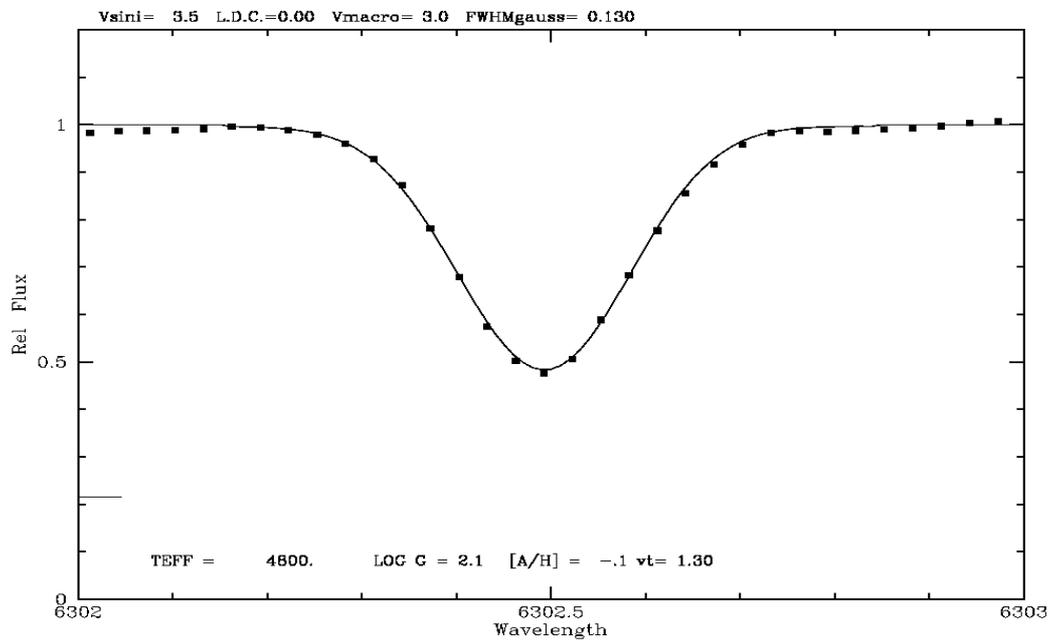


Figura C.2.: Ajuste do perfil de absorção da gigante NGC 2539-209 (acima) e da “Yellow Straggler” NGC 2539-223 (abaixo).

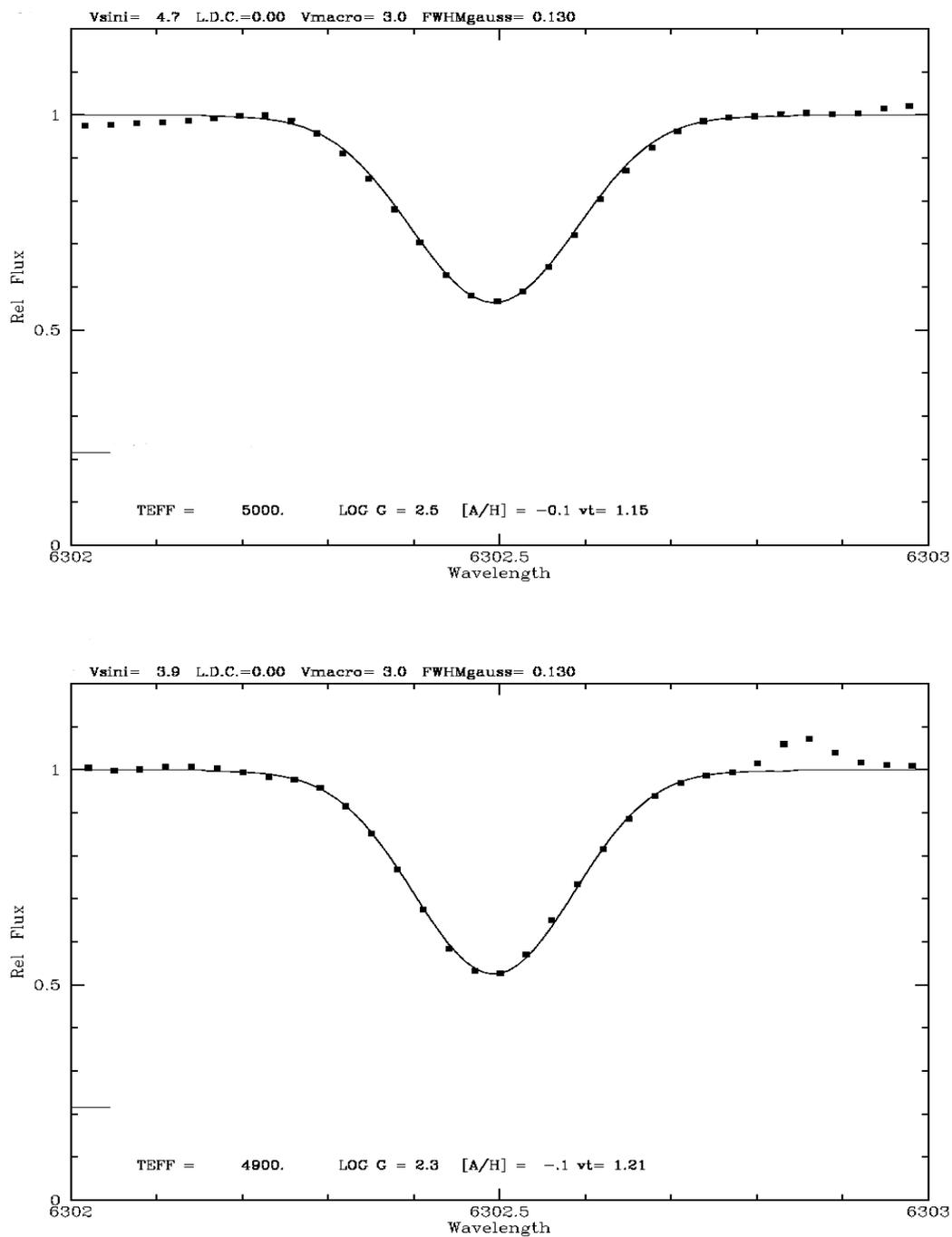


Figura C.3.: Ajuste dos perfis de absorção das gigantes NGC 2539-251 (acima) e NGC 2539-317 (abaixo).

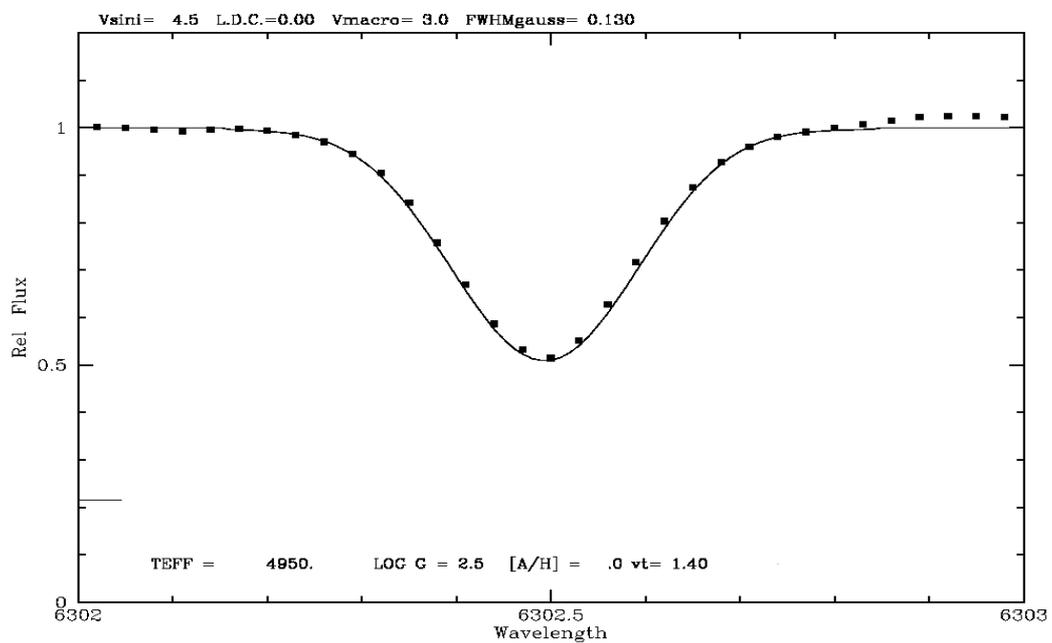
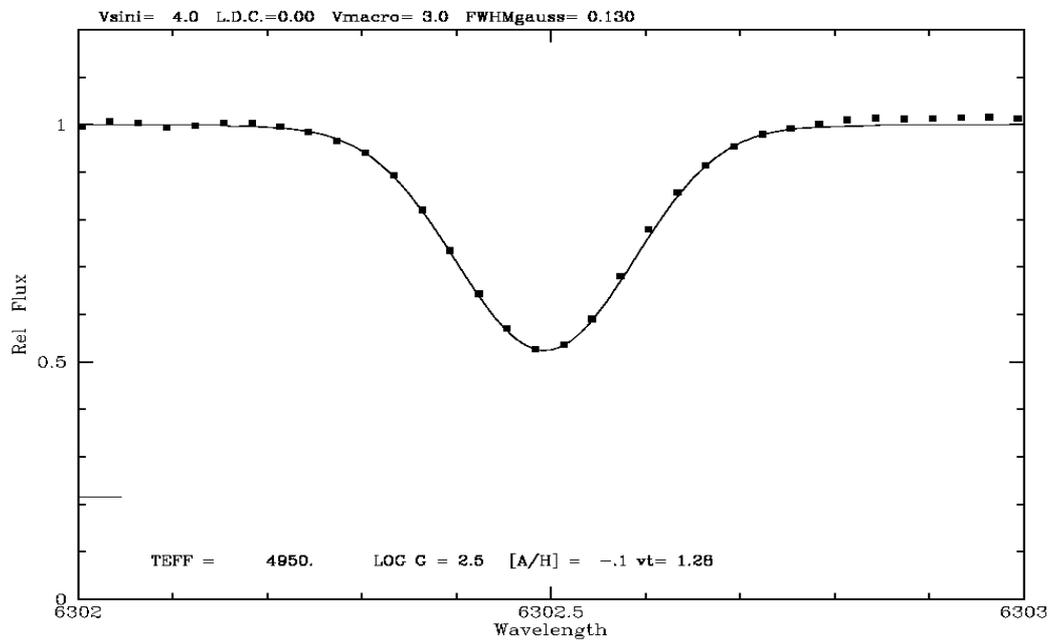


Figura C.4.: Ajuste dos perfis de absorção das gigantes NGC 2539-346 (acima) e NGC 2539-447 (abaixo).

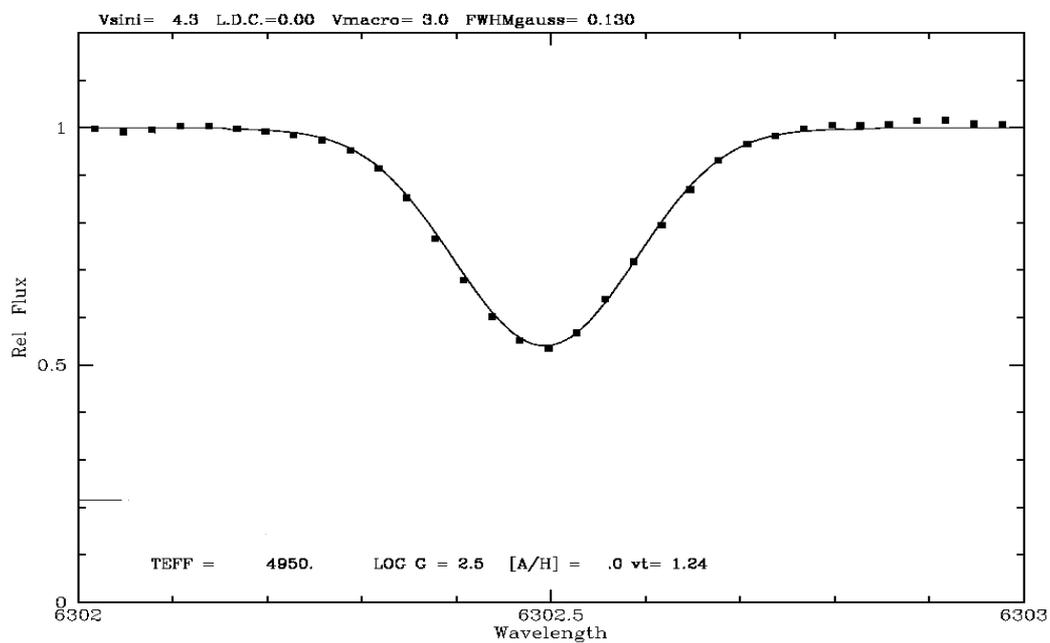
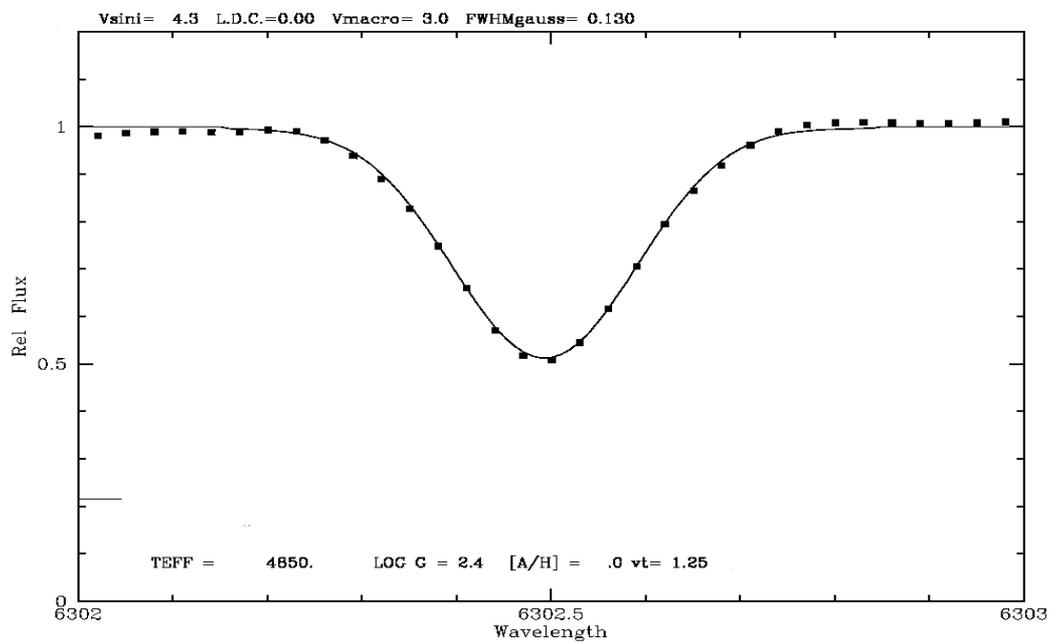


Figura C.5.: Ajuste dos perfis de absorção das gigantes NGC 2539-463 (acima) e NGC 2539-502 (abaixo).

Referências

- Affer L., Micela G., Morel T., Sanz-Forcada J., Favata F., 2005, *A&A* , 433, 647 20
- Albrow M. D., Gilliland R. L., Brown T. M., Edmonds P. D., Guhathakurta P., Sarajedini A., 2001, *ApJ*, 559, 1060 25
- Allende Prieto C., García López R. J., Lambert D. L., Gustafsson B., 1999, *ApJ*, 527, 879 20
- Alonso A., Arribas S., Martínez-Roger C., 1999, *A&AS*, 140, 261 18
- Antipova L. I., Boyarchuk A. A., Pakhomov Y. V., Yushkin M. V., 2005, *Astronomy Reports*, 49, 535 27, 32
- Bergemann M., Ruchti G. R., Serenelli A., Feltzing S., Alves-Brito A., Asplund M., Bensby T., Gruyters P., Heiter U., Hourihane A., Korn A., Lind K., Marino A., Jofre P., Nordlander T., Ryde N., Worley C. C., Gilmore G., Randich S., Ferguson A. M. N., Jeffries R. D., Micela G., Negueruela I., Prusti T., Rix H.-W., Vallenari A., Alfaro E. J., Allende Prieto C., Bragaglia A., Koposov S. E., Lanzafame A. C., Pancino E., Recio-Blanco A., Smiljanic R., Walton N., Costado M. T., Franciosini E., Hill V., Lardo C., de Laverny P., Magrini L., Maiorca E., Masseron T., Morbidelli L., Sacco G., Kordopatis G., Tautvaišienė G., 2014, *A&A* , 565, A89 3
- Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Nasi E., 1994, *A&AS*, 106, 275 19
- Blackwell D. E., Booth A. J., Haddock D. J., Petford A. D., Leggett S. K., 1986, *MNRAS*, 220, 549 27, 51
- Boyarchuk A. A., Antipova L. I., Boyarchuk M. E., Savanov I. S., 2001, *Astronomy Reports*, 45, 301 27
- Boyarchuk A. A., Lyubimkov L. S., 1983, *Bulletin Crimean Astrophysical Observatory*, 66, 119 27
- Bragaglia A., Sestito P., Villanova S., Carretta E., Randich S., Tosi M., 2008, *A&A* , 480, 79 3, 32
- Busso M., Gallino R., Wasserburg G. J., 1999, *ARA&A* , 37, 239 33
- Carlberg J. K., Cunha K., Smith V. V., Majewski S. R., 2012, *ApJ*, 757, 109 37
- Carlberg J. K., Majewski S. R., Patterson R. J., Bizyaev D., Smith V. V., Cunha K., 2011, *ApJ*, 732, 39 37, 38, 39
- Carretta E., Bragaglia A., Gratton R. G., 2007, *A&A* , 473, 129 4, 27, 51
- Carretta E., Bragaglia A., Gratton R. G., Tosi M., 2005, *A&A* , 441, 131 32

- Castro S., Rich R. M., Grenon M., Barbuy B., McCarthy J. K., 1997, *AJ* , 114, 376 14
- Cayrel de Strobel G., 1990, *Memorie della Società Astronomia Italiana* , 61, 613 3
- Cayrel de Strobel G., Spite M., eds., 1988, *IAU Symposium, Vol. 132, The impact of very high S/N spectroscopy on stellar physics: proceedings of the 132nd Symposium of the International Astronomical Union held in Paris, France, June 29-July 3, 1987.* 27
- Chen L., Hou J. L., Wang J. J., 2003a, *AJ* , 125, 1397 4
- Chen Y. Q., Zhao G., Nissen P. E., Bai G. S., Qiu H. M., 2003b, *ApJ*, 591, 925 51
- Cheng J. Y., Rockosi C. M., Morrison H. L., Schönrich R. A., Lee Y. S., Beers T. C., Bizyaev D., Pan K., Schneider D. P., 2012, *ApJ*, 746, 149 4
- Choo K. J., Kim S.-L., Yoon T. S., Chun M.-Y., Sung H., Park B.-G., Ann H. B., Lee M. G., Jeon Y.-B., Yuk I.-S., 2003, *A&A* , 399, 99 7, 18, 19
- Claria J. J., Lapasset E., 1986, *ApJ*, 302, 656 7, 19
- Clark L. L., Sandquist E. L., Bolte M., 2004, *AJ* , 128, 3019 25
- Curtis J. L., Wolfgang A., Wright J. T., Brewer J. M., Johnson J. A., 2013, *AJ* , 145, 134 25
- de Marchi F., Poretti E., Montalto M., Piotto G., Desidera S., Bedin L. R., Claudi R., Arellano Ferro A., Bruntt H., Stetson P. B., 2007, *A&A* , 471, 515 25
- De Silva G. M., Freeman K. C., Bland-Hawthorn J., Asplund M., Bessell M. S., 2007, *AJ* , 133, 694 4
- de Silva G. M., Gibson B. K., Lattanzio J., Asplund M., 2009, *A&A* , 500, L25 32
- Den Hartog E. A., Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J., 2003, *ApJS* , 148, 543 51
- Depagne E., Hill V., Spite M., Spite F., Plez B., Beers T. C., Barbuy B., Cayrel R., Andersen J., Bonifacio P., François P., Nordström B., Primas F., 2002, *A&A* , 390, 187 51
- Drake J. J., Smith G., 1991, *MNRAS*, 250, 89 27, 51
- Edvardsson B., Andersen J., Gustafsson B., Lambert D. L., Nissen P. E., Tomkin J., 1993, *A&A* , 275, 101 27, 51
- Eggen O. J., 1983, *AJ* , 88, 813 23
- Eggenberger P., 2015, *Astrophysics and Space Science Proceedings*, 39, 33 37
- Fekel F. C., 1997, *PASP* , 109, 514 38
- Friel E. D., 1995, *ARA&A* , 33, 381 19, 20, 36
- Friel E. D., Jacobson H. R., Barrett E., Fullton L., Balachandran S. C., Pilachowski C. A., 2003, *AJ* , 126, 2372 32

-
- Frinchaboy P. M., Majewski S. R., 2008, *AJ* , 136, 118 8
- Genovali K., Lemasle B., Bono G., Romaniello M., Fabrizio M., Ferraro I., Iannicola G., Laney C. D., Nonino M., Bergemann M., Buonanno R., François P., Inno L., Kudritzki R.-P., Matsunaga N., Pedicelli S., Primas F., Thévenin F., 2014, *A&A* , 566, A37 4
- Girardi L., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., 2000, *A&AS*, 141, 371 19
- Gonzalez G., Laws C., 2000, *AJ* , 119, 390 7
- Gratton R. G., Sneden C., 1988, *A&A* , 204, 193 27, 51
- Gray D. F., 2005, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres* 13
- Gray D. F., Pallavicini R., 1989, *PASP* , 101, 695 37
- Grevesse N., Sauval A. J., 1998, *Space Science Reviews* , 85, 161 27
- Hamdani S., North P., Mowlavi N., Raboud D., Mermilliod J.-C., 2000, *A&A* , 360, 509 33, 36
- Hekker S., Meléndez J., 2007, *A&A* , 475, 1003 18
- Herwig F., 2005, *ARA&A* , 43, 435 5
- Iwamoto K., Young T. R., Nakasato N., Shigeyama T., Nomoto K., Hachisu I., Saio H., 1997, *ApJ*, 477, 865 33
- Janes K. A., 1979, *ApJS* , 39, 135 3
- Kaluzny J., 2003, *American Astronomical Society Meeting Abstracts* , 53, 51 25
- Katime Santrich O. J., Pereira C. B., de Castro D. B., 2013, *AJ* , 146, 39 4
- Kaufer A., Stahl O., Tubbesing S., Nørregaard P., Avila G., Francois P., Pasquini L., Pizzella A., 1999, *The Messenger*, 95, 8 9
- Koester D., Voss B., Napiwotzki R., Christlieb N., Homeier D., Lisker T., Reimers D., Heber U., 2009, *A&A* , 505, 441 23
- Kurucz R., 1993, *ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. Kurucz CD-ROM No. 13. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory, 1993.*, 13 14, 15
- Lambert D. L., Heath J. E., Lemke M., Drake J., 1996, *ApJS* , 103, 183 14
- Landsman W., Aparicio J., Bergeron P., Di Stefano R., Stecher T. P., 1997, *ApJ* , 481, L93 25
- Lapasset E., Clariá J. J., Mermilliod J.-C., 2000, *A&A* , 361, 945 7, 18, 19, 23, 25
- Lovis C., Mayor M., 2007, *A&A* , 472, 657 7
- Luck R. E., Heiter U., 2007, *AJ* , 133, 2464 27, 29
- Luck R. E., Lambert D. L., 2011, *AJ* , 142, 136 4

- Lugaro M., Herwig F., Lattanzio J. C., Gallino R., Straniero O., 2003, *ApJ*, 586, 1305 5
- Magrini L., Randich S., Donati P., Bragaglia A., Adibekyan V., Romano D., Smiljanic R., Blanco-Cuaresma S., Tautvaisiene G., Friel E., Overbeek J., Jacobson H., Cantat-Gaudin T., Vallenari A., Sordo R., Pancino E., Geisler D., San Roman I., Villanova S., Casey A., Hourihane A., Worley C. C., Francois P., Gilmore G., Bensby T., Flaccomio E., Korn A. J., Recio-Blanco A., Carraro G., Costado M. T., Franciosini E., Heiter U., Jofree P., Lardo C., de Laverny P., Monaco L., Morbidelli L., Sacco G., Sousa S. G., Zaggia S., 2015, ArXiv e-prints 4
- Magrini L., Randich S., Zoccali M., Jilkova L., Carraro G., Galli D., Maiorca E., Busso M., 2010, *A&A* , 523, A11 3
- Marshall J. L., Burke C. J., DePoy D. L., Gould A., Kollmeier J. A., 2005, *AJ* , 130, 1916 7
- Martin W. C., Fuhr J. R., Kelleher D. E., 2002, NIST Atomic Spectra Database. Version 2.0, Gaithersburg, MD:NIST. 51
- Massarotti A., 2008, *AJ* , 135, 2287 37
- Massarotti A., Latham D. W., Stefanik R. P., Fogel J., 2008, *AJ* , 135, 209 37
- Mathieu R. D., van den Berg M., Torres G., Latham D., Verbunt F., Stassun K., 2003, *AJ* , 125, 246 25
- McWilliam A., Rich R. M., 1994, *ApJS* , 91, 749 27, 51
- Mermilliod J.-C., Mayor M., 1989, *A&A* , 219, 125 8, 9, 22
- Mermilliod J. C., Mayor M., Udry S., 2008, *A&A* , 485, 303 8, 9, 10, 18
- Mishenina T. V., Bienaymé O., Gorbaneva T. I., Charbonnel C., Soubiran C., Korotin S. A., Kovtyukh V. V., 2006, *A&A* , 456, 1109 27, 29
- Navarro J. F., Abadi M. G., Venn K. A., Freeman K. C., Anguiano B., 2011, *MNRAS*, 412, 1203 4
- Neese C. L., Yoss K. M., 1988, *AJ* , 95, 463 3
- Pasquini L., Randich S., Pallavicini R., 2001, *A&A* , 374, 1017 42
- Pedicelli S., Bono G., Lemasle B., François P., Groenewegen M., Lub J., Pel J. W., Laney D., Piersimoni A., Romaniello M., Buonanno R., Caputo F., Cassisi S., Castelli F., Leurini S., Pietrinferni A., Primas F., Pritchard J., 2009, *A&A* , 504, 81 3
- Pereira C. B., Sales Silva J. V., Chavero C., Roig F., Jilinski E., 2011, *A&A* , 533, A51 15
- Platais I., Cudworth K. M., Kozhurina-Platais V., McLaughlin D. E., Meibom S., Veillet C., 2011, *ApJ* , 733, L1 25
- Prantzos N., Boissier S., 2000, *MNRAS*, 313, 338 3
- Preston G. W., Sneden C., 2001, *AJ* , 122, 1545 27, 51

-
- Reddy A. B. S., Giridhar S., Lambert D. L., 2012, *MNRAS*, 419, 1350 3, 33, 36
- , 2013, *MNRAS*, 431, 3338 4, 8, 15, 17, 18, 33, 36
- Reddy B. E., Bakker E. J., Hrivnak B. J., 1999, *ApJ*, 524, 831 27, 51
- Reddy B. E., Tomkin J., Lambert D. L., Allende Prieto C., 2003, *MNRAS*, 340, 304 27, 51
- Reyniers M., Van Winckel H., Gallino R., Straniero O., 2004, *A&A* , 417, 269 27
- Rocha-Pinto H. J., Rangel R. H. O., Porto de Mello G. F., Bragança G. A., Maciel W. J., 2006, *A&A* , 453, L9 3
- Rozyczka M., Kaluzny J., Pietrukowicz P., Pych W., Catelan M., Contreras C., 2012, *A&A* , 537, A89 25
- Ruprecht J., 1966, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 17, 33 7
- Sales Silva J. V., Peña Suárez V. J., Katime Santrich O. J., Pereira C. B., Drake N. A., Roig F., 2014, *AJ* , 148, 83 23, 25, 26, 32, 33, 36, 38, 39
- Sandquist E. L., Shetrone M. D., 2003, *AJ* , 125, 2173 25
- Santos N. C., Israelian G., Mayor M., 2004, *A&A* , 415, 1153 7
- Santos N. C., Lovis C., Pace G., Melendez J., Naef D., 2009, *A&A* , 493, 309 8, 15, 17, 18
- Santrich O. J. K., Pereira C. B., Drake N. A., 2013, *A&A* , 554, A2 32, 33, 36, 37, 38, 39
- Sestito P., Bragaglia A., Randich S., Carretta E., Prisinzano L., Tosi M., 2006, *A&A* , 458, 121 3
- Sestito P., Bragaglia A., Randich S., Pallavicini R., Andrievsky S. M., Korotin S. A., 2008, *A&A* , 488, 943 3
- Smiljanic R., Gauderon R., North P., Barbuy B., Charbonnel C., Mowlavi N., 2009, *A&A* , 502, 267 33, 36
- Smith G., Edvardsson B., Frisk U., 1986, *A&A* , 165, 126 27, 51
- Smith V. V., Cunha K., Jorissen A., Boffin H. M. J., 1996, *A&A* , 315, 179 27, 51
- Snedden C., McWilliam A., Preston G. W., Cowan J. J., Burris D. L., Armosky B. J., 1996, *ApJ*, 467, 819 27, 51
- Snedden C. A., 1973, PhD thesis, THE UNIVERSITY OF TEXAS AT AUSTIN. 14
- Sousa S. G., Santos N. C., Mayor M., Udry S., Casagrande L., Israelian G., Pepe F., Queloz D., Monteiro M. J. P. F. G., 2008, *A&A* , 487, 373 18
- Sweigart A. V., Gross P. G., 1978, *ApJS* , 36, 405 5

Toyouchi D., Chiba M., 2014, *ApJ*, 788, 89–4

Travaglio C., Galli D., Gallino R., Busso M., Ferrini F., Straniero O., 1999, *ApJ*, 521, 691–5

Van Winckel H., Reyniers M., 2000, *A&A*, 354, 135–27, 51

Wheeler J. C., Sneden C., Truran Jr. J. W., 1989, *ARA&A*, 27, 279–32

Wiese W. L., Smith M. W., Miles B. M., 1969, *Atomic transition probabilities. Vol. 2: Sodium through Calcium. A critical data compilation* 27, 51

Woosley S. E., Weaver T. A., 1995, *ApJS*, 101, 181–33

Yong D., Carney B. W., Teixeira de Almeida M. L., 2005, *AJ*, 130, 597–32

Zamanov R. K., Bode M. F., Melo C. H. F., Porter J., Gomboc A., Konstantinova-Antova R., 2006, *MNRAS*, 365, 1215–37