



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

ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS EM ESTRELAS GIGANTES
VERMELHAS DOS AGLOMERADOS ABERTOS NGC
2420, NGC 6819 E NGC 6705 A PARTIR DOS
ESPECTROS APOGEE
VERÓNICA LOAIZA TACURI

RIO DE JANEIRO - RJ
2018

VERÓNICA LOAIZA TACURI

ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS EM ESTRELAS GIGANTES
VERMELHAS DOS AGLOMERADOS ABERTOS NGC
2420, NGC 6819 E NGC 6705 A PARTIR DOS
ESPECTROS APOGEE

*Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia do Observatório Nacional como requisito parcial para a obtenção do grau de **Mestre** em Astronomia.*

Orientadora: Katia Cunha

RIO DE JANEIRO - RJ
2018

"ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS EM ESTRELAS GIGANTES VERMELHAS DOS
AGLOMERADOS ABERTOS NGC 2420 e NGC 6705 A PARTIR DOS
ESPECTROS APOGEE"

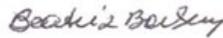
VERÓNICA LOAIZA TACURI

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

Aprovada por:



Dra. Katia Maria Leite da Cunha - ON/MCTIC
(Orientadora)



Dra. Beatriz Leonor Silveira Barbuy - IAG/USP



Dr. Jorge Ramiro de La Reza - ON/MCTIC

RIO DE JANEIRO – BRASIL

06 DE SETEMBRO DE 2018

Aos meus pais Wilber e Basilia Magdalena.

AGRADECIMENTOS

Quero agradecer primeiramente ao CNPq pela concessão da bolsa de mestrado e ao Observatório Nacional pela oportunidade de ser parte da instituição.

À minha orientadora Dra. Katia Cunha, pela orientação, insinância, paciência e dedicação de seu tempo, para o desenvolvimento deste trabalho.

Aos professores da pós-graduação do Observatório Nacional que participaram diretamente da minha formação acadêmica na Astronomia.

Ao Dr. Ramiro de la Reza, à Dra. Simone Daflon e ao meu colega Nacizo Holanda pela revisão da gramática, ortografia e semântica dessa dissertação e pelas sugestões feitas.

Aos meus colegas Diogo, Cintia e Rafael que me ajudaram com as dúvidas durante o desenvolvimento do trabalho.

Aos meus pais, Wilber e Basília Magdalena, que me incentivaram e apoiaram em meus estudos. Sem este apoio incondicional seria impossível chegar onde estou agora pois não seria viável enfrentar sozinha todas as interpéries que a vida acadêmica proporciona.

Aos meus irmãos, Frank, Wilber e Lenin, por me dar ânimos à distância, pela confiança em mim depositada e pelo apoio incondicional aos meus estudos.

Ao Fredi por estar ao meu lado ao longo de mais uma etapa da minha vida e pelo apoio em todo momento nesta etapa acadêmica.

Às novas amizades que nasceram durante estes dois anos, pela ajuda e o tempo compartilhado dentro e fora do mundo acadêmico.

Resumo

Estudar abundâncias químicas de estrelas pertencentes a aglomerados abertos ajuda na compreensão da formação e evolução do disco Galáctico, já que estes são traçadores da estrutura química do disco. Neste trabalho estudamos as abundâncias dos elementos pesados cério e neodímio em uma amostra de estrelas gigantes vermelhas pertencentes aos aglomerados abertos NGC 2420, NGC 6705 e NGC 6819, além de uma amostra de controle composta por estrelas de campo previamente estudadas na literatura. Adicionalmente, estudamos em detalhe o padrão químico do aglomerado aberto jovem (idade ~ 300 Milhões de anos) NGC 6705. Este estudo baseou-se em uma análise espectroscópica manual detalhada de espectros no infra-vermelho entre 1.5 e 1.7 μm obtidos pelo SDSS IV - APOGEE. A determinação das abundâncias foi feita em ETL com síntese espectral, utilizando o código MOOG e modelos de atmosferas de Kurucz. Os resultados obtidos para os comportamentos de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ e $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ como função da metalicidade indicam um leve aumento na abundância de $[\text{Ce}, \text{Nd}/\text{Fe}]$ a medida que a metalicidade diminui no intervalo de -1.5 a $\sim +0.15$ dex. A abundância média de $\langle [\text{Ce}/\text{Fe}] \rangle$ obtida para o aglomerado NGC 2420 é $+0.18 \pm 0.07$; NGC 6705, $+0.09 \pm 0.03$; e NGC 6819, -0.06 ± 0.01 e para $\langle [\text{Nd}/\text{Fe}] \rangle$ são: 0.19 ± 0.08 , 0.18 ± 0.10 e 0.06 ± 0.01 , respectivamente. Ao comparar as abundâncias do Nd obtidas para os três aglomerados com o gradiente de $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ com a distância galactocêntrica notou-se que a razão $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ para o aglomerado NGC 6705, localizado na parte mais interna do disco, não parece seguir exatamente o gradiente positivo de $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ vs. Rg obtidos na literatura. Com a descoberta de estrelas de campo que são enriquecidas em elementos do processo- α embora sejam jovens, e alguns resultados controversos na literatura em relação a NGC 6705 também ser enriquecido em elementos- α , o estudo do padrão de abundâncias do aglomerado aberto NGC 6705 é muito relevante. Foram determinadas neste trabalho as abundâncias de C, N, Fe, e elementos- α (O, Si, Mg, Ca e Ti) de quatro estrelas gigantes pertencentes ao ‘red clump’ do aglomerado aberto NGC 6705. As abundâncias médias obtidas são: $\langle A(\text{C}) \rangle = 8.58 \pm 0.11$, $\langle A(\text{O}) \rangle = 8.83 \pm 0.24$, $\langle A(\text{N}) \rangle = 8.58 \pm 0.11$, $\langle A(\text{Fe}) \rangle = 7.58 \pm 0.06$, $\langle A(\text{Si}) \rangle = 7.69 \pm 0.11$, $\langle A(\text{Mg}) \rangle = 7.60 \pm 0.11$, $\langle A(\text{Ca}) \rangle = 6.44 \pm 0.14$ e $\langle A(\text{Ti}) \rangle = 5.10 \pm 0.15$ e a metalicidade média do aglomerado obtida foi $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = +0.13 \pm 0.06$. Nossos resultados indicam que as razões $[\alpha/\text{Fe}]$ não apresentam enriquecimento e a média dos cinco elementos- α estudados, O, Si, Mg, Ca e Ti obtida é: $\langle [\alpha/\text{Fe}] \rangle = 0.01 \pm 0.04$, este resultado é consistente com a expectativa de que o aglomerado aberto jovem NGC 6705 do disco Galáctico tem valores

solares da razão de elementos- α em relação ao ferro, não confirmando os resultados anteriores da literatura para este aglomerado.

Palavras-chave: Aglomerado aberto; estrelas gigantes vermelhas; abundâncias químicas.

Chemical Abundances in red giants of the open clusters NGC 2420, NGC 6819 and NGC 6705 from APOGEE spectra

Abstract

Studying chemical abundances of stars belonging to open clusters helps in understanding the formation and evolution of the galactic disc, since these are tracers of the chemical structure of the disc. We study the abundances of the heavy elements cerium and neodymium in a sample of red giant stars belonging to the open clusters NGC 2420, NGC 6705 and NGC 6819, as well as a control sample composed by field stars previously studied in the literature. In addition, we study in detail the chemical patterns of the young open cluster (age ~ 300 Million years) NGC 6705. This study is based on a detailed manual spectroscopic analysis of infra-red spectra between 1.5 and 1.7 μm obtained by SDSS IV - APOGEE. Determination of the abundances was made in ETL via spectral synthesis and using the MOOG code and Kurucz atmospheric models. The results obtained for the $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ and $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ behaviors as a function of metallicity indicate a slight increase in $[\text{Ce}, \text{Nd} / \text{Fe}]$ abundance as the metallicity decreases in the range of -1.5 to $\sim + 0.15$ dex. The mean abundance of $\langle [\text{Ce}/\text{Fe}] \rangle$ obtained for the cluster NGC 2420 is $+0.18 \pm 0.07$; for NGC 6705, $+0.09 \pm 0.03$; for NGC 6819, -0.06 ± 0.01 and, for neodymium, $\langle [\text{Nd}/\text{Fe}] \rangle$ are: 0.19 ± 0.08 , 0.18 ± 0.10 and 0.06 ± 0.01 , respectively. When comparing Nd abundances obtained for the three clusters with the gradient of $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ with a galactocentric distance it is found that $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ ratio for the cluster NGC 6705, located in the innermost part of the disc, does not seem to follow exactly the positive gradient of $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ vs Rg obtained in the literature. With the discovery of field stars that are enriched in α -process elements although they are young, and some controversial results in the literature in regard to NGC 6705 also being enriched in α -elements, the study of the abundance pattern of the open cluster NGC 6705 is very relevant. In this work, we determined the abundances of C, N, Fe and α -elements (O, Si, Mg, Ca and Ti) of four giant stars belonging to the red clump of the open cluster NGC 6705. The mean abundances obtained are: $\langle A(\text{C}) \rangle = 8.58 \pm 0.11$, $\langle A(\text{O}) \rangle = 8.83 \pm 0.24$, $\langle A(\text{N}) \rangle = 8.58 \pm 0.11$, $\langle A(\text{Fe}) \rangle = 7.58 \pm 0.06$, $\langle A(\text{Si}) \rangle = 7.69 \pm 0.11$, $\langle A(\text{Mg}) \rangle = 7.60 \pm 0.11$, $\langle A(\text{Ca}) \rangle = 6.44 \pm 0.14$ and $\langle A(\text{Ti}) \rangle = 5.10 \pm 0.15$, and the mean metallicity obtained of the cluster was $\langle [\alpha/\text{Fe}] \rangle = 0.01 \pm 0.04$, these results are consistent with the expectation that the disc young open cluster NGC 6705 has a solar ratio of α -elements to iron, not confirming the previous results of the literature for this cluster.

Keywords: Open cluster; Red giants stars; Chemical abundances.

LISTA DE FIGURAS

- 2.1 Campos observados pelo APOGEE referentes ao DR14 incluindo a observação de 246.000 estrelas da nossa Galaxia. Estes campos incluem todas as observações também realizadas pelo APOGEE 1 e reprocessadas em DR14. 9
- 2.2 Imagens do telescópio da fundação Sloan de 2.5m e o diagrama esquemático do espectrógrafo APOGEE instalado no telescópio (imagens retiradas de <https://www.sdss.org/instruments/> e Majewski et al. ,2017 respetivamente). 10
- 2.3 Estrelas pertencentes ao aglomerado aberto NGC 6705 dados seus movimentos próprios. O painel da esquerda corresponde aos movimentos próprios do catálogo URAT1, o painel do meio ao catálogo UCAC5 e o painel da direita aos dados do Gaia-DR2. 13
- 2.4 Caminho evolutivo (linha vermelha) das estrelas que pertencem ao aglomerado NGC 6705. A linha vermelha representa a isócrona para 0.316 Giga-anos de Bressan et al. (2012) considerando uma metalicidade de $[Fe/H]=0.10$. No grupo de estrelas na região do RC estão as estrelas da Tabela 2.2. 14
- 2.5 Estrelas pertencentes ao aglomerado aberto NGC 2420. Os círculos verdes representam os movimentos próprios das 12 estrelas da amostra que foram obtidos do Gaia-DR2. 15

2.6	Amostra do NGC 2420 representando os dois grupos de estrelas da amostra. Os círculos verdes cheios são estrelas do RC e os círculos verdes abertos representam as estrelas do RGB, a linha vermelha representa a isócrona para 2 Giga-anos de Bressan et al. (2012) considerando a metalicidade de $[Fe/H] = -0.20$	16
3.1	Largura equivalente do perfil de linha isolada.	21
3.2	Abundâncias do Fe I como função da velocidade de microturbulência para a estrela 2M18505494-0616182. Cada uma das curvas representa uma linha do Fe I.	28
3.3	Sínteses espectrais das linhas do Ce II na estrela 2M07381507+2134589, os pontos pretos representam o espectro observado e a linha continua representa o espectro sintético correspondendo ao melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	34
3.4	Sínteses espectrais das linhas do Nd II na estrela 2M07381507+2134589, os pontos pretos representam o espectro observado e a linha continua representa o espectro sintético correspondendo ao melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	35
3.5	Síntese espectral das estrelas 2M18510399-0620414, 2M18511048-0615470, 2M18505494-0616182 e 2M18510661-0612442 (respectivamente de cima para baixo) pertencentes ao aglomerado NGC 6705 na região entre 15100-15500 Å, apresentando as linhas que foram medidas nessa região. A linha azul representa os espectros APOGEE e a linha verde representa o melhor ajuste.	37
3.6	Síntese espectral das estrelas 2M18510399-0620414, 2M18511048-0615470, 2M18505494-0616182 e 2M18510661-0612442 (respectivamente de cima para baixo) pertencentes ao aglomerado NGC 6705 na região entre 15500-16000 Å, apresentando as linhas que foram medidas nessa região. A linha azul representa os espectros APOGEE e a linha verde representa o melhor ajuste.	38
3.7	Síntese espectral das estrelas 2M18510399-0620414, 2M18511048-0615470, 2M18505494-0616182 e 2M18510661-0612442 (respectivamente de cima para baixo) pertencentes ao aglomerado NGC 6705 na região entre 16000-16500 Å, apresentando as linhas que foram medidas nessa região. A linha azul representa os espectros APOGEE e a linha verde representa o melhor ajuste.	39

3.8	Síntese espectral das estrelas 2M18510399-0620414, 2M18511048-0615470, 2M18505494-0616182 e 2M18510661-0612442 (respectivamente de cima para baixo) pertencentes ao aglomerado NGC 6705 na região entre 16500-17000 Å, apresentando as linhas que foram medidas nessa região. A linha azul representa os espectros APOGEE e a linha verde representa o melhor ajuste.	40
4.1	Comparação entre as [Ce/Fe] das estrelas do NGC 6819 e as estrelas de campo analisadas neste trabalho com as analisadas em Cunha et al. (2017).	46
4.2	No painel superior [Ce/Fe] vs. [Fe/H] e no painel inferior [Nd/Fe] vs. [Fe/H] para todas as estrelas analisadas neste trabalho. NGC 2420 representada pelos círculos azuis, NGC 6705 pelos losangos laranjas, NGC 6819 pelos quadrados vermelhos, estrelas de campo pelos triângulos	49
4.3	[Ce/Fe] vs. [Fe/H] para as estrelas analisadas neste trabalho e outras estrelas analisadas por outros autores.	51
4.4	[Nd/Fe] vs. [Fe/H] para as estrelas analisadas neste trabalho e outras estrelas analisadas por outros autores.	52
4.5	Gradientes de [Nd/Fe] (painel superior esquerdo), [Ce/Fe] (painel superior direito) e [Fe/H] (painel inferior esquerdo) para os aglomerados abertos estudados em Overbeek et al. (2006; pontos pretos). Mostramos também os resultados obtidos para os aglomerados NGC 2420 $R_g=10.78$ kpc ; NGC 6819 $R_g=7.69$ kpc ; e NGC 6705 $R_g=6.8$ kpc (losangos vermelhos).	53
4.6	Comparação dos resultados de temperatura efetiva, gravidade superficial e a metalicidade determinadas neste trabalho com os resultados da literatura. Os pontos azuis apresentam as comparações com os resultados do ASPCAP DR14, os triângulos vermelhos com os resultados de Magrini et al. (2017) e os losangos amarelos com Tautviasiene et al. (2015).	56
4.7	Abundâncias obtidas dos elementos C, N, Fe e elementos- α com relação as temperaturas efetivas para as quatro estrelas do aglomerado aberto NGC 6705 (círculos verdes). As abundâncias e temperaturas efetivas de ASPCAP DR14, tanto correspondendo aos valores calibrados (quadrados vermelhos) e não calibrados (losangos azuis) de ASPCAP DR14 também são apresentados.	58

4.8	Diferença das abundâncias do C, O, N e Mg entre este trabalho e ASPCAP, Magrini et al. (2017) e Tautvaisiene et al. (2015) como função da temperatura. Os pontos azuis representam as diferenças com ASPCAP, os losangos amarelos com Tautvaisiene e os triângulos vermelhos com Magrini.	59
4.9	Diferença das abundâncias do Si, Ca, Ti e Fe entre este trabalho e ASPCAP e Magrini et al. (2017) como função da temperatura. Os pontos azuis representam as diferenças com ASPCAP e os triângulos vermelhos com Magrini.	60
4.10	As abundâncias dos elementos- α . As razões de abundância $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ são apresentadas para os elementos O, Si, Mg, Ti e Ca para as estrelas de NGC 6705.	62
A.1	Caminho evolutivos das gigantes vermelhas uma vez que elas saíram da sequência principal. Fonte: Searching for the oldest stars, pp 80	71
B.1	Apresenta-se o caminho da formação dos elementos desde o Xe até o Nd, mostrando quais são formado pelo processo-s e pelo processo-r. Fonte: Sneden et al. (2008)	77
B.2	Abundância dos elementos químicos no sistema solar, nesta figura se mostra os elementos picos dos processo-s e -r. Imagen adaptada do Anders & Grevesse 1989.	78
B.3	Tabela periódica classificada por cores, conforme aos mecanismos-fonte que geram os elementos químicos. (Fonte: https://twitter.com/mcmillan-astro/status/693927972752003072)	79
C.1	Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M07380545+2136507, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	81
C.2	Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M07380627+2136542, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	82
C.3	Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M07381549+2138015, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	83

C.4	Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382114+2131418, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	84
C.5	Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382148+2135050, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	85
C.6	Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382195+2135508, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	86
C.7	Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382347+2124448, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	87
C.8	Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382670+2128514, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	88
C.9	Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382696+2138244, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	89
C.10	Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382984+2134509, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	90
C.11	Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07383760+2134119, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	91
C.12	Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M19404965+4014313, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	92
C.13	Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M19411367+4003382, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	93

C.14 Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M07182377+0720134, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	94
C.15 Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M15203732-0207263, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	95
C.16 Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela HD 35155, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	96
C.17 Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M16011638-1201525, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	97
C.18 Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M17205201-2903061, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	98
C.19 Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M17333623-2548156, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	99
C.20 Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M17334208-2958347, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	100
C.21 Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M18032356-3001588, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	101
C.22 Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M18334592-2903253, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	102
C.23 Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M18442352-3029411, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	103

C.24 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M07380545+2136507, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	104
C.25 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M07380627+2136542, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	105
C.26 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M07381549+2138015, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	106
C.27 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382114+2131418, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	106
C.28 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382148+2135050, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	107
C.29 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382195+2135508, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	107
C.30 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382347+2124448, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	108
C.31 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382670+2128514, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	109
C.32 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382696+2138244, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	110
C.33 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382984+2134509, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	111

C.34 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07383760+2134119, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	112
C.35 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M19404965+4014313, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	112
C.36 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M19411367+4003382, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.	113
C.37 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M07182377+0720134, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	114
C.38 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M15203732-0207263, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	115
C.39 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela HD 35155, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	116
C.40 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M16011638-1201525, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	117
C.41 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M17205201-2903061, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	118
C.42 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M17333623-2548156, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	118
C.43 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M17334208-2958347, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	119

C.44 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M18032356-3001588, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	119
C.45 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M18334592-2903253, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	120
C.46 Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M18442352-3029411, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.	121

Abstract	i
lista de figuras	x
sumário	xiii
1 Introdução	1
1.1 Abundâncias de cério e neodímio na Galaxia	2
1.2 Estrelas jovens e enriquecidas em elementos- α	4
1.3 Objetivos e motivação do trabalho	6
2 Seleção da amostra e Dados Observacionais	8
2.1 O Levantamento espectroscópico APOGEE	8
2.1.1 O Espectrógrafo APOGEE	9
2.1.2 Método de determinação das abundâncias no APOGEE	10
2.1.3 O Levantamento APOGEE - OCCAM	11
2.2 Amostra	12
2.2.1 Estrelas do aglomerado aberto NGC 6705	12
2.2.2 Estrelas do aglomerado aberto NGC 2420	14

2.2.3	Estrelas do aglomerado aberto NGC 6819 e do campo	16
2.3	Espectros APOGEE	17
3	Metodologia	20
3.1	Abundâncias químicas em atmosferas estelares	20
3.1.1	Mecanismos de alargamento das linhas Espectrais	22
3.2	Determinação dos parâmetros estelares	24
3.2.1	Estrelas de NGC 2420	24
3.2.2	Estrelas de NGC 6705	26
3.2.3	Estrelas de NGC 6819 e Estrelas de Campo	28
3.3	Modelos de atmosferas	29
3.4	Lista de Linhas	31
3.5	Geração dos espectros sintéticos	32
3.6	Incertezas nas abundâncias	40
4	Resultados e Discussão	45
4.1	Abundâncias de cério e neodímio	45
4.1.1	Cério e neodímio na Galáxia	48
4.2	Padrão químico do aglomerado aberto NGC 6705	54
5	Conclusões	66
A	Apêndice da Evolução das Gigantes Vermelhas	69
A.1	Gigantes Vermelhas	69
B	Formação de elementos Químicos	73
B.1	Nucleossíntese primordial e elementos leves	73
B.2	Nucleossíntese dos elementos pesados	74
B.3	Elementos de processo alfa	75

B.4	Elementos de processo-s	76
B.5	Elementos do processo-r	77
C	Medidas de linhas do cério e neodímio	80
	lista de tabelas	123

CAPÍTULO 1

INTRODUÇÃO

O estudo da evolução química da Galáxia é um tópico de muito interesse na Astrofísica, onde os dados observacionais são obtidos a partir da análise detalhada de abundâncias em estrelas do campo, pertencentes as populações estelares do disco, bojo, e halo, assim como estrelas pertencentes a associações e aglomerados estelares.

Os aglomerados abertos, em particular, podem ser considerados como peças fundamentais tanto para a compreensão do comportamento dinâmico e cinemático das diferentes componentes do disco da Galáxia, quanto para compreender a evolução química do disco Galáctico. Uma das vantagens dos aglomerados abertos é que as estrelas que pertencem a estes tem todas a mesma idade, já que elas nasceram ao mesmo tempo, enquanto os aglomerados abertos tem idades que vão de poucos milhões de anos até alguns Giga-anos. Algumas das características importantes dos aglomerados abertos são a idade, distância e composição química de suas estrelas que podem dar pistas sobre o histórico da formação estelar e detalhes dos processos físicos que deram origem à nossa Galáxia.

Dentro dos mais de 1000 aglomerados abertos da nossa Galáxia, os aglomerados NGC 2420, NGC 6819 e NGC 6705 foram selecionados para serem estudados neste trabalho. Em particular, apresentaremos o estudo das abundâncias de elementos produzidos no processo-s e -r, cério e neodímio, em estrelas gigantes vermelhas pertencentes a estes três aglomerados. Além disso, uma pequena amostra de controle de estrelas do campo também será analisada; estas estrelas foram estudadas previamente em [Cunha et al. \(2017\)](#). Adicionalmente, estudaremos o padrão químico dos elementos- α de uma amostra de estrelas

gigantes pertencentes ao aglomerado NGC 6705.

1.1 Abundâncias de cério e neodímio na Galaxia

Em metalicidades solares o cério é um elemento que é produzido predominantemente na captura lenta dos nêutrons, durante a evolução estelar no ramo assintótico das gigantes. O elemento neodímio também tem produção no processo-s, mas também uma importante contribuição do processo-r. Por sua vez, o processo-r ocorre em colisões de estrelas de nêutrons, assim como possivelmente em SN II (Ver apêndice para uma descrição dos processos -r e -s). A seguir faremos um breve resumo dos principais trabalhos da literatura que estudaram as abundâncias de Ce e Nd.

Os trabalhos de [Reddy et al. \(2003\)](#) e [Reddy et al. \(2006\)](#) fizeram uma análise da composição química de estrelas anãs F e G do disco Galáctico a partir de espectros de alta resolução ($\sim 60\,000$). Entre os elementos pesados do processo-s e -r estudados por este trabalho encontram-se o cério e o neodímio. Eles concluem que no material solar, o cério é principalmente um produto do processo-s, e confirmam também que a razão $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ e $[\text{Ba}/\text{Ce}]$ tem um comportamento muito similar, mas para o neodímio não encontraram uma dependência evidente com respeito a metalicidade.

Outro trabalho onde se discutem as abundâncias dos elementos Ce e Nd em estrelas anãs F, G, e K cobrindo um intervalo de metalicidade de $-1 < [Fe/H] < +0.3$ dos discos fino e espesso foi desenvolvido em [Mishenina et al. \(2013\)](#). O comportamento da abundância do Ce obtido é similar no disco fino e disco espesso, apresentando uma dispersão nas abundâncias similar a encontrada por [Reddy et al. \(2006\)](#). No disco fino o cério tem uma tendencia decrescente leve para uma metalicidade $[Fe/H] < -0.2$, mas não para todas as estrelas. Para o neodímio encontrou-se que a sua formação recebe uma maior contribuição do processo-r, similarmente ao que se observa para o elemento bário.

Com o objetivo similar de traçar a evolução dos elementos de captura de nêutrons no disco e investigar em mais detalhes quais os sítios de formação destes elementos, [Battistini & Bensby \(2016\)](#) também utilizaram espectros de alta-resolução de estrelas anãs F e G da vizinhança solar e concluíram que o elemento cério é formado em estrelas do ramo assintótico da gigantes (“asymptotic giant branch”, ou apenas AGB) como um produto do processo-s em estrelas de massas entre $2-4M_{\odot}$. Quando comparadas as abundâncias de Ce e Ba (um típico elemento de processo-s) observa-se uma tendência plana em valores solares. Por outro lado,

quando comparadas com a abundância de Eu, algumas estrelas do disco espesso apresentam abundâncias pura do processo-r e é possível ver uma mudança em $[Ce/Eu]$ vs. $[Fe/H]$ quando o processo-s torna-se o mecanismo de enriquecimento mais importante em $[Fe/H] \approx -0.5$. Enquanto para o neodímio, este estudo conclui que este elemento é formado tanto no processo-s quanto no processo-r. Batistini e Bensby afirmam também que as tendências no disco fino são mais planas devido, provavelmente, ao fato que a produção do processo-s é balanceada pela produção de ferro das supernovas do Tipo Ia.

Mais recentemente, [Fishlock et al. \(2017\)](#) determinaram as abundâncias dos elementos de captura de nêutrons, incluindo o Ce e Nd em uma amostra de estrelas anãs de campo com metalicidades entre $-1.5 < [Fe/H] < -0.8$. Em particular, a amostra de estrelas estudadas contém estrelas do disco espesso, pobres e ricas em elementos produzidos no processo- α . Neste estudo se encontrou que a abundância do $[Ce/Fe]$ da maioria das estrelas é subsolar com um valor médio de -0.04 dex, mas não foi observada uma diferença aparente entre as estrelas das populações com a razão $[\alpha/Fe]$, enriquecida ou não com elementos α . No caso do neodímio não se encontrou uma diferença entre as abundâncias de $[Nd/Fe]$ das duas populações de estrelas, exceto para umas poucas estrelas com razões $[\alpha/Fe]$ baixas. A abundância média do neodímio encontrada é de 0.26 dex, mas se observou que uma estrela apresenta abundância de neodímio super solar.

Em um primeiro estudo do cério em estrelas mapeadas pelo levantamento SDSS IV - APOGEE (Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment; Seção 2.1.1), [Cunha et al. \(2017\)](#) reportam a descoberta de nove linhas de Ce II no infravermelho próximo, na região espectral de $1.51 - 1.69 \mu\text{m}$. As linhas do Ce II foram identificadas através da combinação do espectro da estrela α Boo (Acturus) em alta resolução ($R=100000$) e do espectro APOGEE de uma estrela (2M16011638-1201525) pobre em metais, porém super enriquecida em elementos pesados. As linhas de Ce II na região do APOGEE não têm seus valores de gf medidos em laboratório e em [Cunha et al. \(2017\)](#) os valores de gf destas linhas foram medidos de forma astrofísica, usando o espectro de Arcturus como referência. O estudo de [Cunha et al. \(2017\)](#) teve como objetivo principal testar as linhas de Ce II descobertas, este incluiu uma amostra de estrelas de campo onde um número delas são enriquecidas em nitrogênio e alumínio, além de estrelas gigantes vermelhas do disco (do campo e de aglomerados abertos) com composição química normal. As abundâncias do cério encontradas neste trabalho seguem bem a tendência de $[Ce/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as metalicidades mais próximas a solar obtidas a partir de estudos no ótico, porém parecem indicar uma possível elevação na abundância de cério nas estrelas enriquecidas em nitrogênio

e alumínio quando comparadas com as estrelas de campo com composição normal. [Cunha et al. \(2017\)](#) concluem que as linhas de Ce II estudadas poderão ser detectadas e analisadas em uma grande amostra de gigantes vermelhas no levantamento APOGEE, e assim estendendo o alcance do APOGEE para o estudo de elementos pesados, fato que não era esperado nem previsto quando o APOGEE foi proposto.

Similarmente, [Hasselquist et al. \(2016\)](#) apresentam pela primeira vez um estudo do elemento neodímio em estrelas do levantamento APOGEE e reportam a descoberta de 10 linhas de Nd II entre 1.5 e 1.7 μm . Este estudo utiliza uma estrela muito enriquecida em N, Al e em elementos pesados (2M16011638-1201525), como objeto de referência para obter os $\log gf$ astrofísicos das linhas de Nd II. Neste trabalho foram analisadas cinco linhas do Nd II no ótico (com valores gf medidos em laboratório) para medir a abundância de Nd na estrela de referência (A abundância de Nd nesta estrela também foi derivada em [Pereira et al. \(2017\)](#)). [Hasselquist et al. \(2016\)](#) utilizaram com sucesso as três linhas mais fortes de Nd II encontradas para identificar grupos de estrelas enriquecidas em neodímio no levantamento APOGEE. As linhas de Nd II são mais fracas que as de Ce e as abundâncias de Nd provavelmente não poderão ser medidas em toda as estrelas gigantes vermelhas observadas pelo APOGEE. Entretanto, conforme discutido em [Hasselquist et al. \(2016\)](#), as estrelas com parâmetros estelares com $T_{eff} \sim 3700$ e $\log g \sim 0.30$ têm linhas de Nd II mais fortes e poderão ser usadas para uma caracterização dos padrões de abundância de neodímio das populações estelares.

1.2 Estrelas jovens e enriquecidas em elementos- α

A medida das abundâncias dos elementos- α relativas ao ferro ($[\alpha/\text{Fe}]$) nos permite estimar indiretamente as idades das estrelas, pois o ferro é produzido nas supernovas de tipo Ia (formadas por estrelas menos massivas), enquanto que os elementos- α são produzidos principalmente nas supernovas de tipo II (formadas por estrelas massivas). Portanto, o enriquecimento na razão $[\alpha/\text{Fe}]$ é uma indicação de que a estrela tem se formado do gás enriquecido pelo colapso do núcleo de uma ou mais supernovas. Assim sendo, as populações mais velhas da Galáxia como o halo tem de um modo geral a razão $[\text{O}/\text{Fe}]$ elevada, assim como as populações de disco espesso apresentam a razão $[\text{O}/\text{Fe}]$ elevada para um valor da metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}]$ correspondente. Já para a população do disco fino as estrelas a grosso modo têm valores de $[\text{O}/\text{Fe}]$ menores.

Um dos resultados recentes da literatura (Chiappini et al., 2015; Martig et al., 2015) tratou da descoberta de uma população de estrelas do campo que são jovens e que apresentam elevada razão de elementos α em relação ao ferro, logo, abundâncias não usuais dadas as suas idades. Chiappini et al. (2015) utilizaram uma amostra de estrelas da missão espacial CoRoT que também foram observadas pelo APOGEE (CoRoT+APOGEE =CoRoGEE). A asterosismologia CoRoT permitiu estimar as idades das estrelas de campo com maior precisão, possibilitando identificar um grande número de estrelas jovens na região interna do disco Galáctico, ricas em elementos- α e com baixa abundância de elementos do pico do ferro.

De uma amostra de 1639 estrelas gigantes vermelhas obtidas do APOKASC, que corresponde a junção do levantamento espectroscópico APOGEE com dados de asterosismologia do “Kepler Asteroseismic Science Consortium (KASC)”, Martig et al. (2015) estudaram a relação entre a idade e as abundâncias químicas utilizando um enfoque simples e robusto na determinação das idades. Como resultado este estudo encontrou que 14 estrelas são enriquecidas em elementos- α ($[\alpha/\text{Fe}]>0.13$) e mais jovens que 6 Bilhões de anos e umas 5 estrelas com $[\alpha/\text{Fe}]\leq 0.20$ tem idades menores que 4 Bilhões de anos. Um aspecto ressaltado neste estudo é que as idades das estrelas leva conta as abundâncias químicas, e que não consideram outras estrelas cujas idades acham incertas.

Um aglomerado aberto, NGC 6705, também havia sido identificado na literatura como sendo enriquecido na razão $[\text{O}/\text{Fe}]$ embora não tivesse baixa metalicidade e fosse bastante jovem, com uma idade de ~ 300 milhões de anos. Magrini et al. (2014) estudaram uma amostra de estrelas gigantes vermelhas de NGC 6705 e obtiveram um enriquecimento num dos elementos- α ($[\text{Mg}/\text{Fe}]=0.20\pm 0.09$) e uma metalicidade de $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.14$. As abundâncias analisadas neste trabalho foram da primeira liberação dos parâmetros estelares e abundâncias do levantamento Gaia-ESO (Gilmore et al., 2012).

Mais recentemente as abundâncias dos elementos- α para as gigantes vermelhas pertencentes ao NGC 6705 foram revisados em Magrini et al. (2017) usando os resultados da quarta liberação de dados do Gaia-ESO (IDR4). A metalicidade média das 15 estrelas analisadas do NGC 6705 é de $[\text{Fe}/\text{H}]=+0.11$ e as abundâncias obtidas para os elementos α são: $[\text{O}/\text{Fe}] = -0.13\pm 0.07$, $[\text{Mg}/\text{Fe}] = 0.10\pm 0.07$, $[\text{Si}/\text{Fe}] = 0.02\pm 0.07$, $[\text{Ca}/\text{Fe}] = -0.07\pm 0.09$, $[\text{Ti}/\text{Fe}] = -0.04 \pm 0.09$, portanto, apresentando enriquecimento somente para o Mg e não para os outros elementos α estudados. Tautvaišienė et al. (2015) também estudaram os padrões químicos de estrelas gigantes do aglomerado aberto NGC 6705 tendo encontrado $[\text{O}/\text{H}] = 0.13 \pm 0.05$.

Um resultado que não concorda completamente com a conclusão do trabalho de [Magrini et al. \(2017\)](#) foi obtido recentemente em [Casamiquela et al. \(2017\)](#). Este estudo utilizou dados espectroscópicos de alta resolução ($R \gtrsim 65.000$) no ótico e determinou as abundâncias de cinco elementos- α , onde empregou-se o método de larguras equivalentes (Si, Ca e Ti) e o método de síntese espectral (O e Mg). Este trabalho concluiu que NGC 6705 é moderadamente enriquecido em elementos- α , obtendo: $[Si/Fe] = 0.13 \pm 0.05$, $[Mg/Fe] = 0.14 \pm 0.75$, $[O/Fe] = 0.17 \pm 0.07$, $[Ca/Fe] = 0.06 \pm 0.05$ e $[Ti/Fe] = 0.03 \pm 0.03$ e uma metalicidade $[Fe/H] = +0.17 \pm 0.04$ dex.

Os resultados discutidos acima indicam que ainda não há um consenso estabelecido sobre o padrão de abundâncias dos elementos- α no aglomerado NGC 6705. Encontrar um aglomerado aberto com o mesmo padrão químico das estrelas jovens do campo e enriquecidas na razão $[O/Fe]$ seria um resultado bastante importante. Vale notar que todos os trabalhos citados utilizaram espectroscopia de alta resolução na região ótica. Neste trabalho de tese utilizaremos os dados do APOGEE para apresentar uma determinação independente das abundâncias dos elementos α e da metalicidade nas estrelas gigantes vermelhas do aglomerado NGC 6705.

1.3 Objetivos e motivação do trabalho

Este trabalho tem dois objetivos principais: o primeiro é medir manualmente a abundância do cério e neodímio em uma amostra de estrelas gigantes vermelhas dos aglomerados abertos NGC 2420, NGC 6819 e NGC 6705, além de uma amostra de estrelas do campo. Esta é a primeira vez que se mede a abundância de Ce no aglomerado NGC 2420 usando espectros APOGEE. As estrelas da amostra de NGC 2420 já tiveram as abundâncias dos outros elementos determinadas em [Souto et al. \(2016\)](#). Este trabalho é também o primeiro estudo a utilizar os espectros APOGEE para determinar abundâncias de Nd. As abundâncias de Ce e Nd obtidas neste estudo servirão de comparação para os resultados que serão obtidos para estes elementos no futuro a partir da análise das abundâncias de forma automática pelo APOGEE.

[Chiappini et al. \(2015\)](#), [Martig et al. \(2015\)](#) mostraram que existe uma população de estrelas do campo que são jovens e que apresentam abundâncias da razão $[\alpha/Fe]$ elevadas, enquanto que o que se espera é que somente estrelas relativamente velhas apresentem enriquecimento dos elementos- α relativo ao ferro. Alguns resultados da literatura apontam

que o aglomerado aberto jovem NGC 6705 também é rico em elementos $[\alpha/\text{Fe}]$. Por outro lado, há resultados na literatura que discordam desta premissa. Neste trabalho utilizaremos espectros APOGEE para determinar as abundâncias dos elementos- α e do ferro de maneira independente.

CAPÍTULO 2

SELEÇÃO DA AMOSTRA E DADOS OBSERVACIONAIS

Neste trabalho foram determinadas as abundâncias dos elementos pesados cério e neodímio em uma amostra de estrelas do aglomerado aberto NGC 2420, do aglomerado aberto NGC 6705, assim como em duas estrelas do aglomerado NGC 6819 e uma amostra adicional de estrelas de campo, algumas delas sendo enriquecidas em nitrogênio e alumínio. Uma pequena amostra de estrelas gigantes vermelhas pertencentes ao aglomerado aberto NGC 6705 foi também estudada. Todos os espectros das estrelas da amostra foram obtidos do banco de dados do levantamento SDSS-IV/APOGEE 2 correspondente ao DR14, que são os últimos dados liberados pelo APOGEE.

2.1 O Levantamento espectroscópico APOGEE

O projeto APOGEE (Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment) é um levantamento espectroscópico do SDSS (Sloan Digital Sky Survey) que está observando uma amostra muito grande de estrelas gigantes vermelhas utilizando espectroscopia de alta-resolução no infravermelho próximo com o objetivo final de obter informação detalhada sobre a composição química de estrelas pertencentes as diferentes populações da nossa Galáxia.

Em sua primeira versão APOGEE 1 fez parte do Sloan Digital Sky Survey III (Ahn et al., 2014; Eisenstein et al., 2011) onde espectros APOGEE foram obtidos para uma amostra uniforme de mais de 146,000 estrelas (Majewski et al., 2017) pertencentes a todas as populações estelares galácticas (bojo, disco, barra e halo), este primeiro levantamento

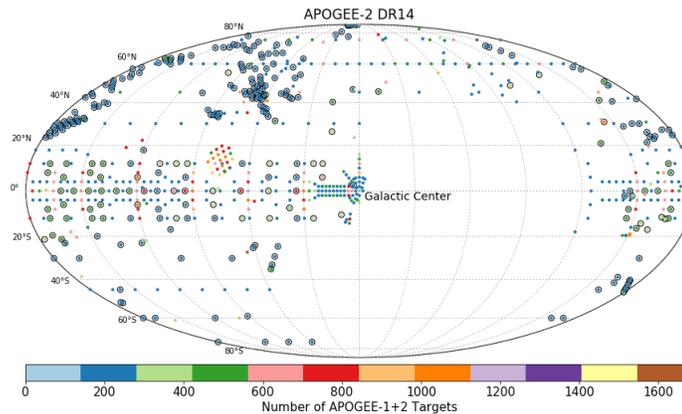


Figura 2.1: Campos observados pelo APOGEE referentes ao DR14 incluindo a observação de 246.000 estrelas da nossa Galaxia. Estes campos incluem todas as observações também realizadas pelo APOGEE 1 e reprocessadas em DR14.

operou no observatório Apache Point, Novo Mexico (EUA) entre setembro de 2011 até julho de 2014. Imediatamente após o término de SDSS III - APOGEE 1 começou a operar a segunda versão deste levantamento: SDSS IV - APOGEE 2 (Blanton et al., 2017) que operará até meados do ano 2020. Para o levantamento APOGEE 2 foi construído um segundo espectrógrafo APOGEE que foi instalado no telescópio Dupont no Observatório de Las Campanas no Chile. O levantamento SDSS IV - APOGEE 2 teve a sua primeira liberação de dados no *Data Release 14* (DR14) em Julho de 2017, o qual inclui o conjunto completo de observações realizadas até Julho de 2016 (abrangendo todo o APOGEE 1, bem como uma parte do APOGEE 2). Na Figura 2.1 apresentamos todos os campos que foram observados pelo APOGEE até Julho de 2016 e que são referentes ao DR14. (Figura obtida de <https://www.sdss.org/dr14/whatsnew/>)

2.1.1 O Espectrógrafo APOGEE

O APOGEE é um espectrógrafo criogênico composto por três detectores Teledyne Imaging Sensors Hawaii-2RG (H2RG) com cobertura de 2048x2048 pixel e espaçamento de 18 μ m. O APOGEE tem resolução espectral $R = \lambda/\Delta\lambda = \sim 22.500$ e opera na banda H, entre 1.51 e 1.69 μ m (Wilson et al. (2010), Gunn et al. (2006)) onde cada um dos detectores é disposto entre: 1.514-1.581 μ m (detetor azul), 1.585-1.644 μ m (detetor verde) e 1.647-1.696 μ m (detetor vermelho). O APOGEE é um espectrógrafo de multi fibras (300 fibras) possibilitando observações simultâneas de 300 estrelas. Conforme mencionado acima o

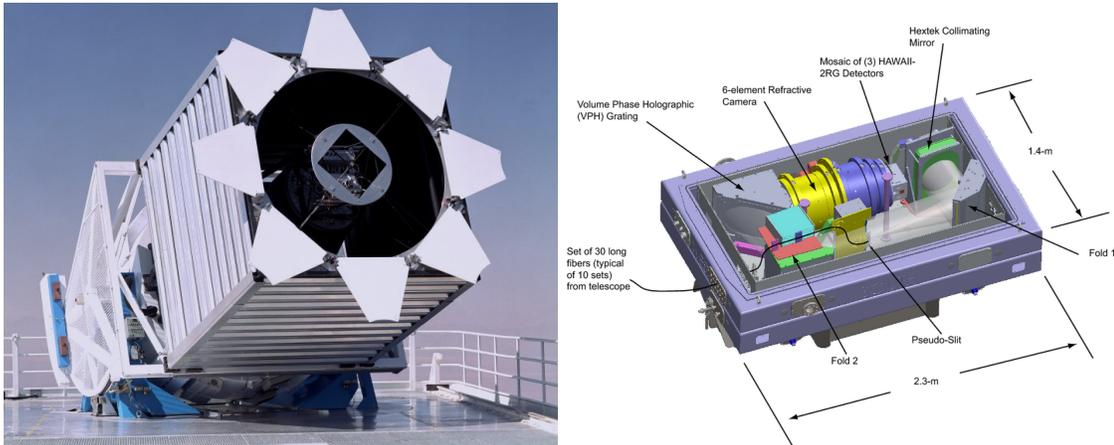


Figura 2.2: Imagens do telescópio da fundação Sloan de 2.5m e o diagrama esquemático do espectrógrafo APOGEE instalado no telescópio (imagens retiradas de <https://www.sdss.org/instruments/> e Majewski et al. ,2017 respetivamente).

primeiro espectrógrafo APOGEE encontra-se instalado no hemisfério norte (Estados Unidos) enquanto o segundo espectrógrafo APOGEE encontra-se instalado no hemisfério Sul (Chile) proporcionando portanto cobertura observacional em dois hemisférios.

Os dados espectroscópicos fornecidos pelo levantamento APOGEE são espectros de alto sinal-ruído ($S/N > 100$) que permitem a obtenção, com boa precisão, de velocidades radiais ($\sim 0.1 \text{ kms}^{-1}$), parâmetros estelares e abundâncias químicas para atualmente 19 elementos¹: C, N, O, Na, Mg, Al, Si, P, S, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, e Cu.

2.1.2 Método de determinação das abundâncias no APOGEE

As abundâncias dos elementos C, N, O, Na, Mg, Al, Si, P, S, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, e Cu são determinadas utilizando o APOGEE Stellar Parameter and Chemical Abundance Pipeline (ASPCAP; [García Pérez et al., 2016](#)), desenvolvido para a análise automática dos espectros das estrelas observadas pelo APOGEE, determinando os parâmetros atmosféricos e as abundâncias químicas dos elementos citados acima. Notamos que até o momento as abundâncias dos elementos pesados estudados nesta tese Ce e Nd (e possivelmente Y), ainda não são determinadas de modo automático pelo ASPCAP.

Para determinar as abundâncias químicas automaticamente o ASPCAP faz um processo em duas etapas. A primeira etapa consiste na determinação dos parâmetros atmosféricos (temperatura efetiva, T_{eff} ; gravidade superficial, $\log g$; velocidade de

¹http://www.sdss.org/dr14/irspec/dr14_synopsis/

microturbulência, ξ ; metalicidade respeito da solar, $[M/H]$, $[C/M]$, $[N/M]$, $[\alpha/M]$) através de um ajuste de todo o espectro observado; isto é feito utilizando o código FERRE escrito em FORTRAN90 cujo objetivo é comparar o espectro observado com bibliotecas de espectros sintéticos (Zamora et al., 2015) que foram computados utilizando os modelos de atmosferas ATLAS9 e MARCS e uma lista de linhas discutida em Shetrone et al. (2015). O método utiliza a minimização χ^2 até encontrar o melhor ajuste entre o espectro observado e o espectro sintético. A segunda etapa utiliza os parâmetros estelares e as metalicidades determinados para ajustar as regiões limitadas do espectro (janelas) dominadas pela presença de linhas espectrais associadas a um elemento em particular. Os espectros são então ajustados dentro destas janelas e as abundâncias individuais dos elementos são determinadas.

2.1.3 O Levantamento APOGEE - OCCAM

O APOGEE está mapeando uma amostra significativa de estrelas pertencentes a mais de uma centena de aglomerados abertos do disco Galáctico: o chamado levantamento OCCAM (“The Open Cluster Chemical Abundance and Mapping Survey”; Frinchaboy et al., 2013). O objetivo principal deste levantamento é determinar os gradientes de metalicidade do disco Galáctico a partir do estudo da população de aglomerados abertos.

Resultados de gradientes de metalicidades obtidos para as abundâncias dos elementos Fe, Ni, Ca, Si e Mg em uma amostra de 29 aglomerados abertos do DR13 foram discutidos em Cunha et al. (2016). Os gradientes de abundância que foram obtidos neste trabalho são relativamente planos com gradientes que estão no intervalo de -0.026 a -0.033 dex/kpc para os elementos- α ($[O/H]$, $[Ca/H]$, $[Si/H]$, $[Mg/H]$), -0.035 dex/kpc para o ferro ($[Fe/H]$) e -0.040 dex/kpc para o níquel ($[Ni/H]$). Recentemente, usando dados de DR14, porém analisando uma amostra mais reduzida de aglomerados abertos quando comparado com o estudo de Cunha et al. (2016); Donor et al. (2018) determinaram gradientes de abundâncias de vários elementos estudados pelo APOGEE. O gradiente da metalicidade que encontraram é $[Fe/H] = -0.061 \pm 0.004$ dex/kpc para aglomerados abrangendo o intervalo $7 < R_{GC} < 13$ kpc e confirmaram a evidência de gradientes positivos para a razão dos elementos- α (O, Mg, e Si; provenientes de SN II) sobre o ferro (proveniente maioritariamente de SN Ia) enquanto obteve um gradiente negativo para os elementos de pico do ferro ($[Mn/Fe]$ and $[Ni/Fe]$).

As estrelas inicialmente selecionadas para serem observadas no campo dos aglomerados observados pelo APOGEE - OCCAM foram obtidas em estudos anteriores na literatura (ver discussão em Zasowski et al. (2013) e Donor et al. (2018)), porém as estrelas que são efe-

tivamente membros de cada aglomerado ainda devem ser confirmadas a partir de um estudo mais detalhado levando em conta a velocidade radial das estrelas, seus movimentos próprios e paralaxes em cada caso. Dentre os vários aglomerados abertos mapeados pelo APOGEE - OCCAM (Cunha et al., 2016; Donor et al., 2018), dois deles são de interesse neste trabalho: NGC 2420 e NGC 6705. Além destes dois aglomerados, OCCAM também mapeou estrelas pertencentes ao aglomerado aberto NGC 6819, cujas duas estrelas previamente analisadas, são também estudadas neste trabalho.

2.2 Amostra

2.2.1 Estrelas do aglomerado aberto NGC 6705

O aglomerado aberto NGC 6705 localiza-se nas coordenadas galácticas $l = 27.307$ e $b = -2.776$ (Dias et al., 2002). Para se obter uma amostra de estrelas gigantes vermelhas candidatas a pertencerem a este aglomerado, realizamos inicialmente uma busca na base de dados de DR14, encontrando 343 estrelas que foram observadas pelo APOGEE na região deste aglomerado.

O passo seguinte foi fazer uma restrição nos valores de velocidades radiais das estrelas selecionadas, utilizando um corte em velocidade radial correspondendo a $+35.08 \pm 1.23 \text{ km.s}^{-1}$ (Mermilliod et al., 2008); com este critério foram selecionadas 23 estrelas.

Em seguida obtivemos os movimentos próprios destas 23 estrelas, inicialmente dos catálogos URAT1 (Zacharias et al., 2015), UCAC5 (Zacharias et al., 2017) e posteriormente com os dados liberados de Gaia-DR2 (Gaia Collaboration et al., 2018). Os movimentos próprios das estrelas obtidos dos 3 catálogos podem ser vistos na Figura 2.3. No painel mais a esquerda temos os valores dos movimentos próprios obtidos no catálogo URAT1, no painel do meio temos os valores do catálogo de UCAC5 e no painel da direita temos os valores de Gaia DR-2. Os três gráficos correspondem às mesmas estrelas e nota-se claramente que os movimentos próprios de Gaia DR2 são muito menos espalhados e precisos. Estas 23 estrelas foram consideradas como membros do aglomerado aberto NGC 6705 e desta amostra selecionamos uma sub-amostra de 9 estrelas que encontram-se nas Tabelas 2.1 e 2.2.

A Tabela 2.1 apresenta as distâncias das 9 estrelas selecionadas. As distâncias foram determinadas usando os dados do Gaia que foram recentemente liberados no Gaia DR2. As colunas 2 e 3 apresentam as paralaxes de Gaia DR2 e os seus respectivos erros; a coluna 4

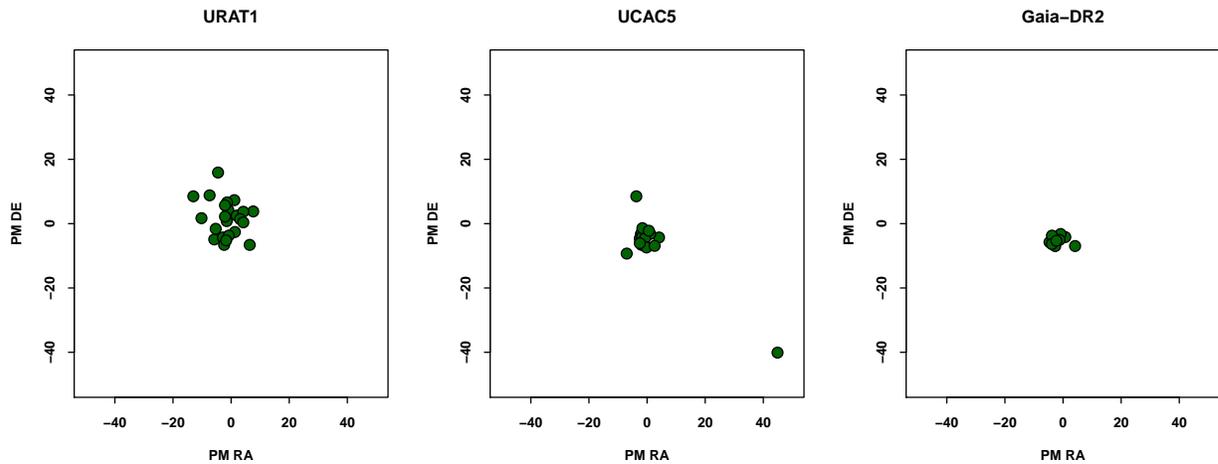


Figura 2.3: Estrelas pertencentes ao aglomerado aberto NGC 6705 dados seus movimentos próprios. O painel da esquerda corresponde aos movimentos próprios do catálogo URAT1, o painel do meio ao catálogo UCAC5 e o painel da direita aos dados do Gaia-DR2.

as distâncias calculadas a partir da simples inversão das paralaxes ($1/\text{plx}$). Apresentamos também os valores das distâncias mais prováveis determinadas em [Bailer-Jones et al. \(2018\)](#) na coluna 5, assim como os valores mínimos e máximos estimados destas distâncias nas colunas 6 e 7. A média e desvio padrão dos valores das distâncias de [Bailer-Jones et al. \(2018\)](#) para estas nove estrelas selecionadas é de: $\langle d \rangle = 2425.249 \pm 206.030$ pc. Dadas as distâncias obtidas e as incertezas nas determinações das distâncias, as estrelas selecionadas podem ser consideradas como membros prováveis do aglomerado aberto NGC 6705.

Adicionalmente, para termos uma ideia inicial do estágio evolutivo das 9 estrelas selecionadas, obtivemos os parâmetros estelares T_{eff} e $\log g$ calibrados obtidos de modo automático pelo ASPCAP em DR14 (Tabela 2.2). Um diagrama com $T_{\text{eff}}\text{-}\log g$ (de DR14) para as nove estrelas selecionadas é apresentado na Figura 2.4. Fica evidente que as estrelas selecionadas estão próximas ao grupo de estrelas do RC, ou seja, trata-se de estrelas gigantes que encontram-se queimando He em seus núcleos. Deste grupo de 9 estrelas selecionamos 4 estrelas com espectros de alta razão de sinal-ruído para fazer uma análise manual de abundâncias.

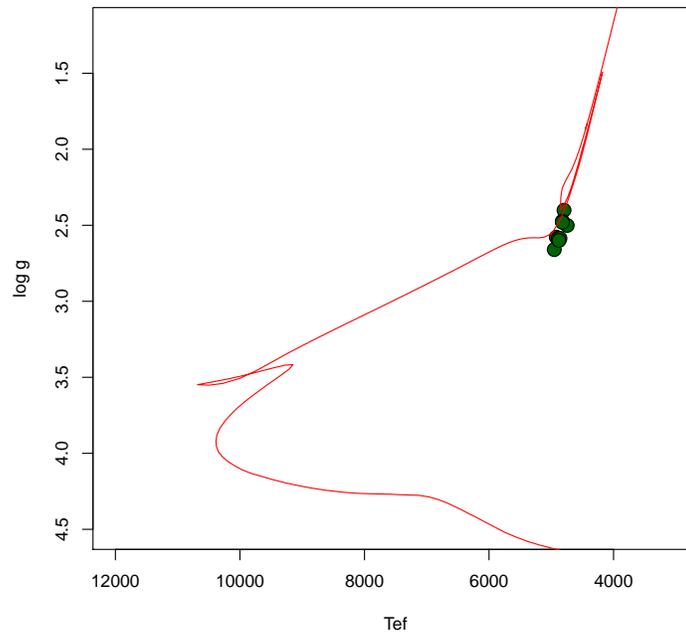


Figura 2.4: Caminho evolutivo (linha vermelha) das estrelas que pertencem ao aglomerado NGC 6705. A linha vermelha representa a isócrona para 0.316 Giga-anos de Bressan et al. (2012) considerando uma metalicidade de $[Fe/H]=0.10$. No grupo de estrelas na região do RC estão as estrelas da Tabela 2.2.

2.2.2 Estrelas do aglomerado aberto NGC 2420

Neste trabalho analisamos uma amostra de 12 estrelas gigantes vermelhas pertencentes ao aglomerado aberto NGC 2420. Nossa amostra é a mesma que foi analisada anteriormente em Souto et al. (2016). Este trabalho anterior selecionou 12 estrelas de uma amostra inicial de 19 estrelas candidatas no campo de NGC 2420 que foram observadas pelo APOGEE, levando em conta que 7 delas tinham velocidades radiais inconsistentes com o valor adotado para o aglomerado aberto de 73 km/s (Smith & Suntzeff, 1987). As velocidades radiais obtidas pelo ASPCAP (DR14) para as estrelas da amostra podem ser encontradas na Tabela 2.3 (Coluna 2). A velocidade radial média obtida é de 74.12 ± 0.46 km/s.

Os valores dos movimentos próprios referentes às 12 estrelas selecionadas foram obtidos do Gaia DR2. Na Figura 2.5 mostramos que as estrelas encontram-se na mesma posição no diagrama de movimento próprio, servindo para corroborar que as estrelas gigantes vermelhas selecionadas em Souto et al. (2016) tem alta probabilidade de pertencerem ao

aglomerado aberto NGC 2420.

Na Tabela 2.3 apresentamos os parâmetros estelares, temperaturas efetivas, gravidades superficiais, velocidades de microturbulência e metalicidades que foram determinados previamente em (Souto et al., 2016). Apresentamos também as abundâncias de C, N, O determinadas (que serão necessárias para computar os espectros sintéticos); a metodologia adotada por Souto et al. (2016) para a determinação dos parâmetros estelares será discutida no Capítulo 3.

Um diagrama T_{eff} - $\log g$ contendo as estrelas selecionadas é apresentado na Figura 2.6. A amostra de estrelas analisadas pode ser dividida em dois grupos: o primeiro grupo contendo seis estrelas que foram identificadas como sendo pertencentes ao ramo das gigantes RGB (Red Giant Branch) e as outras seis pertencentes ao agrupamento vermelho, ou RC (red clump). O grupo das estrelas do ramo das gigantes inclui uma estrela muito mais luminosa (com $\log g$ muito mais baixo).

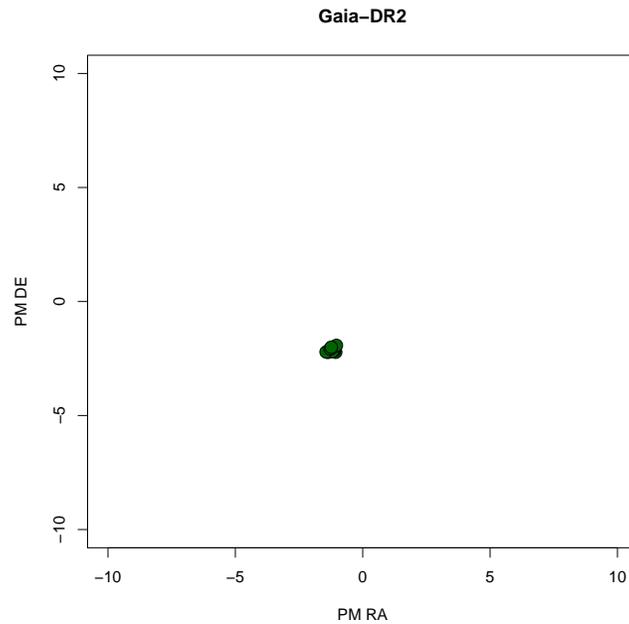


Figura 2.5: Estrelas pertencentes ao aglomerado aberto NGC 2420. Os círculos verdes representam os movimentos próprios das 12 estrelas da amostra que foram obtidos do Gaia-DR2.

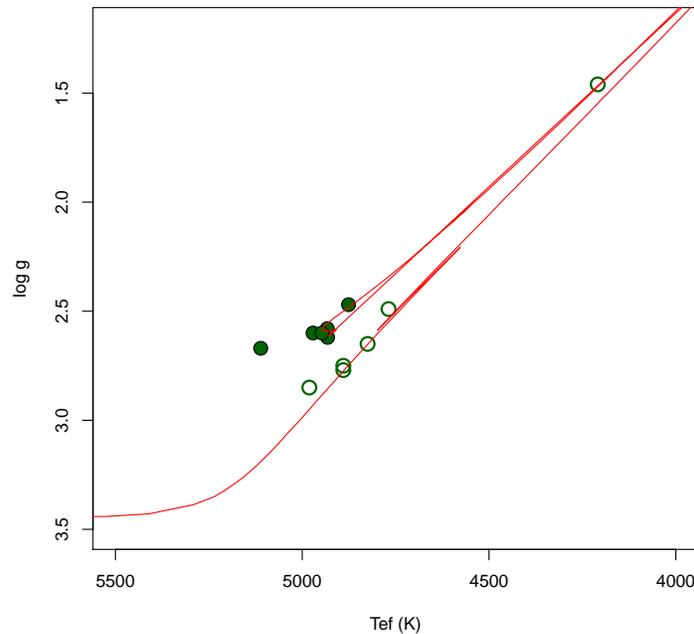


Figura 2.6: Amostra do NGC 2420 representando os dois grupos de estrelas da amostra. Os círculos verdes cheios são estrelas do RC e os círculos verdes abertos representam as estrelas do RGB, a linha vermelha representa a isócrona para 2 Giga-anos de Bressan et al. (2012) considerando a metalicidade de $[Fe/H] = -0.20$.

2.2.3 Estrelas do aglomerado aberto NGC 6819 e do campo

Duas estrelas do aglomerado aberto NGC 6819 foram analisadas em [Cunha et al. \(2017\)](#) e estas duas estrelas foram também selecionadas neste estudo para uma análise manual (Tabela 2.4). Tais estrelas são relativamente quentes com temperaturas efetivas $\sim 4700\text{K}$ e são do red clump.

A amostra de estrelas do campo estudada consiste de três estrelas com composição química normal e sete estrelas que encontram-se muito enriquecidas em nitrogênio e alumínio ([Cunha et al., 2017](#), Tabela 2.4). Estas estrelas gigantes vermelhas têm metalicidades entre ~ -1.4 e -0.8 , temperaturas efetivas entre $\sim 4000 - 4300\text{K}$ e apresentam alta razão sinal ruído entre $\sim 150 - 285$ ([Schiavon et al., 2017](#)). Este grupo de estrelas peculiares contém uma estrela que pertence ao aglomerado globular NGC 6522 (2M18032356-3001588). Vale notar que uma das estrelas enriquecidas em N e Al (2M1601011638-1201525) de nossa amostra foi a estrela que proporcionou a descoberta das linhas de Ce II nos espectros APOGEE ([Cunha et al., 2017](#)), dado que esta estrela encontra-se também muito enriquecida em cério, tendo

linhas de Ce II bastante fortes e espectro bastante limpo (pobre em metais).

2.3 Espectros APOGEE

Os espectros analisados neste trabalho foram obtidos diretamente de DR14. Estes espectros foram previamente reduzidos pelo time de redução de dados do APOGEE (Nidever et al., 2015; Holtzman & Hasselquist, 2018). De acordo com Nidever et al. (2015) a obtenção e redução dos espectros APOGEE é subdividida em três fases principais:

1. A fase “Mountain” que controla a aquisição dos dados, nesta fase se obtém o flat fields, dark frames, observações dos alvos científicos e estrelas telúricas.
2. A fase “APRED” que gera o espectro em duas dimensões (fluxo por comprimento de onda), primeiro é feita a redução bruta onde a informação do detector é convertido em pixel, isto é feito em três sub-etapas. A primeira sub-etapa que transforma a imagem captada em um espectro 2D (chamada de AP3D) onde se faz correções de pixel, linearidade e dark, se eliminam os raios cósmicos e pixels saturados, se geram imagens para um espectro 2D, se faz a correção de flat field e finalmente se removem os pixels ruins. A segunda sub-etapa (AP2D) faz três processos: Converte os espectros 2D para 1D utilizando a Point Spread Function (PSF) que controla a largura das linhas espectrais, calibra o fluxo e calibra o comprimento de onda. A terceira sub-etapa (AP1DVISIT) faz a subtração das linhas telúricas e linhas do céu.
3. A fase “Determinação da velocidade radial” que é realizada a partir da combinação dos espectros de cada visita.

Em comparação com as liberações de dados anteriores, os espectros do DR14 foram reprocessados com o pipeline de redução de dados do APOGEE (Nidever et al., 2015), porém com alguns melhoramentos como, por exemplo, no tratamento dos efeitos de persistência Holtzman & Hasselquist (2018). A persistência é um efeito que se apresenta em detectores Teledyne H2RG, que consiste na retenção espúria da informação de uma exposição anterior (normalmente uma estrela brilhante), de modo que uma luminosidade adicional espúria é inserida no espectro que está sendo observado. Além das melhoras na redução dos espectros, vale ressaltar que as abundâncias em DR14 também foram melhoradas em relação aquelas obtidas em liberações de dados anteriores, havendo, por exemplo, um melhor tratamento do contínuo em DR14 - ver Holtzman & Hasselquist (2018) para mais detalhes.

Ao longo deste trabalho utilizamos os pacotes do IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) para manipular os espectros reduzidos. Uma vez obtidos os espectros das estrelas da amostra na base de dados do APOGEE , e fazendo uso da relação

$$\lambda_{AR} = \frac{\lambda_{VAC}}{1.0 + 2.735182E - 4 + 131.4182/\lambda_{VAC}^2 + 2.76249E8/\lambda_{VAC}^4} \quad (2.1)$$

(Birch et al. 1993; <http://www.astro.uu.se/valdwiki/Air-to-vacuum>), realizamos a conversão do comprimento de onda no Vácuo para Ar, onde λ_{AR} refere-se ao comprimento de onda no ar e λ_{VAC} no vácuo.

Tabela 2.1: Estrelas do Red Clump pertencentes ao aglomerado NGC 6705

Estrela	G-DR2			Bailer-Jones		
	plx	e(plx)	(1/plx)(pc)	r_est(pc)	r_lo(pc)	r_hi(pc)
2M18505494-0616182	0.387	0.064	2614.647	2438.558	2087.658	2924.515
2M18505944-0612435	0.375	0.071	2693.825	2515.279	2104.048	3114.279
2M18510032-0617183	0.465	0.066	2180.075	2054.489	1792.213	2403.529
2M18510341-0616202	0.446	0.09	2272.152	2165.832	1771.376	2772.739
2M18510399-0620414	0.386	0.061	2622.017	2442.356	2107.971	2897.18
2M18510661-0612442	0.334	0.07	3027.602	2798.714	2297.944	3556.364
2M18510786-0617119	0.403	0.094	2514.472	2390.024	1900.767	3189.373
2M18511048-0615470	0.367	0.09	2753.312	2592.475	2043.11	3505.102
2M18511452-0616551	0.389	0.068	2598.713	2429.518	2061.34	2949.583

Tabela 2.2: Amostra de estrelas do aglomerado aberto NGC 6705

Estrela	SNR	J	H	K	RV (km/s)	T _{eff} (K)	log g (cm/s ²)	[Fe/H]	V*
2M18505494-0616182	398.042	9.199	8.498	8.318	35.042	4745.078	2.501	0.225	11.860
2M18510399-0620414	461.086	9.090	8.400	8.252	34.858	4795.679	2.401	0.224	11.872
2M18510661-0612442	459.733	9.035	8.406	8.213	33.973	4823.284	2.473	0.232	11.720
2M18511048-0615470	483.19	8.817	8.224	7.991	33.739	4821.821	2.481	0.174	11.627
2M18505944-0612435	381.216	9.330	8.722	8.523	34.871	4952.426	2.660	0.198	11.872
2M18510032-0617183	392.605	9.368	8.751	8.549	36.774	4919.764	2.578	0.191	12.081
2M18510341-0616202	424.262	9.216	8.579	8.386	37.337	4889.967	2.585	0.196	11.801
2M18510786-0617119	353.572	9.030	8.399	8.206	34.709	4861.131	2.586	0.193	11.621
2M18511452-0616551	300.319	9.263	8.620	8.420	36.407	4876.772	2.600	0.212	11.923

* A obtenção desta magnitude é explicado como é obtido na parte da metodologia.

Tabela 2.3: Amostra de estrelas do aglomerado aberto NGC 2420

Estrela	RV (<i>km/s</i>)	SNR	T_{eff} (K)	$\log g$ (<i>cm/s</i> ²)	ξ (<i>km/s</i>)	[Fe/H]	A(C)	A(O)	A(N)
J07380545+2136507	73.49±0.56	220	4890±77	2.75	1.40	-0.16	8.18±0.01	8.62±0.03	7.75±0.05
J07380627+2136542	73.93±0.56	414	4769±64	2.49	1.45	-0.16	8.14±0.01	8.56±0.04	7.77±0.04
J07381507+2134589	74.39±0.29	1089	4209±53	1.46	1.60	-0.19	8.05±0.01	8.65±0.03	7.80±0.05
J07381549+2138015	74.59±0.48	323	4932±69	2.62	1.80	-0.21	8.16±0.01	8.57±0.04	7.75±0.06
J07382114+2131418	74.24±0.28	138	5111±14	2.67	1.60	-0.13	8.19±0.03	8.60±0.02	7.82±0.06
J07382148+2135050	74.13±1.18	222	4890±27	2.77	1.80	-0.19	8.15±0.01	8.62±0.05	7.82±0.03
J07382195+2135508	73.58±0.14	272	4933±11	2.58	1.70	-0.13	7.15±0.02	8.60±0.03	7.84±0.03
J07382347+2124448	74.14±0.38	117	4981±36	2.85	1.70	-0.19	8.21±0.01	8.60±0.02	7.75±0.04
J07382670+2128514	74.38±0.33	131	4971±35	2.60	1.50	-0.09	8.21±0.01	8.60±0.02	7.83±0.05
J07382696+2138244	73.67±1.12	316	4876±85	2.47	1.60	-0.14	8.17±0.01	8.59±0.03	7.77±0.03
J07382984+2134509	75.11±0.22	321	4825±71	2.65	1.40	-0.17	8.16±0.03	8.61±0.03	7.77±0.03
J07383760+2134119	73.83±0.23	270	4947±31	2.60	2.00	-0.22	8.15±0.04	8.57±0.02	7.78±0.03

Tabela 2.4: Amostra de estrelas do aglomerado aberto NGC 6819 e estrelas de campo

Estrela	T_{eff} (K)	$\log g$ (<i>cm/s</i> ²)	ξ (<i>km/s</i>)	[Fe/H]	[Ce/Fe]
NGC 6819					
2M19404965+4014313	4710	2.56	1.43	+0.05	-0.08
2M19411367+4003382	4688	2.44	1.43	+0.01	-0.07
Estrelas de Campo					
2M07182377+0720134	4200	1.68	1.64	-0.47	0.02
2M15203732-0207263	3986	1.20	1.67	-0.98	0.21
HD 35155	3650	0.8	2.5	-0.51	1.32
Estrelas de Campo Enriquecidas em N e Al					
2M16011638-1201525	4305	0.60	1.65	-1.39	1.11
2M17205201-2903061	3998	0.73	2.04	-0.85	0.28
2M17333623-2548156	4092	0.73	2.04	-1.04	0.27
2M17334208-2958347	3975	0.51	2.24	-0.98	0.38
2M18032356-3001588	3990	0.53	2.22	-1.14	0.10
2M18334592-2903253	4161	0.90	1.89	-0.81	0.22
2M18442352-3029411	3996	0.73	2.04	-0.81	0.43

CAPÍTULO 3

METODOLOGIA

A metodologia de síntese espectral foi adotada neste trabalho para se determinar as abundâncias químicas dos elementos a partir de espectros APOGEE (entre 1.5 e 1.7 μm). O método de síntese espectral consiste em uma análise comparativa entre dois espectros: um deles é um espectro criado a partir de um modelo, ao qual chamamos de espectro sintético e o outro é o espectro observado. Para se obter os espectros sintéticos necessitamos de um modelo de atmosferas (dados parâmetros estelares definidos - temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidade) e uma lista de linhas espectrais, contendo dados referentes as transições atômicas e moleculares. Antes de passarmos a discussão da metodologia adotada neste trabalho, faremos uma breve discussão das abundâncias químicas em atmosferas estelares para em seguida passar a discussão da determinação dos parâmetros estelares, modelos de atmosferas, listas de linhas atômicas e moleculares e geração dos espectros sintéticos.

3.1 Abundâncias químicas em atmosferas estelares

A presença de elementos químicos no material estelar se faz evidente pela assinatura que eles deixam na forma de um padrão de linhas espectrais correspondentes com a sua estrutura eletrônica. A abundância química de um elemento vai se medir pela intensidade do padrão de linhas espectrais, ou seja, quanto maior é a intensidade do padrão, maior é a abundância do elemento químico na estrela. As linhas espectrais estão compostas por

linhas de emissão e linhas de absorção, sendo estas últimas de fundamental interesse para a obtenção da abundância de elementos nas estrelas devido a que os elementos químicos são responsáveis por um grande número de linhas de absorção, nos espectros observados das estrelas. São tantas linhas que muitas são difíceis de identificar, no sentido de se afirmar que tal linha é devida a tal elemento químico, sendo produzida pela transição entre tal e tal nível de energia do átomo. Deduzir das linhas observadas qual é a abundância de um elemento é uma tarefa complexa, porque a intensidade da linha não depende apenas da abundância, mas também de características intrínsecas da transição atômica e de fatores ambientais como temperatura e pressão na atmosfera estelar.

Se medirmos a intensidade em uma linha de absorção isolada vamos obter a abundância do elemento presente nessa linha. Isto vai se conseguir medindo a área que se encontra entre o perfil de linha e o contínuo que estão relacionados ao número de absorvedores na linha de visada e a força da transição. A quantidade que está relacionada a essa área é a largura equivalente denotada como W que é a largura que teria a linha se ela fora um retângulo tal como pode-se ver na Figura 3.1

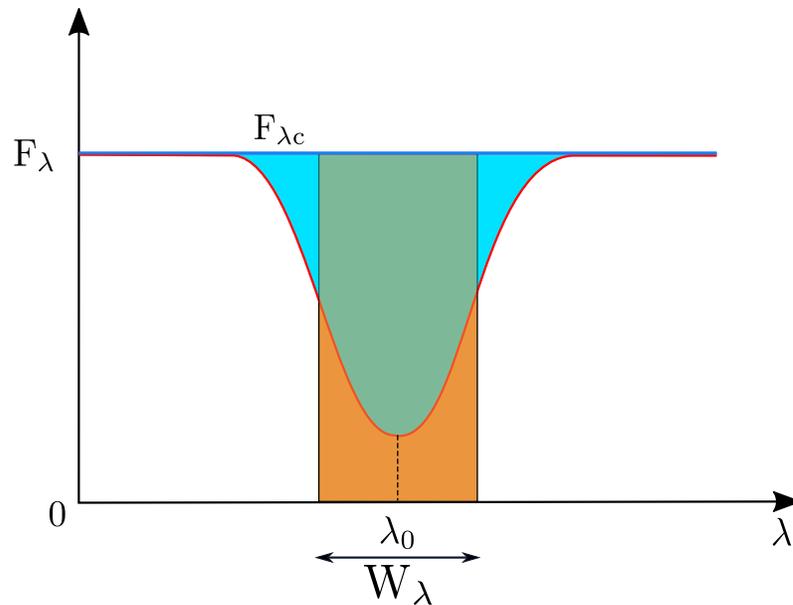


Figura 3.1: Largura equivalente do perfil de linha isolada.

A definição da largura equivalente vem dada por:

$$W_{\lambda_0} = \int \frac{F_{\lambda_c} - F_{\lambda}}{F_c} d\lambda \quad (3.1)$$

onde F_c e F_λ são as medidas do fluxo do contínuo e da linha respectivamente, W_{λ_o} é a largura equivalente da linha para o comprimento de onda λ_o .

As abundâncias dos elementos mais pesados do que o He são usualmente definidas com relação ao H e são expressas como o logaritmo decimal da quantidade de partículas por unidade de volume, à do H:

$$A(X) = \log_{10} \left(\frac{N_X}{N_H} \right) + 12 \quad (3.2)$$

fazendo a transformação logarítmica obtemos diretamente a relação de N_X/N_H ,

$$\left(\frac{N_X}{N_H} \right) = 10^{A(X)+12} \quad (3.3)$$

onde $A(X)$ representa a abundância do elemento de interesse. As abundâncias de elementos químicos serão apresentadas também normalizadas em relação à abundância solar:

$$\left[\frac{X}{Fe} \right] = \log \left(\frac{X}{Fe} \right)_* - \log \left(\frac{X}{Fe} \right)_\odot \quad (3.4)$$

onde $[Fe/H]$ representa a abundância do ferro relativa à abundância do hidrogênio (metalicidade), $[X/Fe]$ é a abundância do elemento “X” relativa ao ferro e $A(X)_\odot$ é abundância solar. Neste trabalho foram adotadas as abundâncias solares de [Asplund et al. \(2005\)](#).

3.1.1 Mecanismos de alargamento das linhas Espectrais

Existem três processos principais que são responsáveis pelo alargamento de uma linha espectral, e estes são o alargamento natural, alargamento Doppler e o alargamento Colisional.

- **Alargamento Natural:** A energia de um elétron que se encontra num determinado nível atômico é dada pelo princípio da incerteza de Heisenberg, como sendo proporcional ao inverso do tempo de vida naquele nível. Assim, um grupo de átomos irá produzir linhas de absorção ou emissão com uma faixa mínima de variação nas frequências dos fótons, chamada largura natural,

$$\frac{\Delta E}{h} \propto \frac{1}{\Delta t} \quad (3.5)$$

onde h é a constante de Planck.

- **Alargamento Doppler térmico:** Esse processo depende da temperatura e da composição química do gás. As partículas em um gás movem-se aleatoriamente, e os movimentos dos átomos ao longo da linha de visada resultam em deslocamentos Doppler na radiação emitida ou absorvida.

$$\Delta\lambda_D = \frac{v_0}{c} \lambda_0 = \frac{v_0}{c} \left(\frac{2kT}{m} \right)^{1/2} \quad (3.6)$$

onde $\Delta\lambda_D$ é referido à diferença no deslocamento da linha observada em relação a λ_0 que é o comprimento de onda da linha sem nenhum deslocamento (obtida no laboratório), c a velocidade da luz, v_0 a velocidade mais provável, k a constante de Boltzmann, T é a temperatura da fotosfera estelar e m a massa do átomo.

- **Alargamento Colisional:** Os níveis de energia de um átomo são perturbados (ou seja, deslocados) por partículas vizinhas, principalmente as carregadas, como íons e elétrons. Em um gás, essas perturbações são aleatórias e causam alargamento das linhas espectrais. Quanto maior a densidade de partículas (e, portanto, a pressão) do gás, maior a largura das linhas espectrais. Esse é o processo mais importante no alargamento de linhas muito intensas como H_α , H_β , etc.

A mudança de energia de um nível perturbado dado por uma colisão é descrito por: $\Delta E \propto R^{-n}$, R descreve a separação entre as partículas perturbadora e absorvedora, n é a ordem da separação. Quando $n = 2$, ΔE , temos o efeito Stark linear que resulta da interação entre a transição de um átomo e prótons/elétrons (afeta principalmente às linhas do hidrogênio). Se $n = 4$ temos o efeito Stark quadrático, que é o resultado da interação entre a partícula emissora e o perturbador (íons/elétrons), este efeito é importante em estrelas quentes e na maioria das linhas espectrais. Se $n = 6$ temos o efeito de van der Waals ou damping que é mais comum em estrelas frias o perturbador neste efeito é o hidrogênio neutro atuando sobre o átomo que faz a transição. Os efeitos Stark quadráticos e van der Waals estão escritos como:

$$\log\gamma_4 = 19 + \frac{2}{3}\log C_4 + \log P_e - \frac{5}{6}\log T \quad (3.7)$$

onde, C_4 é uma constante de iteração medida em laboratório para varias linhas, P_e é a pressão eletrônica e T a temperatura.

$$\log\gamma_6 = \log cte + 0.4\log C_6 + \log P_g - 0.7\log T \quad (3.8)$$

Onde C_6 constante de iteração, P_g pressão de gás e T a temperatura.

- **Alargamento por rotação:** este efeito é produzido pela rotação da estrela denotado como $v\sin(i)$, se a estrela apresenta maior rotação a linha vai ter maior alargamento.

Outros efeitos a escala microscópica, com é o caso do Efeito Zeeman, que descreve o desdobramento de linhas na presença de um campo magnético, também contribuem no alargamento de linhas. Adicionalmente, os perfis instrumentais também contribuem para o alargamento de linhas.

3.2 Determinação dos parâmetros estelares

Conforme mencionado na seção 3.1.1, para se determinar as abundâncias dos elementos químicos na atmosfera estelar devemos conhecer os parâmetros fundamentais que caracterizam as estrelas estudadas, estes são: a temperatura efetiva (T_{eff}), a gravidade superficial ($\log g$), a velocidade de microturbulência (ξ) e metalicidade ($[M/H]$). A seguir faremos uma discussão da metodologia utilizada para determinar os parâmetros estelares das estrelas de nossa amostra.

3.2.1 Estrelas de NGC 2420

Os parâmetros estelares para as estrelas estudadas do aglomerado aberto NGC 2420 foram determinados anteriormente em [Souto et al. \(2016\)](#); a seguir faremos uma breve descrição de como foram obtidos estes parâmetros.

Temperaturas efetivas

As temperaturas efetivas foram determinadas a partir das magnitudes 2MASS (Two Micron All Sky Survey; [Cutri et al., 2003](#)) J, H e K_s , que estão relacionadas com as

temperaturas de estrelas gigantes vermelhas através das calibrações fotométricas de [González Hernández & Bonifacio \(2009\)](#) a partir da equação,

$$\theta_{eff} = b_0 + b_1X + b_2X^2 + b_3X[Fe/H] + b_4[Fe/H] + b_5[Fe/H]^2 \quad (3.9)$$

onde, $T_{eff} = 5040/\theta_{eff}$, os valores X representam as cores $V - J$, $V - H$, $V - K_s$ e $J - K_s$ e as constantes b_0 , b_2 , b_3 , b_4 e b_5 em cada caso podem ser encontradas em [González Hernández & Bonifacio \(2009\)](#). As magnitudes V das estrelas foram obtidas a partir dos catálogos UCAC4 ([Zacharias et al., 2013](#)), NOMAD ([Zacharias et al., 2005](#)) e [Anthony-Twarog et al. \(2006\)](#).

Foram feitas as correções de avermelhamento para cada estrela, utilizando as transformações fotométricas encontradas em [Schlegel et al. \(1998\)](#) e [Carpenter \(2001\)](#), sendo que o valor do avermelhamento utilizado foi $E(B - V) = 0.05$ ([Salaris et al., 2004](#); [Grocholski & Sarajedini, 2003](#); [Anthony-Twarog et al., 2006](#)). A temperatura efetiva final de cada estrela foi obtida pela média das temperaturas efetivas (T_{eff}) das quatro cores $V - J$, $V - H$, $V - K_s$ e $J - K_s$, e os erros correspondentes são os desvios padrão da média obtida encontram-se na Tabela 2.3.

Gravidades superficiais

As gravidades superficiais das estrelas estudadas em NGC 2420 foram obtidas a partir da equação:

$$\log g = \log g_{\odot} + \log \left(\frac{M_{\star}}{M_{\odot}} \right) + 4 \log \left(\frac{T_{\star}}{T_{\odot}} \right) + 0.4(M_{bol,\star} - M_{bol,\odot}) \quad (3.10)$$

onde os valores dos parâmetros solares utilizados são: $\log g = 4.437$ dex, $T_{eff,\odot} = 5770$ e a magnitude bolométrica $M_{bol,\odot} = 4.75$ ([Andersen, 1999](#)). As temperaturas efetivas adotadas são aquelas encontradas na Tabela 2.3.

As massas adotadas para as estrelas são $\sim 1.6M_{\odot}$, esses valores foram determinados utilizando as isócronas PARSEC ([Bressan et al., 2012](#)) para o aglomerado NGC 2420, cuja idade é de ~ 2 Giga-anos [Sharma et al. \(2006\)](#), e considerando a metalicidade do aglomerado de $[M/H] = -0.20$ dex ([Jacobson et al., 2011](#)).

As magnitudes bolométricas das estrelas estudadas foram determinadas a partir das magnitudes absolutas e das correções bolométricas de [Montegriffo et al. \(1998\)](#), e utilizando o módulo da distância do aglomerado obtido em [Salaris et al. \(2004\)](#) e cujo valor é

$(m - M)_o = 11.94$. Os valores de $\log g$ obtidos para as estrelas encontram-se na Tabela 2.3.

Metalicidades e Velocidades de Microturbulência

O elemento que é tipicamente considerado como um indicador de metalicidade devido a sua abundância (embora não seja o elemento mais abundante) e grande quantidade de níveis de energia é o ferro. As linhas consideradas para as medidas da abundância de ferro nos espectros APOGEE de estrelas gigantes vermelhas são as linhas do Fe I. Souto et al. (2016) utilizaram a mesma metodologia e lista de linhas de Fe I que o trabalho de Smith et al. (2013); tendo este último feito uma análise manual de estrelas gigantes “benchmark” observadas pelo APOGEE.

Foram utilizadas nove linhas de Fe I (Tabela 3.6) com a finalidade de determinar de maneira conjunta a metalicidade e a velocidade de microturbulência de cada estrela. A metodologia consiste em medir a abundância do ferro para cada uma das linhas de Fe I para diferentes valores de velocidades de microturbulência (ξ) através do método de síntese espectral, sendo que o valor da velocidade de microturbulência adotado será aquele que produza a menor dispersão entre as abundâncias de ferro das linhas individuais. (Ver um exemplo na Figura 3.2 na Seção 3.2.2). Os parâmetros adotados para as estrelas do NGC 2420 são apresentados na Tabela 2.3.

3.2.2 Estrelas de NGC 6705

A determinação dos parâmetros estelares para as estrelas pertencentes ao aglomerado aberto NGC 6705 seguiu fundamentalmente uma metodologia similar a análise das estrelas do aglomerado aberto NGC 2420 apresentada em Souto et al. (2016) e discutida na Seção 3.2.1.

Temperaturas efetivas

Para determinar as temperaturas efetivas obtivemos os valores da magnitude V para as estrelas dos trabalhos anteriores da literatura tais como: Cantat-Gaudin et al. (2014), Tautvaišienė et al. (2015), Casamiquela et al. (2016) e de Zacharias et al. (2005). As correções

de avermelhamento foram obtidas de [Bilir et al. \(2008\)](#):

$$A_J = 0.887 * E(B - V) \quad (3.11)$$

$$A_H = 0.565 * E(B - V) \quad (3.12)$$

$$A_{K_s} = 0.382 * E(B - V) \quad (3.13)$$

onde o valor adotado para o avermelhamento do aglomerado NGC 6705 foi $E(B - V) = 0.4$ ([Cantat-Gaudin et al., 2018](#)).

As cores J, H e K_s das estrelas de NGC 6705 encontram-se na Tabela 2.2; as temperaturas efetivas determinadas a partir de cada cor e as temperaturas efetivas finais adotadas (representadas pelas temperaturas médias e o desvio padrão da média) podem ser encontrados na Tabela 3.1. Os resultados de temperatura efetiva obtidos a partir das diferentes cores são bastante consistentes e o desvio padrão tem valor típico para erros em escalas de temperatura efetivas. Notamos que os erros são também similares aos encontrados por [Souto et al. \(2016\)](#) para as estrelas de NGC 2420.

Tabela 3.1: Temperaturas efetivas para as cores V-J, V-H, V- K_s e J- K_s

Estrela	T_{eff} (V-J)	T_{eff} (V-H)	T_{eff} (V- K_s)	T_{eff} (J- K_s)	$\langle T_{eff} \rangle$	$\sigma(\langle T_{eff} \rangle)$
2M18510399-0620414	4599.23	4600.90	4650.86	4754.32	4651.33	62.98
2M18511048-0615470	4569.70	4657.65	4637.98	4789.48	4663.71	79.62
2M18505494-0616182	4734.70	4692.33	4715.04	4632.28	4693.59	38.44
2M18510661-0612442	4706.78	4733.87	4744.64	4801.31	4746.65	34.44

Gravidades superficiais

Para a determinação das gravidades superficiais, obtivemos as massas das estrelas utilizando as isócronas PARSEC ([Bressan et al., 2012](#)) cujo valor é $\sim 3.2 M_\odot$ e considerando uma idade para o aglomerado de 0.316 Giga-anos ([Cantat-Gaudin et al., 2018](#)) e considerando uma metalicidade de $[M/H] = +0.10$ dex. Foram utilizadas as correções bolométricas de [Montegriffo et al. \(1998\)](#) e o módulo da distância adotada foi de $(m-M)_o = 11.45$ que é próximo ao valor médio obtido utilizando as distâncias obtidas utilizando as paralaxes do Gaia-DR2.

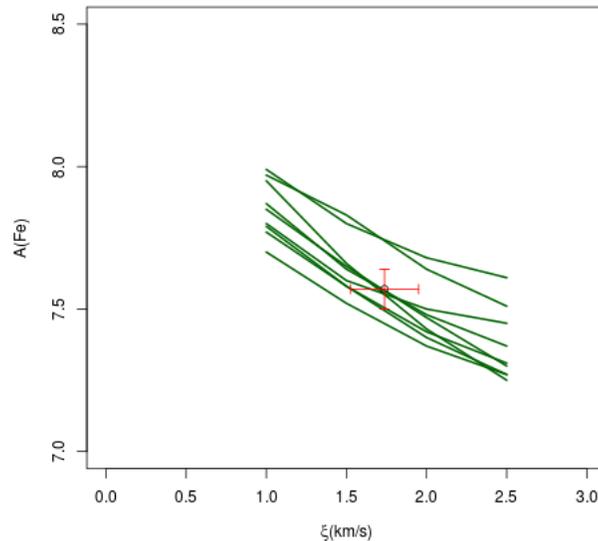


Figura 3.2: Abundâncias do Fe I como função da velocidade de microturbulência para a estrela 2M18505494-0616182. Cada uma das curvas representa uma linha do Fe I.

Metalicidades e velocidades de microturbulência

A determinação das abundâncias de Fe (metalicidades) e das velocidades de microturbulência para as estrelas seguiu a mesma metodologia descrita na seção anterior (Smith et al., 2013; Souto et al., 2016). Na Figura 3.2 mostramos a variação da abundância com a velocidade de microturbulência e o tipo de avaliação que foi utilizada para estimar a velocidade de microturbulência (e metalicidade) neste trabalho. As linhas fortes são mais sensíveis a variação da microturbulência enquanto que as linhas fracas são mais insensíveis a esta variação, porém o conjunto de linhas de Fe I em nossa amostra não apresenta linhas que sejam muito fracas (estas seriam mais horizontais) de forma que o valor estimado para o parâmetro de microturbulência (e metalicidade) fica então definido pelo menor desvio apresentado nas abundâncias das diferentes linhas de Fe I.

3.2.3 Estrelas de NGC 6819 e Estrelas de Campo

Conforme discutido anteriormente estamos re-analisando algumas das estrelas que foram originalmente estudadas em Cunha et al. (2017), com o objetivo de avaliar possíveis diferenças sistemáticas entre este estudo anterior e os resultados de abundância do elemento Ce obtidos neste trabalho. Assim sendo, optamos por não re-determinar os parâmetros

estelares para as estrelas para uma comparação mais direta.

Temperaturas efetivas e gravidades superficiais

Os parâmetros estelares adotados para este conjunto de estrelas foram obtidos diretamente do trabalho de [Cunha et al. \(2017\)](#). Para as estrelas de campo e do aglomerado NGC 6819, [Cunha et al. \(2017\)](#) utilizaram os parâmetros estelares (T_{eff} , $\log g$, e metalicidade) espectroscópicos que foram calculados automaticamente pelo ASPCAP para o DR13, enquanto que para o subgrupo de estrelas pobres em metais, e enriquecidas em N e Al, as temperaturas efetivas foram obtidas do DR13 (com exceção da estrela 2M16011638-1201525 que foi obtida em [Hasselquist et al., 2016](#)). Por outro lado, as gravidades superficiais das estrelas foram determinadas usando isócronas PARSEC para uma idade de 8 Gigaaños ([Bressan et al., 2012](#)). A não utilização das gravidades espectroscópicas (calibradas) do ASPCAP para estas estrelas extremamente ricas em N e Al deveu-se a uma forte inconsistência nos valores de $\log g$ obtidos pelo ASPCAP. Acredita-se que isto aconteceu dada a química fortemente peculiar destas estrelas. Este efeito ainda não foi bem compreendido pelo time do ASPCAP e não foi corrigido ainda em DR14. Espera-se, entretanto, que este problema possa ser corrigido em versões futuras.

Metalicidades e velocidades de microturbulência

As abundâncias de ferro e velocidades de microturbulência foram determinadas manualmente e usando as mesmas linhas individuais de Fe I que foram utilizadas neste trabalho e para as estrelas de NGC 6705, sempre seguindo a mesma metodologia de [Smith et al. \(2013\)](#). Os parâmetros estelares, metalicidades, velocidades de microturbulência adotados para as estrelas analisadas encontram-se na Tabela 2.4.

3.3 Modelos de atmosferas

A atmosfera estelar é definida como a parte externa de uma estrela e é desta região da estrela que recebemos a radiação que contribui diretamente para o espectro observado, já que os fótons provenientes do interior da estrela atravessam esta região. Um modelo de atmosfera é um modelo físico que descreve essas camadas mais externas da estrela através de certos parâmetros que variam com a profundidade das camadas. Estes parâmetros podem

ser escritos em função da profundidade ótica (τ_λ), para um determinado comprimento de onda λ , onde a profundidade ótica é uma quantidade adimensional que determina a fração da intensidade irradiada por uma determinada camada, naquele comprimento de onda sem ser absorvida até atingir a superfície estelar; então, quanto maior é a profundidade ótica, se tem maior absorção da fração da intensidade irradiada.

Os modelos de atmosferas estelares utilizados neste trabalho são modelos unidimensionais que foram gerados pelo código ATLAS9 (Kurucz, 1993). Atualmente, a grade de modelos de atmosferas do Kurucz pode ser obtida em: <http://kurucz.harvard.edu/grids.html>. A grade de modelos utilizada neste trabalho foi ODFNEW (Castelli & Kurucz, 2004).

Estes modelos baseiam-se na aproximação plano-paralela para a atmosfera estelar, estratificada em 72 camadas e na validade do Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL). Supondo que a fotosfera estelar é dividida em sucessivas camadas, dentro das quais são válidas a equação de equilíbrio hidrostático (onde a pressão é balanceada pela gravidade), e a aproximação do ETL, onde as propriedades de uma região são descritas a partir da:

- Distribuição de velocidades para partículas de massa m dada pela equação de Maxwell-Boltzmann

$$n_v dv = N \left[\frac{m}{2\pi kT} \right]^{3/2} 4\pi v^2 e^{-\frac{1}{2}mv^2/kT} dv \quad (3.14)$$

onde N é o número de densidade total, k é a constante de Boltzmann, $n_v = dn/dv$ e T é a temperatura dada em K. Esta equação vai determinar a natureza randômica das diferentes colisões que sofrem as partículas em uma atmosfera estelar.

- Distribuição dos íons/átomos sobre os estágios de ionização dada pela equação de Saha

$$\frac{N_{r+1}}{N_r} = \frac{1}{n_e} \frac{2g_{r+1}}{g_r} \frac{(2\pi mk)^{3/2}}{h^3} T^{3/2} e^{-\chi_r/kT} \quad (3.15)$$

para dois estágios de ionização consecutivos r e $r + 1$, sendo χ_r a energia de ionização, fornecendo assim as populações relativas entre dois estágios adjacentes de ionização e onde N_r e N_{r+1} a densidade total da população em dois estágios sucessivos de ionização, g_r e g_{r+1} o peso estatístico dos níveis fundamentais, k constante de Boltzmann, T temperatura (K), h a constante de Planck.

- Distribuição dos íons/átomos nos estados de excitação dada pela equação de Boltzmann,

$$\frac{N_{r,s}}{N_{r,t}} = \frac{g_{r,s}}{g_{r,t}} e^{-(\chi_{r,s}-\chi_{r,t})/kT} \quad (3.16)$$

para os níveis de excitação s e t do estágio de ionização r , sendo $\chi_{r,s}$ e $\chi_{r,t}$ as energias de excitação desde o nível fundamental e onde $g_{r,s}$ e $g_{r,t}$ são os pesos estatísticos (número total de possíveis estados quânticos com energia $\chi_{r,s}$ e $\chi_{r,t}$ respectivamente), k a constante de Boltzmann e T a temperatura (K). Esta equação fornece o número de átomos em um estado excitado relativo ao número de átomos no estado fundamental, sendo aplicável tanto a átomos neutros como ionizados.

- Intensidade do campo de radiação pela Função de Planck,

$$I_\nu = S_\nu = B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (3.17)$$

onde h é a constante de Planck, ν a frequência, c a velocidade da luz no vácuo e k a constante de Boltzmann.

3.4 Lista de Linhas

A lista de linhas adotada neste trabalho foi compilada pelo time do ASPCAP (lista de linhas versão 20170418). Uma discussão detalhada de como esta lista de linhas foi construída pode ser encontrada em [Shetrone et al. \(2015\)](#). O método adotado para a construção da lista de linhas entre 1.5 e 1.7 μm consistiu basicamente de duas etapas, uma primeira que consiste em coletar da literatura os valores de $\log(gf)$ (teóricos, de laboratório ou astrofísicos) para as transições moleculares e atômicas que contribuem na região espectral APOGEE e os valores das constantes de *damping*. Uma segunda etapa consistiu na determinação dos valores de $\log(gf)$ e *damping* de maneira automática modificando os valores (gf e *damping*) compilados da literatura até ajustar os espectros do Sol e de Arcturus. É importante ressaltar, entretanto, que os valores de gf das linhas moleculares não foram ajustados e que estes foram adotados das seguintes referências: para as linhas de CO de [Goorvitch \(1994\)](#); para as linhas de CN de [Kurucz \(CD-ROM 18\)](#) e [Meléndez & Barbuy \(1999\)](#), e para as linhas de OH de [Goldman et al. \(1998\)](#).

A lista de linhas do ASPCAP versão 20170418 é mais recente do que aquela que foi utilizada no DR14; em particular, a lista de linhas usada no DR14 não continha transições dos elementos cério e neodímio, que foram descobertas nos trabalhos de [Cunha et al. \(2017\)](#) e [Hasselquist et al. \(2016\)](#), respectivamente.

Em [Cunha et al. \(2017\)](#) os valores de gf das linhas do Ce II foram determinadas

de maneira astrofísica, ou seja, utilizando a estrela αBoo (Acturus) como referência e dada uma abundância de cério calculada a partir de linhas de Ce II no ótico que tinham valores de gf de laboratório e bem determinados. Este foi o caso para todas as linhas de Ce II, exceto para a linha de Ce II λ 16327.320A, que não é observada no espectro de Arcturus e que somente pode ser medida no espectro da estrela pobre em metais e muito enriquecida em cério 2M16011638-1201525. Esta mesma estrela serviu como estrela de referência para obter os $\log gf$ astrofísicos para todas as linhas do Nd II em (Hasselquist et al., 2016), já que as linhas do Nd II não puderam ser medidas nos espectros de Arcturus (nem do Sol). A lista de linhas das linhas de Ce II analisadas neste trabalho encontram-se na Tabela 3.3. A lista de linhas do neodímio na região do APOGEE estão apresentadas na Tabela 3.4. Como veremos no Capítulo 4 nem todas as linhas de Nd II puderam ser medidas nas estrelas deste trabalho dado que elas são bastante fracas.

O arquivo com a lista de linhas contém as colunas que descreveremos a seguir. A primeira coluna contém o comprimento de onda da dada transição, a segunda refere-se à identificação do elemento ou molécula correspondente a cada comprimento de onda, a terceira contém o potencial de excitação (expresso sempre em elétron Volts), a quarta contém o $\log(gf)$ ou gf que refere-se a uma transição particular entre dois níveis de energia em um átomo/íon e a probabilidade de uma dada transição ocorrer, e a quinta coluna referida ao parâmetro de amortecimento de van der Waals C_6 (ou fator para multiplicar um valor C_6 gerado internamente; conhecido como ‘damping’) e a última coluna referida ao potencial de dissociação no caso das moléculas (para o caso dos átomos é irrelevante).

3.5 Geração dos espectros sintéticos

Para computar ou gerar os espectros sintéticos em ETL, utilizamos um dos vários códigos de síntese espectral que se tem na literatura; neste trabalho utilizamos o código MOOG¹ (Snedden (1973)). Conforme mencionado anteriormente, é preciso ter um modelo de atmosferas (Seção 3.3) e uma lista de linhas com os dados atômicos e moleculares das transições (Seção 3.4) que correspondem a um dado intervalo de comprimento de onda a ser modelado.

Para o computo do espectro sintético utiliza-se a tarefa **synth** do código MOOG. Com esta função se pode escolher diferentes opções de alargamento das linhas espectrais

¹O código MOOG pode ser encontrado em <http://www.as.utexas.edu/~chris/moog.html>

tais como: o alargamento gaussiano, rotacional, lorentziano, ou aquele referente a velocidade de macroturbulência. Além destes, o código permite também serem feitas combinações das diferentes opções de alargamentos. Neste trabalho adotamos o alargamento Gaussiano que representa: convolução de perfil instrumental, *vsini* e macroturbulência.

O objetivo final na determinação de abundâncias de um elemento é ajustar o espectro sintético ao espectro observado, este último tendo sido previamente normalizado. O ajuste é realizado variando a abundância do elemento de interesse referente a transição estudada. Caso necessário, podem ser variadas também as abundâncias de outros elementos (com transições presentes na região de interesse) até que se obtenha o melhor ajuste possível entre o espectro sintético e observado.

Os ajustes obtidos para as linhas do Ce II medidas na estrela 2M07381507+2134589 do aglomerado NGC 2420 são mostradas na Figura 3.3. Esta figura contém painéis onde mostramos as oito linhas de Ce II medidas; os pontos pretos representam os espectros APOGEE observados e as linhas cheias representam os espectros sintéticos. Estes gráficos correspondem as saídas do código MOOG e contém informação sobre os modelos de atmosferas utilizados (T_{eff} e $\log g$), a metalicidade adotada e as abundâncias adotadas para alguns dos elementos. As medidas das linhas de Ce II nas outras estrelas da nossa amostra podem ser encontradas na Seção C do apêndice. As linhas do Nd II que foram medidas para a estrela 2M07381507+2134589 são apresentadas na Figura 3.4, para as outras estrelas da amostra ver seção C do apêndice.

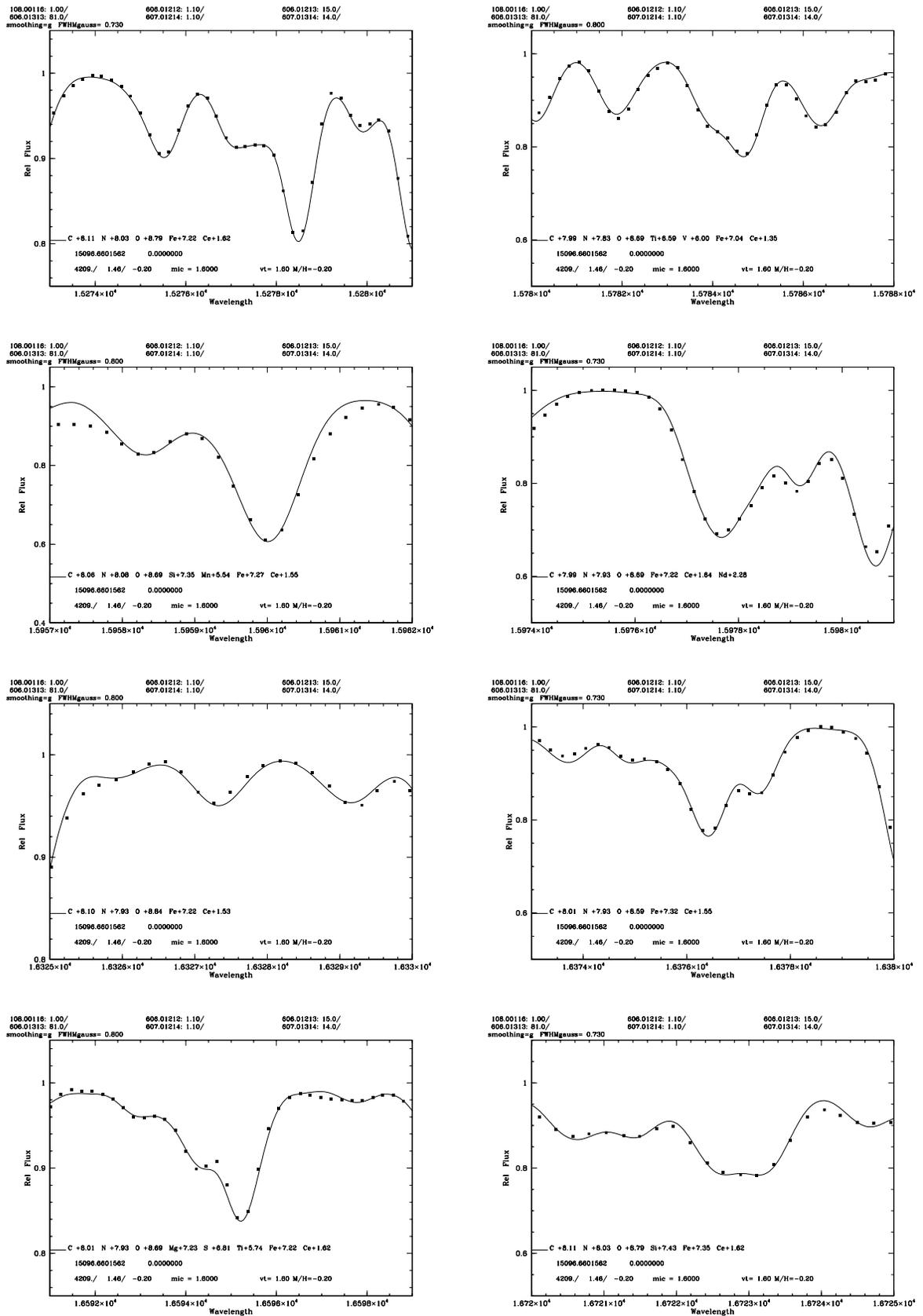


Figura 3.3: Sínteses espectrais das linhas do Ce II na estrela 2M07381507+2134589, os pontos pretos representam o espectro observado e a linha continua representa o espectro sintético correspondendo ao melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

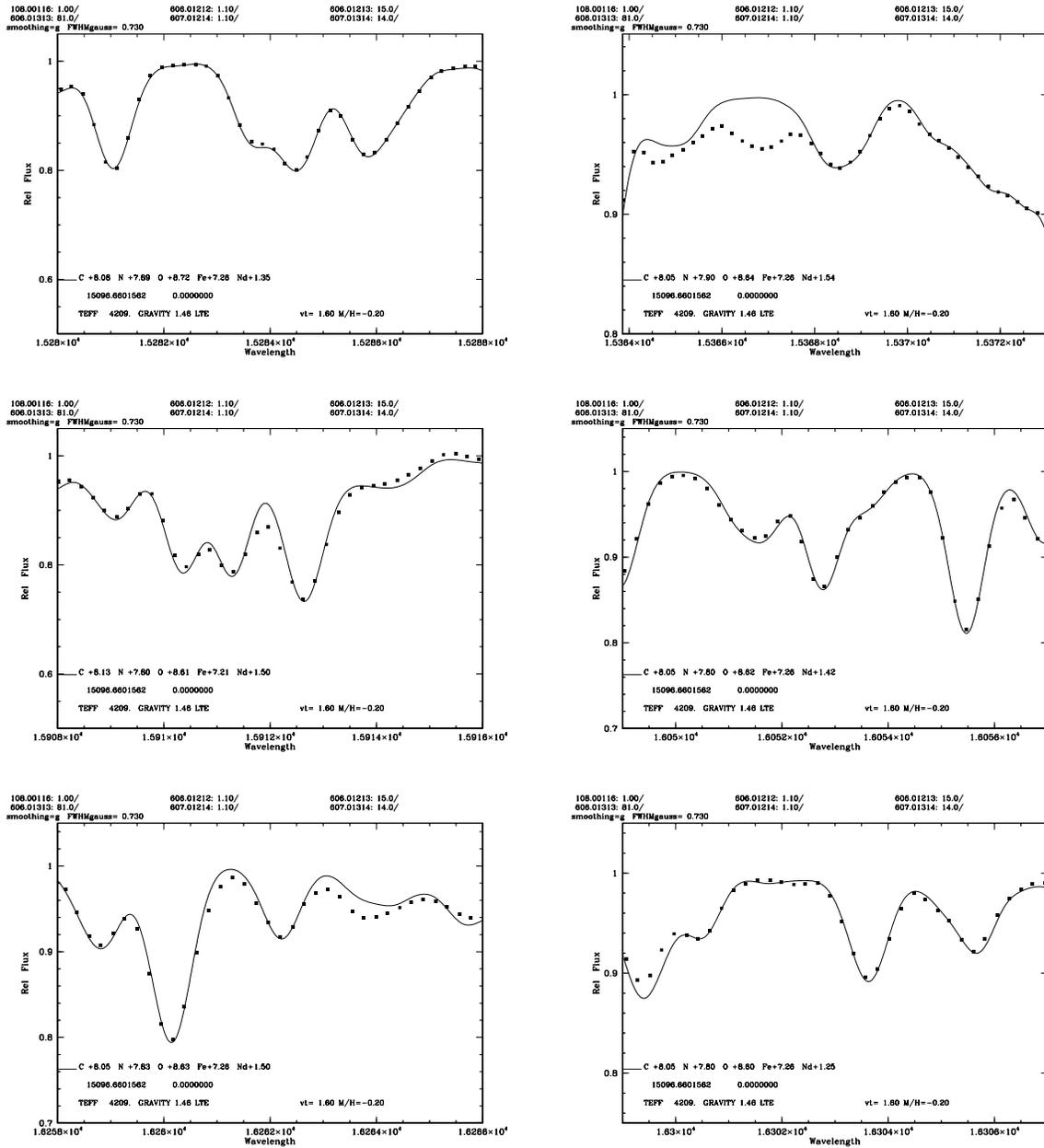


Figura 3.4: Sínteses espectrais das linhas do Nd II na estrela 2M07381507+2134589, os pontos pretos representam o espectro observado e a linha continua representa o espectro sintético correspondendo ao melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

Para as quatro estrelas do aglomerado aberto NGC 6705 determinamos as abundâncias de Fe, C, N, assim como dos elementos- α . A metodologia adotada foi a seguinte: inicialmente utilizamos os valores de abundância dos elementos C, N, O, Fe e a velocidade de microturbulência que foram obtidos pelo ASPCAP DR14 para calcular um espectro sintético, porém adotamos os parâmetros estelares conforme determinados na Seção 3.2.2; Tabela 3.1.

Vale lembrar que a metodologia automática de determinação de abundâncias adotada pelo ASPCAP considera sete parâmetros para ajustar o espectro observado simultaneamente. Neste trabalho os ajustes foram realizados linha a linha e somente variando as abundâncias dos elementos em questão. Para ajustar o espectro observado primeiramente foram medidas as linhas do Fe I (Tabela 3.6) para determinar as velocidades de microturbulência e metalicidades iniciais das estrelas.

O segundo passo foi (usando as metalicidades e velocidades de microturbulência obtidos no passo anterior) determinar as abundâncias do ^{12}C , ^{16}O e ^{14}N , a partir das linhas moleculares $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$, ^{16}OH e $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$. As linhas moleculares de CO, CN, e OH utilizadas na determinação das abundâncias encontram-se na Tabela 3.5. Para ajustar o espectro sintético ao observado primeiramente modificamos a abundância do carbono, ajustando as linhas da molécula de CO e em seguida passamos ao ajuste das linhas de OH, variando a abundância do oxigênio até que fosse possível obter o melhor ajuste possível das linhas de CO e OH. Finalmente, variamos a abundância de N até ajustar as linhas da molécula CN. O anterior reflete um equilíbrio molecular entre estas moléculas, por exemplo quando se faz uma mudança na abundância do carbono imediatamente a abundância do oxigênio é afetada porque a molécula está composta por estes elementos.

Após as determinações das abundâncias de C, N, O e Fe passamos então a determinação das abundâncias dos seguintes **elementos- α** : Mg, Si, Ca e Ti linha por linha. As linhas atômicas, juntamente com seus comprimentos de onda, potenciais de excitação e valores gf , utilizadas nas determinações das abundâncias são apresentadas na Tabela 3.6. Conforme mencionado anteriormente estas linhas atômicas foram primeiramente selecionadas na análise das estrelas gigante vermelhas ‘benchmark’ de [Smith et al. \(2013\)](#).

Os espectros sintéticos (linha verde) que melhor ajustam os espectros observados APOGEE (linha azul) das 4 estrelas estudadas de NGC 6705 estão mostrados nas Figuras 3.5, 3.6, 3.7 e 3.8, respectivamente para os seguintes intervalos de comprimento de onda: 15000 – 15500 Å, 15500 – 16000 Å, 16000 – 16500 Å e 16500 – 17000 Å. As linhas individuais medidas para os elementos estudados encontram-se analisadas.

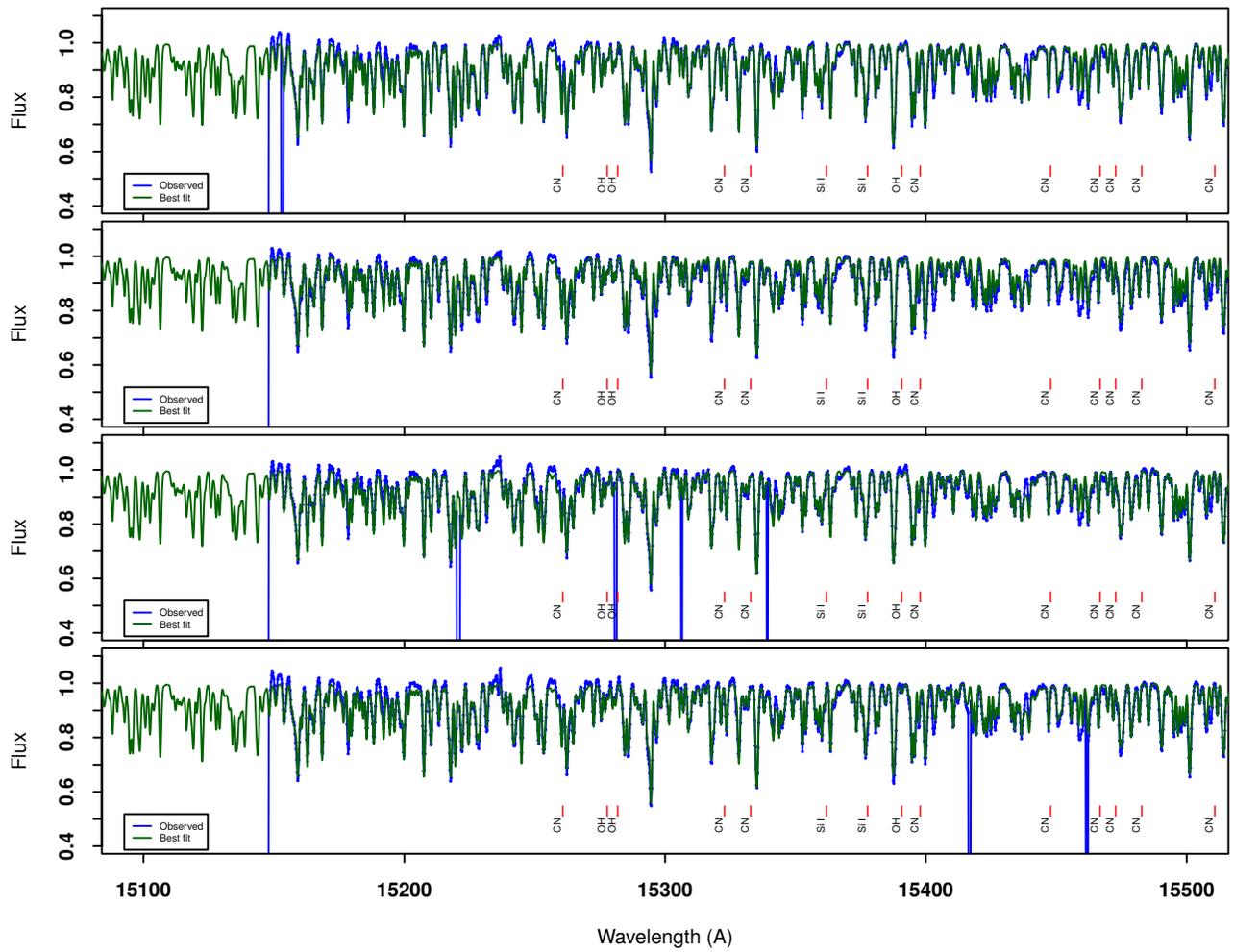


Figura 3.5: Síntese espectral das estrelas 2M18510399-0620414, 2M18511048-0615470, 2M18505494-0616182 e 2M18510661-0612442 (respectivamente de cima para baixo) pertencentes ao aglomerado NGC 6705 na região entre 15100-15500 Å, apresentando as linhas que foram medidas nessa região. A linha azul representa os espectros APOGEE e a linha verde representa o melhor ajuste.

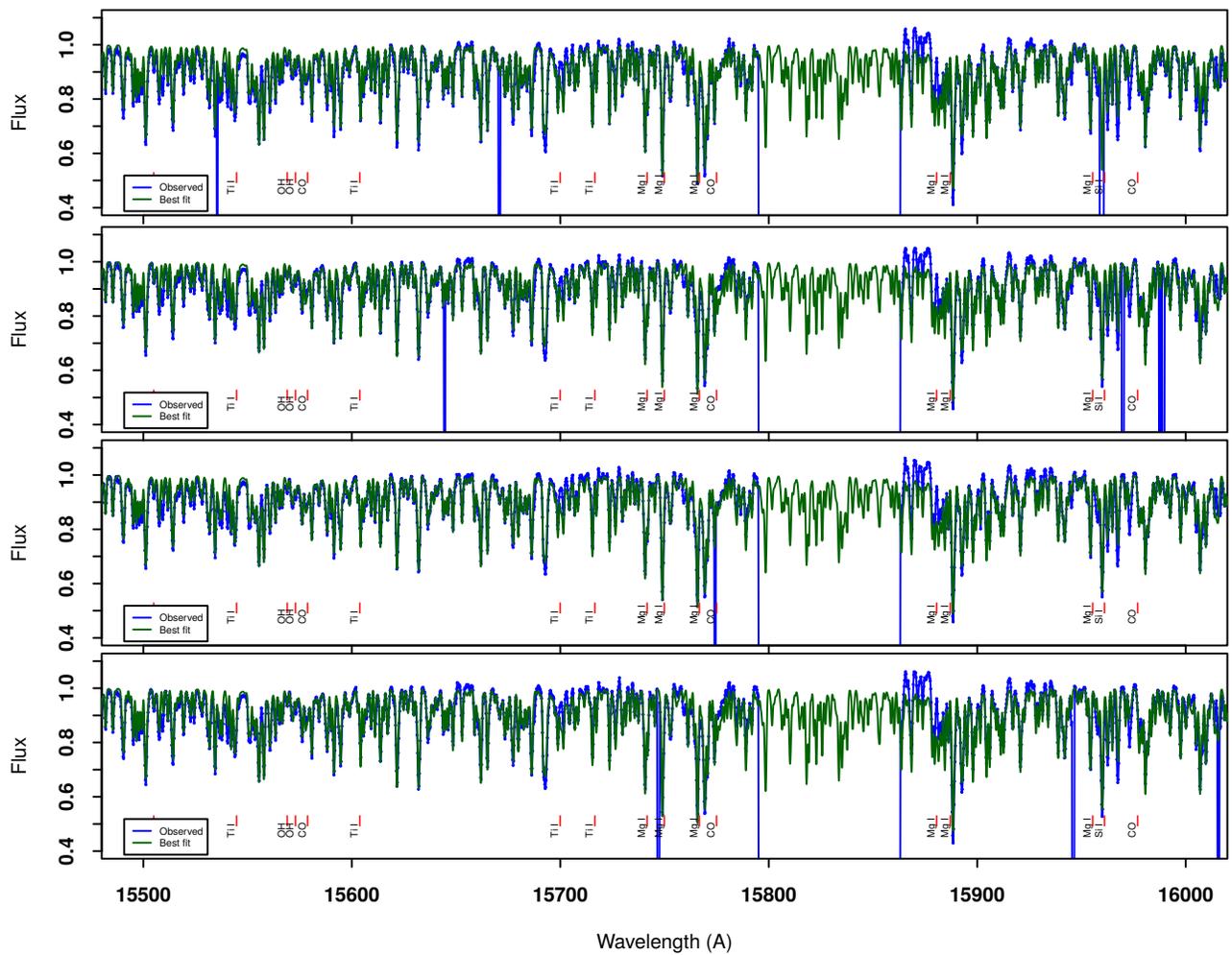


Figura 3.6: Síntese espectral das estrelas 2M18510399-0620414, 2M18511048-0615470, 2M18505494-0616182 e 2M18510661-0612442 (respectivamente de cima para baixo) pertencentes ao aglomerado NGC 6705 na região entre 15500-16000 Å, apresentando as linhas que foram medidas nessa região. A linha azul representa os espectros APOGEE e a linha verde representa o melhor ajuste.

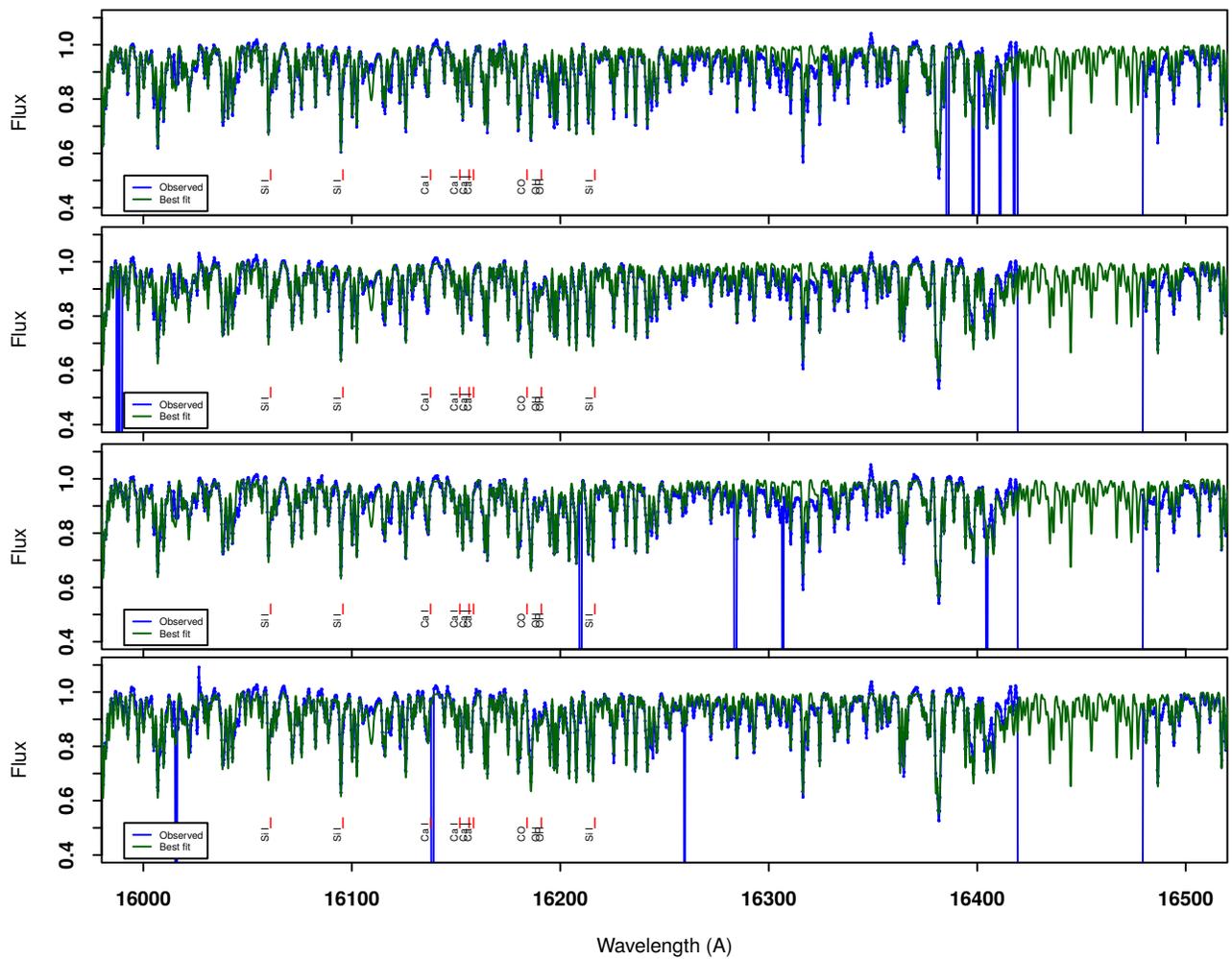


Figura 3.7: Síntese espectral das estrelas 2M18510399-0620414, 2M18511048-0615470, 2M18505494-0616182 e 2M18510661-0612442 (respectivamente de cima para baixo) pertencentes ao aglomerado NGC 6705 na região entre 16000-16500 Å, apresentando as linhas que foram medidas nessa região. A linha azul representa os espectros APOGEE e a linha verde representa o melhor ajuste.

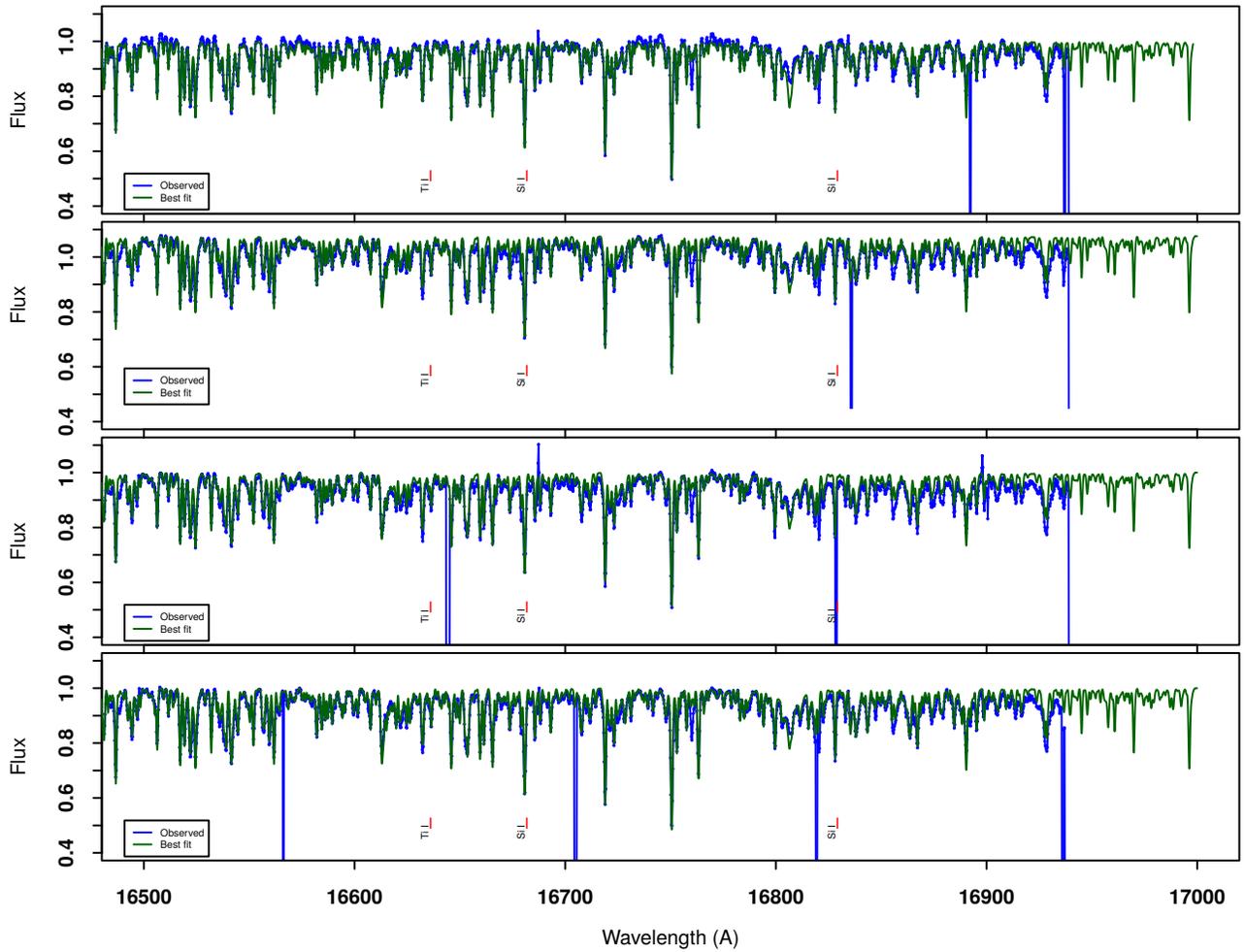


Figura 3.8: Síntese espectral das estrelas 2M18510399-0620414, 2M18511048-0615470, 2M18505494-0616182 e 2M18510661-0612442 (respectivamente de cima para baixo) pertencentes ao aglomerado NGC 6705 na região entre 16500-17000 Å, apresentando as linhas que foram medidas nessa região. A linha azul representa os espectros APOGEE e a linha verde representa o melhor ajuste.

3.6 Incertezas nas abundâncias

As incertezas nas abundâncias dos elementos cério e neodímio, são determinadas pela variação das abundâncias às mudanças da temperatura efetiva, gravidade superficial, microturbulência e metalicidade. Para isto é adotado o modelo base com $T_{eff} = 4900$, $\log g = 2.70$, $[M/H] = -0.2$ como foi adotado em [Souto et al. \(2016\)](#), então medimos as abundâncias do cério utilizando a linha $\lambda 15958$ começando com a variação da temperatura efetiva por +50K, e depois continuamos com as variações da gravidade superficial por +0.20 e usando a microturbulência de 1.40 para uma variação de 0.20, gerando um modelo para

cada variação dos parâmetros estelares. No caso do neodímio a linha utilizada é $\lambda 15284$. Na Tabela 3.7 apresentamos as incertezas das abundâncias dos elementos cério e neodímio medidos neste trabalho. As somas das quadraturas dos erros dos parâmetros para o Ce e Nd são 0.10 e 0.12 respectivamente, para o Ce os valores mais altos são pela T_{eff} e $\log g$ e para o Nd o $\log g$ é que apresenta maior sensibilidade. As dispersões linha a linha são apresentadas na seção 4.

Tabela 3.2: Parâmetros estelares das estrelas do NGC 6705

Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$ (cm-s^{-2})	[Fe/H]	ξ (km-s^{-1})
2M18510399-0620414	4651.33 ± 62.98	2.21	0.17	1.6
2M18511048-0615470	4663.71 ± 79.62	2.13	0.04	1.7
2M18505494-0616182	4693.59 ± 38.44	2.21	0.12	1.75
2M18510661-0612442	4746.65 ± 34.44	2.19	0.18	1.8

Tabela 3.3: Linhas do Ce II

$\lambda_{Ar}(\text{\AA})$	$\lambda_{\alpha Boo}(\text{\AA})$	$\chi(\text{eV})$	$\log(gf)$
15277.650	15277.610	0.609	-1.94
15784.750	15784.786	0.318	-1.54
15958.400	15958.390	0.470	-1.71
15977.120	15977.120	0.232	-2.10
16327.320	...	0.561	-2.40*
16376.480	16376.460	0.122	-1.79
16595.180	16595.233	0.122	-2.19
16722.510	16722.600	0.470	-1.65

(*) O valor do gf para esta linha foi medido usando uma das estrelas enriquecidas em N que foi analisada previamente em [Fernández-Trincado et al. \(2016\)](#).

Tabela 3.4: Linhas do Nd II

$\lambda_{Ar}(\text{\AA})$	$\chi(\text{eV})$	$\log(gf)$
15284.461	0.680	-2.13
15368.143	1.264	-1.55
15912.288	0.551	-2.39
15977.952	1.121	-2.47
16053.628	0.745	-2.20
16262.043	0.986	-1.99
16303.785	0.860	-2.11
16382.925	1.545	-1.48
16558.213	0.933	-2.40
16634.667	1.136	-2.37

Tabela 3.5: Linhas usadas para determinar as abundâncias de C, N, O

	Linha moleculares	λ (\AA)
$^{12}\text{C}^{16}\text{O}$	(3-0) V-R	15578-15586
	(4-1) V-R	15774-15787
	(5-2) V-R	15976-16000
	(6-3) V-R	16183-16196
^{16}OH	(2-0) P1 9.5	15277-15282
	(3-1) P2 3.5	15390-15392
	(3-1) P2 4.5	15504-15507
	(2-0) P2 11.5	15568-15573
	(3-1) P2 9.5	16189-16193
$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	(1-2) Q2 41.5	15260.
	(1-2) P2 34.5	15322.
	(1-2) R2 56.5	15397.
	(0-1) R1 68.5	15332.
	(0-1) P2 49.5	15410.
	(0-1) Q2 59.5	15447.
	(0-1) Q1 60.5	15466.
	(1-2) P2 38.5	15472.
	(0-1) P1 51.5	15482

Tabela 3.6: Linhas atômicas dos elementos

Elemento	λ (Å)	χ (eV)	$\log(gf)$
Fe I	15194.492	2.223	-4.779
	15207.526	5.385	0.080
	15395.718	5.620	-0.341
	15490.339	2.198	-4.807
	15648.51	5.426	-0.701
	15964.867	5.921	-0.128
	16040.657	5.874	0.066
	16153.247	5.351	0.743
	16165.032	6.319	0.723
Mg I	15740.716	5.931	-0.262
	15748.900	5.932	0.276
	15765.800	5.933	0.504
	15879.500	5.946	-1.248
	15886.200	5.946	-1.555
	15889.485	5.946	-2.013
	15954.477	6.588	-0.807
Si I	15361.161	5.954	-1.925
	15376.831	6.222	-0.649
	15833.602	6.222	-0.168
	15960.063	5.984	0.107
	16060.009	5.954	-0.566
	16094.787	5.964	-0.168
	16215.670	5.964	-0.665
	16680.770	5.984	-0.14
	16828.159	5.984	-1.102
Ca I	16136.823	4.531	-0.552
	16150.763	4.532	-0.229
	16155.236	4.532	-0.619
	16157.364	4.554	-0.208
Ti I	15543.756	1.879	-1.12
	15602.842	2.267	-1.643
	15698.979	1.887	-2.06
	15715.573	1.873	-1.25
	16635.161	2.345	-1.807

Tabela 3.7: Incertezas das abundâncias

Elemento	ΔT_{eff} (+50 K)	$\Delta \log g$ (+0.20 dex)	$\Delta \xi$ (+0.20 Km/s)	ΔM (+0.20 dex)	σ
Ce	+0.06	+0.06	+0.04	+0.04	0.101
Nd	+0.06	+0.07	+0.05	+0.06	0.121

4.1 Abundâncias de cério e neodímio

Comparações com a literatura

As abundâncias das linhas individuais de Ce II obtidas para as estrelas da amostra estudadas neste trabalho são apresentadas nas Tabelas 4.1, 4.2, 4.3 e 4.4, respectivamente para as estrelas pertencentes aos aglomerado abertos NGC 2420, NGC 6705, NGC 6819, e para as estrelas do campo. Os valores de abundância que aparecem entre parêntesis nas tabelas indicam que a medida é considerada incerta. Uma das linhas do Ce II $\lambda 16327.320 \text{ \AA}$ é muito fraca em quase todas as estrelas dos aglomerados NGC 2420, NGC 6705 e uma das estrelas do NGC 6819, mas na maioria das estrelas muito enriquecidas em N e Al esta linha é forte pois estas estrelas são ricas em Ce. A linha de Ce II em 15784.750 \AA foi desconsiderada na maioria das estrelas analisadas pois esta apresentou uma abundância de Ce muito baixa em relação as outras linhas.

As abundâncias médias de cério (correspondendo a média dos valores de abundâncias das linhas individuais) e os desvios padrão das médias para cada aglomerado também são apresentadas nas Tabelas 4.1, 4.2, 4.3. A abundância média de Ce obtida para o aglomerado aberto NGC 2420 é $\langle A(\text{Ce}) \rangle = 1.60 \pm 0.06$, para NGC 6705 é $\langle A(\text{Ce}) \rangle = 1.80 \pm 0.09$ e para NGC 6819 é $\langle A(\text{Ce}) \rangle = 1.55 \pm 0.01$ (duas estrelas).

Conforme mencionado anteriormente, duas estrelas do aglomerado aberto NGC 6819

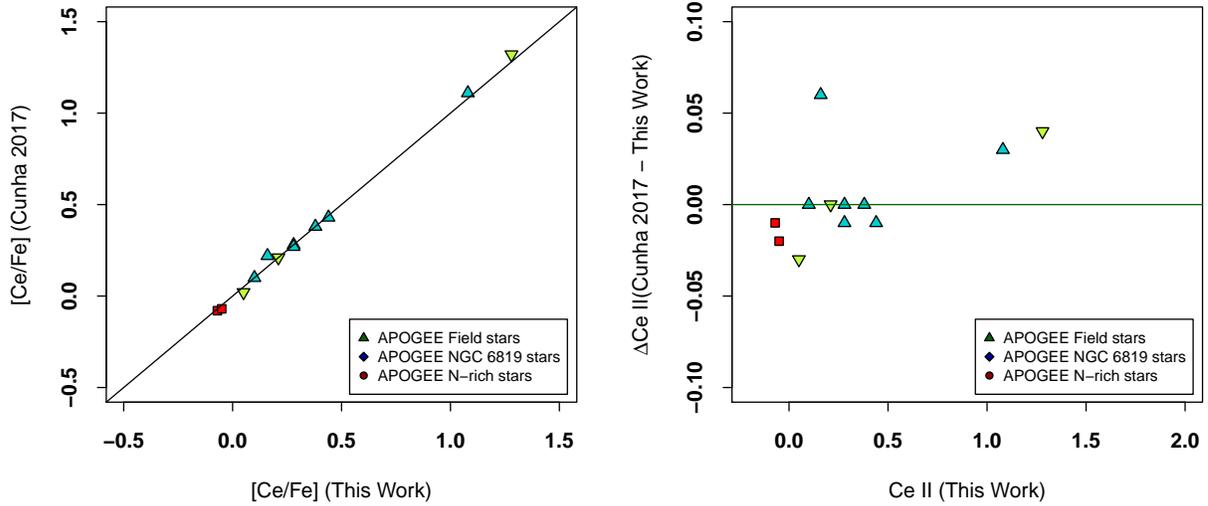


Figura 4.1: Comparação entre as $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ das estrelas do NGC 6819 e as estrelas de campo analisadas neste trabalho com as analisadas em Cunha et al. (2017).

e uma pequena amostra de estrelas de campo foram previamente analisadas no trabalho de Cunha et al. (2017), este último obteve os espectros APOGEE de DR13, enquanto aqui analisamos estas estrelas como uma amostra de controle, porém usando os espectros de DR14. Não se espera, entretanto, que as reduções em DR13 e DR14 produzam diferenças significativas nos espectros reduzidos, sendo assim quaisquer diferenças nas abundâncias entre os dois estudos estariam ligadas as incertezas nas determinações e possíveis diferenças sistemáticas entre as análises. As comparações das abundâncias de cério relativas ao ferro obtidas para as estrelas em comum com Cunha et al. (2017) são mostradas na Figura 4.1. No painel da esquerda mostramos as comparações diretas das abundâncias de Ce determinadas e no da direita a diferença entre as abundâncias de Cunha et al. (2017) e aquelas obtidas neste trabalho como função da abundância de Ce. As diferenças entre as abundâncias são tipicamente menores do que 0.05 dex (exceto para um caso). Esta comparação indica um bom acordo entre as determinações. Existe talvez uma pequena diferença sistemática com tendência que é dependente da abundância de Ce, porém nada significativo.

Similarmente ao que foi discutido para o elemento cério, as Tabelas 4.5, 4.7, 4.7 e 4.6 apresentam os valores das abundâncias individuais da linhas de Nd II para as estrelas da amostra, respectivamente para as estrelas pertencentes aos aglomerados abertos NGC 2420, NGC 6705, NGC 6819, e para as estrelas do campo. As abundâncias médias de Nd e os

respectivos desvios padrão das médias são: $\langle A(\text{Nd}) \rangle = 1.48 \pm 0.08$, $\langle A(\text{Nd}) \rangle = 1.75 \pm 0.11$, e $\langle A(\text{Nd}) \rangle = 1.56 \pm 0.09$, respectivamente para os aglomerados abertos NGC 2420, NGC 6705 e NGC 6819.

As linhas do Nd II na região do APOGEE são em sua maioria muito fracas e difíceis de serem medidas; fato que também foi discutido no trabalho de [Hasselquist et al. \(2016\)](#). Isto pode ser percebido ao verificar nas tabelas o número relativamente menor (quando comparado as linhas de Ce II) de linhas individuais de Nd II que puderam ser medidas nas estrelas da amostra; somente em uma das estrelas (2M16011638-1201525) foi possível medir todas as linhas de Nd II.

A abundância de neodímio na estrela de nossa amostra que é muito enriquecida em N e Al (2M16011638-1201525) foi também determinada de maneira independente no trabalho de ([Hasselquist et al., 2016](#)). Neste último, a abundância de Nd foi obtida através de linhas de Nd II no ótico, tendo valores de gf precisos. A abundância de Nd obtida para 2M16011638-1201525 foi de $[\text{Nd}/\text{Fe}] = +1.08$ e este resultado está em excelente acordo com o nosso valor determinado de $[\text{Nd}/\text{Fe}] = +1.11$. Esta mesma estrela também foi estudada em [Pereira et al. \(2017\)](#), também a partir de espectros óticos tendo obtido uma abundância $A(\text{Nd}) = +1.05$, portanto todos os estudos encontram valores da abundância de Nd consistentes para esta estrela.

Uma das estrelas analisadas neste trabalho, HD 35155, é super enriquecida em neodímio ($A(\text{Nd}) = 3.28$; Tabela 4.8), esta estrela foi analisada em [Smith & Lambert \(1990\)](#) e foi também escolhida para ser analisada no trabalho de [Cunha et al. \(2017\)](#) por ser uma estrela rica em processo-s bem conhecida; um exemplo de estrela de tipo espectral S, que é binária com uma companheira anã branca. A razão $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ encontrada para esta estrela também é bastante elevada, porém o enriquecimento em Ce não encontra-se no mesmo nível do enriquecimento em Nd. Uma possibilidade poderia ser que esta estrela tem as abundâncias de elementos de processo-r muito elevadas, dado que Nd tem uma maior contribuição de processo-r quando comparado com a contribuição de processo-s, lembrando que o Ce tem contribuição quase exclusiva de processo-s. A outra estrela rica em Ce (2M07182377+0720134) também é enriquecida em Nd mas o enriquecimento em $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ é comparável ao de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$.

Abundâncias de neodímio foram medidas em três estrelas do RC no aglomerado aberto NGC 2420 em [Pancino et al. \(2010\)](#), onde a razão $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ média obtida foi $\langle [\text{Nd}/\text{Fe}] \rangle = +0.19$. Este resultado é bastante consistente com a abundância média obtida

neste trabalho para NGC 2420: $\langle[\text{Nd}/\text{Fe}]\rangle = +0.19$, mostrando um bom acordo dado que as determinações de abundâncias que são independentes, no caso de [Pancino et al. \(2010\)](#) obtidas a partir de medidas de larguras equivalentes em espectros óticos, enquanto no nosso estudo, obtidas com síntese espectral em espectros APOGEE entre 1.5 e 1.7 μm .

4.1.1 Cério e neodímio na Galáxia

Uma das questões que podemos abordar neste trabalho é o comportamento de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ como função da metalicidade a partir de uma análise homogênea das abundâncias, embora a nossa amostra seja relativamente pequena ela cobre um intervalo de metalicidade entre aproximadamente -1.5 e $+0.15$, quando consideramos os aglomerados abertos (com um intervalo restrito de metalicidade em torno do valor solar $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.16$ para o NGC 2420; $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.13$ para o NGC 6705; e aproximadamente solar para NGC 6819) e as estrelas do campo estudadas, que tem metalicidades entre $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ e -1.5 . Na Figura 4.2 mostramos os resultados obtidos para $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ e $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$. As abundâncias médias de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ para os aglomerados estudados são: $+0.18 \pm 0.07$; $+0.09 \pm 0.03$; -0.06 ± 0.01 respectivamente para NGC 2420, NGC 6705 e NGC 6819, enquanto que para $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ são 0.19 ± 0.08 ; 0.18 ± 0.01 e 0.08 ± 0.04 , respectivamente. Excluindo as estrelas que são muito ricas tanto em Ce quanto em Nd, parece existir um aumento muito leve na abundância de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ a medida que a metalicidade diminui. Comportamento similar acontece para os valores de $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ embora para o neodímio tenhamos um aumento mais significativo a baixas metalicidades. Notamos, entretanto, que nossa amostra de estrelas do campo contem na sua maioria estrelas ricas em N e Al, algumas delas sendo extremamente ricas em N e Al, e que apenas três das estrelas de campo de nossa amostra tem composição normal.

As Figuras 4.3 e 4.4 apresentam os valores de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ e $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ como função da metalicidade, onde as abundâncias das estrelas do aglomerado aberto NGC 2420 estão representadas pelos círculos de cor azul e aquelas do NGC 6705 pelos losangos de cor laranja, nesta figura também são apresentados os resultados de outros trabalhos da literatura [Reddy et al. \(2003\)](#) e [Reddy et al. \(2006\)](#) representados pelos círculos e triângulos abertos, [Mishenina et al. \(2013\)](#) representada pelos quadrados verdes abertos, [Battistini & Bensby \(2016\)](#) pelos asteriscos tomate, [Fishlock et al. \(2017\)](#) pelos quadrados verdes escuros abertos e [Cunha et al. \(2017\)](#) pelos losangos pretos, para o $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ [Pancino et al. \(2010\)](#) as cruces marrons para estrelas com diferentes metalicidades que, embora com o espalhamento seja considerável, os resultados evidenciam que existe um crescimento modesto das abundâncias de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$

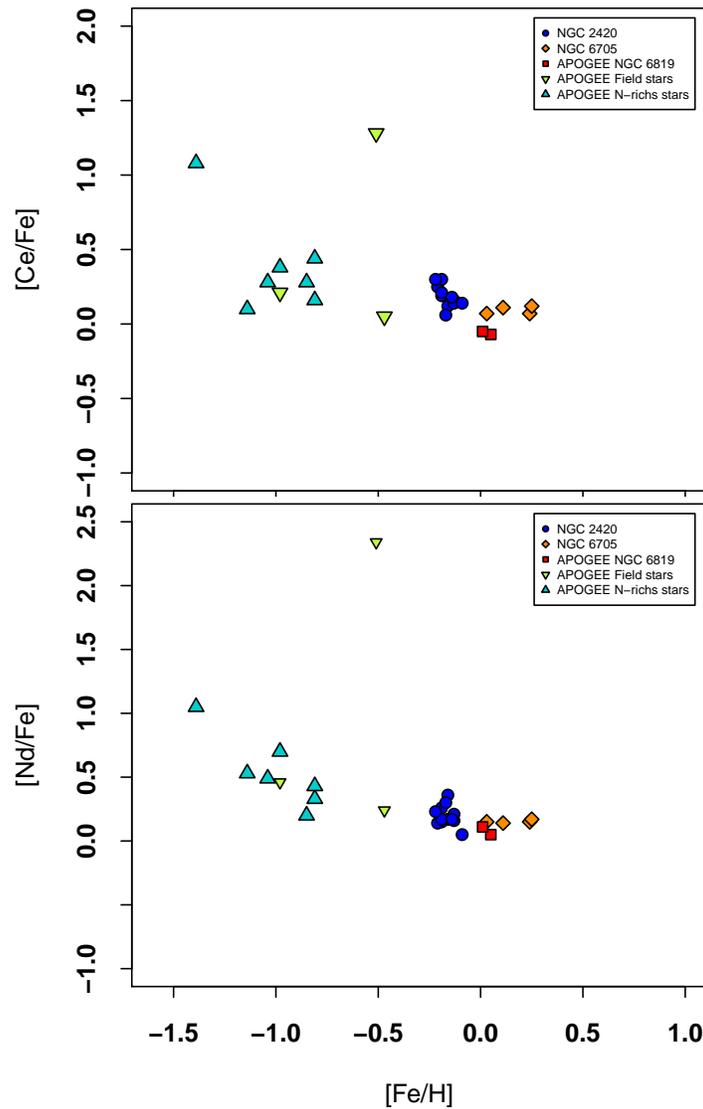


Figura 4.2: No painel superior $[Ce/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ e no painel inferior $[Nd/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para todas as estrelas analisadas neste trabalho. NGC 2420 representada pelos círculos azuis, NGC 6705 pelos losangos laranjas, NGC 6819 pelos quadrados vermelhos, estrelas de campo pelos triângulos

e $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ a medida que a metalicidade diminui. Nota-se, entretanto, que a abundância de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ e $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ para as estrelas do aglomerado aberto NGC 6705 apresentam um valor mais elevado da $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ quando comparado com as estrelas de NGC 6819 que tem metalicidade menor (quase solar). Os resultados de abundâncias obtidos neste trabalho caem no envelope superior das distribuições, tanto para $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ quanto para $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$. Sendo que os resultados para $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ para estrelas com metalicidade menor que $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.0$ encontram-se mais enriquecidos do que as estrelas estudadas na literatura. Isto pode estar ligado também a um efeito sistemático nas abundâncias determinadas neste trabalho em função do $\log gf$ obtidos astrofisicamente, principalmente para o Nd, dado que as linhas de Nd II não puderam ser medidas no espectro da estrela Arcturus.

O painel superior esquerdo da Figura 4.5 apresenta a razão $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ como função da distância galactocêntrica, onde os pontos pretos são os aglomerados abertos estudados em [Overbeek et al. \(2016\)](#) e os losangos vermelhos correspondem aos aglomerados abertos NGC 2420, NGC 6819 e NGC 6705 com distâncias galactocêntricas respectivamente de 10.78 kpc, 7.69 kpc e 6.8 kpc. [Overbeek et al. \(2016\)](#) obtém um gradiente positivo de +0.04 dex/kpc para a razão $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ no disco Galáctico quando são considerados todos os aglomerados da amostra (mostrados na Figura 4.5), independentemente de suas idades. As abundâncias dos aglomerados abertos de nossa amostra apresentam valores de $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ que estão no envelope superior da distribuição encontrada em [Overbeek et al. \(2016\)](#), similarmente ao que foi observado na comparação com dados da literatura apresentada na Figura 4.4. Mesmo havendo uma diferença sistemática entre os nossos resultados de $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ e os da literatura, vale notar que o aglomerado NGC 6705, que se encontra na parte mais interna do disco ($R_g = 6.8$ kpc), parece não seguir o gradiente positivo, indicando talvez uma tendência mais achatada para o gradiente da razão de $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ no disco interno ou, caso o gradiente de $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ seja realmente positivo (+0.04 dex/kpc), isto poderia indicar que NGC 6705 não segue o gradiente do disco interno. Infelizmente, com o pequeno número de aglomerados neste estudo não temos condições de definir qual seria o cenário mais provável.

No painel superior direito da Figura 4.5 apresentamos os resultados para a razão $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ em função da distância galactocêntrica. Neste caso, os nossos resultados para o $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ para os 3 aglomerados parecem indicar uma inclinação positiva nos gradientes, não havendo uma tendência de achatamento como sugerido para o $[\text{Nd}/\text{Fe}]$. No painel inferior esquerdo apresentamos também os gradientes de metalicidade de [Overbeek et al. \(2016\)](#) mostrando que no caso da metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$), a medida que os aglomerados são mais distantes do centro da Galáxia a metalicidade deles é menor. Os três aglomerados estudados

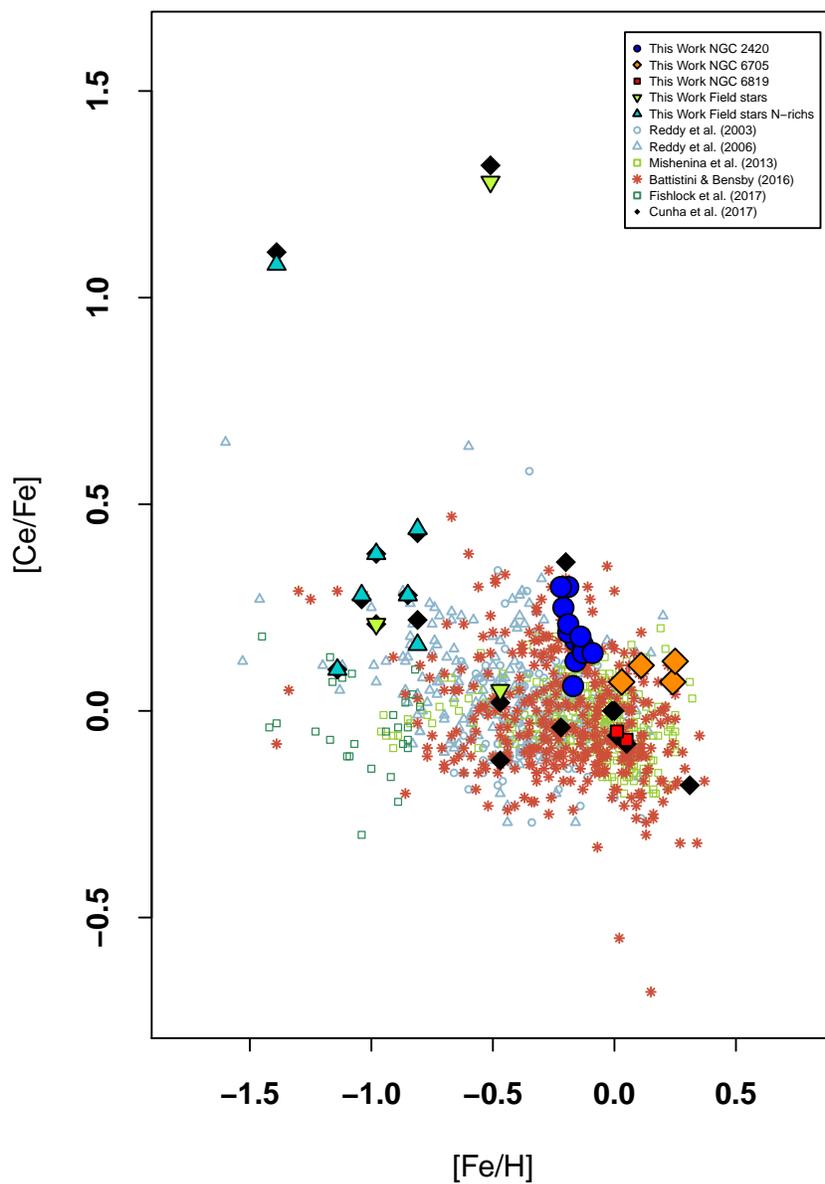


Figura 4.3: $[Ce/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as estrelas analisadas neste trabalho e outras estrelas analisadas por outros autores.

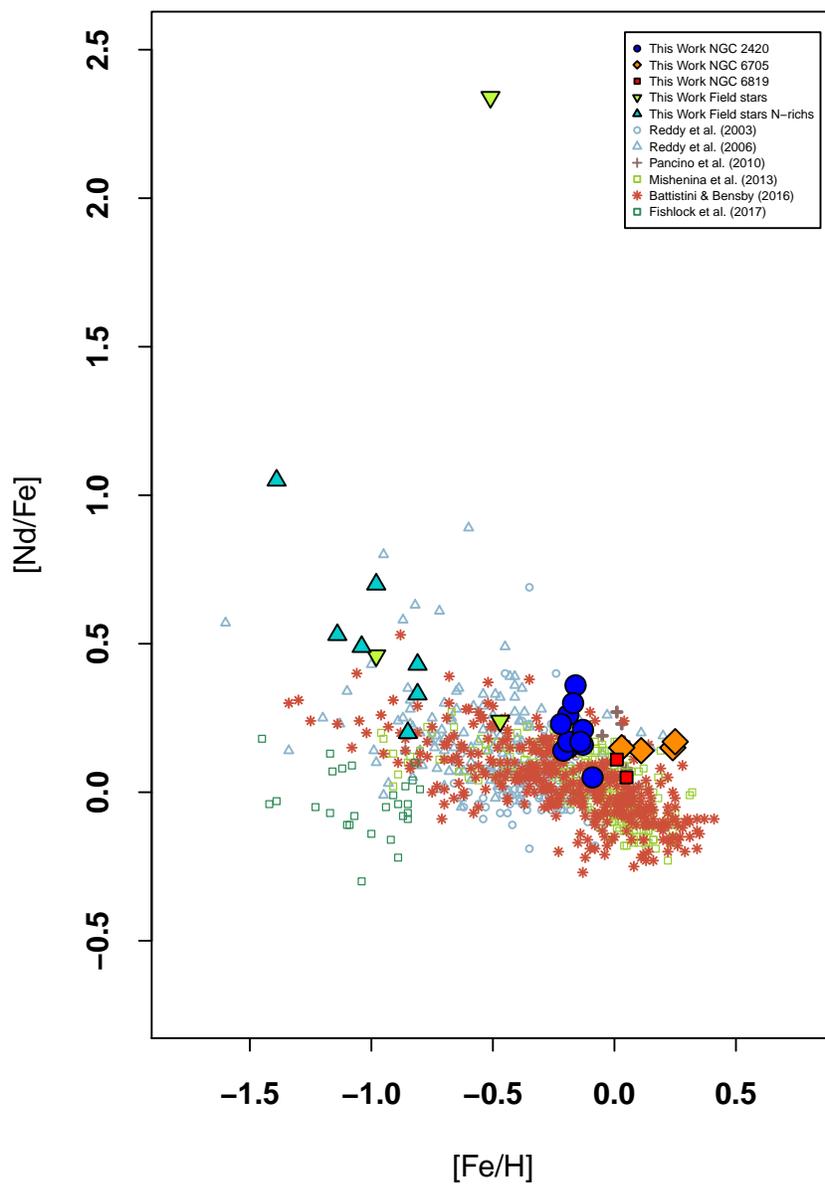


Figura 4.4: $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para as estrelas analisadas neste trabalho e outras estrelas analisadas por outros autores.

no nosso trabalho caem na distribuição dos resultados de [Overbeek et al. \(2016\)](#) seguindo uma tendência similar.

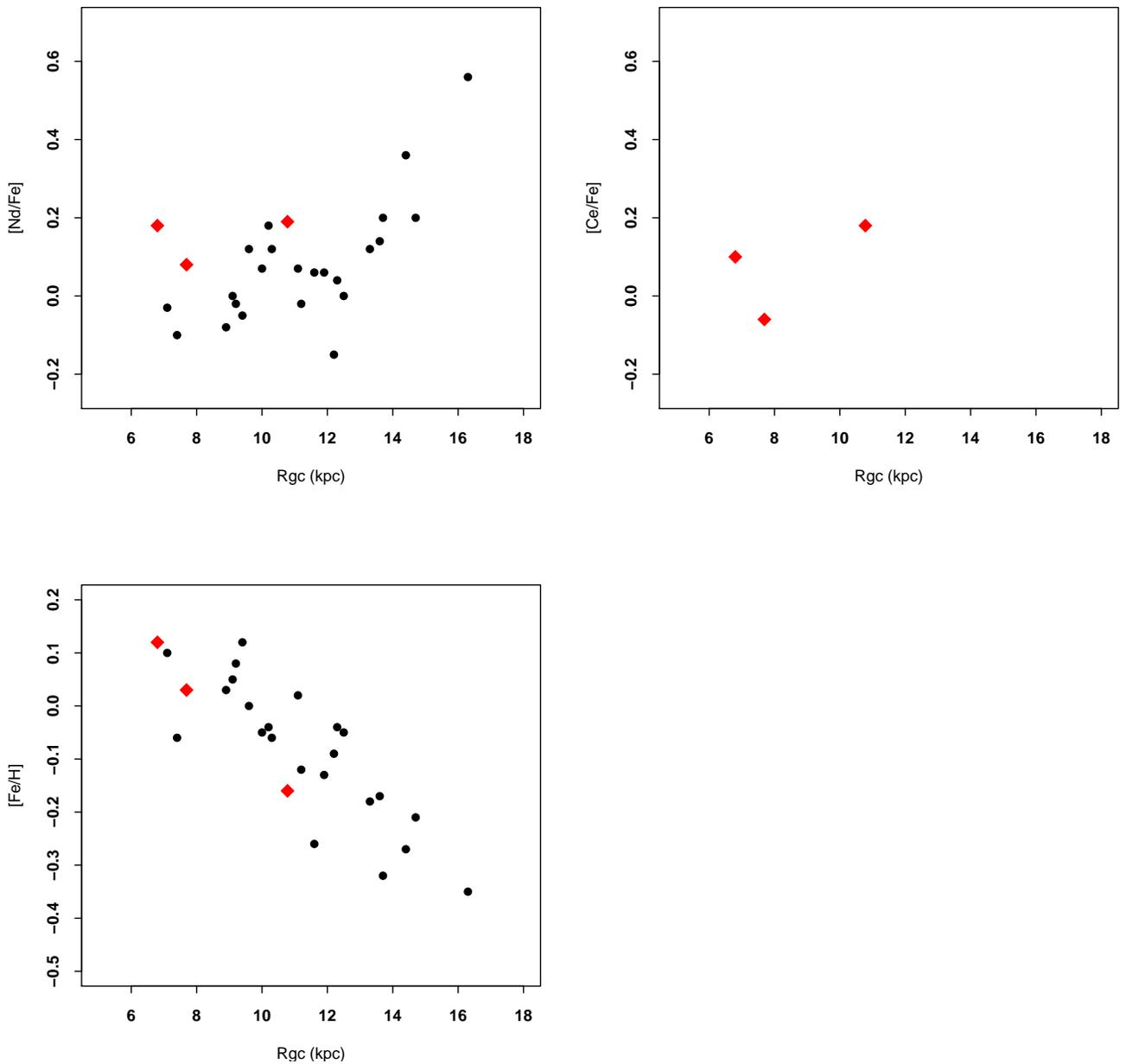


Figura 4.5: Gradientes de $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ (painel superior esquerdo), $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ (painel superior direito) e $[\text{Fe}/\text{H}]$ (painel inferior esquerdo) para os aglomerados abertos estudados em [Overbeek et al. \(2006\)](#); pontos pretos). Mostramos também os resultados obtidos para os aglomerados NGC 2420 $R_g=10.78$ kpc ; NGC 6819 $R_g=7.69$ kpc ; e NGC 6705 $R_g=6.8$ kpc (losangos vermelhos).

4.2 Padrão químico do aglomerado aberto NGC 6705

Neste trabalho determinamos as abundâncias de Ce e Nd para todas as estrelas da amostra, enquanto que para as estrelas do aglomerado aberto NGC 6705 analisamos também as abundâncias de outros elementos químicos. A discussão das abundâncias de Ce e Nd nas estrelas estudadas pertencentes ao NGC 6705 encontra-se na Seção 4.1.

As estrelas de NGC 6705 de nossa amostra foram estudadas anteriormente nos trabalhos de [Magrini et al. \(2017\)](#) e [Tautvaišienė et al. \(2015\)](#). Uma comparação dos nossos resultados de temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidade com estes trabalhos para as estrelas em comum é apresentada na Figura 4.6. Observamos que os resultados de temperatura efetiva para todos os estudos encontram-se bastante próximos e que todas as análises obtém valores de T_{eff} relativamente consistentes, com diferenças máximas da ordem de ~ 100 K. Nossas temperaturas efetivas comparadas com aquelas obtidas por ASPCAP DR14 (pontos azuis) tem uma diferença média (nossos resultados - DR14) de: -107 ± 51 K; indicando uma diferença sistemática com a escala de temperatura efetiva de DR14 (mais quente). Contudo, devemos ressaltar que esta diferença sistemática pode ser considerada como pequena dadas as incertezas nas determinações das temperaturas efetivas. As diferenças médias referentes as temperaturas efetivas do estudo de [Magrini et al. \(2017\)](#) é $+16 \pm 11$ K e para [Tautvaišienė et al. \(2015\)](#) é $+18 \pm 40$ K, portanto diferenças sistemáticas não significativas e espalhamento também bastante pequeno.

A comparação dos resultados de $\log g$ é apresentada no painel superior direito. Nossos valores de $\log g$ estão em melhor acordo com os trabalhos de [Magrini et al. \(2017\)](#) (triângulo vermelho) e [Tautvaišienė et al. \(2015\)](#) (losango amarelo). As diferenças médias nos valores de $\log g$ (nossos - deles) é $+0.05 \pm 0.01$ e $+0.07 \pm 0.09$, respectivamente, ou seja, a diferença sistemática encontrada nos valores de $\log g$ é bastante pequena. Por outro lado, a comparação com os $\log g$ (calibrados) de ASPCAP tem uma diferença sistemática significativa, todos os valores de $\log g$ derivados pelo ASPCAP encontram-se em torno de $\log g \sim 2.5$ e a diferença média com os resultados obtidos neste estudo é -0.28 ± 0.07 . A inspeção da Figura 2.4 onde apresentamos o diagrama $T_{eff} - \log g$ para o aglomerado NGC 6705 mostra que os valores de $\log g$ calibrados obtidos pelo ASPCAP ($\log g \sim 2.5$) são altos, não correspondendo ao $\log g$ do red clump para o aglomerado. Este problema com o $\log g$ do ASPCAP é bem conhecido pelo time do ASPCAP, entretanto, não era esperado que os $\log g$ calibrados de DR14 fossem tão discrepantes para as estrelas de NGC 6705. (Este fato será reportado ao time do ASPCAP.)

Existe uma discrepância razoável nas metalicidade obtidas nos diferentes estudos, em

particular em comparação com as metalicidades obtidas no trabalho de [Tautvaišienė et al. \(2015\)](#). Neste caso, a diferença nas metalicidades é bastante significativa, com uma diferença sistemática nas metalicidades de $+0.19 \pm 0.02$ (médias das diferenças de nossas metalicidades - [Tautvaišienė et al. \(2015\)](#)). A comparação com os resultados do ASPCAP indica que as metalicidades de DR14 são mais um pouco altas do que as nossas: a diferença média ($\langle \text{nossas metalicidades} - \text{ASPCAP} \rangle$) é -0.05 ± 0.03 . Por outro lado, a comparação com as metalicidades do trabalho de [Magrini et al. \(2017\)](#) tem a mesma diferença média porém no sentido oposto, temos $\langle \text{nossas metalicidades} - \text{Magrini et al. (2017)} \rangle = +0.06 \pm 0.01$. A questão de qual é a metalicidade do aglomerado aberto NGC 6705 apresenta bastante divergências na literatura. De acordo com nossos resultados, para as quatro estrelas gigantes vermelhas estudadas, a metalicidade média obtida é $\langle [Fe/H] \rangle = +0.13 \pm 0.06$ e este resultado está em muito bom acordo com a metalicidade média encontrada nos trabalhos do levantamento Gaia-ESO de [Magrini et al. \(2014\)](#) de $+0.14$ e [Magrini et al. \(2017\)](#) $[Fe/H] = +0.11$.

As abundâncias dos elementos C, N, O (medidas a partir das linhas moleculares CO, OH e CN) e as abundâncias dos elementos Fe, Si, Mg, Ti e Ca (medidas a partir de linhas atômicas) obtidas para as estrelas de NGC 6705 são apresentadas na Tabela 4.9, estas abundâncias correspondem aos valores médios e desvios padrão das abundâncias obtidas para as linhas individuais atômicas e moleculares. A abundância média de carbono obtida para as estrelas de NGC 6705 é $\langle A(C) \rangle = 8.58 \pm 0.11$, do oxigênio $\langle A(O) \rangle = 8.83 \pm 0.24$, do nitrogênio $\langle A(N) \rangle = 8.58 \pm 0.11$, do ferro $\langle A(Fe) \rangle = 7.58 \pm 0.06$, do silício $\langle A(Si) \rangle = 7.69 \pm 0.11$, do magnésio $\langle A(Mg) \rangle = 7.60 \pm 0.11$, do cálcio $\langle A(Ca) \rangle = 6.44 \pm 0.14$ e do titânio $\langle A(Ti) \rangle = 5.10 \pm 0.15$.

O ferro é o elemento que apresenta a menor dispersão nas abundâncias das estrelas analisadas em NGC 6705, apresentando um $\sigma = 0.06$ dex; esta dispersão é comparável a dispersão obtida por [Cunha et al. \(2015\)](#) usando espectros APOGEE de gigantes vermelhas do aglomerado aberto NGC 6791 e [Souto et al. \(2016\)](#) para o NGC 2420. Entretanto, para a maioria dos elementos estudados as dispersões encontradas são maiores, aproximadamente 0.1 dex para o carbono, nitrogênio, silício, e magnésio. Para o cálcio e titânio, estas são ainda um pouco maiores, da ordem de 0.15 dex. O elemento com a maior dispersão é o oxigênio e acreditamos que possamos ter algum problema com a determinação das abundâncias de oxigênio, em particular, para uma das estrelas da amostra (2M18510661-0612442) obtivemos um valor muito alto de abundância de oxigênio ($A(O) = 9.12$). Este problema ainda não foi identificado.

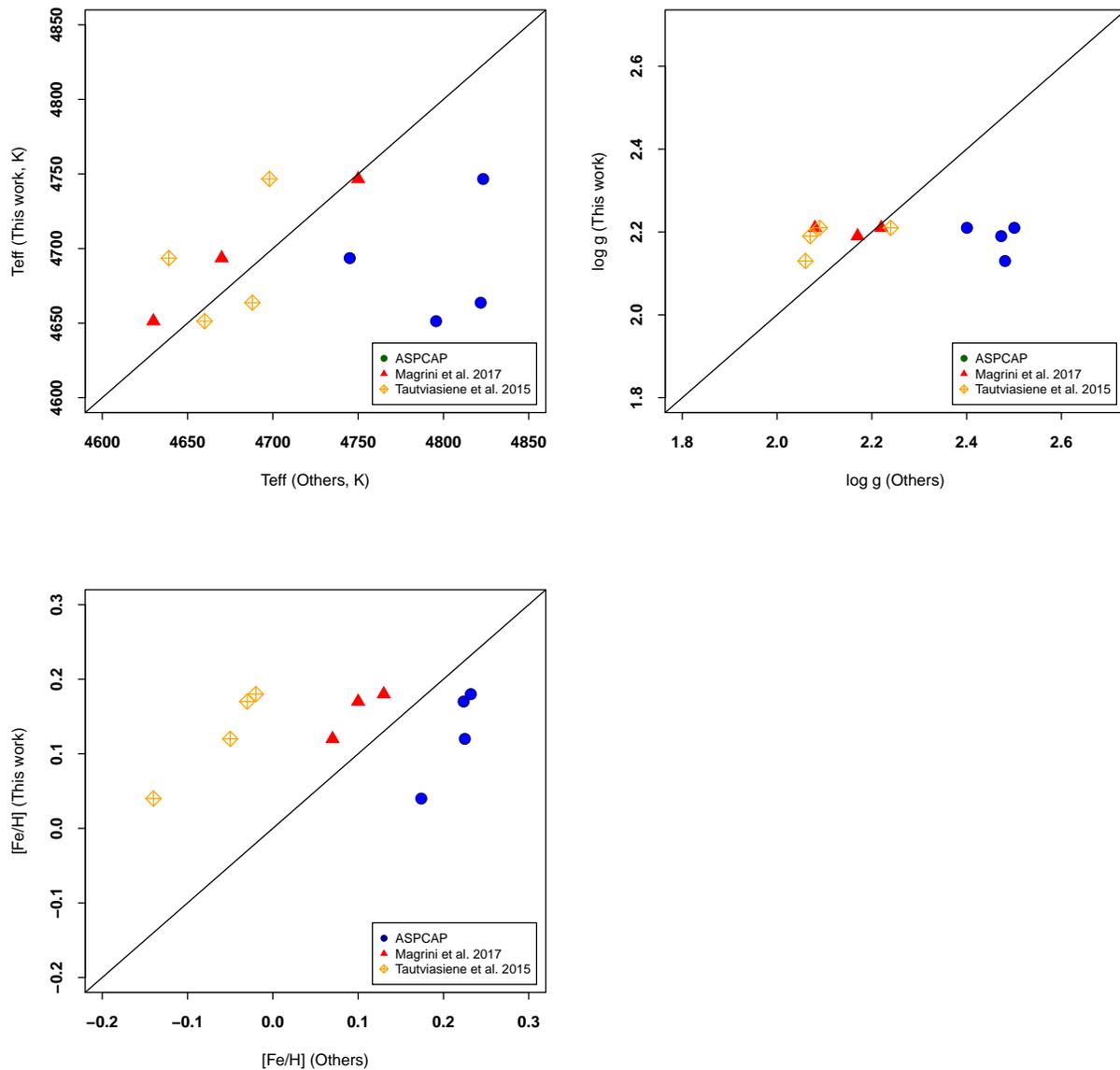


Figura 4.6: Comparação dos resultados de temperatura efetiva, gravidade superficial e a metalicidade determinadas neste trabalho com os resultados da literatura. Os pontos azuis apresentam as comparações com os resultados do ASPCAP DR14, os triângulos vermelhos com os resultados de Magrini et al. (2017) e os losangos amarelos com Tautviasiene et al. (2015).

Focando inicialmente na comparação com os resultados do ASPCAP mostramos na Figura 4.7, as abundâncias medidas dos elementos neste trabalho para NGC 6705 (círculos verdes) e as abundâncias que foram calculadas automaticamente pelo ASPCAP DR14. É de interesse comparar tanto com as abundâncias calibradas (quadrados vermelhos), quanto com as abundâncias não calibradas (losangos azuis) de DR14, como função da temperatura efetiva (também calibrada e não calibrada). O método utilizado para calibrar as abundâncias cruas no DR14 encontra-se descrito em [Holtzman & Hasselquist \(2018\)](#). Pode ser visto da Figura 4.7 que as temperaturas efetivas calibradas de DR14 são um pouco mais quentes (cerca de 39.42 ± 1.69 K, na média para as quatro estrelas) do que as não calibradas. É importante ressaltar, porém, que as diferenças em T_{eff} observadas não são muito significativas. Outro ponto a ser ressaltado é ver-se da Figura 4.7 que as abundâncias calibradas de ASPCAP não mudam significativamente em relação aos valores não calibrados, exceto para o elemento Si cujos valores não calibrados são mais altos.

Nas Figuras 4.8 e 4.9 mostramos as diferenças entre as abundâncias calculadas neste trabalho e aquelas obtidas nos trabalhos de [Tautvaišienė et al. \(2015\)](#), [Magrini et al. \(2017\)](#), incluímos também nesta comparação os resultados calibrados de ASPCAP DR14. Os resultados nas figuras indicam que as abundâncias de carbono em nosso trabalho apresentam diferenças sistemáticas, com as de [Tautvaišienė et al. \(2015\)](#): encontramos abundâncias de carbono bastante mais altas por cerca de 0.3 dex. Para o nitrogênio temos uma tendência contrária, encontrando valores de abundâncias mais baixos, tanto quando comparado com [Tautvaišienė et al. \(2015\)](#), quanto quando comparado com ASPCAP DR14. Para o oxigênio, conforme mencionamos anteriormente, uma das nossas estrelas apresentou valor da abundância de oxigênio muito alta e este valor apresenta tensão com as abundâncias de oxigênio determinadas pelos outros dois estudos da literatura ([Tautvaišienė et al., 2015](#); [Magrini et al., 2017](#)), assim como por ASPCAP: todos encontram abundâncias de oxigênio mais baixa de ~ 0.3 dex para esta estrela. Entretanto, para as duas estrelas mais frias de nossa amostra os resultados para o oxigênio não são significativamente diferentes.

Os elementos- α Si, Ca, Ti e Mg são apresentados na Figura 4.9. Para o Si, temos novamente uma diferença sistemática com os resultados de [Magrini et al. \(2017\)](#), que são sempre menores do que os nossos. Para o Ca a comparação com [Magrini et al. \(2017\)](#) é similar, embora os resultados do ASPCAP apresentem um melhor acordo com nossas abundâncias de Ca. Para o Ti a comparação com [Magrini et al. \(2017\)](#) evidencia uma dependência com a temperatura efetiva, indicando que para temperaturas efetivas mais baixas temos uma diferença mais acentuada, enquanto que para a estrela com temperatura efetiva mais alta

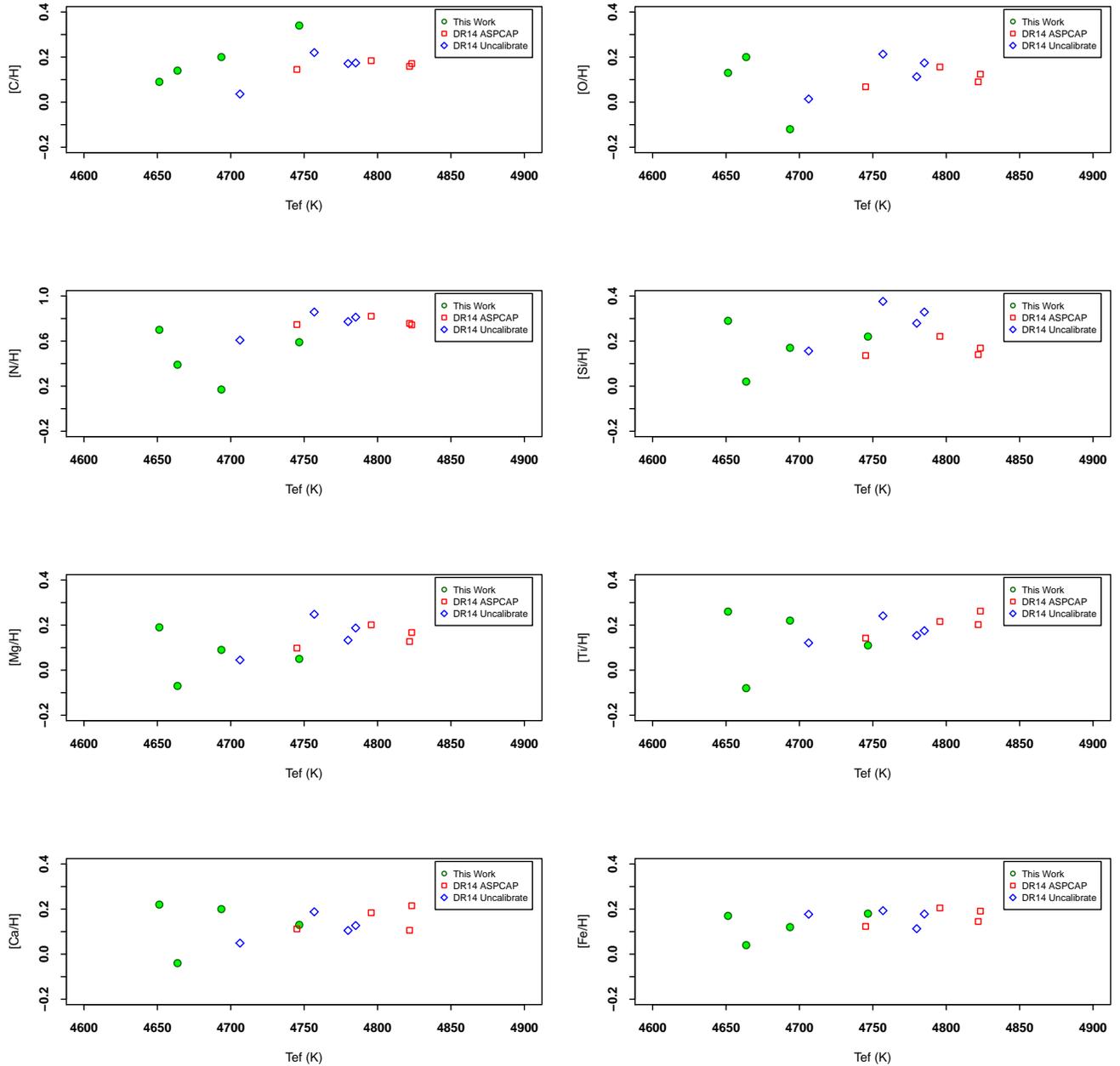


Figura 4.7: Abundâncias obtidas dos elementos C, N, Fe e elementos- α com relação as temperaturas efetivas para as quatro estrelas do aglomerado aberto NGC 6705 (círculos verdes). As abundâncias e temperaturas efetivas de ASPCAP DR14, tanto correspondendo aos valores calibrados (quadrados vermelhos) e não calibrados (losangos azuis) de ASPCAP DR14 também são apresentados.

temos um excelente acordo. Os resultados de ASPCAP para o Ti não apresentam uma diferença sistemática acentuada em relação aos nossos. Para o Mg, de novo temos uma diferença sistemática quando comparado com as abundâncias de Magrini et al. (2017) e ASPCAP, parecendo também haver uma certa dependência com a temperatura efetiva. As abundâncias de Mg nestes estudos são sempre maiores (ASPCAP de 0.1 e Magrini de 0.25) que as nossas.

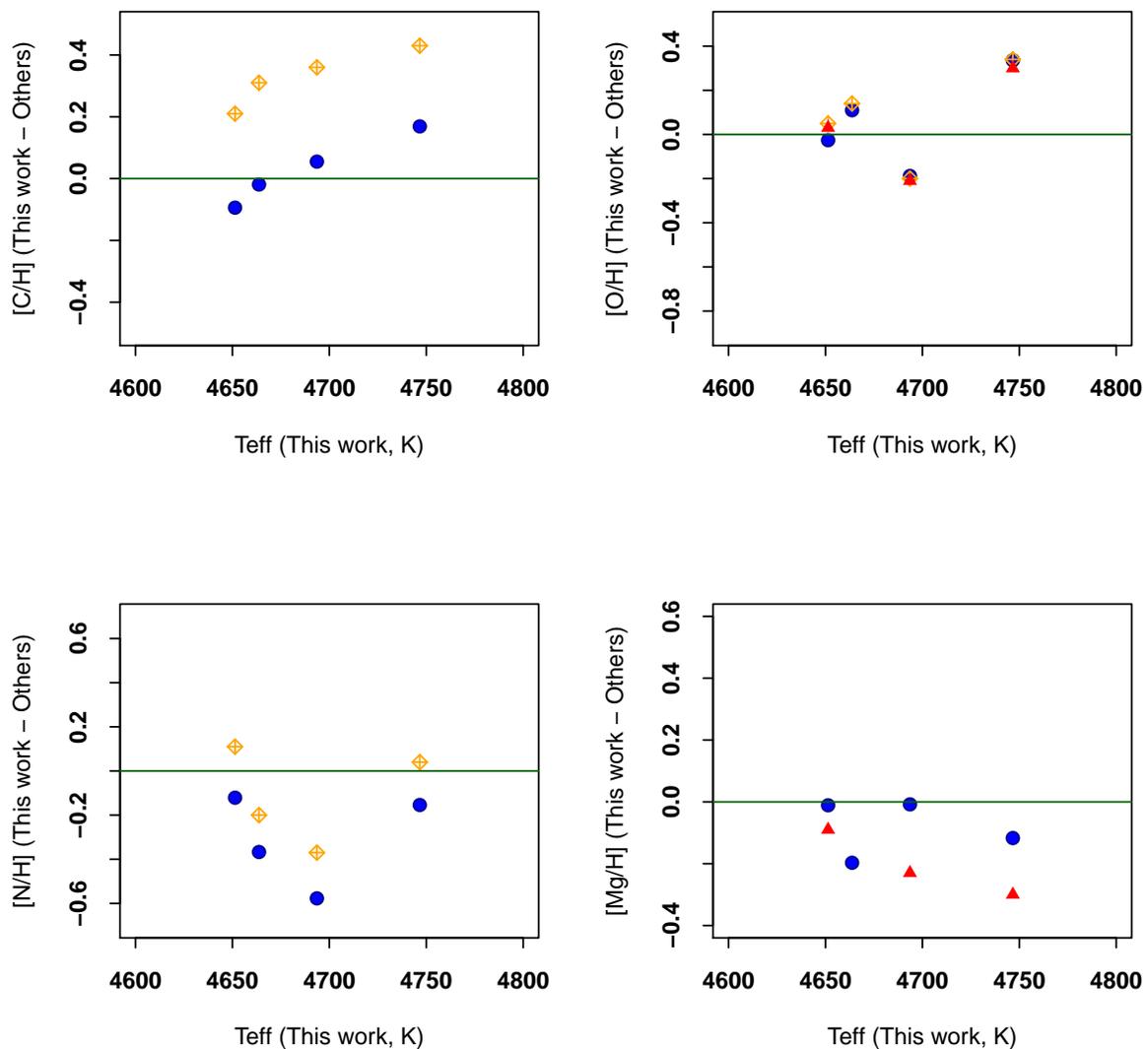


Figura 4.8: Diferença das abundâncias do C, O, N e Mg entre este trabalho e ASPCAP, Magrini et al. (2017) e Tautvaisiene et al. (2015) como função da temperatura. Os pontos azuis representam as diferenças com ASPCAP, os losangos amarelos com Tautvaisiene e os triângulos vermelhos com Magrini.

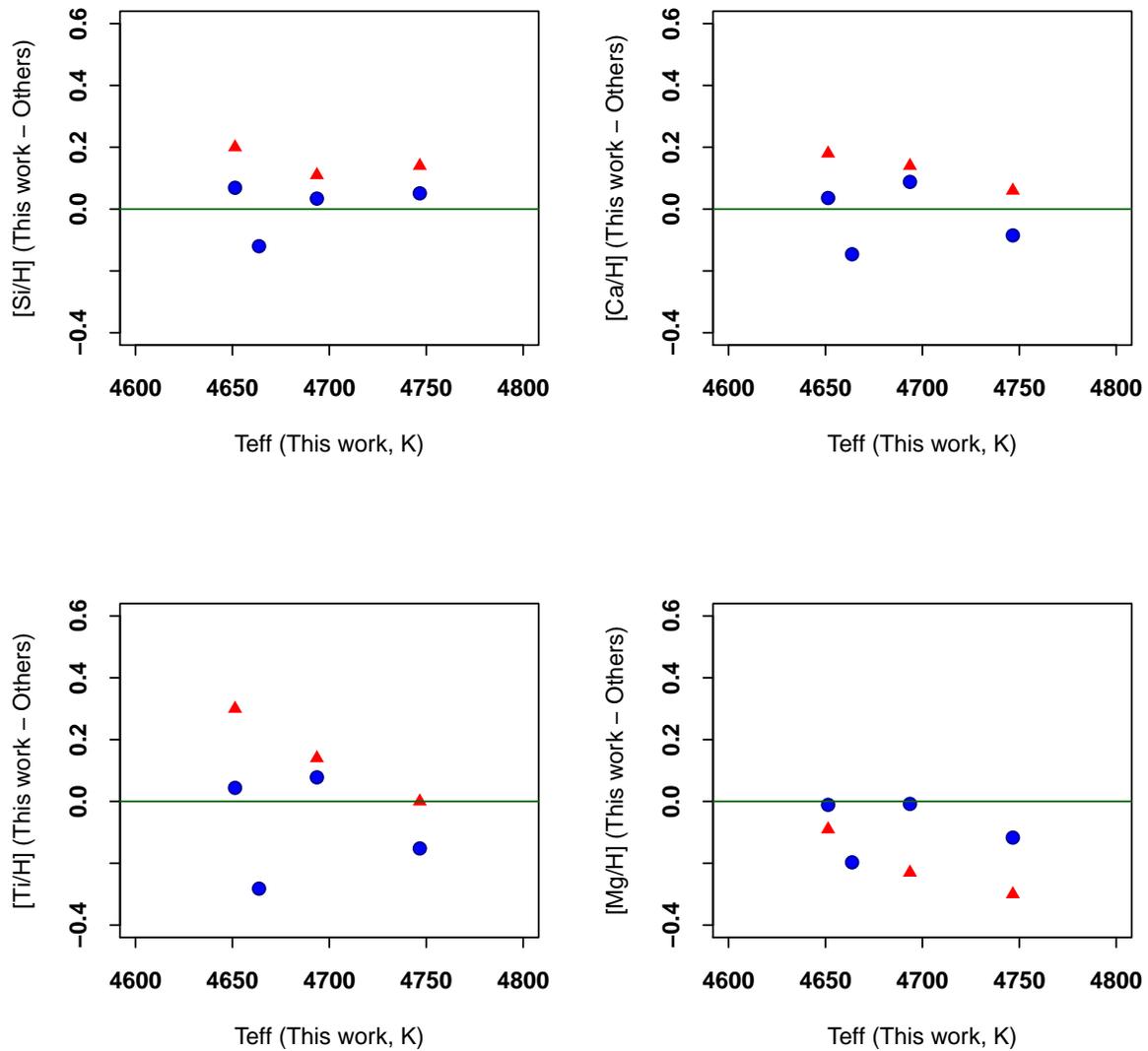


Figura 4.9: Diferença das abundâncias do Si, Ca, Ti e Fe entre este trabalho e ASPCAP e Magrini et al. (2017) como função da temperatura. Os pontos azuis representam as diferenças com ASPCAP e os triângulos vermelhos com Magrini.

Casamiquela et al. (2017) também estudaram uma amostra de oito estrelas pertencentes ao aglomerado aberto NGC 6705, porém não temos nenhuma estrela em comum com aquele trabalho. Uma comparação da razão $[Mg/Fe]$ média obtida por Casamiquela et al. (2017) ($+0.14 \pm 0.07$) com a razão $[Mg/Fe]$ média obtida para as quatro estrelas de nosso trabalho (-0.06 ± 0.07), evidencia uma diferença sistemática significativa: para aquele estudo as abundâncias de $[Mg/Fe]$ encontram-se enriquecidas, enquanto que em nosso estudo

a razão $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ média é até ligeiramente pobre quando comparável com o valor solar (embora compatível com solar, dentro das incertezas).

Um dos resultados fascinantes recentes da literatura foi a descoberta de uma população de estrelas do campo que são jovens (a partir de idades obtidas através da asterosismologia CoRoT e dados de abundâncias do APOGEE) e enriquecidas em elementos $[\alpha/\text{Fe}]$ (Chiappini et al., 2015). Martig et al. (2015) também encontraram esta população de estrelas jovens e enriquecida nos elementos- α usando estimativas independentes de idades inferidas a partir dos dados da missão Kepler. Tal população de estrelas jovens e enriquecidas em elementos- α relativo ao ferro, é inesperada dado que uma estrela jovem já se forma de material que é enriquecido em Fe proveniente das SN Ia, diminuindo a razão $[\alpha/\text{Fe}]$.

Como mencionado anteriormente, em Casamiquela et al. (2017) estudaram uma amostra de 8 estrelas do aglomerado aberto NGC 6705 a partir de espectros de alta resolução no ótico. Este trabalho encontrou que as estrelas deste aglomerado aberto, que é jovem (idade de ~ 300 milhões de anos), seriam enriquecidas nos elementos- α , tendo este trabalho obtido uma abundância média dos elementos- α estudados de $< [\alpha/\text{Fe}] > = +0.11 \pm 0.06$. Estes resultados obtidos para NGC 6705 traziam uma conexão imediata com as estrelas do campo encontradas recentemente a partir de dados do CoRoT e APOGEE que também são jovens e enriquecidas nos elementos- α .

Uma das questões abordadas neste trabalho é o estudo das abundâncias dos elementos- α em estrelas do NGC 6705 a partir de espectros APOGEE. As abundâncias dos elementos- α relativas ao ferro ($[\alpha/\text{Fe}]$) como função da metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$) são apresentadas nos painéis da Figura 4.10 para os cinco elementos- α estudados que são: O, Si, Mg, Ca e Ti. As barras de erro na figura representam os desvios padrão das médias referentes as medidas individuais de abundâncias em cada caso. Conforme mencionado anteriormente, os resultados de $[\text{O}/\text{Fe}]$ encontram-se com espalhamento significativo, provavelmente refletindo a dificuldade de se medirem abundâncias de oxigênio em estrelas relativamente mais quentes do red clump. As abundâncias médias (e sigmas das médias) das razões de $[\alpha/\text{Fe}]$ obtidas para as quatro estrelas do red clump estudadas são: $< [\text{O}/\text{Fe}] > = 0.04 \pm 0.23$; $< [\text{Si}/\text{Fe}] > = 0.05 \pm 0.06$; $< [\text{Mg}/\text{Fe}] > = -0.06 \pm 0.07$; $< [\text{Ca}/\text{Fe}] > = 0.00 \pm 0.08$ e $< [\text{Ti}/\text{Fe}] > = 0.00 \pm 0.11$. Os elementos O e Si apresentam um nível de enriquecimento marginal (em relação ao valor solar “scaled”) da ordem de ~ 0.05 dex que não pode ser considerado como significativo. Já para os elementos Ca e Ti as abundâncias apresentam razões consistentes com valores solares, sem nenhuma evidência de enriquecimento e o elemento Mg apresenta valor médio abaixo do valor solar (-0.06 dex), mas de novo consistente

com valores solares dado o pequeno nível de empobrecimento em $[Mg/Fe]$ encontrado.

Neste trabalho, portanto, não encontramos no padrão de abundâncias do aglomerado aberto NGC 6705 uma assinatura de enriquecimento dos elementos- α , isto fica evidenciado se tomamos a média dos cinco elementos- α estudados obtendo $\langle [\alpha/Fe] \rangle = 0.01 \pm 0.04$, ou seja nossos resultados são de fato consistentes com a expectativa de que o aglomerado aberto jovem NGC 6705 do disco Galáctico tem valores solares da razão de elementos- α em relação ao ferro, não confirmando resultados anteriores da literatura para este aglomerado.

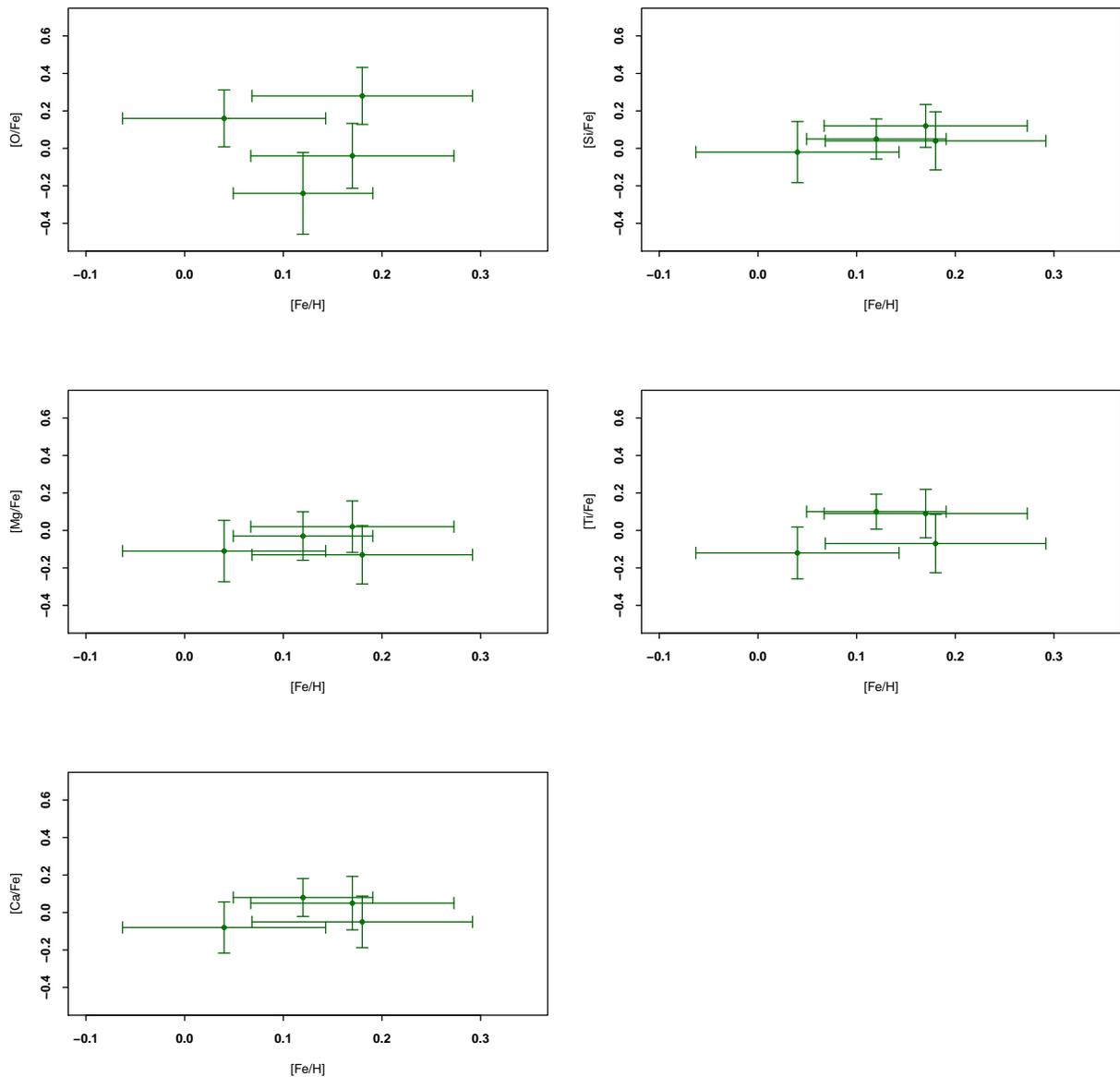


Figura 4.10: As abundâncias dos elementos- α . As razões de abundância $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ são apresentadas para os elementos O, Si, Mg, Ti e Ca para as estrelas de NGC 6705.

Tabela 4.1: Abundâncias das linhas de Ce II nas estrelas de NGC 2420

Estrela	15277	15784	15958	15977	16327	16376	16595	16722	A(Ce)
J07380545+2136507	1.65	1.47	1.62	1.65	1.45	1.6	1.6	1.65	1.59 ± 0.08
J07380627+2136542	1.46	1.47	1.43	1.59	...	1.57	1.65	1.58	1.54 ± 0.08
J07381507+2134589	1.62	(1.35)	1.55	1.64	1.53	1.55	1.62	1.62	1.59 ± 0.04
J07381549+2138015	1.65	(1.38)	1.60	1.63	...	1.55	1.67	(1.39)	1.62 ± 0.05
J07382114+2131418	1.60	(0.85)	1.55	1.71	...	1.57	1.70	1.55	1.61 ± 0.07
J07382148+2135050	1.45	(1.20)	1.63	1.70	...	1.57	1.63	(1.30)	1.60 ± 0.09
J07382195+2135508	1.60	1.40	1.65	1.63	1.50	1.65	1.63	1.68	1.59 ± 0.09
J07382347+2124448	1.68	(1.21)	1.73	1.70	...	1.65	1.70	...	1.69 ± 0.03
J07382670+2128514	1.60	(1.35)	1.60	1.65	...	1.67	1.65	1.60	1.63 ± 0.03
J07382696+2138244	1.60	(1.20)	1.52	1.72	...	1.60	1.68	1.57	1.62 ± 0.07
J07382984+2134509	1.45	1.38	1.55	1.58	...	1.53	1.35	(1.65)	1.47 ± 0.09
J07383760+2134119	1.65	1.55	1.65	1.70	1.70	1.63	1.71	1.71	1.66 ± 0.06
									1.60 ± 0.06

Tabela 4.2: Abundâncias das linhas de Ce II em estrelas de NGC 6705

Estrela	15277	15784	15958	15977	16327	16376	16595	16722	A(Ce)
2M18510399-0620414	1.84	(1.32)	1.87	1.90	...	1.80	1.82	1.90	1.86 ± 0.04
2M18511048-0615470	1.75	(1.34)	1.76	(1.89)	...	1.59	1.64	1.69	1.69 ± 0.07
2M18505494-0616182	1.85	(1.37)	1.77	1.92	1.72	1.72	1.65	1.77	1.77 ± 0.09
2M18510661-0612442	1.96	(1.40)	1.83	1.98	...	1.78	1.81	1.93	1.88 ± 0.09
									1.80 ± 0.09

Tabela 4.3: Abundâncias das linhas de Ce II nas estrelas de NGC 6819

Estrela	15277	15784	15958	15977	16327	16376	16595	16722	A(Ce)
2M19404965+4014313	1.60	1.43	1.50	1.60	—	1.60	1.55	1.52	1.54 ± 0.06
2M19411367+4003382	(1.76)	1.38	1.52	1.53	1.66	1.60	1.60	1.60	1.56 ± 0.08
									1.55 ± 0.01

Tabela 4.4: Abundâncias das linhas de Ce II em estrelas de campo

Estrela	15277	15784	15958	15977	16327	16376	16595	16722	A(Ce)
2M07182377+0720134	1.12	1.06	1.15	1.11	1.29	1.20	1.18	1.17	1.16 ± 0.07
2M15203732-0207263	0.78	0.67	0.78	0.84	(1.17)	0.83	0.85	0.89	0.81 ± 0.07
HD 35155	2.59	2.14	2.22	2.30	(2.82)	2.19	2.52	2.47	2.35 ± 0.18
Enriquecidas em N e Al									
2M16011638-1201525	1.25	1.29	1.29	1.22	1.28	1.27	1.26	1.26	1.27 ± 0.02
2M17205201-2903061	0.97	0.78:	1.04	1.00	1.29	0.91	0.91	0.93	1.01 ± 0.13
2M17333623-2548156	...	0.66:	0.77	0.93	0.80	0.76	0.83	0.80	0.82 ± 0.06
2M17334208-2958347	0.89	0.77:	0.95	0.99	1.10	0.96	1.00	0.98	0.98 ± 0.06
2M18032356-3001588	0.49	0.25:	0.53	0.53	...	0.46	0.57	0.55	0.52 ± 0.04
2M18334592-2903253	0.89	0.86	0.89	...	0.97	0.94	1.05	0.92	0.93 ± 0.06
2M18442352-3029411	1.12	0.94:	1.17	1.15	1.50	1.19	1.19	1.15	1.21 ± 0.13

Tabela 4.5: Abundâncias das linhas de Nd II nas estrelas de NGC 2420

Estrela	15284	15368	15912	15977	16053	16262	16303	16382	16558	16634	A(Nd)
J07380545+2136507	1.60	(2.00)	1.65	1.65 ± 0.04
J07380627+2136542	1.35	1.65	1.45	(2.20)	1.40	1.45	1.20	1.45	1.46 ± 0.10
J07381507+2134589	1.35	1.54	1.50	(2.28)	1.42	1.50	1.35	1.60	1.29	1.30	1.41 ± 0.10
J07381549+2138015	1.40	...	1.40	1.30	...	1.40	1.38 ± 0.05
J07382114+2131418	1.45	(1.95)	1.50	...	1.48 ± 0.04
J07382148+2135050	1.45	1.60	1.50	...	1.52 ± 0.08
J07382195+2135508	1.55	(1.90)	(1.98)	1.50	...	1.53 ± 0.04
J07382347+2124448	1.55	(1.80)	1.33	1.40	...	1.43 ± 0.11
J07382670+2128514	1.45	1.40	...	1.50	1.30	(2.05)	1.41 ± 0.09
J07382696+2138244	1.35	1.50	...	(1.80)	1.50	...	1.56	(2.05)	1.50	...	1.48 ± 0.08
J07382984+2134509	1.75	1.50	(2.05)	1.50	...	1.58 ± 0.14
J07383760+2134119	1.45	1.35	1.43	...	(1.78)	1.59	1.46 ± 0.10
											1.48 ± 0.08

Tabela 4.6: Abundâncias das linhas de Nd II nas estrelas de NGC 6705

Estrela	15284	15368	15912	15977	16053	16262	16303	16382	16558	16634	A(Nd)
2M18510399-0620414	1.72	1.67	...	(2.62)	1.77	1.62	1.52	1.66 ± 0.10
2M18511048-0615470	1.69	(2.69)	(2.64)	1.64	...	1.67 ± 0.04
2M18505494-0616182	(1.32)	1.80	...	(2.92)	1.82	1.80	1.77	1.80 ± 0.02
2M18510661-0612442	(1.18)	1.88	...	(2.58)	(2.63)	...	1.88	1.88 ± 0.00
											1.75 ± 0.11

Tabela 4.7: Abundâncias das linhas de Nd II nas estrelas do aglomerado NGC 6819

Estrela	15284	15368	15912	15977	16053	16262	16303	16382	16558	16634	A(Nd)
2M19404965+4014313	1.55	(2.30)	...	(2.10)	1.55	...	1.55 ± 0.00
2M19411367+4003382	1.49	1.61	1.61	(2.06)	...	1.57 ± 0.07
											1.56 ± 0.09

Tabela 4.8: Abundâncias das linhas de Nd I em estrelas de campo

Estrela	15284	15368	15912	15977	16053	16262	16303	16382	16558	16634	A(Nd)
2M07182377+0720134	1.23	...	(1.52)	(2.13)	1.19	1.33	1.16	1.33	1.18	1.13	1.22 ± 0.08
2M15203732-0207263	0.97	0.80	0.92	(1.47)	0.92	0.92	...	1.02	0.93 ± 0.07
HD 35155	3.54	2.89	3.24	3.14	3.04	3.69	3.43	3.28 ± 0.29
Enriquecidas em N e Al											
2M16011638-1201525	1.11	1.14	1.11	(1.51)	1.18	1.19	1.06	1.11	1.01	1.09	1.11 ± 0.06
2M17205201-2903061	0.80	0.75	...	0.85	0.80 ± 0.05
2M17333623-2548156	0.84	0.96	0.90 ± 0.08
2M17334208-2958347	(1.42)	(0.67)	...	1.17	1.12	1.22	1.17 ± 0.05
2M18032356-3001588	...	0.46	0.86	0.66	0.76	0.86	0.79 ± 0.10
2M18334592-2903253	1.04	0.89	0.97 ± 0.11
2M18442352-3029411	(1.34)	1.14	1.09	(1.69)	1.04	1.12	1.04	0.99	(1.44)	...	1.07 ± 0.06

Tabela 4.9: Abundâncias químicas das estrelas de NGC 6705

Estrela	A(C)	A(O)	A(N)	A(Fe)	A(Si)	A(Mg)	A(Ti)	A(Ca)
2M18510399-0620414	8.48 ± 0.01	8.79 ± 0.13	8.48 ± 0.03	7.62 ± 0.09	7.80 ± 0.03	7.72 ± 0.01	5.16 ± 0.05	6.53 ± 0.09
2M18511048-0615470	8.53 ± 0.06	8.86 ± 0.10	8.17 ± 0.05	7.49 ± 0.09	7.53 ± 0.12	7.46 ± 0.09	4.82 ± 0.07	6.27 ± 0.08
2M18505494-0616182	8.59 ± 0.05	8.54 ± 0.20	7.95 ± 0.09	7.57 ± 0.05	7.68 ± 0.07	7.62 ± 0.06	5.12 ± 0.01	6.51 ± 0.06
2M18510661-0612442	8.73 ± 0.08	9.12 ± 0.09	8.37 ± 0.06	7.63 ± 0.10	7.73 ± 0.10	7.58 ± 0.06	5.01 ± 0.09	6.44 ± 0.07

Este trabalho de mestrado foi dividido em duas partes: a primeira parte referente ao estudo das abundâncias dos elementos cério e neodímio que são produzidos nos processos-s e -r, e a segunda parte referente ao estudo do padrão químico do aglomerado aberto jovem NGC 6705. Este trabalho baseou-se em uma análise espectroscópica manual detalhada de espectros no infra-vermelho entre 1.5 e 1.7 μm obtidos pelo SDSS IV - APOGEE.

Fizemos a análise de abundâncias dos elementos cério e neodímio em estrelas gigantes do ‘red clump’ pertencentes aos aglomerados abertos NGC 2420, NGC 6705, e em duas estrelas do aglomerado aberto NGC 6819. Adicionalmente, determinamos as abundâncias de Ce e Nd em uma amostra de estrelas de campo previamente estudadas na literatura. Esta análise homogênea de abundâncias foi baseada em oito linhas do Ce II e dez linhas do Nd II presentes nos espectros APOGEE e descobertas recentemente nos trabalhos de [Cunha et al. \(2017\)](#) e [Hasselquist et al. \(2016\)](#).

Os comportamentos de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ e $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ como função da metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$) foram também obtidos, embora a nossa amostra seja relativamente pequena ela cobre um intervalo de $[\text{Fe}/\text{H}]$ de -1.5 a -0.5 dex para as estrelas do campo, e se estende a $[\text{Fe}/\text{H}] \sim +0.15$ dex se considerarmos os aglomerados abertos estudados NGC 2420, NGC 6819 e NGC 6705. Os resultados obtidos para $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ e $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ seguem a tendência esperada nos diagramas de evolução química destes elementos, quando comparados com resultados independentes da literatura, ou seja, há um aumento leve na abundância de $[\text{Ce}, \text{Nd}/\text{Fe}]$ a medida que a metalicidade diminui. Existe uma possível diferença sistemática nas

abundâncias determinadas neste trabalho quando comparadas com os valores da literatura provenientes de análises de espectros óticos.

As abundâncias médias de $[Ce/Fe]$ obtidas neste trabalho para o aglomerado NGC 2420 é $+0.18 \pm 0.07$; para o NGC 6705 é $+0.09 \pm 0.03$; e para NGC 6819 é -0.06 ± 0.01 . Os valores médios obtidos para $[Nd/Fe]$ são: 0.19 ± 0.08 , 0.18 ± 0.10 e 0.06 ± 0.01 , respectivamente para os aglomerados NGC 2420, NGC 6705 e NGC 6819.

As abundâncias de neodímio obtidas para os aglomerados NGC 2420, NGC 6819, e NGC 6705 quando comparadas com o gradiente de $[Nd/Fe]$ com a distância galactocêntrica ([Overbeek et al., 2016](#)) indicam um bom acordo, embora as nossas abundâncias médias apresentem valores de $[Nd/Fe]$ no envelope superior da distribuição encontrada na literatura. Vale notar que a razão $[Nd/Fe]$ para o aglomerado NGC 6705, que se encontra na parte mais interna do disco, parece não seguir o gradiente positivo de $[Nd/Fe]$ vs. R_g obtido por [Overbeek et al. \(2016\)](#), indicando talvez uma tendência mais achatada para o gradiente da razão de $[Nd/Fe]$ no disco interno, ou, podendo também indicar que o aglomerado NGC 6705 não segue o gradiente de $[Nd/Fe]$ observado para o disco interno. Infelizmente, com o pequeno número de aglomerados estudados neste trabalho não temos condições de definir qual seria o cenário mais provável.

Fizemos uma análise espectroscópica de quatro estrelas gigantes vermelhas pertencentes ao ‘red clump’ do aglomerado aberto NGC 6705, determinando as abundâncias dos elementos C, N, Fe, e dos elementos- α O, Si, Mg, Ca e Ti. As abundâncias médias obtidas para o aglomerado são: $\langle A(C) \rangle = 8.58 \pm 0.11$, $\langle A(O) \rangle = 8.83 \pm 0.24$, $\langle A(N) \rangle = 8.58 \pm 0.11$, $\langle A(Fe) \rangle = 7.58 \pm 0.06$, $\langle A(Si) \rangle = 7.69 \pm 0.11$, $\langle A(Mg) \rangle = 7.60 \pm 0.11$, $\langle A(Ca) \rangle = 6.44 \pm 0.14$ e $\langle A(Ti) \rangle = 5.10 \pm 0.15$.

A questão de qual é a metalicidade do aglomerado aberto NGC 6705 apresenta bastante divergência na literatura. Nossos resultados para as quatro estrelas da amostra, indicam uma metalicidade média de $\langle [Fe/H] \rangle = +0.13 \pm 0.06$; este resultado está em bom acordo com a metalicidade encontrada nos trabalhos do levantamento Gaia-ESO de [Magrini et al. \(2014\)](#) de $+0.14$ dex e [Magrini et al. \(2017\)](#) de $[Fe/H] = +0.11$ dex.

Parâmetros estelares (T_{eff} e $\log g$) foram determinados para as estrelas de NGC 6705 usando calibrações fotométricas de [González Hernández & Bonifacio \(2009\)](#) para as cores (V-J), (V-H), (V- K_s) e (J- K_s). Os valores de $\log g$ foram determinados a partir observáveis como o módulo da distância e parâmetros como a temperatura efetiva, massas e de equações fundamentais. A comparação dos parâmetros estelares determinados neste

trabalho com as temperaturas efetivas e gravidades superficiais obtidas pelo ASPCAP DR14 mostrou um bom acordo para as temperaturas efetivas, apresentando diferenças sistemáticas não muito significativas da ordem de $\sim 100\text{K}$. Os valores de $\log g$ derivados pelo ASPCAP para as estrelas da amostra, entretanto, foram altos ($\log g \sim 2.5$) apresentando diferenças sistemáticas da ordem de 0.3 dex quando comparados com nossos resultados.

Um dos resultados fascinantes da literatura recente foi a descoberta de uma população de estrelas do campo que são jovens ao mesmo tempo que enriquecida nos elementos do processo α (Chiappini et al., 2015; Martig et al., 2015). Tal população de estrelas jovens e enriquecidas em elementos $[\alpha/\text{Fe}]$, é inesperada dado que uma estrela jovem já se forma de material que é enriquecido em Fe proveniente das SN Ia, diminuindo a razão $[\alpha/\text{Fe}]$. Em Casamiquela et al. (2017) estudaram uma amostra de estrelas do aglomerado aberto NGC 6705 concluindo que este também encontra-se enriquecido nos elementos de processo- α , oferecendo uma possível conexão com estas estrelas do campo que também são jovens e enriquecidas nos elementos- α .

As abundâncias dos elementos- α obtidas para o aglomerado NGC 6705 neste trabalho não são enriquecidas. A média dos cinco elementos- α estudados, O, Si, Mg, Ca e Ti obtida é: $\langle [\alpha/\text{Fe}] \rangle = 0.01 \pm 0.04$, ou seja nossos resultados são de fato consistentes com a expectativa de que o aglomerado aberto jovem NGC 6705 do disco galático tem valores solares da razão de elementos- α em relação ao ferro, não confirmando resultados anteriores da literatura para este aglomerado.

APÊNDICE A

APÊNDICE DA EVOLUÇÃO DAS GIGANTES VERMELHAS

A.1 Gigantes Vermelhas

As estrelas são os objetos mais numerosos no Universo e são os que formam estruturas como as associações estelares, os aglomerados estelares e as galáxias as quais são as estruturas mais grandes do Universo. As estrelas basicamente são esferas de gás de diferentes tamanhos e massas e que graças as gravidades que possuem podem-se manter por muitos milhões de anos. Os períodos de vida das estrelas obedecem a quatro equações de equilíbrio as quais são mencionadas a seguir:

- Continuidade da massa ao longo das diferentes camadas da estrela.
- Equilíbrio hidrostático onde a pressão (P) é balanceada com a gravidade (g)
- Equilíbrio da luminosidade (L) que depende da energia produzida
- Tipo de energia transportada (convectiva, radiativa ou condutiva) desde o núcleo até a superfície da estrela que restringe o gradiente de temperatura.

Com o objetivo de descrever as características do material estelar é necessário três relações para a pressão (a equação de estado do gás estelar), a opacidade e a taxa da geração da energia, e estas relações estão dadas como função da densidade, temperatura e a composição química da estrela.

O lugar de nascimento das estrelas são as nuvens que colapsam devido à instabilidades gravitacionais e são fragmentadas em vários núcleos. Esses núcleos eventualmente vão crescer ganhando massa até converter-se em uma protoestrela para acabar como uma estrela pré-sequência principal. Nesta fase esses objetos irradiam sua energia produzida pela contração gravitacional até converte-se em uma estrela de sequência principal. Uma vez que a estrela está na fase de sequência principal, ela atinge suficiente temperatura e densidade para começar a fundir hidrogênio no núcleo e vão permanecer nesta fase dependendo da massa que elas possuam, já que é a massa que determina qual será o caminho evolutivo que as estrelas vão percorrer.

A estrela só vai deixar a sequência principal quando acabar de fundir hidrogênio e, caso tenha massa $\lesssim 0.5M_{\odot}$ e elas vão se livrar das camadas externas e se tornarem anãs brancas de hélio sustentadas pela pressão degenerada de elétrons. Se as estrelas tem massas $\gtrsim 0.5M_{\odot}$, após sair da sequência principal, elas começam a fundir H em uma camada espessa acima do núcleo que agora é de hélio e que ainda está em equilíbrio térmico, nessas circunstâncias a estrela se encontra na fase de subgigante. Nesta fase qualquer energia adicional produzida pela fusão na camada acima do núcleo é consumida, inflando a envoltória até que a estrela esfria, mas sem aumento na luminosidade.

Uma vez que o núcleo de hélio começa a contração para manter o equilíbrio térmico, as camadas externas são expandidas e a estrela alcança maior luminosidade, isto é chamado como a fase do **ramo das gigantes vermelhas (RGB, do Inglês Red Giant Branch)**. Durante esse estágio todas as estrelas traçam um caminho para cima no diagrama Hertzsprung-Russel (ou simplesmente diagrama HR), subindo em direção ao RGB, como é apresentado na Figura A.1.

Nem todas as estrelas sobem ao RGB, as estrelas cujas massas estão entre $8 - 12M_{\odot}$, têm grandes envoltórias convectivas quentes e a fusão na camada do H e no núcleo de He começam rapidamente, convertendo-se assim em supergigantes com uma duração curta de tempo já que essas estrelas massivas consomem muito rápido seus combustíveis. Por outro lado, se a estrela tem massa intermediária ($2 - 8M_{\odot}$), a sua camada de H vai alimentar o núcleo de He que em algum momento começará a fundir o He em C e O, isto quando a temperatura estiver suficientemente alta para iniciar o processo triplo- α .

Uma vez que a fusão do hélio começa, a estrela alcança um novo estado de equilíbrio onde a fusão do núcleo de He e a camada de H acima do núcleo são suas fontes de energia. Esta fase é chamada de **ramo horizontal (HB, Horizontal Branch)**, onde as metalicidades

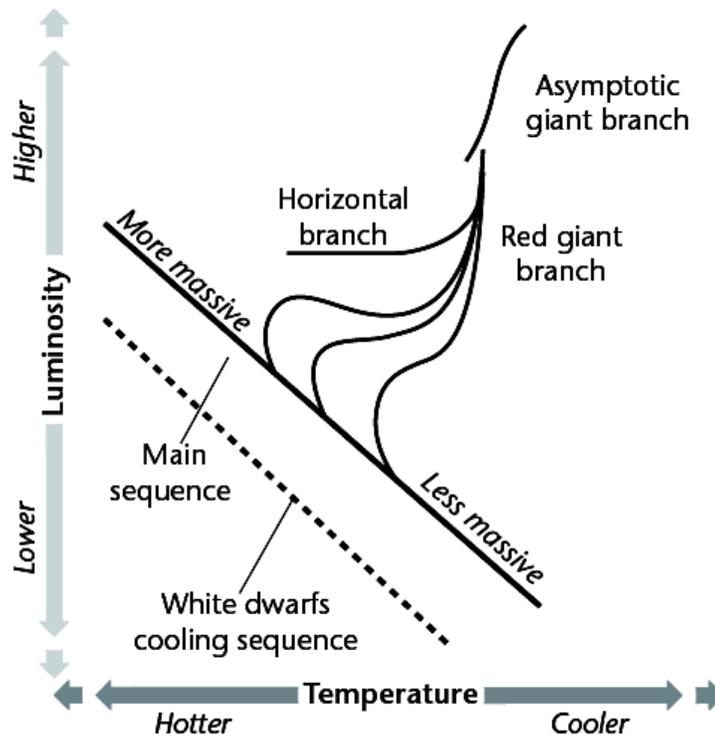


Figura A.1: Caminho evolutivos das gigantes vermelhas uma vez que elas saíram da sequência principal. Fonte: Searching for the oldest stars, pp 80

são baixas, mas também se tem o **Red Clump (RC)**, que é uma região no diagrama cor-magnitude que ocorre o acúmulo de estrelas de idade intermediária. O RC é formado pelas estrelas de baixa massa no estágio da queima do núcleo de He. que, devido as suas consideráveis envoltória convectivas, parecem vermelhos e próximos ao RGB (Girardi, 2016).

Depois de uns poucos milhões de anos, a fusão do He no núcleo termina, e o núcleo agora é de C + O, este se contrai e a fusão é produzida nas duas camadas, uma ao redor do núcleo queimando He e C + O e outra camada mais externa queimando H em He. Este processo faz a estrela maior e mais fria conforme sua luminosidade cresce, as estrelas neste estágio de evolução são conhecidas como estrelas do **ramo assintótico das gigantes (AGB, Asymptotic Giant Branch)**. Quando a estrela se expande para um tamanho maior que o das etapas anteriores de gigante se diz que a estrela está na etapa Early-AGB. Se a casca de He é consumida, levando aos pulsos térmicos que são produzidos por flashes de He sequenciais na camada, a estrela está na etapa TP-AGB (Thermal Pulse). Quando o núcleo da estrela é alimentado da camada da fusão de He e se a sua massa não cresce acima do limite de Chandrasekhar ($m \gtrsim 1.4M_{\odot} = M_{Ch}$) acabará em uma anã branca degenerada de C + O. De outro modo, começará a fusão de C para Ne e depois para Mg seguindo um esquema similar,

terminando em anãs brancas de diferente composição dependendo da massa inicial da estrela.

Estrelas com massa muito altas ($\gtrsim 8 - 12M_{\odot}$) não sofrem degenerescência de elétron no núcleo em nenhum estágio, mas forma subseqüentes camadas de queimas em torno do núcleo de Fe. Estes acabam em uma explosão de supernova tipo II.

O interessante da evolução estelar é que as estrelas consomem o material dos arredores onde elas nasceram e, devolvem o material (agora processado) para o meio interestelar, enriquecendo-o.

APÊNDICE B

FORMAÇÃO DE ELEMENTOS QUÍMICOS

A existência e evolução dos elementos químicos é uma consequência de processos nucleares que tiveram lugar no *Big Bang* e posteriormente nas estrelas e no meio interestelar. Os elementos químicos no Universo foram e têm se originado mediante três processos básicos: Na nucleossíntese primordial, no *Big Bang*, nas reações nucleares no interior estelar, explosões de supernovas e, também, em processos de quebra de núcleos através da colisão de raios cósmicos no meio interestelar.

B.1 Nucleossíntese primordial e elementos leves

No começo de tudo, durante os primeiros 3-4 minutos após do *Big Bang*, em uma temperatura da ordem de 10^9 K, decorre uma era dominada pela radiação. O universo consiste então em um gás de fótons, neutrinos, pares elétron-pósitron e pequenas quantidades de núcleons resultado da assimetria matéria-antimatéria. Para que possa-se gerar um núcleo é necessário que se produza uma colisão entre núcleons e que esses permaneçam entrelaçados. No entanto, a alta temperatura não permite a formação de núcleos. Isto se consegue devido à expansão que faz diminuir a energia média dos fótons e, então, pode ser criado o deutério, e assim começou a nucleossíntese primordial. Neste processo são formados núcleos dos átomos de elementos leves (^2H , ^3He , ^4He , ^7Li e traços de ^7Be) pela fusão de prótons e elétrons. No entanto, a falta de núcleos estáveis para o número de massa $A = 5$ e $A = 8$ tornou difícil continuar a nucleossíntese além do ^7Li e ^7Be . Como resultado da nucleossíntese primordial

de todos esses elementos, o ${}^4\text{He}$ é o elemento mais abundante [Boesgaard & Steigman \(1985\)](#).

Os primeiros trabalhos relacionados à produção dos elementos leves no cenário do *Big Bang* foram publicados em Alpher et al. (1948) e posteriormente em Peebles (1966a,b), um ano depois em Wagoner et al. (1967).

Mais tarde quando a temperatura dos fótons (que tem a mesma distribuição de energia do corpo negro) desce de 3000 K, a radiação é desacoplada da matéria e os núcleos combinam-se com os elétrons devido ao fato que os fótons não tem mais a energia necessária para manter a ionização dos átomos. Então, a fase de recombinação supõe que o Universo passa a ser dominado pela matéria mas não pela radiação, característica que é mantida até hoje, o que seria o fim do *Big Bang*.

A captura dos elétrons para formar átomos teve também uma importante consequência: sem elétrons livres, a radiação eletromagnética não tenha mais com quem interagir eficientemente e o Universo tornou-se transparente ao passo de esta. Esses fótons têm energias muito altas, o que se traduz em comprimentos de onda muito curtos. Esses fótons primigênicos, agora conhecidos como a radiação cósmica de micro-ondas (do Inglês Cosmic Microwave Background o CMB), foram preditos por George Gamow, Ralph Alpher e Robert Hermann, em 1948, e posteriormente descobertos em 1965 pelo Arno Penzias e Robert Woodrow Wilson (Penzias y Wilson 1965; Dicke et al. 1965). O descobrimento do CMB tem sido uma das evidencias mais robustas do *Big Bang*.

O universo se expandiu e esfriou o suficiente, os efeitos gravitacionais fizeram com que a matéria se condensara formando assim as primeiras estrelas e protogalaxias.

B.2 Nucleossíntese dos elementos pesados

Além do hélio produzido no *Big Bang*, a nucleossíntese estelar levada a cabo no interior das estrelas também produz hélio mediante a cadeia próton-próton (p-p) e o ciclo CNO, assim como elementos mais pesados que o hélio mediante outras reações mais complexas.

A cadeia p-p é uma reação que faz o que o hidrogênio converta-se em hélio em $\sim 10^{10}$ anos e através dela é obtido o ${}^4\text{He}$ a partir de quatro núcleons. Acontece em estrelas cujas temperaturas são $\sim 1-2 \times 10^7$ K, com densidades de $\sim 100 \text{ g cm}^{-3}$ e massas $\leq 1M_{\odot}$. Estas estrelas de baixa massa têm um tempo de vida comparável com a idade do universo e

contribuem individualmente muito pouco ao enriquecimento químico.

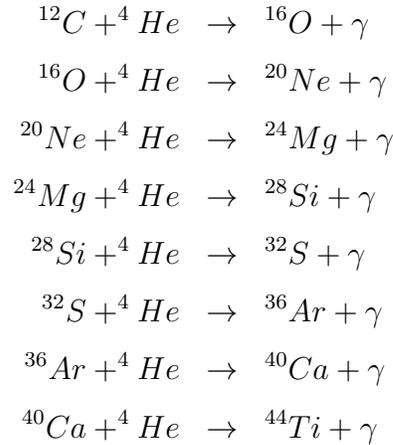
O ciclo CNO ocorre em estrelas com temperaturas $> 1.5 \times 10^{10}$ K, e massas $> 2M_{\odot}$. Durante esse ciclo é obtido ${}^4\text{He}$ a partir de quatro prótons e ${}^{14}\text{N}$, ${}^{12}\text{C}$ e ${}^{16}\text{O}$, com $\sim 98\%$ dos núcleos de C e O convertidos ${}^{14}\text{N}$.

As reações triplo- α levam-se a cabo a partir do hélio presente na estrela, portanto esse processo acontece em estrelas velhas com temperaturas de $\sim 10^8$ K e massas entre 2-8 M_{\odot} , essas características pertencem as gigantes vermelhas onde o hélio produzido pelas cadeias p-p e o ciclo CNO tem se acumulado no núcleo. Durante essas reações também é produzido o ${}^{16}\text{O}$ e algo de ${}^{18}\text{O}$. Mas o que mais é produzido são os núcleos ${}^{12}\text{C}$ e ${}^{16}\text{O}$. Finalmente, a gigante vermelha morre ejetando suas camadas externas dando lugar a uma nebulosa planetária.

Quando as estrelas tem uma massa $> 8M_{\odot}$, depois da fase da sequencia principal, podem-se produzir simultaneamente várias fases de combustão gerando uma estrutura em “camadas de cebola” onde tem queima de C, Ne e O, produzindo em sua maioria ${}^{24}\text{Mg}$ e ${}^{28}\text{Si}$. Quando a temperatura é $> 10^9$ K, criam-se partículas- α pela desintegração. A captura destas partículas favorece a produção de núcleos sementes de ${}^{24}\text{Mg}$ e ${}^{28}\text{Si}$. Posteriormente, o ${}^{56}\text{Ni}$ criado agora vai se desintegrar em ${}^{56}\text{Fe}$, sendo esse o núcleo com a maior estabilidade. No entanto, a fusão do ferro não gera energia mas consome ela. Portanto, o núcleo da estrela vai se colapsar dando lugar a uma supernova Tipo II (SNeII). Estas estrelas massivas tem vidas muito curtas de $\sim 10\text{Myr}$ e são as principais responsáveis pela produção de elementos desde o O até o Zn. Os elementos mais pesado com $A > 65$, não são produzidos pelas reações nucleares nas estrelas senão pela captura de nêutrons, geralmente por parte dos núcleos de ${}^{56}\text{Fe}$.

B.3 Elementos de processo alfa

O processo- α é um dos processos de fusão nuclear, no qual o núcleo das estrelas convertem o hélio em elementos mais pesados. O hélio é fundido em carbono através do processo triplo- α , no qual três núcleos de hélio-4 (partícula- α) são transformados em carbono-12. O processo- α então combina o hélio com carbono para produzir elementos mais pesados, mas aqueles com um número par de prótons e aqueles cujo número atômico $Z \leq 22$. A seguir mostramos a sequência da formação destes elementos.



Pode-se destacar que os elementos elementos- α são: O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca e Ti, todos eles têm incorporado um núcleo de ^4He . Toda vez que o principal ingrediente para se formar estes elementos é o hélio, então este processo ocorre em estrelas gigantes vermelhas onde se tem presença do hélio.

B.4 Elementos de processo-s

O processo-s é um processo de nucleossíntese de captura de nêutron, que é dito lento porque a captura do nêutron é lenta comparada com a escala de tempo do decaimento beta em um núcleo instável. Este processo ocorre principalmente em estrelas, de baixas temperaturas efetivas onde a densidade de nêutron é muito baixa ($\sim 10^8$ nêutrons por cm^{-3}). Essas condições estão dadas nas estrelas do ramo assintótico das gigantes de massas baixas e intermédias (~ 0.6 a $\sim 10M_{\odot}$), que estão na fase onde a envoltória da estrela pulsa regularmente o que quer dizer que os elementos formados no interior da estrela vão ser levados à superfície da estrela, refletindo na constante alteração da composição química. A camada onde ocorre este processo encontra-se entre as camadas onde se tem queima de hélio e hidrogênio, respetivamente. A presença do hélio é fundamental para a formação dos elementos de processo-s devido a que o núcleo de hélio ao ser capturado por isótopos de carbono e neônio liberam um nêutron que, tempo depois, será capturado por núcleos atômicos, principalmente o ferro. Após o núcleo capturar um nêutron e antes de capturar outro, ele decai liberando um elétron. Com este decaimento o número de prótons aumenta e o resultado é a produção de um elemento mais pesado. Os elementos que são formados exclusivamente pelo processo-s

são o estrôncio, molibdênio e paládio. Existem três picos do processo-s: O primeiro pico de elementos do processo-s é composto pelos chamados “leves” (light-s, or ls), eles são o estrôncio, ítrio e zircônio. O segundo pico é composto pelos chamados “pesados” (heavy-s, or hs), eles são o bário, lantânio, cério, praseodímio, neodímio e samário. Finalmente o terceiro pico é composto pelo chumbo e bismuto.

Um esquema da formação dos elementos de processo-s a partir das capturas neutrônicas mediante os processos-s e -r é apresentado na Figura B.1, onde se mostra o caminho evolutivo da formação dos elementos desde o Xe até o Nd, pode se observar quais dos elementos são formados pelo processo-s e pelo processo-r.

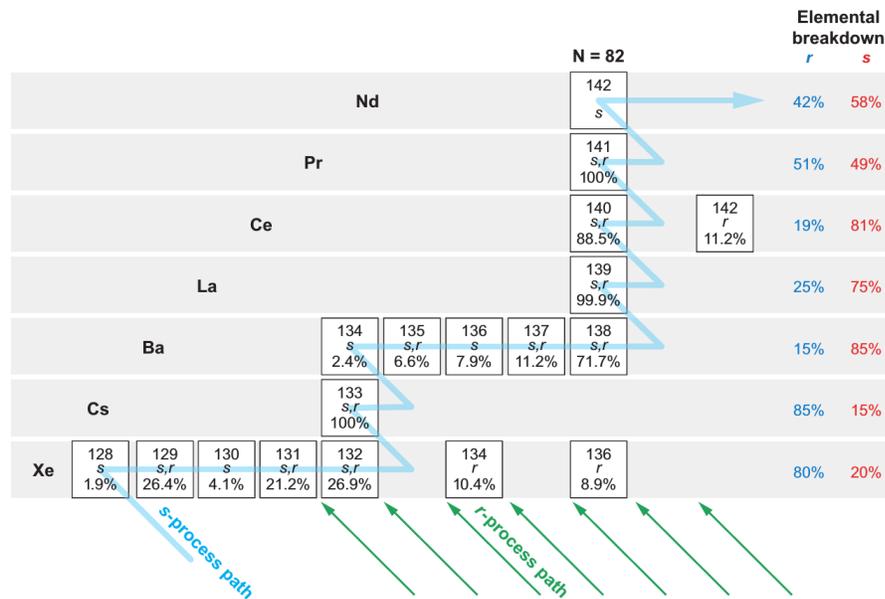


Figura B.1: Apresenta-se o caminho da formação dos elementos desde o Xe até o Nd, mostrando quais são formado pelo processo-s e pelo processo-r. Fonte: Sneden et al. (2008)

Outra fonte da criação do elementos de processo-s é durante a queima do núcleo das estrelas massivas ($> 8M_{\odot}$) onde acontecem as reações $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$.

B.5 Elementos do processo-r

Os elementos de processo-r são aqueles formados pela rápida captura de nêutrons, comparada com o decaimento β . Este processo ocorre em condições extremas, tais como a explosão supernova de tipo II ou a fusão de estrelas de nêutrons (essa fusão foi detectada recentemente em ondas gravitacionais por LIGO/Virgo e telescópios do ESO no Chile

detectaram a primeira contrapartida visível de uma fonte de ondas gravitacionais). Estas condições acontecem num período de tempo curto ($\sim 2-3$ seg.). Os elementos formados essencialmente pelo processo-r são o európio, disprosio e samário. Um cenário para o processo-r é dado nas estrelas de massas $\leq 8M_{\odot}$. Como no processo-s, também se tem três picos de elementos do processo-r. No primeiro pico está o selênio, no segundo pico está o telúrio e no terceiro pico estão o ósmio, irídio e platina (Roederer & Lawler, 2012).

A Figura B.2 apresenta a abundância dos elementos no sistema solar, onde se destaca os elementos dos picos dos processo-s e -r.

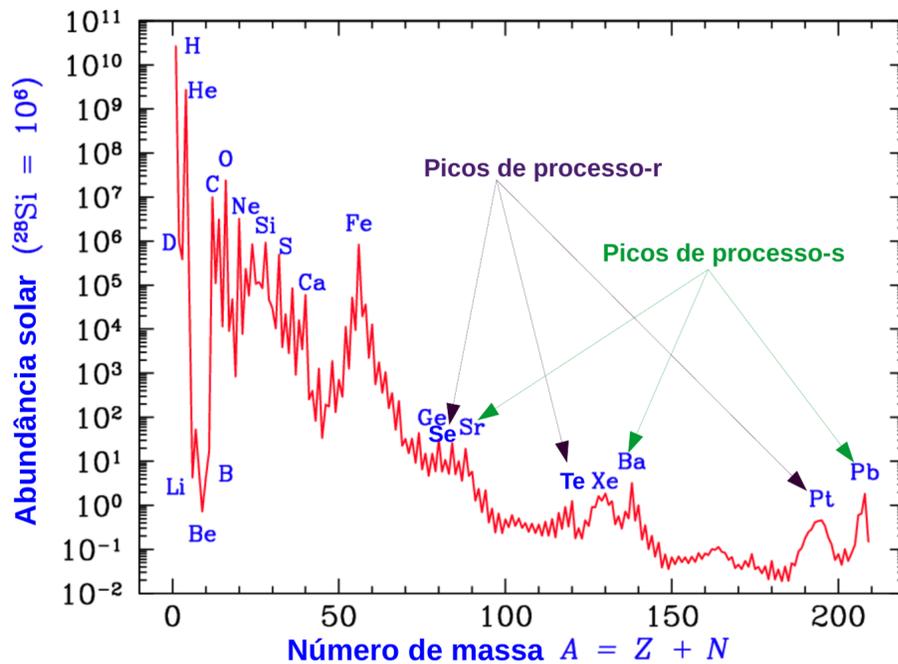


Figura B.2: Abundância dos elementos químicos no sistema solar, nesta figura se mostra os elementos picos dos processo-s e -r. Imagem adaptada do Anders & Grevesse 1989.

Como um resumo dos processos de formação dos elementos químicos, uma ilustração é apresentada na Figura B.3. Pode-se ver através das cores qual foi o mecanismo da formação e de que tipo de elemento se trata.

Group →	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18
↓Period																		
1	1 H		Big Bang spallation										unstable					2 He
2	3 Li	4 Be	evolved giant stars										5 B	6 C	7 N	8 O	9 F	10 Ne
3	11 Na	12 Mg	massive stars										13 Al	14 Si	15 P	16 S	17 Cl	18 Ar
4	19 K	20 Ca	21 Sc	22 Ti	23 V	24 Cr	25 Mn	26 Fe	27 Co	28 Ni	29 Cu	30 Zn	31 Ga	32 Ge	33 As	34 Se	35 Br	36 Kr
5	37 Rb	38 Sr	39 Y	40 Zr	41 Nb	42 Mo	43 Tc	44 Ru	45 Rh	46 Pd	47 Ag	48 Cd	49 In	50 Sn	51 Sb	52 Te	53 I	54 Xe
6	55 Cs	56 Ba	*	72 Hf	73 Ta	74 W	75 Re	76 Os	77 Ir	78 Pt	79 Au	80 Hg	81 Tl	82 Pb	83 Bi	84 Po	85 At	86 Rn
7	87 Fr	88 Ra	**	104 Rf	105 Db	106 Sg	107 Bh	108 Hs	109 Mt	110 Ds	111 Rg	112 Cn	113 Uut	114 Fl	115 Uup	116 Lv	117 Uus	118 Uuo
		*	57 La	58 Ce	59 Pr	60 Nd	61 Pm	62 Sm	63 Eu	64 Gd	65 Tb	66 Dy	67 Ho	68 Er	69 Tm	70 Yb	71 Lu	
		**	89 Ac	90 Th	91 Pa	92 U	93 Np	94 Pu	95 Am	96 Cm	97 Bk	98 Cf	99 Es	100 Fm	101 Md	102 No	103 Lr	

Figura B.3: Tabela periódica classificada por cores, conforme aos mecanismos-fonte que geram os elementos químicos. (Fonte: <https://twitter.com/mcmillan-astro/status/693927972752003072>)

APÊNDICE C

MEDIDAS DE LINHAS DO CÉRIO E NEODÍMIO

Neste apêndice apresentamos os melhores ajustes das medidas feitas para as linhas de cério e neodímio nas estrelas dos aglomerados NGC 2420, NGC 6819 e as estrelas de campo estudadas.

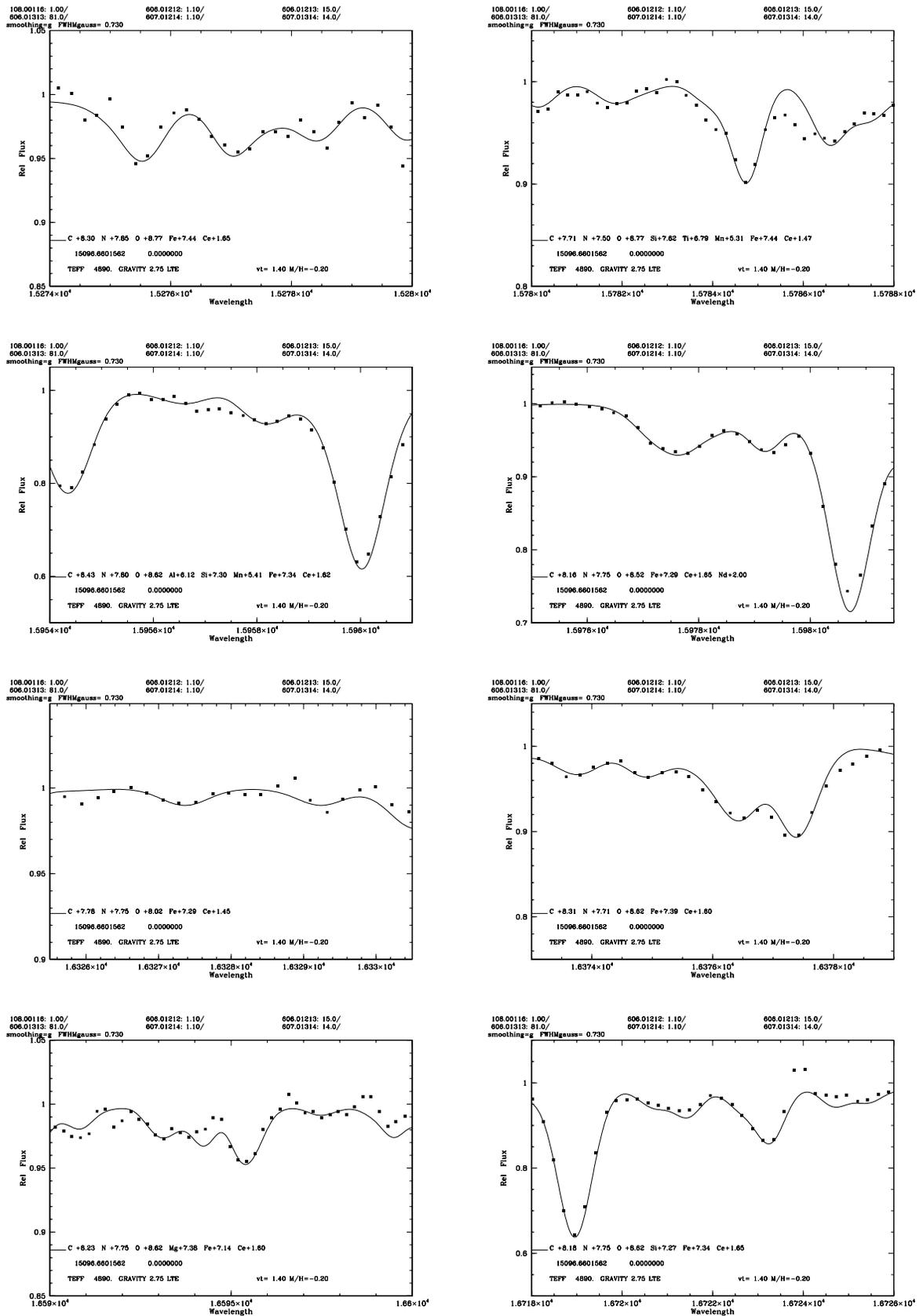


Figura C.1: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M07380545+2136507, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

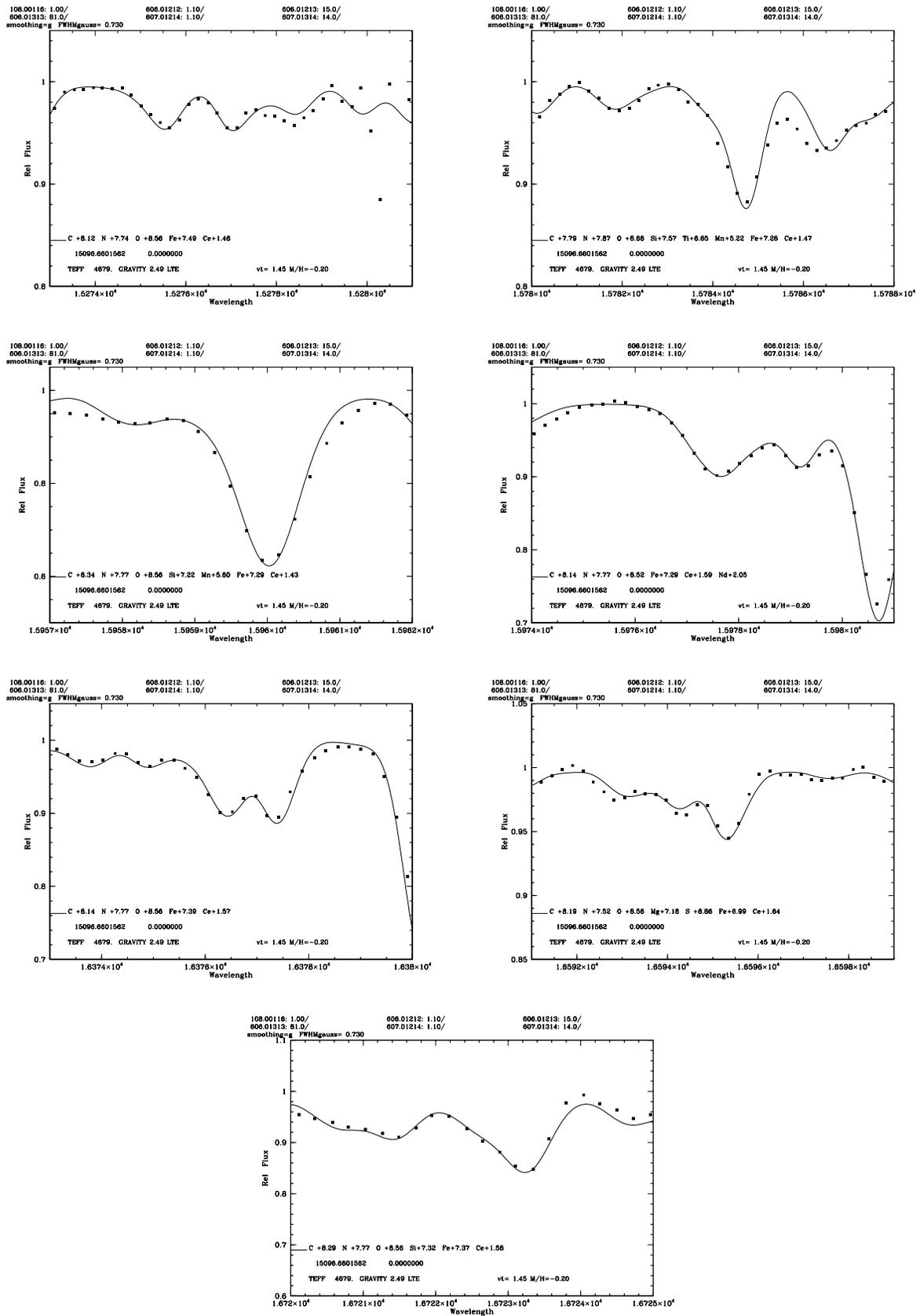


Figura C.2: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M07380627+2136542, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

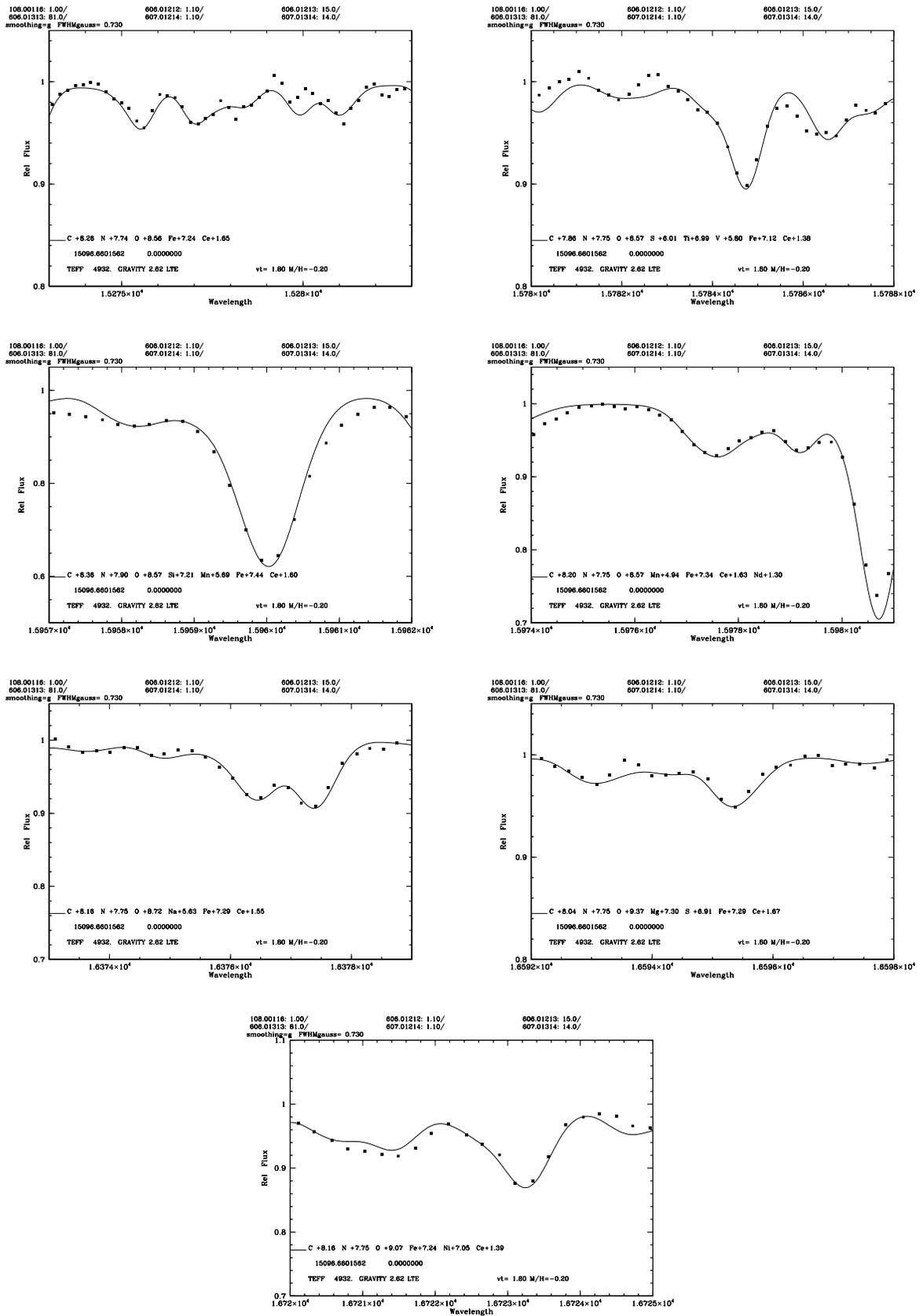


Figura C.3: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M07381549+2138015, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

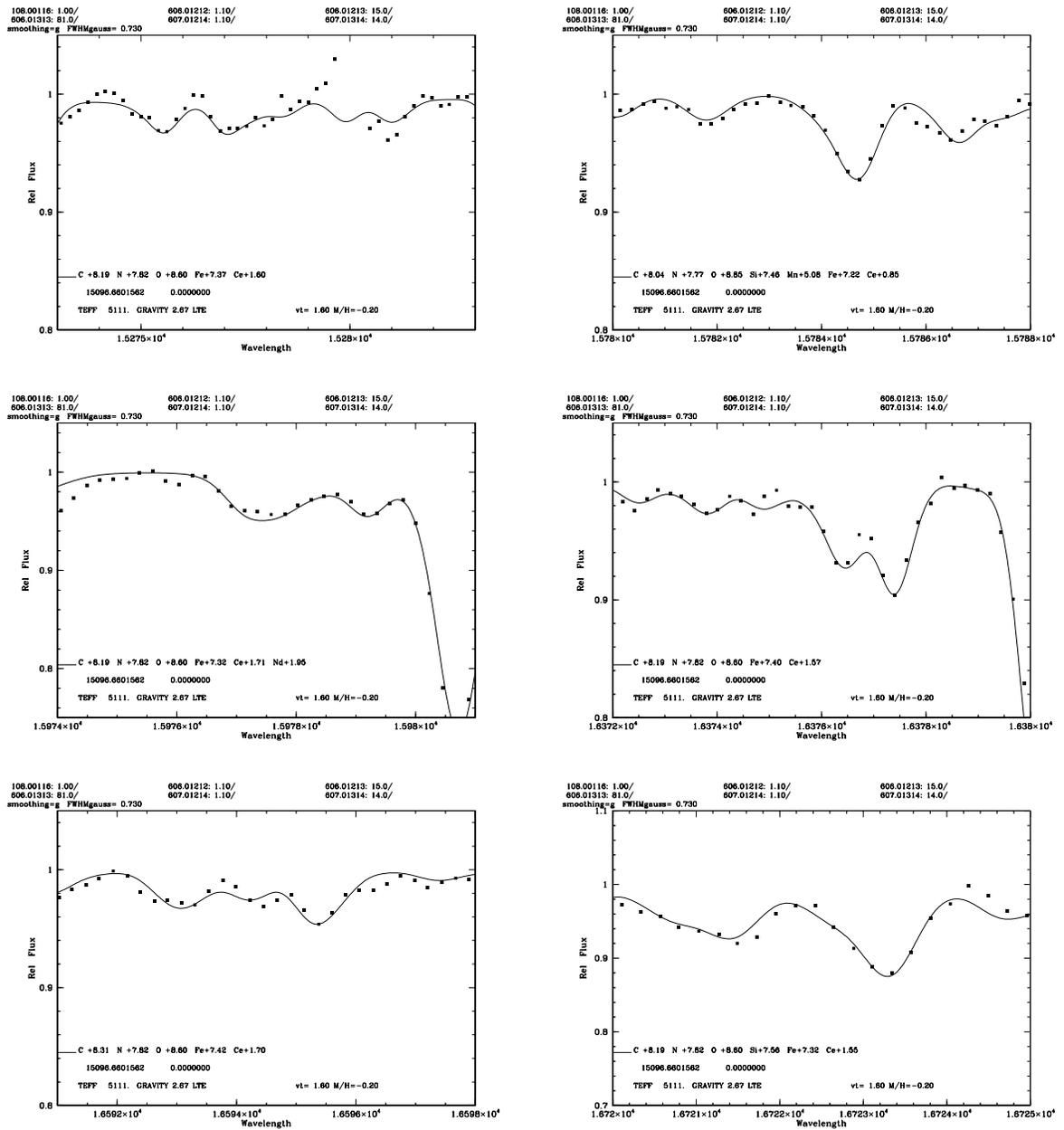


Figura C.4: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382114+2131418, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

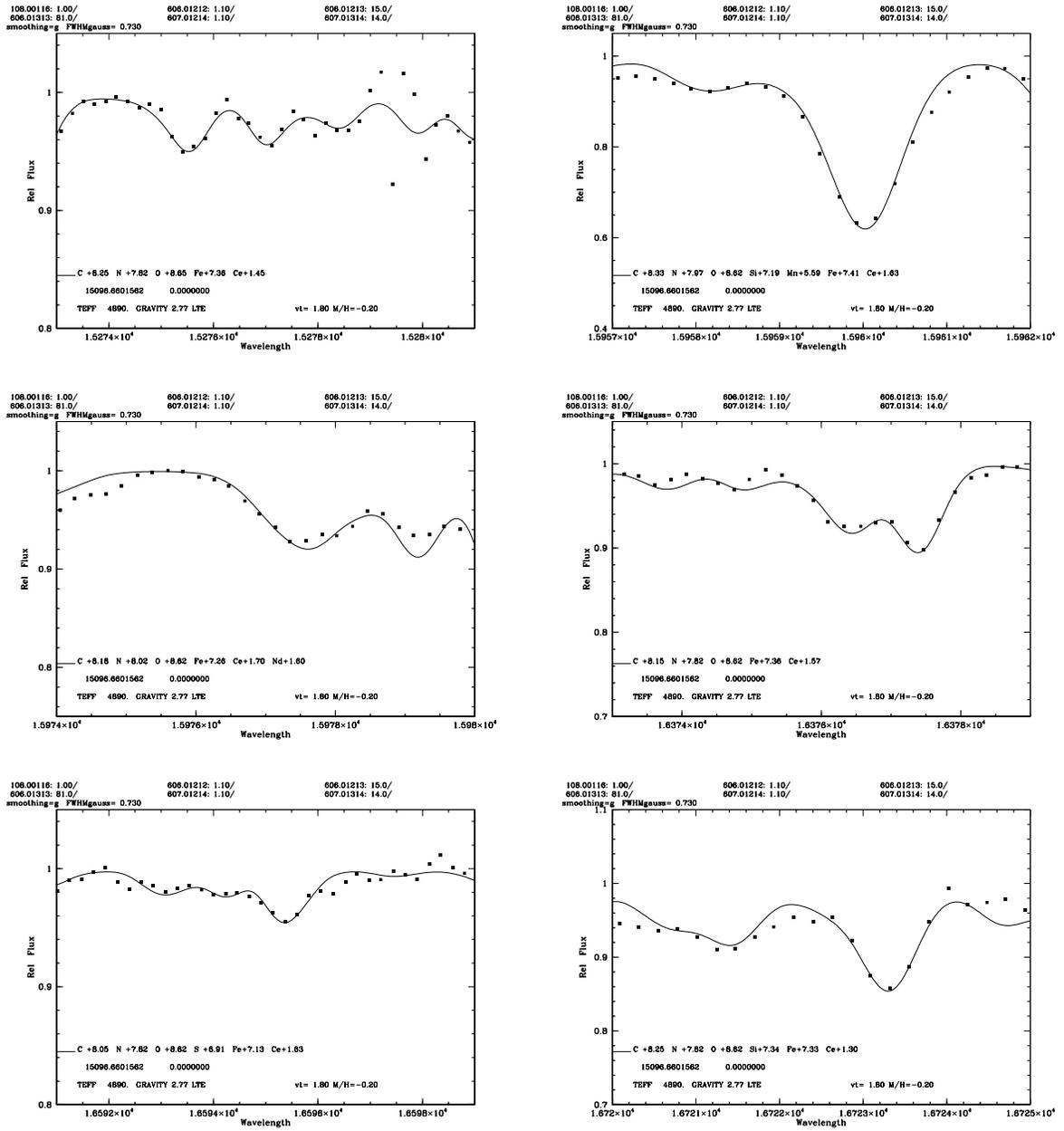


Figura C.5: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382148+2135050, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

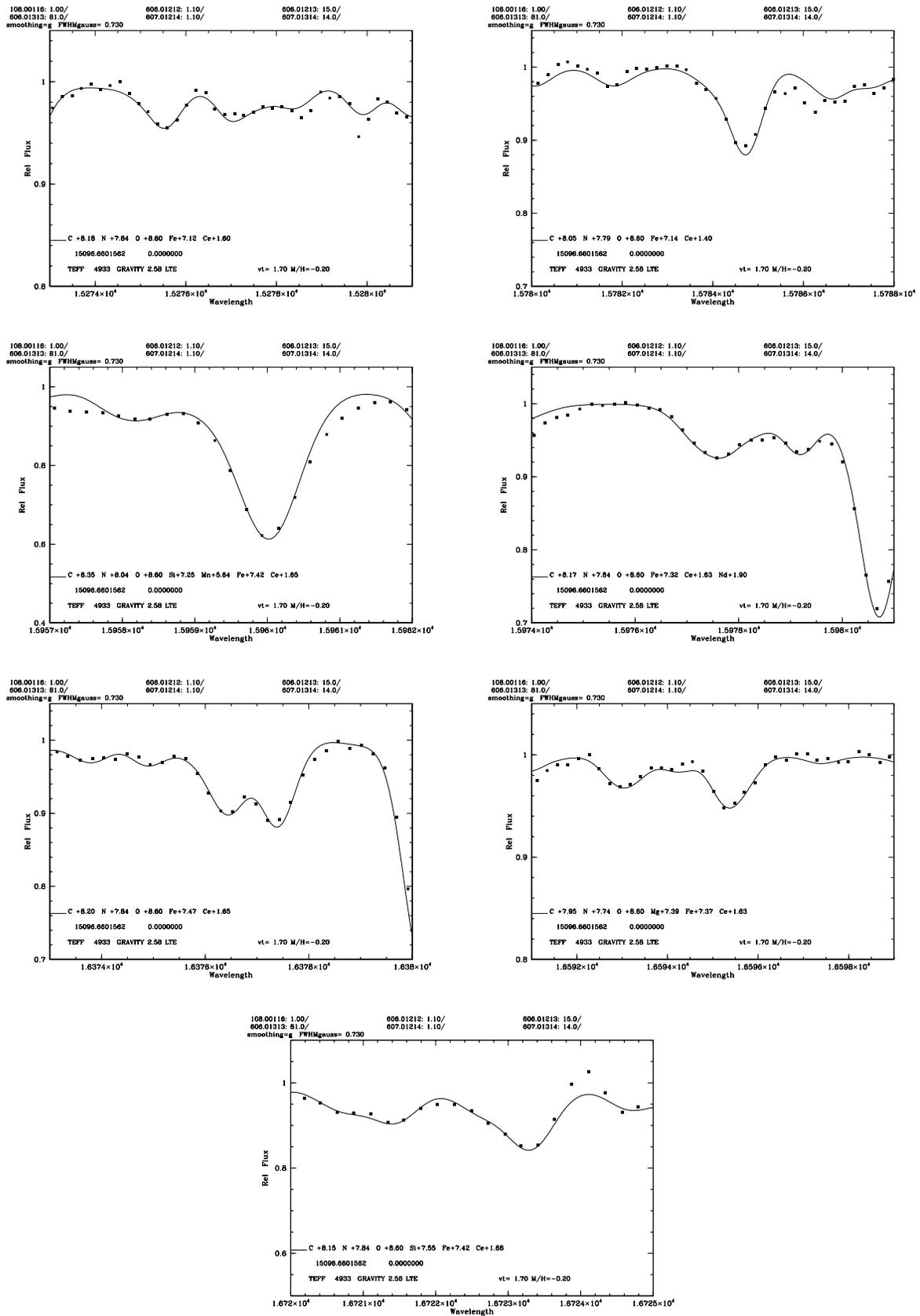


Figura C.6: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382195+2135508, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

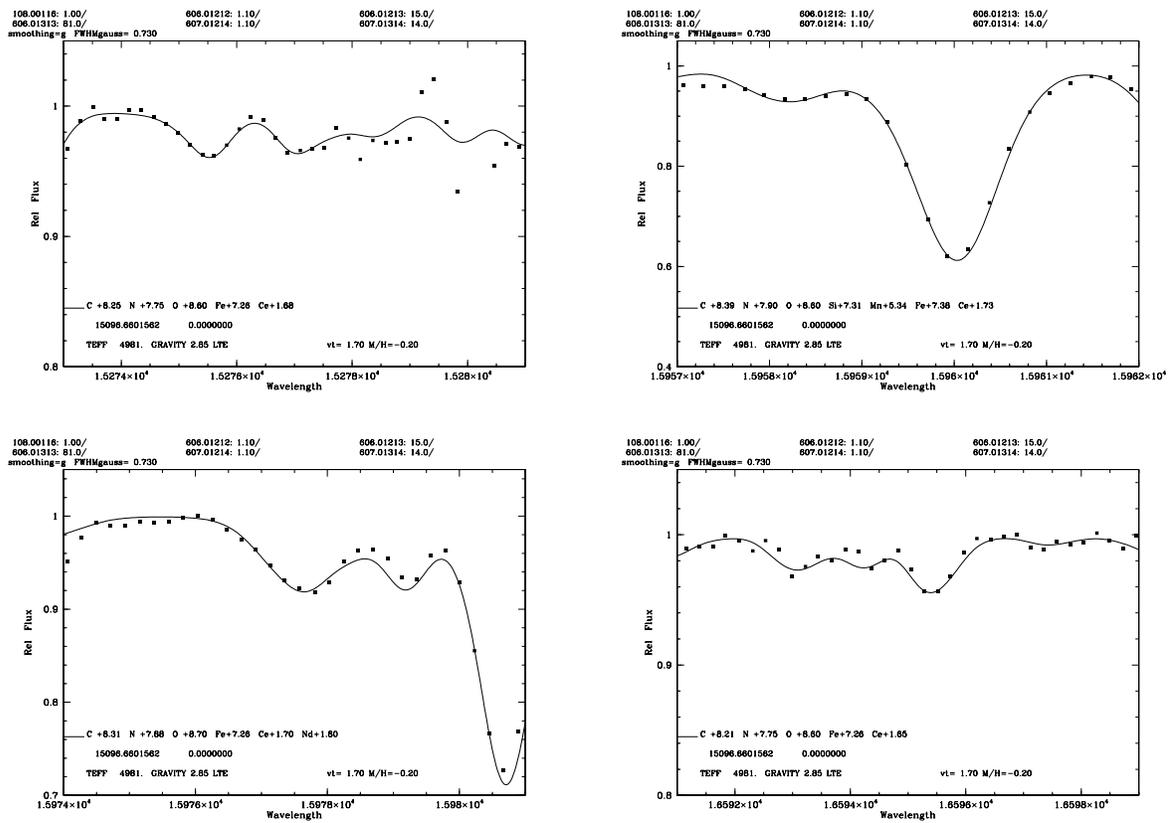


Figura C.7: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382347+2124448, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

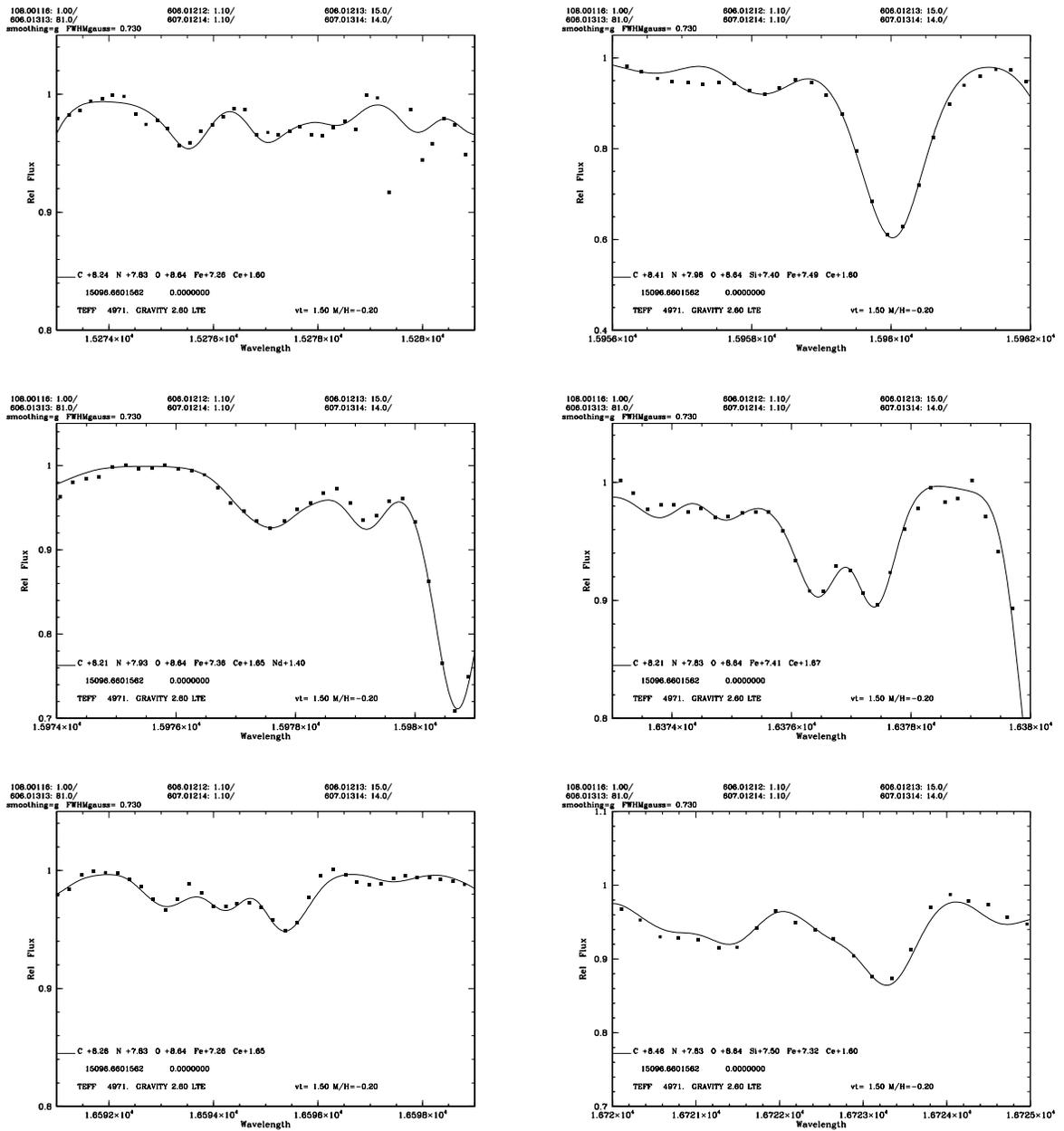


Figura C.8: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382670+2128514, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

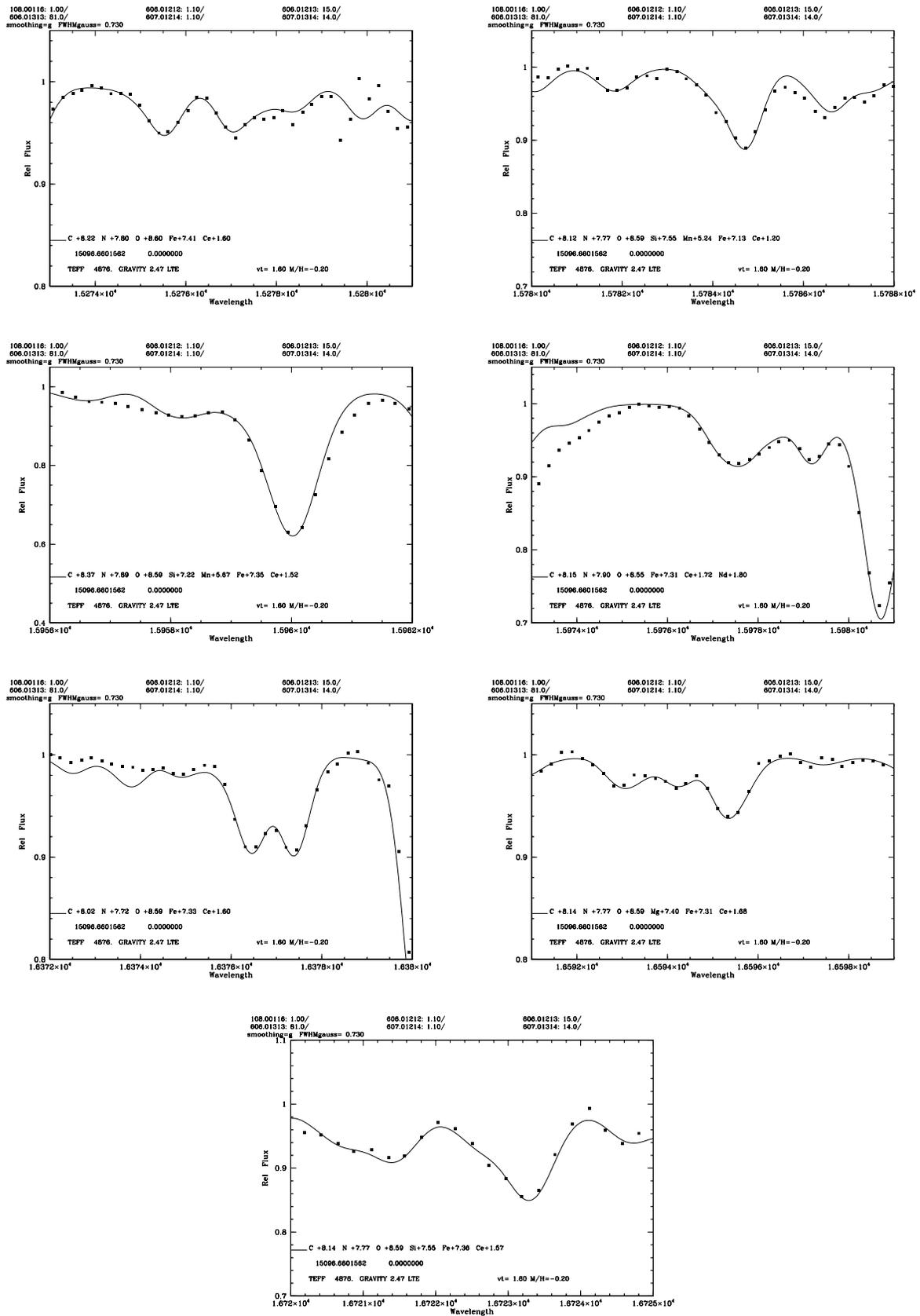


Figura C.9: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382696+2138244, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

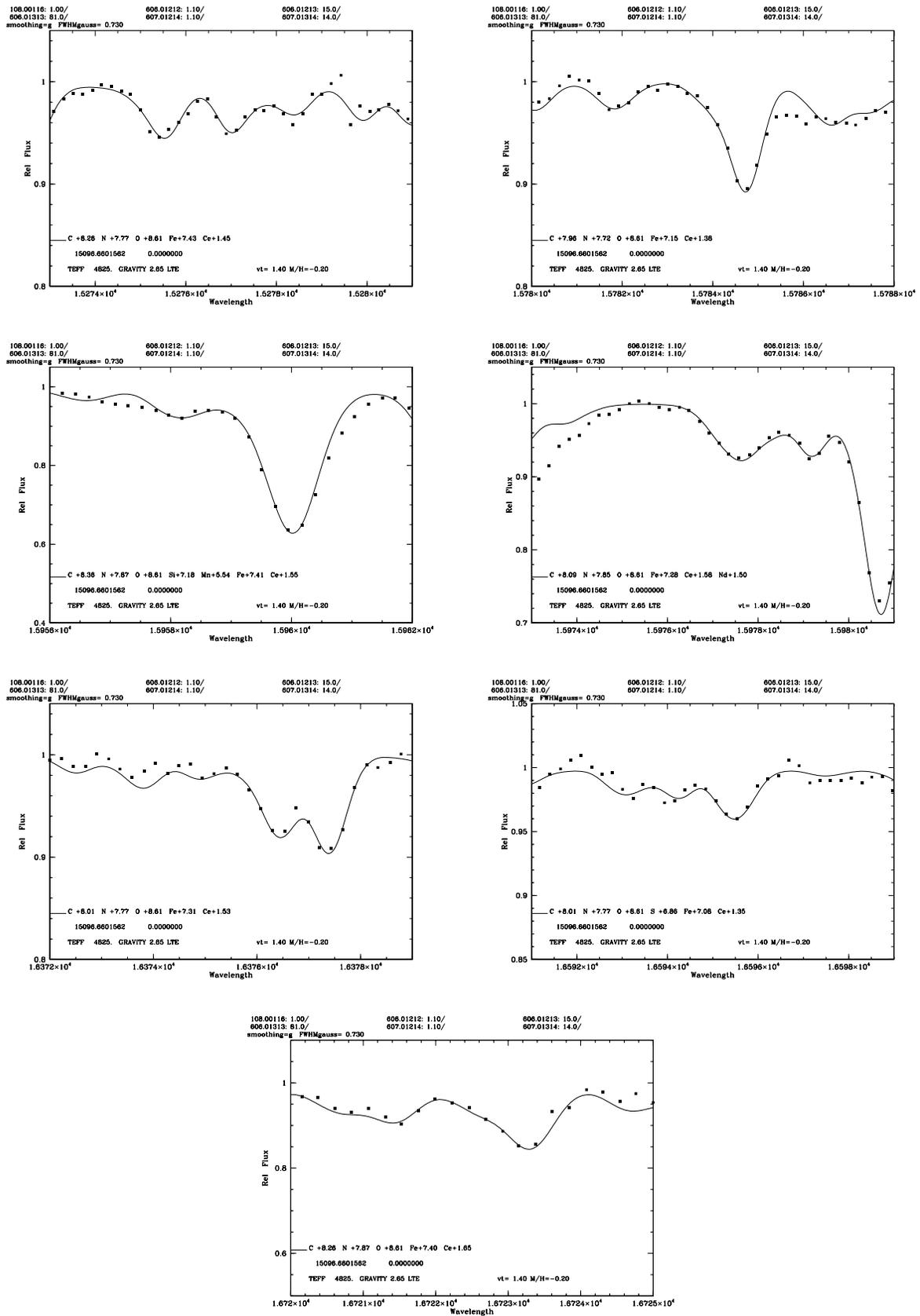


Figura C.10: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07382984+2134509, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

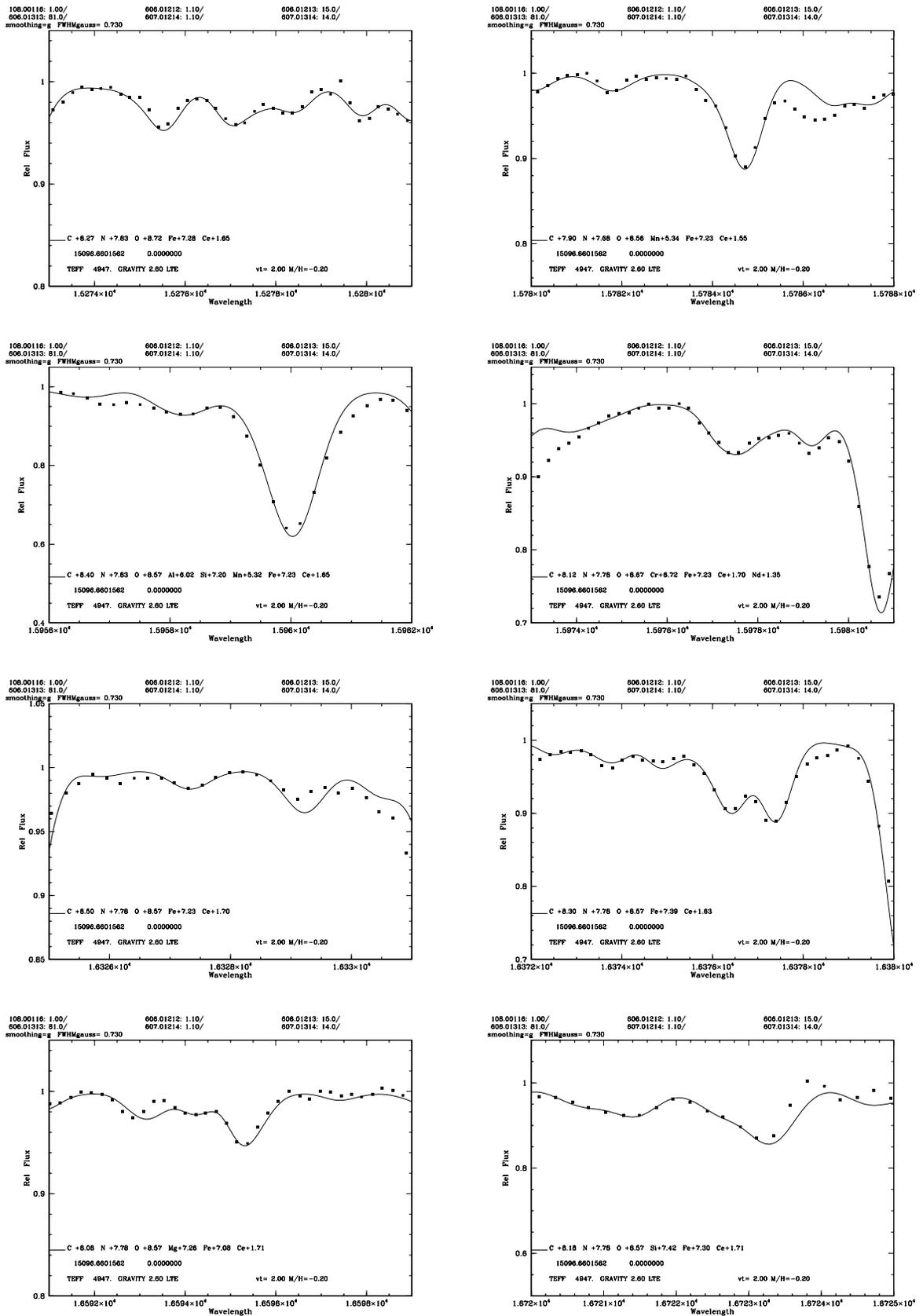


Figura C.11: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela J07383760+2134119, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

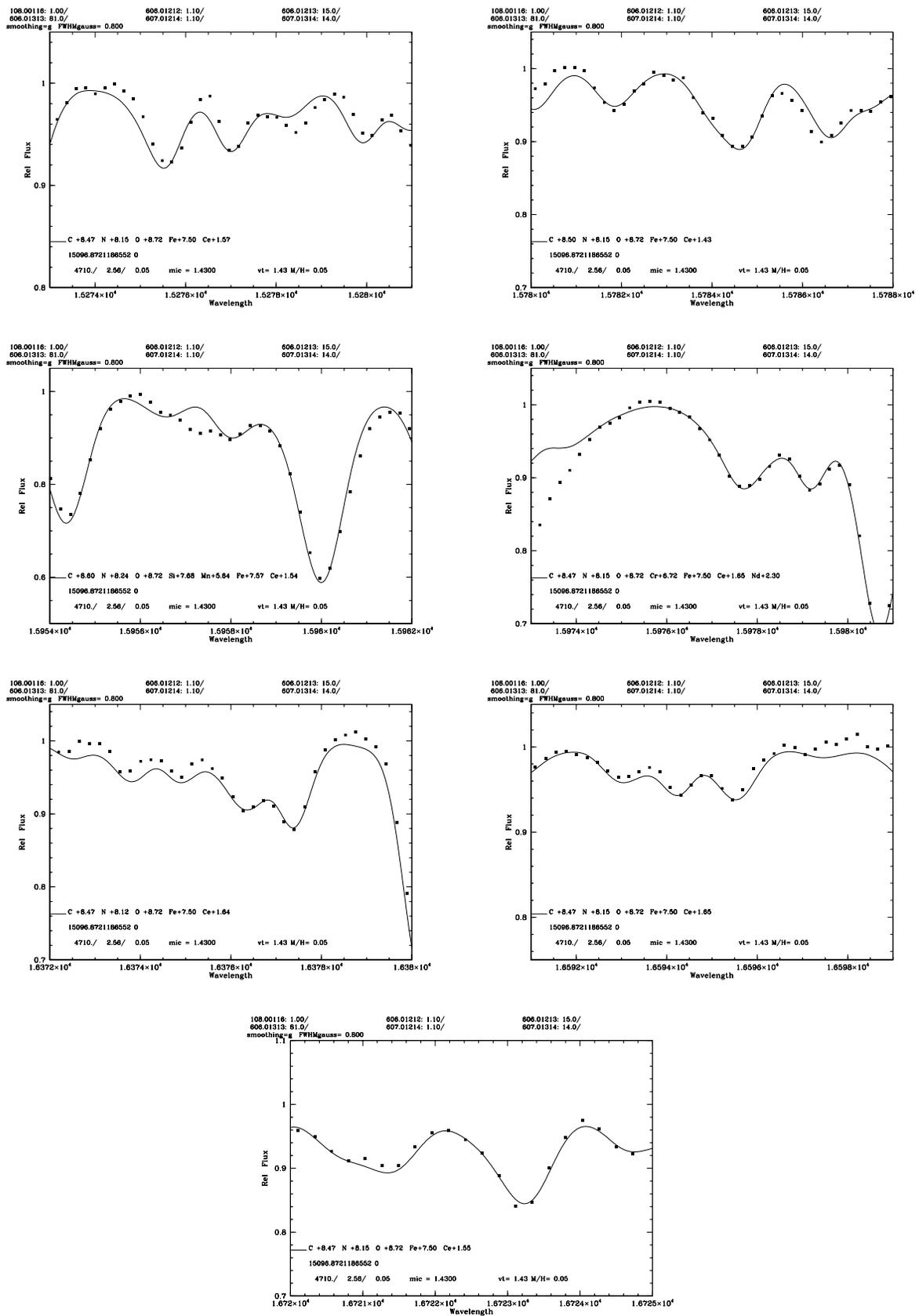


Figura C.12: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M19404965+4014313, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

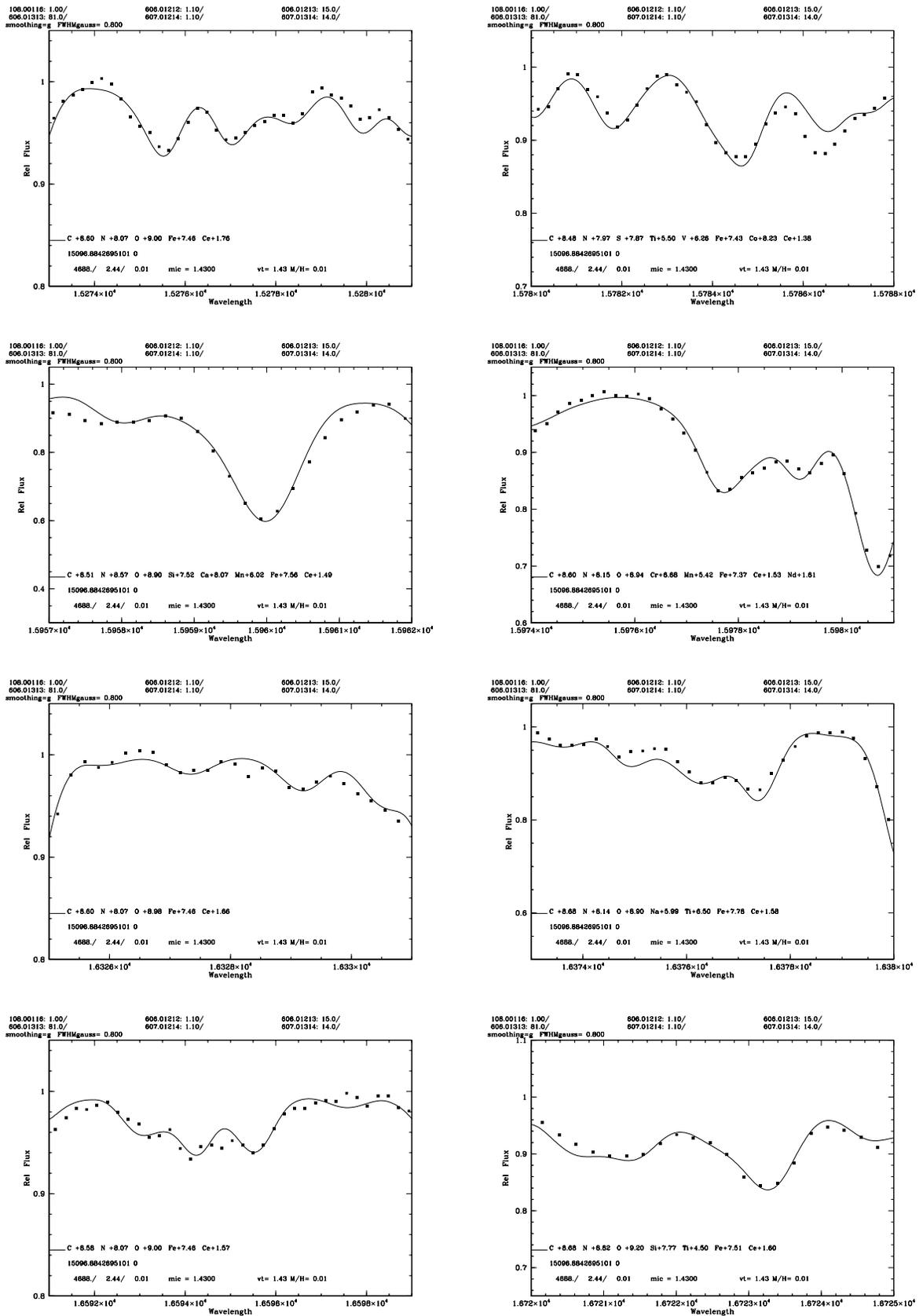


Figura C.13: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M19411367+4003382, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

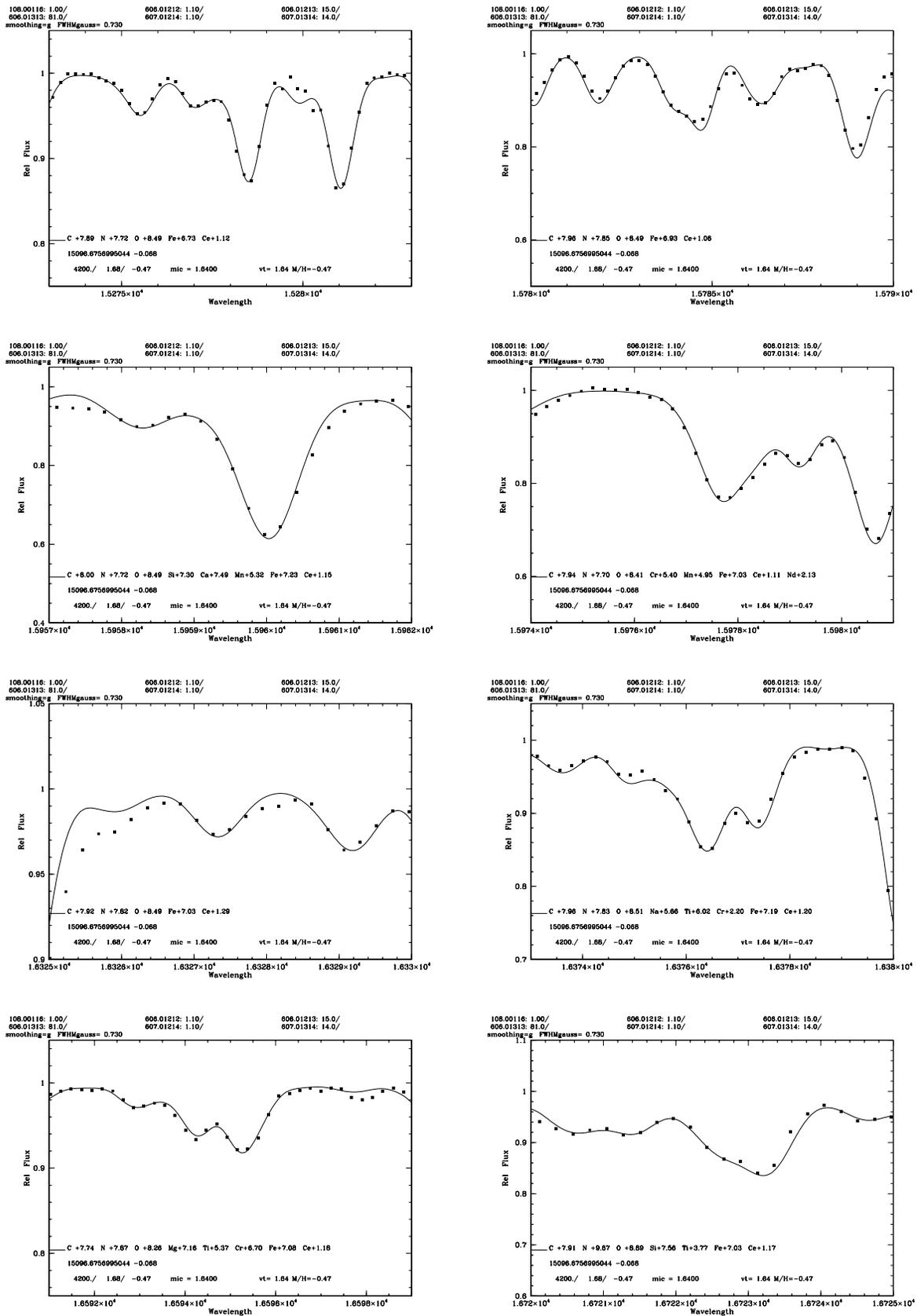


Figura C.14: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M07182377+0720134, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

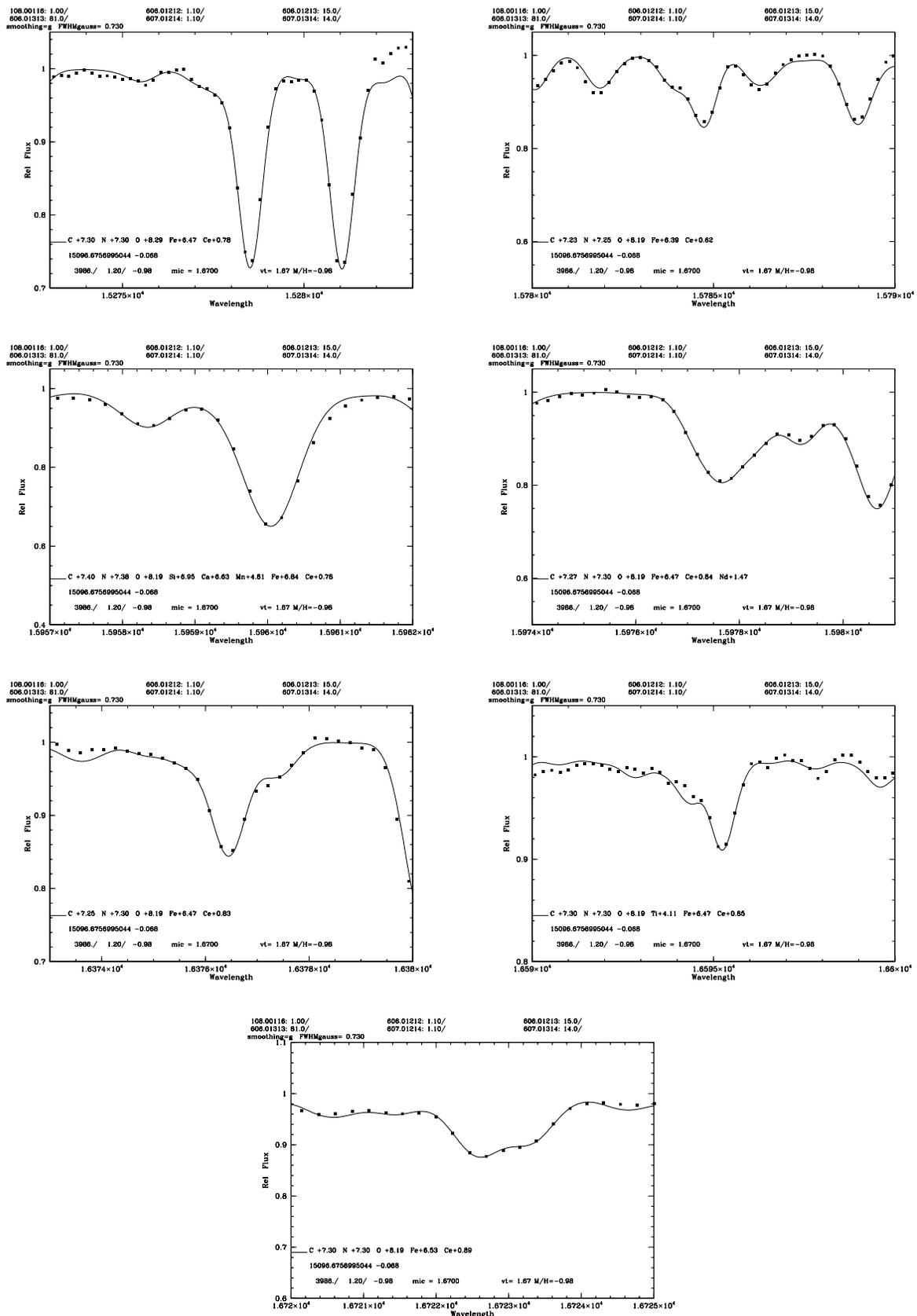


Figura C.15: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M15203732-0207263, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

Figura C.16: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela HD 35155, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

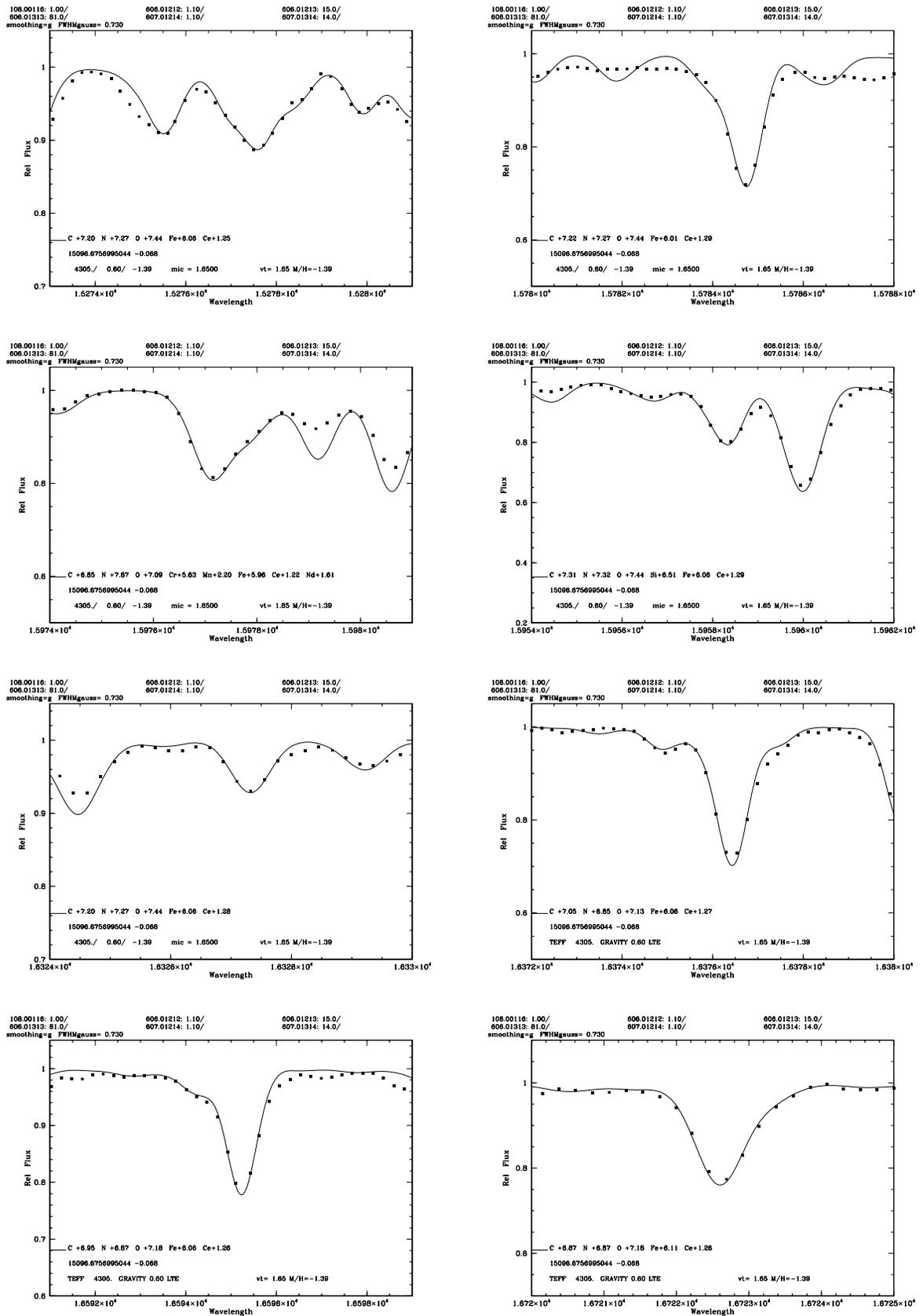


Figura C.17: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M16011638-1201525, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

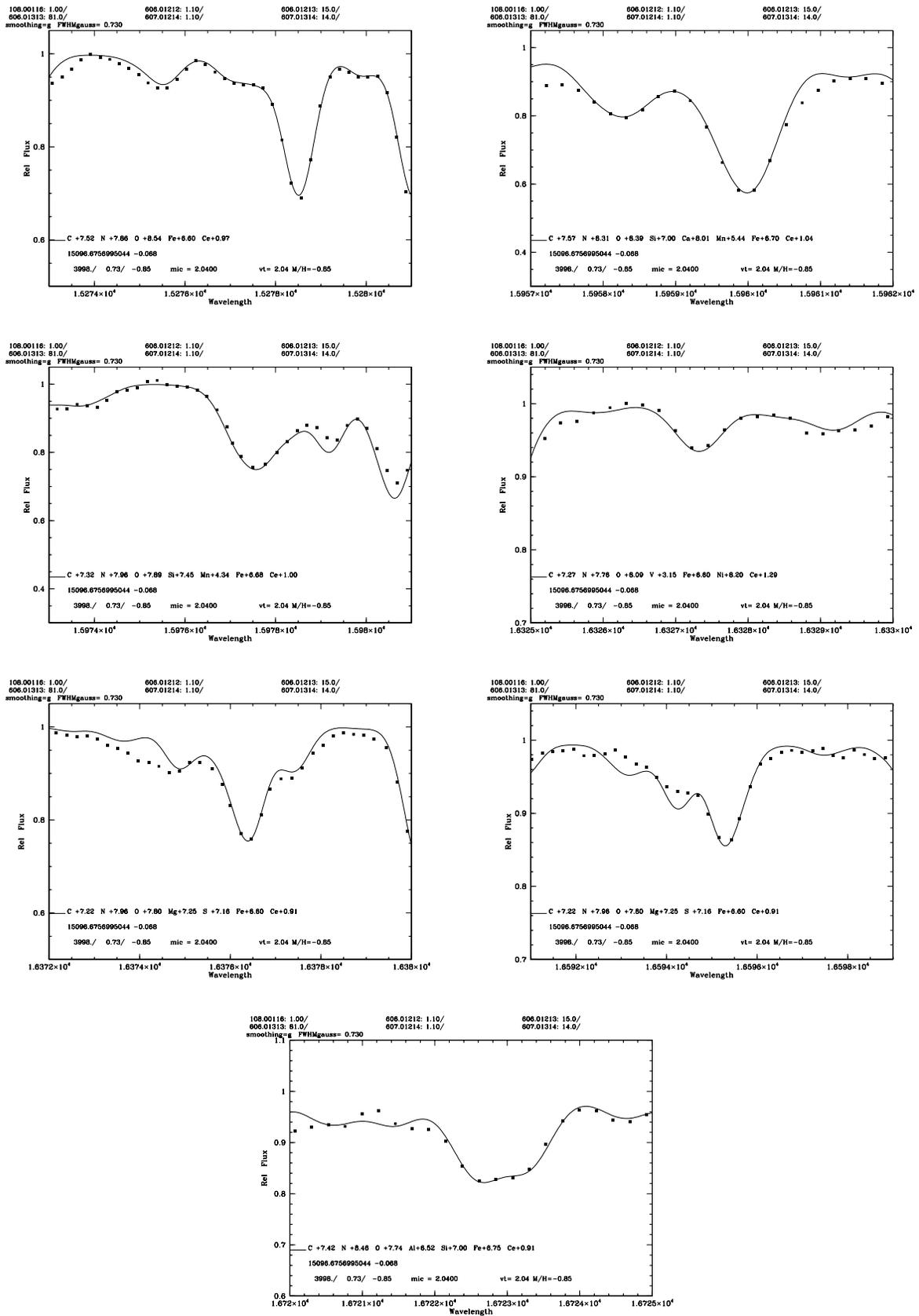


Figura C.18: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M17205201-2903061, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

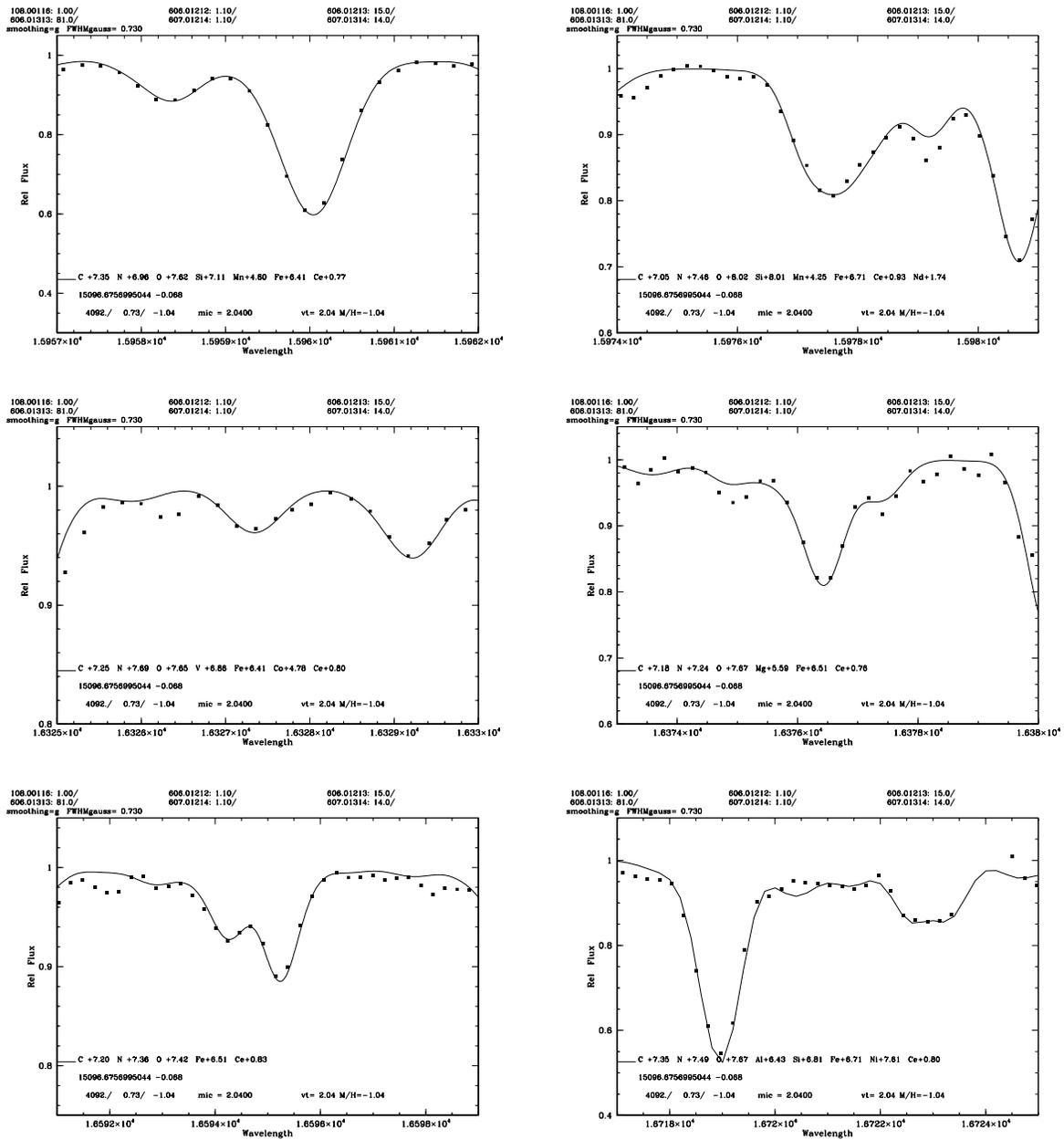


Figura C.19: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M17333623-2548156, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

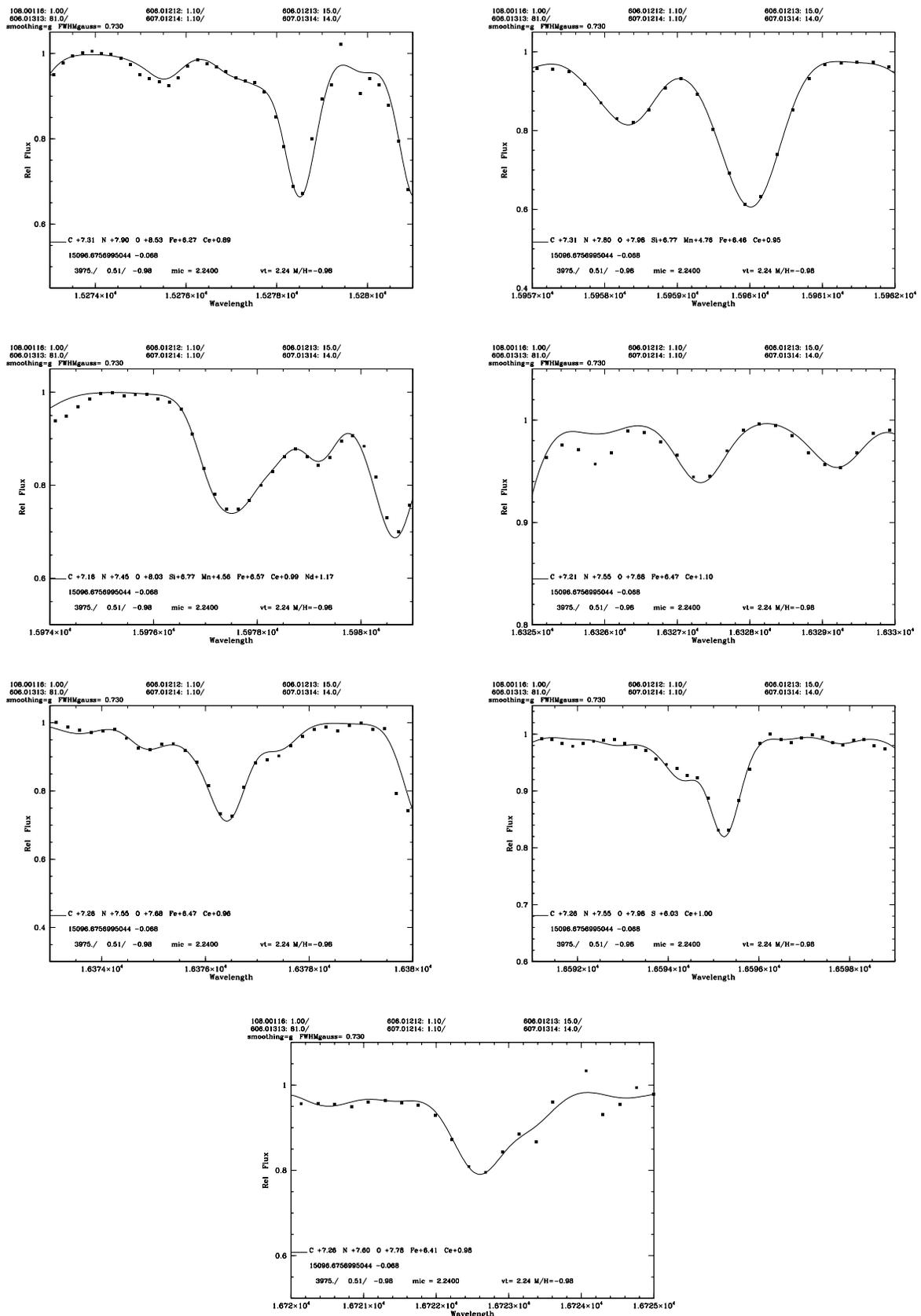


Figura C.20: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M17334208-2958347, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

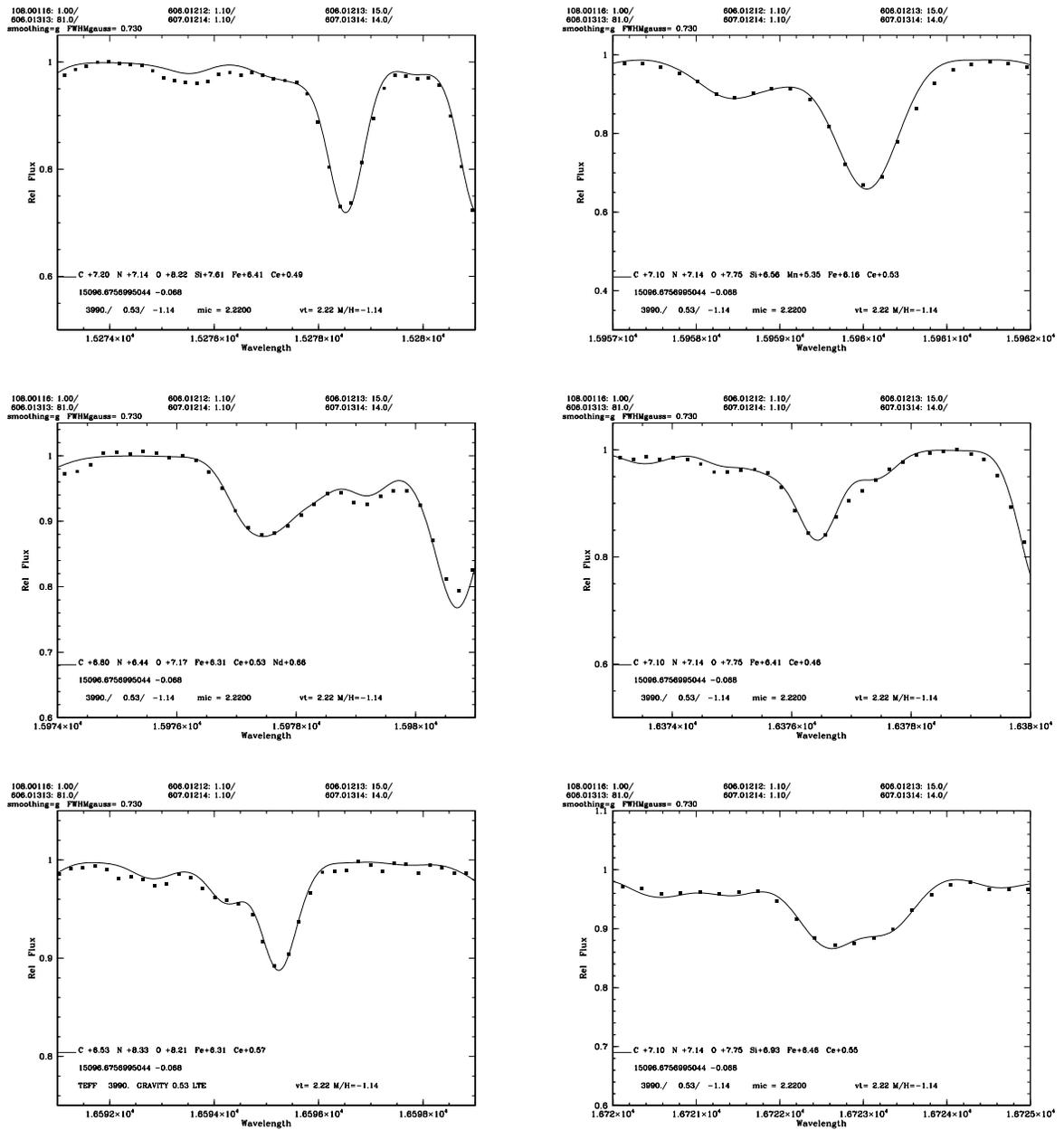


Figura C.21: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M18032356-3001588, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

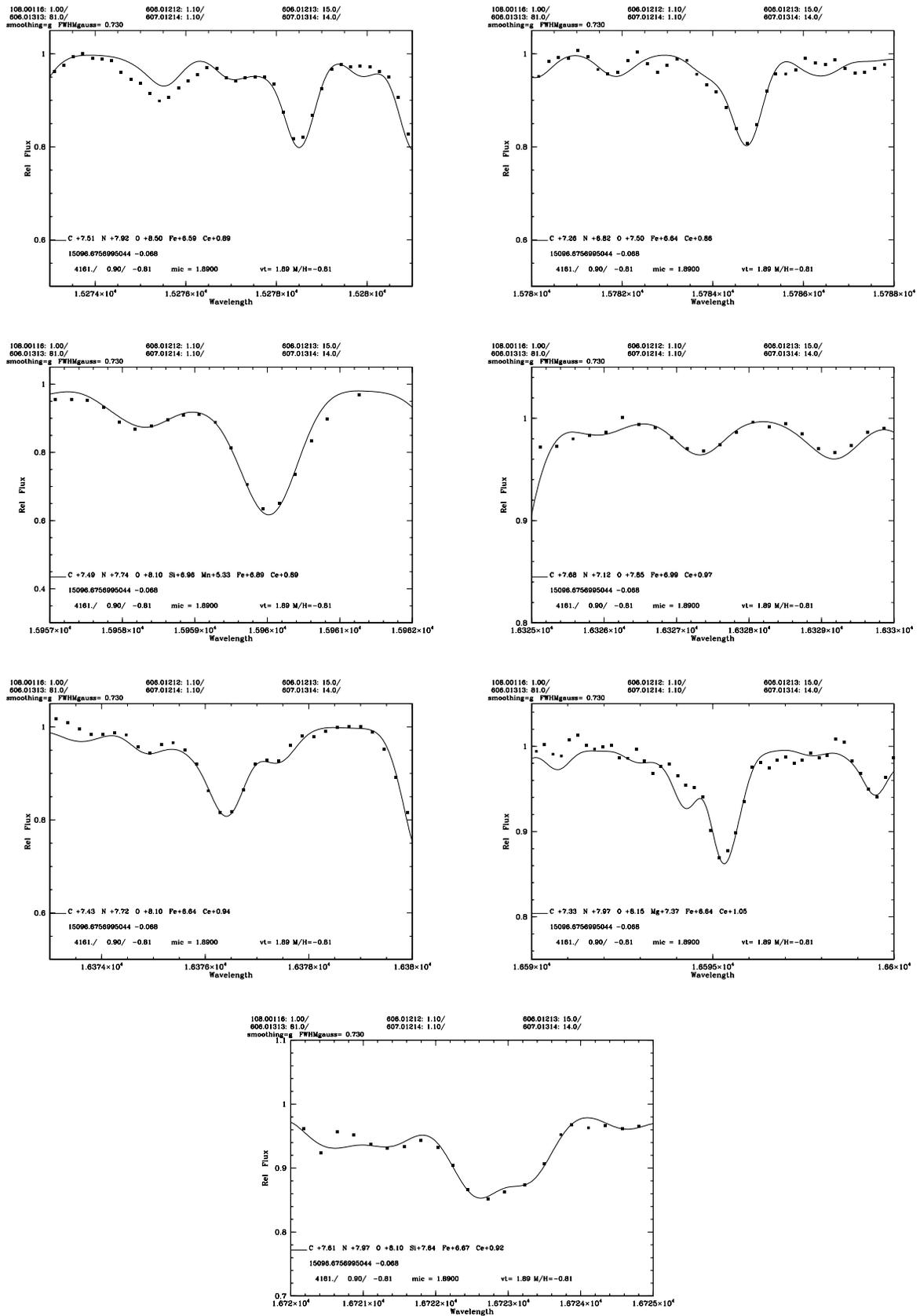


Figura C.22: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M18334592-2903253, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

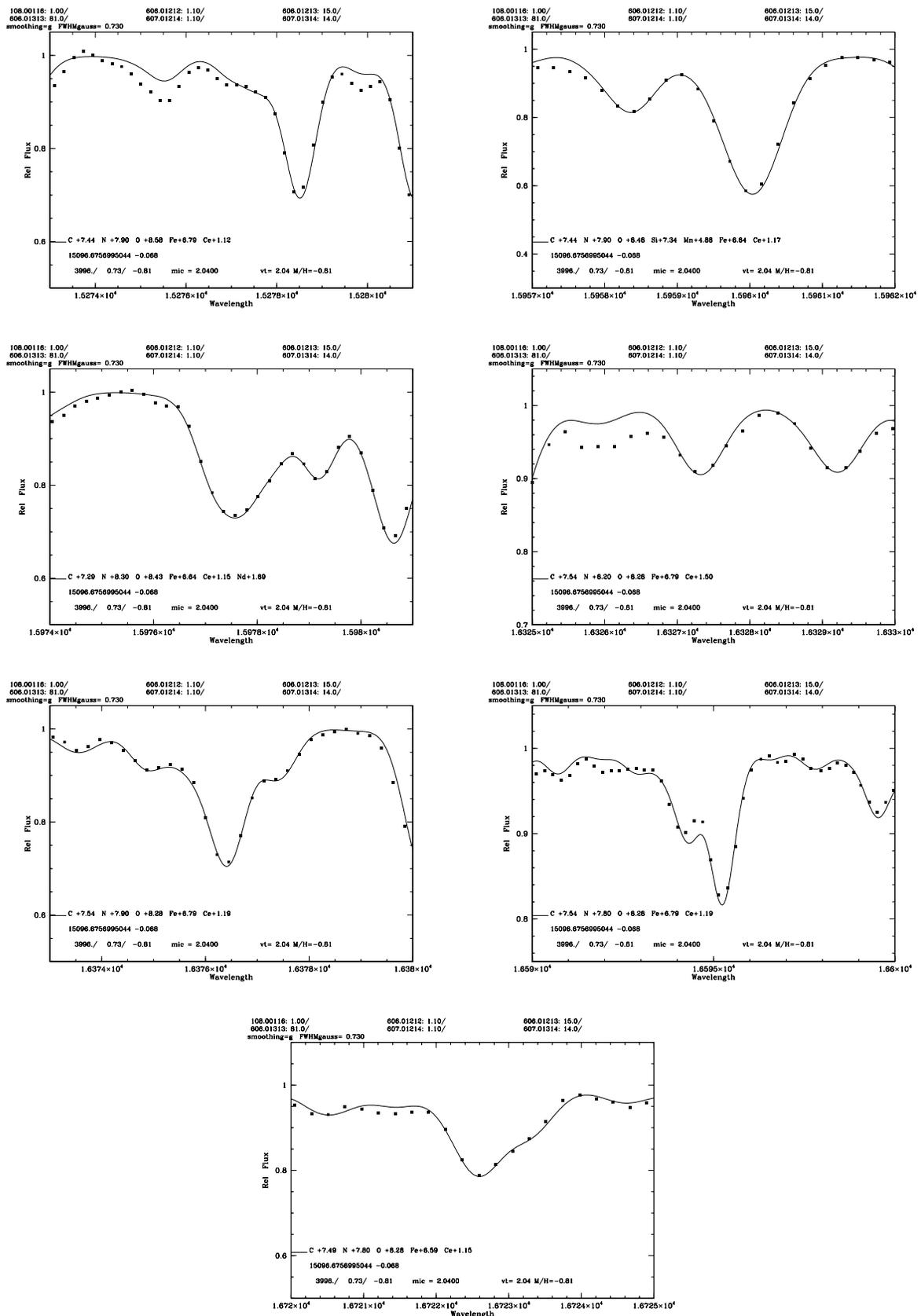


Figura C.23: Sínteses espectral das linhas do Ce II na estrela 2M18442352-3029411, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

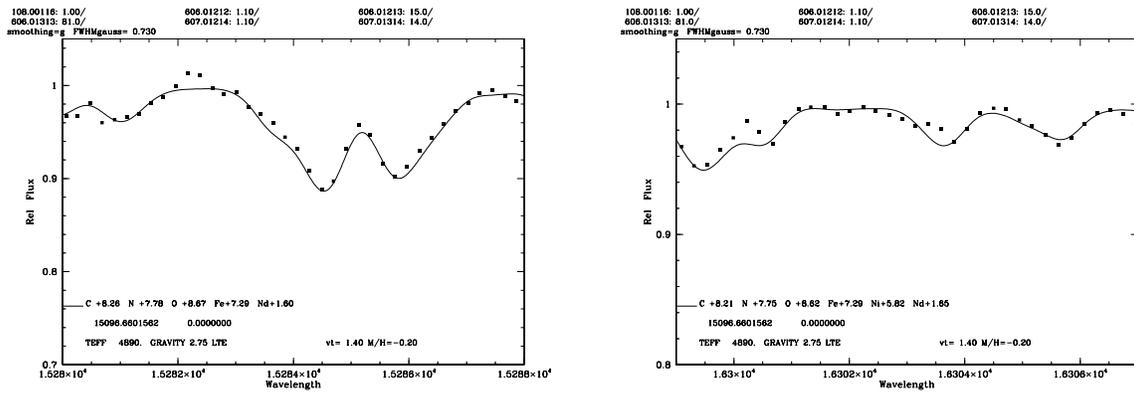


Figura C.24: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M07380545+2136507, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha contínua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

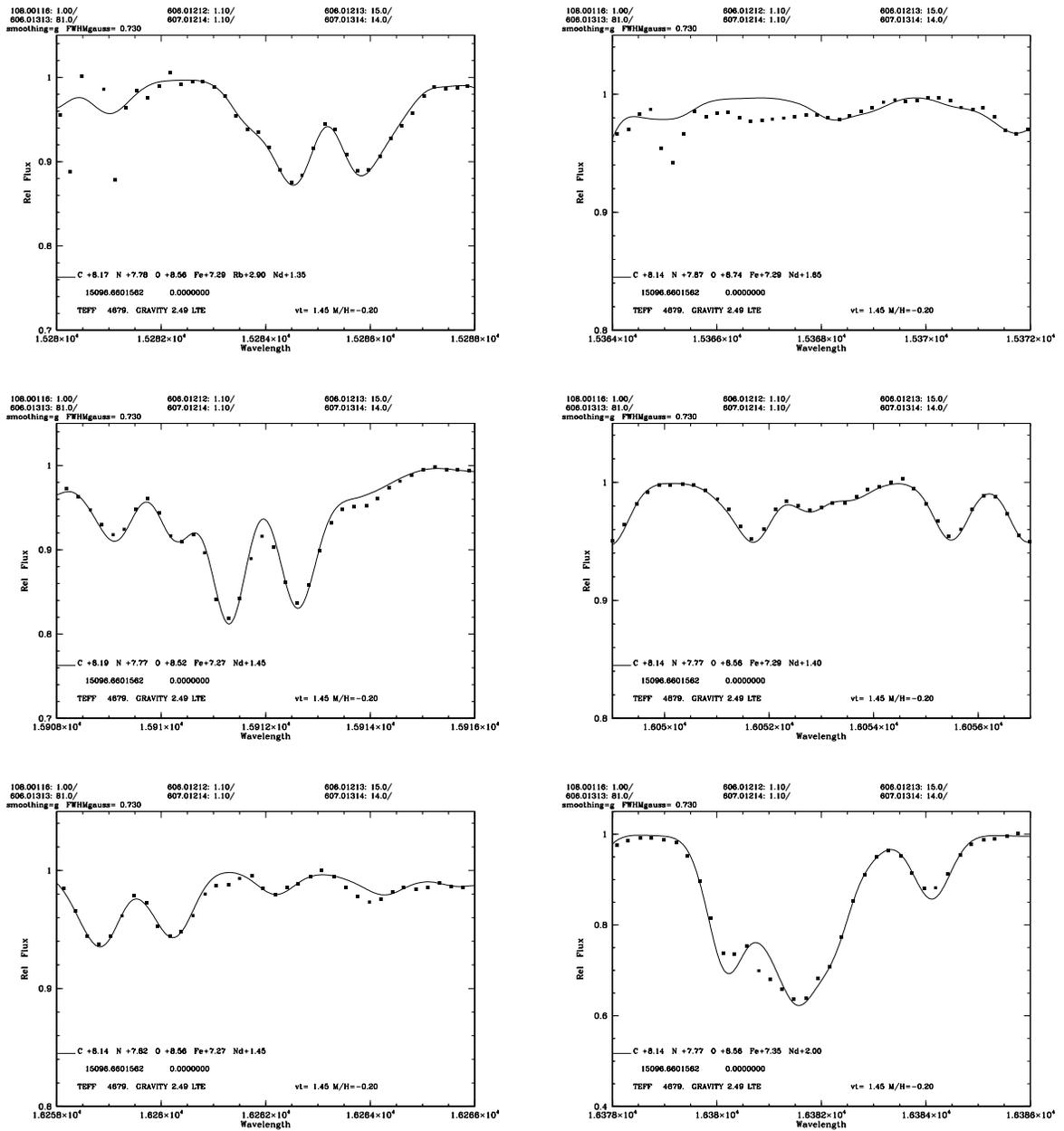


Figura C.25: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M07380627+2136542, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

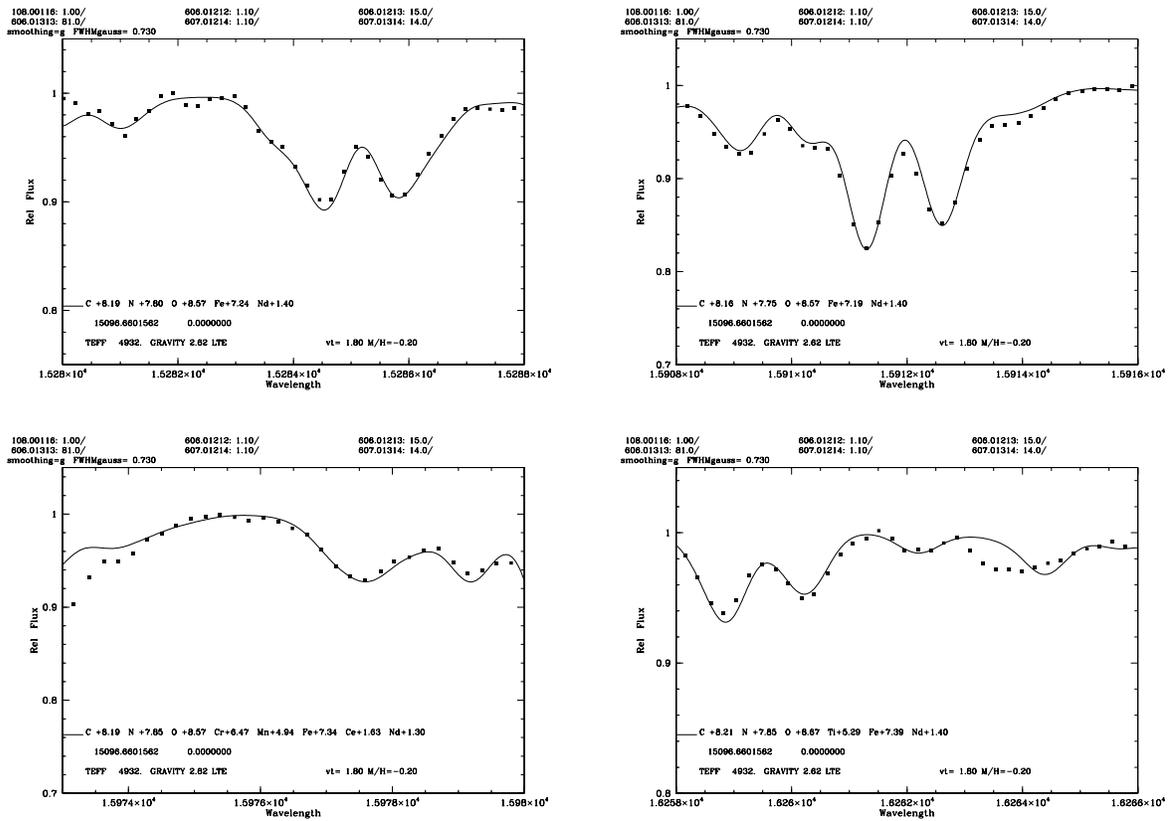


Figura C.26: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M07381549+2138015, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

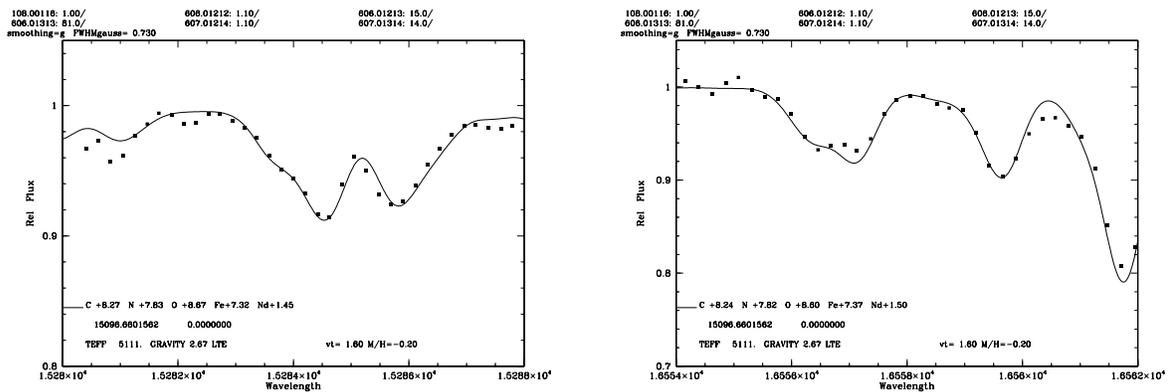


Figura C.27: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382114+2131418, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

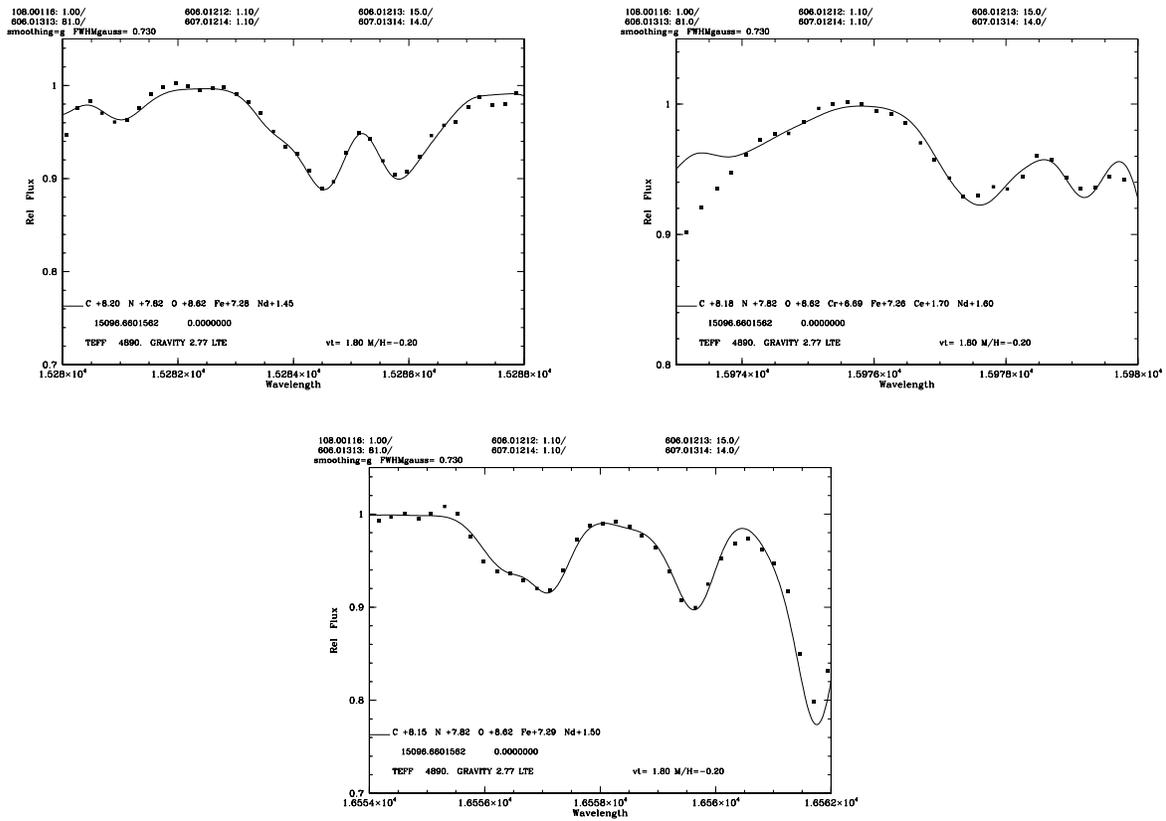


Figura C.28: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382148+2135050, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

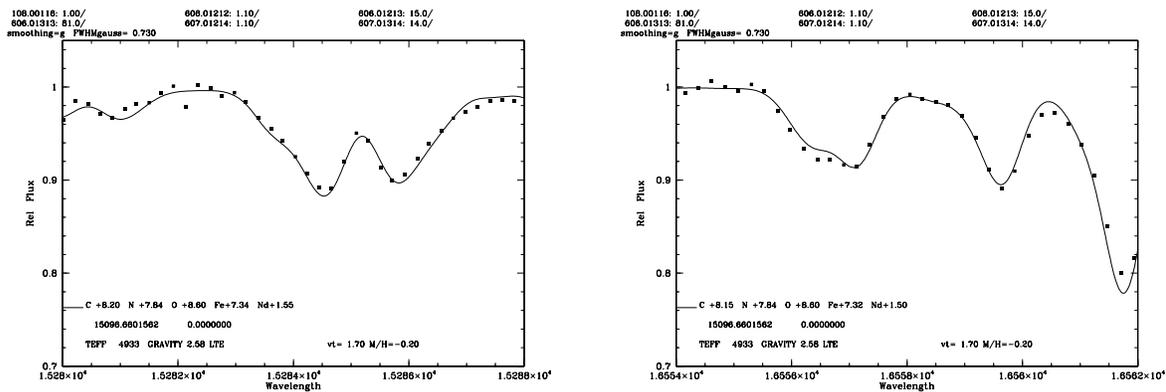


Figura C.29: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382195+2135508, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

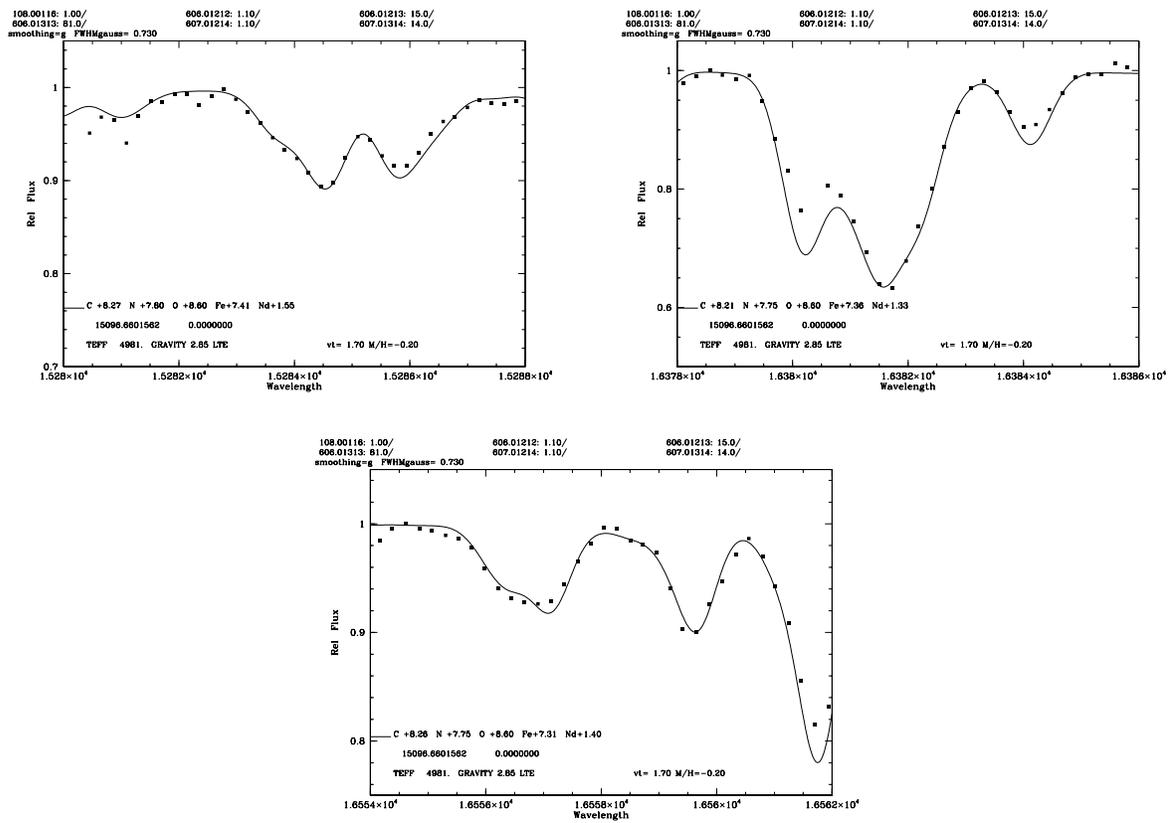


Figura C.30: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382347+2124448, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

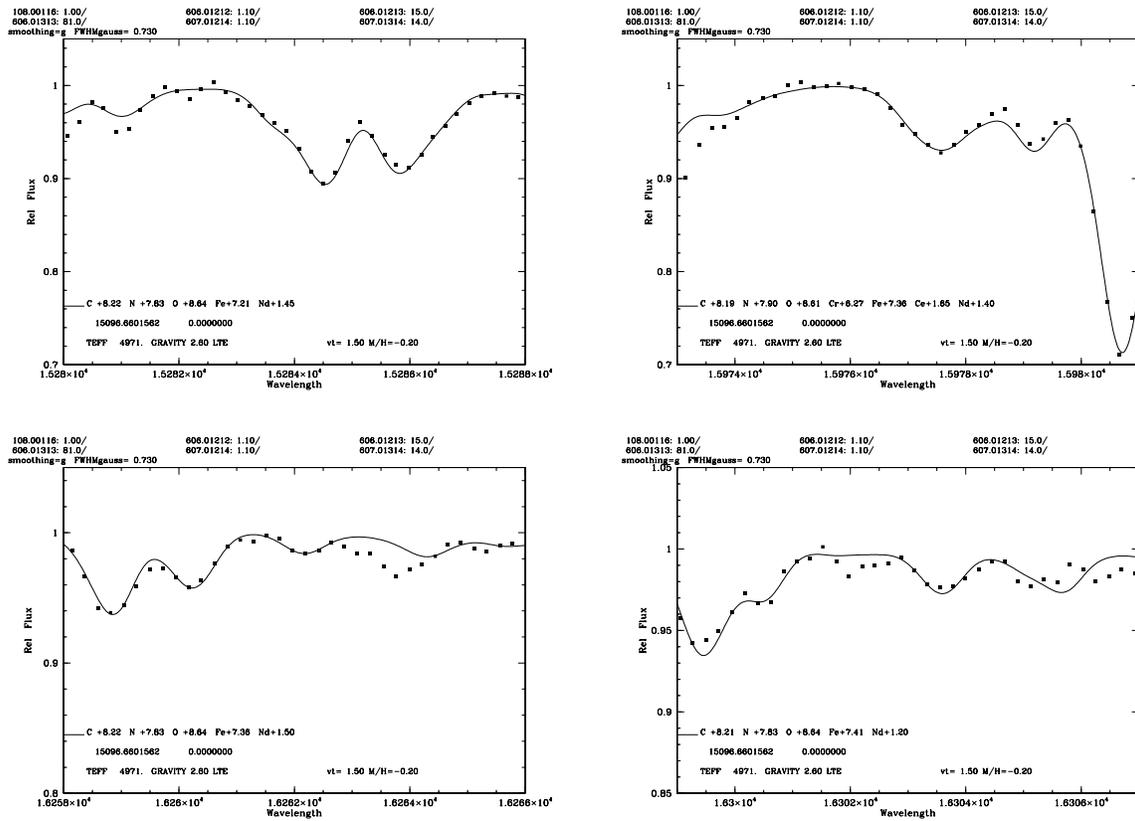


Figura C.31: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382670+2128514, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

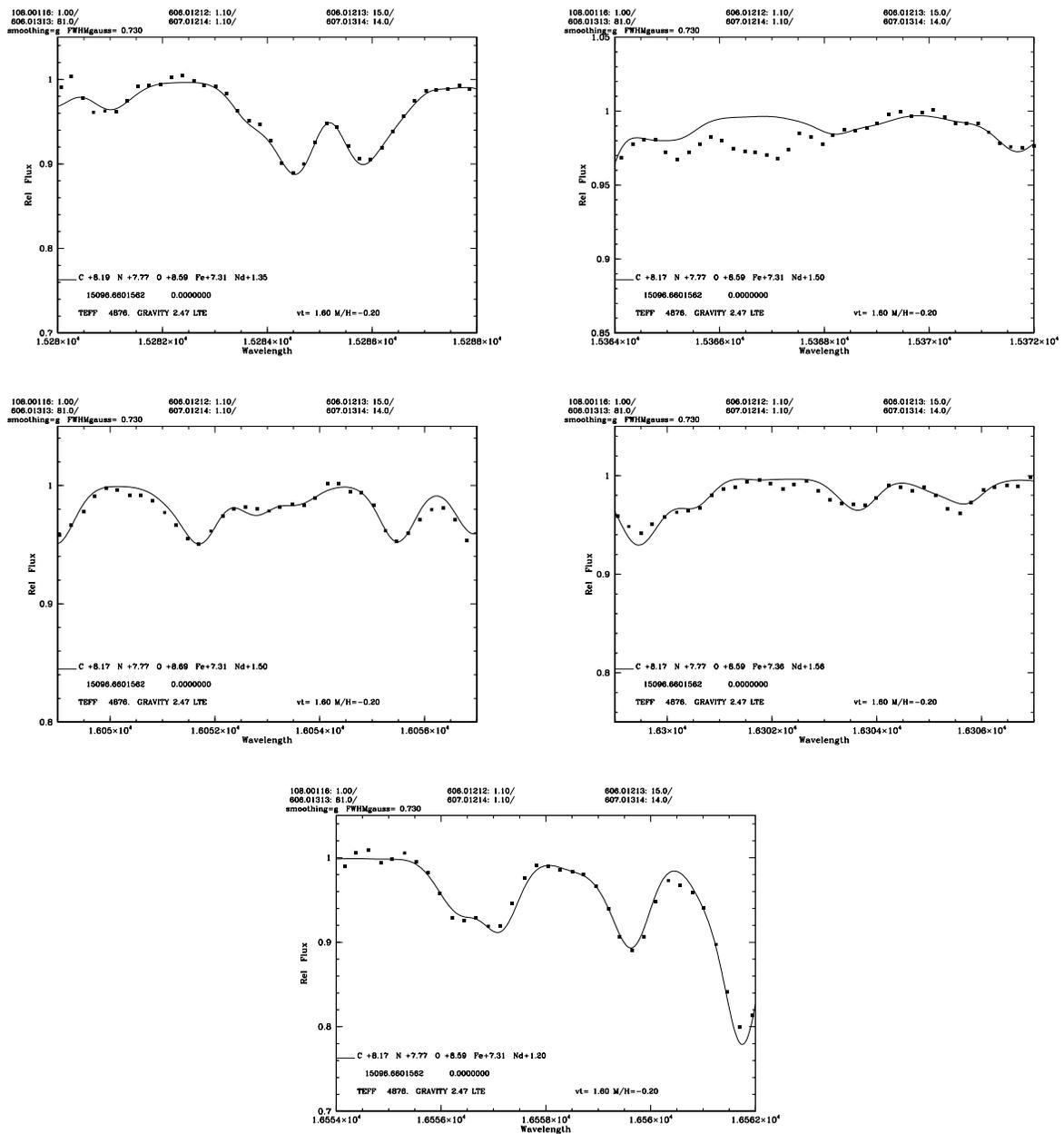


Figura C.32: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382696+2138244, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

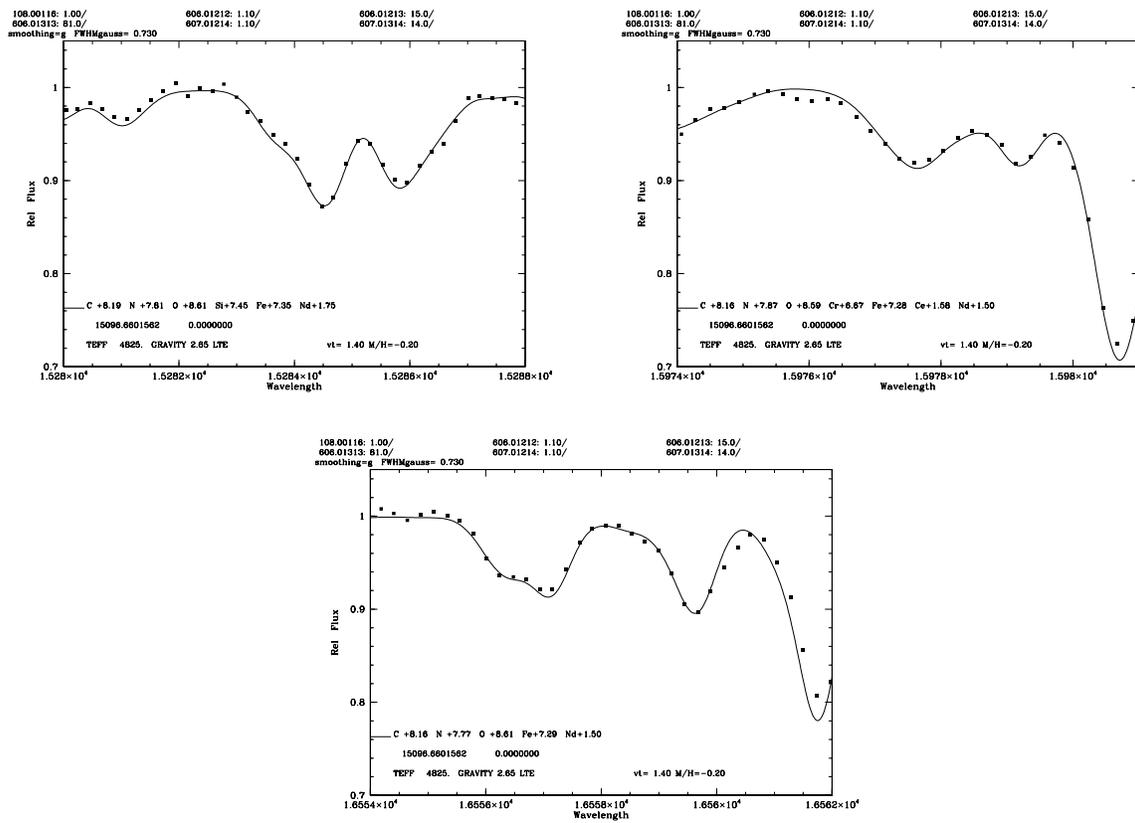


Figura C.33: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07382984+2134509, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

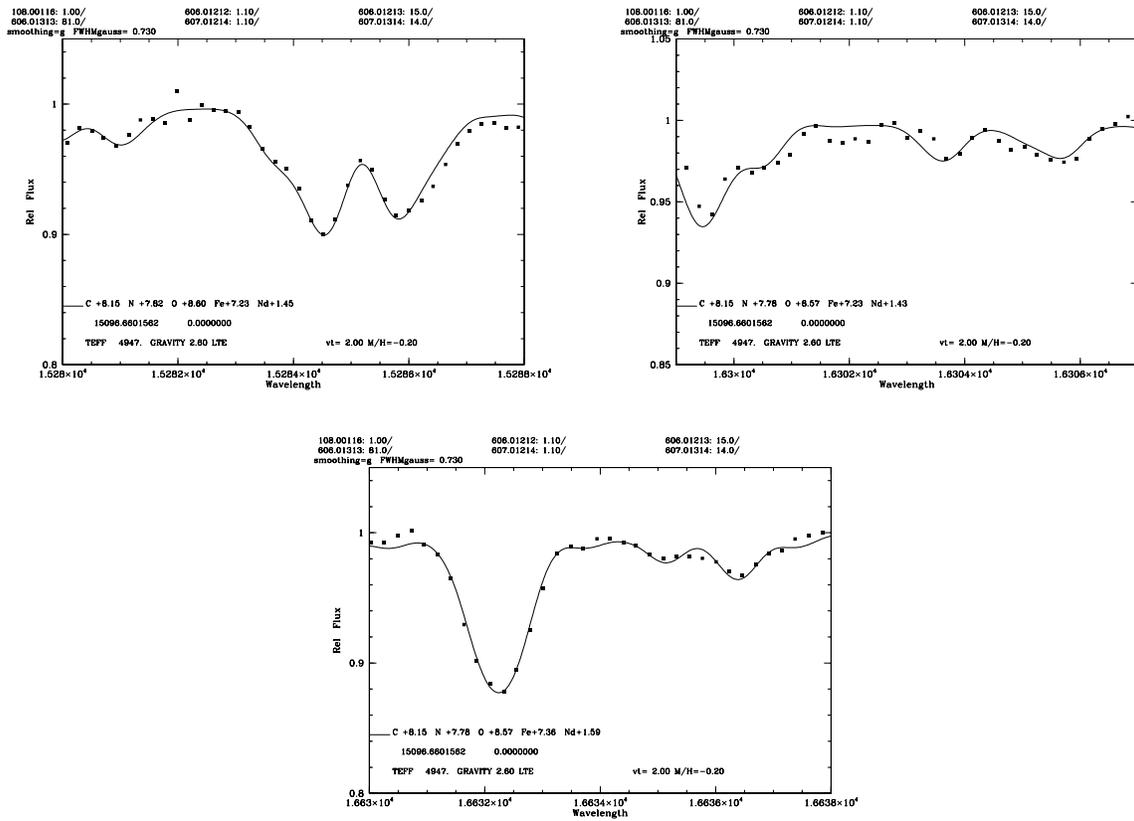


Figura C.34: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela J07383760+2134119, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

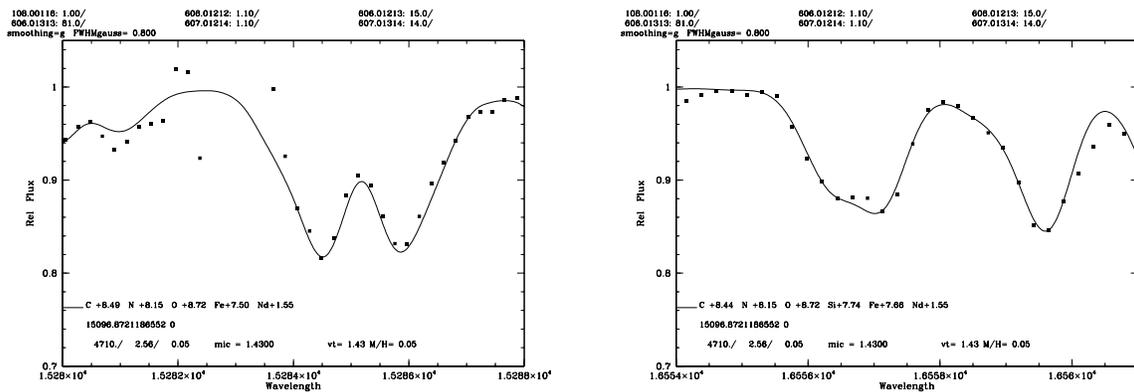


Figura C.35: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M19404965+4014313, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

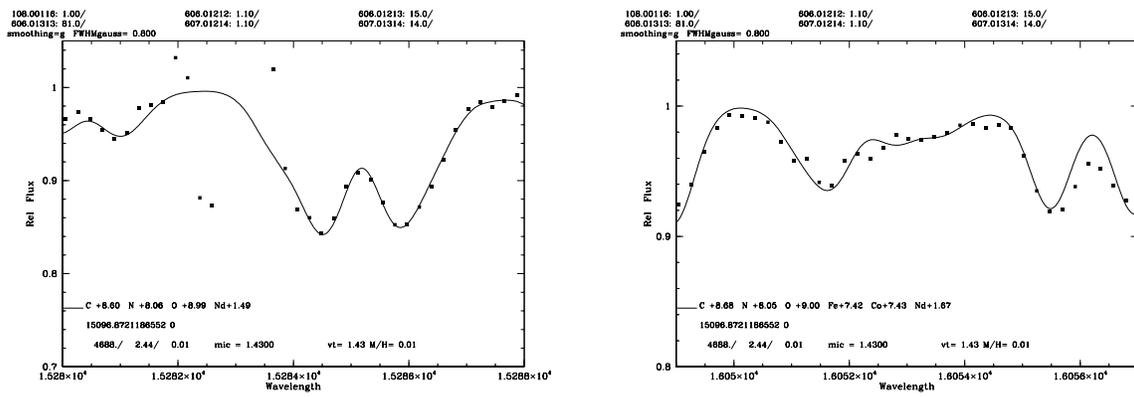


Figura C.36: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M19411367+4003382, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha contínua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Nd II.

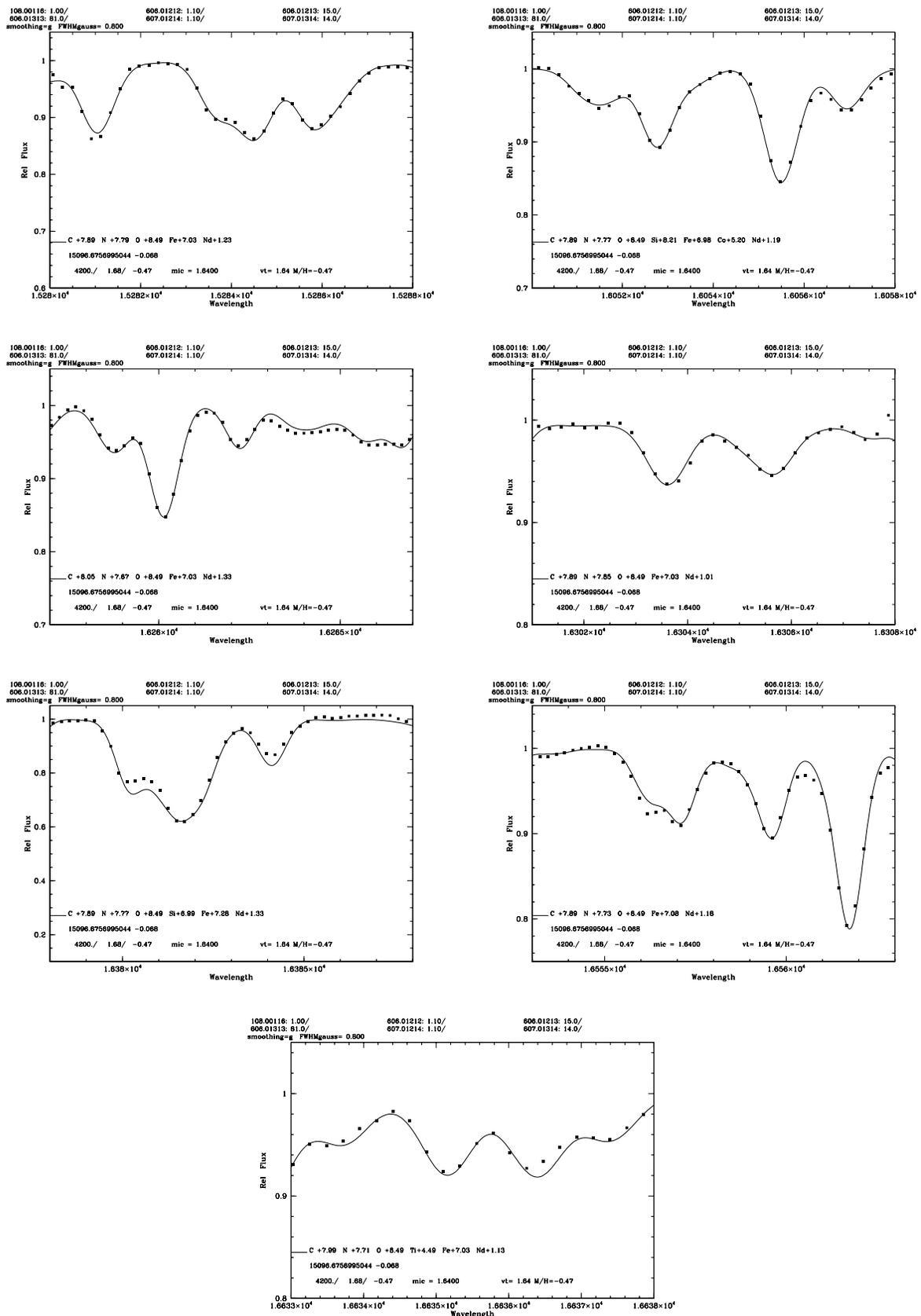


Figura C.37: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M07182377+0720134, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

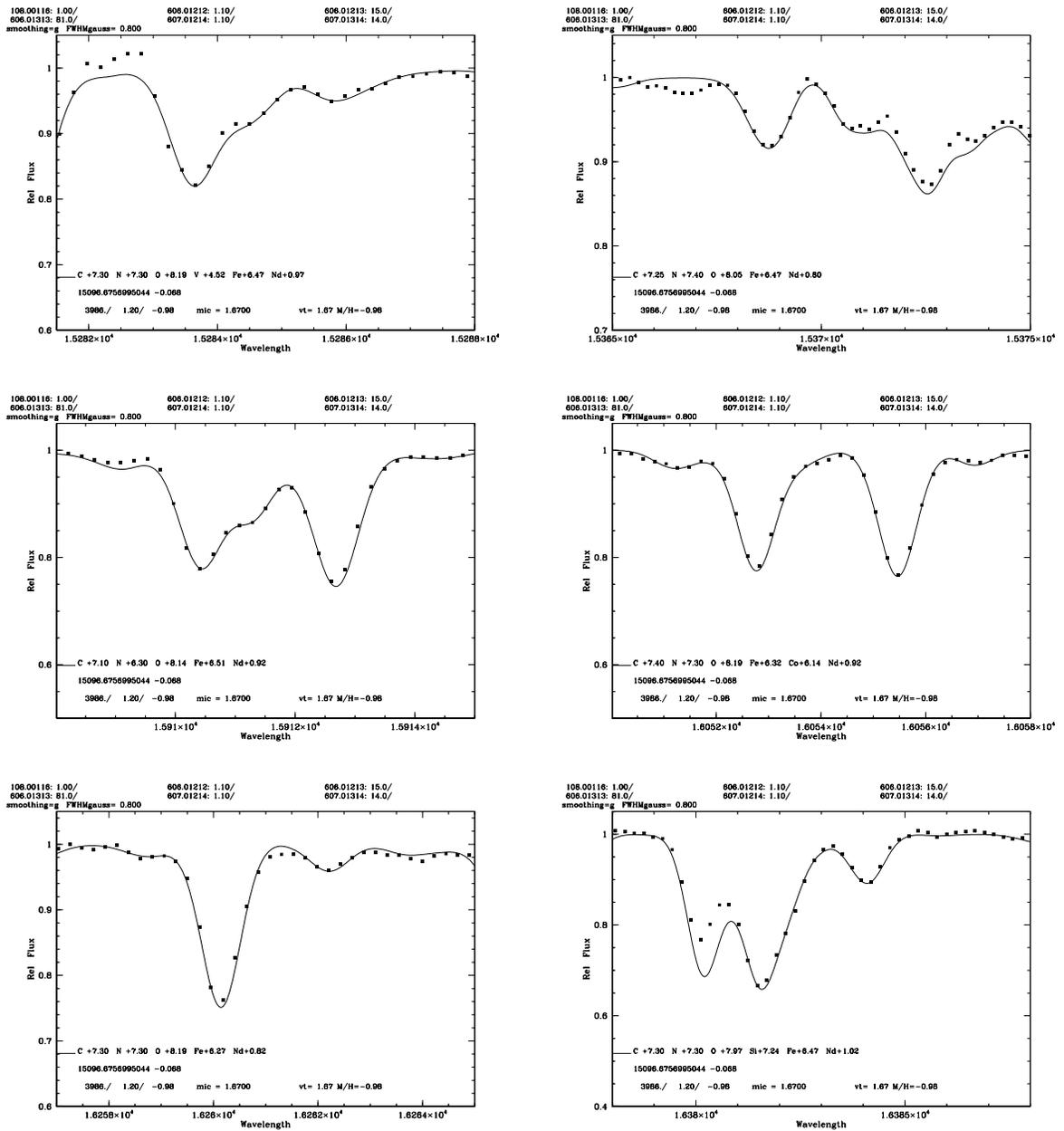


Figura C.38: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M15203732-0207263, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

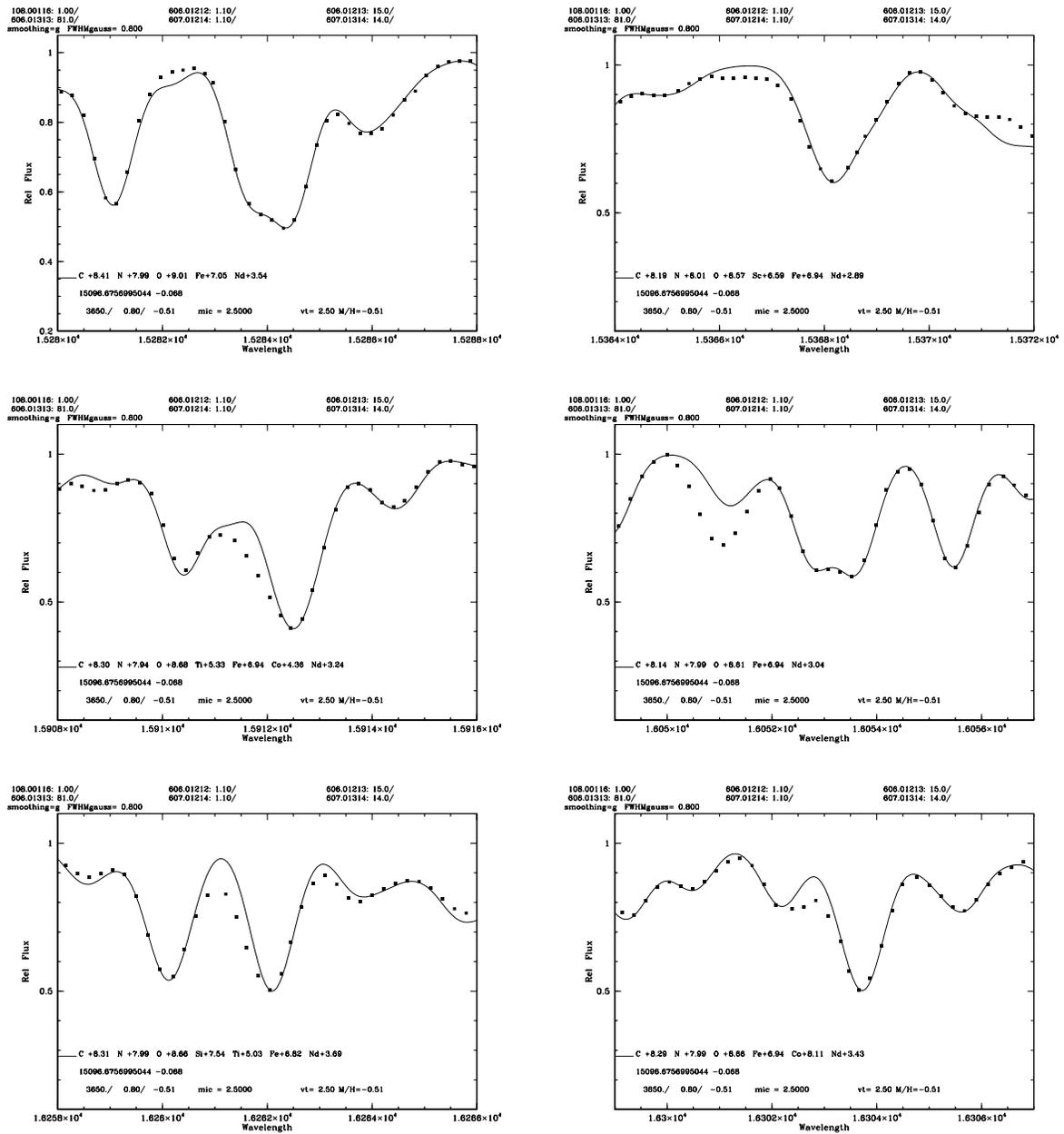
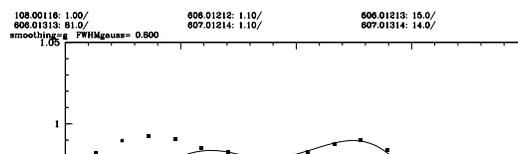
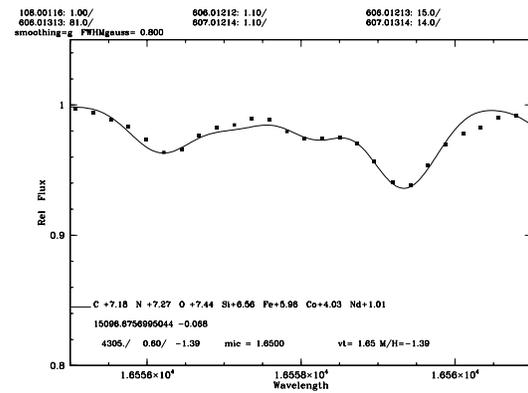
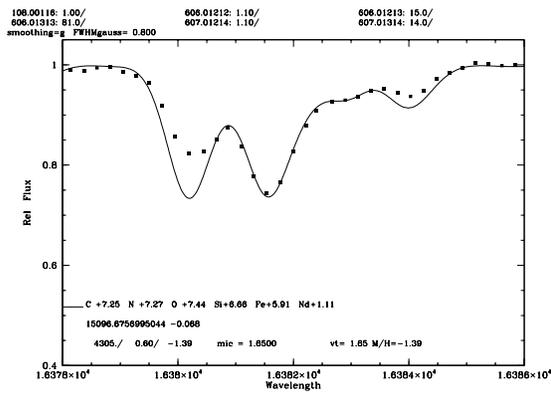
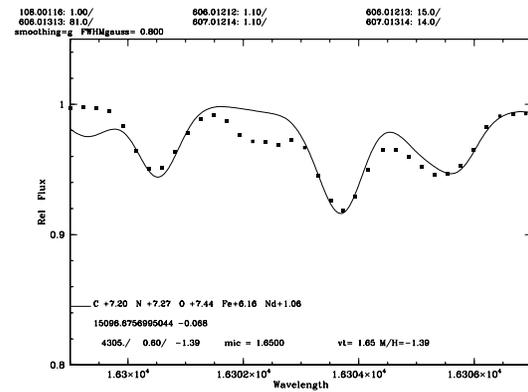
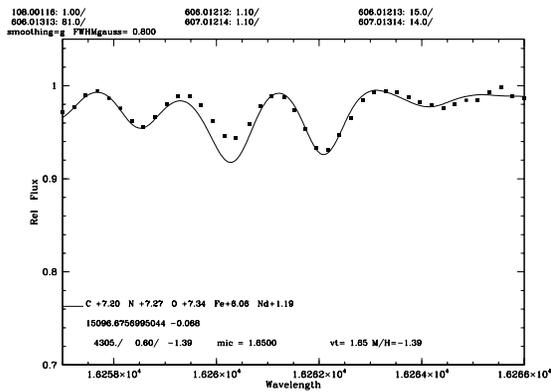
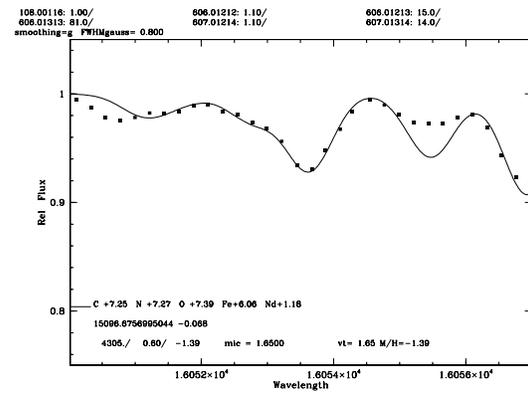
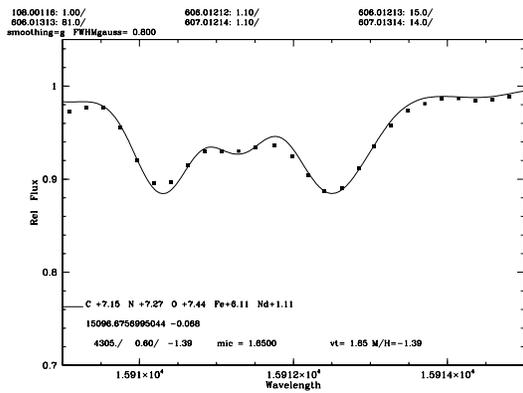
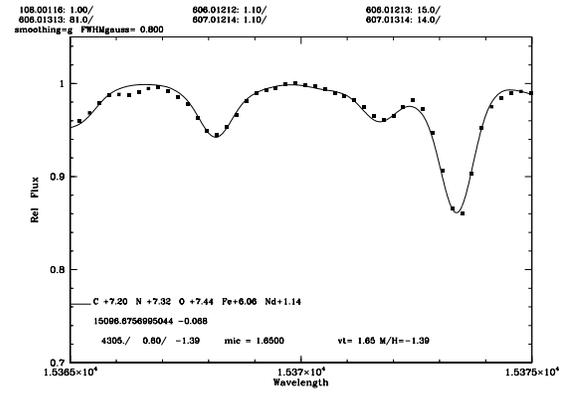
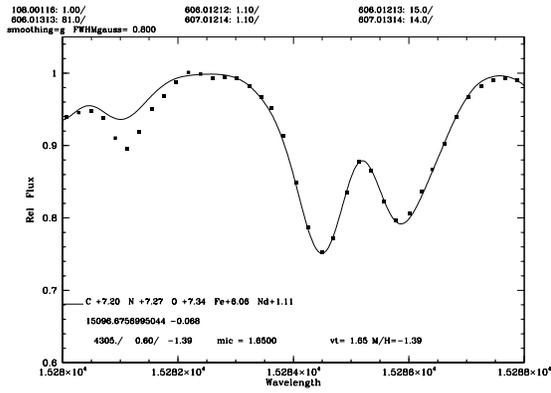


Figura C.39: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela HD 35155, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.



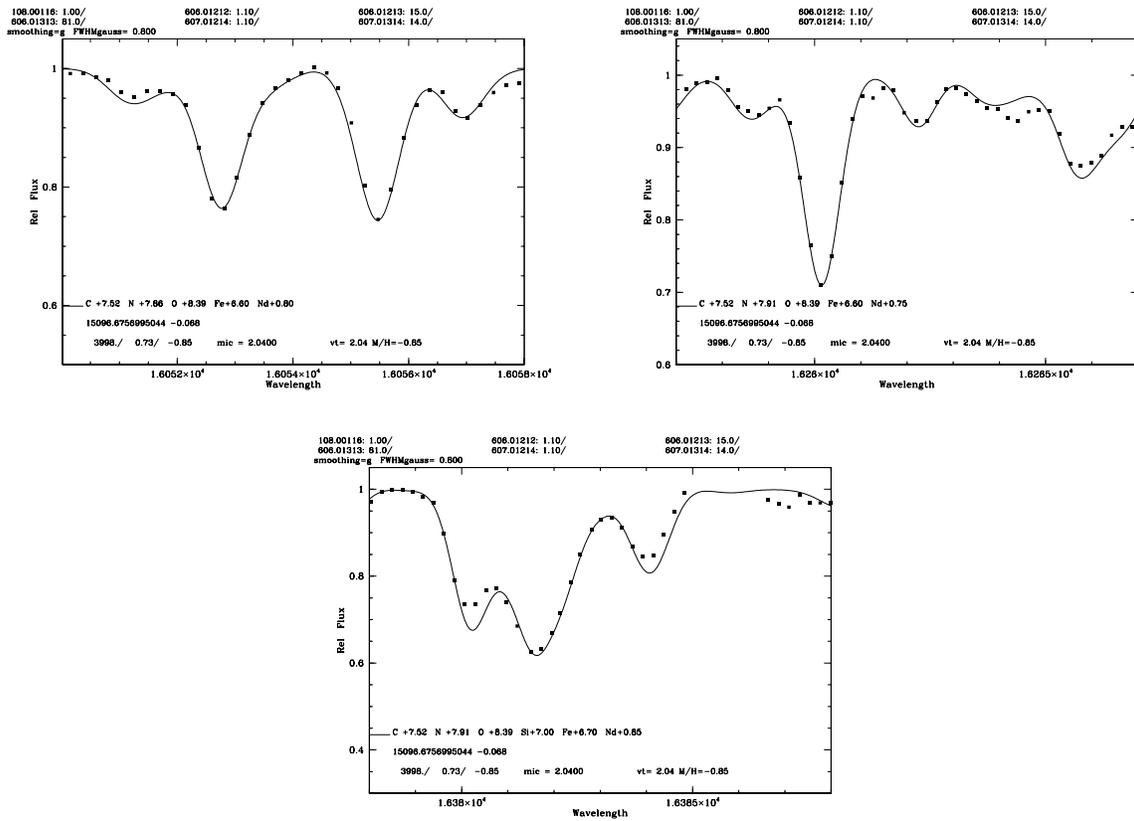


Figura C.41: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M17205201-2903061, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

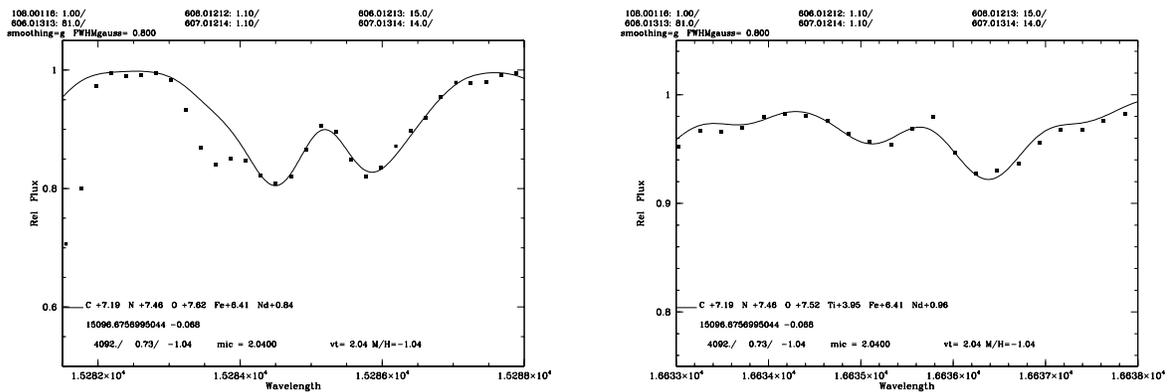


Figura C.42: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M17333623-2548156, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

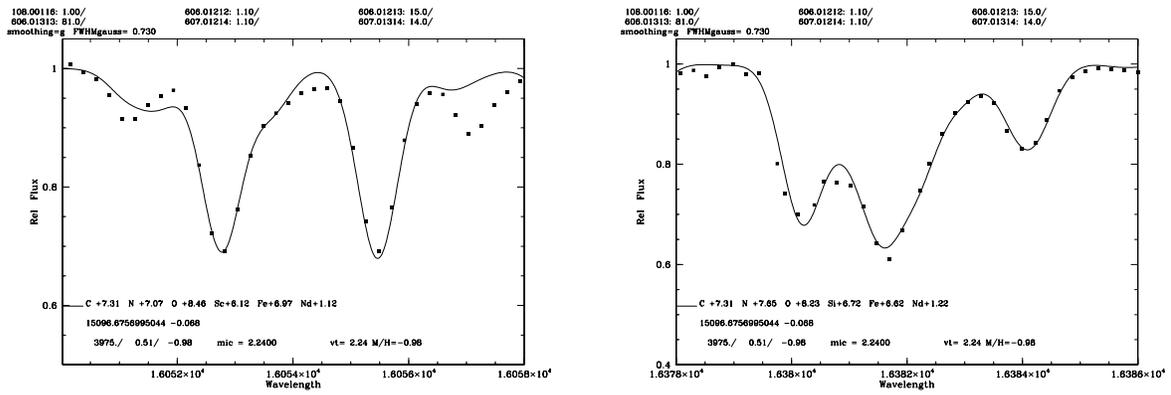


Figura C.43: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M17334208-2958347, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

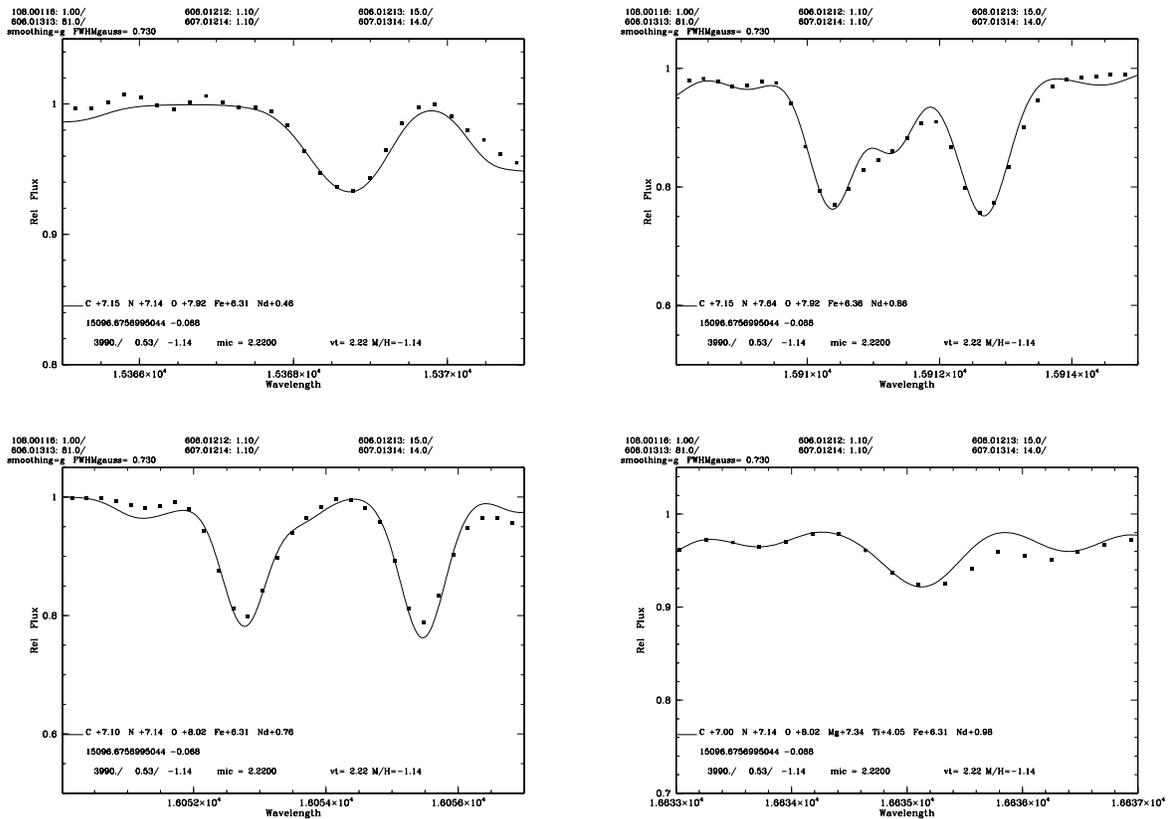


Figura C.44: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M18032356-3001588, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

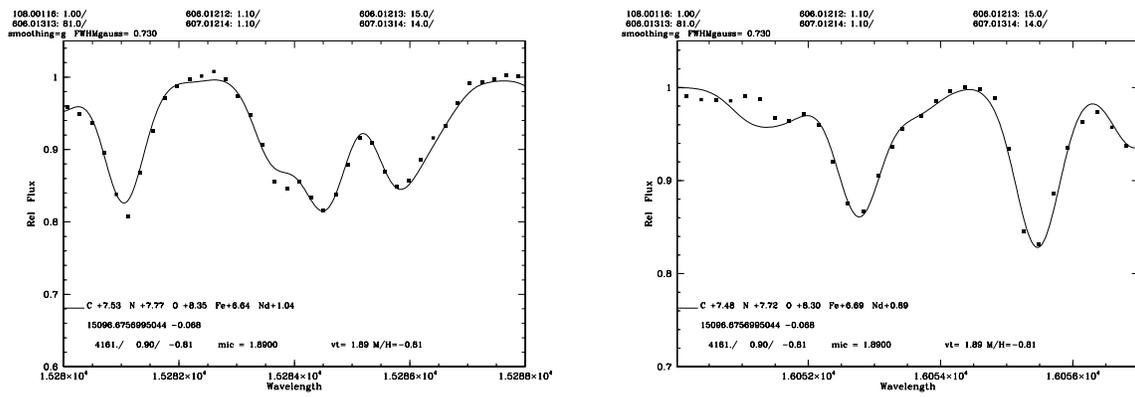


Figura C.45: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M18334592-2903253, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

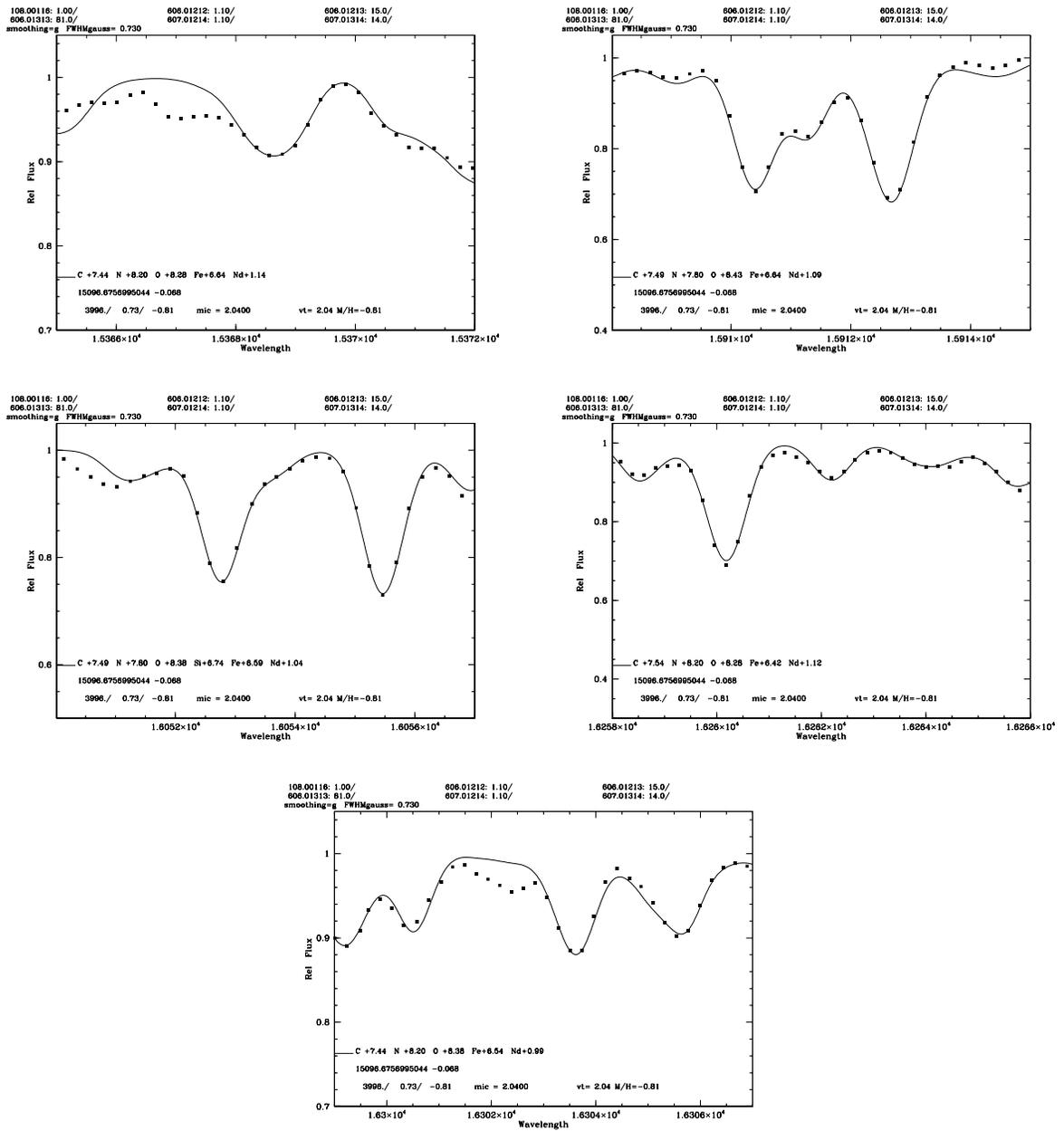


Figura C.46: Sínteses espectral das linhas do Nd II na estrela 2M18442352-3029411, os pontos representam os dados do espectro observado e a linha continua representa o melhor ajuste para cada uma das linhas do Ce II.

LISTA DE TABELAS

2.1	Estrelas do Red Clump pertencentes ao aglomerado NGC 6705	18
2.2	Amostra de estrelas do aglomerado aberto NGC 6705	18
2.3	Amostra de estrelas do aglomerado aberto NGC 2420	19
2.4	Amostra de estrelas do aglomerado aberto NGC 6819 e estrelas de campo . .	19
3.1	Temperaturas efetivas para as cores V-J, V-H, V-K _s e J-K _s	27
3.2	Parâmetros estelares das estrelas do NGC 6705	41
3.3	Linhas do Ce II	41
3.4	Linhas do Nd II	42
3.5	Linhas usadas para determinar as abundâncias de C, N, O	42
3.6	Linhas atômicas dos elementos	43
3.7	Incertezas das abundâncias	44
4.1	Abundâncias das linhas de Ce II nas estrelas de NGC 2420	63
4.2	Abundâncias das linhas de Ce II em estrelas de NGC 6705	63
4.3	Abundâncias das linhas de Ce II nas estrelas de NGC 6819	63
4.4	Abundâncias das linhas de Ce II em estrelas de campo	63
4.5	Abundâncias das linhas de Nd II nas estrelas de NGC 2420	64

4.6	Abundâncias das linhas de Nd II nas estrelas de NGC 6705	64
4.7	Abundâncias das linhas de Nd II nas estrelas do aglomerado NGC 6819 . . .	64
4.8	Abundâncias das linhas de Nd I em estrelas de campo	64
4.9	Abundâncias químicas das estrelas de NGC 6705	65

REFERÊNCIAS

- Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2014, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 211, 17, doi: [10.1088/0067-0049/211/2/17](https://doi.org/10.1088/0067-0049/211/2/17) 8
- Andersen, J. 1999, *The Observatory*, 119, 289 25
- Anthony-Twarog, B. J., Tanner, D., Cracraft, M., & Twarog, B. A. 2006, *AJ*, 131, 461, doi: [10.1086/498304](https://doi.org/10.1086/498304) 25
- Asplund, M., Grevesse, N., & Sauval, A. J. 2005, in *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, Vol. 336, 25 22
- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Mantelet, G., & Andrae, R. 2018, *aj*, 156, 58, doi: [10.3847/1538-3881/aacb21](https://doi.org/10.3847/1538-3881/aacb21) 13
- Battistini, C., & Bensby, T. 2016, *A&A*, 586, A49, doi: [10.1051/0004-6361/201527385](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201527385) 2, 48
- Bilir, S., Ak, S., Karaali, S., et al. 2008, *MNRAS*, 384, 1178, doi: [10.1111/j.1365-2966.2007.12783.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2007.12783.x) 27
- Blanton, M. R., Bershad, M. A., Abolfathi, B., et al. 2017, *AJ*, 154, 28, doi: [10.3847/1538-3881/aa7567](https://doi.org/10.3847/1538-3881/aa7567) 9
- Boesgaard, A. M., & Steigman, G. 1985, *ARA&A*, 23, 319, doi: [10.1146/annurev.aa.23.090185.001535](https://doi.org/10.1146/annurev.aa.23.090185.001535) 74
- Bressan, A., Marigo, P., Girardí, L., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 127, doi: [10.1111/j.1365-2966.2012.21948.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21948.x) 25, 27, 29

- Cantat-Gaudin, T., Vallenari, A., Zaggia, S., et al. 2014, VizieR Online Data Catalog, 356 26
- Cantat-Gaudin, T., Vallenari, A., Sordo, R., et al. 2018, VizieR Online Data Catalog, 361 27
- Carpenter, J. M. 2001, AJ, 2851, doi: [10.1086/320383](https://doi.org/10.1086/320383) 25
- Casamiquela, L., Carrera, R., Jordi, C., et al. 2016, VizieR Online Data Catalog, 745 26
- Casamiquela, L., Carrera, R., Balaguer-Nunez, L., et al. 2017, VizieR Online Data Catalog, 361 6, 60, 61, 68
- Castelli, F., & Kurucz, R. L. 2004, ArXiv e-prints, astro. <https://arxiv.org/abs/astro-ph/0405087> 30
- Chiappini, C., Anders, F., Rodrigues, T. S., et al. 2015, A&A, 576, L12, doi: [10.1051/0004-6361/201525865](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201525865) 5, 6, 61, 68
- Cunha, K., Smith, V. V., Johnson, J. A., et al. 2015, ApJ, 798, L41, doi: [10.1088/2041-8205/798/2/L41](https://doi.org/10.1088/2041-8205/798/2/L41) 55
- Cunha, K., Frinchaboy, P. M., Souto, D., et al. 2016, Astronomische Nachrichten, 337, 922, doi: [10.1002/asna.201612398](https://doi.org/10.1002/asna.201612398) 11, 12
- Cunha, K., Smith, V. V., Hasselquist, S., et al. 2017, ApJ, 844, 145, doi: [10.3847/1538-4357/aa7beb](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa7beb) 1, 3, 4, 16, 28, 29, 31, 46, 47, 48, 66
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, VizieR Online Data Catalog, II/246 24
- Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A., & Lepine, J. R. D. 2002, VizieR Online Data Catalog, 7229 12
- Donor, J., Frinchaboy, P. M., Cunha, K., et al. 2018, ArXiv e-prints, arXiv:1807.09791. <https://arxiv.org/abs/1807.09791> 11, 12
- Eisenstein, D. J., Weinberg, D. H., Agol, E., et al. 2011, AJ, 142, 72, doi: [10.1088/0004-6256/142/3/72](https://doi.org/10.1088/0004-6256/142/3/72) 8
- Fernández-Trincado, J. G., Robin, A. C., Moreno, E., et al. 2016, ApJ, 833, 132, doi: [10.3847/1538-4357/833/2/132](https://doi.org/10.3847/1538-4357/833/2/132) 41

- Fishlock, C. K., Yong, D., Karakas, A. I., et al. 2017, MNRAS, 466, 4672, doi: [10.1093/mnras/stx047](https://doi.org/10.1093/mnras/stx047) 3, 48
- Frinchaboy, P. M., Thompson, B., Jackson, K. M., et al. 2013, ApJ, 777, L1, doi: [10.1088/2041-8205/777/1/L1](https://doi.org/10.1088/2041-8205/777/1/L1) 11
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2018, ArXiv e-prints, arXiv:1804.09365. <https://arxiv.org/abs/1804.09365> 12
- García Pérez, A. E., Allende Prieto, C., Holtzman, J. A., et al. 2016, AJ, 151, 144, doi: [10.3847/0004-6256/151/6/144](https://doi.org/10.3847/0004-6256/151/6/144) 10
- Gilmore, G., Randich, S., Asplund, M., et al. 2012, The Messenger, 147, 25 5
- Girardi, L. 2016, ARA&A, 54, 95, doi: [10.1146/annurev-astro-081915-023354](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-081915-023354) 71
- González Hernández, J. I., & Bonifacio, P. 2009, A&A, 497, 497, doi: [10.1051/0004-6361/200810904](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200810904) 25, 67
- Grocholski, A. J., & Sarajedini, A. 2003, MNRAS, 345, 1015, doi: [10.1046/j.1365-8711.2003.07028.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.07028.x) 25
- Gunn, J. E., Siegmund, W. A., Mannery, E. J., et al. 2006, AJ, 131, 2332, doi: [10.1086/500975](https://doi.org/10.1086/500975) 9
- Hasselquist, S., Shetrone, M., Cunha, K., et al. 2016, ApJ, 833, 81, doi: [10.3847/1538-4357/833/1/81](https://doi.org/10.3847/1538-4357/833/1/81) 4, 29, 31, 32, 47, 66
- Holtzman, J. A., & Hasselquist, S. 2018, in *Rediscovering Our Galaxy*, ed. C. Chiappini, I. Minchev, E. Starkenburg, & M. Valentini, Vol. 334, 101–108 17, 57
- Jacobson, H. R., Pilachowski, C. A., & Friel, E. D. 2011, AJ, 142, 59, doi: [10.1088/0004-6256/142/2/59](https://doi.org/10.1088/0004-6256/142/2/59) 25
- Kurucz, R. L. 1993, VizieR Online Data Catalog, 6039 30
- Magrini, L., Randich, S., Romano, D., et al. 2014, A&A, 563, A44, doi: [10.1051/0004-6361/201322977](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201322977) 5, 55, 67
- Magrini, L., Randich, S., Kordopatis, G., et al. 2017, A&A, 603, A2, doi: [10.1051/0004-6361/201630294](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201630294) 5, 6, 54, 55, 57, 59, 67

- Majewski, S. R., Schiavon, R. P., Frinchaboy, P. M., et al. 2017, *AJ*, 154, 94, doi: [10.3847/1538-3881/aa784d](https://doi.org/10.3847/1538-3881/aa784d) 8
- Martig, M., Rix, H.-W., Silva Aguirre, V., et al. 2015, *MNRAS*, 451, 2230, doi: [10.1093/mnras/stv1071](https://doi.org/10.1093/mnras/stv1071) 5, 6, 61, 68
- Mermilliod, J. C., Mayor, M., & Udry, S. 2008, *A&A*, 485, 303, doi: [10.1051/0004-6361:200809664](https://doi.org/10.1051/0004-6361:200809664) 12
- Mishenina, T. V., Pignatari, M., Korotin, S. A., et al. 2013, *A&A*, 552, A128, doi: [10.1051/0004-6361/201220687](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201220687) 2, 48
- Montegriffo, P., Ferraro, F. R., Origlia, L., & Fusi Pecci, F. 1998, *MNRAS*, 297, 872, doi: [10.1046/j.1365-8711.1998.01553.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.1998.01553.x) 25, 27
- Nidever, D. L., Holtzman, J. A., Allende Prieto, C., et al. 2015, *AJ*, 150, 173, doi: [10.1088/0004-6256/150/6/173](https://doi.org/10.1088/0004-6256/150/6/173) 17
- Overbeek, J. C., Friel, E. D., & Jacobson, H. R. 2016, *ApJ*, 824, 75, doi: [10.3847/0004-637X/824/2/75](https://doi.org/10.3847/0004-637X/824/2/75) 50, 53, 67
- Pancino, E., Carrera, R., Rossetti, E., & Gallart, C. 2010, *A&A*, 511, A56, doi: [10.1051/0004-6361/200912965](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200912965) 47, 48
- Pereira, C. B., Smith, V. V., Drake, N. A., et al. 2017, *MNRAS*, 469, 774, doi: [10.1093/mnras/stx786](https://doi.org/10.1093/mnras/stx786) 4, 47
- Reddy, B. E., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2006, *MNRAS*, 367, 1329, doi: [10.1111/j.1365-2966.2006.10148.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.10148.x) 2, 48
- Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2003, *MNRAS*, 340, 304, doi: [10.1046/j.1365-8711.2003.06305.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06305.x) 2, 48
- Roederer, I. U., & Lawler, J. E. 2012, *ApJ*, 750, 76, doi: [10.1088/0004-637X/750/1/76](https://doi.org/10.1088/0004-637X/750/1/76) 78
- Salaris, M., Weiss, A., & Percival, S. M. 2004, *A&A*, 414, 163, doi: [10.1051/0004-6361:20031578](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20031578) 25
- Schiavon, R. P., Johnson, J. A., Frinchaboy, P. M., et al. 2017, *MNRAS*, 466, 1010, doi: [10.1093/mnras/stw3093](https://doi.org/10.1093/mnras/stw3093) 16
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525, doi: [10.1086/305772](https://doi.org/10.1086/305772) 25

- Sharma, S., Pandey, A. K., Ogura, K., et al. 2006, *AJ*, 132, 1669, doi: [10.1086/507094](https://doi.org/10.1086/507094) 25
- Shetrone, M., Bizyaev, D., Lawler, J. E., et al. 2015, *ApJS*, 221, 24, doi: [10.1088/0067-0049/221/2/24](https://doi.org/10.1088/0067-0049/221/2/24) 11, 31
- Smith, V. V., & Lambert, D. L. 1990, *ApJS*, 72, 387, doi: [10.1086/191421](https://doi.org/10.1086/191421) 47
- Smith, V. V., & Suntzeff, N. B. 1987, *AJ*, 93, 359, doi: [10.1086/114320](https://doi.org/10.1086/114320) 14
- Smith, V. V., Cunha, K., Shetrone, M. D., et al. 2013, *ApJ*, 765, 16, doi: [10.1088/0004-637X/765/1/16](https://doi.org/10.1088/0004-637X/765/1/16) 26, 28, 29, 36
- Snedden, C. 1973, *ApJ*, 184, 839, doi: [10.1086/152374](https://doi.org/10.1086/152374) 32
- Souto, D., Cunha, K., Smith, V., et al. 2016, *ApJ*, 830, 35, doi: [10.3847/0004-637X/830/1/35](https://doi.org/10.3847/0004-637X/830/1/35) 6, 14, 15, 24, 26, 27, 28, 40, 55
- Tautvaišienė, G., Drazdauskas, A., Mikolaitis, S., et al. 2015, *VizieR Online Data Catalog*, 357 5, 26, 54, 55, 57
- Wilson, J. C., Hearty, F., Skrutskie, M. F., et al. 2010, in *procspie*, Vol. 7735, Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy III, 77351C 9
- Zacharias, N., Finch, C., & Frouard, J. 2017, *VizieR Online Data Catalog*, I/340 12
- Zacharias, N., Finch, C. T., Girard, T. M., et al. 2013, *AJ*, 145, 44, doi: [10.1088/0004-6256/145/2/44](https://doi.org/10.1088/0004-6256/145/2/44) 25
- Zacharias, N., Monet, D. G., Levine, S. E., et al. 2005, *VizieR Online Data Catalog*, 1297 25, 26
- Zacharias, N., Finch, C., Subasavage, J., et al. 2015, *VizieR Online Data Catalog*, I/329 12
- Zamora, O., García-Hernández, D. A., Allende Prieto, C., et al. 2015, *AJ*, 149, 181, doi: [10.1088/0004-6256/149/6/181](https://doi.org/10.1088/0004-6256/149/6/181) 11
- Zasowski, G., Johnson, J. A., Frinchaboy, P. M., et al. 2013, *aj*, 146, 81, doi: [10.1088/0004-6256/146/4/81](https://doi.org/10.1088/0004-6256/146/4/81) 11