

**UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA
DEPARTAMENTO DE ASTRONOMIA**

**Análise fotométrica e espectroscópica
de aglomerados abertos da Galáxia.¹**

Rafael Augusto Garcia Dias

Dissertação realizada sob orientação do Prof. Dr. Charles José Bonato e coorientação do Prof. Dr. Alan Alves Brito, apresentada ao PPG do Instituto de Física da UFRGS como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Física.

Porto Alegre, RS, Brasil

11 de Setembro de 2015

¹Trabalho financiado pelo Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq).

Abstract

Distributions of age, distance and chemical composition of stars in different Galactic environments are important to trace back the star formation history and the Galaxy formation event. As tracers of the thin disk, open clusters are the best example of the so-called simple stellar populations, meaning that all the stars in a cluster were formed at about the same time, have about the same metallicity and are at about the same heliocentric distance. Although the chemical abundance of individual stars through the Galactic disk can be reliably derived by high resolution spectroscopy, inhomogeneities in methodology among the various studies lead to a broad dispersion to these measurements. Including photometric uncertainties as well, the inhomogeneities contribute to the current discrepancies on critical observables such as the age-metallicity relation, the abundance gradient across the disk and the connection among the different stellar populations.

The main goal of this work is to combine, for the first time, photometry and spectroscopy in a homogeneous determination of distance, age and chemical abundances (Fe, Na, Mg, Al, Si e Ca) for a large sample of Galactic open clusters. We intend to improve the constraints required for Galactic chemical evolution models, such as the age-metallicity relation, the abundance gradient across the disk and the connection among cluster and field stars.

In the present work we collected more than 14,000 equivalent widths for more than 300 giant stars in 57 open clusters from 33 papers in the literature. The equivalent widths were measured in high resolution spectroscopy ($R \gtrsim 15,000$) with high signal to noise ($\langle S/N \rangle \sim 100$). Then we performed equivalent width analysis using Kurucz plane-parallel models with overshooting approximation and abundance calculation under the assumption of local thermodynamic equilibrium. Simultaneously, the cluster photometric parameters were determined by PARSEC isochrone fits to 2MASS photometric data.

We derive ages, distances and chemical abundances of Fe, Na, Mg, Al, Si e Ca for 46 open clusters. For the very first time, we found a significant relation between sodium abundance and Galactocentric distance in open clusters. The analysis were performed in such a way that the measured abundances are directly comparable with 64 field giant stars measured in preview works. In contrast with preview works, we have not found any substantial disagreement among

field giant stars and those within the open clusters.

Our results establish observational constraints to Galactic chemical evolution models following the photometric and spectroscopic homogeneous and systematic analysis paradigm for a large number of clusters, in synergy with the era of the big data and large astrophysical surveys.

Resumo

A idade, distância e composição química de estrelas em diferentes ambientes Galácticos pode revelar o histórico de formação estelar e os detalhes dos processos físicos que deram origem à nossa Galáxia. Nesse contexto, os aglomerados abertos, traçadores do disco fino Galáctico, são atualmente os melhores exemplos do que se denomina população estelar simples em Astrofísica, ou seja, todas as estrelas de um aglomerado aberto se formaram ao mesmo tempo, apresentando a mesma metalicidade e distância de um referencial na Terra. Embora a espectroscopia de alta resolução de estrelas individuais em aglomerados abertos seja capaz de mapear com grande precisão a distribuição de abundâncias químicas no disco Galáctico, a inhomogeneidade metodológica entre diferentes estudos introduz grande dispersão nas medidas, o que, somado aos problemas fotométricos, contribui para as disparidades e discussões acerca da origem de relações fundamentais como a relação idade-metalicidade e o gradiente de abundâncias ao longo do disco, além do entendimento sobre a conexão química (se há alguma) entre estrelas individuais do campo e estrelas em aglomerados.

O objetivo deste trabalho é usar, pela primeira vez, fotometria e espectroscopia paralelamente para obter medidas homogêneas de idades, distâncias e composição química global (Fe, Na, Mg, Al, Si e Ca) de aglomerados abertos da Galáxia com o intuito de refinar os vínculos observacionais importantes aos modelos de evolução química da Galáxia, como gradientes de abundância, relação idade-metalicidade e conexão campo-aglomerado.

Foram coletadas mais de 14 mil larguras equivalentes para mais de 300 estrelas gigantes em 57 aglomerados abertos da Galáxia, obtidas com espectroscopia de alta resolução ($R > 15000$) e alta razão sinal ruído ($\langle S/N \rangle > 100$). A partir desses dados, aplicou-se a análise de larguras equivalentes utilizando-se modelos Kurucz de atmosfera plano paralela com *overshooting* e cálculo de abundância em regime de equilíbrio termodinâmico local. Foram desenvolvidas ferramentas para automatizar o cálculo dos parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas para as centenas de estrelas analisadas. Paralelamente, empregou-se fotometria 2MASS no ajuste de isócronas PARSEC para determinação dos parâmetros físicos fotométricos (distâncias e idades) dos aglomerados da amostra.

Determinamos idades, distâncias e abundâncias químicas para os elementos Fe, Na, Mg,

Al, Si e Ca em 46 aglomerados abertos da Galáxia. Pela primeira vez foi encontrada correlação significativa entre as abundâncias de sódio e a distância galactocêntrica. Nenhuma correlação do tipo idade-abundâncias foi encontrada. A análise foi realizada de forma a estar na mesma escala de abundâncias de 64 estrelas gigantes de campo na literatura. Em oposição a trabalhos anteriores, mostramos que não há diferenças significativas entre essas e as estrelas gigantes em aglomerados.

Os nossos resultados impõe vínculos observacionais importantes aos modelos de evolução química da Galáxia e antecipam o paradigma de análise fotométrica e espectroscópica, de maneira homogênea e sistemática, para um grande número de objetos, em sinergia com a era dos grandes levantamentos de dados em Astrofísica.

Conteúdo

Conteúdo	p. V
Lista de Figuras	p. VII
Lista de Tabelas	p. XI
Lista de Abreviaturas	p. XII
1 Introdução	p. 1
1.1 Escopo do trabalho	p. 6
2 Amostra	p. 8
3 Metodologia	p. 18
3.1 Espectroscopia	p. 18
3.1.1 Atmosfera estelar	p. 18
3.1.2 Formação de linhas de absorção	p. 20
3.2 Lista de linhas	p. 23
3.3 Parâmetros atmosféricos	p. 29
3.3.1 Temperatura	p. 30
3.3.2 Gravidade superficial	p. 36
3.3.3 Microturbulência	p. 41
3.4 Método iterativo	p. 42
3.5 Incertezas	p. 43
3.6 Fotometria	p. 50

3.6.1	Diagrama cor-magnitude	p. 50
3.6.2	The Two Micron All-Sky Survey (2MASS)	p. 53
3.6.3	Descontaminação	p. 53
3.6.4	Ajustes de isócronas	p. 57
4	Resultados e discussões	p. 61
4.1	Abundâncias no disco	p. 77
4.1.1	Ferro	p. 77
4.1.2	Sódio e alumínio	p. 78
4.1.3	Elementos α	p. 80
4.2	Relação idade-metalicidade	p. 82
4.3	Aglomerados vs. estrelas de campo	p. 86
4.4	Anãs vs. gigantes	p. 86
4.5	Comparação com a literatura	p. 91
4.6	Idades, distâncias e avermelhamentos	p. 98
6	Conclusões e perspectivas	p. 102
	Apêndice A – Diagramas de análise	p. 105
	Apêndice B – Abundancias químicas	p. 152
	Bibliografia	p. 176

Lista de Figuras

1.1	Diagrama esquemático da Galáxia	p. 3
2.1	Aglomerados abertos - Projeção Aitoff	p. 9
2.2	Histogramas WEBDA.	p. 10
2.3	Imagem de alguns aglomerados da amostra	p. 11
3.1	Exemplo de espectros com diferentes $[Fe/H]$	p. 19
3.2	Transmissão radiativa	p. 21
3.3	Diagrama esquemático da medida de largura equivalente	p. 23
3.4	Curva de crescimento em função da profundidade ótica	p. 28
3.5	Curva de crescimento em função das abundâncias de ferro	p. 29
3.6	Filtros 2MASS	p. 33
3.7	Equilíbrio de excitação	p. 35
3.8	Microturbulência	p. 42
3.9	Processo iterativo - Fluxograma	p. 44
3.10	Diagrama H-R	p. 51
3.11	Isócronas de PARSEC	p. 52
3.12	Imagem 2MASS do aglomerado <i>NGC 2682</i>	p. 53
3.13	<i>NGC 2682</i> - Diagrama cor-magnitude	p. 54
3.14	<i>NGC 2682</i> - Perfil Radial de densidade.	p. 55
3.15	<i>NGC 2682</i> - Descontaminação	p. 56
3.16	Diferentes estágios evolutivos em uma população de 10 <i>Gyr</i> e metalicidade solar.	p. 58
3.17	Diagrama de análise para <i>NGC 2682</i>	p. 60

4.1	Heteroscedasticidade em <i>NGC 7789</i>	p. 64
4.2	Estrelas amostradas - Parâmetros atmosféricos	p. 65
4.3	Histogramas de abundâncias	p. 66
4.4	Histogramas da metalicidade	p. 68
4.5	Gradiente de abundâncias de ferro	p. 79
4.6	Gradiente de sódio	p. 80
4.7	Correlações	p. 81
4.8	Abundâncias de $[Na/Fe]$ e $[Al/Fe]$	p. 82
4.9	Estrelas de campo vs. aglomerados	p. 83
4.10	Abundâncias dos elementos α	p. 83
4.11	Gradiente em $[\alpha/Fe]$	p. 84
4.12	Relação idade-metalicidade para ferro, sódio e alumínio	p. 85
4.13	Gradientes de ferro em diferentes intervalos de idade	p. 87
4.14	Gradientes de ferro em diferentes intervalos de idade. Intervalo com mesmo número de aglomerados.	p. 88
4.15	Diagramas de Bland-Altman	p. 97
4.16	Comparação com Dias et al. (2002)	p. 100
4.17	Comparação com o catálogo WEBDA	p. 101
A.1	Diagrama de diagnóstico para <i>Be 17</i>	p. 106
A.2	Diagrama de diagnóstico para <i>Be 18</i>	p. 107
A.3	Diagrama de diagnóstico para <i>Be 21</i>	p. 108
A.4	Diagrama de diagnóstico para <i>Be 32</i>	p. 109
A.5	Diagrama de diagnóstico para <i>Be 39</i>	p. 110
A.6	Diagrama de diagnóstico para <i>Cr 105/Trumpler 5</i>	p. 111
A.7	Diagrama de diagnóstico para <i>Cr 110</i>	p. 112
A.8	Diagrama de diagnóstico para <i>Cr 261</i>	p. 113

A.9 Diagrama de diagnóstico para <i>Hyades</i>	p. 114
A.10 Diagrama de diagnóstico para <i>IC 2714</i>	p. 115
A.11 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 5822</i>	p. 116
A.12 Diagrama de diagnóstico para <i>Me 66</i>	p. 117
A.13 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 188</i>	p. 118
A.14 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 752</i>	p. 119
A.15 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 1193</i>	p. 120
A.16 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 1817</i>	p. 121
A.17 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 1883</i>	p. 122
A.18 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2099</i>	p. 123
A.19 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2141</i>	p. 124
A.20 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2158</i>	p. 125
A.21 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2251</i>	p. 126
A.22 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2266</i>	p. 127
A.23 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2324</i>	p. 128
A.24 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2335</i>	p. 129
A.25 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2360</i>	p. 130
A.26 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2420</i>	p. 131
A.27 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2447</i>	p. 132
A.28 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2482</i>	p. 133
A.29 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2506</i>	p. 134
A.30 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2527</i>	p. 135
A.31 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2539</i>	p. 136
A.32 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2632/Praesepe/M 44</i>	p. 137
A.33 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2660</i>	p. 138
A.34 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC 2682</i>	p. 139

A.35 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC</i> 3532.	p. 140
A.36 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC</i> 3680.	p. 141
A.37 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC</i> 3960.	p. 142
A.38 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC</i> 6134.	p. 143
A.39 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC</i> 6192.	p. 144
A.40 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC</i> 6253.	p. 145
A.41 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC</i> 6281.	p. 146
A.42 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC</i> 6404.	p. 147
A.43 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC</i> 6583.	p. 148
A.44 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC</i> 6819.	p. 149
A.45 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC</i> 7142.	p. 150
A.46 Diagrama de diagnóstico para <i>NGC</i> 7789.	p. 151

Lista de Tabelas

2.1	Dados do extraídos do WEBDA para os objetos da amostra utilizada neste trabalho.	p. 12
2.2	Lista de aglomerados e suas referências.	p. 14
3.1	Lista de linhas de absorção Alves-Brito et al. (2010)	p. 24
4.1	Abundâncias de referencia	p. 62
4.2	Arcturus - Comparação com Alves-Brito et al. (2010)	p. 63
4.3	Abundâncias médias dos aglomerados da amostra	p. 69
4.4	Parâmetros fotométricos dos objetos da amostra	p. 72
4.5	Coordenadas Galactocêntricas para os aglomerados da amostra	p. 74
4.6	Comparação entre estrelas anãs e gigantes vermelhas.	p. 90
4.7	Alvos em <i>NGC</i> 2682	p. 92
4.8	Comparação entre a média ponderada das abundâncias calculadas neste trabalho com os dados presentes na literatura.	p. 92
4.9	Comparação com a literatura para a estrela <i>NGC</i> 2682 – 141.	p. 93
4.10	Número de linhas utilizadas em <i>NGC</i> 2682 – 141	p. 94
4.11	Comparação com Yong et al. (2012).	p. 95
4.12	Comparação entre este trabalho e Yong et al. (2012).	p. 96
4.13	Comparação entre este trabalho os catálogos de Dias et al. (2002) e WEBDA.	p. 99
B.1	Parâmetros atmosféricos para estrelas individuais.	p. 152
B.2	Abundâncias químicas para as estrelas da amostra	p. 163

Abreviaturas

2MASS: *The Two Micron All-Sky Survey*

ARES: *Automatic Routine for line Equivalent widths in stellar Spectra*

CIT: *Caltech/Tololo infrared photometric systems*

COG: *Curve Of Growth*

CMD: *Color-Magnitude Diagram*

DAOSPEC: Programa para análise espectroscópica do *Dominion Astrophysical Observatory* (DAO)

EW: *Equivalent Width*

HRD: *Hertzsprung-Russell Diagrams*

IRAF: *Image Reduction and Analysis Facility*

IRFM: *InfraRed Flux Method*

LTE: *Local Thermodynamic Equilibrium*

NIST: *National Institute of Standards and Technology*

PARSEC: *PAdova and TRieste Stellar Evolution Code*

RC: Red Clump

RDP: *Radial Density Profile*

RGB: *Red Giant Branch*

SDSS: *Sloan Digital Sky Survey*

SP: Sequência principal

TO: *Turnoff*

VVV: *Vista Variables in the Via Lactea Survey*

WEBDA: Versão Web da base de dados BDA, para aglomerados abertos

1 *Introdução*

Graças ao advento do telescópio, Galileu foi o primeiro a perceber que a faixa clara que vemos no céu noturno, a Galáxia (Via Láctea), é uma região composta por centenas de milhões de estrelas. Embora Immanuel Kant propusera o conceito de "universos ilha" já no século XVI, a compreensão moderna de que nossa Galáxia é isolada e apenas uma dentre as bilhões de galáxias no Universo só seria estabelecida a partir do século XX. Em 1924, Edwin Hubble observou estrelas cefeidas em *M* 31 obtendo distâncias incompatíveis com os demais objetos de distância conhecida naquele tempo. Logo, a então chamada nebulosa *M* 31 foi reconhecida como um objeto fora de nossa Galáxia e com dimensões similares às da Via Láctea, passando a ser designada como galáxia *M* 31. Embora nosso entendimento sobre o Universo tenha avançado enormemente no último século, entender como galáxias se formam e evoluem é um dos maiores desafios da astrofísica contemporânea. Nesse sentido, nossa Galáxia segue sendo a única no Universo para a qual podemos estudar, em detalhes, a idade, cinemática, dinâmica e evolução química das populações estelares em suas diferentes componentes com o objetivo de fornecer subsídio para uma melhor compreensão sobre a evolução e formação da Galáxia. Para entendermos esses processos é necessária a manipulação de grandes volumes de dados que explorem a Galáxia como um todo. Percebendo essa necessidade, já em 1785 William Herschel realizou um grande levantamento astronômico, compilando um catálogo que chegou a conter mais de 5 mil objetos. Com esse catálogo Herschel pretendia determinar a posição do sol no universo. Passados mais de duzentos anos, graças à levantamentos astronômicos como 2MASS¹, VVV² e SDSS³, conhecemos bem a estrutura da Galáxia, dividida em halo, bojo e disco. Na figura 1.1 é mostrado um diagrama esquemático dessas componentes na Galáxia.

Estudando galáxias externas, Burstein (1979) observou que o disco apresentava uma segunda componente, denominada disco espesso. Na nossa Galáxia, o disco espesso foi detectado por Gilmore & Reid (1983), através da contagem de estrelas ao longo do pólo sul Galáctico. Outros estudos confirmaram a dualidade do disco, mostrando que o disco espesso pode ser se-

¹*The Two Micron All-Sky Survey* (Skrutskie et al., 2006) (ver seção 3.6.2)

²*Vista Variables in the Via Lactea Survey* (Minniti et al., 2010)

³*Sloan Digital Sky Survey* (Gunn et al., 2006)

parado do disco fino por características cinemáticas (por exemplo, Gilmore et al. 1995; Wyse & Gilmore 1995); por distribuição de idades (por exemplo, Bensby et al. 2007; Fuhrmann 2008); e por composição química (Bensby et al. 2003, 2004; Reddy et al. 2006; Fuhrmann 2008). O disco fino é caracterizado por uma população estelar jovem e rica em metais, enquanto o disco espesso tem distribuição de idades e metalicidades similares às do bojo. Cinematicamente, o disco fino tem velocidades Galácticas de rotação entre 40 e 50 km/s , enquanto objetos no disco espesso têm velocidades típicas em torno de 170 a 180 km/s .

O halo Galáctico se caracteriza por uma distribuição esférica não rotacional de objetos velhos ($Idade \gtrsim 10 Gyr$), pobres em metais ($\langle [Fe/H] \rangle^4 \sim -1,5 dex$), a grandes distâncias galactocêntricas. A população do bojo também é velha, mas rica em metais, distribuindo-se em um elipsóide em torno do centro Galáctico e exibindo cinemática rotacional (ver, por exemplo, Freeman & Bland-Hawthorn, 2002, e referências listadas). Como provavelmente as diferentes componentes foram formadas em diferentes estágios do processo de formação da Galáxia, entender o histórico de formação estelar, idade, evolução dinâmica e evolução química das suas diferentes populações pode revelar os detalhes dos processos físicos que deram origem à nossa Galáxia.

Do ponto de vista de evolução química, hidrogênio, deutério, hélio e traços de lítio foram formados no início do Universo, enquanto os demais elementos foram sintetizados no interior das estrelas via processos nucleares. O enriquecimento químico do meio interestelar acontece quando esse material é expulso do interior das estrelas. Isso pode ocorrer por diferentes mecanismos, como, por exemplo, supernovas e ventos estelares. Portanto, como dito anteriormente, as abundâncias químicas em diferentes sítios e/ou momentos da história de formação da Galáxia podem ser usadas na compreensão de variáveis fundamentais como a taxa de formação estelar, a função inicial de massa, o fluxo de gás para o interior da Galáxia (*inflow*) e migrações radiais (Chiappini et al. 1997; Freeman & Bland-Hawthorn 2002; Minchev et al. 2014).

Particularmente, a atmosfera de estrelas que não sofreram grande contaminação nuclear podem ser utilizadas como fósseis para a compreensão da formação e evolução da Galáxia. A atmosfera de estrelas na sequência principal é completamente isolada dos processos nucleares, guardando em si as abundâncias químicas do meio interestelar no momento de seu nascimento. Entretanto, espectroscopia de alta resolução para estrelas anãs pode exigir longos tempos de observação, dependendo da distância a que se encontram, por isso sua observação se restringe a vizinhança solar ($d_{\odot} \leq 2 kpc$). Por outro lado, por serem muito mais brilhantes, gigantes vermelhas são mais facilmente observáveis. Porém, quando uma estrela sai da sequência principal

⁴Ver seção 3.1.1 para mais detalhes da notação espectroscópica utilizada no presente trabalho.

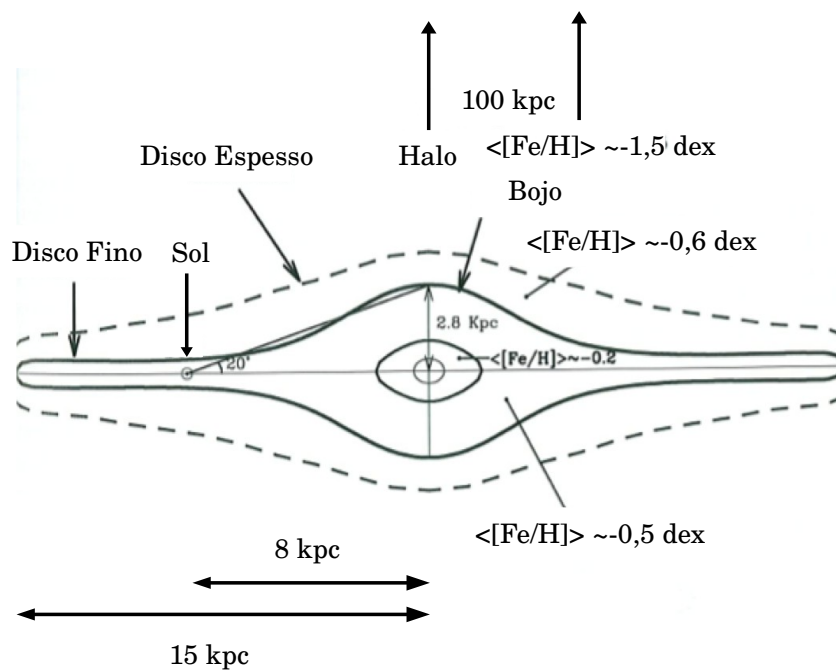


Figura 1.1: Diagrama esquemático com as diferentes componentes da Galáxia. Quanto à escala de tamanhos na figura, $1 \text{ kpc} = 3,09 \times 10^{19} \text{ m} = 0,306 \text{ anos} - \text{luz}$. São indicadas as médias de abundância de ferro em cada população, $\langle [Fe/H]_{Halo} \rangle = -1,5 \text{ dex}$, $\langle [Fe/H]_{D.Espesso} \rangle = -0,6 \text{ dex}$, $\langle [Fe/H]_{D.Fino} \rangle = -0,5 \text{ dex}$. Setas indicam a posição de cada uma das componentes assim como a posição do sol.

sua zona convectiva pode alcançar o núcleo, transportando material processado até a atmosfera em um fenômeno chamado de primeira dragagem (*first dredge-up*); ver Salaris et al. (2002). Isolando os elementos químicos afetados por esse processo, podemos utilizar esse tipo de estrela com o benefício de acessar regiões mais distantes com menor custo observacional. Esses objetos foram recentemente utilizados no estudo do bojo, halo e disco Galácticos (por exemplo, Meléndez & Cohen 2009; Ryde et al. 2009, 2010; Alves-Brito et al. 2010; Bensby et al. 2010, 2011; Hayden et al. 2015).

Conhecido há várias décadas (Searle 1971; Janes 1979; Friel 1995), o gradiente de metalicidade do disco é um dos vínculos mais importantes na compreensão dos mecanismos de formação das galáxias. Entretanto, sua medida exige a disponibilidade de boas medidas de distâncias, além da informação de metalicidades dos objetos. Ou seja, para conectar as abundâncias químicas de estrelas à história evolutiva da Galáxia precisamos conhecer suas posições e conteúdo químico, e se possível, datar sua formação. Medidas de distância para estrelas individuais não evoluídas só podem ser obtidas via paralaxe, limitando-se à vizinhança solar; medidas de idade são ainda mais limitadas devido às grandes incertezas. Nesse sentido, aglomerados abertos são os objetos mais adequados para esse tipo de estudo.

Aglomerados estelares são formados a partir do colapso gravitacional de nuvens de gás com centenas de milhares de massas solares, de forma que as estrelas de um aglomerado possuem composição química e idades muito similares em primeira aproximação, o que caracteriza uma população estelar simples (Lada & Lada, 2003). Nesse contexto, aglomerados abertos (OC - *Open Cluster*) são considerados laboratórios astrofísicos ideais já que suas distâncias, idades e metalicidades podem ser determinadas com boa precisão. Os OCs são amplamente usados para medir a distribuição espacial e de idades ao longo do disco da Galáxia (Bonatto et al., 2006), determinar vínculos sobre a evolução estelar (Gallart et al., 2005), ou até mesmo mapear a taxa de formação estelar da galáxia (Bonatto & Bica, 2011). Atualmente são conhecidos mais de 2 mil aglomerados abertos (Dias et al., 2002), entretanto existem medidas em espectroscopia de alta resolução para menos do 5% destes objetos. Embora muitos autores tenham se dedicado a tarefa de aplicar esses objetos ao estudo do gradiente radial de abundâncias e a relação idade-metalicidade do disco Galáctico (por exemplo, Sestito et al. 2006; Bragaglia et al. 2008; Jacobson et al. 2009; Friel et al. 2010; Pancino et al. 2010; Yong et al. 2012), não há consenso sobre estas quantidades, principalmente por limitações observacionais e diferenças sistemáticas entre os vários estudos (Friel et al. 2010; Yong et al. 2012; Frinchaboy et al. 2013; Heiter et al. 2014). Se, por um lado, não existe consenso sobre a intensidade do gradiente de metalicidade ao longo do disco, por outro, nunca foi encontrada correlação significativa entre idades e metalicidades desses objetos, embora modelos de evolução química prevejam esse tipo

de relação (Chiappini & Matteucci 1996; Chiappini et al. 2001; Minchev et al. 2014).

Espectroscopia de alta resolução é considerada a técnica mais acurada na determinação de abundâncias químicas (sob certas condições é possível alcançar precisões da ordem de 0,001 *dex*; Bedell et al. 2014), porém o procedimento de análise de abundâncias exige que se assumam um volume considerável de premissas físicas, dados de entrada, métodos numéricos e parâmetros livres. Ou seja, existem variadas maneiras de abordar um mesmo conjunto de dados, possibilitando que diferentes grupos obtenham diferentes escalas de abundâncias químicas. Discrepâncias da ordem de 0,3 *dex* não são raras. Em geral tenta-se mapear diferenças sistemáticas entre os estudos, porém é difícil determinar a origem precisa dessas diferenças. Alguns estudos sugerem que as maiores fontes de discrepância entre os resultados de diferentes autores estão ligadas as escolhas de escala de temperaturas, metodologia, lista de linhas e definições da velocidade de microturbulência (Friel et al. 2010; Heiter et al. 2014).

Recentemente, foram feitas algumas compilações de dados da literatura para aglomerados abertos, afim de estudar a distribuição de abundâncias ao longo do disco Galáctico. Por exemplo, Magrini et al. (2009, 2010) reuniram medidas para 63 OCs, Carrera & Pancino (2011) compilaram 89 OCs, Yong et al. (2012) coligiram medidas de 68 aglomerados e mais recentemente Heiter et al. (2014) extraíram dados espectroscópicos de média e alta resolução para 458 estrelas em 79 aglomerados abertos, dados extraídos de 86 artigos da literatura ⁵. Entretanto, em todos estes trabalhos podemos encontrar frases como:

”definitive conclusion await homogeneous analyses of larger sample of stars in larger number of clusters. Arguably, our understanding of the evolution of the outer disk is limited by systematic abundance differences between various studies.”

Yong et al. (2012)

Neste contexto, alguns grupos têm trabalhado na coleta de dados homogêneos para aglomerados abertos, por exemplo, Friel et al. (2010) completaram a análise de 11 objetos; o projeto BOCCE⁶ definiu uma amostra de 45 aglomerados para análises espectroscópicas e fotométricas (Bragaglia & Tosi, 2006) porém, até o momento, apenas 8 OCs foram publicados. O levantamento APOGEE (*The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment*) (Allende Prieto et al., 2008), que já determinou abundâncias químicas em espectroscopia de alta resolução no infravermelho para mais de 68 mil estrelas (Hayden et al. 2015), obteve abundâncias químicas em espectroscopia e parâmetros fotométricos⁷ (idades, avermelhamento e distâncias) para 141

⁵Nestas compilações, nenhuma abundância foi recalculada, todos os valores de abundância são diretamente retirados dos artigos.

⁶<http://www.bo.astro.it/~angela/bocce.html>

⁷dados obtidos com fotometria 2MASS

estrelas em 28 OCs (Frinchaboy et al. 2013). Por último, o projeto ESO-GAIA - que irá obter espectroscopia em alta resolução para aproximadamente 100 mil estrelas em 5 anos de observação - promete estudar a composição química de aproximadamente 100 OCs, mas até o momento foram publicados resultados para apenas 7 aglomerados. O enorme esforço envolvido nestes projetos evidencia a relevância científica da obtenção da análise homogênea de aglomerados abertos.

1.1 Escopo do trabalho

O objetivo central do presente trabalho é obter medidas homogêneas de idades, distâncias e composições químicas para o maior número possível de estrelas gigantes em aglomerados abertos. Para isso, foram compiladas mais de 14 mil larguras equivalentes medidas em espectroscopia ótica de alta resolução publicamente disponíveis em 33 trabalhos da literatura. Esses dados referem-se a mais de 300 estrelas gigantes vermelhas em 57 aglomerados. Bedell et al. (2014) mostram que inomogeneidades oriundas da observação por diferentes instrumentos ou por subjetividade envolvida nas determinações de pseudocontínuo para medidas de larguras equivalente são da ordem de 0,01 *dex*, pelo menos uma ordem de grandeza menor do que as dispersões associadas às demais inomogeneidades em metodologia. Por este motivo, acreditamos que ao reanalisar dados obtidos em trabalhos anteriores de maneira homogênea e sistemática seremos capazes de eliminar as incertezas relacionadas às diferentes abordagens metodológicas encontradas na literatura.

No presente trabalho, aplicamos fotometria 2MASS sob as metodologias descritas em Bonatto et al. (2006) e Bonatto & Bica (2007) para determinação dos parâmetros fotométricos (idade, distância e avermelhamento) dos OCs da amostra. Além disso, neste trabalho aplicamos a metodologia espectroscópica descrita em Alves-Brito et al. (2010), também aplicada em Bensby et al. (2010, 2011) para o estudo de estrelas gigantes vermelhas de campo nos discos fino e espesso. Desta forma, além de obtermos uma amostra homogênea de estrelas gigantes em aglomerados, podemos fazer uma comparação direta entre essas e estrelas de campo. Em outras palavras, em sinergia com Alves-Brito et al. (2010) e Bensby et al. (2010, 2011) o presente trabalho tem como objetivo gerar o maior conjunto já obtido de medidas homogêneas de abundâncias, idades e distâncias para estrelas gigantes vermelhas, de campo e de aglomerados, ao longo do disco Galáctico.

No capítulo 3 apresenta-se uma descrição detalhada da metodologia utilizada, incluindo a descrição dos modelos de isócronas, dos modelos de atmosfera e a técnica empregada na

determinação das abundâncias químicas.

2 *Amostra*

Os aglomerados da amostra utilizados neste trabalho caracterizam o disco fino da Galáxia, apresentados na figura 2.1 em projeção Aitoff. Os objetos estudados cobrem idades de milhões a bilhões de anos, distâncias heliocêntricas que vão de dezenas de parsecs a alguns kiloparsecs e abundâncias de ferro entre $-0,83$ e $0,36 dex$. Na tabela 2.1 apresentamos dados retirados do catálogo WEBDA¹ (Mermilliod & Paunzen, 2003) para os aglomerados da amostra e a figura 2.2 caracteriza a distribuição dos valores de distância, idade e metalicidade destes objetos, presentes no mesmo catálogo. Em termos de nomenclatura os objetos com designação *Berkeley*, *Collinder* e *Mellote* serão referidos como *Be*, *Cr* e *Me*, respectivamente, sendo que alguns aglomerados possuem mais de uma designação. Nesses casos, listamos os nomes alternativos em nota na tabela 2.1. Como exemplo, apresentamos na figura 2.3 imagens de alguns objetos da amostra, os aglomerados *Be* 18, *Be* 32, *NGC* 2158, *NGC* 2243, *NGC* 2266, *NGC* 2360, *NGC* 2506, *NGC* 2682, *NGC* 3680, *NGC* 6134, *NGC* 6192 e *NGC* 7789.

Espectroscopicamente foram estudadas 300 estrelas gigantes vermelhas e 29 estrelas subgigantes/anãs em 57 aglomerados abertos. Foram compiladas 14 mil larguras equivalentes (seção 3.1.2) de diferentes espécies químicas encontradas em artigos da literatura. As diferentes medidas foram feitas em espectros no ótico (4800 a 6800Å), em alta resolução ($R \gtrsim 15000$) e alta razão sinal ruído ($\langle S/N \rangle \sim 100$), obtidos com telescópios de diferentes tamanhos e compiladas nas referências listadas na última coluna da tabela 2.2. As larguras equivalentes foram medidas através de diferentes métodos, por exemplo, IRAF-SPLIT, DAOESPEC e ARES. Em alguns casos, para efeito de comparação entre estrelas em diferentes estágios evolutivos, incluímos estrelas anãs e subgigantes, embora essas estrelas tenham sido descartadas para o cálculo das abundâncias médias finais dos aglomerados. Para os aglomerados *IC* 2391, *IC* 2602 e *NGC* 7160 havia apenas larguras equivalentes de estrelas na sequência principal. Como a lista de linhas está otimizada para estrelas gigantes, foco deste trabalho, estes objetos não são incluídos nos resultados focados no disco Galáctico - por exemplo, gradientes de abundância ou relação idade-metalicidade, embora tenham sido estudados. Para mais detalhes sobre os pro-

¹www.univie.ac.at/webda/

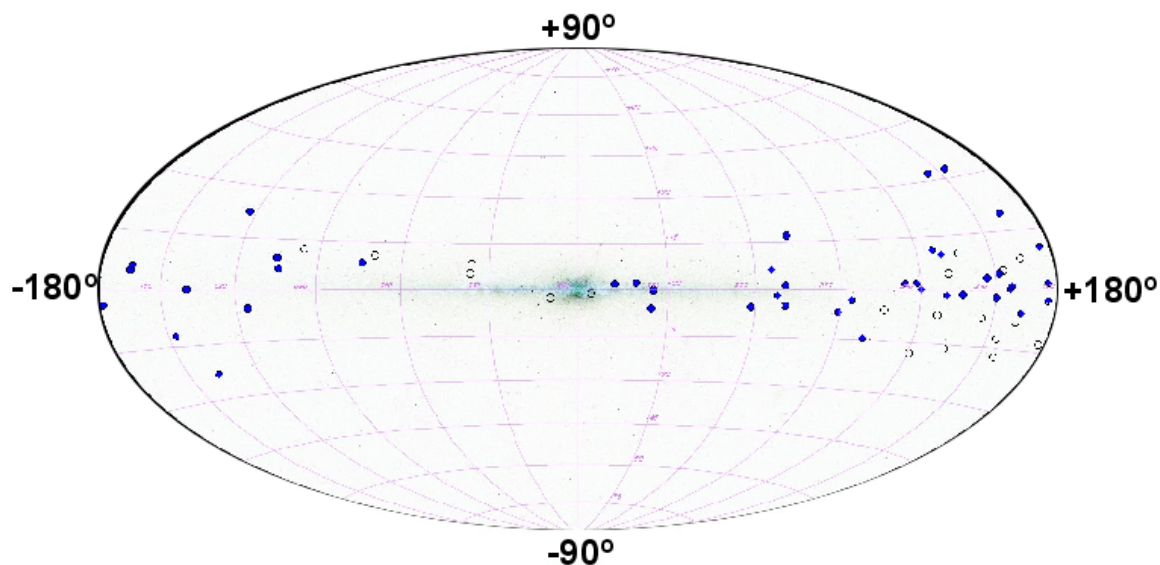


Figura 2.1: Distribuição dos aglomerados abertos amostrados no presente trabalho, em projeção Aitoff e em coordenadas Galácticas. Círculos abertos representam os aglomerados excluídos da amostra.

cessos de redução e análise dos espectros, referimos os leitores aos trabalhos listados na última coluna da tabela 2.2.

Aglomerados a 5 kpc de distância, $E_{(B-V)} = 0,1$ e idade de 5 Gyr tem seu *turnoff* (seção 3.6.4) em $J \sim 15,8 mag$, o limite de magnitude alcançado com o 2MASS (seção 3.6.2). Desta forma, aglomerados com distâncias, idades e avermelhamentos dessas ordens de grandeza ou maiores não podem ser estudados com o 2MASS e, conseqüentemente, os aglomerados *Be 20*, *Be 29*, *Be 31* e *Be 66* foram retirados da amostra. Além disso, Friel et al. (2010) questionam a probabilidade de pertinência das estrelas alvas em *Be 31*. Os objetos *NGC 2243*, *NGC 2477*, *NGC 6939* e *NGC 7160* foram também excluídos pela escassez de linhas atômicas coincidentes com a lista adotada neste trabalho.

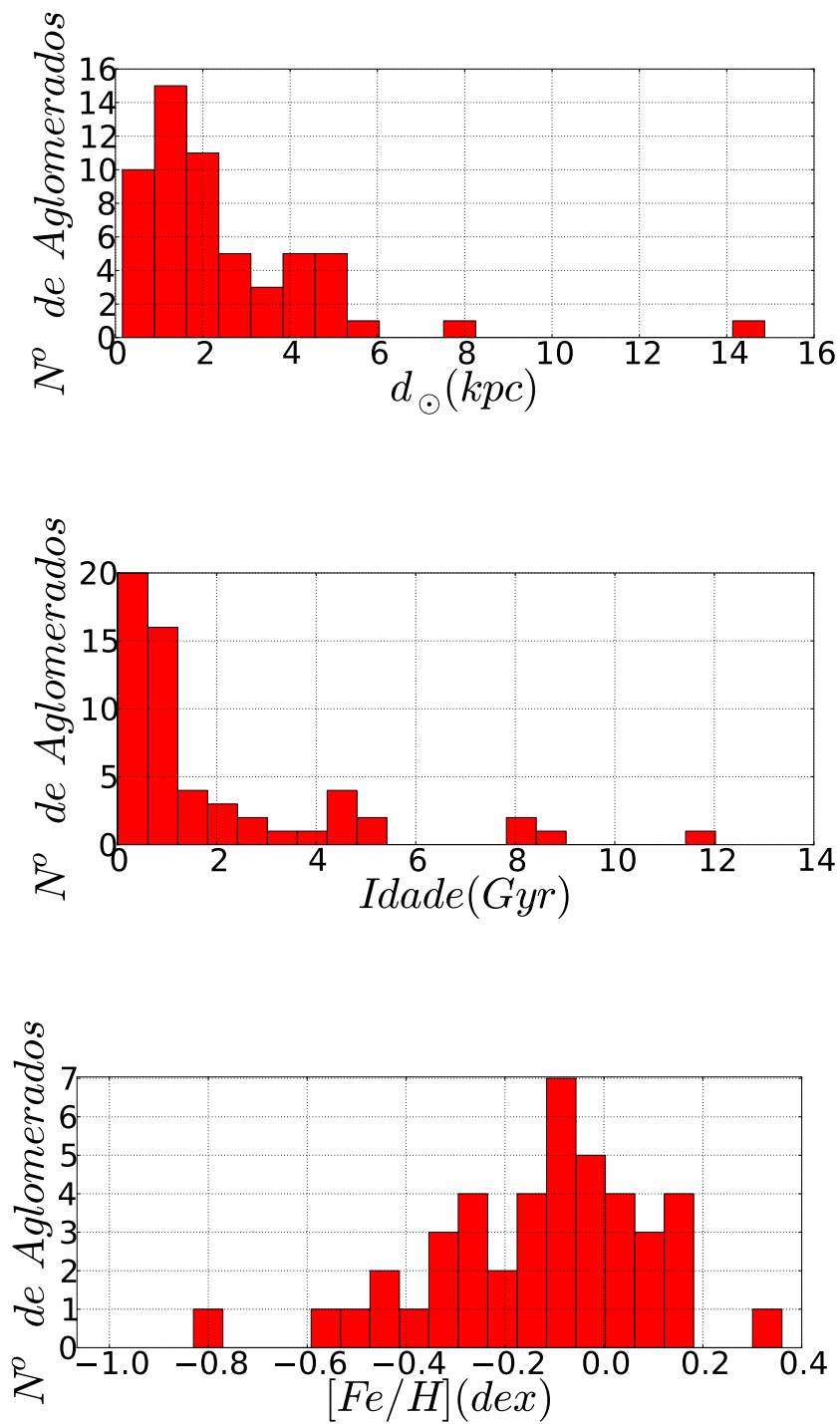


Figura 2.2: Histogramas das distâncias heliocêntricas (painel superior), idades (painel central) e abundâncias de ferro (painel inferior), com dados do catálogo WEBDA.

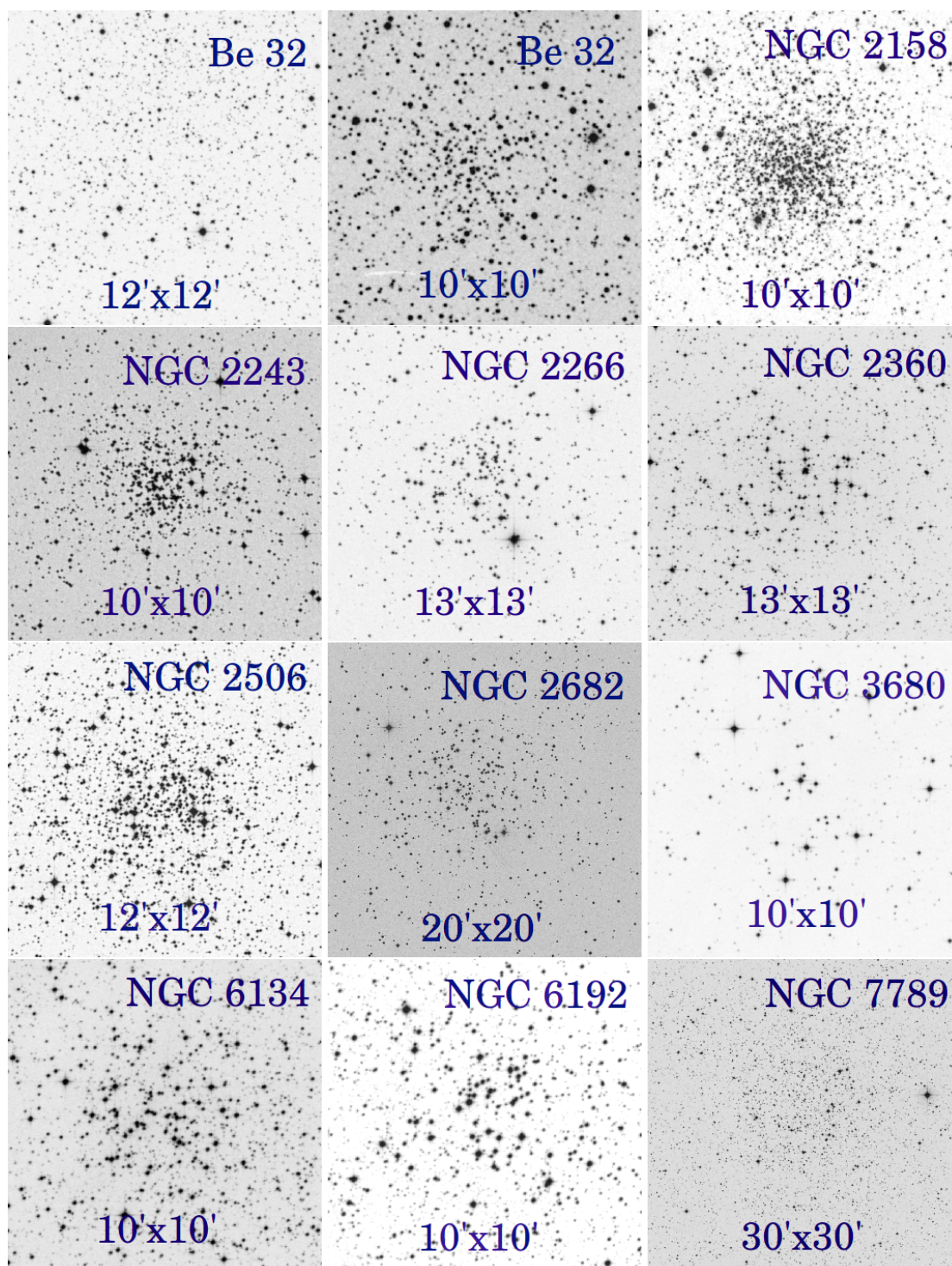


Figura 2.3: Imagens extraídas do DSS (*Digital Sky Survey*) para alguns objetos da amostra. As cores estão invertidas e diferenças de brilho foram adicionadas em imagens consecutivas para delimitar o quadro de cada objeto. As dimensões são indicadas em cada figura.

Tabela 2.1: Dados extraídos do WEBDA para os objetos da amostra utilizada neste trabalho. A tabela apresenta identificação, coordenadas celestes, distância, avermelhamento, módulo de distância, logaritmo da idade e abundâncias de ferro para os aglomerados da amostra.

Aglomerado*	$R.A.^{\dagger}$ (<i>hh : mm : ss</i>)	$Dec.^{\dagger}$ (<i>° : ' : "</i>)	d_{\odot} (<i>pc</i>)	$E_{(B-V)}$ (<i>mag</i>)	$(m - M)_0$ (<i>mag</i>)	$\log(Idade)$ (<i>yr</i>)	$[Fe/H]$ (<i>dex</i>)
Berkeley 17	05:20:36	30:36:00	2700	0,700	14,33	10,080	-0,33
Berkeley 18	05:22:12	45:24:00	5800	0,460	15,24	9,630	0,02
Berkeley 20	05:33:00	00:13:00	8400	0,120	14,99	9,780	-0,75
Berkeley 21	05:51:42	21:47:00	5000	0,760	15,85	9,340	-0,83
Berkeley 22	05:58:24	07:50:00	7663	0,700	16,59	9,027	-0,30
Berkeley 29	06:53:18	16:55:00	14871	0,157	16,35	9,025	-0,44
Berkeley 31	06:57:36	08:16:00	8272	0,080	14,84	9,313	-0,50
Berkeley 32	06:58:06	06:26:00	3100	0,160	12,95	9,530	-0,58
Berkeley 39	07:46:42	-04:36:00	4780	0,120	13,77	9,900	-0,17
Berkeley 66	03:04:18	58:46:00	5200	1,250	17,46	9,700	x
Collinder 110	06:38:24	02:01:00	1950	0,500	13,00	9,150	x
Collinder 261	12:37:57	-68:22:00	2190	0,270	12,54	9,950	-0,14
Hyades ^I	04:26:54	15:52:00	45	0,010	3,30	8,896	0,17
IC 2391	08:40:32	-53:02:00	175	0,008	6,24	7,661	-0,09
IC 2602	10:42:58	-64:24:00	161	0,024	6,11	7,507	-0,09
IC 2714	11:17:27	-62:44:00	1238	0,341	11,52	8,542	-0,01
IC 4756	18:39:00	05:27:00	484	0,192	9,02	8,699	-0,06
Melotte 66	07:26:23	-47:40:00	4313	0,143	13,62	9,445	-0,35
NGC 188	00:47:28	85:15:18	2047	0,082	11,81	9,632	-0,02
NGC 752	01:57:41	37:47:06	457	0,034	8,40	9,050	-0,08
NGC 1193	03:05:32	44:23:00	4300	0,120	13,54	9,900	-0,29
NGC 1817	05:12:15	16:41:24	1972	0,334	12,51	8,612	-0,26
NGC 1883	05:25:54	46:29:24	4800	0,230	14,12	9,000	x
NGC 2099 ^{II}	05:52:18	32:33:12	1383	0,302	11,64	8,540	0,08
NGC 2141	06:02:55	10:26:48	4033	0,250	13,80	9,231	-0,26

Aglomerado*	$R.A.^{\dagger}$ (<i>hh : mm : ss</i>)	$Dec.^{\dagger}$ ($^{\circ} : ' : ''$)	d_{\odot} (<i>pc</i>)	$E_{(B-V)}$ (<i>mag</i>)	$(m - M)_0$ (<i>mag</i>)	$\log(Idade)$ (<i>yr</i>)	$[Fe/H]$ (<i>dex</i>)
NGC 2158	06:07:25	24:05:48	5071	0,360	14,64	9,023	-0,23
NGC 2243	06:29:34	-31:17:00	4458	0,051	13,40	9,653	-0,44
NGC 2251	06:34:38	08:22:00	1329	0,186	11,19	8,427	-0,08
NGC 2266	06:43:19	26:58:12	3400	0,100	12,97	8,800	x
NGC 2324	07:04:07	01:02:42	3805	0,127	13,30	8,630	-0,52
NGC 2335	07:06:49	-10:01:42	1417	0,393	11,98	8,210	-0,03
NGC 2360	07:17:43	-15:38:30	1887	0,111	11,72	8,749	-0,15
NGC 2420	07:38:23	21:34:24	3085	0,029	12,54	9,048	-0,26
NGC 2447	07:44:30	-23:51:24	1037	0,046	10,22	8,588	x
NGC 2477	07:52:10	-38:31:48	1222	0,279	11,30	8,848	0,01
NGC 2482	07:55:12	-24:15:30	1343	0,093	10,93	8,604	0,12
NGC 2506	08:00:01	-10:46:12	3460	0,081	12,95	9,045	-0,37
NGC 2527	08:04:58	-28:08:48	601	0,038	9,01	8,649	x
NGC 2539	08:10:37	-12:49:06	1363	0,082	10,93	8,570	0,13
NGC 2660	08:42:38	-47:12:00	2826	0,313	13,23	9,033	-0,18
NGC 2682 ^{III}	08:51:18	11:48:00	908	0,059	9,97	9,409	x
NGC 3532	11:05:39	-58:45:12	486	0,037	8,55	8,492	-0,02
NGC 3680	11:25:38	-43:14:36	938	0,066	10,07	9,077	-0,09
NGC 3960	11:50:33	-55:40:24	2258	0,302	12,70	8,822	-0,17
NGC 5822	15:04:21	-54:23:48	917	0,150	10,28	8,821	-0,02
NGC 6134	16:27:46	-49:09:06	913	0,395	11,03	8,968	0,18
NGC 6192	16:40:23	-43:22:00	1547	0,637	12,92	8,130	x
NGC 6253	16:59:05	-52:42:30	1510	0,200	11,51	9,700	0,36
NGC 6281	17:04:41	-37:59:06	479	0,148	8,86	8,497	x
NGC 6404	17:39:37	-33:14:48	1820	0,920	14,15	8,700	x
NGC 6583	18:15:49	-22:08:12	2040	0,510	13,13	9,000	x
NGC 6633	18:27:15	06:30:30	376	0,182	8,44	8,629	x

Aglomerado*	$R.A.^{\dagger}$ (<i>hh : mm : ss</i>)	$Dec.^{\dagger}$ (<i>° : ' : ''</i>)	d_{\odot} (<i>pc</i>)	$E_{(B-V)}$ (<i>mag</i>)	$(m - M)_0$ (<i>mag</i>)	$\log(Idade)$ (<i>yr</i>)	$[Fe/H]$ (<i>dex</i>)
NGC 6791	19:20:53	37:46:18	4100	0,117	13,43	9,643	0,15
NGC 6819	19:41:18	40:11:12	2360	0,238	12,60	9,174	0,07
NGC 6939	20:31:30	60:39:42	1185	0,320	11,36	9,346	0,02
NGC 7142	21:45:09	65:46:30	1686	0,397	12,36	9,276	0,04
NGC 7789	23:57:24	56:42:30	2337	0,217	12,52	9,235	-0,08
Praesepe ^{IV}	08:40:24	19:40:00	187	0,009	6,39	8,863	0,14
Trumpler 5 ^V	06:36:42	09:26:00	3000	0,580	14,18	9,610	x

Notas:

†: Coordenadas J2000

*:

I: Mellote 25

II: M 37

III: M 67

IV: NGC 2632/M 44

V: Collinder 105

Tabela 2.2: Lista de objetos estudados neste trabalho. Nesta tabela estão listados os aglomerados e as principais características das observações espectroscópicas - instrumento, resolução espectral e sinal ruído médio. A última coluna indica as referências fonte das larguras equivalentes.

Aglomerado	Instrumento	$R = \lambda / \Delta\lambda$	$\langle S/N \rangle$	Ref.
Be 17	KPNO-4m	25000	78	Friel et al. (2005)
Be 18	Keck I	48000	42	Yong et al. (2012)
Be 20	VLT/UT2	45000	70	Sestito et al. (2008)
Be 21	Keck I	48000	51	Yong et al. (2012)
Be 22	Keck I	34000	23	Villanova et al. (2005)
Be 22	Keck I	48000	54	Yong et al. (2012)
Be 29	VLT/UT2	45000	72	Sestito et al. (2008)
Be 31	HET	30000	100	Friel et al. (2010)
Be 32	KPNO-4m	28000	100	Friel et al. (2010)
Be 32	CAT2,2m	30000	65	Carrera & Pancino (2011)
Be 32	Keck I	48000	60	Yong et al. (2012)
Be 39	KPNO-4m	28000	89	Friel et al. (2010)

Aglomerado	Instrumento	$R = \lambda/\Delta\lambda$	$\langle S/N \rangle$	Ref.
Be 66	Keck I	34000	10	Villanova et al. (2005)
Cr 110	CAT2,2m	30000	68	Pancino et al. (2010)
Cr 261	VLT/UT2	45000	106	Sestito et al. (2008)
Cr 261	CTIO-4m	25000	84	Friel et al. (2003)
IC 2391	VLT/UT2	45000	217	D’Orazi & Randich (2009)
IC 2602	VLT/UT2	45000	194	D’Orazi & Randich (2009)
IC 2714	ESO-1,52m	48000	184	Smiljanic et al. (2009)
IC 4756	ESO-1,52m	48000	194	Smiljanic et al. (2009)
IC 4756	Hydra-WIYN	15000	123	Jacobson et al. (2007)
IC 4651	ESO-1,52m	48000	100	Carretta et al. (2004)
IC 4651	VLT/UT2	100000	80	Pace et al. (2008)
Hyades	CAT2,2m	30000	120	Carrera & Pancino (2011)
Me 66	VLT/UT2	45000	109	Sestito et al. (2008)
Me 66	ESO-3,6m	30000	100	Gratton & Contarini (1994)
NGC 188	KPNO-4m	28000	128	Friel et al. (2010)
NGC 752	CAT2,2m	30000	130	Carrera & Pancino (2011)
NGC 752	McDO	50000	110	Reddy et al. (2012)
NGC 752	RGTCDE-McDO	60000	172	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC 1193	HET	30000	125	Friel et al. (2010)
NGC 1817	KPNO-4m	28000	125	Jacobson et al. (2009)
NGC 1817	McDO	50000	97	Reddy et al. (2012)
NGC 1883	KPNO-4m	28000	98	Jacobson et al. (2009)
NGC 2099	CAT2,2m	30000	95	Pancino et al. (2010)
NGC 2141	KPNO-4m	28000	75	Jacobson et al. (2009)
NGC 2158	KPNO-4m	28000	75	Jacobson et al. (2009)
NGC 2243	ESO-3,6m	30000	100	Gratton & Contarini (1994)
NGC 2251	McDO	55000	150	Reddy et al. (2013)
NGC 2266	McDO	55000	100	Reddy et al. (2013)
NGC 2335	McDO	55000	160	Reddy et al. (2013)
NGC 2360	ESO-1,52m	48000	113	Smiljanic et al. (2009)
NGC 2360	NTT-3,5m	28000	78	Hamdani et al. (2000)
NGC 2360	McDO	50000	82	Reddy et al. (2012)
NGC 2660	VLT/UT2	45000	69	Bragaglia et al. (2008)
NGC 2420	CAT2,2m	30000	68	Pancino et al. (2010)

Aglomerado	Instrumento	$R = \lambda/\Delta\lambda$	$\langle S/N \rangle$	Ref.
NGC 2447	ESO-1,52m	48000	211	Smiljanic et al. (2009)
NGC 2447	NTT-3,5m	28000	126	Hamdani et al. (2000)
NGC 2482	McDO	55000	100	Reddy et al. (2013)
NGC 2506	ESO-1,52m	48000	77	Carretta et al. (2004)
NGC 2506	McDO	50000	52	Reddy et al. (2012)
NGC 2527	McDO	55000	175	Reddy et al. (2013)
NGC 2539	McDO	55000	133	Reddy et al. (2013)
NGC 2632	CAT2,2m	30000	177	Carrera & Pancino (2011)
NGC 2632	VLT/UT2	100000	130	Pace et al. (2008)
NGC 2682	KPNO-4m	28000	167	Friel et al. (2010)
NGC 2682	CAT2,2m	30000	92	Pancino et al. (2010)
NGC 2682	NOT	30000/60000	>100	Tautvaisiene et al. (2000)
NGC 2682	McDO	55000	123	Reddy et al. (2013)
NGC 2682	VLT/UT2	100000	80	Pace et al. (2008)
NGC 3532	ESO-1,52m	48000	288	Smiljanic et al. (2009)
NGC 3680	ESO-1,52m	48000	200	Smiljanic et al. (2009)
NGC 3680	VLT/UT2	45000	130	Mitschang et al. (2012)
NGC 3680	VLT/UT2	100000	80	Pace et al. (2008)
NGC 3960	VLT/UT2	45000	131	Bragaglia et al. (2008)
NGC 5822	ESO-1,52m	48000	156	Smiljanic et al. (2009)
NGC 5822	ESO-1,52m	48000	100	Santrich et al. (2013)
NGC 6134	ESO-1,52m	48000	171	Smiljanic et al. (2009)
NGC 6134	VLT/UT2	43000	136	Carretta et al. (2004)
NGC 6192	VLT/UT2	47000	140	Magrini et al. (2010)
NGC 6253	ESO-1,52m	48000	85	Carretta et al. (2007)
NGC 6253	VLT/UT2	47000	106	Sestito et al. (2007)
NGC 6281	ESO-1,52m	48000	234	Smiljanic et al. (2009)
NGC 6404	VLT/UT2	47000	115	Magrini et al. (2010)
NGC 6633	ESO-1,52m	48000	176	Smiljanic et al. (2009)
NGC 6583	VLT/UT2	47000	90	Magrini et al. (2010)
NGC 6791	VLT/UT2	43000	117	Carretta et al. (2007)
NGC 6819	TNG-3,5m	40000	130	Bragaglia et al. (2001)
NGC 6939	Hydra-WIYN	15000	117	Jacobson et al. (2007)
NGC 7142	KPNO-4,2m	30000	110	Jacobson et al. (2008)

Aglomerado	Instrumento	$R = \lambda/\Delta\lambda$	$\langle S/N \rangle$	Ref.
NGC 7142	Hydra-WIYN	15000	97	Jacobson et al. (2007)
NGC 7789	CAT-2,2m	30000	63	Pancino et al. (2010)
NGC 7789	NOT	30000	>50	Tautvaisienė et al. (2005)
NGC 7789	WIYN	20000	100	Overbeek et al. (2015)
Trumpler 5	VLT/UT2	40000	62	Donati et al. (2015)

3 *Metodologia*

Neste capítulo é apresentado o conjunto de metodologias aplicado no presente trabalho. Alguns tópicos são apenas brevemente discutidos. Sugerem-se como leituras complementares os livros Salaris & Cassisi (2005), Binney & Merrifield (1998) e Oliveira Filho (2014).

3.1 **Espectroscopia**

3.1.1 **Atmosfera estelar**

A energia nuclear gerada no interior das estrelas é transportada através de suas camadas por uma série de processos físicos. Transporte radiativo, condução térmica e convecção são os principais mecanismos. No transporte radiativo, fótons carregam a energia do interior para fora da estrela. Neste caminho os fótons interagem com partículas, átomos, moléculas, etc. Se a densidade de absorvedores é n e sua seção de choque é σ_ν , então o livre caminho médio de um fóton de frequência ν será dado por $l_{\text{fóton}} = (n\sigma_\nu)^{-1}$. Para regiões de densidade muito elevada o livre caminho médio do fóton é muito menor que o raio da estrela, os fótons são constantemente absorvidos ou espalhados sem conseguir escapar da mesma. Porém, a densidade da estrela cai ao longo de seu raio. O livre caminho médio é, portanto, crescente das camadas mais internas às mais externas, ao ponto que na fotosfera os fótons são capazes de escapar da estrela. A luz coletada por nossos telescópios se origina desta maneira e carrega consigo informações sobre as condições físico-químicas da fotosfera estelar. Particularmente, a forma e intensidade das linhas de absorção no espectro estelar são fundamentais na caracterização química destes objetos. A figura 3.1 mostra como mudanças na abundância de um elemento afetam as linhas espectrais. Nessa figura veem-se os espectros de quatro estrelas com parâmetros atmosféricos similares, porém com diferentes abundâncias de ferro: *UMa II – S2* (verde), $[Fe/H] = -3,2 dex$; *ComBer – S2* (azul), $[Fe/H] = -2,9$; *HD 122563* (preto), $[Fe/H] = -2,8 dex$; *UMa II – S3* (vermelho), $[Fe/H] = -2,3 dex$.

Neste trabalho estamos interessados em determinar abundâncias químicas utilizando o método

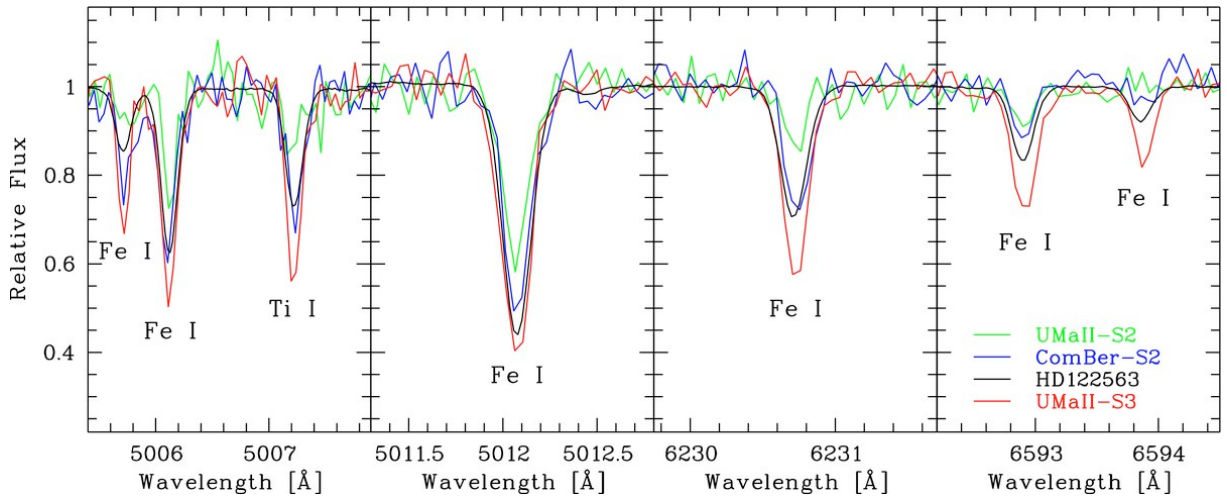


Figura 3.1: Espectros das estrelas *UMa II – S2* (verde), $[Fe/H] = -3,2 dex$; *ComBer – S2* (azul), $[Fe/H] = -2,9$; *HD 122563* (preto), $[Fe/H] = -2,8 dex$; *UMa II – S3* (vermelho), $[Fe/H] = -2,3 dex$. Estrelas de parâmetros atmosféricos similares, porém com diferentes abundâncias de ferro. Imagens extraídas das notas de aula de M. Pettini, <<http://www.ast.cam.ac.uk/~pettini/STARS/>>.

de curvas de crescimento em análise diferencial. Para interpretar corretamente as linhas de absorção precisamos de um modelo para a fotosfera. Ou seja, precisamos conhecer a temperatura e a pressão (do gás e dos elétrons) como função da profundidade ótica. O modelo de fotosfera depende dos parâmetros atmosféricos da estrela, temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log(g)$), micro-turbulência (ξ_{micro}) e abundância de ferro ($[Fe/H]$). A notação $[X/H]$ refere-se a:

$$[X/H] \equiv \log_{10} \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_* - \log_{10} \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_\odot, \quad (3.1)$$

onde N_X expressa o número de átomos de um certo elemento X , enquanto N_H expressa o número de átomos de hidrogênio. Costuma-se escrever as abundâncias dos demais elementos em termos da abundância de ferro:

$$\begin{aligned} [X/Fe] &\equiv \log_{10} \left(\frac{N_X}{N_{Fe}} \right)_* - \log_{10} \left(\frac{N_X}{N_{Fe}} \right)_\odot \\ &= \left[\log_{10} \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_* - \log_{10} \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_\odot \right] - \left[\log_{10} \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_* - \log_{10} \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_\odot \right] \\ &\equiv [X/H] - [Fe/H]. \end{aligned} \quad (3.2)$$

Ou ainda, a expressão para abundâncias absolutas (sem referência às abundâncias solares)

$$A_X = \log \left(\frac{N_X}{N_H} \right) + 12, N_H \equiv 10^{12} \quad . \quad (3.3)$$

De maneira mais geral, a metalicidade global (Z) é definida como a porcentagem de elementos químicos mais pesados que hidrogênio e hélio.

$$10^{[M/H]} = Z = \sum_{i>He} \frac{X_i}{\mu} = 1 - H - He \quad (3.4)$$

Onde H e He são as frações de hidrogênio e hélio, respectivamente, X_i é a massa em um elemento químico i e μ a massa total da estrela. Alguns autores utilizam indiscriminadamente a palavra metalicidade para se referir à abundância de ferro ou metalicidade global. Aqui vamos tentar restringir o uso da palavra metalicidade com referência à Z . Na equação 3.4, não temos acesso a medidas de abundância para todos os elementos, entretanto a metalicidade global pode ser calculada com base nas abundâncias de ferro e dos elementos α em relação ao ferro (Salaris et al., 1993),

$$Z = Z_{\odot} 10^{[Fe/H] + \log(0,638 \times 10^{[\alpha/Fe] + 0,362})} \quad , \quad (3.5)$$

onde $[\alpha/Fe]$ é a média das abundâncias dos elementos α em relação ao ferro. Chamamos de processo α o processo onde um núcleo atômico captura uma partícula α (He). Os elementos gerados prioritariamente por esse processo são chamados de elementos α (O, Mg, Si, Ca, Ti , etc.).

3.1.2 Formação de linhas de absorção

Nesta seção serão introduzidos alguns conceitos básicos sobre a formação das linhas de absorção, com o objetivo de familiarizar o leitor com os processos físicos relacionados às técnicas aplicadas ao longo deste trabalho. Para uma descrição mais rigorosa desses fenômenos sugerem-se Gray (1992) e Mihalas (1970).

Trasporte Radiativo: Quando um feixe policromático de intensidade luminosa $I_{\lambda}(0)[erg s^{-1} cm^{-2} rad^{-2} Hz^{-1}]$ atravessa um volume de gás parte dos fótons é absorvida ou espalhada pelos átomos do gás, gerando o processo de absorção radiativa. Por outro lado, a criação de fótons e/ou o espalhamento de fótons na direção da linha de visada contribuem no processo de emissão radiativa (a figura 3.2 mostra um diagrama esquemático destes processos). Neste caso, podemos

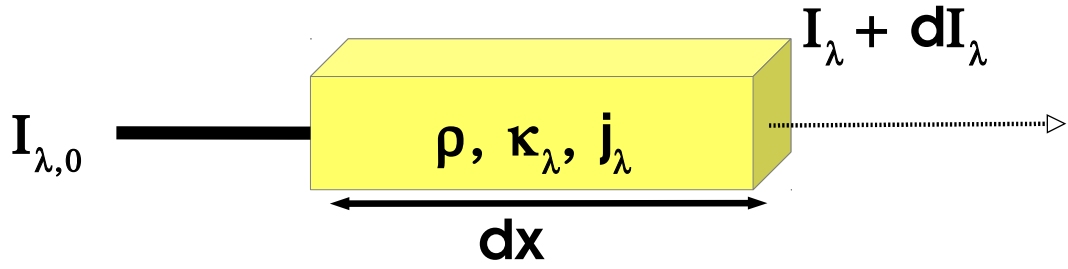


Figura 3.2: Absorção/emissão sofrida por um feixe de luz ao atravessar um gás por uma distância dx .

escrever a variação da intensidade luminosa do feixe que percorre uma distância dx no interior do gás como:

$$dI_{\lambda} = j_{\lambda}\rho dx - \kappa_{\lambda}\rho I_{\lambda} dx \quad , \quad (3.6)$$

onde κ_{λ} é o coeficiente de absorção [$cm^2 g$], j_{λ} é o coeficiente de emissão [$erg s^{-1} rad^{-2} Hz^{-1} g^{-1}$], ρ é a densidade do gás [$g cm^{-3}$] e dx a distância percorrida [cm]. Com κ_{λ} definido a partir do livre caminho médio do fóton:

$$l_{fóton} = \frac{1}{n\sigma_{\lambda}} = \frac{1}{\kappa_{\lambda}\rho} \quad . \quad (3.7)$$

Sendo n a densidades de absorvedores e σ_{λ} a seção de choque de absorção. Os termos $n\sigma_{\lambda} = \kappa_{\lambda}\rho$ representam a fração de fótons espalhados/absorvidos por cm percorrido. A integral da absorção sofrida pelo feixe que atravessa uma camada de comprimento L

$$\tau_{\lambda} = \int_0^L \sigma_{\lambda} n dx = \int_0^L \kappa_{\lambda} \rho dx \quad (3.8)$$

é conhecida como profundidade ótica. Definindo essa quantidade podemos escrever a equação 3.6 na forma:

$$dI_{\lambda} = \kappa_{\lambda}\rho \left(\frac{j_{\lambda}}{\kappa_{\lambda}} - I_{\lambda} \right) dx = \left(\frac{j_{\lambda}}{\kappa_{\lambda}} - I_{\lambda} \right) d\tau_{\lambda} \quad , \quad (3.9)$$

e da definição de função fonte $\frac{j_{\lambda}}{\kappa_{\lambda}} \equiv S_{\lambda}$ temos:

$$\frac{dI_\lambda}{d\tau_\lambda} = S_\lambda - I_\lambda \quad , \quad (3.10)$$

cuja solução é escrita como:

$$I_\lambda(\tau_\lambda) = \int_0^{\tau_\lambda} S(t_\lambda) e^{-(\tau_\lambda - t_\lambda)} dt_\lambda + I_\lambda(0) e^{-\tau_\lambda} \quad (3.11)$$

Em atmosferas estelares a absorção está ligada aos fenômenos de transição eletrônica e espalhamento Thompson. As transições eletrônicas podem ser entre dois níveis ligados, quando um elétron é promovido para um nível de energia superior absorvendo um fóton. Neste caso o coeficiente de absorção $\kappa_\lambda^{lig-lig}$ é muito pequeno para todos os comprimentos de onda, exceto para aqueles com energia correspondente às transições eletrônicas nos átomos na atmosfera. Há transições entre um estado ligado e um estado livre, quando um elétron absorve um fóton com energia suficiente para escapar do átomo. Neste caso os elétrons absorvem qualquer fóton com energia maior que o potencial de ionização $h\nu > \chi_r$. Ou seja, neste caso a absorção acontecerá ao longo de um contínuo de frequências ($\kappa_\lambda^{lig-liv}$). Transições também podem ocorrer entre dois estados livres, quando um elétron livre e um íon absorvem um fóton, compartilhando sua energia e momento. Esse processo pode ocorrer para fótons com qualquer energia, portanto a transição entre estados livres $\kappa_\lambda^{liv-liv}$ é responsável por absorções no contínuo. Por último, um fóton pode ser espalhado por um elétron livre via espalhamento Thompson, mudando sua energia. Este último só será importante em ambientes onde a densidade de elétrons livres é extremamente alta (quando o gás está completamente ionizado), como no caso da atmosfera de estrelas quentes (tipo espectral A, B, O).

Largura equivalente: A largura equivalente de uma linha espectral é definida como a largura da função degrau a partir do contínuo com área idêntica à da linha espectral (fig. 3.3), seja ela uma linha de emissão ou absorção. Formalmente:

$$EW_\lambda = \int_0^{+\infty} \frac{I_\lambda(0) - I_\lambda}{I_\lambda(0)} d\lambda \quad . \quad (3.12)$$

Veremos alguns exemplos de alargamento de linhas espectrais na seção seguinte. Alguns efeitos que alargam ou "deformam" as linhas espectrais afetam o espectro como um todo. Ou seja, são independentes do comprimento de onda. Alguns exemplos são a rotação da estrela, a macroturbulência, o alargamento instrumental, etc. As larguras equivalentes são importantes por serem indicadores de temperatura, gravidade superficial e abundâncias químicas que não

são afetados por estes efeitos.

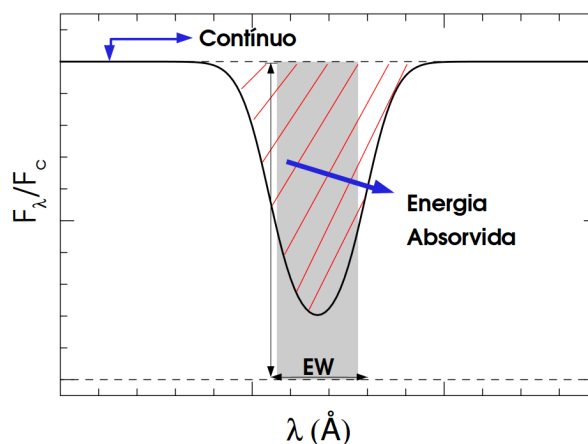


Figura 3.3: Largura equivalente (EW): A largura do retângulo, com altura igual a altura do contínuo, que subtrai do contínuo a mesma quantidade que a linha de absorção relacionada.

É comum que diferentes autores trabalhem com diferentes listas de linhas. As listas se diferem não apenas pelas transições atômicas escolhidas, mas também pelos parâmetros atômicos ou mesmo pelo comprimento de onda central de cada linha. Na busca por uma análise homogênea, filtramos as listas da literatura comparando seus comprimentos de onda e espécies químicas com a lista de linhas apresentada por Alves-Brito et al. (2010). Aceitaram-se como "linhas idênticas" todas aquelas com diferenças menores que $0,1 \text{ \AA}$. A lista final é montada com as linhas coincidentes utilizando os parâmetros atômicos da lista de Alves-Brito et al. (2010) com as larguras equivalentes de cada um dos trabalhos da literatura.

3.2 Lista de linhas

A lista de linhas atômicas utilizada neste trabalho é descrita em detalhes em Alves-Brito et al. (2010), e aplicada em Meléndez & Cohen (2009), Bensby et al. (2010) e Bensby et al. (2011). Nesta lista as linhas foram cuidadosamente selecionada para minimizar os problemas de mistura de linhas (*line blending*). A lista original inclui *O, Ti, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Zn, Rb, Zr, BaII, LaII, Ce* e *Eu*, mas neste trabalho nos concentramos apenas nas abundâncias de *Fe* ($Z = 26$), *Na* ($Z = 11$), *Mg* ($Z = 12$), *Al* ($Z = 13$), *Si* ($Z = 14$) e *Ca* ($Z = 20$), onde Z é o número atômico dos elementos. Os valores atômicos foram retirados da base de dados NIST¹, enquanto que a lista de linhas foi cuidadosamente testada para o Sol e Arcturus.

¹<<http://www.nist.gov/pml/data/asd.cfm>>

Tabela 3.1: Lista de linhas dada em Alves-Brito et al. (2010). As colunas trazem comprimentos de onda λ , espécies químicas, potenciais de excitação χ , $\log(gf)$

$\lambda(\text{\AA})$	<i>Espécie</i>	$\chi(eV)$	$\log(gf)$
5560,212	<i>Fe I</i>	4,4340	-1,120
5633,947	<i>Fe I</i>	4,9910	-0,180
5638,262	<i>Fe I</i>	4,2200	-0,800
5651,469	<i>Fe I</i>	4,4730	-1,850
5662,516	<i>Fe I</i>	4,1780	-0,573
5679,023	<i>Fe I</i>	4,6520	-0,810
5731,762	<i>Fe I</i>	4,2560	-1,110
5775,081	<i>Fe I</i>	4,2200	-1,230
5778,453	<i>Fe I</i>	2,5880	-3,430
5811,915	<i>Fe I</i>	4,1430	-2,440
5853,148	<i>Fe I</i>	1,4850	-5,260
5902,474	<i>Fe I</i>	4,5930	-1,880
5916,247	<i>Fe I</i>	2,4530	-2,994
5956,694	<i>Fe I</i>	0,8590	-4,608
6027,051	<i>Fe I</i>	4,0758	-1,089
6056,005	<i>Fe I</i>	4,7330	-0,480
6078,491	<i>Fe I</i>	4,7950	-0,400
6093,644	<i>Fe I</i>	4,6070	-1,430
6096,665	<i>Fe I</i>	3,9841	-1,900
6098,245	<i>Fe I</i>	4,5580	-1,810
6120,249	<i>Fe I</i>	0,9150	-5,970
6151,618	<i>Fe I</i>	2,1759	-3,299
6173,336	<i>Fe I</i>	2,2230	-2,880
6187,990	<i>Fe I</i>	3,9430	-1,690
6240,646	<i>Fe I</i>	2,2227	-3,320
6302,494	<i>Fe I</i>	3,6860	-1,310
6322,686	<i>Fe I</i>	2,5880	-2,426
6392,539	<i>Fe I</i>	2,2790	-4,070
6481,870	<i>Fe I</i>	2,2790	-2,984
6518,367	<i>Fe I</i>	2,8003	-2,570
6574,228	<i>Fe I</i>	0,9901	-5,004

6593,871	<i>Fe I</i>	2,4330	-2,422
6703,567	<i>Fe I</i>	2,7585	-3,080
6725,357	<i>Fe I</i>	4,1030	-2,260
6726,667	<i>Fe I</i>	4,6070	-1,140
6842,686	<i>Fe I</i>	4,6380	-1,200
6857,250	<i>Fe I</i>	4,0760	-2,190
6858,150	<i>Fe I</i>	4,6070	-0,930
7114,549	<i>Fe I</i>	2,6920	-4,070
7421,559	<i>Fe I</i>	4,6380	-1,680
7531,145	<i>Fe I</i>	4,3710	-0,590
7547,897	<i>Fe I</i>	5,0990	-1,080
7723,208	<i>Fe I</i>	2,2790	-3,617
5264,812	<i>Fe II</i>	3,2304	-3,130
5425,257	<i>Fe II</i>	3,1996	-3,220
6247,557	<i>Fe II</i>	3,8918	-2,300
6369,462	<i>Fe II</i>	2,8009	-4,110
6432,680	<i>Fe II</i>	2,8009	-3,570
6456,383	<i>Fe II</i>	3,9036	-2,050
6516,080	<i>Fe II</i>	2,8009	-3,310
5682,640	<i>Na</i>	2,1020	-0,706
5688,200	<i>Na</i>	2,1040	-0,406
6154,225	<i>Na</i>	2,1020	-1,547
6160,747	<i>Na</i>	2,1040	-1,246
5711,088	<i>Mg</i>	4,3450	-1,729
6318,717	<i>Mg</i>	5,1080	-1,945
6319,236	<i>Mg</i>	5,1080	-2,165
6765,450	<i>Mg</i>	5,7530	-2,000
6894,918	<i>Mg</i>	5,7530	-1,620
7387,689	<i>Mg</i>	5,7530	-1,070
6696,018	<i>Al</i>	3,1430	-1,481
6698,667	<i>Al</i>	3,1430	-1,782
5488,983	<i>Si</i>	5,6140	-1,690
5701,104	<i>Si</i>	4,9300	-1,950
6142,483	<i>Si</i>	5,6190	-1,410
7235,329	<i>Si</i>	5,6160	-1,390

7235,818	<i>Si</i>	5,6160	-1,600
7250,627	<i>Si</i>	5,6190	-1,050
7423,496	<i>Si</i>	5,6190	-0,420
7799,996	<i>Si</i>	6,1810	-0,710
5512,980	<i>Ca</i>	2,9330	-0,464
5590,114	<i>Ca</i>	2,5210	-0,571
5867,562	<i>Ca</i>	2,9330	-1,570
6156,023	<i>Ca</i>	2,5210	-2,420
6166,439	<i>Ca</i>	2,5210	-1,142
6169,042	<i>Ca</i>	2,5230	-0,797
6455,598	<i>Ca</i>	2,5230	-1,340
6471,662	<i>Ca</i>	2,5250	-0,686
6499,650	<i>Ca</i>	2,5230	-0,818

Alargamento de linhas: Para podermos usar as larguras equivalentes como indicadores da composição química da atmosfera devemos levar em conta o alargamento das linhas em função de λ . Podemos escrever a seção de choque de absorção σ_λ em função da equação de alargamento Φ_λ . Sendo $\Phi_\lambda d\lambda$ a probabilidade do fóton absorvido ter comprimento de onda entre λ e $\lambda + d\lambda$

$$\sigma_\lambda = \sigma_0 \Phi_\lambda, \quad \int_0^{+\infty} \Phi_\lambda d\lambda = 1, \quad (3.13)$$

onde σ_0 é o parâmetro atômico de transição:

$$\sigma_0 = \frac{\lambda^4}{8\pi c} \frac{g_{r,i}}{g_{r,j}} f_{i,j}, \quad (3.14)$$

onde $g_{r,i}$ e $g_{r,j}$ são os pesos estatísticos dos níveis i e j (respectivamente) de um átomo no estado de ionização r e $f_{i,j}$ é a probabilidade de transição entre os estados i e j .

Nas atmosferas estelares existem muitos mecanismos de alargamento das linhas. Os principais são o alargamento natural, o alargamento colisional e o alargamento Doppler. Para átomos em repouso, temos o alargamento natural descrito por

$$\phi(\nu = 0) = \frac{1}{\pi} \frac{\delta_k}{\delta_k^2 + (\lambda - \lambda_0)^2}, \quad (3.15)$$

onde

$$\delta_k = \frac{\lambda^2}{4\pi c} \sum_{E_j < E_i} f_{i,j} \quad (3.16)$$

é a constante de atenuação (*damping*). O alargamento natural é uma consequência do princípio de incerteza de Heisenberg,

$$\Delta E \approx \frac{\hbar}{\Delta t} \quad (3.17)$$

Em atmosferas densas o alargamento colisional se torna importante, quando a interação com íons ou átomos neutros perturba os níveis eletrônicos. A derivação destes efeitos está fora do escopo deste trabalho, nos limitamos a mencionar que o alargamento colisional pode ser incluído na constante de atenuação:

$$\delta_{k'} = \delta_k + \delta_c, \quad \delta_c = \frac{1}{\Delta t} \approx \sqrt{\frac{2kT}{m}} n \sigma_c \quad (3.18)$$

Por último temos o alargamento Doppler. A dispersão de velocidades dos átomos ao longo da linha de visada é descrita pela função de distribuição maxwelliana,

$$\Psi(v) = \frac{1}{b\sqrt{\pi}} e^{-\frac{(v-v_0)^2}{b^2}} \quad (3.19)$$

Nesta equação incluímos todos os fenômenos físicos que causam movimento aleatório das partículas na atmosfera. As principais contribuições para o alargamento Doppler são a contribuição térmica b_T , devido ao movimento térmico das partículas, a contribuição de macroturbulências b_{macro} - como convecção, rotação diferencial, etc. - e por último a microturbulência, que compreende pequenos efeitos turbulentos para explicar alargamentos que não são explicados por outros efeitos, b_{micro} . A conjunção destes efeitos é descrita pela equação 3.19 com

$$b^2 = b_T^2 + b_{macro}^2 + b_{micro}^2 \quad (3.20)$$

Convolvendo o alargamento natural com o alargamento Doppler obtemos a função de alargamento das linhas

$$\Phi_\lambda = \frac{1}{\pi} \int_{-\infty}^{+\infty} \frac{\delta_{k'}}{\delta_{k'}^2 + [\lambda - \lambda_0 (1 + \frac{v}{c})]^2} \Psi(v) dv \quad (3.21)$$

Agora podemos reescrever a equação 3.11 em termos das equações 3.8, 3.12, 3.13 e 3.21

$$EW_\lambda = \int_0^{+\infty} \frac{I_\lambda(0) - I_\lambda}{I_\lambda(0)} d\lambda = \int_0^{+\infty} \left(1 - \int_0^{\tau_\lambda} \frac{S(t_\lambda)}{I_\lambda(0)} e^{-(\tau_\lambda - t_\lambda)} dt_\lambda - e^{-\tau_\lambda} \right) d\lambda$$

Com

$$\tau_\lambda = \int_0^L \frac{\sigma_0 n}{\pi} \int_{-\infty}^{+\infty} \frac{\delta_{k'}}{\delta_{k'}^2 + [\lambda - \lambda_0 (1 + \frac{v}{c})]^2} \Psi(v) dv dx \tag{3.22}$$

A integração desta equação relaciona as larguras equivalentes EW_λ e a profundidade ótica τ_λ (na prática os limites de integração na equação 3.12 são definidos em torno do comprimento de onda central da linha. $lim_{inf} = \lambda - \Delta\lambda_0, lim_{sup} = \lambda + \Delta\lambda_1$). A essa relação damos o nome de curva de crescimento, Fig. 3.4.

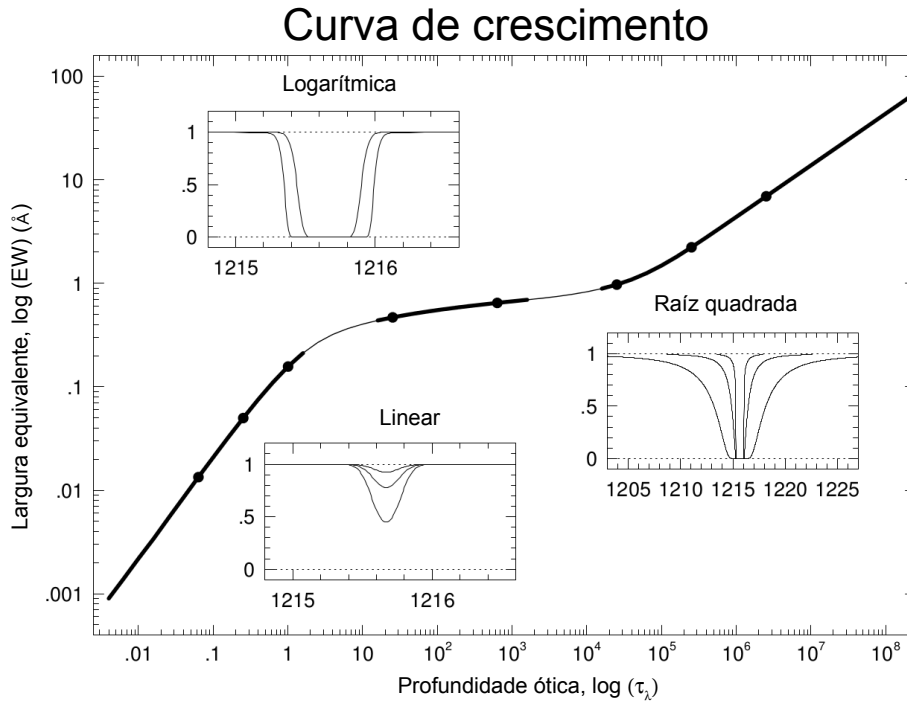


Figura 3.4: Exemplo genérico de uma curva de crescimento, caracterizada nos seus três regimes, linear, logarítmico e polinomial.

A equação 3.22 também pode ser resolvida em termos das abundâncias $[X/H]$ (que estão diretamente relacionadas com a densidade de absorvedores n na eq. 3.22). Por exemplo, a figura 3.5 mostra curvas de crescimento para o ferro. A mesma figura também mostra a variação da curva de crescimento com a microturbulência, onde nota-se que a medida para uma única linha é degenerada. Precisamos de múltiplas linhas medidas para a mesma espécie química para que possamos saber em que regime da linha dá-se a melhor descrição (linear, saturado ou amortecido) e qual microturbulência deve ser adotada.

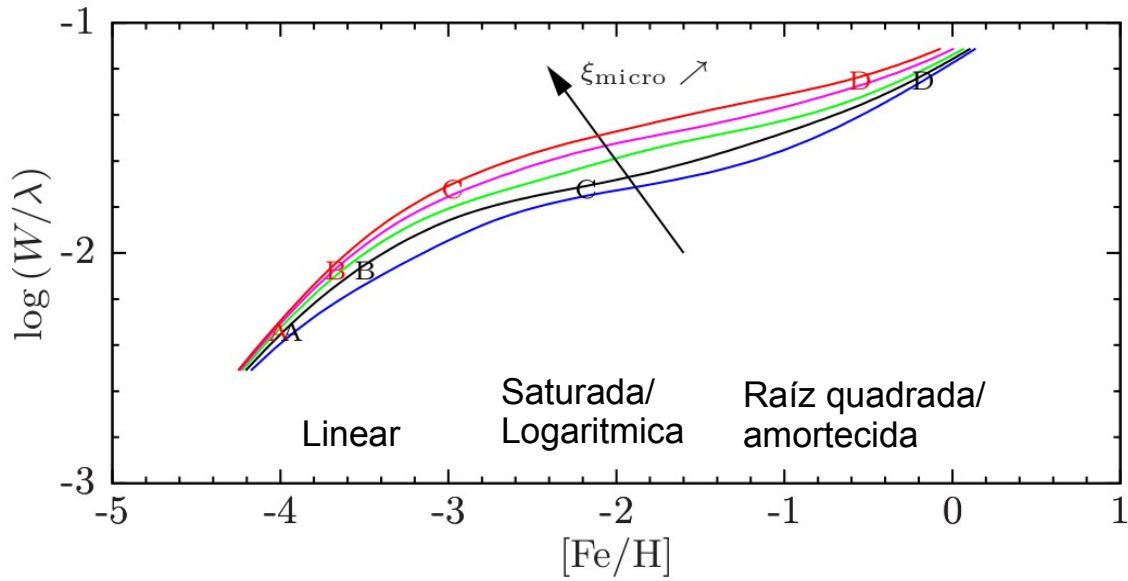


Figura 3.5: Curvas de crescimento teórico para o ferro (atmosfera em equilíbrio termodinâmico local) em múltiplos valores de ξ_{micro} . (Cor das linhas: $\xi_{micro}^{Azul} = 1,0\text{km/s}$, $\xi_{micro}^{Preto} = 1,5\text{km/s}$, $\xi_{micro}^{Verde} = 2,0\text{km/s}$, $\xi_{micro}^{Magenta} = 2,5\text{km/s}$ e $\xi_{micro}^{Vermelho} = 3,0\text{km/s}$).

Entretanto, para resolver a equação 3.22 precisamos conhecer os parâmetros atmosféricos da estrela e os parâmetros atômicos das linhas que estamos estudando. A profundidade ótica τ_λ depende da velocidade das partículas ($V \propto \xi_{micro}$), da densidade de absorvedores ($n = n(T, \chi_{exc}, n_e(\log(g)))$) - ver equações 3.38 e 3.56) e da seção de choque de absorção da espécie química em questão - que também depende das condições termodinâmicas e dos parâmetros atômicos. Portanto, para calcular as abundâncias em função das larguras equivalentes precisamos de um modelo de atmosfera que nos informe como as condições termodinâmicas variam ao longo da fotosfera. Usualmente, modelos de atmosfera descrevem o comportamento da temperatura e das pressões eletrônica e gasosa em função da profundidade ótica. Entretanto, para a criação do modelo precisamos conhecer a T_{eff} , $\log(g)$, ξ_{micro} e $[Fe/H]$ da estrela de interesse. Na próxima seção discutem-se as determinações destes parâmetros.

3.3 Parâmetros atmosféricos

Temperaturas efetivas podem ser medidas por diversas técnicas e, neste trabalho, decidimos por aplicar determinações fotométricas e espectroscópicas. Nas determinações espectroscópicas, as temperaturas foram determinadas assumindo equilíbrio de excitação dos átomos de ferro. A seguir apresenta-se a descrição detalhada dos métodos aplicados.

3.3.1 Temperatura

Temperatura fotométrica:

Como comentado na seção 3.1.1, nas camadas internas da estrela o livre caminho médio de um fóton é muito pequeno. É imediata a conclusão de que qualquer radiação eletromagnética que incida sobre um corpo com essa característica será absorvida ou espalhada, não podendo atravessar o corpo. Além disso, o número de fótons que conseguem escapar da estrela é insignificante comparado com o número de fótons no interior estelar. Ou seja, os fótons que deixam a superfície da estrela não alteram o estado termodinâmico do sistema. Portanto, abaixo da fotosfera as estrelas se comportam de maneira muito similar a de um corpo negro em equilíbrio termodinâmico. Por definição, um corpo negro é um corpo físico que absorve toda radiação eletromagnética incidente, não importando sua frequência ou ângulo de incidência. Assim, podemos assumir que a estrela emita radiação como um corpo negro em equilíbrio termodinâmico. Segundo a lei de Planck, para esse tipo de objeto, a energia que atravessa uma unidade de área da fonte, por unidade de tempo, por frequência e por unidade de ângulo sólido (intensidade específica) é dada por:

$$B_{\nu}(\nu, T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{k_B T}} - 1} \quad . \quad (3.23)$$

Por definição, o fluxo bolométrico é a energia por unidade de área e por unidade de tempo integrada sobre todas as frequências,

$$F_{bol} = \int \int B_{\nu} d\omega d\nu = \int_0^{\infty} \int_0^{2\pi} \int_0^{\frac{\pi}{2}} B_{\nu\perp} \cos\theta \sin\theta d\theta d\phi d\nu \quad . \quad (3.24)$$

A integral da função de Planck sob a frequência é conhecida como lei de Stefan–Boltzmann,

$$\int_0^{\infty} B_{\nu}(\nu, T_{eff}) d\nu = \int_0^{\infty} \left(\frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{k_B T_{eff}}} - 1} \right) d\nu = \frac{\sigma}{\pi} T_{eff}^4 \quad , \quad (3.25)$$

onde $\sigma = 5,670373(21) \times 10^{-8} \text{Wm}^{-2}\text{K}^{-4}$ é a constante de Stefan–Boltzmann. Portanto,

$$F_{bol} = \int \int B_{\nu} d\omega d\nu = \int_0^{2\pi} \int_0^{\frac{\pi}{2}} \frac{\sigma}{\pi} T_{eff}^4 \cos\theta \sin\theta d\theta d\phi \quad (3.26)$$

$$F_{bol} = \frac{\sigma}{\pi} T_{eff}^4 \int_0^{\frac{\pi}{2}} -\frac{1}{2} \left[\cos^2\left(\frac{\pi}{2}\right) - \cos^2(0) \right] d\phi = \frac{\sigma}{\pi} T_{eff}^4 \times \frac{1}{2} \times 2\pi \quad (3.27)$$

$$F_{bol} = \sigma T_{eff}^4 \quad (3.28)$$

Definindo a luminosidade como a energia total, emitida isotropicamente, por unidade de tempo e supondo que a emissão da estrela seja esférica temos:

$$L_{bol} = 4\pi R^2 F_{bol} = 4\pi \sigma R^2 T_{eff}^4 \quad , \quad (3.29)$$

onde R é o raio da estrela. Entretanto, a interação da luz com a fotosfera provoca a formação das linhas e também uma redução do fluxo do contínuo. Além disso, não temos acesso a medidas bolométricas de luminosidade ou fluxo e (em geral) tampouco conhecemos o raio da estrela. Temos acesso apenas às medidas de fluxo em janelas do espectro eletromagnético. Por exemplo, a figura 3.6 mostra as curvas de transmissão dos filtros utilizados no 2MASS. Comparações das fotometrias em diferentes filtros nos dão informação sobre a forma da planckiana que gera luminosidade igual a da estrela de interesse. Alonso et al. 1999 definiram equações empíricas para determinação das T_{eff} , usando o método de fluxo do infra-vermelho (*InfraRed flux method - IRFM*).

No presente trabalho as determinações de temperatura fotométrica foram feitas utilizando as equações empíricas para $T_{eff}(V - K)_0$ em Alonso et al. 1999. Como mencionado anteriormente, temperaturas efetivas poderiam ser determinadas diretamente do fluxo bolométrico e do diâmetro angular da estrela. Na prática, medidas de diâmetro angular são imprecisas e limitadas à vizinhança solar. O método adotado por Alonso et al. 1999 consiste em comparar o cociente entre observações do fluxo bolométrico F_{Bol} e do fluxo no infravermelho $F(\lambda_{IR})$ em modelos teóricos.

$$R_{obs} = \frac{F_{Bol}}{F(\lambda_{IR})} = \frac{\sigma T_{eff}}{F_{teo}(\lambda_{IR}, T_{eff}, [Fe/H], g)} = R_{teo}(\lambda_{IR}, T_{eff}, [Fe/H], g) \quad (3.30)$$

Na comparação eles utilizaram os modelos em Kurucz (1993) e Kurucz & Peytremann (1996). No presente trabalho adotamos as calibrações para $(V - K)$:

$$T_{eff} = \frac{5040}{\Theta_{eff}} \quad (3.31)$$

com

$$\left\{ \begin{array}{l}
\Theta_{eff} = 0,5558 + 0,2105(V - K)_0 + 1,981 \times 10^{-3}(V - K)_0^2 + 9,965 \times 10^{-3}(V - K)_0[Fe/H] \\
\quad + 1,325 \times 10^{-2}[Fe/H] - 2,726 \times 10^{-3}[Fe/H]^2, \sigma_{T_{eff}} = 40K, N_{\star} = 217 \\
Se, \\
0,2 \leq (V - K)_0 \leq 2,500, +0,2 \geq [Fe/H] > -0,5 \\
1,0 \leq (V - K)_0 \leq 2,500, -0,5 \geq [Fe/H] > -1,5 \\
1,2 \leq (V - K)_0 \leq 2,500, -1,5 \geq [Fe/H] > -2,5 \\
1,7 \leq (V - K)_0 \leq 2,500, -2,5 \geq [Fe/H] \geq -3,0, Ou \\
\Theta_{eff} = 0,3770 + 0,3660(V - K)_0 - 3,170 \times 10^{-2}(V - K)_0^2 + 3,074 \times 10^{-3}(V - K)_0[Fe/H] \\
\quad - 2,765 \times 10^{-3}[Fe/H] - 2,973 \times 10^{-3}[Fe/H]^2, \sigma_{T_{eff}} = 25K, N_{\star} = 256 \\
Se, \\
2,0 \leq (V - K)_0 \leq 4,900, +0,2 \geq [Fe/H] > -0,5 \\
2,0 \leq (V - K)_0 \leq 4,600, -0,5 \geq [Fe/H] > -1,5 \\
2,0 \geq (V - K)_0 \leq 3,400, -1,5 \geq [Fe/H] > -2,5 \\
2,0 \geq (V - K)_0 \leq 2,800, -2,5 \geq [Fe/H] \geq -3,0
\end{array} \right. \quad (3.32)$$

Nas equações 3.32 $(V - K)_0$ se referem a cor $(V - K)$ corrigida por extinção interestelar. É preciso que se conheça o avermelhamento $E(B - V)$ sofrido pela estrela para que possamos obter

$$(V - K)_0 = (V - K) - E(V - K) \quad (3.33)$$

com,

$$E(V - K) = \left(\frac{1 - \frac{A_K}{A_V}}{\frac{A_B}{A_V} - 1} \right) E(B - V) \quad (3.34)$$

Para isso, assumiram-se valores no catálogo WEBDA, com A_K/A_V e A_B/A_V dados por Cardelli et al. 1989. Esses valores de $E(V - K)$ são tomados preliminarmente. Como veremos em 4.6, apos a obtenção da metalicidade espectroscópica determinaram-se os parâmetros fotométricos para cada um dos objetos da amostra. De posse das novas determinações, retomou-se este procedimento e os resultados são apresentados no capítulo 4.

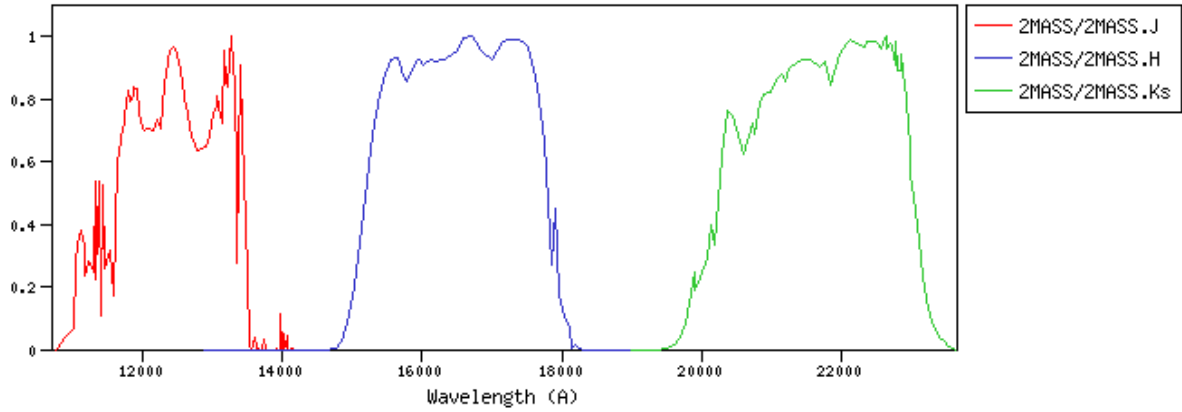


Figura 3.6: Curvas de transmissão dos filtros J , H e K_s no sistema fotométrico 2MASS.

Os valores de V foram obtidos do catalogo SIMBAD², enquanto valores J e K_s foram obtidos do catalogo 2MASS. As equações 3.32 são validas para K no sistema TCS, portanto devemos fazer a conversão de K_s para K_{TCS} . Entretanto, não dispomos de uma conversão direta do sistema 2MASS para o sistema TCS. Aplicam-se as as transformações definidas por Carpenter 2001,

$$\left\{ \begin{array}{l} \text{2MASS} \rightarrow \text{CIT:} \\ K_{CIT} = K_s^{2MASS} + 0,024, \\ (J - H)_{CIT} = [(J - H)_{2MASS} + 0,043]/1,076, \\ (J - K)_{CIT} = [(J - K_s)_{2MASS} + 0,013]/1,056, \\ (H - K)_{CIT} = [(H - K_s)_{2MASS} - 0,028]/1,026, \end{array} \right. \quad (3.35)$$

e em seguida

$$\left\{ \begin{array}{l} \text{CIT} \rightarrow \text{TCS:} \\ K_{TCS} = K_{CIT} - 0,022 + 0,030(J - K)_{CIT}, \\ H_{TCS} = [(H - K)_{CIT} + K_{CIT}] - 0,025 + 0,030(J - K)_{CIT}, \\ J_{TCS} = [(J - K)_{CIT} + K_{CIT}] - 0,035 + 0,019(J - K)_{CIT}. \end{array} \right. \quad (3.36)$$

²<<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>>

Temperatura espectroscópica (de excitação) (T_{eff}):

O número de átomos em um estado de ionização r e nível atômico i , com energia $\chi_{r,i}$, é dado pela equação de Boltzmann:

$$N_{r,i} = A g_{r,i} e^{\chi_{r,i}/k_B T} \quad , \quad (3.37)$$

onde $k_B = 1,3806488(13) \times 10^{-23} J/K$ é a constante de Boltzmann, $g_{r,i}$ é o peso estatístico e A uma constante de proporcionalidade. A população relativa entre dois níveis de átomos da mesma espécie é dada por:

$$\frac{N_{r,i}}{N_{r,j}} = \frac{g_{r,i}}{g_{r,j}} e^{-(\chi_{r,i}-\chi_{r,j})/k_B T} \quad . \quad (3.38)$$

Se reescrevermos a equação 3.38 em termos do do número total de átomos em um dado estado de ionização (N_{ion}) e da função de partição Z_{ion} para esta espécie

$$Z_{ion}(T) = \sum_{j=0}^{+\infty} g_{r,j} e^{\chi_{r,j}/k_B T} \quad , \quad N_{ion} = \sum_{j=0}^{+\infty} N_{r,j} = A Z_{ion}(T) \quad (3.39)$$

teremos:

$$\frac{N_{r,i}}{N_{ion}} = \frac{g_{r,i}}{U_{ion}(T)} e^{-\chi_{r,i}/k_B T} \quad . \quad (3.40)$$

A equação de Boltzmann mostra que a população de átomos em um estado de ionização r que ocupam um determinado nível de energia i depende da temperatura. Portanto, é possível usar linhas de absorção de diferentes potenciais de excitação de uma determinada espécie para determinar a temperatura efetiva da fotosfera.

Na prática, determina-se a temperatura espectroscópica em um processo iterativo. Onde cria-se um modelo de fotosfera a uma dada temperatura, calculam-se as abundâncias de um determinado elemento $A_{r,i}$ (eq. 3.3) (usualmente FeI , já que estrelas frias possuem muitas linhas deste elemento no espectro visível) e comparam-se os resultados para diferentes linhas de absorção (diferentes potenciais de excitação $\chi_{r,i}$). Para o ferro ($r = FeI$), por exemplo, se o modelo tiver uma temperatura mais baixa que a temperatura real da estrela, então os níveis com potencial de excitação mais alto serão menos povoados no modelo do que na atmosfera real. Logo, as abundâncias derivadas pelas linhas correspondentes serão superestimadas. Ou seja, teremos uma declividade positiva na função $A_{FeI}(\chi)$. A recíproca é verdadeira, ou seja:

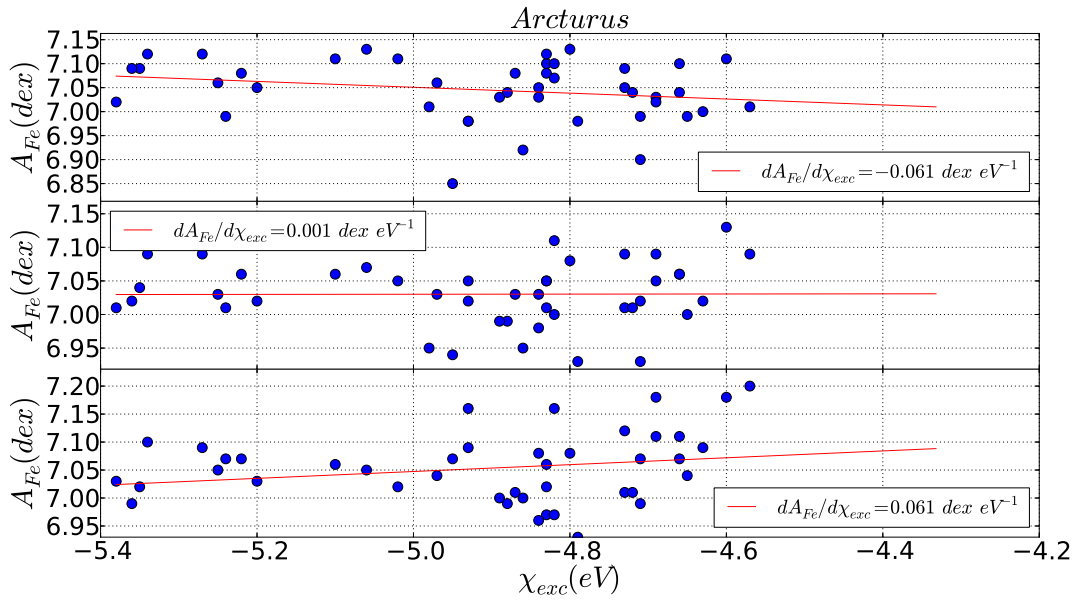


Figura 3.7: Medidas absolutas das abundâncias de FeI em função do potencial de excitação para a estrela Arcturus. A figura mostra como a declividade da reta de regressão em $A_{FeI} \times \chi_{exc}$ varia com a temperatura do modelo de atmosfera aplicado ao cálculo de abundâncias. De cima para baixo os painéis foram construídos com temperaturas $T_{eff}^{-150K} = 4120 K$, $T_{eff} = 4420 K$ e $T_{eff}^{+150K} = 4420 K$.

$$\begin{cases} \text{Se } T_{eff}^{modelo} < T_{eff}^* \rightarrow \frac{dA_{FeI}(\chi)}{d\chi} > 0, \\ \text{Se } T_{eff}^{modelo} > T_{eff}^* \rightarrow \frac{dA_{FeI}(\chi)}{d\chi} < 0 \end{cases} \quad (3.41)$$

A temperatura é determinada quando $\frac{dA_{FeI}(\chi)}{d\chi} = 0$. Usualmente o processo consiste em varrer um intervalo de temperaturas afim de localizar o valor para o qual o módulo da declividade em $A_{FeI}(\chi)$ atinja um valor mínimo estabelecido. A figura 3.7 ilustra o processo. De cima para baixo os painéis mostram os resultados para modelos com $T_{eff}^{-150K} = 4120 K$, $T_{eff} = 4420 K$ e $T_{eff}^{+150K} = 4420 K$.

Na análise espectroscópica a obtenção dos parâmetros atmosféricos é interdependente. Ou seja, o processo determina simultaneamente microturbulência ξ_{micro} , gravidade superficial $\log(g)$, temperatura efetiva T_{eff} e abundâncias químicas $[X/H]$. Nas próximas seções discutiremos a determinação de ξ_{micro} espectroscópica e $\log(g)$ fotométrico e espectroscópico.

Os parâmetros atmosféricos determinados fotometricamente são usados como chutes iniciais na análise espectroscópica. A análise espectroscópica adotada neste trabalho baseia-se em modelos de Kurucz para atmosferas unidimensionais supondo equilíbrio termodinâmico local e incluindo *overshooting* (Castelli et al., 1997). Através do método de curvas de crescimento

o *software* MOOG³ (Snedden, 1973) aplica o modelo atmosférico ao cálculo das abundâncias químicas, baseando-se em uma lista de linhas de absorção (λ_{cental} , $Z_{atomico}$, χ_{exc} , $\log(g_{if})$ e EW). As abundâncias determinadas sobre as linhas de ferro neutro A_{FeI} são usadas na determinação da temperatura espectroscópica. A equação 3.41 nos diz que precisamos ter $\frac{dA_{FeI}(\chi)}{d\chi} = 0$ para que o modelo seja considerado consistente em temperatura. Entretanto, na prática precisamos definir um limiar para essa declividade. Neste trabalho adotamos:

$$\left| \frac{dA_{FeI}(\chi)}{d\chi} \right| < 0,0005 \text{ dex/eV} \quad (3.42)$$

Essa é uma informação crucial em trabalhos espectroscópicos. Muitos autores não informam os limiares usados na determinação de temperatura, o que torna a reprodução de seus resultados bastante difícil.

3.3.2 Gravidade superficial

Pela lei da gravidade de Newton, uma estrela de massa μ_* e raio R_* tem gravidade superficial dada por:

$$g_* = G \frac{\mu_*}{R_*^2} \quad , \quad (3.43)$$

onde G é a constante gravitacional. A importância da gravidade superficial nos modelos de atmosfera está relacionada com a pressão do gás e a densidade eletrônica na região de formação das linhas. A uma determinada temperatura, a pressão do gás será proporcional a $\log(g)$. Pressões menores implicam em densidades menores. Quando a densidade diminui, diminuem também o número de colisões entre partículas. Se as colisões entre elétrons livres e átomos ionizados é menos frequente, então a taxa de recombinação é menor - levando a linhas ionizadas mais fortes.

Para determinar diretamente o $\log(g)$ (eq. 3.43) de uma estrela precisamos conhecer seu raio R_* e massa μ_* . Já comentamos sobre as dificuldades em se medir o raio de estrelas, para a massa a realidade não é muito diferente. Boas medidas de massa só são possíveis para estrelas binárias, portanto precisamos usar outras ferramentas para a determinação de $\log(g)$. Variados métodos estão descritos na literatura, mas assim como foi feito para T_{eff} vamos focar nos métodos utilizados neste trabalho.

³Neste trabalho utilizou-se a versão de 2013 do *software*, que pode ser encontrada em: <http://www.as.utexas.edu/~chris/moog.html>

Gravidade superficial fotométrica:

A equação 3.29 mostra a dependência entre luminosidade, temperatura e raio. Pode-se rescrevê-la eliminando o raio através da expressão 3.43:

$$L_{bol,*} = 4\pi R_*^2 \sigma T_{eff}^4, \quad R_*^2 = G \frac{\mu_*}{g_*} \rightarrow L_{bol} = 4\pi G \frac{\mu_*}{g_*} \sigma T_{eff}^4 \quad . \quad (3.44)$$

Usando o sol como referência, tem-se:

$$\frac{L_{bol,*}}{L_{bol,\odot}} = \frac{\frac{\mu_*}{g_*} T_{eff}^4}{\frac{\mu_\odot}{g_\odot} T_{eff\odot}^4} = \frac{g_\odot \mu_*}{g_* \mu_\odot} \frac{T_{eff}^4}{T_{eff\odot}^4} \quad . \quad (3.45)$$

Por outro lado, das definições de magnitude aparente e absoluta,

$$\begin{cases} L(10) = L(d) \left(\frac{d}{10}\right)^2, \\ m = -2,5 \log_{10} L(d), \\ M = -2,5 \log_{10} L(10), \end{cases}$$

pode-se rescrever a eq. 3.45 na forma:

$$10^{-\frac{1}{2,5}(M_{bol,*} - M_{bol,\odot})} = \frac{g_\odot \mu_*}{g_* \mu_\odot} \frac{T_{eff}^4}{T_{eff\odot}^4} \quad . \quad (3.46)$$

Da qual obtêm-se:

$$g_* = \frac{\mu_*}{\mu_\odot} \frac{T_{eff}^4}{T_{eff\odot}^4} g_\odot 10^{\frac{2}{5}(M_{bol,*} - M_{bol,\odot})} \quad . \quad (3.47)$$

Portanto, podemos escrever $\log(g)$ na forma:

$$\log(g_*) = \log\left(\frac{\mu_*}{\mu_\odot}\right) + 4 \log\left(\frac{T_{eff}}{T_{eff\odot}}\right) + \frac{2}{5}(M_{bol,*} - M_{bol,\odot}) + \log(g_\odot) \quad . \quad (3.48)$$

Nesta equação conhecemos todos os valores relacionados ao Sol e na seção anterior mostrou-se como obtemos T_{eff} . Portanto, temos $\log(g)$ como função de dois parâmetros - massa μ_* e a magnitude bolométrica M_{bol} . Como comentado anteriormente, não temos medidas bolométricas de magnitude. Na prática, medimos magnitudes aparentes em pequenas regiões do espectro

eletromagnético (o que chamamos de filtros). No entanto, é possível que apliquemos correções bolométricas à medida de um determinado filtro - através de calibrações semi-empíricas. Por exemplo, para o filtro V teremos:

$$M_{bol} = M_{V_0} - BC_V \quad (3.49)$$

Onde BC_V é a correção bolométrica e M_{V_0} é a magnitude absoluta no filtro V corrigida por extinção.

Na prática têm-se apenas as magnitudes aparentes. Neste trabalho usaram-se magnitudes aparentes no filtro V (m_V) e correções bolométricas de Alonso et al. 1999 (eq. 3.53). Escrevendo a magnitude bolométrica em termos da magnitude aparente obtém-se:

$$M_{bol} = M_{V_0} + BC_V(T_{eff}, [Fe/H]), \text{ com } M_{V_0} = m_{V_0} + 5(1 - \log d) \text{ e } m_{V_0} = m_V - A_V \quad . \quad (3.50)$$

Ou seja,

$$M_{bol} = m_V - A_V + 5(1 - \log d) + BC_V(T_{eff}, [Fe/H]) \quad . \quad (3.51)$$

Finalmente obtemos uma expressão para gravidade superficial em termos da magnitude aparente das estrelas,

$$\begin{aligned} \log(g_*) &= \log\left(\frac{\mu_*}{\mu_\odot}\right) + 4\log\left(\frac{T_{eff}}{T_{eff\odot}}\right) + \log(g_\odot) \\ &+ \frac{2}{5} \{ [m_V - A_V + 5(1 - \log d) + BC_V(T_{eff}, [Fe/H])] - M_{bol,\odot} \}. \end{aligned} \quad (3.52)$$

Portanto, $\log(g)$ é função de m_V , A_V , d , μ_* , $[Fe/H]$ e T_{eff} . A análise fotométrica dos aglomerados nos informa extinção A_V , distância d , $[Fe/H]$ (aproximado), e idade. Conhecendo essas quatro informações podemos interpolar a isócrona correspondente para obter a massa μ . Ou seja, através da análise fotométrica dos aglomerados obtém-se todos os vínculos necessários para determinação da gravidade superficial das estrelas. Entretanto, pode-se alcançar medidas mais acuradas de $\log(g)$ via espectroscopia. Neste trabalho sempre utilizamos as medidas espectroscópicas na determinação das abundâncias químicas das estrelas.

$$\left\{ \begin{array}{l}
BC_V(T_{eff}, [Fe/H]) = \frac{-5,531 \times 10^{-2}}{X} - 0,6177 + 4,420X - 2,669X^2 \\
\quad + 0,6943X[Fe/H] - 0,1071[Fe/H] - 8,612 \times 10^{-3}[Fe/H]^2 \\
\sigma_{BC_V} = 0,024, \quad N_* = 285 \\
Se, \\
3,50 \leq \log T_{eff} \leq 3,67 \text{ e } +0,2 \geq [Fe/H] > -0,5 \\
3,56 \leq \log T_{eff} \leq 3,67 \text{ e } -0,5 \geq [Fe/H] > -1,5 \\
3,58 \leq \log T_{eff} \leq 3,67 \text{ e } -1,5 \geq [Fe/H] > -2,5 \\
3,61 \leq \log T_{eff} \leq 3,67 \text{ e } -2,5 \geq [Fe/H] > -3,0 \\
BC_V(T_{eff}, [Fe/H]) = \frac{-9,930 \times 10^{-2}}{X} + 2,887 \times 10^{-2} + 2,275X - 4,425X^2 \\
\quad + 0,3505X[Fe/H] - 5,558 \times 10^{-2}[Fe/H] - 5,375 \times 10^{-3}[Fe/H]^2 \\
Se, \\
3,65 \leq \log T_{eff} \leq 3,96 \text{ e } +0,2 \geq [Fe/H] > -0,5 \\
3,65 \leq \log T_{eff} \leq 3,83 \text{ e } -0,5 \geq [Fe/H] > -1,5 \\
3,65 \leq \log T_{eff} \leq 3,80 \text{ e } -1,5 \geq [Fe/H] > -2,5 \\
3,65 \leq \log T_{eff} \leq 3,74 \text{ e } -2,5 \geq [Fe/H] > -3,0 \\
\sigma_{BC_V} = 0,009, \quad N_* = 307 \\
\text{com } X = \log(T_{eff}) - 3,52
\end{array} \right. \quad (3.53)$$

log(g) espectroscópico:

Em equilíbrio termodinâmico local a neutralização de átomos ionizados é dominada pela colisão com elétrons livres. Neste processo, a fração de átomos em diferentes estados de ionização está determinada pela equação de Saha:

$$\frac{N_{r,i}}{N_{r+1,j}} = \frac{1}{n_e} \left(\frac{2\pi m_e k_B T}{h^2} \right)^{3/2} \frac{2g_{r+1,j}}{g_{r,i}} e^{-\frac{(\chi_r + \chi_{r+1,j} - \chi_{r,i})}{k_B T}} \quad (3.54)$$

onde $N_{r,i}$ e $N_{r+1,j}$ são o número de átomo nos estados de ionização r com nível de energia i e $r + 1$ com nível de energia j - respectivamente. n_e é a densidade eletrônica, m_e a massa do elétron, h a constante de Planck, χ_r a energia necessária para arrancar um elétron no estado fundamental de um átomo no estado de ionização r , $\chi_{r+1,j}$ e $\chi_{r,i}$ são as energias necessárias para excitar elétrons de átomos nos estados de ionização $r + 1$ e r do estado fundamental aos

níveis de energia j e i , respectivamente. Se escrevermos essa equação em termos da função de partição

$$U_r(T) = \sum_{l=0}^{+\infty} g_{r,l} e^{-\frac{\chi_r}{k_B T}}, \quad U_{r+1}(T) = \sum_{l=0}^{+\infty} g_{r+1,l} e^{-\frac{\chi_{r+1}}{k_B T}}, \quad (3.55)$$

obtemos uma equação mais simples, em termos do número total de átomos nos estados de ionização r e $r+1$

$$\frac{N_{r+1}}{N_r} = \frac{1}{n_e} \left(\frac{2\pi m_e k_B T}{h^2} \right)^{3/2} \frac{2U_{r+1}(T)}{U_r(T)} e^{-\frac{\chi_r}{k_B T}}. \quad (3.56)$$

Essa equação mostra que a razão da população de dois estados de ionização depende explicitamente da densidade eletrônica n_e . Para um gás ideal em equilíbrio hidrostático a densidade está relacionada com a pressão $n_e = P_e/k_B T$, que por sua vez está relacionada com a gravidade $P \propto g$. Assim podemos usar o equilíbrio de ionização como indicador de gravidade. Para o ferro, em uma atmosfera em equilíbrio termodinâmico local e na faixa de temperatura típica das gigantes, esperamos que os estados neutro e uma vez ionizado estejam em equilíbrio de ionização $N_{FeI}/N_{FeII} = 1$. A literatura abundante em estudos que mostram que as correções para a situação fora do equilíbrio (NLTE *Non local thermodynamic equilibrium*) não são expressivas para o ferro.

Se, para uma dada temperatura, utilizamos um modelo atmosférico com gravidade superficial maior que o $\log(g)$ real da estrela, então a densidade eletrônica estará superestimada, a população no primeiro estado ionizado $FeII$ será menor do que a real e as abundâncias para este íon A_{FeII} serão superestimadas. Portanto teremos $A_{FeI} < A_{FeII}$. Da mesma maneira, $\log(g)_{modelo} < \log(g)_{real} \rightarrow A_{FeI} > A_{FeII}$.

É importante frisar que a eq. 3.56 depende de T , o que obriga que os cálculos de $\log(g)$ e T_{eff} sejam realizados simultaneamente de maneira iterativa. Na seção 3.4 o método de será explicitado com maiores detalhes.

Neste trabalho, utilizou-se a comparação entre médias de abundâncias calculadas para linhas de FeI e $FeII$. A cada iteração verifica-se a diferença $A_{[FeI/FeII]} = A_{FeI} - A_{FeII}$. Se $A_{[FeI/FeII]} > 0$, recalculam-se as abundâncias aumentando o $\log(g)$ do modelo atmosférico por um valor proporcional à $A_{[FeI/FeII]}$. Se $A_{[FeI/FeII]} < 0$ diminuimos o $\log(g)$ do modelo. O processo é repetido até que se chegue em

$$|A_{[FeI/FeII]}| \leq 0,01 \text{ dex}. \quad (3.57)$$

3.3.3 Microturbulência

O termo turbulência refere-se a movimentos não térmicos das partículas na atmosfera estelar. Na seção 3.1.2 ilustrou-se como o alargamento de linhas espectrais está ligado a esses efeitos turbulentos. Em contraste com a macroturbulência, na microturbulência as células turbulentas são muito menores que o livre caminho médio dos fótons. No caso da macroturbulência os fótons não são capazes de atravessar a célula turbulenta. Todos os fótons que escapam foram criados no interior da célula, cada célula gera um espectro com desvio para o azul ou para o vermelho. O espectro da estrelas é a superposição destes, o que resulta em um alargamento de todas as linhas espectrais.

Por outro lado, em regime de microturbulência um fóton é capaz de atravessar muitas células turbulentas. Desta forma, átomos da mesma espécie em idênticos estados de excitação e ionização absorverão radiação em comprimentos de onda diferentes, conforme seus referenciais. Linhas mais fortes tem maior probabilidade de transição e por isso são mais afetadas. Portanto, variando a microturbulência do modelo de atmosfera a abundância de linhas mais fortes é alterada, enquanto as linhas mais fracas permanecem inalteradas. No processo iterativo descrito na seção 3.4 altera-se a microturbulência até que se eliminem dependências entre as abundâncias medidas e suas larguras equivalentes reduzidas $\log(EW/\lambda)$.

$$\left| \frac{dA_{Fe}(EW/\lambda)}{d\log(EW/\lambda)} \right| = 0 \quad (3.58)$$

Na prática, estabelecemos um limiar para o valor da declividade na regressão linear $A_{FeI} = a * \log(EW/\lambda) + b$. No presente trabalho exigimos que

$$\left| \frac{dA_{Fe}(EW/\lambda)}{d\log(EW/\lambda)} \right| < 0,005 \text{ dex/kms}^{-1} \quad (3.59)$$

ou o valor mínimo alcançado a uma resolução de $0,01 \text{ km/s}$

$$\frac{\left(\frac{dA_{Fe}(\log(EW/\lambda))}{d\log(EW/\lambda)} \right)_{\xi_{micro}+0,01}}{\left(\frac{dA_{Fe}(\log(EW/\lambda))}{d\log(EW/\lambda)} \right)_{\xi_{micro}-0,01}} < 0 \quad (3.60)$$

A figura 3.8 mostra como a variação de ξ_{micro} afeta a declividade da reta ajustada à $A_{Fe}(\log(EW/\lambda))$, de cima para baixo os painéis foram construídos com $\xi_{micro}^{-0,3} = 1,42 \text{ km/s}$, $\xi_{micro} = 1,72 \text{ km/s}$, $\xi_{micro}^{+0,3} = 2,02 \text{ km/s}$. O painel central mostra o melhor ajuste encontrado.

A boa escolha da lista de linhas é crítica neste procedimento. Se a lista não elimina linhas

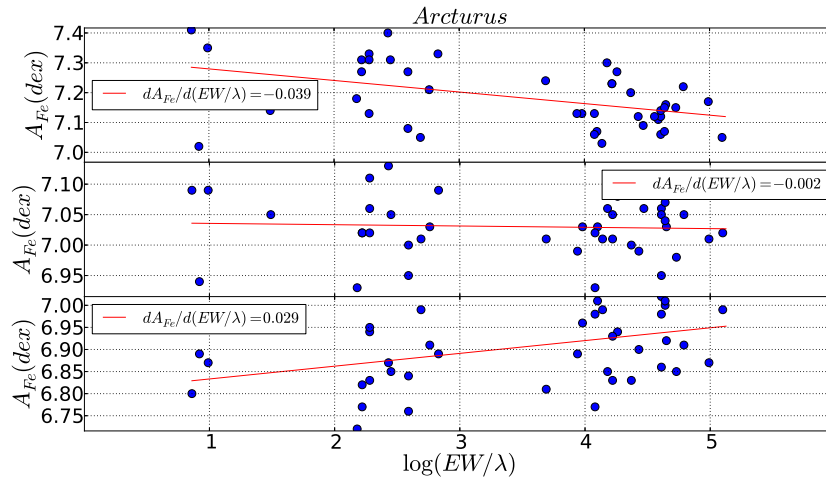


Figura 3.8: A figura mostra como a variação da microturbulência afeta a declividade da reta de regressão em $A_{Fe} \times \log(EW/\lambda)$. De cima para baixo os painéis foram construídos com $\xi_{micro}^{-0,3} = 1,42 \text{ km/s}$, $\xi_{micro} = 1,72 \text{ km/s}$, $\xi_{micro}^{+0,3} = 2,02 \text{ km/s}$.

contaminadas tende-se a superestimar a microturbulência. Em alta resolução e selecionando linhas fracas ($EW_{\lambda} \lesssim 150 \text{ m\AA}$) é possível selecionar linhas livres de contaminação. Neste trabalho utilizamos apenas linhas fracas.

3.4 Método iterativo

Nesta seção reuniremos a aplicação dos métodos descritos nas seções 3.3.1, 3.3.2 e 3.3.3 em torno da tarefa de determinar os parâmetros atmosféricos das estrelas e suas abundâncias químicas. Neste trabalho aplicamos o método das curvas de crescimento na aproximação de equilíbrio local utilizando modelos de Kurucz para atmosfera unidimensional (com aproximação de *overshooting*) (Castelli et al., 1997).

Para este fim, utilizamos a versão de 2013 do *software* MOOG⁴, que teve sua primeira versão descrita em Sneden (1973). Na função ABFIND, este *software* utiliza uma lista de linhas de absorção, que contém as informações sobre o centro das linhas, as espécies química correspondentes a cada uma das linhas, o potencial de excitação e o peso estatístico da transição correspondente, os parâmetros de amortecimento e as medidas de largura equivalente, e um modelo de atmosfera para calcular as abundâncias químicas na estrela. Para sua execução o MOOG precisa de três arquivos. O arquivo de larguras equivalentes, o do modelo de atmosfera e um arquivo que descreve os parâmetros do *software*.

Usualmente o *software* exige interação com o usuário. O procedimento padrão para este tipo

⁴<http://www.as.utexas.edu/~chris/moog.html>

de análise consiste em criar-se um modelo de atmosfera, executar o código MOOG e verificar o cumprimento das condições 3.42, 3.57 e 3.59, e também que a abundância de ferro no modelo de entrada seja igual a saída calculada pelo programa, à uma precisão de 0,005 dex.⁵

Neste trabalho criamos uma rotina em PYTHON para realizar este procedimento sem a necessidade de interação com o usuário. A rotina utiliza uma lista com o nome dos objetos a serem analisados e a partir dela cria modelos atmosféricos e arquivos de parâmetros a serem aplicados ao MOOG através do *software* XDOTOOL⁶. A ferramenta XDOTOOL emula entradas de teclado e *mouse*, substituindo intervenções humanas por entradas automatizadas. Uma solução mais elegante seria modificar o *software* MOOG, que é um código aberto. Entretanto a limitação de tempo levou-nos a uma solução mais simples que cumpre com o propósito deste trabalho.

Após a execução do MOOG um arquivo com as abundâncias, linha a linha, é gerado. A rotina em PYTHON também é responsável pela leitura deste arquivo, a qual é usada na verificação das condições 3.59, 3.57 e 3.42.

Em alguns casos a convergência não é alcançada. Algumas das causas estão relacionadas a grandes flutuações entre as abundâncias de diferentes linhas, a pouca disponibilidade de linhas, a ausência de linhas de *FeII*, etc. Nestes casos aplicaram-se as determinações fotométricas para os parâmetros atmosféricos. Exceto para $[Fe/H]$ e ξ_{micro} que são sempre calculados espectroscopicamente.

3.5 Incertezas

No estudo de abundâncias estelares é comum que se negligencie o efeito da interdependência entre os parâmetros atmosféricos. Usualmente, assumem-se incertezas fixas para T_{eff} , $\log(g)$ e ξ_{micro} , e, nesse caso, a incerteza sobre as medidas de abundância é aferida com base na soma em quadratura dos efeitos causados pela variação de cada um dos parâmetros. Por exemplo, D’Orazi & Randich (2009), Alves-Brito et al. (2010), Jacobson et al. (2011), Santrich et al. (2013), Sales Silva et al. (2014), entre outros. Neste trabalho aplicamos o método descrito em Epstein et al. (2010) que supõe dependências lineares entre os parâmetros atmosféricos.

Se uma função f de n variáveis x_1, x_2, \dots, x_n pode ser diferenciada infinitas vezes em suas n variáveis, então podemos escrevê-la na forma de série de Taylor:

⁵Mais detalhes sobre o MOOG podem ser encontrados em <http://www.as.utexas.edu/~chris/codes/WRITEMOOG.ps>.

⁶<http://www.semicomplete.com/projects/xdotool/>

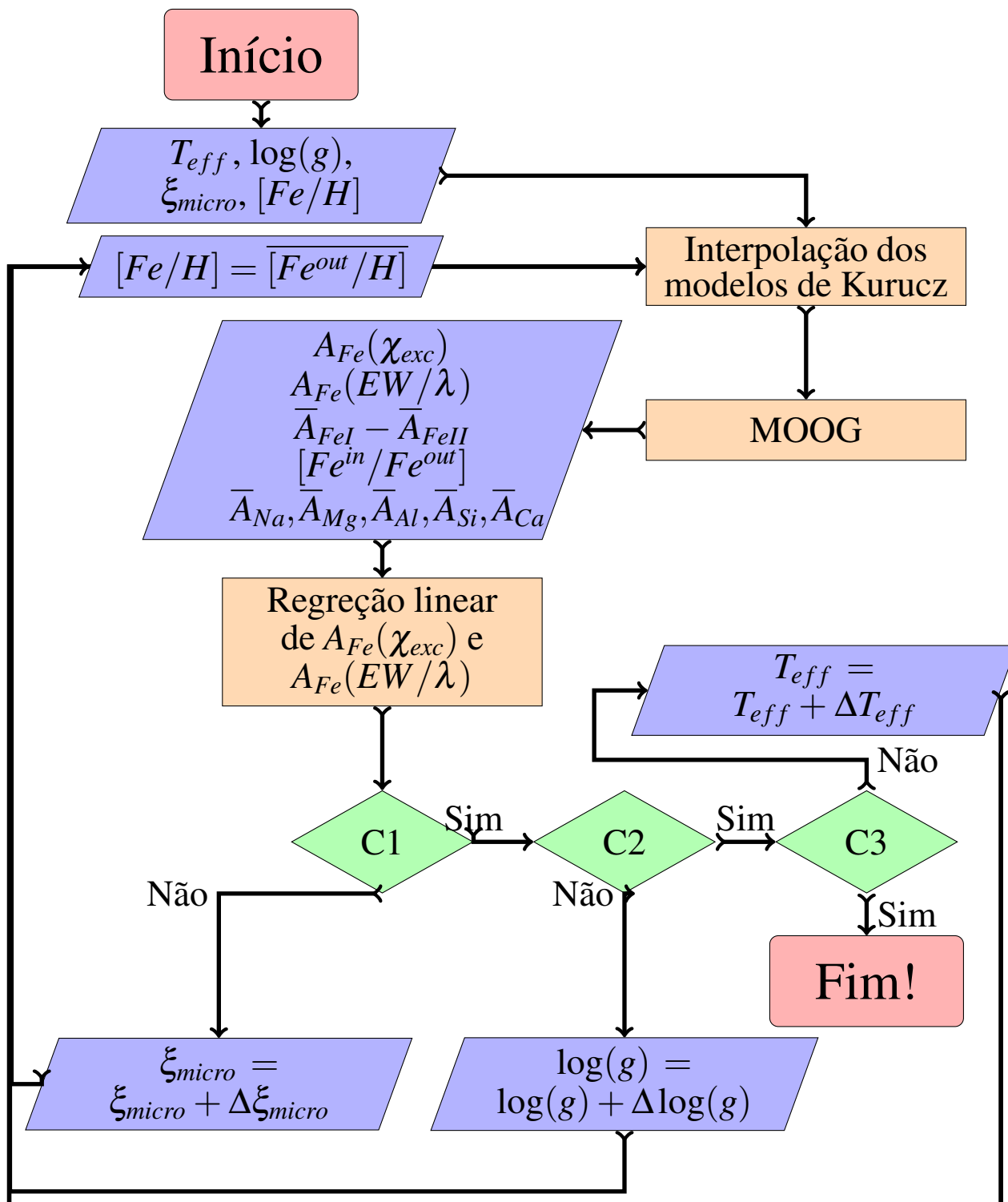


Figura 3.9: Iterações feitas para determinação dos parâmetros atmosféricos espectroscópicos e para o cálculo das abundâncias químicas. C1, C2 e C3 são descritos pelas equações 3.59, 3.57 e 3.42, respectivamente.

$$f(x_1, x_2, \dots, x_n) = f(x_0) + \sum_{i=1}^n \left(\frac{\partial f}{\partial x_i} \right) (x_i - x_0) + \frac{1}{2} \sum_{i,j=1}^n \left(\frac{\partial^2 f}{\partial x_i \partial x_j} \right) (x_i - x_0)(x_j - x_0) + \dots \quad (3.61)$$

Por outro lado, a incerteza sobre a medida de f depende das incertezas nas medidas de x_1, x_2, \dots, x_n como descrito por Ku (1966),

$$\sigma_f = \sqrt{\left(\frac{\partial f}{\partial x_1} \right)^2 \sigma_{x_1}^2 + \left(\frac{\partial f}{\partial x_2} \right)^2 \sigma_{x_2}^2 + \dots + \left(\frac{\partial f}{\partial x_n} \right)^2 \sigma_{x_n}^2 + 2 \sum_{i,j=1}^n \left(\frac{\partial f}{\partial x_i} \right) \left(\frac{\partial f}{\partial x_j} \right) \sigma_{x_i} \sigma_{x_j} + \dots} \quad (3.62)$$

Em primeira aproximação, assumindo que as variáveis tenham dependência linear entre si, tem-se:

$$f(x_1, x_2, \dots, x_n) = f(x_0) + \sum_{i=1}^n \left(\frac{\partial f}{\partial x_i} \right) (x_i - x_0) \quad . \quad (3.63)$$

Como mencionamos anteriormente, os parâmetros atmosféricos são interdependentes, e os observáveis de que dispomos para inferi-los podem ser escritos como funções destes parâmetros

$$\begin{aligned} [Fe/H]_{\chi}' &\equiv \alpha(T_{eff}, \log(g), \xi_{micro}, [Fe/H]), \\ [FeI/FeII] &\equiv \beta(T_{eff}, \log(g), \xi_{micro}, [Fe/H]), \\ [Fe/H]_{EW}' &\equiv \gamma(T_{eff}, \log(g), \xi_{micro}, [Fe/H]), \\ \Delta Fe^{in-out} &\equiv \delta(T_{eff}, \log(g), \xi_{micro}, [Fe/H]) \quad . \end{aligned} \quad (3.64)$$

Utilizando a equação 3.63 podemos escrever, por exemplo,

$$\begin{aligned} \alpha &= \alpha_0 + \left(\frac{\partial \alpha}{\partial T_{eff}} \right) (T_{eff} - T_{eff}^0) + \left(\frac{\partial \alpha}{\partial \log(g)} \right) (\log(g) - \log(g)^0) \\ &+ \left(\frac{\partial \alpha}{\partial \xi_{micro}} \right) (\xi_{micro} - \xi_{micro}^0) + \left(\frac{\partial \alpha}{\partial [Fe/H]} \right) ([Fe/H] - [Fe/H]^0) \quad . \end{aligned} \quad (3.65)$$

Esta expressão pode ser generalizada para os demais observáveis e teremos um conjunto de quatro equações, que por se tratarem de combinações lineares podem ser escritas na forma matricial. Na seção 3.4 mostramos como obter os parâmetros atmosféricos, que aqui chamamos de $T_{eff}^0, \log(g)^0, \xi_{micro}^0, [Fe/H]^0$. Ou seja,

$$\begin{aligned}
\alpha(T_{eff}^0, \log(g)^0, \xi_{micro}^0, [Fe/H]^0) &< 0,0005, \\
\beta(T_{eff}^0, \log(g)^0, \xi_{micro}^0, [Fe/H]^0) &< 0,01, \\
\gamma(T_{eff}^0, \log(g)^0, \xi_{micro}^0, [Fe/H]^0) &< 0,005, \\
\delta(T_{eff}^0, \log(g)^0, \xi_{micro}^0, [Fe/H]^0) &< 0,005.
\end{aligned} \tag{3.66}$$

De forma que,

$$\begin{pmatrix} \alpha - \alpha_0 \\ \beta - \beta_0 \\ \gamma - \gamma_0 \\ \delta - \delta_0 \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \frac{\partial \alpha}{\partial T_{eff}} & \frac{\partial \alpha}{\partial \log(g)} & \frac{\partial \alpha}{\partial \xi_{micro}} & \frac{\partial \alpha}{\partial [Fe/H]} \\ \frac{\partial \beta}{\partial T_{eff}} & \frac{\partial \beta}{\partial \log(g)} & \frac{\partial \beta}{\partial \xi_{micro}} & \frac{\partial \beta}{\partial [Fe/H]} \\ \frac{\partial \gamma}{\partial T_{eff}} & \frac{\partial \gamma}{\partial \log(g)} & \frac{\partial \gamma}{\partial \xi_{micro}} & \frac{\partial \gamma}{\partial [Fe/H]} \\ \frac{\partial \delta}{\partial T_{eff}} & \frac{\partial \delta}{\partial \log(g)} & \frac{\partial \delta}{\partial \xi_{micro}} & \frac{\partial \delta}{\partial [Fe/H]} \end{pmatrix} \begin{pmatrix} T_{eff} - T_{eff}^0 \\ \log(g) - \log(g)^0 \\ \xi_{micro} - \xi_{micro}^0 \\ [Fe/H] - [Fe/H]^0 \end{pmatrix} \tag{3.67}$$

Não conhecemos as funções α , β , γ , δ , mas podemos calcular as componentes da matriz na equação 3.67 variando, um a um, os parâmetros atmosféricos do modelo de entrada - em torno da solução. Por exemplo,

$$\frac{\partial \alpha}{\partial T_{eff}} \sim \frac{\Delta \alpha}{\Delta T_{eff}} = \frac{\alpha(T_{eff}^0 + \Delta T_{eff}, \log(g)^0, \xi_{micro}^0, [Fe/H]^0) - \alpha(T_{eff}^0, \log(g)^0, \xi_{micro}^0, [Fe/H]^0)}{\Delta T_{eff}} \tag{3.68}$$

dando equivalente tratamento aos demais observáveis, tem-se:

$$\begin{pmatrix} \alpha - \alpha_0 \\ \beta - \beta_0 \\ \gamma - \gamma_0 \\ \delta - \delta_0 \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \frac{\Delta \alpha}{\Delta T_{eff}} & \frac{\Delta \alpha}{\Delta \log(g)} & \frac{\Delta \alpha}{\Delta \xi_{micro}} & \frac{\Delta \alpha}{\Delta [Fe/H]} \\ \frac{\Delta \beta}{\Delta T_{eff}} & \frac{\Delta \beta}{\Delta \log(g)} & \frac{\Delta \beta}{\Delta \xi_{micro}} & \frac{\Delta \beta}{\Delta [Fe/H]} \\ \frac{\Delta \gamma}{\Delta T_{eff}} & \frac{\Delta \gamma}{\Delta \log(g)} & \frac{\Delta \gamma}{\Delta \xi_{micro}} & \frac{\Delta \gamma}{\Delta [Fe/H]} \\ \frac{\Delta \delta}{\Delta T_{eff}} & \frac{\Delta \delta}{\Delta \log(g)} & \frac{\Delta \delta}{\Delta \xi_{micro}} & \frac{\Delta \delta}{\Delta [Fe/H]} \end{pmatrix} \begin{pmatrix} T_{eff} - T_{eff}^0 \\ \log(g) - \log(g)^0 \\ \xi_{micro} - \xi_{micro}^0 \\ [Fe/H] - [Fe/H]^0 \end{pmatrix} \tag{3.69}$$

Pode-se definir

$$\vec{O} \equiv \begin{pmatrix} \alpha - \alpha_0 \\ \beta - \beta_0 \\ \gamma - \gamma_0 \\ \delta - \delta_0 \end{pmatrix}, \tag{3.70}$$

$$\mathbf{B} \equiv \begin{pmatrix} \frac{\Delta\alpha}{\Delta T_{eff}} & \frac{\Delta\alpha}{\Delta \log(g)} & \frac{\Delta\alpha}{\Delta \xi_{micro}} & \frac{\Delta\alpha}{\Delta [Fe/H]} \\ \frac{\Delta\beta}{\Delta T_{eff}} & \frac{\Delta\beta}{\Delta \log(g)} & \frac{\Delta\beta}{\Delta \xi_{micro}} & \frac{\Delta\beta}{\Delta [Fe/H]} \\ \frac{\Delta\gamma}{\Delta T_{eff}} & \frac{\Delta\gamma}{\Delta \log(g)} & \frac{\Delta\gamma}{\Delta \xi_{micro}} & \frac{\Delta\gamma}{\Delta [Fe/H]} \\ \frac{\Delta\delta}{\Delta T_{eff}} & \frac{\Delta\delta}{\Delta \log(g)} & \frac{\Delta\delta}{\Delta \xi_{micro}} & \frac{\Delta\delta}{\Delta [Fe/H]} \end{pmatrix}, \quad (3.71)$$

e

$$\vec{M} \equiv \begin{pmatrix} T_{eff} - T_{eff}^0 \\ \log(g) - \log(g)^0 \\ \xi_{micro} - \xi_{micro}^0 \\ [Fe/H] - [Fe/H]^0 \end{pmatrix}. \quad (3.72)$$

Por meio das definições 3.70, 3.71 e 3.72, a eq. 3.69 pode ser reescrita na forma:

$$\vec{O} = \mathbf{B}\vec{M} \rightarrow \vec{M} = \mathbf{B}^{-1}\vec{O}. \quad (3.73)$$

Portanto, a inversão da matriz \mathbf{B} nos leva a soluções do tipo

$$T_{eff} = T_{eff}^0 + C_{1,1}(\alpha - \alpha_0) + C_{1,2}(\beta - \beta_0) + C_{1,3}(\gamma - \gamma_0) + C_{1,4}(\delta - \delta_0), \quad (3.74)$$

$$\log(g) = \log(g)^0 + C_{2,1}(\alpha - \alpha_0) + C_{2,2}(\beta - \beta_0) + C_{2,3}(\gamma - \gamma_0) + C_{2,4}(\delta - \delta_0), \quad (3.75)$$

$$\xi_{micro} = \xi_{micro}^0 + C_{3,1}(\alpha - \alpha_0) + C_{3,2}(\beta - \beta_0) + C_{3,3}(\gamma - \gamma_0) + C_{3,4}(\delta - \delta_0), \quad (3.76)$$

$$[Fe/H] = [Fe/H]^0 + C_{4,1}(\alpha - \alpha_0) + C_{4,2}(\beta - \beta_0) + C_{4,3}(\gamma - \gamma_0) + C_{4,4}(\delta - \delta_0), \quad (3.77)$$

com $\mathbf{C} \equiv \mathbf{B}^{-1}$.

É importante ressaltar que aqui não estamos interessados em calcular os mensuráveis T_{eff} , $\log(g)$, ξ_{micro} e $[Fe/H]$, os quais já foram determinados pelo procedimento descrito na seção 3.4. Aqui o objetivo é obter as dependências destes com os observáveis, através das quais podemos calcular as incertezas associadas a cada um dos mensuráveis. Com este objetivo usamos a equação 3.62 para escrever as incertezas na forma:

$$\sigma_{T_{eff}} = \sqrt{\left(\frac{\partial T_{eff}}{\partial \alpha}\right)^2 \sigma_{\alpha}^2 + \left(\frac{\partial T_{eff}}{\partial \beta}\right)^2 \sigma_{\beta}^2 + \left(\frac{\partial T_{eff}}{\partial \gamma}\right)^2 \sigma_{\gamma}^2 + \left(\frac{\partial T_{eff}}{\partial \delta}\right)^2 \sigma_{\delta}^2}. \quad (3.78)$$

Ou ainda,

$$\sigma_{T_{eff}} = \sqrt{C_{1,1}^2 \sigma_{\alpha}^2 + C_{1,2}^2 \sigma_{\beta}^2 + C_{1,3}^2 \sigma_{\gamma}^2 + C_{1,4}^2 \sigma_{\delta}^2} \quad . \quad (3.79)$$

O mesmo procedimento deve ser realizado para cada uma das abundâncias obtidas. Neste caso escrevemos:

$$\begin{aligned} X^i = X_0^i + \left(\frac{\partial X^i}{\partial \alpha} \right) (\alpha - \alpha^0) + \left(\frac{\partial X^i}{\partial \beta} \right) (\beta - \beta^0) \\ + \left(\frac{\partial X^i}{\partial \gamma} \right) (\gamma - \gamma^0) + \left(\frac{\partial X^i}{\partial \delta} \right) (\delta - \delta^0) \quad . \end{aligned} \quad (3.80)$$

Onde X^i são as abundâncias para os elementos $i = Fe, Na, Mg, Al, Si, Ca$. Para determinação das incertezas em X^i precisamos conhecer as grandezas $\frac{\partial X^i}{\partial O_j}$, com $O_j = \alpha, \beta, \gamma, \delta$. Definindo

$$\vec{X} \equiv \begin{pmatrix} X^1 - X_0^1 \\ X^2 - X_0^2 \\ \vdots \\ X^n - X_0^n \end{pmatrix}, \quad \mathbf{K} \equiv \begin{pmatrix} \frac{\partial X^1}{\partial T_{eff}} & \frac{\partial X^1}{\partial \log(g)} & \frac{\partial X^1}{\partial \xi_{micro}} & \frac{\partial X^1}{\partial [Fe/H]} \\ \frac{\partial X^2}{\partial T_{eff}} & \frac{\partial X^2}{\partial \log(g)} & \frac{\partial X^2}{\partial \xi_{micro}} & \frac{\partial X^2}{\partial [Fe/H]} \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots \\ \frac{\partial X^n}{\partial T_{eff}} & \frac{\partial X^n}{\partial \log(g)} & \frac{\partial X^n}{\partial \xi_{micro}} & \frac{\partial X^n}{\partial [Fe/H]} \end{pmatrix} \quad (3.81)$$

Supondo que X possa ser descrito por uma combinação linear dos parâmetros atmosféricos, a equação 3.63 permite escrever X como:

$$\begin{pmatrix} X^1 - X_0^1 \\ X^2 - X_0^2 \\ \vdots \\ X^n - X_0^n \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \frac{\partial X^1}{\partial T_{eff}} & \frac{\partial X^1}{\partial \log(g)} & \frac{\partial X^1}{\partial \xi_{micro}} & \frac{\partial X^1}{\partial [Fe/H]} \\ \frac{\partial X^2}{\partial T_{eff}} & \frac{\partial X^2}{\partial \log(g)} & \frac{\partial X^2}{\partial \xi_{micro}} & \frac{\partial X^2}{\partial [Fe/H]} \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots \\ \frac{\partial X^n}{\partial T_{eff}} & \frac{\partial X^n}{\partial \log(g)} & \frac{\partial X^n}{\partial \xi_{micro}} & \frac{\partial X^n}{\partial [Fe/H]} \end{pmatrix} \begin{pmatrix} T_{eff} - T_{eff}^0 \\ \log(g) - \log(g)^0 \\ \xi_{micro} - \xi_{micro}^0 \\ [Fe/H] - [Fe/H]^0 \end{pmatrix} \quad (3.82)$$

Aplicando-se a equação 3.73 obtemos X em função dos observáveis \vec{O} ,

$$\vec{X} = \mathbf{K}\vec{M} = \mathbf{K}\mathbf{C}\vec{O} \quad . \quad (3.83)$$

Assim pode-se determinar as incertezas nas medidas de abundância relacionadas aos observáveis $\alpha, \beta, \gamma, \delta$,

$$\sigma_{X^i} = \sqrt{\sigma_{X_0^i}^2 + \left(\frac{\partial X^i}{\partial \alpha}\right)^2 \sigma_\alpha^2 + \left(\frac{\partial X^i}{\partial \beta}\right)^2 \sigma_\beta^2 + \left(\frac{\partial X^i}{\partial \gamma}\right)^2 \sigma_\gamma^2 + \left(\frac{\partial X^i}{\partial \delta}\right)^2 \sigma_\delta^2} \quad (3.84)$$

Ou ainda,

$$\sigma_{X^i} = \sqrt{\sigma_{X_0^i}^2 + \left(\sum_j^4 K_{i,1} C_{j,1}\right)^2 \sigma_\alpha^2 + \left(\sum_j^4 K_{i,2} C_{j,2}\right)^2 \sigma_\beta^2 + \left(\sum_j^4 K_{i,3} C_{j,3}\right)^2 \sigma_\gamma^2 + \left(\sum_j^4 K_{i,4} C_{j,4}\right)^2 \sigma_\delta^2} \quad (3.85)$$

Como as abundâncias químicas são expressas na forma $[X/Y]$ é preciso escrever as incertezas na forma

$$\begin{aligned} \sigma_{[X/Y]}^2 = & \sigma_X^2 + \sigma_Y^2 + \left(\sum_j^4 K_{X,1} C_{j,1} K_{Y,1} C_{j,1}\right)^2 \sigma_\alpha^2 + \left(\sum_j^4 K_{X,2} C_{j,2} K_{Y,2} C_{j,2}\right)^2 \sigma_\beta^2 \\ & + \left(\sum_j^4 K_{X,3} C_{j,3} K_{Y,3} C_{j,3}\right)^2 \sigma_\gamma^2 + \left(\sum_j^4 K_{X,4} C_{j,4} K_{Y,4} C_{j,4}\right)^2 \sigma_\delta^2 \quad (3.86) \end{aligned}$$

Os valores de $\sigma_{[X/Y]}^2$ foram utilizados como pesos para as médias ponderadas das abundâncias nas estrelas em cada aglomerado,

$$\bar{x} = \frac{\sum_{i=1}^n w_i x_i}{\sum_{i=1}^n w_i}, \text{ com } w_i = \sigma_{[X/Y]_i}^2 \quad (3.87)$$

Para a média ponderada a propagação de incertezas independentes é dada por

$$\sigma_{\bar{x}}^2 = \sum_{i=1}^n w_i^2 \sigma_i^2 \quad (3.88)$$

No caso em que $w_i = \sigma_{[X/Y]_i}^2$ a incerteza associada a média pode ser escrita como:

$$\sigma_{\bar{x}} = \sqrt{\frac{1}{\sum_{i=1}^n \sigma_{[X/Y]_i}^{-2}}} \quad (3.89)$$

Da mesma forma, os valores de $[\alpha/Fe]$ são calculados, estrela a estrela, como a média ponderada pelas incertezas das medidas de $[Mg/Fe]$, $[Si/Fe]$ e $[Ca/Fe]$.

Veremos no capítulo 4 que os resultados deste processo revelam que as abundâncias são medidas heteroscedásticas. Incertezas nas medidas de abundância podem variar em uma ordem

de grandeza (de poucos centésimos a alguns décimos) entre as estrelas de um mesmo aglomerado. Portanto, o uso de médias ponderadas é vital para determinação das abundâncias dos aglomerados. As incertezas do presente trabalho são apresentadas junto com as abundâncias na próxima seção.

3.6 Fotometria

3.6.1 Diagrama cor-magnitude

Um diagrama Hertzsprung–Russell (HRD - *Hertzsprung–Russell diagram*) consiste de um gráfico cuja abcissa contém o tipo espectral ou a temperatura efetiva das estrelas, e a ordenada contém a magnitude absoluta ou luminosidade das mesmas. O que Hertzsprung e Russell notaram é que em um plot deste tipo as estrelas se distribuem sobre regiões bem definidas. A figura 3.10 apresenta um HRD indicando alguns exemplos de estrelas conhecidas, como o Sol, Aldebaram e α Centauro.

Na seção 3.3.2 está demonstrado como a temperatura de uma estrela pode ser calculada a partir de sua cor⁷. Portanto, um diagrama com cor como abcissa e magnitude como ordenada possui estrutura similar ao diagrama HR. Esse tipo de diagrama é denominado diagrama cor-magnitude (CMD - *color-magnitude diagram*). A vantagem de construirmos um CMD em lugar de um HRD para um aglomerado é que as informações de cor e magnitude aparente são mais simples de serem obtidas do que temperaturas e luminosidades.

Modelos de evolução estelar prevêm como populações de estrelas com mesma idade e metalicidade se distribuem sobre um CMD (PARSEC - Bressan et al. 2012, BASTI - Pietrinferni et al. 2004, Dartmouth - Dotter et al. 2008, Victoria-Regina - Vandenberg et al. 2006); esses modelos são denominados isócronas. Ao ajustar uma isócrona ao CMD de um aglomerado determinam-se sua distância, idade, metalicidade e avermelhamento. Cada isócrona possui idade e metalicidade bem determinada. *Ajustar uma isócrona* significa encontrar o modelo que melhor reproduz a morfologia de um CMD e sua localização sobre o plano cor vs. magnitude. A morfologia do modelo é determinada por sua idade e metalicidade, enquanto sua posição no plano determina a distância e o avermelhamento sob o qual o aglomerado está submetido. A figura 3.11 mostra isócronas de diferentes idades e metalicidades. No painel da esquerda são apresentadas isócronas de metalicidade solar com 100, 500, 1000 e 10000 *Myr* (milhões de anos). No painel da direita são plotadas isócronas com essas idades, porém em duas metalici-

⁷Por cor entende-se a diferença entre as magnitudes medidas em dois filtros distintos. É convencional utilizar-se magnitudes mais azuis menos magnitudes mais vermelhas, $B - V$, $V - R$, $R - I$, $J - K_s$, etc.

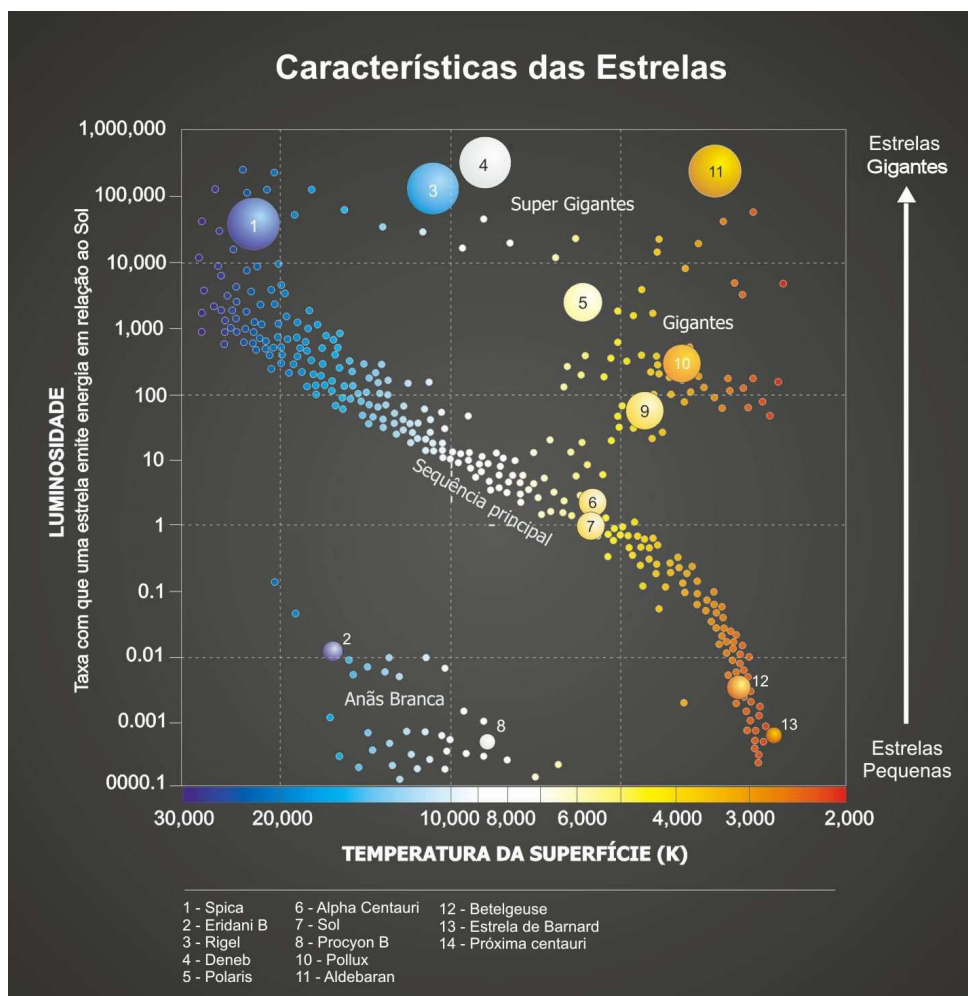


Figura 3.10: Exemplo ilustrativo de um HRD.

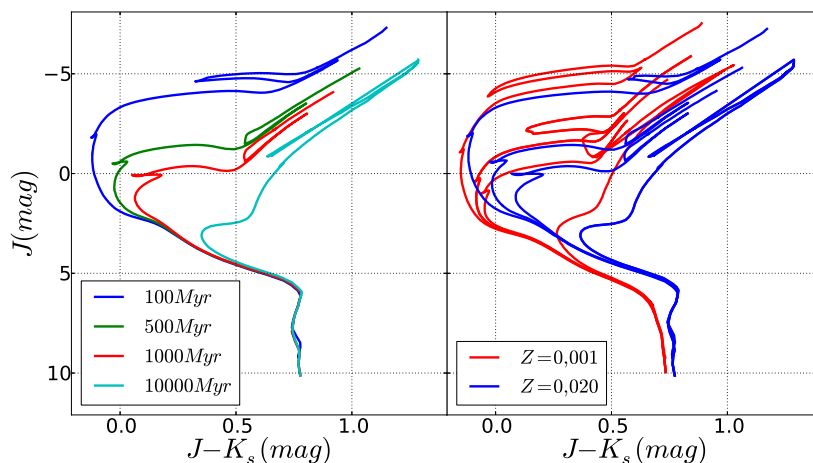


Figura 3.11: O painel da esquerda mostra isócronas geradas pelo código PARSEC para metalicidade solar com diferentes idades, de 0,1 Gyr a 10 Gyr. No painel da direita são apresentadas isócronas, com as mesmas idades do painel da esquerda, em duas metalicidades distintas, $Z = 0,001$ em vermelho e $Z = 0,020$ em azul.

idades diferentes, $Z = 0,001$ em vermelho e $Z = 0,020$ em azul. Desse gráfico é possível notar que mudanças em metalicidade promovem deslocamentos das curvas sobre o plano, além de alterações morfológicas na curva. Portanto, mudanças em metalicidade podem ser compensadas por deslocamentos da curva sobre o plano. Isso mostra que existe degenerescência entre metalicidade e idade, distância e avermelhamento. Neste trabalho minimizamos esse problema obtendo a metalicidade de medidas espectroscópicas.

Em geral, o ajuste de isócronas em aglomerados abertos não é capaz de determinar com precisão a metalicidade desses objetos, sobretudo no infravermelho, onde as diferenças entre isócronas de metalicidades distintas são menos apreciáveis que as diferenças observadas nas bandas U , B , V - por exemplo. Definindo Z a partir da equação 3.5 tem-se um parâmetro livre a menos. Neste caso, podem-se determinar idades, distâncias e avermelhamentos de maneira mais acurada.

Aglomerados abertos são principalmente encontrados sobre o disco Galáctico. Objetos sobre o disco em geral são bastante afetados por avermelhamento, dificultando sua observação, sobretudo nas bandas do visível. Utilizando fotometria no infravermelho minimizam-se os efeitos de avermelhamento, entretanto perde-se sensibilidade na determinação de metalicidade fotométrica. Essa desvantagem é eliminada, uma vez que determinamos as metalicidades utilizando espectroscopia de alta resolução. O estudo fotométrico dos aglomerados neste trabalho foi baseado na fotometria infravermelho do catálogo 2MASS, o qual é apresentado a seguir.

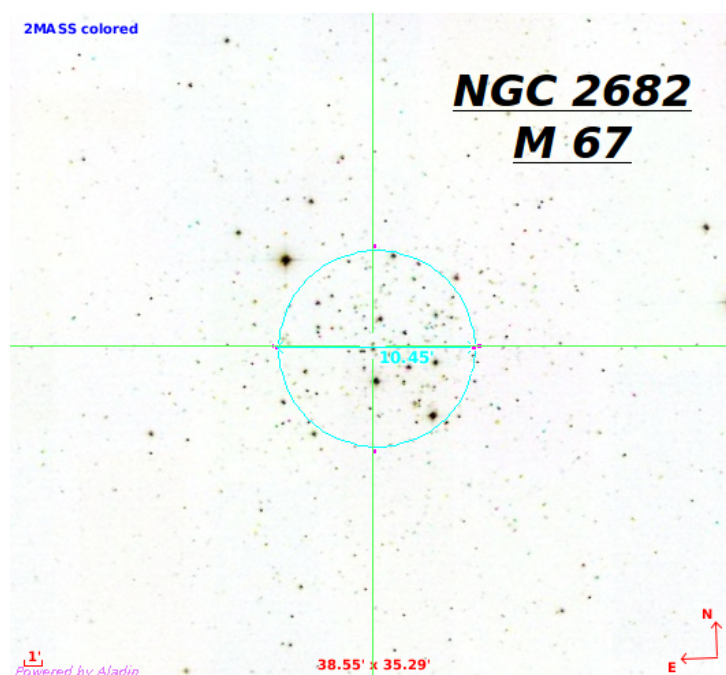


Figura 3.12: Imagem 2MASS para o aglomerado *NGC 2682*. O círculo azul marca o raio visual do aglomerado, $R_{vis} \sim 10'$.

3.6.2 The Two Micron All-Sky Survey (2MASS)

Entre 1997 e 2001, o projeto 2MASS (Skrutskie et al., 2006) obteve imagens de 99,998% do céu nas bandas $J(1,25\mu m)$, $H(1,65\mu m)$ e $K_s(2,17\mu m)$ utilizando dois telescópios de 1,3m. Seu catálogo fotométrico conta com mais de 470 milhões de fontes pontuais. Os limites de magnitude alcançados são $J_{max} = 15,8 mag$, $H_{max} = 15,1 mag$ e $K_{s,max} = 14,3 mag$ à $S/N = 10$.

8

Para a análise fotométrica dos objetos, extrações circulares em áreas com raios aproximadamente 5 vezes maiores que os raios aparentes dos aglomerados foram feitas. Por exemplo, *NGC 2682* (*M 67*) (fig. 3.12) possui um raio visual de aproximadamente $10'$. Para este aglomerado a extração foi feita em uma área circular de $60'$. A área excedente é usada para descontaminação (sec. 3.6.3) de estrelas de campo sobre o do aglomerado.

3.6.3 Descontaminação

Qualquer imagem do céu projeta objetos tridimensionais sobre um plano bidimensional. Em uma imagem como a apresentada na figura 3.12, muitas das estrelas podem estar a cente-

⁸Os dados para as fontes pontuais deste *survey* podem ser acessados via VIZIER (F. Ochsenbein et al., 2000) através do endereço <<http://vizier.cfa.harvard.edu/viz-bin/VizieR-3?-source=II/246/>>.

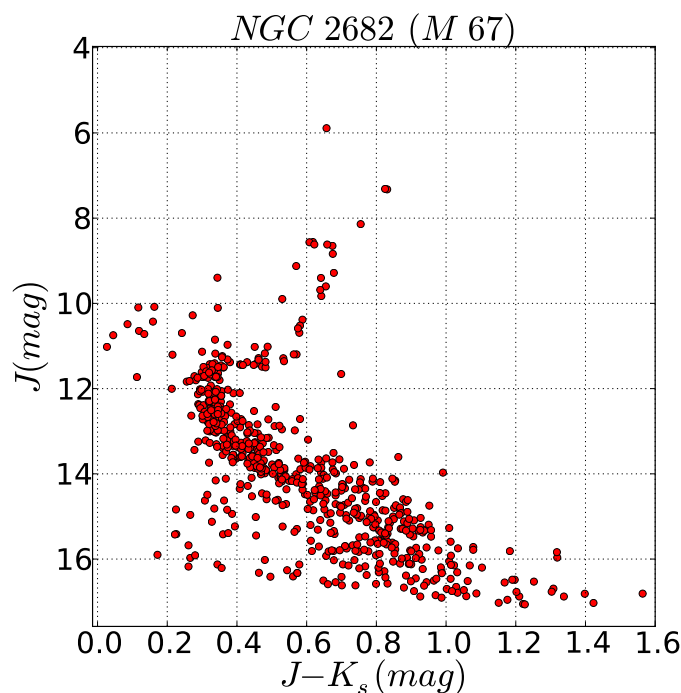


Figura 3.13: Diagrama cor magnitude de uma extração de $10'$ em torno de *NGC 2682*.

nas de parsecs do aglomerado, não tendo nenhuma ligação física com o mesmo, apenas estando projetadas na mesma região do céu. Separar estrelas de campo das estrelas membro de um aglomerado se torna particularmente importante para aglomerados a baixas latitudes e/ou projetados na direção do bojo, onde a contaminação é mais expressiva. Neste trabalho a descontaminação foi realizada através do algoritmo desenvolvido por Bonatto & Bica (2007). Esse algoritmo trabalha em um espaço tridimensional, uma magnitude e duas cores. Sua implementação é generalizada para qualquer sistema fotométrico, mas aqui trabalhou-se sempre com magnitudes em J e cores $(J - H)$ e $(J - K_s)$.

A figura 3.13 mostra o CMD do aglomerado *NGC 2682* em uma área de $10'$ de raio. A descontaminação foi feita utilizando um raio limite de dez minutos de arco, $R_{lim} = 10'$. Um anel concêntrico de raio interno $25'$ e raio externo $55'$ foi utilizado como campo de comparação. A figura 3.15 apresenta o resultado deste processo. O painel superior esquerdo mostra a distribuição espacial das estrelas na extração de $60'$. Pontos cinzas representam as estrelas sob a extração. Em vermelho são marcadas as estrelas consideradas membros do aglomerado e em azul são marcadas as estrelas utilizadas como campo de comparação. Nos painéis da direita temos diagramas cor-magnitude em $(J - H)$ e $(J - K_s)$. Pontos cinzas representam todas as estrelas na extração fotométrica e pontos coloridos representam as estrelas selecionadas membros do aglomerado. No painel inferior esquerdo temos o aglomerado descontaminado e a contaminação de estrelas de campo para uma área igual a área do aglomerado.

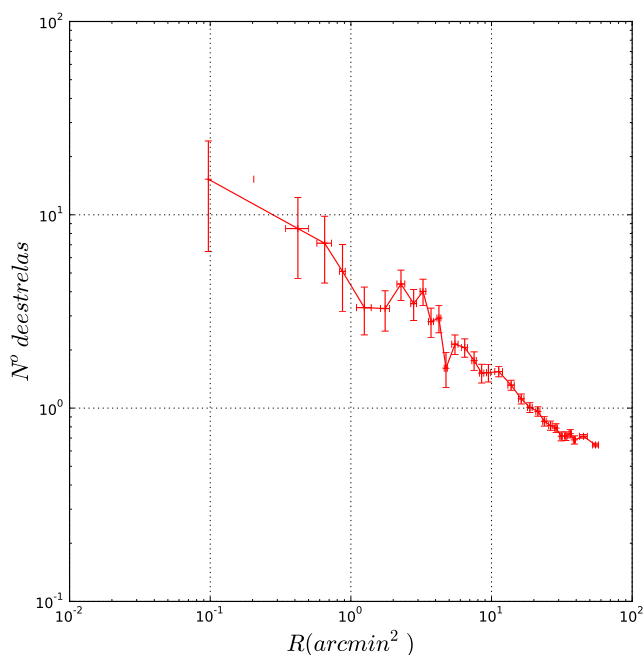


Figura 3.14: Perfil radial de densidade para *NGC 2682*.

O raio de descontaminação é determinado através do perfil radial de densidade (RDP - *Radial Density Profile*). Assumindo que distribuição espacial de estrelas de um aglomerado seja aproximadamente esférica, sua projeção sobre o plano deve ser circularmente simétrica. Obtém-se o RDP do aglomerado contando-se o número de estrelas em anéis concêntricos, centrados no aglomerado. O raio dos anéis crescem exponencialmente, já que em geral a densidade de estrelas cai exponencialmente ao longo do raio do aglomerado. O centro do aglomerado é determinado por um algoritmo que calcula RDPs em torno das coordenadas pré-estabelecidas pela literatura buscando maximizar a densidade central do objeto. Uma vez que otimizamos o centro do aglomerado, o raio de descontaminação é determinado pela intersecção entre o comportamento exponencial característico do aglomerado e o comportamento monotônico da densidade de estrelas de campo. A figura 3.14 mostra o perfil radial de densidade para *NGC 2682*. O raio de descontaminação adotado para esse aglomerado foi de $10'$. Ao contrário de medidas como o raio do núcleo ou o raio de maré, o raio de descontaminação não tem como objetivo dar uma descrição precisa da estrutura física do aglomerado. Sua determinação é subjetiva e tem como objetivo maximizar o contraste entre aglomerado e estrelas de campo no plano do CMD.

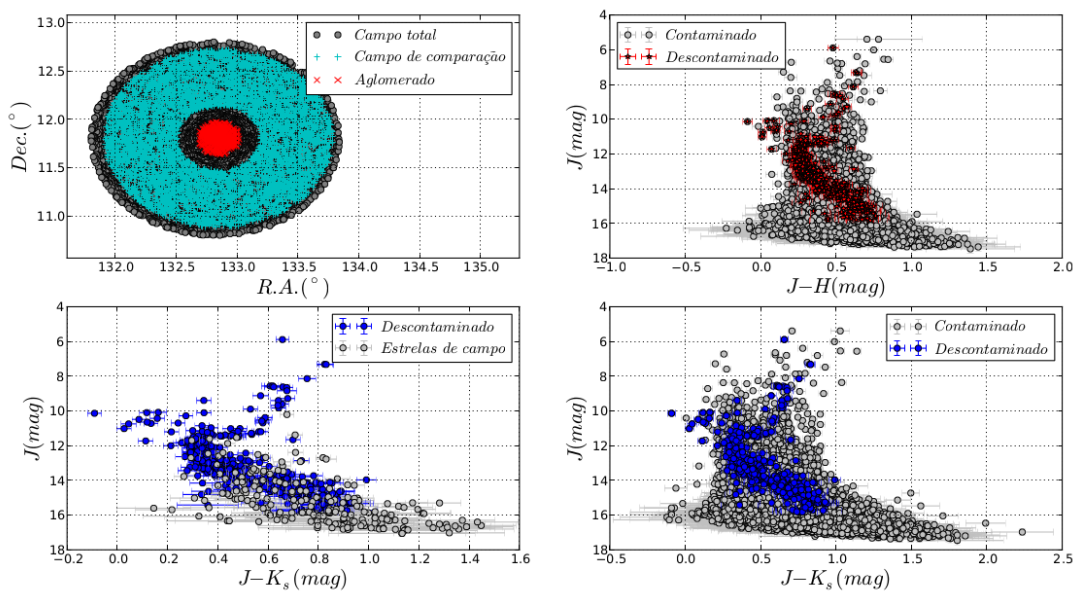


Figura 3.15: Diagrama de descontaminação para *NGC 2682*. No painel superior esquerdo os pontos cinza representam estrelas dentro de uma extração de $60'$ em torno de *NGC 2682*. Em ciano são marcadas as estrelas no campo de comparação; em vermelho, as estrelas consideradas membro do aglomerado. Nos demais painéis, pontos coloridos marcam as estrelas consideradas membro e pontos cinza a contaminação de estrelas de campo. À direita, os diagramas cor-magnitude em $J \times (J-H)$ e $J \times (J-K_s)$ em toda a extração de $60'$. No painel inferior esquerdo, os pontos em cinza mostram a contaminação de estrelas de campo para uma região com área igual a área do aglomerado.

3.6.4 Ajustes de isócronas

Uma vez que as estrelas de campo tenham sido subtraídas do CMD podemos fazer o ajuste das isócronas ao aglomerado. Utilizando valores de ferro e elementos α para calcular a metalicidade global de acordo com Salaris et al. (1993) (eq. 3.5), onde a metalicidade solar assumida foi $Z_{\odot} = 0,0152$ (Bressan et al., 2012). Este Z_{\odot} foi adotado por coerência com as isócronas de PARSEC⁹ (Bressan et al. 2012, Chen et al. 2014 e Tang et al. 2014) empregadas na determinação dos parâmetros fotométricos dos aglomerados da amostra. Com Z fixado, adotou-se a abordagem clássica para obtenção de idades, distâncias e avermelhamento através do ajuste visual de isócronas aos CMDs dos aglomerados. O ajuste visual de isócronas se baseia em características morfológicas típicas de populações estelares simples. Por exemplo, a figura 3.16 aponta quatro dessas características, a sequência principal (SP), o *turnoff* (TO), o ramo das gigantes e o *red clump* (RC). A morfologia da isócrona reflete características físicas importantes da evolução estelar. Por exemplo, as estrelas na sequência principal estão queimando hidrogênio em seus núcleos. A partir do *turnoff* estão estrelas que esgotaram o hidrogênio do núcleo, passando a queimar hidrogênio em uma casca esférica em torno do núcleo de hélio. A queima de hidrogênio na casca esférica aumenta e aquece o núcleo de hélio. Devido à degenerescência eletrônica, todas as estrelas de baixa massa criam um núcleo de hélio com aproximadamente $0,45 M_{\odot}$. Quando o núcleo atinge essa massa a ignição do núcleo ocorre em um evento violento, o flash de hélio. Como nessa fase todas as estrelas têm massa nuclear praticamente idêntica, suas luminosidades são muito similares. Isso se manifesta por um acúmulo de estrelas no que chamamos de *red clump*. A idade de um aglomerado pode ser inferida pela distância entre o *turnoff* e o *red clump*, como mostra a figura 3.11. Por outro lado, a distância é determinada pelo módulo de distância do RC ou da SP.

A figura 3.17 mostra o ajuste de isócrona para NGC 2682. Todos os aglomerados foram analisados por meio de painéis como esse. A figura 3.17 se divide em 5 gráficos. À esquerda plotamos um diagrama cor-magnitude, sempre utilizando a banda J contra a cor $J - K_s$. Todos os aglomerados foram visualizados em $J \times (J - H)$, nenhuma diferença apreciável foi encontrada. Destes plots constatou-se a consistência da lei de avermelhamento empregada, já que calculamos E_{J-H} a partir de E_{J-K_s} , via índices definidos por Cardelli et al. 1989. Círculos azuis representam as estrelas do aglomerado, estrelas vermelhas marcam estrelas que foram analisadas espectroscopicamente, círculos vermelhos representam as incertezas fotométricas médias em bins de magnitude. A posição vertical dos círculos aponta a média das magnitudes no bin. A largura dos bins é dada por $(J_{max} - J_{min}) / (N_{bins} - 1)$, com $N_{bins} = 10$. A posição horizontal dos

⁹<<http://stev.oapd.inaf.it/cmd>>

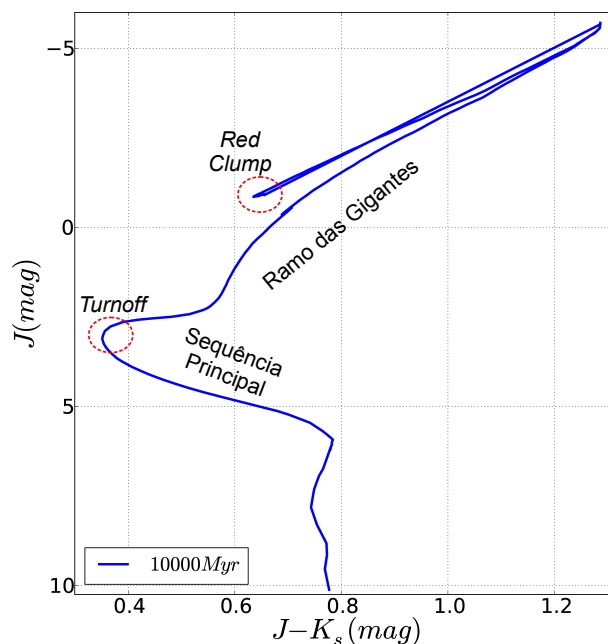


Figura 3.16: Representação esquemática dos diferentes estágios evolutivos em uma população de 10 Gyr e metalicidade solar.

círculos é arbitrária. Três isócronas de diferentes idades são traçadas. Em vermelho a isócrona que melhor se ajusta ao aglomerado, em verde uma isócrona de idade inferior e em amarelo uma de idade superior. As diferenças entre a idade da isócrona de melhor ajuste e as demais foram escolhidas com base na "resolução temporal" destes modelos. Considera-se que a incerteza associada às medidas de idade estejam relacionadas a esta "resolução" (aferida visualmente). À direita a figura 3.17 se divide em quatro diagramas, o superior esquerdo contém os parâmetros atmosféricos (T_{eff} vs. $\log(g)$) das estrelas que possuem medidas espectroscópicas. Estrelas vermelhas representam os valores calculados fotometricamente, enquanto as azuis representam os valores espectroscópicos. O quadro superior direito é um zoom no diagrama cor-magnitude, focado nas estrelas gigantes, neste quadro as barras de incerteza são colocadas ponto a ponto. No quadro inferior esquerdo mostramos o diagrama cor-magnitude do aglomerado sobreposto às estrelas que foram extraídas durante a descontaminação - círculos brancos representam as estrelas extraídas e círculos azuis as estrelas do aglomerado. Por último, o painel inferior direito mostra o perfil radial de densidade de estrelas na região do aglomerado. Neste quadro, a linha verde marca o raio de descontaminação, explicito na legenda da figura (quadro central).

Ainda que o ajuste da isócrona seja feito puramente sobre o diagrama cor-magnitude, a concordância deste com as medidas de T_{eff} e $\log(g)$ pode ser vista como um diagnóstico de qualidade do ajuste. Não apenas pelo acordo entre o modelo e as medidas, mas também pela

coincidência entre os parâmetros atmosféricos espectroscópicos e fotométricos. As medidas de $\log(g)$ e T_{eff} espectroscópicas são independentes da fotometria e não são afetadas por avermelhamento e distância. Já as medidas fotométricas destes parâmetros são bastante sensíveis à erros em avermelhamento e distância, e fracamente dependente de idade e metalicidade. Portanto, o desacordo entre medidas fotométricas e espectroscópicas diminui a medida em que nos aproximamos dos valores corretos de avermelhamento, distância, idade e metalicidade.

Para *NGC 2682*, determinaram-se idade de 4 bilhões de anos, distância de $\approx 800pc$, avermelhamento $E_{B-V} = 0,034$ e metalicidade global $Z = 0,0132$. O que está em ótimo acordo com Oliveira et al. (2013). As medidas atmosféricas e espectroscópicas concordam muito bem. As isócronas em T_{eff} vs. $\log(g)$ estão de acordo com as observações, embora sejam pouco sensíveis à idade.

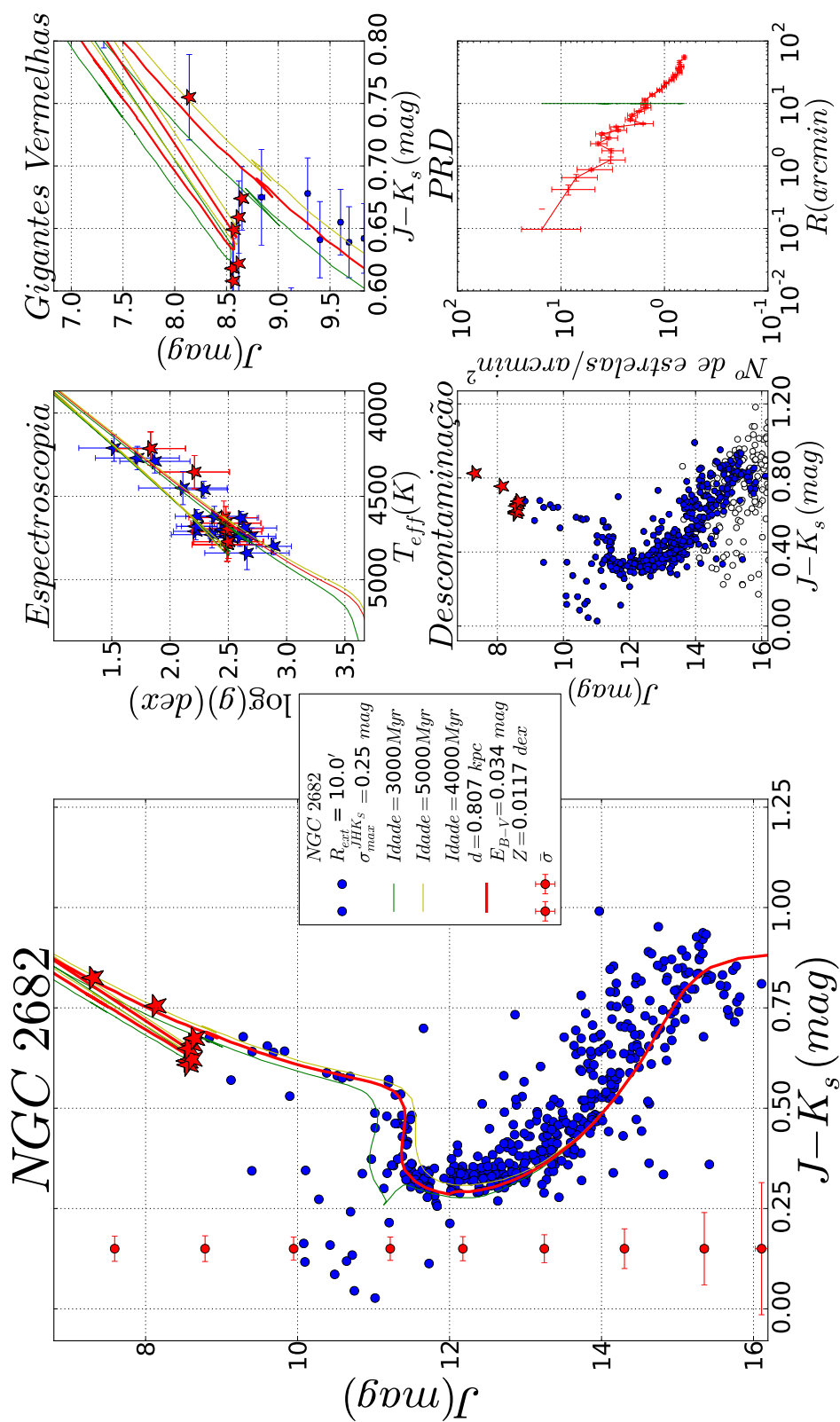


Figura 3.17: Diagrama de análise para NGC 2682.

4 *Resultados e discussões*

O presente trabalho reuniu a *expertise* de duas técnicas fundamentais em astrofísica: fotometria e espectroscopia. Através da espectroscopia de alta resolução, foi possível a criação de vínculos mais consistentes na determinação dos parâmetros fotométricos dos aglomerados. Para que se possa estudar com precisão os gradientes de abundância e a evolução química da galáxia, é essencial que tenhamos boas determinações de distância e idade. Até o momento, todos os estudos sobre a relação idade-metalicidade e sobre gradientes de abundâncias químicas (em aglomerados abertos) foram feitos sobre amostras extremamente heterogêneas. Reunindo coleções de dados baseadas em uma diversidade de técnicas, tanto para medição de distâncias e idades quanto para medidas de abundâncias químicas (Bragaglia et al. 2008; Magrini et al. 2010; Yong et al. 2012; Heiter et al. 2014; entre outros). Foram analisadas cerca de 300 estrelas em mais de 60 aglomerados, totalizando mais de 14 mil medidas de larguras equivalentes e mais de 3 milhões e meio de medidas fotométricas nas bandas J , H e K_s . Exceto pela análise de erros, os métodos adotados foram os mesmos de Alves-Brito et al. (2010). Ou seja, foram aplicados os mesmos modelos atmosféricos; e a mesma lista de linhas; e os cálculos foram feitos utilizando o mesmo software (embora as versões sejam diferente), assumindo as mesmas abundâncias de referência (*offsets*) (tabela 4.1).

Para efetivação do método, calcularam-se as abundâncias para Arcturus (HD 124897), utilizando as larguras equivalentes de Alves-Brito et al. (2010), cujos resultados são apresentados na tabela 4.2. Nota-se que as diferenças entre os dois trabalhos são da ordem ou menores que as incertezas observadas. Para os resultados aqui obtidos apresentam-se a dispersão (σ_{linhas}) entre as linhas medidas e as incertezas calculadas como descrito na seção 3.5 (σ_{pars}). Em geral, as incertezas associadas aos parâmetros atmosféricos são muito maiores que a dispersão entre linhas. As incertezas em Alves-Brito et al. (2010) são calculadas assumindo-se independência entre os parâmetros atmosféricos, esses com incertezas fixadas em $\Delta T_{eff} = \pm 75 K$, $\Delta \log(g) = \pm 0,3 dex$, $\Delta \xi_{micro} = \pm 0,2 km/s$, $\Delta[\alpha/Fe] = \pm 0,10 dex$. Ou seja, somando-se em quadratura os efeitos de cada uma das variações sobre as abundâncias de cada elemento. Os autores argumentam superestimar as incertezas através deste procedimento. As incertezas obtidas

no presente trabalho, levando-se em conta dependências entre os parâmetros atmosféricos, são ainda maiores. No entanto, embora essas incertezas estejam provavelmente superestimadas em alguns casos, esses valores são preferidos por serem teoricamente mais robustos (Epstein et al. 2010; Bensby et al. (2014)). A importância desta decisão não pode ser negligenciada, já que as abundâncias para os aglomerados são médias ponderadas por essas incertezas. Por exemplo, para *NGC 7789* dispunha-se de 38 estrelas medidas ao longo do ramo das gigantes. A figura 4.1 mostra a distribuição dos valores de $\log(g)$, $[Fe/H]$, $[Mg/Fe]$ e Z em função da temperatura; nesta figura, as cores são as incertezas nas medidas de $[Fe/H]$ e estão saturadas para valores maiores do que $0,5 \text{ dex}$. A dispersão média entre as linhas de ferro destas estrelas é pequena ($\langle \sigma_{linhas} \rangle = 0,09 \pm 0,04 \text{ dex}$, com $\sigma_{linhas}^{min} = 0,01 \text{ dex}$ e $\sigma_{linhas}^{max} = 0,17 \text{ dex}$) se comparada com as incertezas calculadas com base nos parâmetros atmosféricos ($\langle \sigma_{pars} \rangle = 0,77 \pm 1,89 \text{ dex}$, com $\sigma_{pars}^{min} = 0,03 \text{ dex}$ e $\sigma_{pars}^{max} = 11,97 \text{ dex}$). Considerou-se que incertezas maiores $0,5$ indicariam falhas na determinação espectroscópica. Em outras palavras, incertezas muito grandes em $[Fe/H]$ mostram que essas medidas são fortemente afetadas por variações nos parâmetros atmosféricos. Isso acontece principalmente nos casos em que temos poucas ($N_{Fe} \lesssim 5$ e $N_{FeII} \lesssim 2$) linhas de $[Fe/H]$ e $[FeII/H]$. A média das medidas de ferro é $\langle [Fe/H] \rangle = 0,05$, com desvio padrão $\sigma_{Fe} = 0,21$. A concentração dos pontos em torno da média mostra claramente que a dispersão entre linhas subestima as incertezas reais das medidas de ferro. Supondo uma distribuição gaussiana, 95% delas de ferro deveriam estar no intervalo $[0,13;0,23] \text{ dex}$, onde encontramos apenas $\sim 70\%$ das medidas. Por outro lado, todos os pontos estão concentrados no intervalo $[-0,63;0,53] \text{ dex}$, o que nos diz que as incertezas relacionadas aos parâmetros atmosféricos estão superestimadas em alguns casos. Isto justifica a suposição de que incertezas maiores que $0,5 \text{ dex}$ sejam vistas como falhas no método e devam ser descartadas.

Tabela 4.1: Os valores de referência, definidos em Alves-Brito et al. (2010). Esses valores foram definidos com base nas abundâncias de sete estrelas do disco fino, HD 29503, HD 45415, HD 99648, HD 100920, HD 115478, HD 186378 e HD 214376.

Espécie	$A_x \text{ (dex)}$
Fe	7,54
Na	6,24
Mg	7,66
Al	6,56
Si	7,63
Ca	6,30

Tabela 4.2: Abundâncias medidas para a estrela Arcturus.

		Alves-Brito et al. (2010)	Este trabalho	Δ
		$x \pm \sigma$	$x \pm \frac{\sigma_{linhas}}{\sigma_{pars}}$	
T_{eff}	(K)	4280 ± 75	4270 ± 30	10
$\log(g)$	(dex)	$1,69 \pm 0,3$	$1,57 \pm 0,14$	0,12
ξ_{micro}	(km/s)	$1,74 \pm 0,2$	$1,72 \pm 0,04$	0,02
[Fe/H]	(dex)	$-0,49 \pm 0,05$	$-0,52 \pm_{0,41}^{0,05}$	+0,03
[FeII/H]	(dex)	$-0,41 \pm 0,05$	$-0,53 \pm_{0,38}^{0,05}$	+0,12
[Na/Fe]	(dex)	$+0,16 \pm 0,12$	$+0,25 \pm_{0,24}^{0,15}$	-0,09
[Mg/Fe]	(dex)	$+0,33 \pm 0,04$	$+0,33 \pm_{0,27}^{0,04}$	+0,00
[Al/Fe]	(dex)	$+0,17 \pm 0,07$	$+0,20 \pm_{0,17}^{0,07}$	-0,03
[Si/Fe]	(dex)	$+0,26 \pm 0,05$	$+0,21 \pm_{0,20}^{0,06}$	+0,05
[Ca/Fe]	(dex)	$+0,04 \pm 0,05$	$+0,07 \pm_{0,06}^{0,04}$	-0,03

A figura 4.2 mostra o intervalo de temperatura, a gravidade superficial e as abundâncias de ferro (valores espectroscópicos) para as estrelas da amostra. Os histogramas na figura 4.3 apresentam uma visão geral sobre os resultados obtidos para os aglomerados. As figuras 4.8 e 4.10 mostram as relações $[X/Fe] \times [Fe/H]$ para os elementos α e para os elementos de $Z_{n^{\circ}atômico}$ ímpar, respectivamente.

A extrema heteroscedasticidade observada nos valores de $[Fe/H]$ sugere que médias simples não são representativas dos valores de abundância reais do aglomerado. Assumindo médias simples obtém-se $\langle [Fe/H] \rangle = 0,05 dex$ e $\langle [Mg/Fe] \rangle = 0,03 dex$, o que resulta em $Z = 0,0173$. Apesar dos valores de $[Fe/H]$ estarem próximos aos da literatura (Pancino et al. 2010: $\langle [Fe/H] \rangle = 0,05 dex$, Tautvaisienė et al. 2005: $\langle [Fe/H] \rangle = -0,03 dex$) um Z supersolar é incompatível com o CMD do objeto (fig. A.46). Segundo o catálogo WEBDA, o referido aglomerado possui $[Fe/H] = -0,08 dex$. A média ponderada pelo inverso da incerteza ao quadrado resulta em $\langle [Fe/H] \rangle = -0,10 dex$, $\langle [Mg/Fe] \rangle = 0,01 dex$ e $Z = 0,0099$, sendo esse valor mais coerente com o CMD do objeto.

Fotometricamente, neste trabalho determinaram-se idade, avermelhamento e distância pelo método tradicional de ajuste de isócronas em diagramas cor-magnitude (seção 4.6) para 46 aglomerados dos 57 estudados; 15 aglomerados foram retirados da amostra por limitações fo-

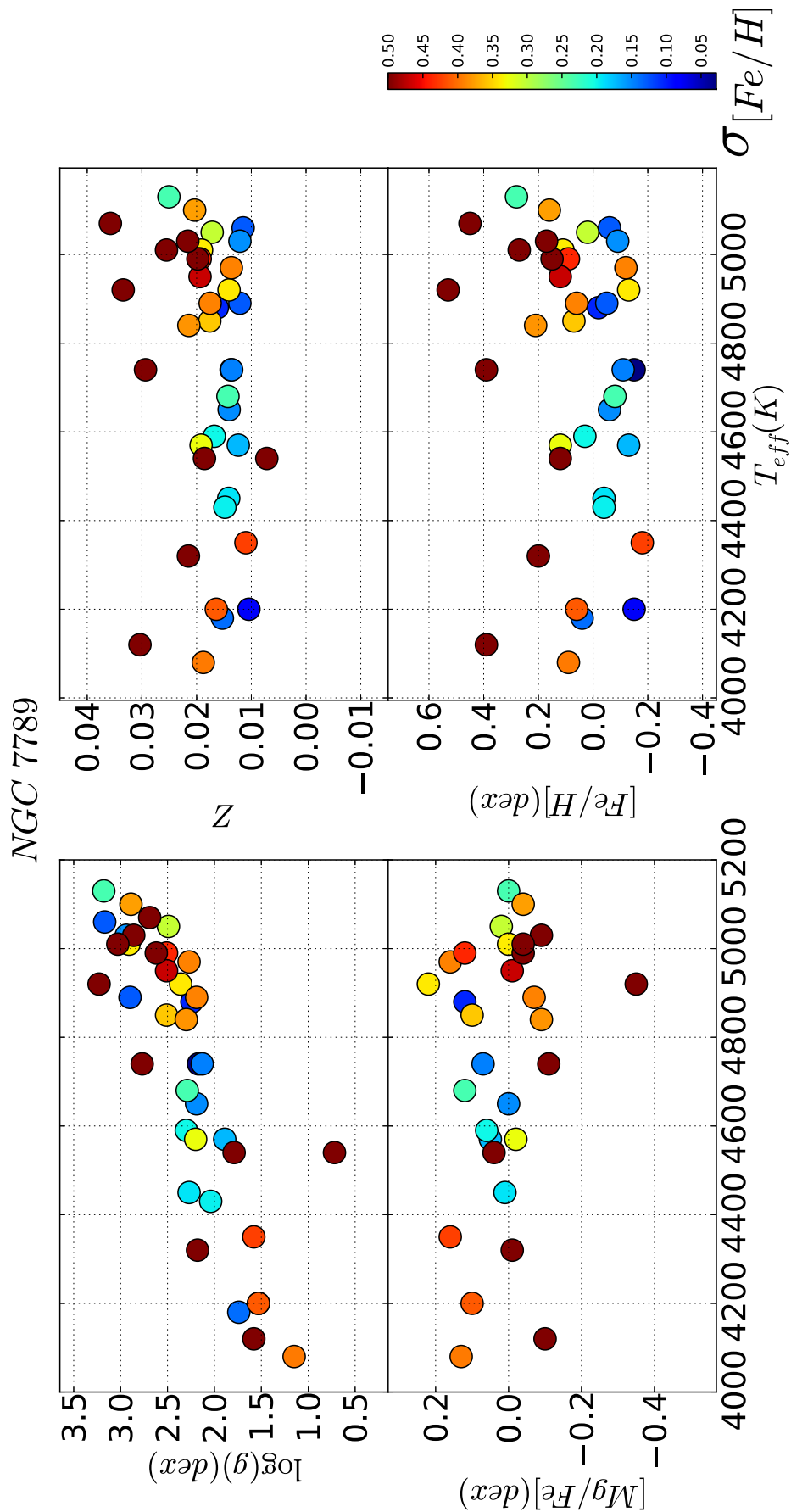


Figura 4.1: $\log(g)$, Z , $[Mg/Fe]$ e $[Fe/H]$ em função de T_{eff} . Neste *plot* as cores representam as incertezas em $[Fe/H]$, e estão saturadas em 0,5 dex.

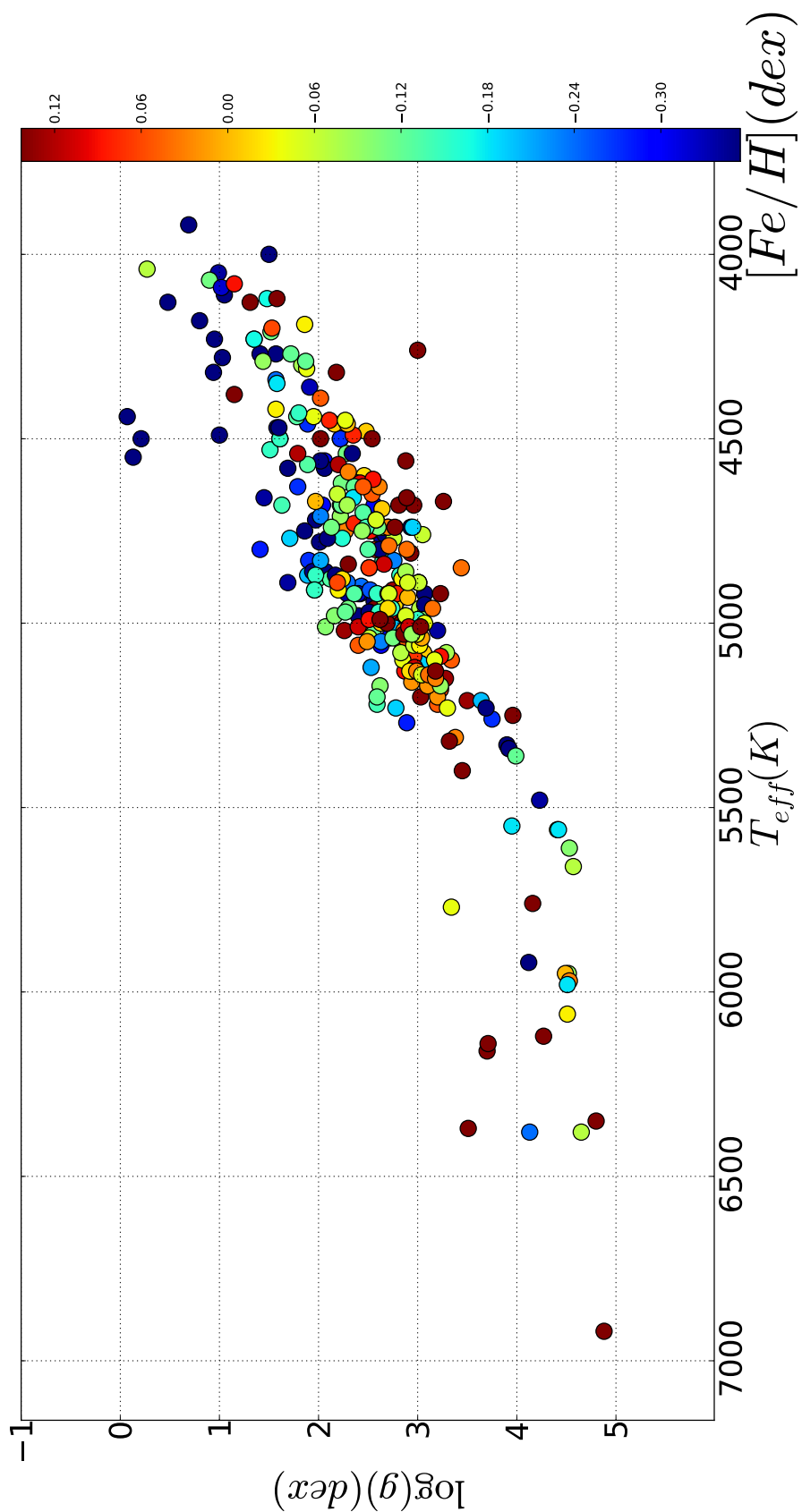


Figura 4.2: $\log(g)$ e T_{eff} para as estrelas da amostra. A escala de cores representa as $[Fe/H]$ para cada uma das estrelas. A escala de cores está saturada em $-0,35 dex$ para o azul e em $0,15 dex$ para o vermelho.

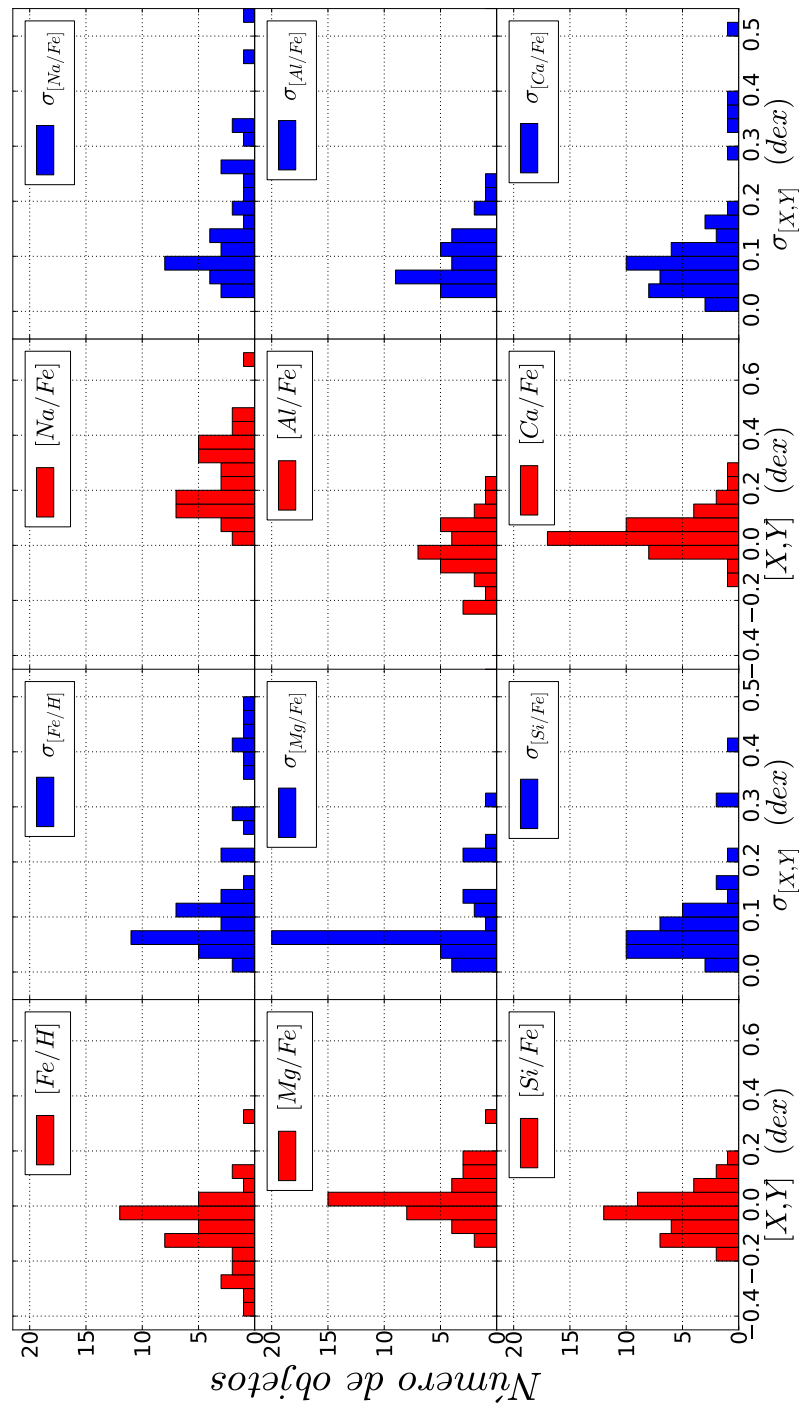


Figura 4.3: Histograma para as abundâncias de $[Fe/H]$, $[Na/Fe]$, $[Mg/Fe]$, $[Al/Fe]$, $[Si/Fe]$ e $[Ca/Fe]$ e suas respectivas incertezas.

tométricas ou por escassez de dados espectroscópicos. Os histogramas da figura 4.4 apresentam os resultados obtidos e a comparação com o catálogo de Dias et al. (2002) para os aglomerados da amostra. Como também já visto na figura 2.1, embora a amostra cubra boa parte do disco fino, ainda há lacunas, principalmente para distâncias heliocêntricas maiores que 4 kpc , tanto em direção ao disco interno quanto em direção ao disco externo. Existe também uma escassez de objetos velhos ($\gtrsim 6 \text{ Gyr}$) ou de idade intermediária ($3 \text{ Gyr} \lesssim \text{Idade} \lesssim 6 \text{ Gyr}$) e pobres em metais ($[Fe/H] < -0,4$).

A tabela 4.3 mostra as abundâncias químicas médias para os aglomerados da amostra, enquanto que as tabelas 4.4 e 4.5 trazem os parâmetros fotométricos e as coordenadas Galácticas, modulo de distâncias e distâncias heliocêntricas e galactocêntricas para os aglomerados, respectivamente. Nas tabelas B.1 e B.2 estão detalhados os parâmetros atmosféricos e as abundâncias para cada uma das estrelas nos aglomerados.

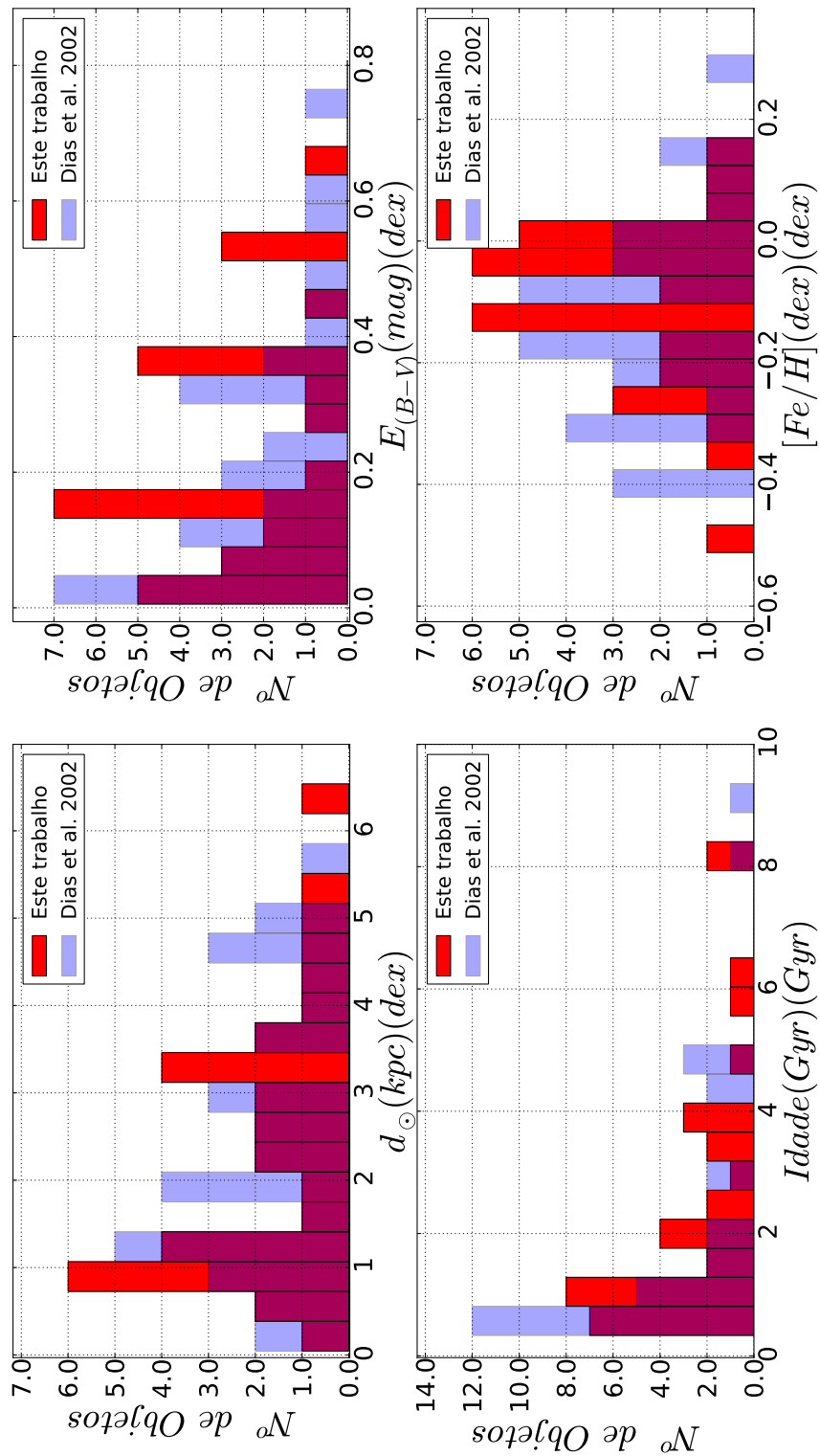


Figura 4.4: Distribuição de extinções, idades, metalicidades e distâncias heliocêntricas calculadas no presente trabalho em comparação com dados compilados por Dias et al. (2002).

Tabela 4.3: Abundâncias médias dos aglomerados da amostra, onde as incertezas são calculadas como discutido na seção 3.5.

Objeto	[Fe/H] (dex)	[Na/Fe] (dex)	[Mg/Fe] (dex)	[Al/Fe] (dex)	[Si/Fe] (dex)	[Ca/Fe] (dex)	[α /Fe] (dex)
<i>Be</i> 17	-0.16 ± 0.14	+0.30 ± 0.25	+0.08 ± 0.07	+0.01 ± 0.05	-0.03 ± 0.09	+0.04 ± 0.09	+0.009 ± 0.004
<i>Be</i> 18	-0.28 ± 0.22	+0.11 ± 0.08	+0.01 ± 0.05	-0.20 ± 0.32	+0.04 ± 0.11	+0.01 ± 0.10	+0.006 ± 0.004
<i>Be</i> 21	-0.28 ± 0.29	+0.16 ± 0.15	-0.01 ± 0.08	-0.14 ± 0.20	+0.05 ± 0.08	-0.04 ± 0.13	+0.006 ± 0.005
<i>Be</i> 32	-0.22 ± 0.08	+0.08 ± 0.03	+0.03 ± 0.02	-0.05 ± 0.03	+0.05 ± 0.03	+0.01 ± 0.04	+0.008 ± 0.002
<i>Be</i> 39	-0.10 ± 0.06	+0.18 ± 0.14	+0.05 ± 0.05	-0.02 ± 0.03	+0.00 ± 0.09	+0.00 ± 0.07	+0.010 ± 0.002
<i>Cr</i> 105	-0.36 ± 0.16	+0.06 ± 0.04	-0.01 ± 0.04	-0.14 ± 0.06	+0.09 ± 0.08	-0.03 ± 0.09	+0.005 ± 0.002
<i>Cr</i> 110	+0.01 ± 0.11	+0.00 ± 0.09	+9.99 ± 9.99	-0.04 ± 0.09	-0.03 ± 0.11	-0.04 ± 0.11	+0.012 ± 0.004
<i>Cr</i> 261	+0.02 ± 0.05	+0.12 ± 0.09	+0.03 ± 0.03	-0.04 ± 0.05	-0.05 ± 0.05	-0.03 ± 0.07	+0.012 ± 0.002
<i>Hyades</i>	+0.12 ± 0.09	+0.28 ± 0.14	+9.99 ± 9.99	-0.09 ± 0.09	+0.01 ± 0.06	-0.04 ± 0.08	+0.015 ± 0.004
<i>IC</i> 2714	+0.05 ± 0.43	+0.32 ± 1.00	+0.02 ± 0.07	-0.14 ± 0.65	+0.08 ± 0.15	-0.01 ± 0.29	+0.014 ± 0.016
<i>Me</i> 66	-0.14 ± 0.06	+0.12 ± 0.06	+0.03 ± 0.02	-0.09 ± 0.04	+0.08 ± 0.04	+0.01 ± 0.05	+0.009 ± 0.002
<i>NGC</i> 188	+0.02 ± 0.15	+0.19 ± 0.23	+0.04 ± 0.07	+0.11 ± 0.16	+0.02 ± 0.11	+0.07 ± 0.13	+0.014 ± 0.006
<i>NGC</i> 752	-0.05 ± 0.02	+0.19 ± 0.08	+0.04 ± 0.02	-0.01 ± 0.02	+0.06 ± 0.03	+0.01 ± 0.03	+0.011 ± 0.001
<i>NGC</i> 1193	-0.02 ± 0.05	+0.12 ± 0.12	-0.07 ± 0.07	-0.07 ± 0.05	+0.00 ± 0.08	-0.05 ± 0.07	+0.011 ± 0.001
<i>NGC</i> 1817	-0.01 ± 0.10	+0.11 ± 0.09	-0.09 ± 0.13	-0.15 ± 0.16	+0.04 ± 0.08	-0.07 ± 0.15	+0.011 ± 0.003
<i>NGC</i> 1883	-0.02 ± 0.07	+0.08 ± 0.08	-0.03 ± 0.07	+0.00 ± 0.06	+0.04 ± 0.08	+0.01 ± 0.08	+0.012 ± 0.002
<i>NGC</i> 2099	-0.04 ± 0.07	+0.18 ± 0.15	+9.99 ± 9.99	-0.02 ± 0.06	-0.03 ± 0.07	-0.03 ± 0.07	+0.011 ± 0.002
<i>NGC</i> 2141	-0.32 ± 0.38	+0.44 ± 0.54	+0.17 ± 0.20	+0.03 ± 0.15	+0.09 ± 0.12	+0.10 ± 0.16	+0.007 ± 0.007
<i>NGC</i> 2158	-0.13 ± 0.20	+0.23 ± 0.32	-0.03 ± 0.11	+0.18 ± 0.42	-0.02 ± 0.15	+0.04 ± 0.24	+0.010 ± 0.005
<i>NGC</i> 2251	-0.14 ± 0.11	+0.37 ± 0.34	+0.03 ± 0.07	+0.02 ± 0.04	+0.10 ± 0.10	+0.04 ± 0.11	+0.009 ± 0.003

Objeto	[Fe/H] (dex)	[Na/Fe] (dex)	[Mg/Fe] (dex)	[Al/Fe] (dex)	[Si/Fe] (dex)	[Ca/Fe] (dex)	[α /Fe] (dex)
NGC2266	-0.51 ± 0.37	+0.27 ± 0.18	+0.31 ± 0.21	+0.14 ± 0.10	+0.22 ± 0.17	+0.22 ± 0.17	+0.005 ± 0.005
NGC2324	-0.14 ± 0.04	+0.30 ± 0.10	+0.00 ± 0.05	-0.10 ± 0.04	+0.03 ± 0.03	-0.01 ± 0.06	+0.009 ± 0.001
NGC2335	-0.28 ± 0.41	+0.32 ± 0.46	+0.04 ± 0.06	-0.03 ± 0.05	+0.13 ± 0.17	+0.05 ± 0.11	+0.007 ± 0.008
NGC2360	-0.02 ± 0.05	+0.14 ± 0.09	-0.07 ± 0.07	+0.06 ± 0.04	+0.04 ± 0.03	+0.01 ± 0.06	+0.012 ± 0.002
NGC2420	-0.10 ± 0.10	+0.03 ± 0.07	+9.99 ± 9.99	-0.06 ± 0.10	-0.01 ± 0.06	-0.04 ± 0.09	+0.009 ± 0.003
NGC2447	+0.02 ± 0.15	+0.26 ± 0.27	-0.01 ± 0.07	-0.18 ± 0.32	-0.01 ± 0.09	-0.11 ± 0.21	+0.011 ± 0.004
NGC2482	-0.16 ± 0.07	+0.37 ± 0.21	+0.01 ± 0.07	+0.08 ± 0.04	+0.07 ± 0.06	+0.05 ± 0.06	+0.009 ± 0.002
NGC2506	-0.58 ± 0.48	+0.36 ± 0.34	+0.06 ± 0.07	+0.09 ± 0.08	+0.14 ± 0.18	+0.11 ± 0.11	+0.004 ± 0.005
NGC2527	-0.21 ± 0.42	+0.39 ± 0.82	-0.03 ± 0.14	-0.01 ± 0.09	+0.17 ± 0.34	+0.04 ± 0.21	+0.008 ± 0.009
NGC2539	-0.12 ± 0.06	+0.30 ± 0.16	-0.12 ± 0.12	+0.01 ± 0.03	+0.07 ± 0.07	-0.02 ± 0.09	+0.009 ± 0.001
NGC2632	+0.13 ± 0.10	+0.35 ± 0.19	+9.99 ± 9.99	-0.01 ± 0.08	+0.02 ± 0.09	+0.01 ± 0.08	+0.017 ± 0.005
NGC2660	-0.01 ± 0.04	+0.17 ± 0.10	-0.03 ± 0.04	-0.11 ± 0.07	+0.03 ± 0.04	-0.05 ± 0.07	+0.011 ± 0.001
NGC2682	-0.05 ± 0.02	+0.18 ± 0.04	+0.01 ± 0.03	-0.01 ± 0.02	+0.00 ± 0.03	-0.02 ± 0.03	+0.011 ± 0.001
NGC3532	-0.14 ± 0.21	+0.68 ± 0.96	+0.15 ± 0.21	+0.05 ± 0.07	+0.29 ± 0.38	+0.19 ± 0.28	+0.012 ± 0.007
NGC3680	-0.02 ± 0.04	+0.10 ± 0.06	+0.01 ± 0.02	-0.11 ± 0.09	+0.00 ± 0.04	-0.03 ± 0.06	+0.011 ± 0.001
NGC3960	+0.04 ± 0.03	+0.22 ± 0.08	-0.08 ± 0.05	-0.15 ± 0.05	+0.03 ± 0.02	-0.07 ± 0.05	+0.012 ± 0.001
NGC5822	-0.03 ± 0.03	+0.18 ± 0.07	-0.05 ± 0.06	+0.01 ± 0.04	+0.11 ± 0.04	+0.01 ± 0.07	+0.012 ± 0.001
NGC6134	-0.08 ± 0.45	+0.48 ± 1.16	+0.15 ± 0.31	+0.02 ± 0.11	+0.13 ± 0.28	+0.10 ± 0.33	+0.012 ± 0.015
NGC6192	-0.02 ± 0.09	+9.99 ± 9.99	+0.03 ± 0.05	+9.99 ± 9.99	+0.03 ± 0.02	+0.04 ± 0.06	+0.012 ± 0.003
NGC6253	-0.04 ± 0.12	+9.99 ± 9.99	+0.11 ± 0.06	-0.03 ± 0.04	-0.07 ± 0.17	-0.04 ± 0.13	+0.011 ± 0.003
NGC6281	-0.15 ± 0.25	+0.41 ± 1.11	+0.11 ± 0.24	+0.00 ± 0.10	+0.15 ± 0.36	+0.08 ± 0.26	+0.010 ± 0.007

Objeto	[Fe/H] (dex)	[Na/Fe] (dex)	[Mg/Fe] (dex)	[Al/Fe] (dex)	[Si/Fe] (dex)	[Ca/Fe] (dex)	[α /Fe] (dex)
NGC6404	-0.03 ± 0.07	$+9.99 \pm 9.99$	-0.04 ± 0.07	$+0.03 \pm 0.08$	-0.02 ± 0.07	-0.01 ± 0.08	$+0.011 \pm 0.002$
NGC6583	$+0.32 \pm 0.29$	$+9.99 \pm 9.99$	-0.13 ± 0.14	$+9.99 \pm 9.99$	$+0.03 \pm 0.12$	-0.05 ± 0.15	$+0.024 \pm 0.018$
NGC6819	-0.12 ± 0.12	$+0.83 \pm 0.87$	$+0.06 \pm 0.05$	-0.10 ± 0.11	-0.11 ± 0.50	-0.03 ± 0.12	$+0.009 \pm 0.003$
NGC7142	-0.06 ± 0.05	$+0.49 \pm 0.25$	$+0.11 \pm 0.05$	-0.04 ± 0.04	$+0.06 \pm 0.08$	$+0.04 \pm 0.07$	$+0.011 \pm 0.002$
NGC7789	-0.10 ± 0.03	$+0.21 \pm 0.05$	$+0.01 \pm 0.03$	$+0.01 \pm 0.02$	$+0.01 \pm 0.01$	$+0.00 \pm 0.02$	$+0.010 \pm 0.001$

Tabela 4.4: Parâmetros fotométricos derivados para os aglomerados da amostra.

Objeto	<i>R.A.</i> (<i>hh : mm : ss</i>)	<i>Dec.</i> (<i>° : ' : "</i>)	d_{\odot} (<i>kpc</i>)	$E(B - V)$ (<i>mag</i>)	<i>Idade</i> (<i>Myr</i>)
<i>Be17</i>	05 : 20 : 33.77	30 : 36 : 49.61	3.080 ± 0.150	0.518	6500 ± 0500
<i>Be18</i>	05 : 22 : 21.15	45 : 23 : 55.65	5.270 ± 0.260	0.553	3250 ± 0250
<i>Be21</i>	05 : 51 : 44.13	21 : 47 : 44.00	6.480 ± 0.310	0.657	2000 ± 0250
<i>Be32</i>	06 : 58 : 08.49	06 : 26 : 14.83	3.260 ± 0.160	0.138	4000 ± 0250
<i>Be39</i>	07 : 46 : 44.78	-04 : 35 : 25.98	3.980 ± 0.190	0.156	8000 ± 0500
<i>Cr105</i>	06 : 36 : 38.62	09 : 26 : 00.55	3.250 ± 0.160	0.553	4000 ± 0250
<i>Cr110</i>	06 : 38 : 22.15	02 : 01 : 01.22	2.230 ± 0.110	0.363	2000 ± 0250
<i>Cr261</i>	12 : 38 : 04.55	-68 : 22 : 28.55	2.680 ± 0.130	0.328	5000 ± 0380
<i>Hyades</i>	04 : 26 : 54.00	15 : 52 : 00.00	0.040 ± 0.000	0.002	0900 ± 0100
<i>IC2714</i>	11 : 17 : 28.43	-62 : 43 : 40.58	1.180 ± 0.060	0.346	0500 ± 0080
<i>Me66</i>	07 : 26 : 19.20	-47 : 40 : 26.05	4.980 ± 0.240	0.138	3500 ± 0250
<i>NGC188</i>	00 : 47 : 34.12	85 : 15 : 39.93	1.790 ± 0.090	0.035	6000 ± 0500
<i>NGC752</i>	01 : 57 : 47.13	37 : 47 : 30.38	0.420 ± 0.020	0.086	1500 ± 0250
<i>NGC1193</i>	03 : 05 : 56.83	44 : 22 : 45.60	4.810 ± 0.230	0.138	8000 ± 0500
<i>NGC1817</i>	05 : 12 : 15.00	16 : 41 : 24.00	1.600 ± 0.080	0.190	1500 ± 0250
<i>NGC1883</i>	05 : 25 : 54.86	46 : 29 : 00.23	3.740 ± 0.180	0.346	1000 ± 0180
<i>NGC2099</i>	05 : 52 : 14.98	32 : 32 : 33.77	1.160 ± 0.060	0.173	0800 ± 0100
<i>NGC2141</i>	06 : 02 : 58.35	10 : 26 : 32.76	4.290 ± 0.210	0.346	2250 ± 0250
<i>NGC2158</i>	06 : 07 : 25.38	24 : 05 : 39.47	3.760 ± 0.180	0.432	2000 ± 0250
<i>NGC2251</i>	06 : 34 : 36.79	08 : 22 : 13.77	1.030 ± 0.050	0.173	0400 ± 0050
<i>NGC2266</i>	06 : 43 : 17.72	26 : 58 : 40.14	3.060 ± 0.150	0.173	1250 ± 0250
<i>NGC2324</i>	07 : 04 : 09.24	01 : 03 : 15.25	3.210 ± 0.160	0.121	1000 ± 0180
<i>NGC2335</i>	07 : 06 : 49.00	-10 : 01 : 42.00	1.170 ± 0.060	0.259	0800 ± 0100
<i>NGC2360</i>	07 : 17 : 43.11	-15 : 37 : 55.51	1.060 ± 0.050	0.069	1250 ± 0250
<i>NGC2420</i>	07 : 38 : 24.68	21 : 34 : 37.89	2.410 ± 0.120	0.002	3000 ± 0250
<i>NGC2447</i>	07 : 44 : 26.65	-23 : 50 : 58.44	0.890 ± 0.040	0.002	0850 ± 0100
<i>NGC2482</i>	07 : 55 : 11.18	-24 : 16 : 15.81	1.100 ± 0.050	0.086	0450 ± 0050
<i>NGC2506</i>	08 : 00 : 01.00	-10 : 46 : 12.00	3.140 ± 0.150	0.121	2500 ± 0250
<i>NGC2527</i>	08 : 04 : 58.00	-28 : 08 : 48.00	0.640 ± 0.030	0.086	1250 ± 0250
<i>NGC2539</i>	08 : 10 : 37.00	-12 : 49 : 06.00	0.980 ± 0.050	0.035	1250 ± 0250
<i>NGC2632</i>	08 : 40 : 24.00	19 : 40 : 00.00	0.180 ± 0.010	0.002	0700 ± 0100
<i>NGC2660</i>	08 : 42 : 39.11	-47 : 12 : 08.00	2.710 ± 0.130	0.346	1500 ± 0250

Objeto	<i>R.A.</i> (<i>hh : mm : ss</i>)	<i>Dec.</i> (<i>° : ' : "</i>)	$d_{\odot} \pm \sigma_{d_{\odot}}$ (<i>kpc</i>)	E_{B-V} (<i>mag</i>)	$Idade \pm \sigma_{Idade}$ (<i>Myr</i>)
<i>NGC2682</i>	08 : 51 : 24.09	11 : 48 : 21.88	0.810 ± 0.040	0.035	4000 ± 0250
<i>NGC3532</i>	11 : 05 : 37.90	-58 : 45 : 49.15	0.460 ± 0.020	0.035	0800 ± 0100
<i>NGC3680</i>	11 : 25 : 40.77	-43 : 14 : 17.40	1.040 ± 0.050	0.035	2000 ± 0250
<i>NGC3960</i>	11 : 50 : 27.46	-55 : 40 : 00.02	2.120 ± 0.100	0.173	1250 ± 0250
<i>NGC5822</i>	15 : 04 : 23.81	-54 : 24 : 21.84	0.830 ± 0.040	0.002	2500 ± 0250
<i>NGC6134</i>	16 : 27 : 50.02	-49 : 08 : 31.04	0.900 ± 0.040	0.346	1250 ± 0250
<i>NGC6192</i>	16 : 40 : 23.00	-43 : 22 : 00.00	1.400 ± 0.070	0.484	0300 ± 0050
<i>NGC6253</i>	16 : 59 : 09.48	-52 : 42 : 54.15	1.560 ± 0.080	0.346	3250 ± 0250
<i>NGC6281</i>	17 : 04 : 39.00	-37 : 59 : 07.00	0.470 ± 0.020	0.225	0400 ± 0050
<i>NGC6404</i>	17 : 39 : 37.81	-33 : 15 : 09.71	1.480 ± 0.070	1.175	0200 ± 0050
<i>NGC6583</i>	18 : 15 : 49.00	-22 : 08 : 12.00	1.760 ± 0.090	0.484	1000 ± 0180
<i>NGC6819</i>	19 : 41 : 17.99	40 : 11 : 41.15	2.380 ± 0.120	0.138	2250 ± 0250
<i>NGC7142</i>	21 : 45 : 05.83	65 : 46 : 08.42	2.200 ± 0.110	0.346	3000 ± 0250
<i>NGC7789</i>	23 : 57 : 25.38	56 : 42 : 10.67	2.090 ± 0.100	0.207	1750 ± 0250

Tabela 4.5: Coordenadas Galactocêntricas, módulos de distância e distâncias heliocêntricas derivadas para os aglomerados da amostra.

Objeto	l_{GC} ($^{\circ}$)	b_{GC} ($^{\circ}$)	$(m-M)_0$ (mag)	$d_{GC} \pm \sigma_{d_{GC}}$ (kpc)	$x_{GC} \pm \sigma_{x_{GC}}$ (kpc)	$y_{GC} \pm \sigma_{y_{GC}}$ (kpc)	$Z_{GC} \pm \sigma_{z_{GC}}$ (pc)
<i>Be17</i>	+175.65	-3.65	+12.44	+11.07 \pm +0.15	-11.07 \pm +0.15	+0.23 \pm +0.01	-196.10 \pm +9.52
<i>Be18</i>	+163.63	+5.02	+13.61	+13.13 \pm +0.24	-13.04 \pm +0.24	+1.48 \pm +0.07	+461.16 \pm +22.39
<i>Be21</i>	+186.84	-2.51	+14.06	+14.46 \pm +0.31	-14.43 \pm +0.31	-0.77 \pm +0.04	-283.85 \pm +13.78
<i>Be32</i>	+207.95	+4.40	+12.57	+10.98 \pm +0.14	-10.87 \pm +0.14	-1.52 \pm +0.07	+250.22 \pm +12.15
<i>Be39</i>	+223.46	+10.10	+13.00	+11.19 \pm +0.14	-10.84 \pm +0.14	-2.69 \pm +0.13	+697.24 \pm +33.85
<i>Cr105</i>	+202.87	+1.05	+12.56	+11.07 \pm +0.14	-11.00 \pm +0.15	-1.26 \pm +0.06	+59.58 \pm +2.89
<i>Cr110</i>	+209.65	-1.98	+11.75	+10.00 \pm +0.09	-9.94 \pm +0.09	-1.10 \pm +0.05	-77.13 \pm +3.74
<i>Cr261</i>	+301.68	-5.53	+12.14	+6.98 \pm +0.07	-6.60 \pm +0.07	-2.27 \pm +0.11	-258.05 \pm +12.53
<i>Hyades</i>	+180.06	-22.34	+2.90	+8.04 \pm +0.00	-8.04 \pm +0.00	-0.00 \pm +0.00	-14.44 \pm +0.70
<i>IC2714</i>	+292.40	-1.80	+10.36	+7.63 \pm +0.02	-7.55 \pm +0.02	-1.09 \pm +0.05	-37.10 \pm +1.80
<i>Me66</i>	+259.56	-14.24	+13.49	+10.14 \pm +0.11	-8.87 \pm +0.04	-4.74 \pm +0.23	+9.99 \pm +59.46
<i>NGC188</i>	+122.84	+22.38	+11.27	+9.03 \pm +0.04	-8.90 \pm +0.04	+1.39 \pm +0.07	+682.29 \pm +33.12
<i>NGC752</i>	+335.46	-6.25	+8.12	+7.62 \pm +0.02	-7.62 \pm +0.02	-0.17 \pm +0.01	-45.72 \pm +2.22
<i>NGC1193</i>	+146.75	-12.20	+13.41	+12.25 \pm +0.19	-11.93 \pm +0.19	+2.58 \pm +0.13	+9.99 \pm +49.35
<i>NGC1817</i>	+186.16	-13.10	+11.01	+9.55 \pm +0.07	-9.55 \pm +0.08	-0.17 \pm +0.01	-361.52 \pm +17.55
<i>NGC1883</i>	+163.08	+6.16	+12.86	+11.61 \pm +0.17	-11.55 \pm +0.17	+1.08 \pm +0.05	+400.96 \pm +19.46
<i>NGC2099</i>	+177.63	+3.09	+10.33	+9.16 \pm +0.06	-9.16 \pm +0.06	+0.05 \pm +0.00	+62.81 \pm +3.05
<i>NGC2141</i>	+198.04	-5.81	+13.16	+12.14 \pm +0.20	-12.06 \pm +0.20	-1.32 \pm +0.06	-434.37 \pm +21.09
<i>NGC2158</i>	+186.63	+1.78	+12.88	+11.75 \pm +0.18	-11.74 \pm +0.18	-0.43 \pm +0.02	+116.99 \pm +5.68
<i>NGC2251</i>	+203.58	+0.11	+10.07	+8.95 \pm +0.05	-8.94 \pm +0.05	-0.41 \pm +0.02	+1.91 \pm +0.09

Objeto	l_{GC} ($^{\circ}$)	b_{GC} ($^{\circ}$)	$(m - M)_0$ (mag)	$d_{GC} \pm \sigma_{d_{GC}}$ (kpc)	$x_{GC} \pm \sigma_{x_{GC}}$ (kpc)	$y_{GC} \pm \sigma_{y_{GC}}$ (kpc)	$Z_{GC} \pm \sigma_{z_{GC}}$ (pc)
NGC2266	+187.79	+10.29	+12.43	+11.01 \pm +0.14	-10.99 \pm +0.14	-0.41 \pm +0.02	+547.52 \pm +26.58
NGC2324	+213.45	+3.30	+12.53	+10.82 \pm +0.13	-10.67 \pm +0.13	-1.77 \pm +0.09	+184.57 \pm +8.96
NGC2335	+223.60	-1.18	+10.35	+8.89 \pm +0.04	-8.85 \pm +0.04	-0.81 \pm +0.04	-24.22 \pm +1.18
NGC2360	+229.81	-1.43	+10.13	+8.72 \pm +0.03	-8.69 \pm +0.03	-0.81 \pm +0.04	-26.45 \pm +1.28
NGC2420	+198.11	+19.63	+11.91	+10.21 \pm +0.10	-10.16 \pm +0.10	-0.70 \pm +0.03	+809.13 \pm +39.28
NGC2447	+240.04	+0.14	+9.75	+8.48 \pm +0.02	-8.44 \pm +0.02	-0.77 \pm +0.04	+2.10 \pm +0.10
NGC2482	+241.63	+2.04	+10.22	+8.58 \pm +0.03	-8.52 \pm +0.03	-0.97 \pm +0.05	+39.22 \pm +1.90
NGC2506	+230.56	+9.94	+12.48	+10.26 \pm +0.10	-9.96 \pm +0.10	-2.39 \pm +0.12	+541.08 \pm +26.27
NGC2527	+246.09	+1.86	+9.02	+8.28 \pm +0.01	-8.26 \pm +0.01	-0.58 \pm +0.03	+20.57 \pm +1.00
NGC2539	+233.71	+11.11	+9.97	+8.61 \pm +0.03	-8.57 \pm +0.03	-0.78 \pm +0.04	+189.76 \pm +9.21
NGC2632	+205.92	+32.48	+6.30	+8.14 \pm +0.01	-8.14 \pm +0.01	-0.07 \pm +0.00	+97.65 \pm +4.74
NGC2660	+265.93	-3.01	+12.16	+8.63 \pm +0.04	-8.19 \pm +0.01	-2.70 \pm +0.13	-142.31 \pm +6.91
NGC2682	+215.70	+31.90	+9.54	+8.58 \pm +0.03	-8.56 \pm +0.03	-0.40 \pm +0.02	+426.78 \pm +20.72
NGC3532	+289.57	+1.35	+8.32	+7.86 \pm +0.01	-7.85 \pm +0.01	-0.43 \pm +0.02	+10.82 \pm +0.53
NGC3680	+286.76	+16.92	+10.09	+7.78 \pm +0.01	-7.71 \pm +0.01	-0.95 \pm +0.05	+302.81 \pm +14.70
NGC3960	+294.37	+6.18	+11.63	+7.39 \pm +0.05	-7.13 \pm +0.04	-1.92 \pm +0.09	+228.30 \pm +11.08
NGC5822	+321.57	+3.59	+9.60	+7.37 \pm +0.03	-7.35 \pm +0.03	-0.52 \pm +0.03	+52.09 \pm +2.53
NGC6134	+334.92	-0.20	+9.76	+7.20 \pm +0.04	-7.19 \pm +0.04	-0.38 \pm +0.02	-3.10 \pm +0.15
NGC6192	+340.65	+2.12	+10.73	+6.70 \pm +0.06	-6.68 \pm +0.06	-0.46 \pm +0.02	+51.77 \pm +2.51
NGC6253	+335.46	-6.25	+10.96	+6.62 \pm +0.07	-6.59 \pm +0.07	-0.64 \pm +0.03	-169.64 \pm +8.24
NGC6281	+340.65	+2.12	+8.38	+7.55 \pm +0.02	-7.55 \pm +0.02	-0.16 \pm +0.01	+17.57 \pm +0.85

Objeto	l_{GC} ($^{\circ}$)	b_{GC} ($^{\circ}$)	$(m - M)_0$ (mag)	$d_{GC} \pm \sigma_{d_{GC}}$ (kpc)	$x_{GC} \pm \sigma_{x_{GC}}$ (kpc)	$y_{GC} \pm \sigma_{y_{GC}}$ (kpc)	$Z_{GC} \pm \sigma_{z_{GC}}$ (pc)
NGC6404	+355.66	-1.18	+10.85	+6.52 \pm +0.07	-6.52 \pm +0.07	-0.11 \pm +0.01	-30.43 \pm +1.48
NGC6583	+9.28	-2.53	+11.23	+6.27 \pm +0.08	-6.26 \pm +0.08	+0.28 \pm +0.01	-77.82 \pm +3.78
NGC6819	+73.98	+8.48	+11.88	+7.70 \pm +0.04	-7.35 \pm +0.03	+2.26 \pm +0.11	+350.86 \pm +17.03
NGC7142	+105.35	+9.48	+11.71	+8.83 \pm +0.04	-8.57 \pm +0.03	+2.09 \pm +0.10	+362.65 \pm +17.60
NGC7789	+115.53	-5.39	+11.60	+9.09 \pm +0.05	-8.90 \pm +0.04	+1.87 \pm +0.09	-195.86 \pm +9.51

4.1 Abundâncias no disco

A existência de relações entre as abundâncias químicas e a distribuição espacial dos objetos na Galáxia é fundamental para o entendimento do histórico de formação estelar, enriquecimento químico e evolução dinâmica da Galáxia (Chiappini et al. 1997; Minchev et al. 2014; Freeman & Bland-Hawthorn 2002). Nesta seção apresentamos os resultados obtidos neste trabalho e os comparamos com determinações prévias.

4.1.1 Ferro

A figura 4.5 mostra o gradiente radial de $[Fe/H]$ para os aglomerados de nossa amostra. Nesta figura os círculos representam aglomerados, enquanto pentágonos e triângulos representam estrelas de campo extraídas de Bensby et al. (2010, 2011), sendo que tais estrelas foram analisadas utilizando a mesma metodologia aplicada no presente trabalho. O código de cores é descrito pela barra lateral e representa o módulo da distância dos objetos ao plano galáctico $|Z|$. Para melhor visualização dos dados, a escala de cores está saturada em $\approx 1 kpc$. Portanto, os pontos mais escuros possuem $Z_G \geq 1 kpc$. Um ponto vermelho, cuja localização é arbitrária, indica a barra de erro representativa destas medidas. Poucos pontos possuem grandes incertezas, de forma que assumiram-se medianas como índices de tendência central das incertezas em medidas de abundância. A caracterização detalhada destes valores pode ser encontrada na figura 4.3 ou na tabela 4.3. O gradiente radial de ferro que encontramos é $-0,045 \pm 0,011 dex kpc^{-1}$ (reta tracejada), com significância $p = 0,00013$, onde p testa a hipótese nula de que a declividade seja igual a zero. Assim, para um nível de confiança de 95% devemos obter $p \leq 0,05$ para rejeitar a hipótese de que o gradiente medido seja nulo. Claramente podemos rejeitar a nulidade do gradiente de ferro. Também foi feito um ajuste levando-se em conta as incertezas individuais em $[Fe/H]$, neste caso o gradiente encontrado foi de $-0,023 \pm 0,006 dex kpc^{-1}$ (reta sólida) com significância de 0,00065.

Yong et al. (2012) determinaram o gradiente radial em dois intervalos: $[5; 13] kpc$ e $[13; 20] kpc$; encontrando declividades de $-0,09 \pm 0,01 dex kpc^{-1}$ e $-0,02 dex kpc^{-1}$, respectivamente. Friel et al. (2010) determinaram gradiente de $-0,076 \pm 0,018 dex kpc^{-1}$ no intervalo $[5; 15] kpc$, mas observam que retirando dois objetos de comportamento irregular de sua amostra obteriam gradiente de $-0,042 \pm 0,012 dex kpc^{-1}$. Pancino et al. (2010) encontraram $-0,05 \pm 0,01 dex kpc^{-1}$ no intervalo $[5; 12] kpc$ e Carrera & Pancino (2011) $-0,046 \pm 0,005 dex kpc^{-1}$ no intervalo $[5; 25] kpc$. Portanto, o gradiente que encontramos está relativamente de acordo com valores da literatura, dadas as incertezas esperadas. Na seção 4.5 mostramos que as

diferenças entre nossas medidas de ferro e a literatura são mínimas, de forma que não esperaríamos que os gradientes de ferro fossem muito distintos dos gradientes determinados por outros autores.

4.1.2 Sódio e alumínio

Entre todos os elementos, sódio foi o único elemento a apresentar dependência com o raio galáctico, $-0,036 \pm 0,014 \text{ dex kpc}^{-1}$, com $p = 0,017$. Podemos, portanto, rejeitar a hipótese de que o seu gradiente seja nulo. Levando-se em conta as incertezas em $[Na/Fe]$ obtemos $dNa/dR_{GC} = -0,023 \pm 0,007 \text{ dex kpc}^{-1}$ e rejeitamos gradiente nulo com $p = 0,003$ (figura 4.6). Dentre a literatura citada até aqui, nenhum trabalho encontrou dependência radial para sódio. Na seção 4.5 mostramos que desacordos da ordem de $0,25 \text{ dex}$ em medidas de sódio, para o mesmo aglomerado, não são raros - de forma que, compilações de dados inhomogêneos podem eliminar gradientes mais fracos. É possível, portanto, que o gradiente de sódio seja real, não tendo sido observado em trabalhos anteriores devido à inhomogeneidade dos dados. Porém, devemos ter cautela ao interpretar esse resultado dadas as dificuldades observacionais ligadas às medidas desse elemento. Nossas medidas de sódio estão de acordo com a literatura em que os aglomerados apresentam valores supersolares. Entretanto, devemos ser cautelosos na comparação entre estrelas gigantes e anãs, sobretudo quando correções para a aproximação de equilíbrio termodinâmico local não são levadas em conta (Asplund, 2005). Bensby et al. (2014) observaram 714 anãs na vizinhança solar. Na figura 16 de seu trabalho não se identifica sobreabundância para os valores de sódio dentro do intervalo de metalicidades medidos no presente trabalho. Uma diferença tão consistente entre aglomerados e estrelas de campo exige uma explicação astrofísica contundente. Muitos autores encontram essa sobreabundância (Bragaglia et al. 2008, Jacobson et al. 2009, Friel et al. 2010, Jacobson et al. 2011, Yong et al. 2012), mas não há acordo sobre o mecanismo responsável por esse fenômeno. Mashonkina et al. (2000) determinou correções não-LTE de $-0,15 \text{ dex}$ para sódio em estrelas gigantes e Sestito et al. (2008) calculou correções não-LTE para sódio em *Be* 20, *Be* 29, *Cr* 261 e *Me* 66; nestes casos as correções não-LTE tendem a eliminam sobreabundâncias de sódio.

Yong et al. (2012) comenta que o maior gradiente radial de sua amostra, excetuando ferro, é encontrado para o alumínio $0,03 \pm 0,01 \text{ dex kpc}^{-1}$. No entanto, no presente trabalho o gradiente não nulo de alumínio pode ser rejeitado com $p = 0,229$, levando-se em conta as barras de erro, e com $p = 0,581$ em regressão linear simples. Como nos demais trabalhos da literatura, também encontramos valores supersolares para alumínio. Correções não-LTE para esse elemento são similares às correções prescritas para sódio. Portanto, é provável que as sobreabundâncias

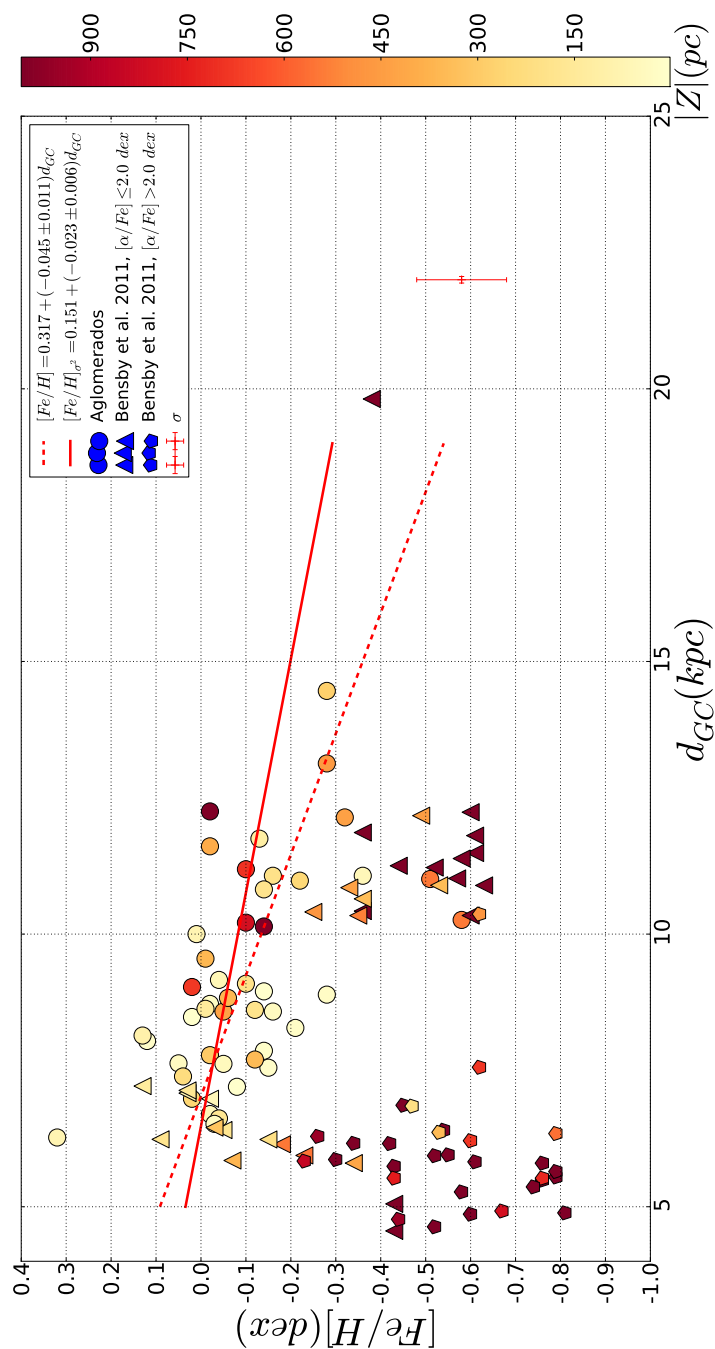


Figura 4.5: A figura mostra as abundâncias de ferro em função da distância galactocêntrica para os aglomerados da amostra (círculos) e para estrelas gigantes de campo (Bensby et al., 2010, 2011) no disco em dois intervalos de abundâncias, $[\alpha/Fe] \leq 0,2 dex$ (triângulos) e $[\alpha/Fe] > 0,2 dex$ (pentágonos). A reta tracejada representa a regressão linear simples aos dados dos aglomerados e a reta sólida representa a regressão linear ponderada pela incertezas nas medidas de $[Fe/H]$. A distância ao plano Galáctico ($|Z|$) é dada pela escala de cores na barra lateral, onde as cores estão saturadas para $|Z| = 1 kpc$.

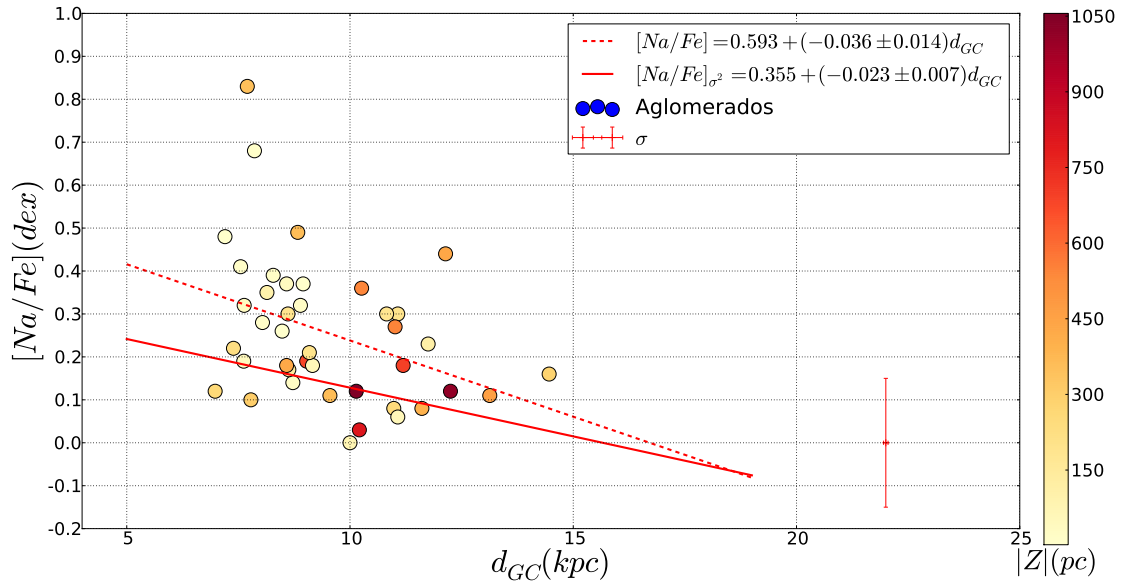


Figura 4.6: Gradiente de abundâncias de sódio. Cores, símbolos e ajustes como descritos na figura 4.5

observadas para alumínio também sejam artefatos da técnica. Uma vez que alumínio e sódio são elementos leves de número atômico ímpar, com formação similar, esperaria-se que estes elementos tivessem o mesmo comportamento. Entretanto, Bensby et al. (2014) mostram que em sua amostra de estrelas anãs o alumínio se comporta de maneira similar aos elementos α . No presente trabalho também não observamos coerência entre as abundâncias de sódio e alumínio ($p = 0,2089$), mas encontramos correlações $[(Na, Al)/Fe] : [\alpha/Fe]$ ($dNa/d\alpha = 1,208 \pm 0,364$, com $R^2 = 0,4698$ e $p = 0,0019$; $dAl/d\alpha = 1,429 \pm 0,565$, com $R^2 = 0,4194$ e $p = 0,0169$) e $[Al/Fe] : [Mg/Fe]$ ($dAl/dMg = 1,130 \pm 0,279$, com $R^2 = 0,630$ e $p = 0,0004$). A figura 4.7 mostra regressão linear simples usadas na medida dessas correlações. Na figura 4.8 são apresentadas as distribuições em $[Na/Fe] \times [Fe/H]$ e $[Al/Fe] \times [Fe/H]$.

4.1.3 Elementos α

A distribuição de valores no plano $[\alpha/Fe] \times [Fe/H]$ pode ser utilizada para separar objetos do disco espesso de objetos do disco fino. Embora a separação adequada deva incluir a cinemática do objeto, para efeitos de comparação consideramos que estrelas com $[\alpha/Fe] < 0,2 dex$ pertençam ao disco fino. A figura 4.9 apresenta a distribuição das abundâncias no plano $[\alpha/Fe] \times [Fe/H]$ para os aglomerados da amostra (círculos). Também são mostradas as estrelas gigantes de campo em Bensby et al. (2010, 2011) para o disco interno (quadrados) e para o disco externo (estrelas), onde o padrão de cores é como o definido nas figuras anteriores. Em

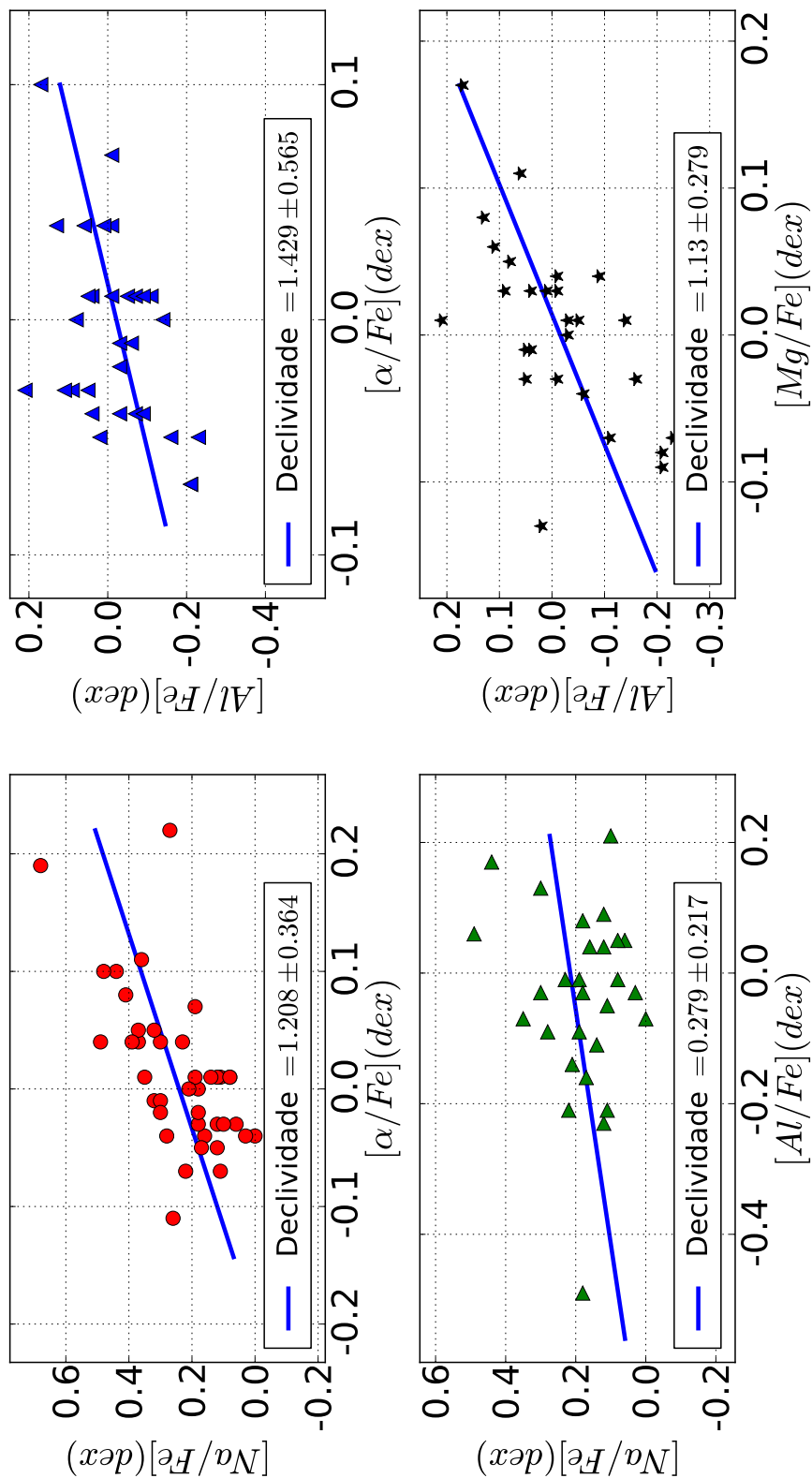


Figura 4.7: Correlações entre abundâncias $[(Na,Al)/Fe] : [\alpha/Fe]$, $[Na/Fe] : [Al/Fe]$ e $[Al/Fe] : [Mg/Fe]$.

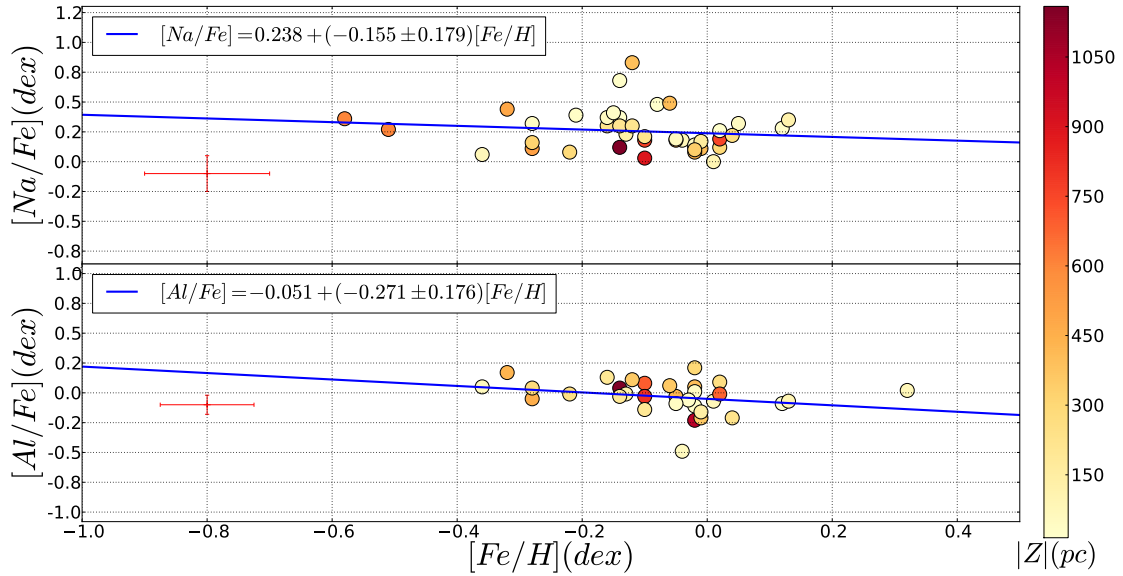


Figura 4.8: Abundâncias medidas para os elementos $[Na/Fe]$ e $[Al/Fe]$, conforme indicado na figura. Escala de cores e barras de erro são descritas como na figura 4.5.

azul, a reta de regressão refere-se aos aglomerados deste trabalho; em vermelho, representa as estrelas do disco fino ($[\alpha/Fe] < 0,2 dex$ em Bensby et al. 2010, 2011). Dadas as incertezas associadas, não é possível afirmar que exista diferenças entre o comportamento das estrelas do disco fino e os aglomerados da amostra. Com exceção do aglomerado *NGC 2266*, todos os aglomerados possuem $[\alpha/Fe]$ típicas do disco fino ($[\alpha/Fe] < 0,2 dex$), mesmo aqueles em grandes alturas $Z_{gc} > 600 kpc$. As abundâncias para $[Mg/Fe]$, $[Si/Fe]$ e $[Ca/Fe]$ são individualmente apresentadas na figura 4.10.

Em termos de gradientes, assim como em trabalhos anteriores, não encontramos variações para os elementos α em função da distância galactocêntrica. Por exemplo, para $[Mg/Fe]$, $[Si/Fe]$ e $[Ca/Fe]$ gradientes nulos não podem ser rejeitados, com $p > 0,8$ (figura 4.11).

4.2 Relação idade-metalicidade

Embora modelos de evolução química da Galáxia prevejam variações das abundâncias ao longo da história evolutiva do disco (Chiappini et al. 1997; Minchev et al. 2014), não são encontradas correlações significativas entre idade e metalicidade para aglomerados abertos. Na figura 4.12 mostramos o comportamento de $[Fe/H]$, $[Na/Fe]$ e $[Al/Fe]$ contra idade dos aglomerados. Nenhuma correlação foi encontrada, com $R^2 < 0,06$ e $p > 0,12$ para os três casos.

Exceto para $[Ca/Fe]$, que apresenta alguma correlação ainda que fraca, para os elementos

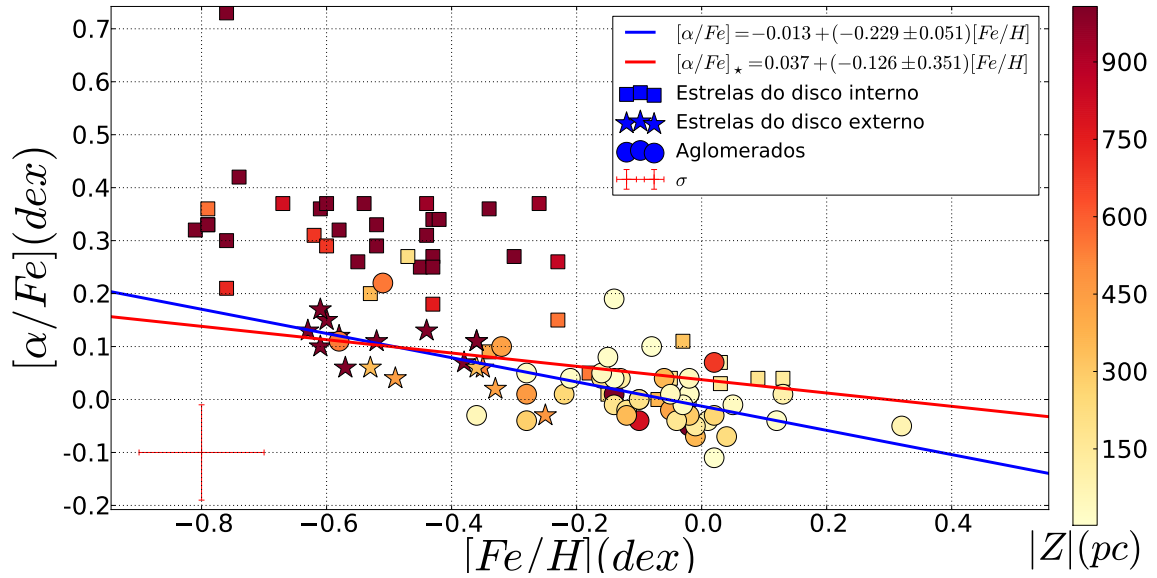


Figura 4.9: Comparação entre os aglomerados e estrelas extraídas de Bensby et al. (2010, 2011) para o disco interno (quadrados) e para o disco externo (estrelas). Neste gráfico as retas se referem aos aglomerados (linha vermelha) e a estrelas do disco fino, $[\alpha/Fe] < 0,2 dex$ (linha azul). As demais cores e símbolos são como descritas na figura 4.5.

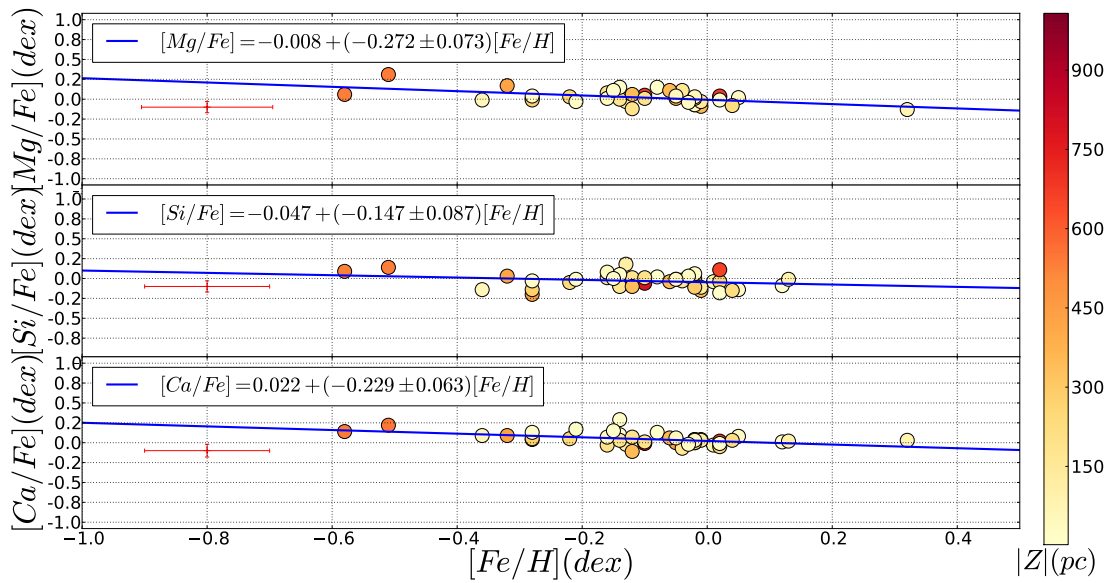


Figura 4.10: Abundâncias para os elementos α em função de $[Fe/H]$. A barra de erro típica é indicada por um ponto em vermelho em casa um dos painéis. As cores representam a coordenada Galactocêntrica $|Z|$ em parsecs.

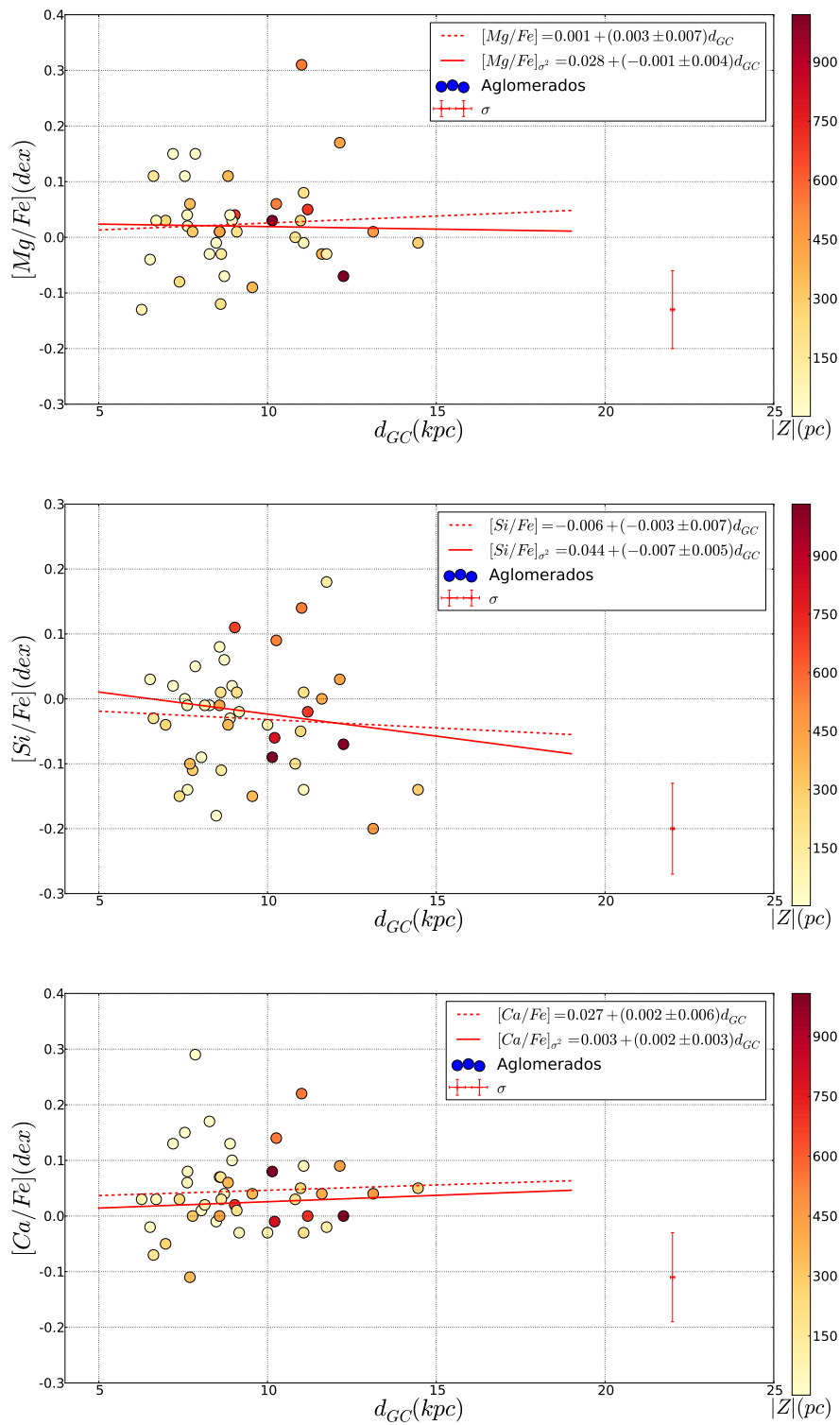


Figura 4.11: Gradiente das abundâncias dos elementos α . Cores, símbolos e ajustes como descritos na figura 4.5.

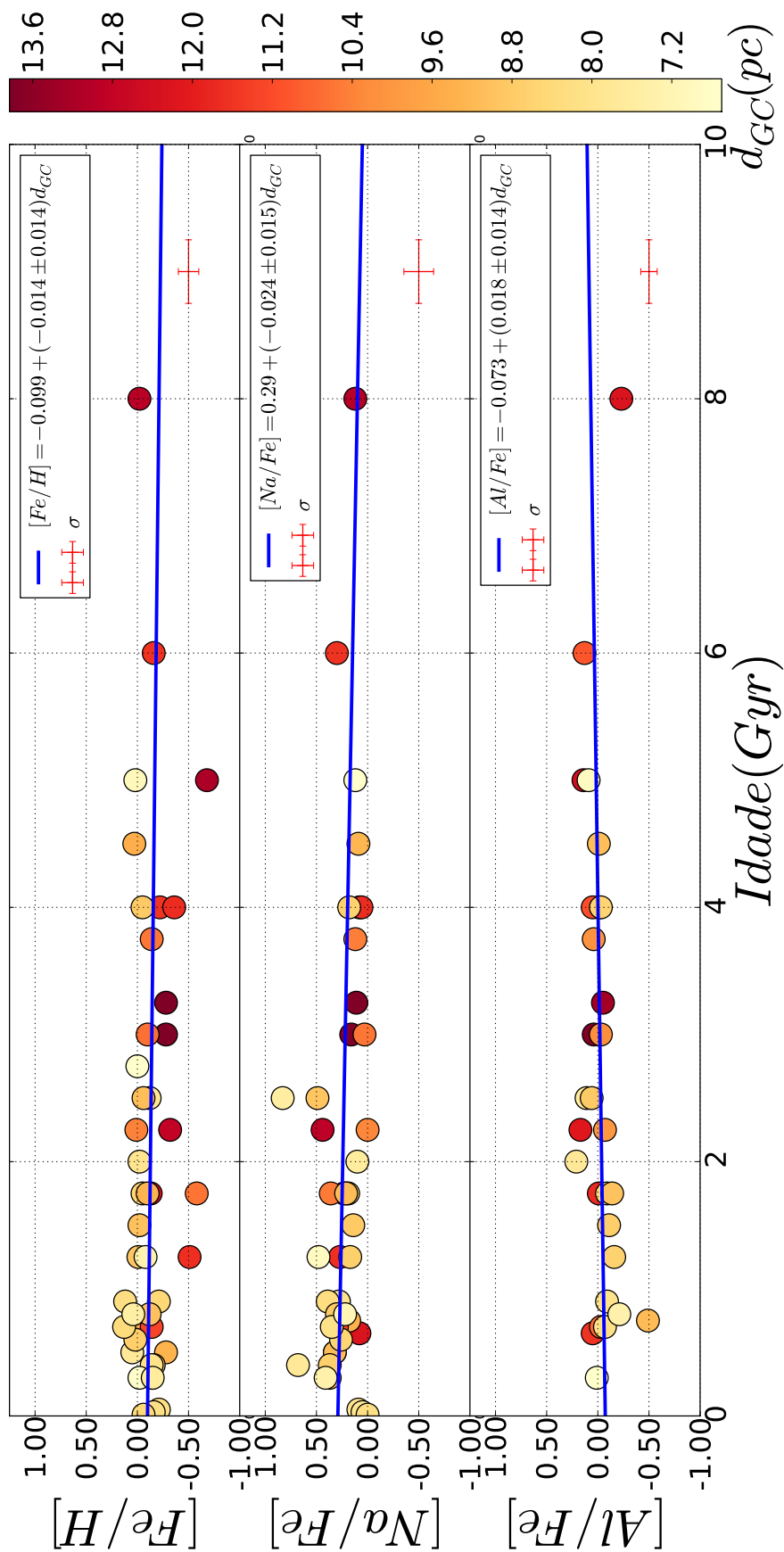


Figura 4.12: Relação idade-metalicidade para ferro, sódio e alumínio. A escala de cores representa distâncias Galactocêntricas.

α o comportamento é similar. Para cálcio temos $-0,013 \pm 0,006 \text{ dex Gyr}^{-1}$ à $R^2 \approx 0,11$ e $p = 0,02881$. Podemos rejeitar a hipótese de que exista uma relação idade-metalicidade, porém com intervalo de confiança muito próximo do mínimo aceitável. Outra maneira de se procurar correlações idade-metalicidade é buscando variações temporais no gradiente de metalicidade. Na figura 4.13 dividimos os aglomerados em intervalos de idade e calculamos os gradientes de $[Fe/H]$ em cada um dos intervalos. Não são observadas variações expressivas no gradiente de ferro entre os diferentes intervalos. Para efeitos de comparação, os intervalos de idade escolhidos foram os mesmos da figura 20 em Yong et al. (2012). A conclusão se mantém para uma divisão de idades que maximize o número de aglomerados por intervalo (figura 4.14).

4.3 Aglomerados vs. estrelas de campo

Yong et al. (2012) compara médias das abundâncias de sua compilação de aglomerados com médias das abundâncias de estrelas gigantes de campo estudadas em Bensby et al. (2010, 2011). Os autores observam diferenças de 0,09, 0,06 e 0,09 para $[Mg/Fe]$, $[Si/Fe]$ e $[Ti/Fe]$, respectivamente - no intervalo $10 \text{ kpc} \leq R_{GC} \leq 12 \text{ kpc}$ - entre seus aglomerados e as estrelas de campo. Além disso, Yong et al. (2012) encontram valores de $[Mg/Fe]$ e $[Si/Fe]$ supersolares ao longo de todo o disco ($\langle [Mg/Fe] \rangle = \langle [Si/Fe] \rangle = 0,14 \text{ dex}$ no intervalo $[5; 15] \text{ kpc}$). Na figura 4.9 mostramos que não há diferenças expressivas entre estrelas do disco fino e aglomerados abertos. Sugerem-se três motivos que poderiam justificar a divergência encontrada por Yong et al. (2012): (i) os autores comparam aglomerados abertos com uma mistura de estrelas dos discos fino e espesso; (ii) as abundâncias medidas por Yong et al. (2012) estão em escala diferentes de abundância. As diferenças sistemáticas mostradas na tabela 4.12 vão no sentido de eliminar as sobreabundâncias nos aglomerados; (iii) Hayden et al. (2015) mostraram que existe variação da metalicidade das estrelas em função de z_{GC} . Para distâncias Galactocêntricas $11 \text{ kpc} \leq R_{GC} \leq 13 \text{ kpc}$ e distâncias ao plano Galáctico $1,00 \text{ kpc} \leq |z| \leq 2,00 \text{ kpc}$ a média de $[Fe/H]$ é $-0,38 \text{ dex}$ (827 estrelas foram medidas), enquanto para $11 \text{ kpc} \leq R_{GC} \leq 13 \text{ kpc}$ e $0,00 \text{ kpc} \leq |z| \leq 0,50 \text{ kpc}$ a média de $[Fe/H]$ é $-0,23 \text{ dex}$ (6730 estrelas medidas). Portanto, a diferença observada por Yong et al. (2012) entre estrelas de campo e aglomerado também pode estar associada à posição espacial das estrelas.

4.4 Anãs vs. gigantes

Este trabalho utilizou espectroscopia de alta resolução em gigantes vermelhas para determinar a metalicidade de aglomerados abertos. Neste contexto, partimos da hipótese de que as

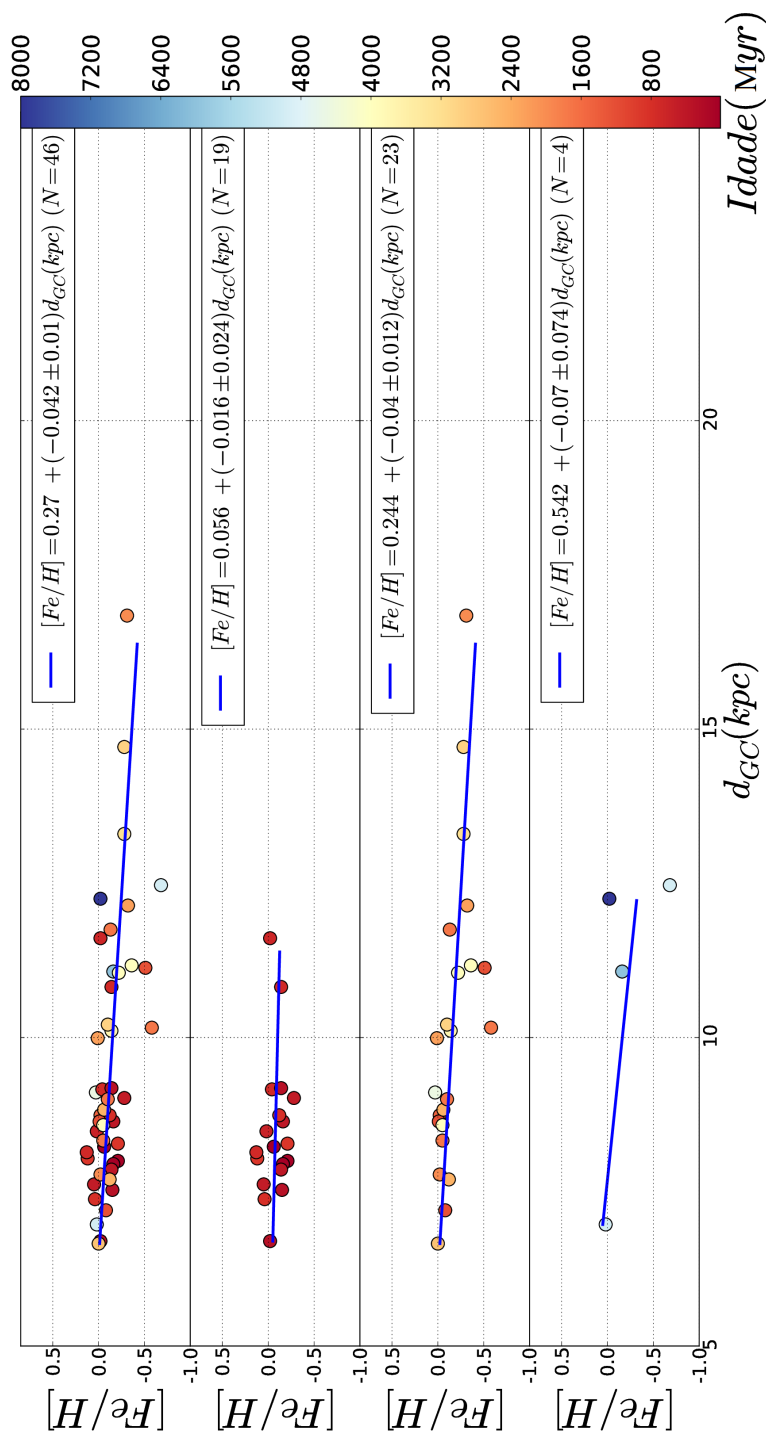


Figura 4.13: Gradientes de ferro em diferentes intervalos de idade. Nesta imagem a escala de cores representa a idade dos objetos. O painel superior inclui todos os aglomerados da amostra; os painéis subsequentes, de cima para baixo, apresentam aglomerados nos seguintes intervalos de idades $[0; 2] Gyr$, $[2; 5] Gyr$ e $[5; 8] Gyr$.

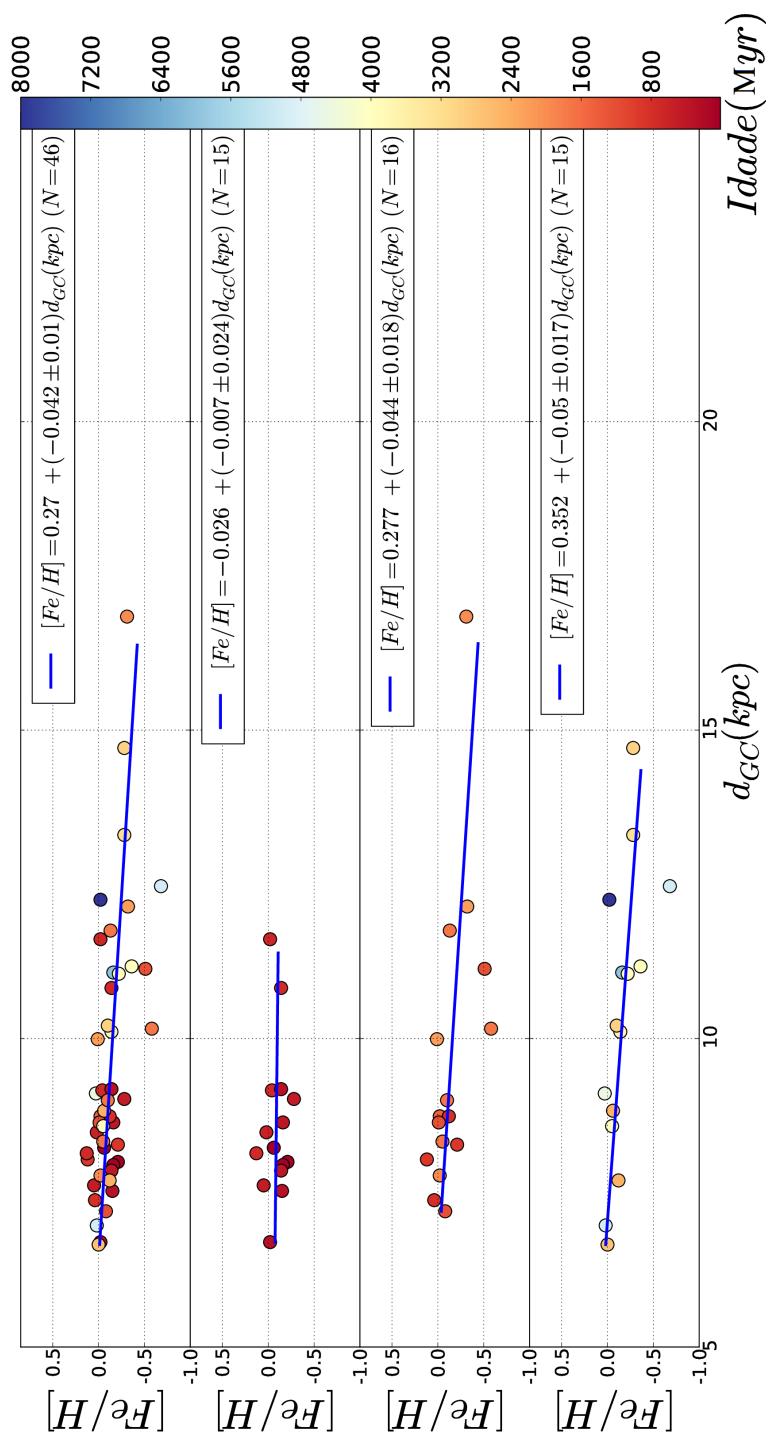


Figura 4.14: Gradientes de $[Fe/H]$ em diferentes intervalos de idade. Essa figura segue o mesmo padrão de símbolos e cores que a figura 4.13. O painel superior inclui todos os aglomerados da amostra; os painéis subsequentes, de cima para baixo, apresentam aglomerados nos seguintes intervalos de idades $[0; 1,5]$ Gyr, $[1,5; 3,0]$ Gyr e $(3; 8]$ Gyr, escolhidos de forma a dividir os aglomerados em grupos de igual número.

abundâncias nessas estrelas são representativas das abundâncias das demais estrelas do aglomerado. Entre a sequência principal e o *Red Clump* a única contaminação química proveniente da evolução estelar é causada pelo fenômeno conhecido como primeira dragagem (*first dredge-up*) (Iben 1965, Salaris et al. 2002) . Durante a sequência principal, hidrogênio é queimado em hélio via ciclo *pp* e *CNO*. Portanto, só são esperadas variações de hidrogênio, hélio, carbono, nitrogênio na atmosfera estelar. Segundo a eq. 3.5, o cálculo de Z , neste trabalho, leva em conta apenas as abundâncias de ferro e elementos α (*Mg*, *Si* e *Ca*). Portanto, não são esperadas divergências entre as metalicidades globais de estrelas anãs e gigantes. Vale ressaltar, entretanto, que a suposição de equilíbrio termodinâmico local afeta as medidas de abundância de maneira distinta para estrelas com diferentes parâmetros atmosféricos, sendo essa, portanto, outra possível fonte de divergência entre abundâncias medidas para estrelas em diferentes estágios evolutivos. Para verificar essa hipótese, apresentamos na tabela 4.6 as médias ponderadas para 2 estrelas anãs e 11 estrelas gigantes em *IC 4756*, e para 2 estrelas anãs e 7 estrelas gigantes para *NGC 3680*. Na parte superior da tabela, apresentam-se os parâmetros fotométricos; na parte central são apresentadas as abundâncias químicas (exceto para $[Fe/H]$) e metalicidades globais; na tabela inferior, estão as diferenças no sentido $X_{Gigantes} - X_{anãs}$, onde X é qualquer parâmetro indicado na tabela. Desta comparação é possível constatar que existem diferenças superiores a incerteza nas medidas de sódio. Para alumínio e silício as diferenças são grandes, mas da ordem das incertezas nas medidas de abundância. Desta forma, podemos afirmar que existem diferenças reais entre as medidas de sódio de gigantes e anãs. Embora existam cenários que preveem contaminação de *Na* na fotosfera de estrelas no ramo das gigantes via ciclo *Ne - Na* (Salaris et al., 2002), a explicação mais provável é que as diferenças sejam um problema oriundo da suposição de equilíbrio termodinâmico local, conforme mencionado na seção 4.1.2.

Tabela 4.6: Comparação entre estrelas anãs e gigantes vermelhas nos aglomerados IC 4756 e NGC 5822.

Objeto	T_{eff}	$\sigma_{T_{eff}}$	$\log(g)$	$\sigma_{\log(g)}$	ξ_{micro}	$\sigma_{\xi_{micro}}$	$[Fe/H]$	σ_{Fe}
Gigantes								
IC 4756	5160	020	3,12	0,06	1,31	0,06	-0,01	0,04
NGC 5822	5100	020	3,02	0,05	1,32	0,04	-0,03	0,03
Anãs								
IC 4756	5960	080	4,51	0,08	0,89	0,25	0,01	0,10
NGC 5822	6230	120	4,68	0,12	0,94	0,35	0,02	0,17

Objeto	$[Na/Fe]$ (dex)	σ_{Na} (dex)	$[Mg/Fe]$ (dex)	σ_{Mg} (dex)	$[Al/Fe]$ (dex)	σ_{Al} (dex)	$[Si/Fe]$ (dex)	σ_{Si} (dex)	$[Ca/Fe]$ (dex)	σ_{Ca} (dex)	$[\alpha/Fe]$ (dex)	σ_{α} (dex)	Z (dex)	σ_Z (dex)
Gigantes														
IC 4756	0,21	0,11	0,05	0,04	-0,22	0,11	-0,10	0,07	0,06	0,05	-0,05	0,10	0,0113	0,0013
NGC 5822	0,18	0,07	-0,05	0,06	-0,14	0,05	0,01	0,04	0,11	0,04	0,01	0,07	0,0117	0,0010
Anãs														
IC 4756	-0,10	0,11	x	x	-0,31	0,26	-0,20	0,18	0,04	0,04	-0,08	0,14	0,0114	0,0030
NGC 5822	-0,12	0,17	x	x	-0,38	0,59	-0,19	0,24	0,05	0,06	-0,07	0,17	0,0119	0,0052

Objeto	ΔT_{eff} (K)	$\Delta \log(g)$ (dex)	$\Delta \xi_{micro}$ (km/s)	$\Delta [Fe/H]$ (dex)	$\Delta [Na/Fe]$ (dex)	$\Delta [Mg/Fe]$ (dex)	$\Delta [Al/Fe]$ (dex)	$\Delta [Si/Fe]$ (dex)	$\Delta [Ca/Fe]$ (dex)	$\Delta \alpha$ (dex)	ΔZ (dex)
IC 4756	-800	-1,39	+0,42	-0,02	+0,31	x	+0,09	+0,10	+0,02	+0,03	-0,0001
NGC 5822	-1130	-1,66	+0,38	-0,05	+0,30	x	+0,24	+0,20	+0,06	+0,08	-0,0002

4.5 Comparação com a literatura

Por ser um aglomerado massivo, relativamente próximo e de metalicidade aproximadamente solar, *NGC 2682 (M 67)* é um dos aglomerados abertos mais estudados da literatura. Há na literatura científica mais de 200 trabalhos sobre este objeto. Dentre eles, quatro estudos (Tautvaisiene et al. 2000; Friel et al. 2010; Pancino et al. 2010 e Reddy et al. 2013) disponibilizaram larguras equivalentes medidas em espectroscopia de alta resolução para estrelas individuais do aglomerado (tabela 4.7). O aglomerado possui espectroscopia para dez estrelas gigantes, das quais seis foram observadas em mais de uma ocasião. Temos duas medidas para as estrelas 84, 105, 151, 164, 170, e quatro observações para a estrela 141. *NGC 2682 – 84* e *NGC 2682 – 141* foram observadas duas vezes por Tautvaisiene et al. (2000) em diferentes resoluções.

Por ser um aglomerado amplamente estudado e por dispor de múltiplas medidas em espectroscopia de alta resolução para uma mesma estrela, escolheu-se este objeto para uma comparação detalhada entre o presente trabalho e os dados disponíveis na literatura. Além disso, *NGC 2682* representa muito bem as características gerais dos demais objetos da amostra. Ou seja, em grande parte, os comentários feitos sobre este aglomerado podem ser estendidos aos demais objetos da amostra.

As tabelas 4.7 e 4.8 mostram o log de observação e a comparação entre a média das estrelas em cada um dos estudos. Para ferro, sódio e cálcio temos valores coerentes com a literatura, dadas as incertezas típicas. Já para magnésio, alumínio e silício observam-se diferenças apreciáveis entre os valores obtidos e a literatura. Tais diferenças estão ligadas à definição das abundâncias de referência e à inomogeneidades na metodologia aplicada. Embora não estejam claras as influências de cada uma das características metodológicas (lista de linhas, modelos atmosféricos, determinação dos parâmetros atmosféricos, etc.) que levam a estas diferenças, suas ocorrências são bem documentadas (como, por exemplo, em Heiter et al. 2014, Yong et al. 2012, Friel et al. 2010).

Na parte superior da tabela 4.9 apresentamos os valores constantes na literatura para a estrela *NGC 2682 – 141*, enquanto na parte inferior da mesma tabela estão os valores calculados neste trabalho, para o mesmo alvo. Para efeitos de comparação, apresentam-se as médias \bar{x} e desvios padrão $\sigma_{\bar{x}}$ para cada uma das grandezas. Nas duas últimas colunas da parte inferior desta tabela estão a comparação entre as médias e os desvios. Os valores são coerentes com as médias apresentadas na tabela 4.8, apesar das diferenças serem ligeiramente maiores.

Como mencionado no capítulo 3, este trabalho se baseia em larguras equivalentes disponíveis na literatura. Sendo assim, as linhas de absorção utilizadas em cada estrela são apenas

Tabela 4.7: Alvos em NGC 2682, fotometria e sinal ruído espectral.

Estrela	$R.A.^{\dagger}(hh : mm : ss)$	$Dec.^{\dagger}(^{\circ} : ' : ")$	$V(mag)$	$K_s(mag)$	S/N
Friel et al. (2010)	$R \approx 28000$				
105	08:51:17,10	+11:48:16,01	10,31	7,385	170
141	08:51:22,80	+11:48:01,66	10,346	7,942	150
170	08:51:29,94	+11:47:17,16	9,63	6,489	180
Pancino et al. (2010)	$R \approx 30000$				
141	08:51:22,80	+11:48:01,70	10,346	7,942	85
223	08:51:43,90	+11:56:42,30	10,500	7,996	85
286	08:52:18,60	+11:44:26,30	10,500	7,923	105
Reddy et al. (2013)	$R \approx 55000$				
84	08:51:12,73	+11:52:42,68	10,4	7,976	130
151	08:51:26,22	+11:53:52,23	10,5	7,960	120
164	08:51:29,03	+11:50:33,40	10,441	7,958	120
Tautvaisiene et al. (2000)	$R \approx 30000$				
84*	08:48:26,00	+12:24:54,00	10,4	7,976	>100
105	08:48:29,40	+12:02:54,00	10,31	7,385	>100
141*	08:48:35,40	+11:38:12,00	10,346	7,942	>100
151	08:48:36,40	+11:48:06,00	10,5	7,960	>100
164	08:48:37,80	+12:24:06,00	10,441	7,958	>100
170	08:48:38,40	+11:41:14,00	9,63	6,489	>100
224	08:48:42,60	+11:38:14,00	9,63	6,489	>100

Notas:

†: Coordenadas J2000

*: Medidas em $R \sim 30000$ e $R \sim 60000$

Tabela 4.8: Comparação entre a média ponderada das abundâncias calculadas neste trabalho com os dados presentes na literatura. As últimas colunas apresentam média aritmética, desvio padrão para os valores da literatura e as diferenças entre as médias calculadas neste trabalho e as médias na literatura.

Elemento	Este trabalho	Reddy	Tautvaisiene	Pancino	Friel	$\bar{x}_{lit} \pm \sigma_{x_{lit}}$	$\bar{x}_{lit} - \bar{x}$
[Fe/H]	$-0,05 \pm 0,02$	$-0,08 \pm 0,02$	$+0,00 \pm 0,06$	$+0,05 \pm 0,02$	$+0,03 \pm 0,08$	$+0,00 \pm 0,05$	+0,05
[Na/Fe]	$+0,18 \pm 0,04$	$+0,25 \pm 0,02$	$+0,20 \pm 0,00$	$+0,08 \pm 0,09$	$+0,13 \pm 0,06$	$+0,17 \pm 0,07$	-0,01
[Mg/Fe]	$+0,01 \pm 0,03$	$+0,16 \pm 0,02$	$+0,09 \pm 0,00$	$+0,27 \pm 0,04$	$+0,05 \pm 0,06$	$+0,14 \pm 0,08$	+0,13
[Al/Fe]	$-0,03 \pm 0,03$	$+0,09 \pm 0,01$	$+0,13 \pm 0,02$	$+0,03 \pm 0,02$	$+0,11 \pm 0,04$	$+0,09 \pm 0,04$	+0,12
[Si/Fe]	$-0,01 \pm 0,02$	$+0,20 \pm 0,02$	$+0,09 \pm 0,04$	$+0,10 \pm 0,02$	$+0,18 \pm 0,06$	$+0,14 \pm 0,05$	+0,15
[Ca/Fe]	$+0,00 \pm 0,03$	$+0,04 \pm 0,02$	$+0,06 \pm 0,10$	$-0,16 \pm 0,03$	$-0,08 \pm 0,08$	$-0,04 \pm 0,09$	-0,04

Tautvaisiene – Tautvaisiene et al. (2000); Pancino – Pancino et al. (2010); Friel – Friel et al. (2010);

Tabela 4.9: Comparação com a literatura para a estrela NGC 2682 – 141.

Dados extraídos da literatura					\bar{x}	σ_x		
Quantidade	Friel	Pancino	Tautvaisiene - R1	Tautvaisiene - R2				
$T_{eff}(K)$	4700	4650	4730	4730	4693	33		
$\sigma_{T_{eff}}(K)$	x	x	x	x	x	x		
$\log(g)(dex)$	2,4	2,8	2,4	2,4	2,53	0,19		
$\sigma_{\log(g)}(dex)$	x	x	x	x	x	x		
$\xi_{micro}(km/s)$	1,5	1,3	1,6	1,8	1,29	0,18		
$\sigma_{\xi_{micro}}(km/s)$	x	x	x	x	x	x		
$[Fe/H](dex)$	0,10	0,06	-0,01	0,01	0,05	0,05		
$\sigma_{Fe/H}(dex)$	0,13	0,10	0,11	0,06	0,11	0,01		
$[Na/Fe](dex)$	0,14	0,10	0,20	0,24	0,15	0,04		
$\sigma_{Na/Fe}(dex)$	0,15	0,04	0,15	x	0,11	0,05		
$[Mg/Fe](dex)$	0,13	0,29	0,06	0,10	0,16	0,10		
$\sigma_{Mg/Fe}(dex)$	0,09	0,10	0,13	x	0,11	0,02		
$[Al/Fe](dex)$	0,13	0,06	0,13	0,07	0,11	0,03		
$\sigma_{Al/Fe}(dex)$	0,04	0,05	0,09	0,01	0,06	0,02		
$[Si/Fe](dex)$	0,25	0,09	0,07	0,10	0,14	0,08		
$\sigma_{Si/Fe}(dex)$	0,09	0,08	0,13	0,04	0,10	0,02		
$[Ca/Fe](dex)$	0,03	-0,13	-0,04	0,08	-0,05	0,07		
$\sigma_{Ca/Fe}(dex)$	0,11	0,03	0,13	0,05	0,09	0,04		
Valores recalculados					\bar{x}	σ_x		
Ref,	Friel	Pancino	Tautvaisiene - R1	Tautvaisiene - R2			$\bar{x}_{lit} - \bar{x}$	$\sigma_{x_{lit}}/\sigma_x$
$T_{eff}(K)$	4730	4740	4750	4700	4730	19	-37	1,76
$\sigma_{T_{eff}}(K)$	80	50	70	50	63	13	x	x
$\log(g)(dex)$	2,36	2,70	2,52	2,45	2,51	0,12	0,02	1,51
$\sigma_{\log(g)}(dex)$	0,35	0,23	0,16	0,19	0,23	0,07	x	x
$\xi_{micro}(km/s)$	1,50	1,56	1,47	2,00	1,63	0,21	-0,34	0,84
$\sigma_{\xi_{micro}}(km/s)$	0,10	0,07	0,10	0,10	0,09	0,01	x	x
$[Fe/H](dex)$	0,08	0,03	0,09	-0,13	0,02	0,09	0,03	0,52
$\sigma_{Fe/H}(dex)$	0,20	0,05	0,19	0,13	0,14	0,06	-0,03	0,21
$[Na/Fe](dex)$	0,19	0,18	0,15	0,25	0,19	0,04	-0,04	1,13
$\sigma_{Na/Fe}(dex)$	0,25	0,17	0,23	0,27	0,23	0,04	-0,12	1,39
$[Mg/Fe](dex)$	0,01	x	-0,20	x	-0,10	0,10	0,26	0,92
$\sigma_{Mg/Fe}(dex)$	0,08	x	0,32	x	0,20	0,12	-0,09	0,14
$[Al/Fe](dex)$	-0,05	-0,11	-0,12	x	-0,09	0,03	0,20	1,07
$\sigma_{Al/Fe}(dex)$	0,14	0,10	0,20	x	0,15	0,04	-0,09	0,53
$[Si/Fe](dex)$	-0,11	-0,05	-0,21	-0,03	-0,10	0,07	0,24	1,15
$\sigma_{Si/Fe}(dex)$	0,17	0,17	0,31	0,07	0,18	0,09	-0,08	0,25
$[Ca/Fe](dex)$	-0,01	-0,07	-0,12	-0,01	-0,05	0,05	0,00	1,42
$\sigma_{Ca/Fe}(dex)$	0,18	0,12	0,20	0,09	0,15	0,04	-0,06	0,97

Tautvaisiene– Tautvaisiene et al. (2000); Pancino– Pancino et al. (2010); Friel– Friel et al. (2010);

aquelas que coincidem com nossa lista de linhas. Por exemplo, para *NGC* 2682 – 141, Pancino et al. (2010) mediram 171 linhas de *FeI* e 9 linhas de *FeII*; das quais 18 linhas de *FeI* e 2 linhas de *FeII* coincidem com nossa lista de linhas (tab. 4.10). Embora tenhamos um número reduzido de linhas, nossos resultados - muitas vezes - possuem uma dispersão menor que os valores da literatura. Obtemos parâmetros atmosféricos muito próximos aos da literatura mesmo quando apenas uma linha de *FeII* e seis linhas de *FeI* foram utilizadas.

Tabela 4.10: Número de linhas de ferro extraídas da literatura em comparação ao número de linhas utilizadas neste trabalho.

Ref.	Literatura Coincidentes			
	N_{FeI}	N_{FeII}	N_{FeI}	N_{FeII}
Friel et al. (2010)	71	11	17	6
Pancino et al. (2010)	171	9	18	2
Tautvaisiene et al. (2000) - R1	32	7	6	3
Tautvaisiene et al. (2000) - R2	30	4	6	1

Yong et al. (2012) apresenta uma amostra de 49 aglomerados, 44 baseados em compilação dos resultados da literatura e 5 novas medidas. Nesse trabalho são encontradas diferenças sistemáticas entre as abundâncias químicas dos aglomerados e as estrelas de campo em Bensby et al. (2011). Embora os autores exaustivamente enfatizem o caráter inhomogêneo sua amostra, eles afirmam que a dispersão oriunda da inhomogeneidade em metodologias é inferior à dispersão causada por incertezas instrumentais. Mostramos que este não é o caso. Diferenças de metodologia alcançam variações de $0,25 dex$.

A metodologia utilizada no presente trabalho é similar à desenvolvida em Alves-Brito et al. (2010) e aplicada à Bensby et al. (2010, 2011). No início deste capítulo mostrou-se que, para Arcturus, nossos resultados reproduzem muito bem os valores obtidos por Alves-Brito et al. (2010). Por isso a comparação entre os resultados aqui obtidos e a compilação de Yong et al. (2012) é tão relevante. Através dela entenderemos como a inhomogeneidade metodológica afeta os resultados de compilações espectroscópica da literatura.

A abordagem utilizada nas determinações de abundância de *NGC* 2682 em Yong et al. (2005) foi mantida em Yong et al. (2012), porém os autores não disponibilizaram suas larguras equivalentes. Por isso seus valores não foram incluídos nas tabelas 4.7, 4.8 e 4.9. A tabela 4.11 apresenta esta comparação. Temos diferenças maiores que $0,1 dex$ para todos os elementos, exceto para $[Fe/H]$ e $[Ca/Fe]$. Mais uma vez, fica evidente que diferenças sistemáticas entre trabalhos com metodologias distintas podem ser bastante significativas. A maioria dos autores

Tabela 4.11: Comparação entre os valores obtidos por Yong et al. (2005) e nossas medidas.

	Yong et al. (2005)	Este trabalho	Médias	$\bar{x}_{Yong} - \bar{x}$
[Fe/H]	+0,02 ± 0,08	-0,05 ± 0,02	-0,02	+0,07
[Na/Fe]	+0,30 ± 0,05	+0,18 ± 0,04	+0,24	+0,12
[Mg/Fe]	+0,16 ± 0,05	+0,01 ± 0,03	+0,09	+0,15
[Al/Fe]	+0,17 ± 0,03	-0,03 ± 0,03	+0,07	+0,20
[Si/Fe]	+0,09 ± 0,06	-0,01 ± 0,02	+0,04	+0,10
[Ca/Fe]	+0,07 ± 0,02	+0,00 ± 0,03	+0,04	+0,07

reportam incertezas menores que 0,1 dex, porém as discrepâncias entre medidas para a uma mesma estrela são frequentemente maiores (Heiter et al., 2014). Os resultados apresentados para NGC 2682 reproduzem muito bem o comportamento dos demais objetos da amostra.

Diagramas de Bland-Altman são largamente utilizados na comparação entre métodos alternativos de medidas. Nestes diagramas plota-se o desvio padrão entre as medidas de diferentes métodos contra a média das medidas de cada métodos. No caso da comparação entre dois métodos o *plot* se reduz a $(x_A - x_B)$ vs. $(x_A + x_B)/2$, onde x_A e x_B são as medidas de uma determinada grandeza x nos métodos A e B , respectivamente. Além disso, duas linhas marcam o intervalo $[\langle x_A - x_B \rangle - 1,96\sigma_{\langle x_A - x_B \rangle}, \langle x_A - x_B \rangle + 1,96\sigma_{\langle x_A - x_B \rangle}]$, representando um intervalo de 95% de confiança (linhas azuis em nossas figuras). Ou seja, pontos fora deste intervalo podem ser considerados dados espúrios ou, alternativamente, cogita-se que uma das técnicas falhou em medir a grandeza de interesse. Uma terceira linha apresenta a diferença média entre os métodos - deflagrando diferenças sistemáticas entre os conjuntos de dados (linha negra em nossos diagramas). Escolher a média como abcissa em lugar de uma ou outra medida evita que um possível viés de um dos métodos nos leve a uma falsa impressão de concentração dos dados. Por fim, tendências neste *plot* evidenciam a existência de dependências entre a incerteza e o valor da medida. A figura 4.15 mostra diagramas de Bland-Altman (Altman & Bland, 1983) das medidas de idade, distância, $[Fe/H]$, $[Na/Fe]$, $[Mg/Fe]$, $[Al/Fe]$, $[Si/Fe]$ e $[Ca/Fe]$ para os aglomerados em comum com Yong et al. (2012). Destes diagramas, conclui-se que existem diferenças sistemáticas entre nossas medidas e a compilação de Yong et al. (2012) para $[Mg/Fe]$, $[Al/Fe]$ e $[Si/Fe]$. Para idades, distâncias, $[Fe/H]$, $[Na/Fe]$ e $[Ca/Fe]$ apenas dispersões estatísticas são observadas (tabela 4.12). Discrepâncias desta magnitude já haviam sido apontadas por Friel et al. (2010). Inomogeneidades na metodologia de análise podem levar a diferenças sistemáticas e portanto a conclusões falsas sobre diferenças entre populações estelares.

Tabela 4.12: Comparação entre este trabalho e Yong et al. (2012).

Comparação com Yong et al. (2012)			
	$\langle x_{Yong} - x \rangle$	$\sigma_{(x_{Yong} - x)}$	N_{obj}
<i>Idade</i> (Gyr)	0,479	1,383	29
<i>d_{GC}</i> (kpc)	0,336	0,421	29
[<i>Fe/H</i>](dex)	0,047	0,176	29
[<i>Na/Fe</i>](dex)	-0,010	0,155	26
[<i>Mg/Fe</i>](dex)	0,115	0,126	24
[<i>Al/Fe</i>](dex)	0,112	0,156	23
[<i>Si/Fe</i>](dex)	0,183	0,116	27
[<i>Ca/Fe</i>](dex)	0,003	0,083	28

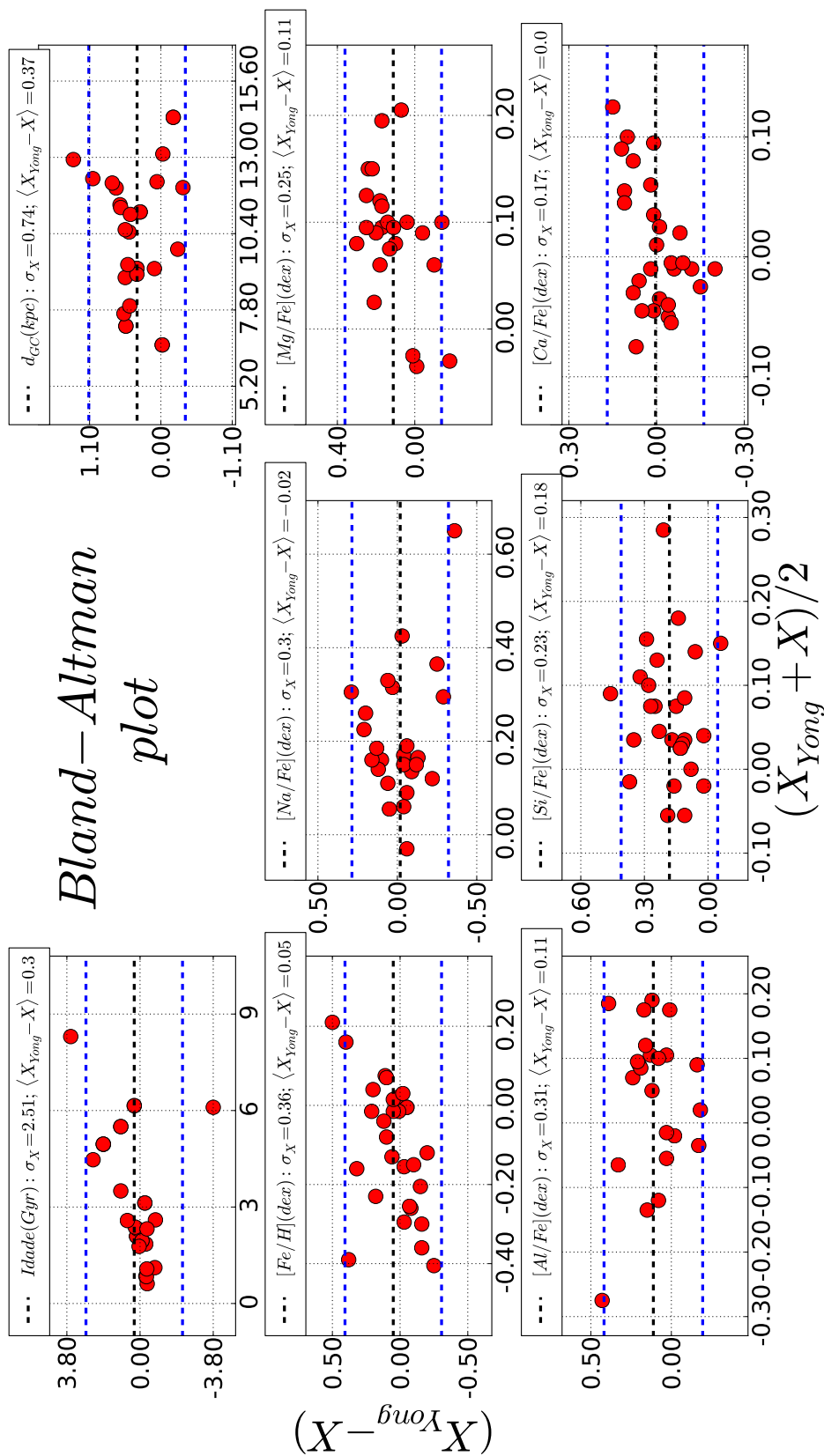


Figura 4.15: Diagramas de Bland-Altman

4.6 Idades, distâncias e avermelhamentos

Para o estudo adequado de gradientes de abundância ou das relações idade-metalicidade é imprescindível que se disponha de boas medidas de distâncias e idades. Catálogos de aglomerados abertos como o de Dias et al. (2002) e WEBDA reúnem estudos de diferentes autores, com diferentes metodologias, ao longo de diferentes épocas e que aplicam diferentes conjuntos de isócronas. Além disso, em geral não há consenso sobre as referências adotadas para os objetos em cada catálogo. Essa inhomogeneidade na determinação de idades e distâncias contribui para o aumento da dispersão dessas medidas, podendo afetar as determinações de gradientes ou relações idade-metalicidade, já que essas grandezas dependem destas informações. Por exemplo, para o aglomerado *Be 17*, Dias et al. (2002) utilizam dados de Krusberg & Chaboyer (2006) (*Idade* = 10,0 *Gyr*), enquanto os valores em WEBDA são dados por Kaluzny & Mazur (1991) (*Idade* = 12,0 *Gyr*). Em sua compilação, Yong et al. (2012) assume parâmetros fotométricos em Salaris et al. (2004) (*Idade* = 10,6 *Gyr*).

De posse das determinações espectroscópicas podemos obter a metalicidade global dos aglomerados. Com um parâmetro livre a menos é possível determinar os parâmetros fotométricos dos aglomerados de forma mais consistente. Para *Be 17*, obtemos *Idade* = $6,5 \pm 0,5$ *Gyr*, em desacordo com a literatura, porém mais consistente com idades esperadas para aglomerados abertos. Quanto à determinação de idade, esse aglomerado é o que apresenta maior divergência entre o presente trabalho e a literatura. A figura A.1 mostra o CMD do objeto e, embora sejam observados resquícios da contaminação por estrelas de campo, não há dúvidas de que a isócrona escolhida se ajusta bem ao *turnoff*, ao ramo das subgigantes, ao RGB e ao RC do aglomerado. No painel superior direito vemos o *zoom* sobre a região do RC atestando que as incertezas na determinação de distância são pequenas ($\sigma_{E(J-K)} = 0,02$ *mag*, $\sigma_{(m-M)_J} = 0,1$ *mag* $\rightarrow \sigma_{d_\odot} = 0,15$ *kpc*). Fixado o módulo de distância e o excesso em cor, qualquer idade superior a 7 *Gyr* viola a posição do *turnoff* e do ramo das subgigantes com deslocamentos em *J* maiores que as incertezas σ_J naquela região. (ver painel esquerdo da mesma figura.)

Nas figuras 4.16 e 4.17, comparamos os resultados obtidos no presente trabalho com os catálogos de Dias et al. (2002) e WEBDA. A tabela 4.13 sumariza as diferenças e dispersões entre nossas determinações e a literatura. A figura mostra que não existem diferenças sistemáticas entre nossas determinações e a literatura. Como se poderia prever, as incertezas nas determinações de idades e distâncias são dependentes do valor da medida. Isso pode ser constatado pelo aumento da dispersão ao longo do eixo abcissas nos painéis da esquerda nas mesmas figuras. No caso da distância isso é consequência natural da dependência exponencial entre distância e módulo de distância, ou seja:

$$d_{\odot} = 10^{\frac{(m-M)_0}{5} + 1}, \sigma_{d_{\odot}}^2 = \left(\frac{\partial d_{\odot}}{\partial (m-M)_0} \right)^2 \sigma_{(m-M)_0}^2 = \frac{10 \ln(10)}{5} (m-M)_0 \sigma_{(m-M)_0}^2; \quad (4.1)$$

enquanto a variação na incerteza de medidas de idade se deve ao fato de que a diferença morfológica entre isócronas diminui com a idade.

Tabela 4.13: Comparação entre este trabalho os catálogos de Dias et al. (2002) e WEBDA.

Comparação com Dias et al. (2002)			
	$\langle x_{Dias} - x \rangle$	$\sigma_{(x_{Dias}-x)}$	N_{obj}
$d_{\odot} (kpc)$	0,101	0,486	45
$E_{(B-V)} (mag)$	0,014	0,079	45
$Idade (Gyr)$	-0,178	1,127	45
$[Fe/H] (dex)$	0,025	0,178	44
Comparação com WEBDA			
	$\langle x_{WEBDA} - x \rangle$	$\sigma_{(x_{WEBDA}-x)}$	N_{obj}
$d_{\odot} (kpc)$	0,110	0,464	45
$E_{(B-V)} (mag)$	0,011	0,085	45
$Idade (Gyr)$	-0,199	1,242	45
$[Fe/H] (dex)$	-0,021	0,216	34

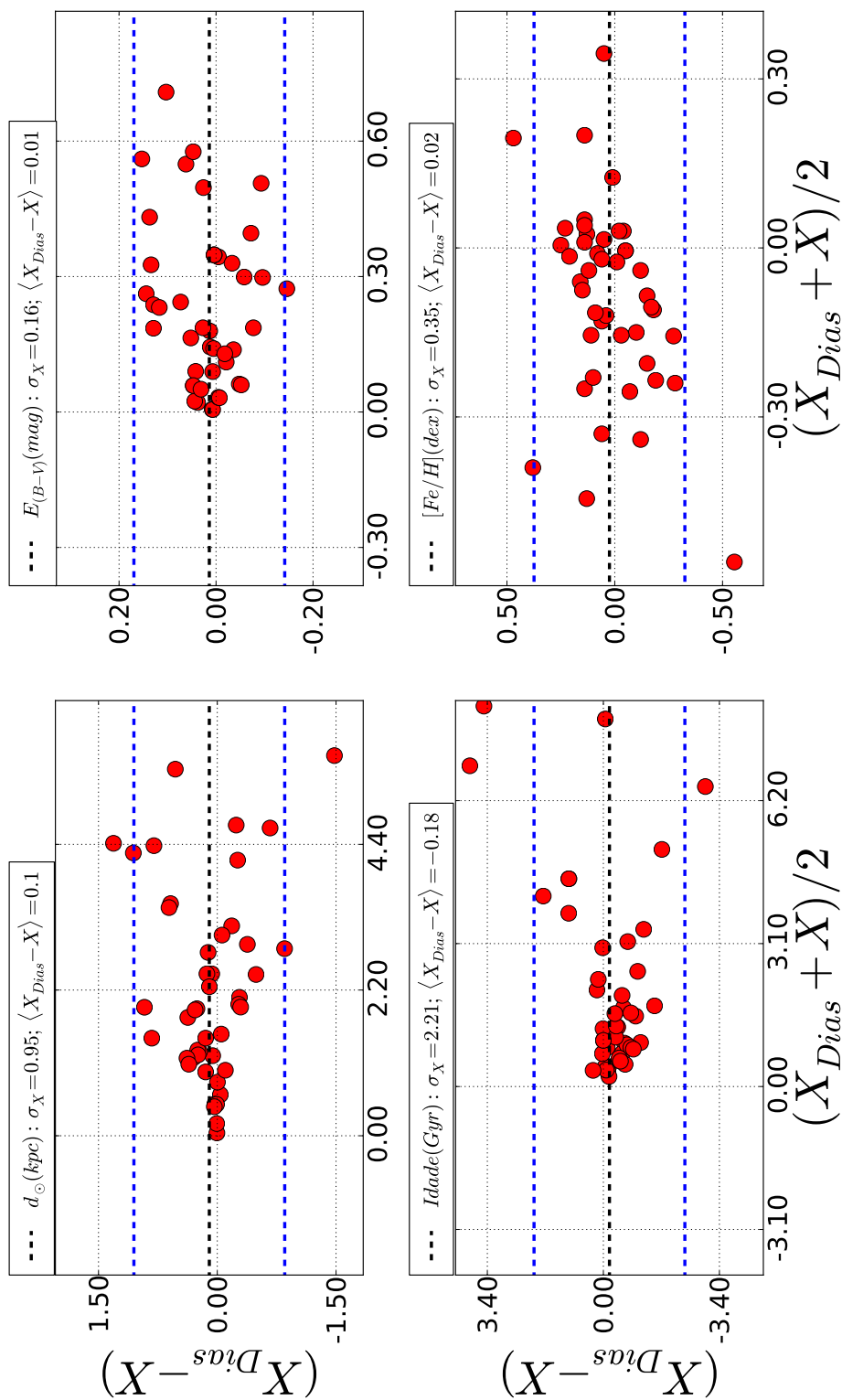


Figura 4.16: Diagramas de Bland-Altman para comparação entre nossas determinações e o catálogo de Dias et al. (2002).

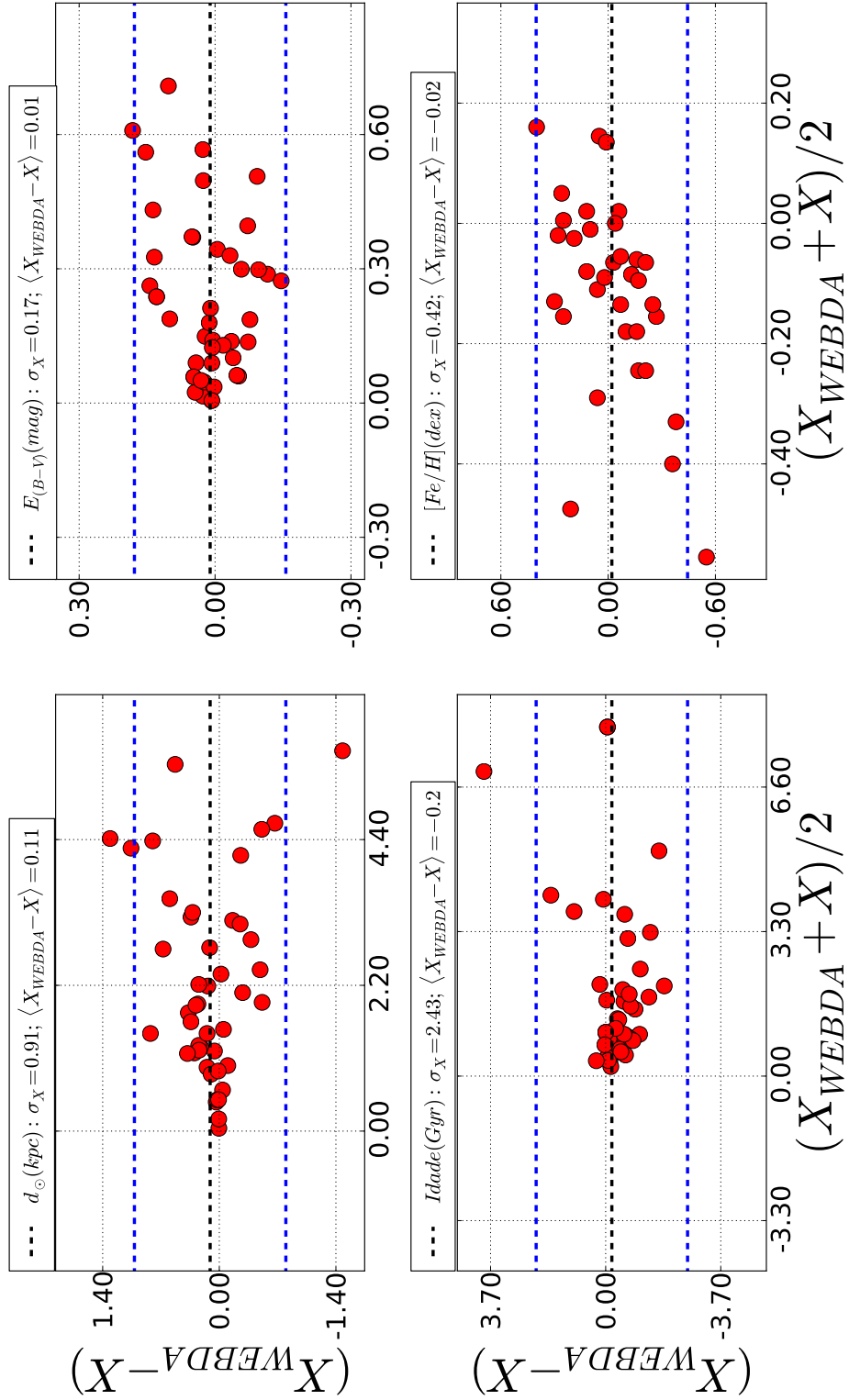


Figura 4.17: Diagramas de Bland-Altman para comparação entre nossas determinações e o catálogo WEBDA.

5 *Conclusões e perspectivas*

Neste trabalho reunimos fotometria e espectroscopia na determinação de idades, distâncias, avermelhamentos, metalicidades globais (apresentados na tabela 4.4) e abundâncias químicas para $[Fe/H]$, $[Na/Fe]$, $[Mg/Fe]$, $[Al/Fe]$, $[Si/Fe]$ e $[Ca/Fe]$ em 46 aglomerados abertos ao longo do disco Galáctico, neste momento a maior determinação homogênea de abundâncias químicas em aglomerados já realizada (tabela 4.3). Estes dados foram utilizados no cálculo de gradientes de abundância e na procura por alguma relação do tipo idade-abundância.

Através da espectroscopia foi possível estabelecermos vínculos mais robustos para a metalicidade global dos aglomerados. Além disso, determinamos os parâmetros fotométricos usando um único conjunto de isócronas e um método bem definido de descontaminação e ajuste de isócronas. Dessa maneira, podemos determinar idades e distâncias mais confiáveis para os aglomerados (seção 4.6).

Listamos, a seguir, características do disco galáctico que puderam ser determinadas a partir dessas medidas:

- Determinamos gradientes de $[Fe/H]$ de $-0,045 \pm 0,011 \text{ dex kpc}^{-1}$ utilizando regressão linear simples e $-0,023 \pm 0,006 \text{ dex kpc}^{-1}$ levando em conta as incertezas de $[Fe/H]$ no ajuste.
- Pela primeira vez, foram encontrados gradientes em $[Na/Fe]$. Determinamos $-0,036 \pm 0,014 \text{ dex kpc}^{-1}$ em ajuste linear simples e $-0,023 \pm 0,007 \text{ dex kpc}^{-1}$ levando-se em conta as incertezas em $[Na/Fe]$. Ambos gradientes possuem alta significância, ou seja $p \leq 0,05$.
- Nenhuma correlação idade-abundância foi encontrada, apenas uma leve tendência para $[Ca/Fe]$ -Idade.
- Encontramos valores aproximadamente solares para $[Mg/Fe]$, $[Si/Fe]$ e $[Ca/Fe]$. Valores sobresolares são encontrados para $[Na/Fe]$ e $[Al/Fe]$, acreditamos que essas medidas estejam sistematicamente superestimadas por não levarmos em conta correções não-LTE

(Gratton et al. 1999; Smiljanic et al. 2009; Friel et al. 2010). Em acordo com Pancino et al. (2010) e Carrera & Pancino (2011), não foram encontradas anticorrelações do tipo $[Mg/Fe]:[Al/Fe]$. Encontramos também correlações do tipo $[Na/Fe]:[\alpha/Fe]$, $[Al/Fe]:[\alpha/Fe]$ (seção 4.1.2).

Oferecemos uma comparação detalhada entre nossos resultados e os trabalhos anteriores na literatura. Dessa comparação, foi possível constatar que as discrepâncias entre as medidas de diferentes autores está fortemente ligada às divergências no tratamento dos dados, sendo pouco afetada por diferenças instrumentais ou na obtenção dos dados. Foi possível ainda, estabelecer *offsets* típicos entre o presente trabalho e a literatura (tabela 4.12). Particularmente, podemos afirmar que as abundâncias obtidas neste trabalho estão na mesma escala das medidas em Alves-Brito et al. (2010) e Bensby et al. (2010, 2011) (seção 4.5).

Para as determinações espectroscópicas, desenvolveu-se um algoritmo para determinação automatizada dos parâmetros atmosféricos, utilizando modelos de Kurucz e o software MOOG. A aplicação desse algoritmo garantiu a homogeneidade na determinação dos parâmetros espectroscópicos, já que quando feita pelo método tradicional de variação manual dos parâmetros, a inhomogeneidade na aplicação dos limiares que definem equilíbrio de excitação e ionização (equações 3.42, 3.57 e 3.59) podem gerar incertezas sobre a determinação dos parâmetros atmosféricos (seção 3.4).

Este trabalho foi o primeiro a levar em conta a interdependência dos parâmetros atmosféricos no cálculo das incertezas em abundâncias químicas de aglomerados abertos (seção 3.5). Neste contexto, mostramos que as incertezas nas abundâncias podem variar em até uma ordem de grandeza entre as estrelas no mesmo aglomerado. Portanto, é fundamental que as incertezas sejam bem calculadas e que as médias em cada aglomerado levem em conta estas incertezas. O método assume que os parâmetros atmosféricos possuem incertezas independentes, o que não é necessariamente verdade. Entretanto, este ainda pode ser considerado o método mais rigoroso de determinação das incertezas aplicado à abundâncias químicas (seção 3.5).

Na comparação entre estrelas de campo e estrelas nos aglomerados, concordamos com Reddy et al. (2012, 2013) quando o mesmo afirma que não existem diferenças apreciáveis entre estas duas populações; ao contrário do que defendem Yong et al. (2012) (seção 4.3). As divergências encontradas entre estrelas de campo e aglomerados provavelmente estão ligadas a inhomogeneidades na metodologia aplicada. Ao reprocessar os dados da literatura sob uma metodologia bem definida, fomos capazes de minimizar as discrepâncias entre espectroscopia de diferentes autores eliminando as diferenças observadas entre estrelas de campo e aglomerados.

Considerando-se o volume de dados analisados e a riqueza deste campo de trabalho, consideramos que ainda existam informações importantes a serem extraídas do conjunto de dados gerados nesse trabalho, que poderão ser comparados com os resultados ou com os *follow-ups* dos grandes *surveys* em curso, por exemplo VISTA-VVV, APOGEE e ESO-GAIA. Estamos vivendo a era dos grandes levantamentos espectroscópios, onde em breve teremos abundâncias químicas com alta precisão e paralelamente distâncias e cinemáticas homogeneamente medidas para centenas de milhares de estrelas gigantes e anãs. O presente trabalho antecipa resultados do novo paradigma astrofísico no contexto dos grandes levantamentos.

APÊNDICE A – Diagramas de análise

Nesta seção são apresentados os diagramas de análise fotométrica para os aglomerados estudados no presente trabalho. O seguinte padrão é encontrado nestes diagramas: As figuras se dividem em 5 gráficos. À esquerda plotamos um diagrama cor-magnitude, sempre utilizando a banda J contra a cor $J - K_s$. Todos os aglomerados foram visualizados em $J \times (J - H)$, nenhuma diferença apreciável foi encontrada. Destes *plots* constatou-se a consistência da lei de avermelhamento empregada, já que calculamos E_{J-H} a partir de E_{J-K_s} , via índices definidos por Cardelli et al. 1989. Círculos azuis representam as estrelas do aglomerado, estrelas vermelhas marcam estrelas que foram analisadas espectroscopicamente, círculos vermelhos representam as incertezas fotométricas médias em *bins* de magnitude. A posição vertical dos círculos aponta a média das magnitudes no *bin*. A largura dos *bins* é dada por $(J_{max} - J_{min}) / (N_{bins} - 1)$, com $N_{bins} = 10$. A posição horizontal dos círculos é arbitrária. Três isócronas de diferentes idades são traçadas. Em vermelho a isócrona que melhor se ajusta ao aglomerado, em verde uma isócrona de idade inferior e em amarelo uma de idade superior. As diferenças entre a idade da isócrona de melhor ajuste e as demais foram escolhidas com base na "resolução temporal" destes modelos. Considera-se que a incerteza associada as medidas de idade estejam relacionadas a esta "resolução" (aferida visualmente). À direita, a figura se divide em quatro diagramas, o superior esquerdo contém os parâmetros atmosféricos, T_{eff} vs. $\log(g)$, das estrelas que possuem medidas espectroscópicas. Estrelas vermelhas representam os valores calculados fotometricamente, enquanto as azuis representam os valores espectroscópicos. O quadro superior direito é um zoom no diagrama cor-magnitude, focado nas estrelas gigantes. Neste quadro as barras de incerteza são colocadas ponto a ponto. No quadro inferior esquerdo, mostramos o diagrama cor-magnitude do aglomerado sobreposto às estrelas que foram extraídas durante a descontaminação - círculos brancos representam as estrelas extraídas e círculos azuis as estrelas do aglomerado. Por último, o painel inferior direito mostra o perfil radial de densidade de estrelas na região do aglomerado. Neste quadro, a linha verde marca o raio de descontaminação, explicito na legenda da figura (quadro central).

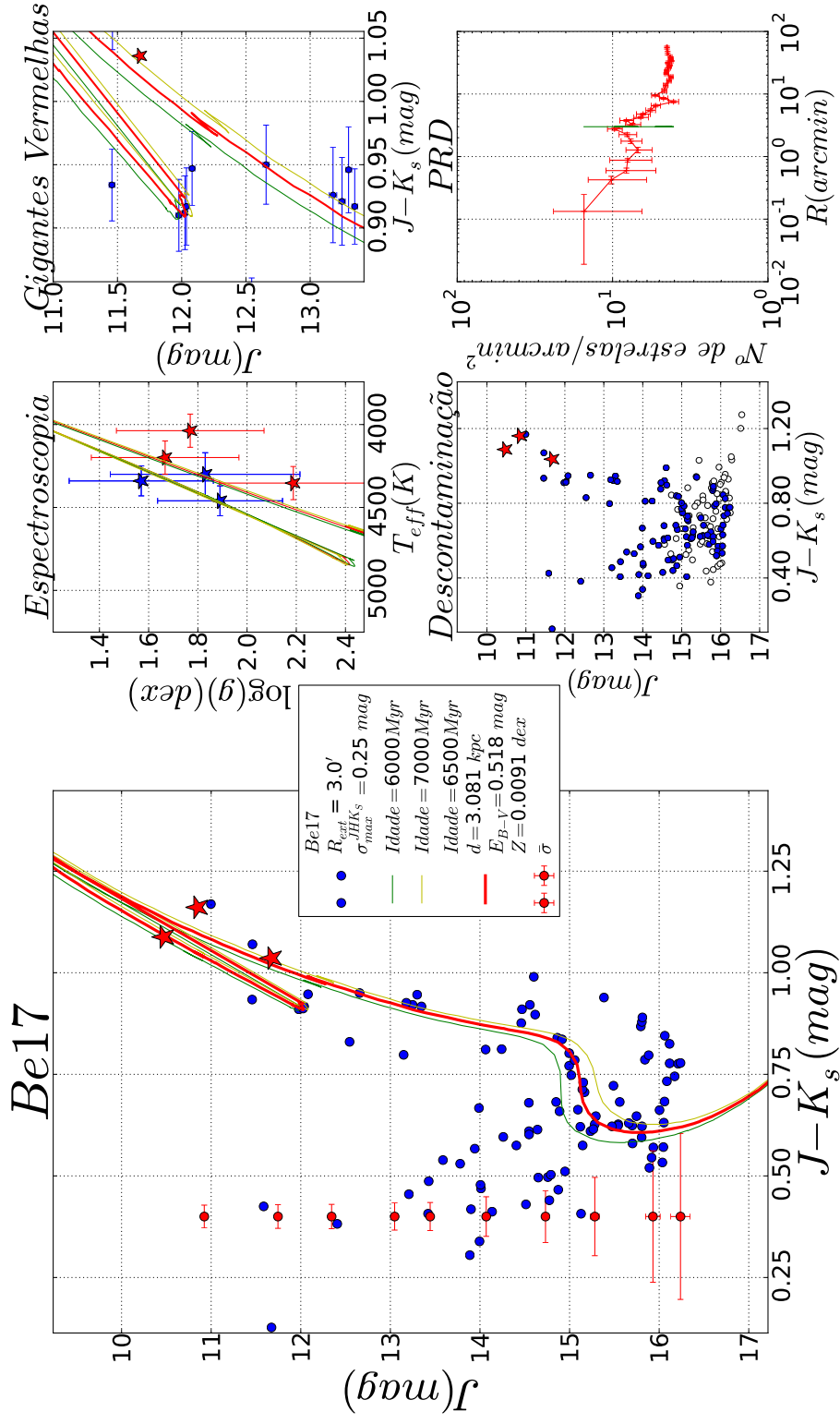


Figura A.1: Diagrama de diagnóstico para Be 17.

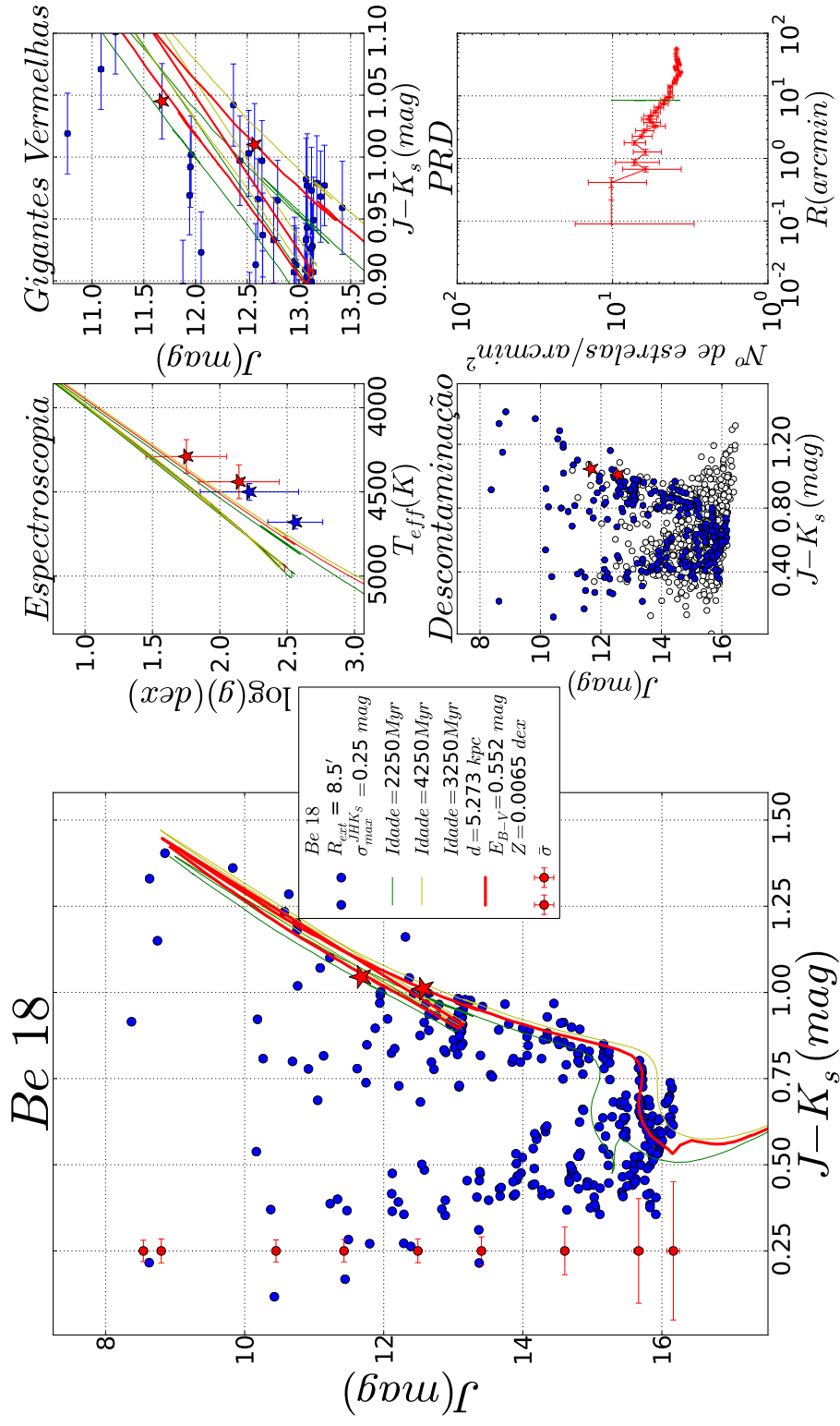


Figura A.2: Diagrama de diagnóstico para Be 18.

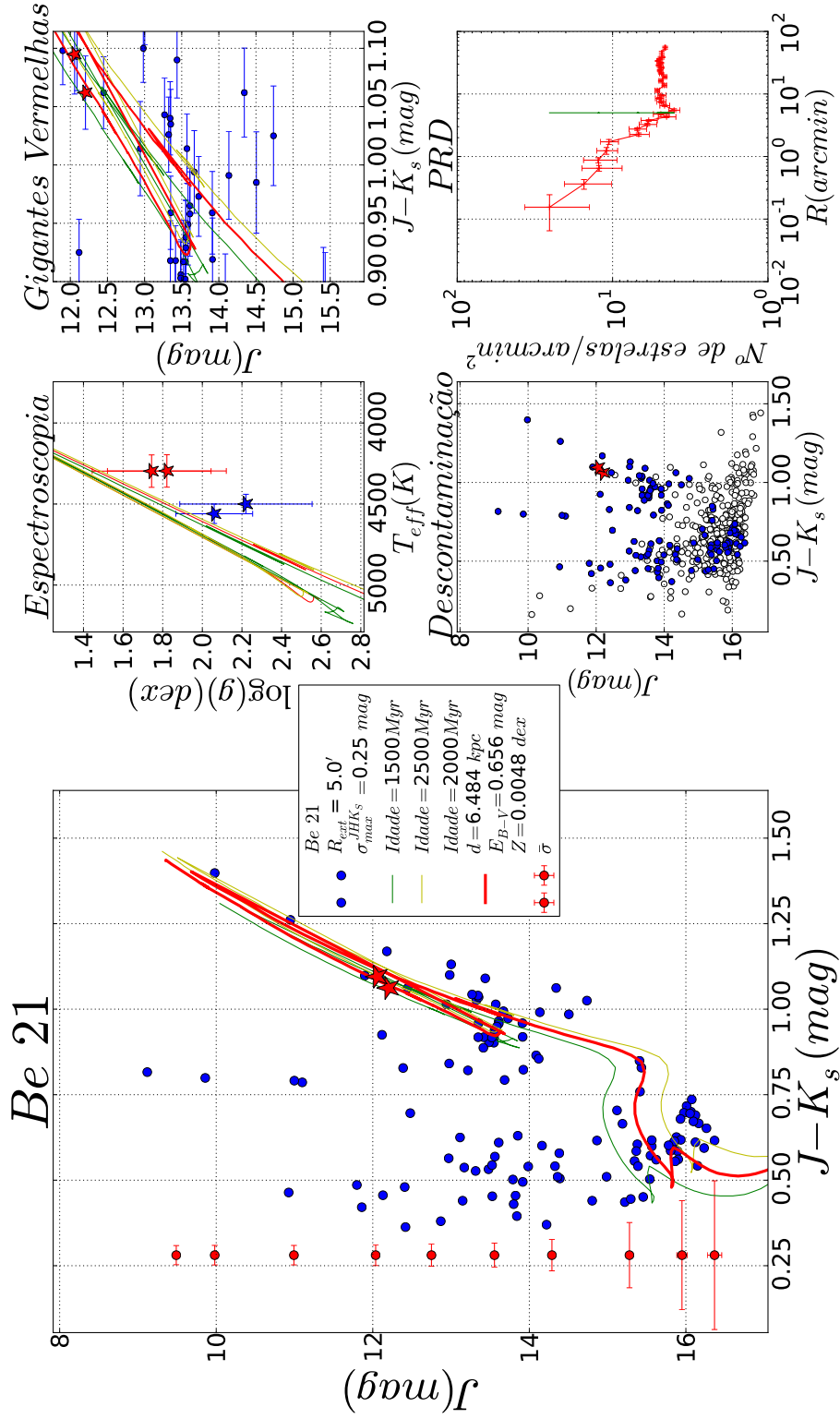


Figura A.3: Diagrama de diagnóstico para Be 21.

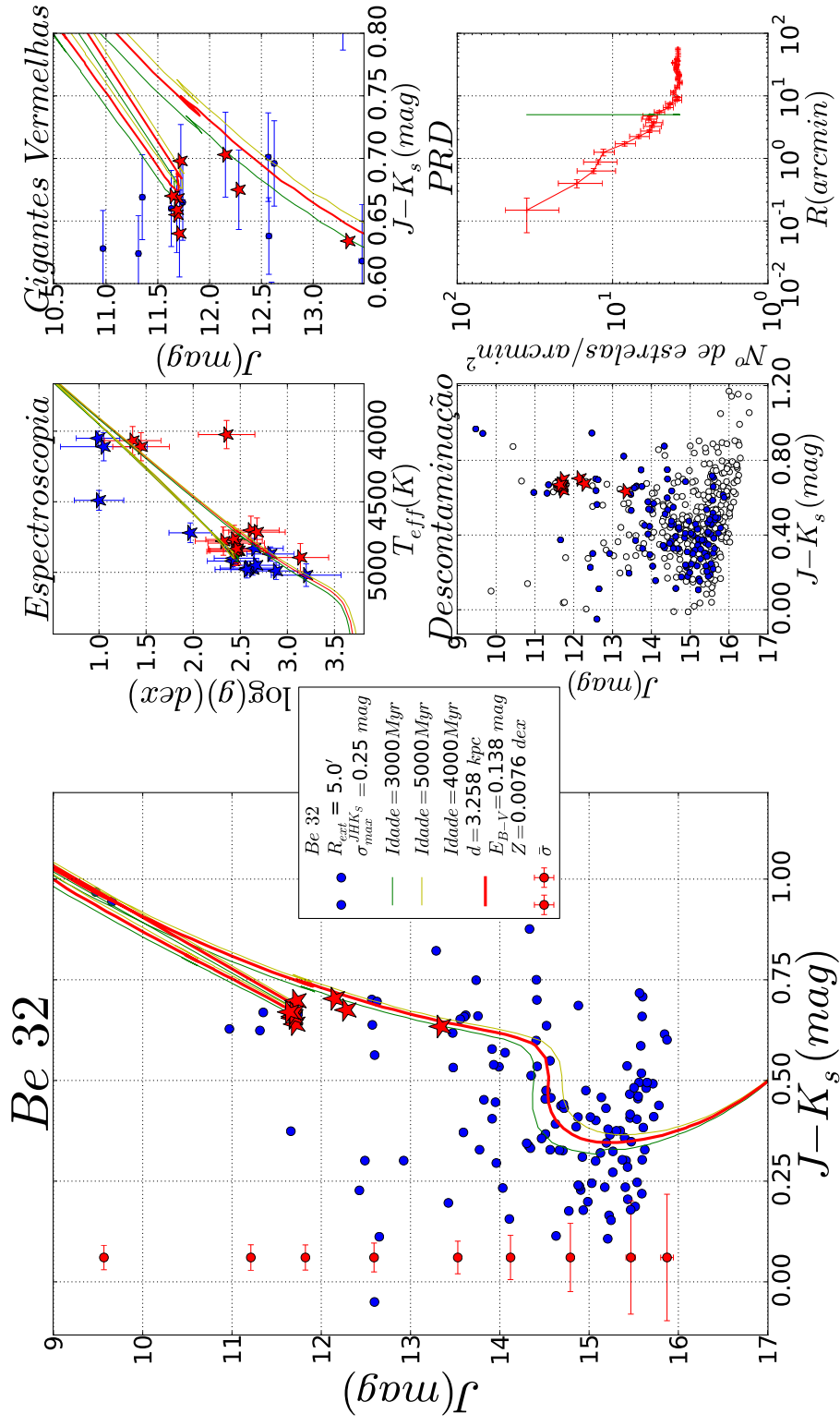


Figura A.4: Diagrama de diagnóstico para Be 32.

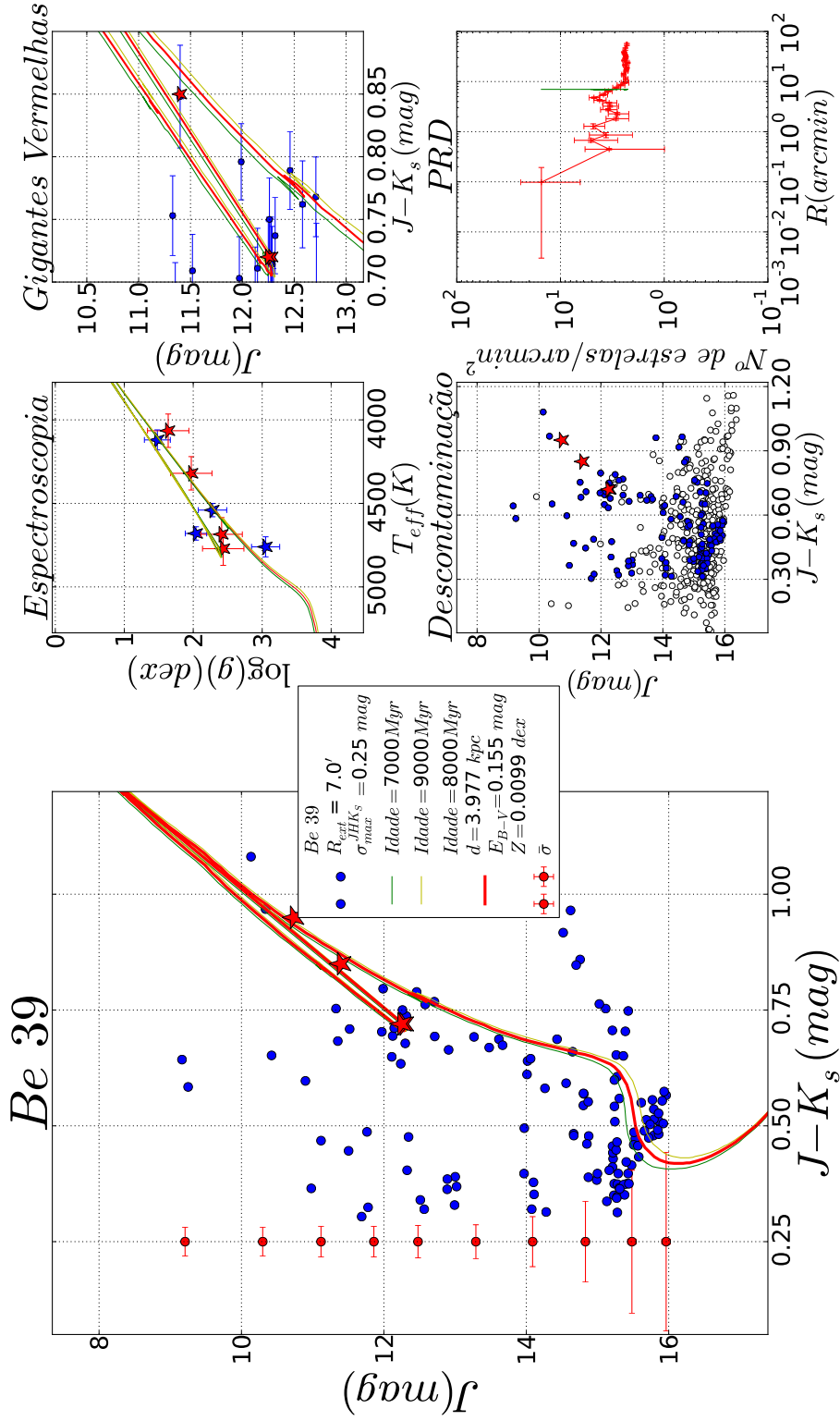


Figura A.5: Diagrama de diagnóstico para Be 39.

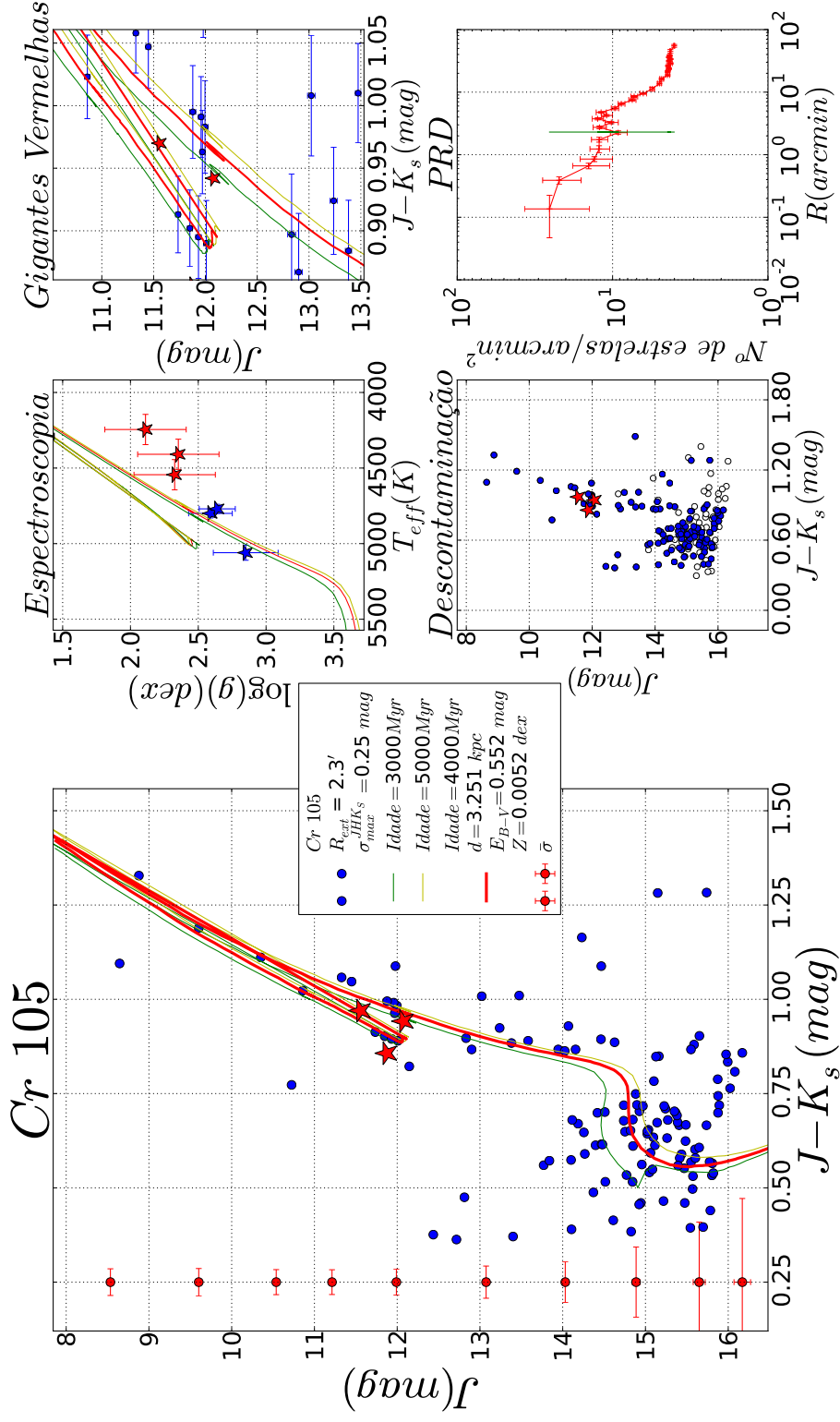


Figura A.6: Diagrama de diagnóstico para Cr 105/Trumpler 5.

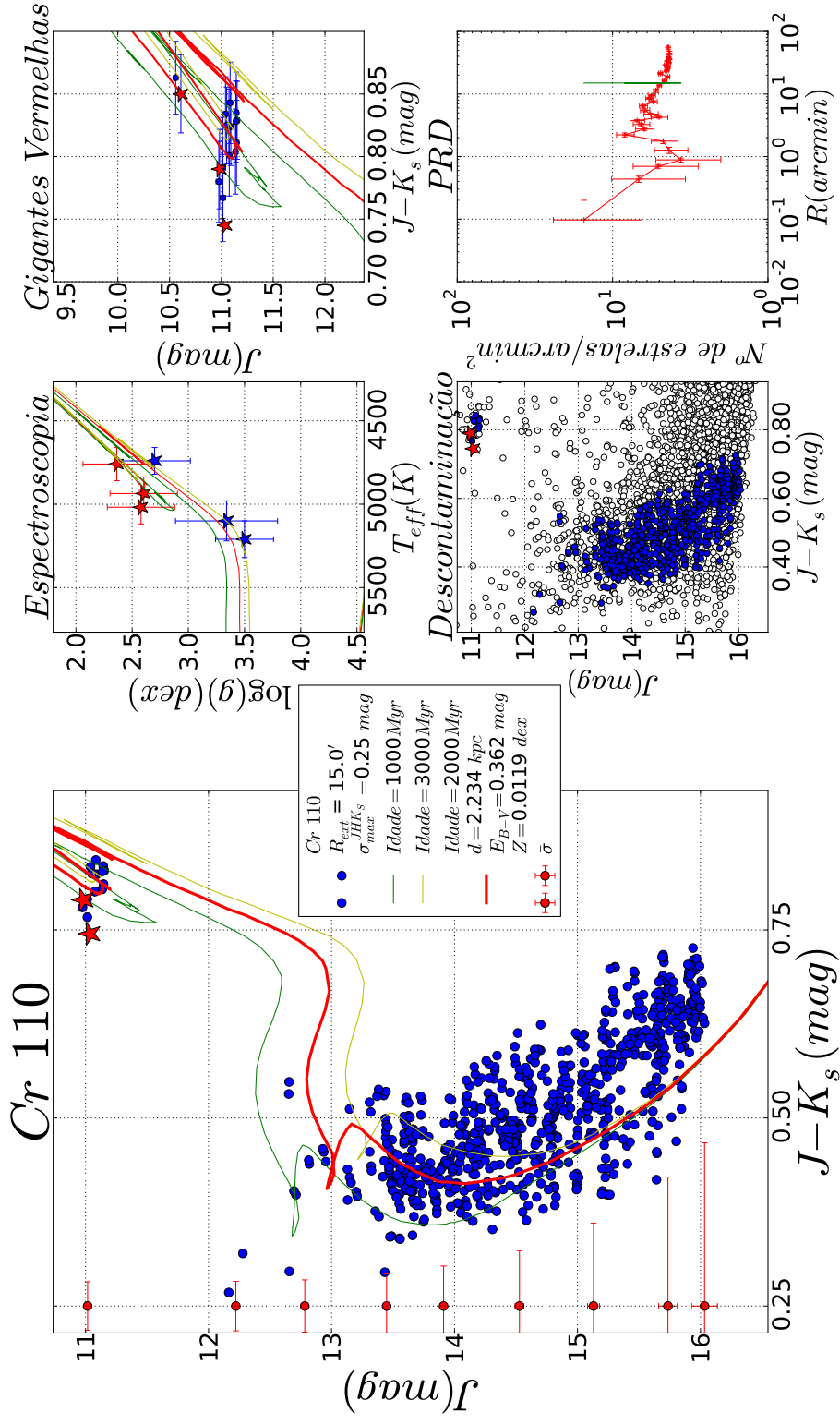


Figura A.7: Diagrama de diagnóstico para Cr 110.

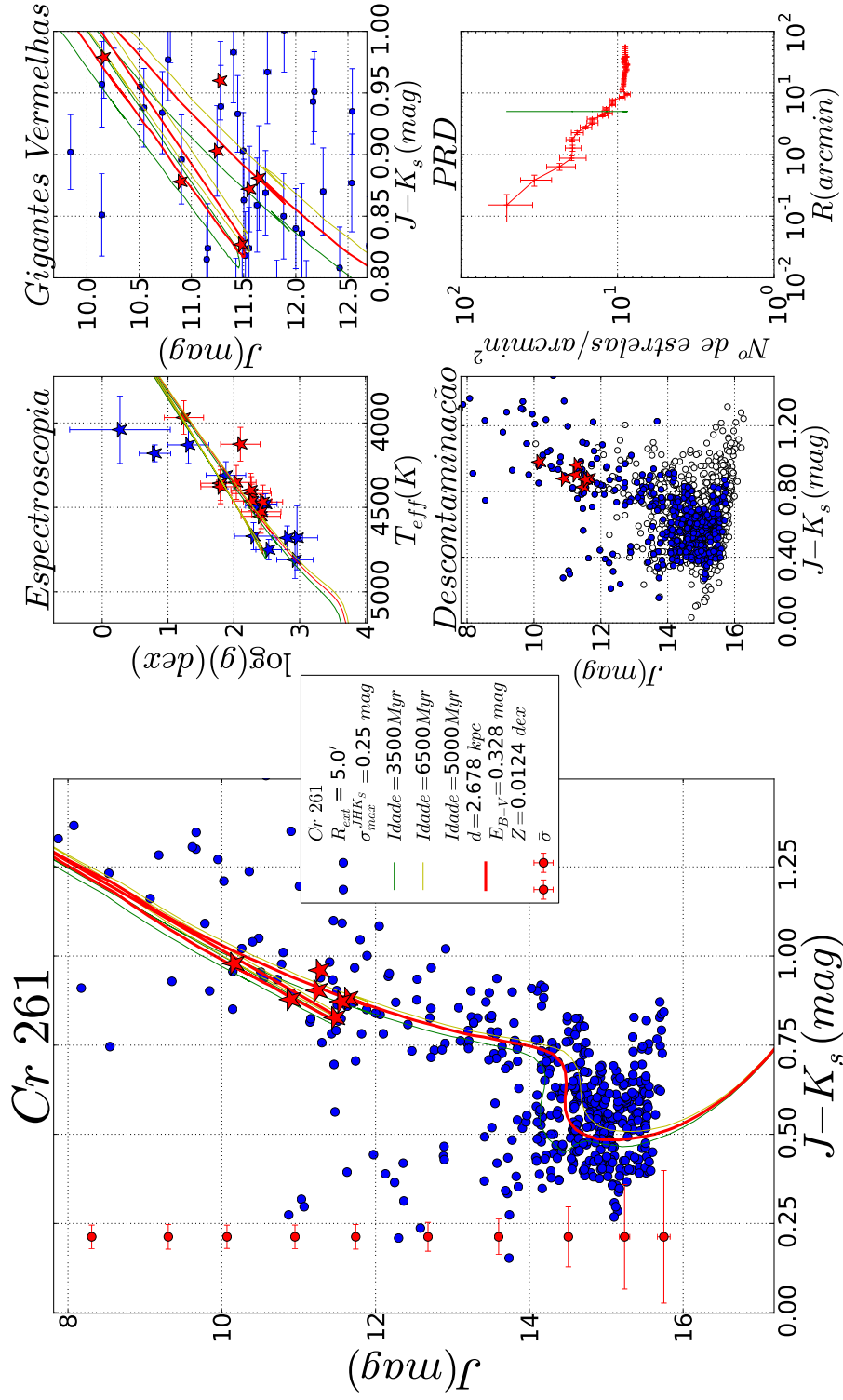


Figura A.8: Diagrama de diagnóstico para Cr 261.

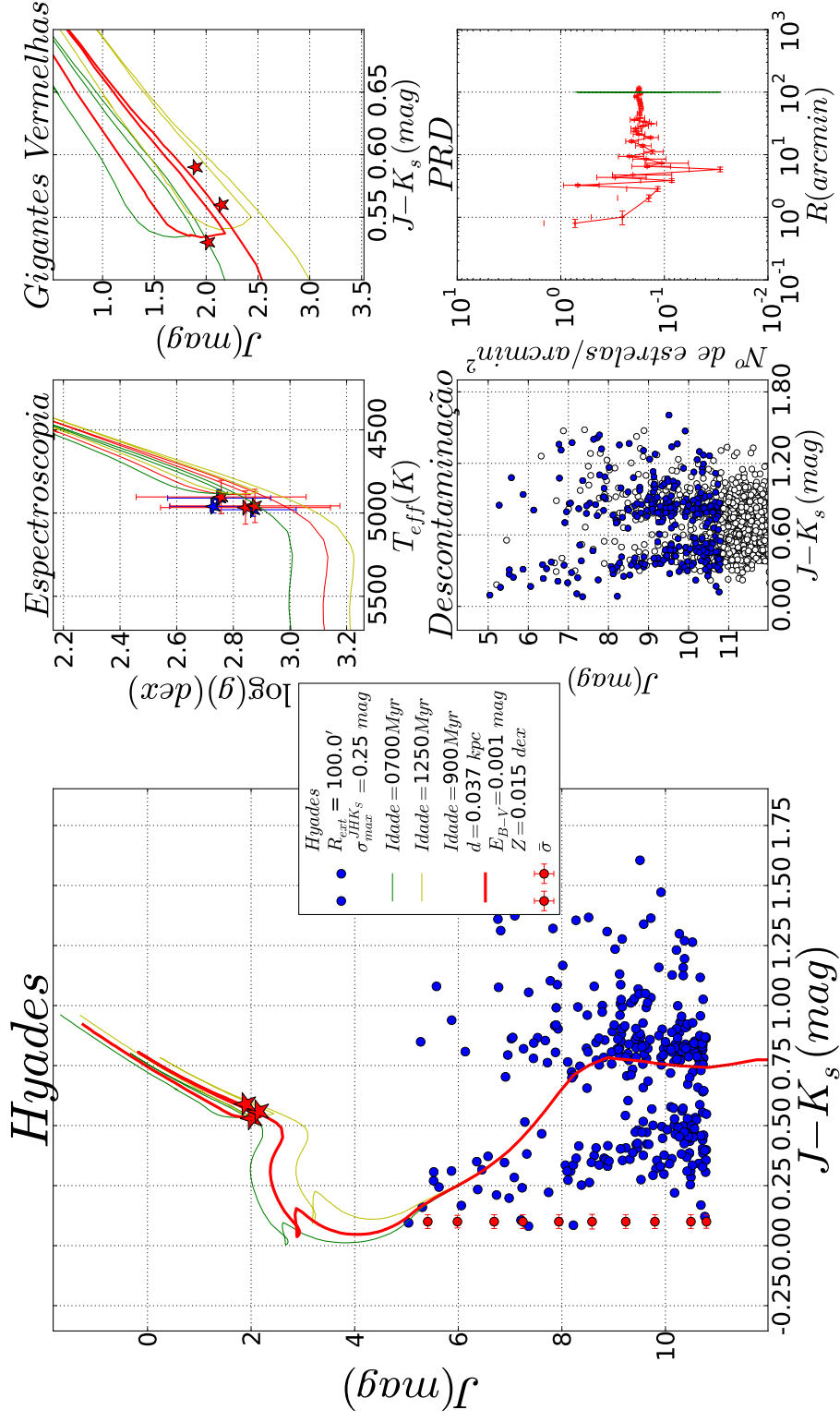


Figura A.9: Diagrama de diagnóstico para Hyades.

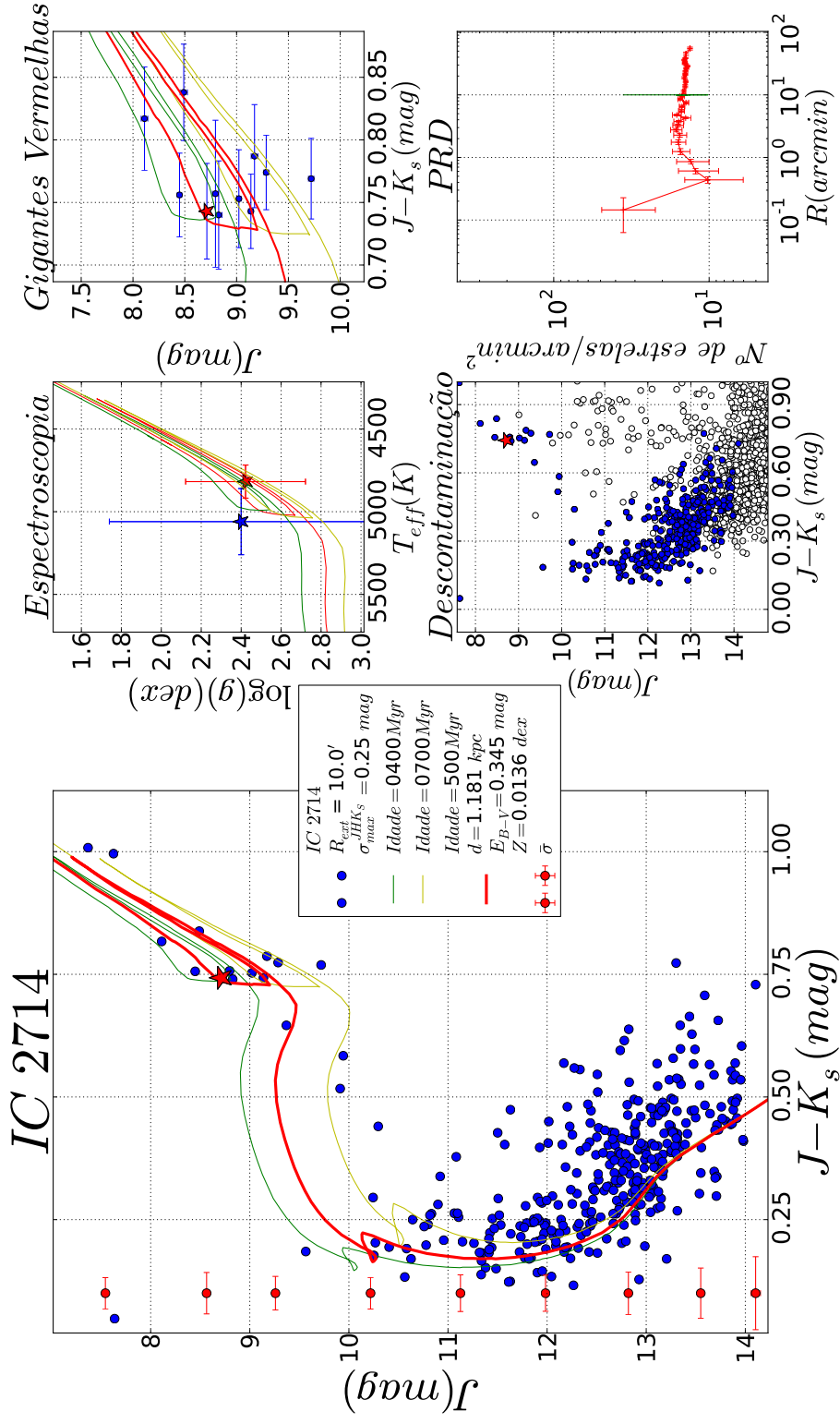


Figura A.10: Diagrama de diagnóstico para IC 2714.

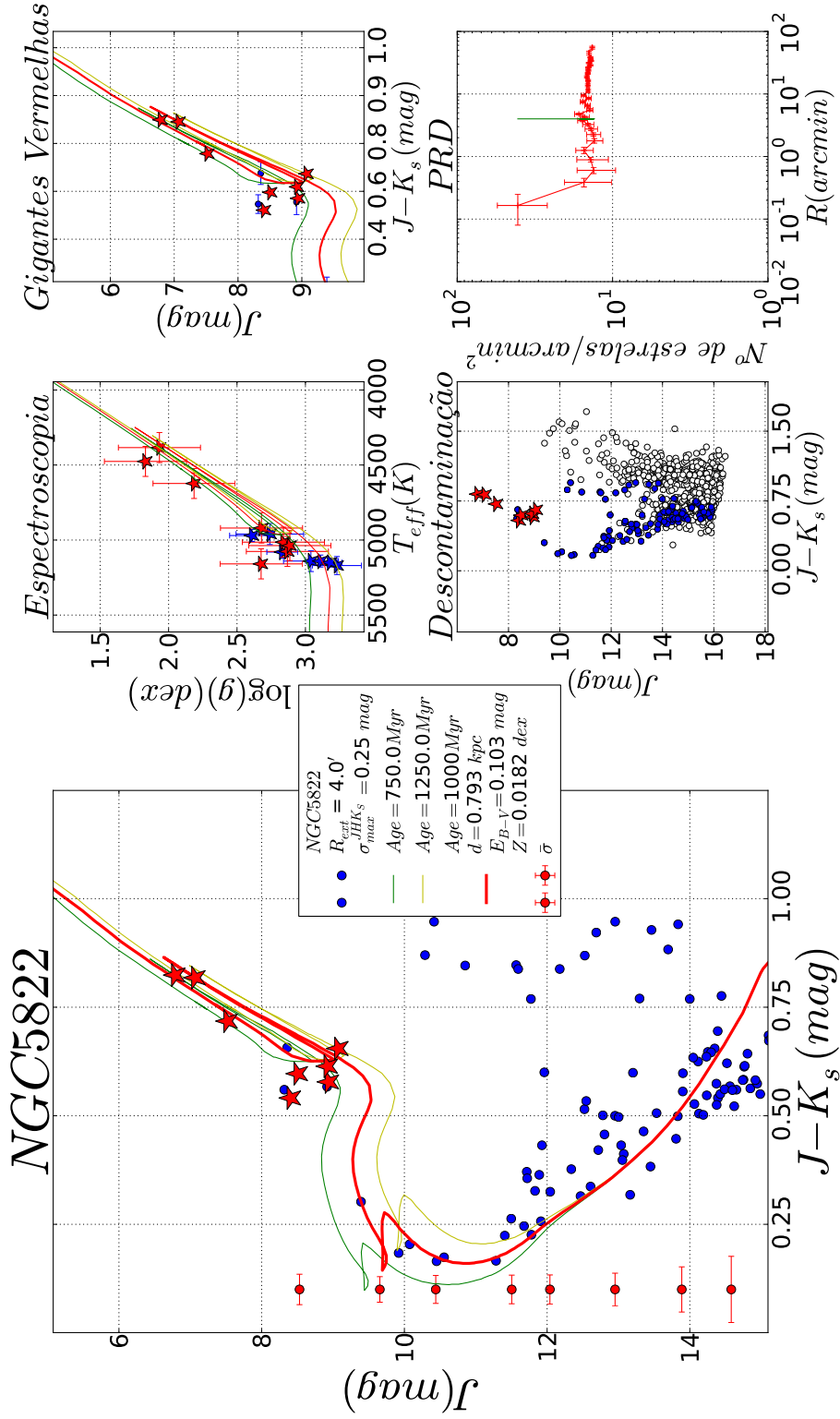


Figura A.11: Diagrama de diagnóstico para NGC 5822.

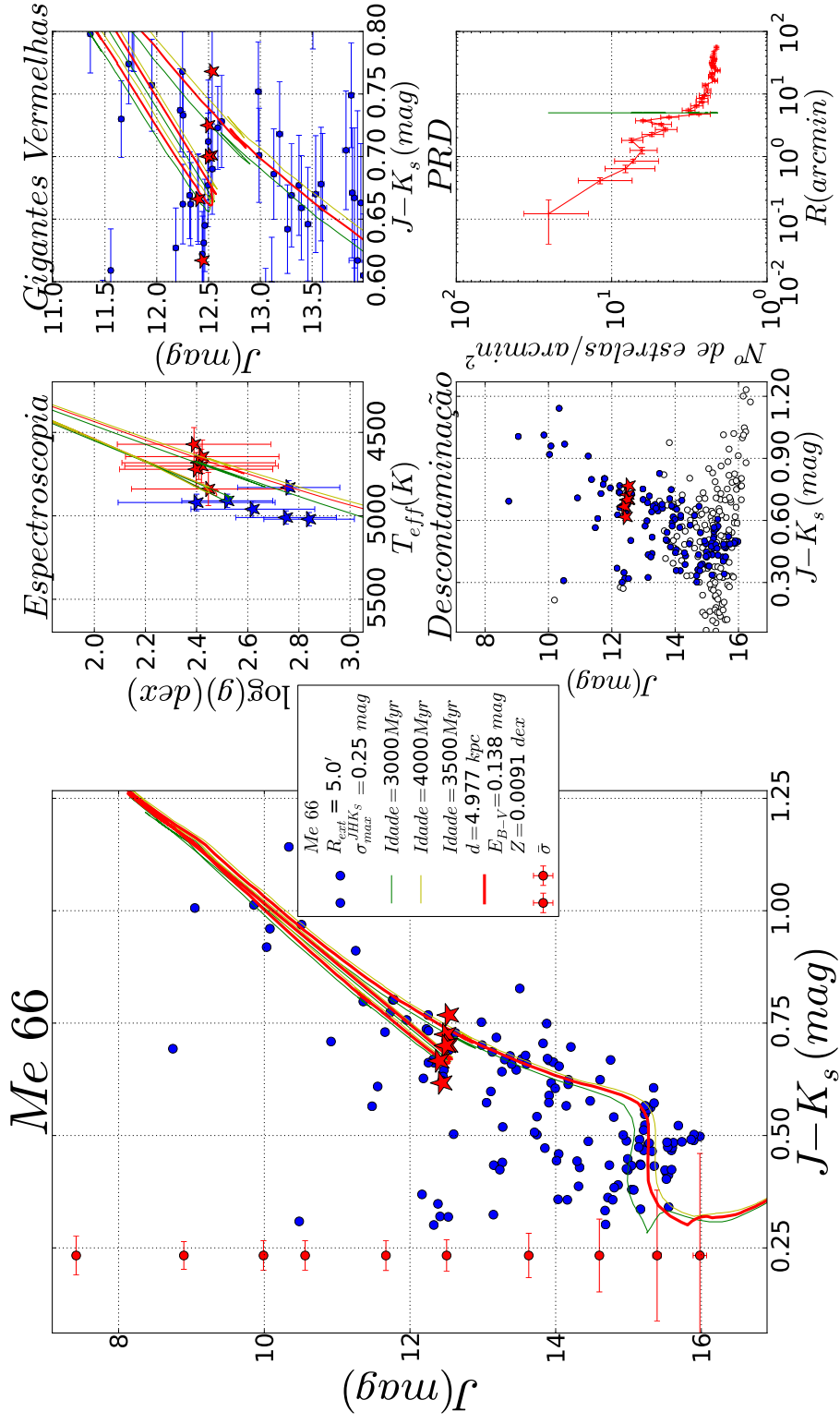


Figura A.12: Diagrama de diagnóstico para Me 66.

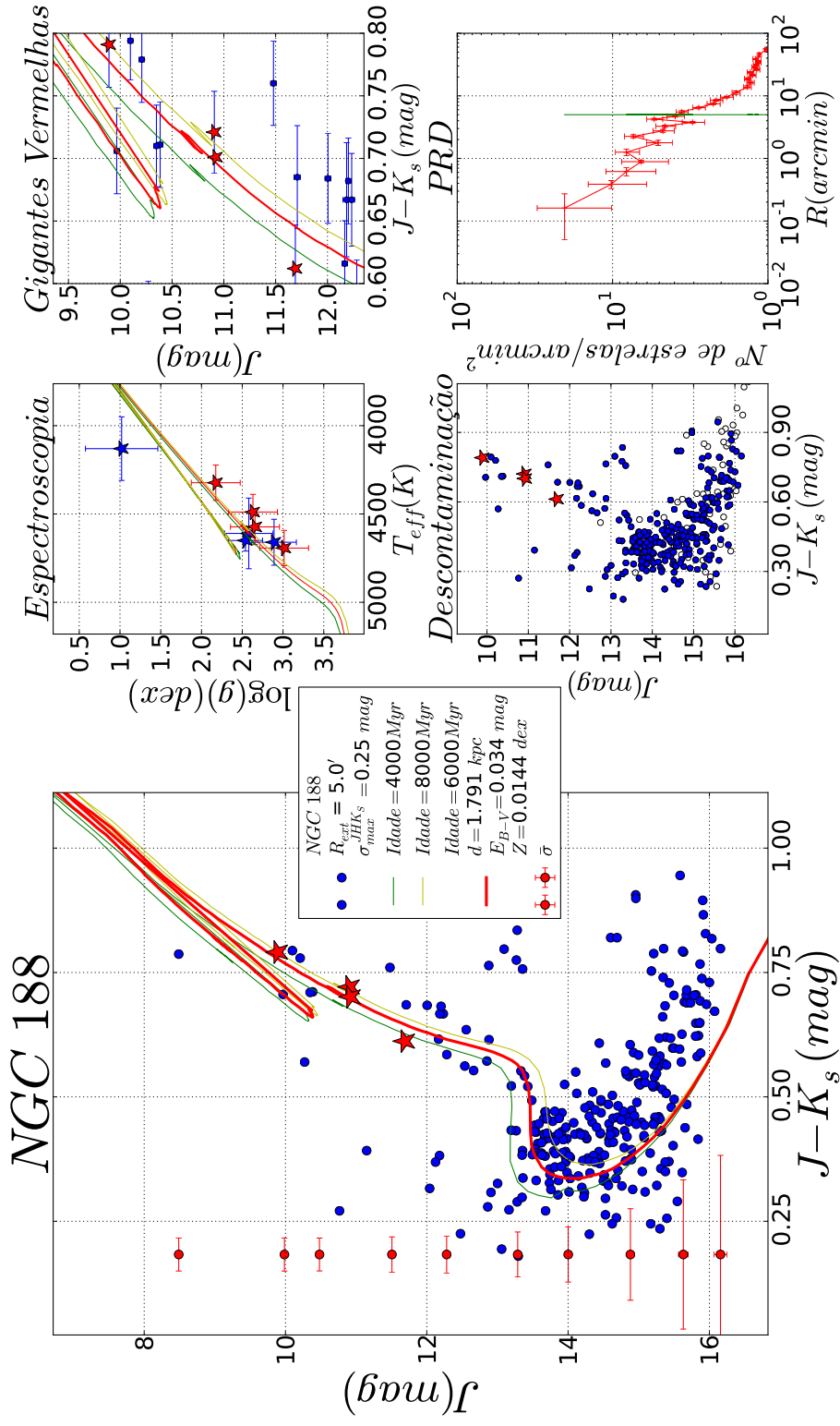


Figura A.13: Diagrama de diagnóstico para NGC 188.

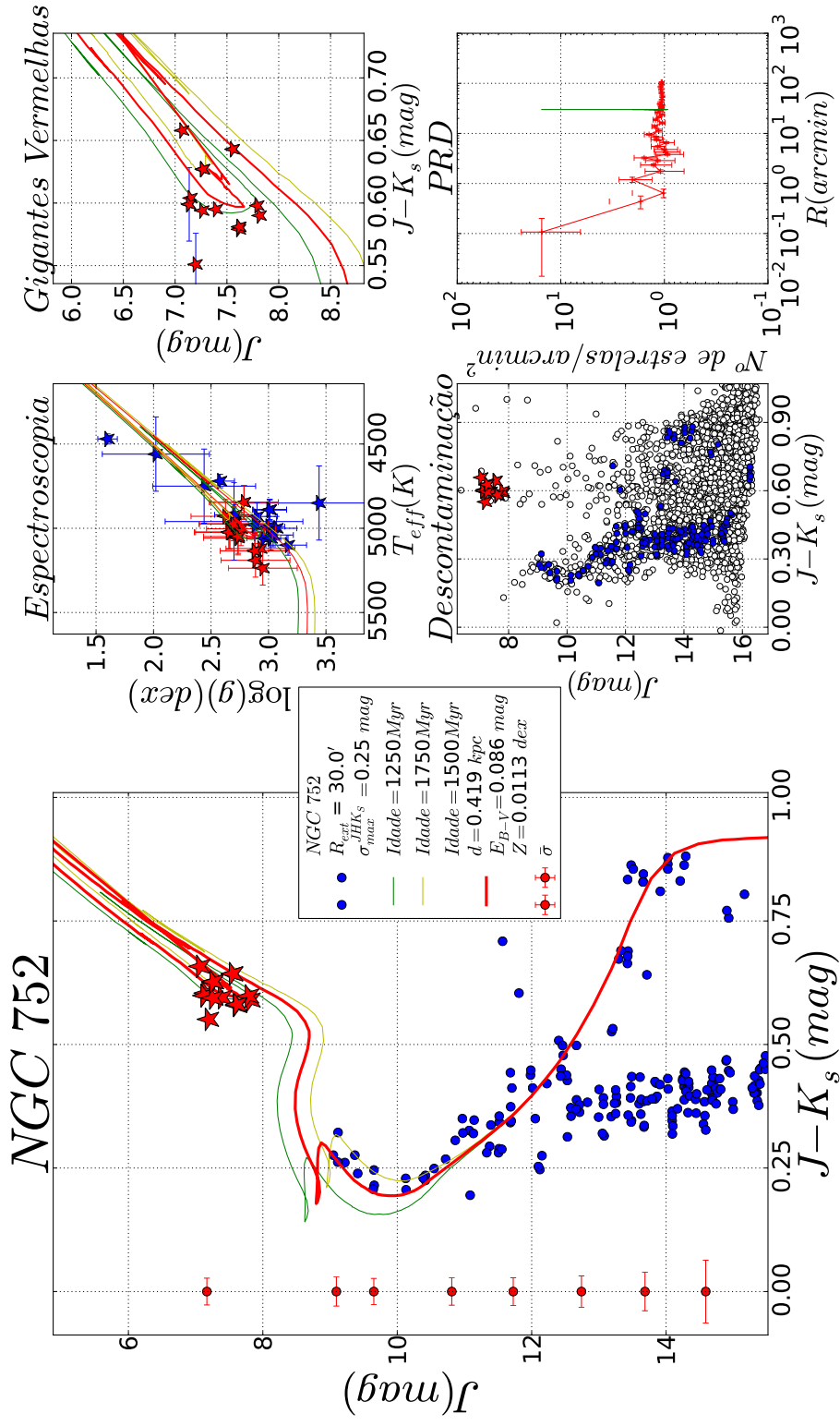


Figura A.14: Diagrama de diagnóstico para NGC 752.

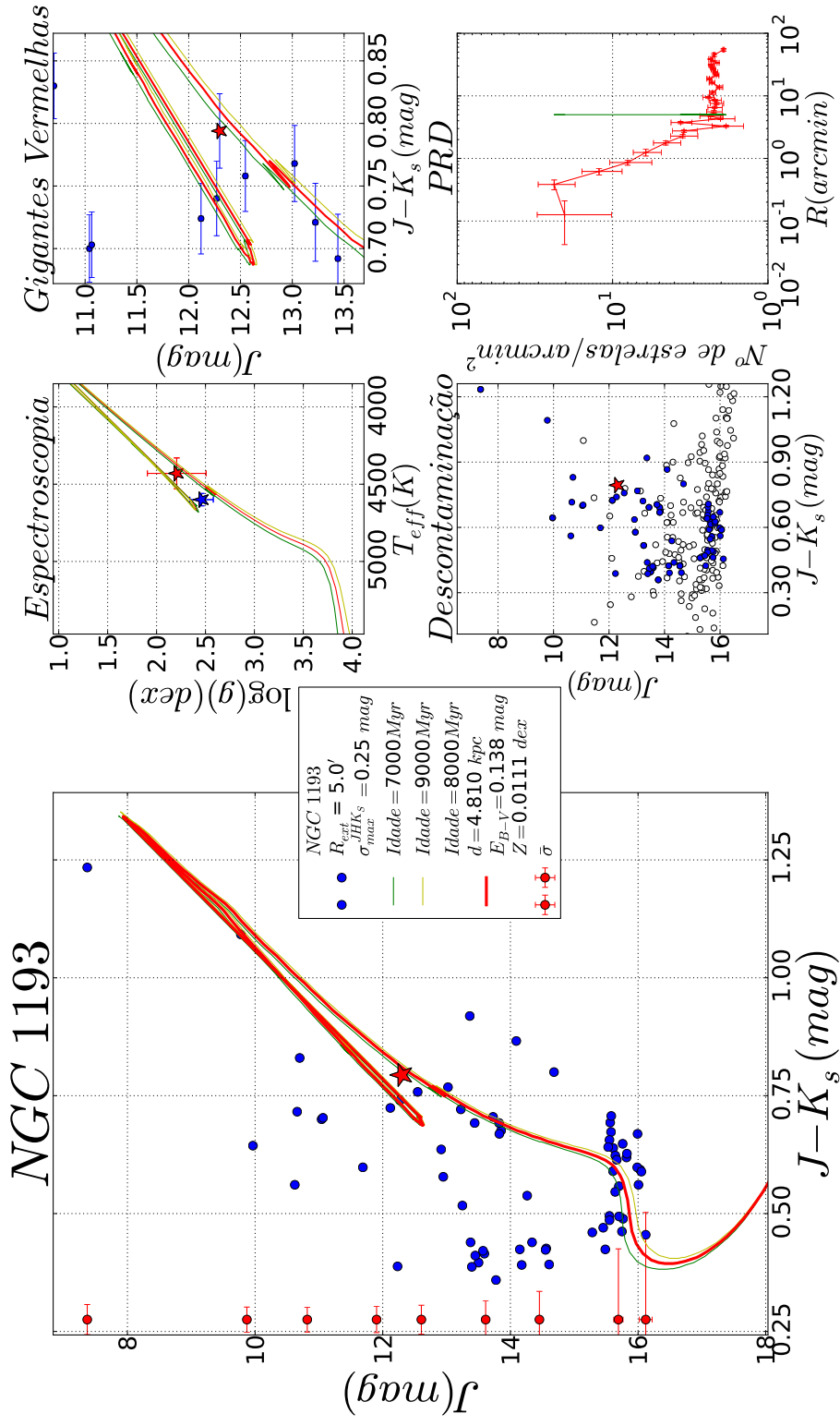


Figura A.15: Diagrama de diagnóstico para NGC 1193.

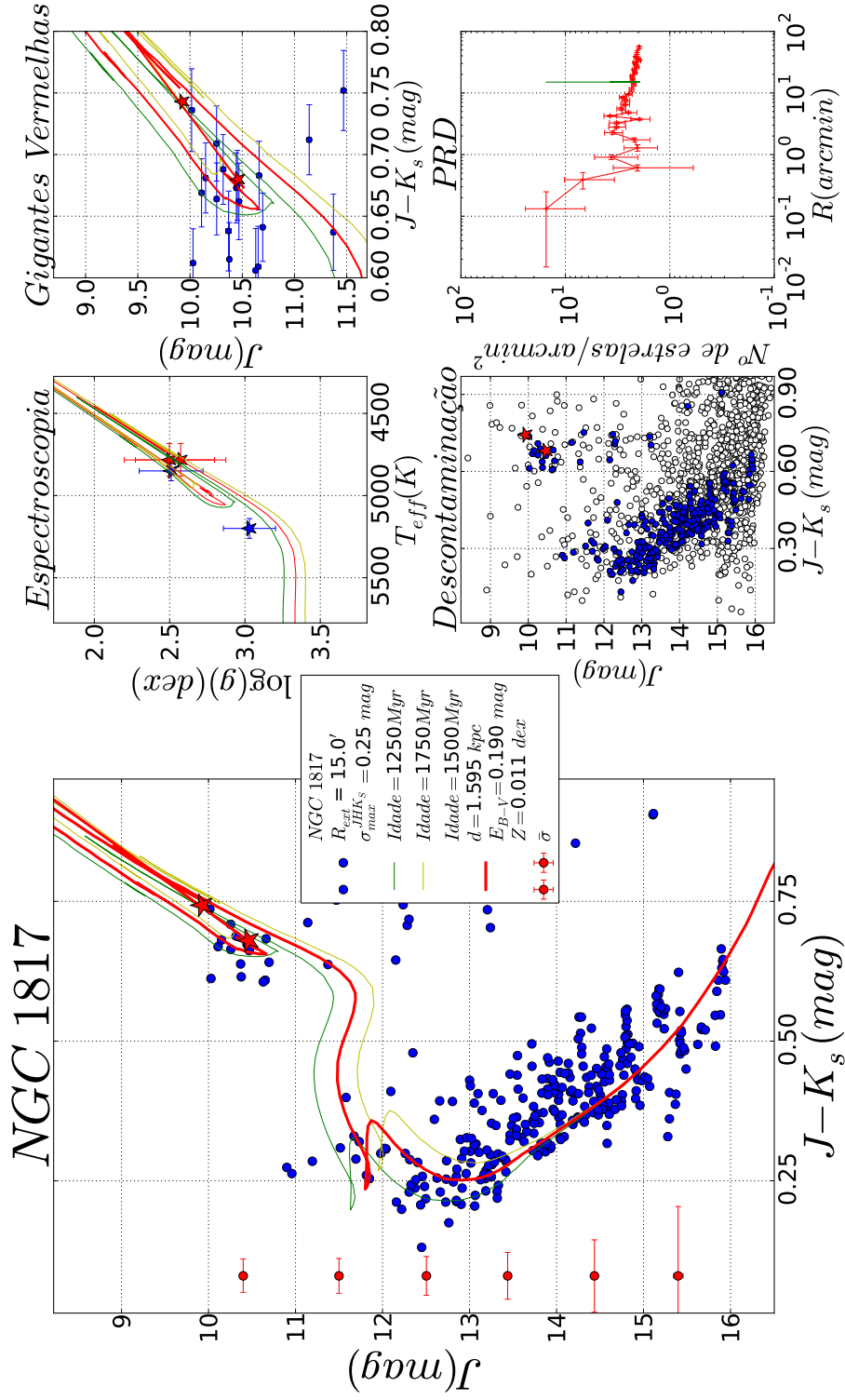


Figura A.16: Diagrama de diagnóstico para NGC 1817.

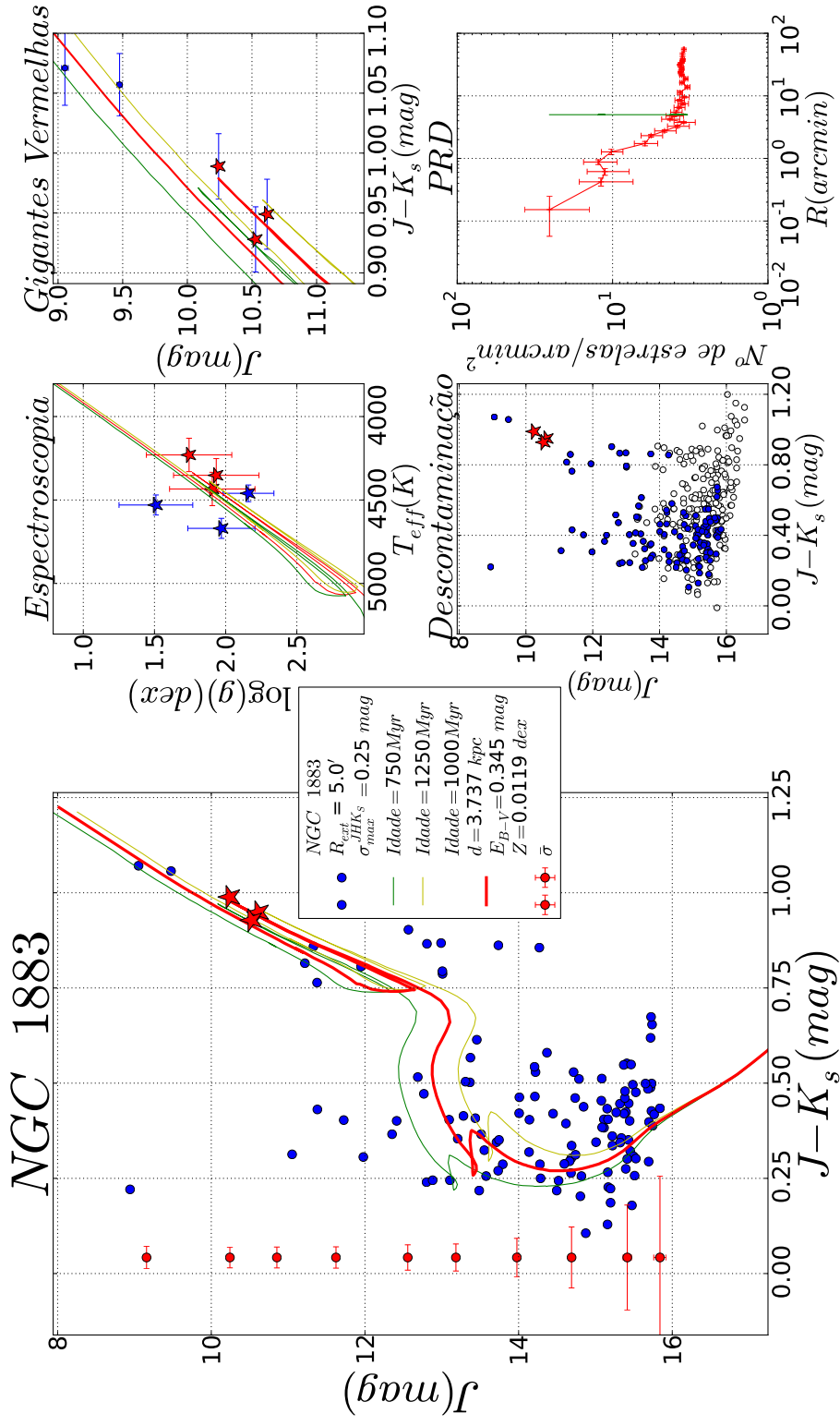


Figura A.17: Diagrama de diagnóstico para NGC 1883.

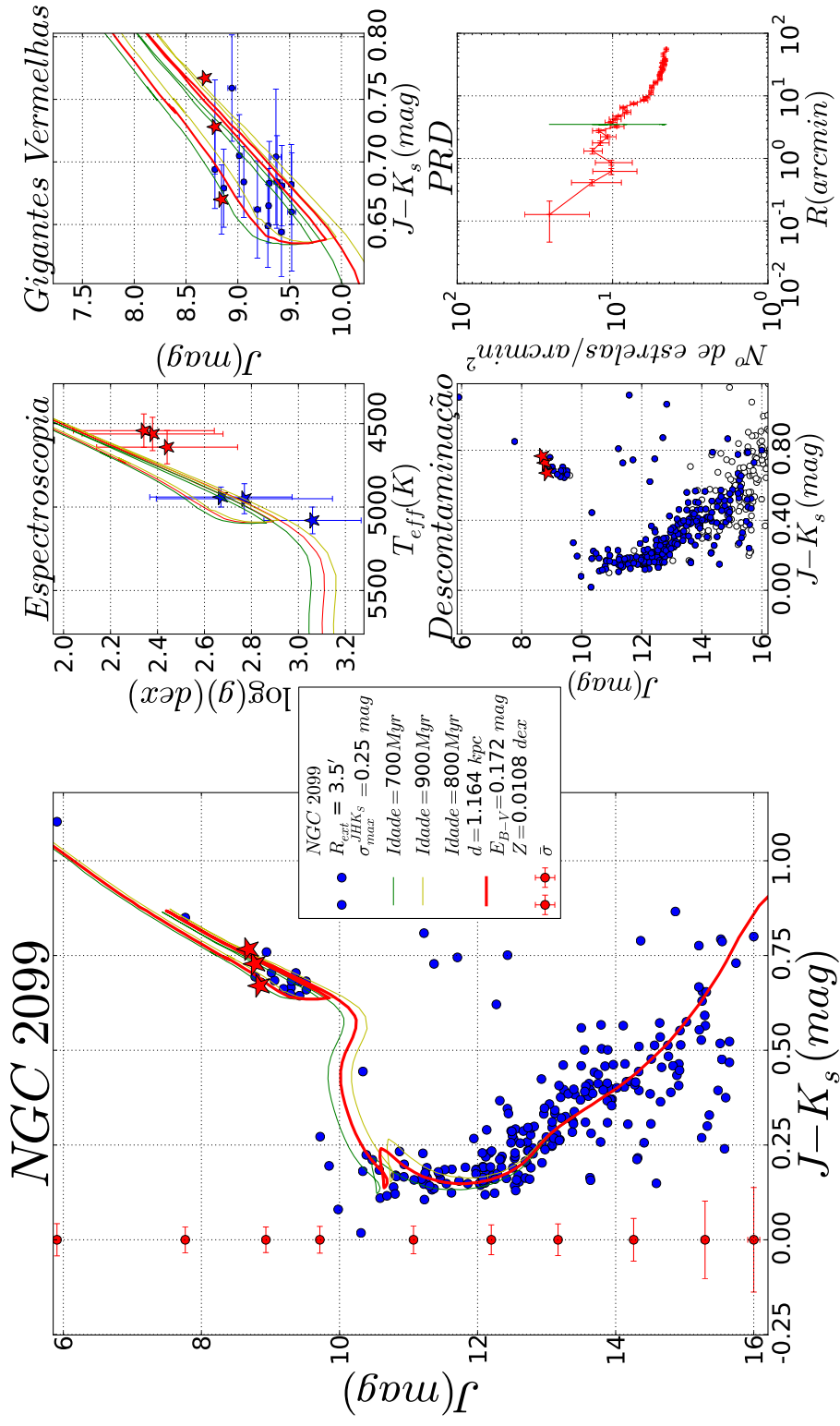


Figura A.18: Diagrama de diagnóstico para NGC 2099.

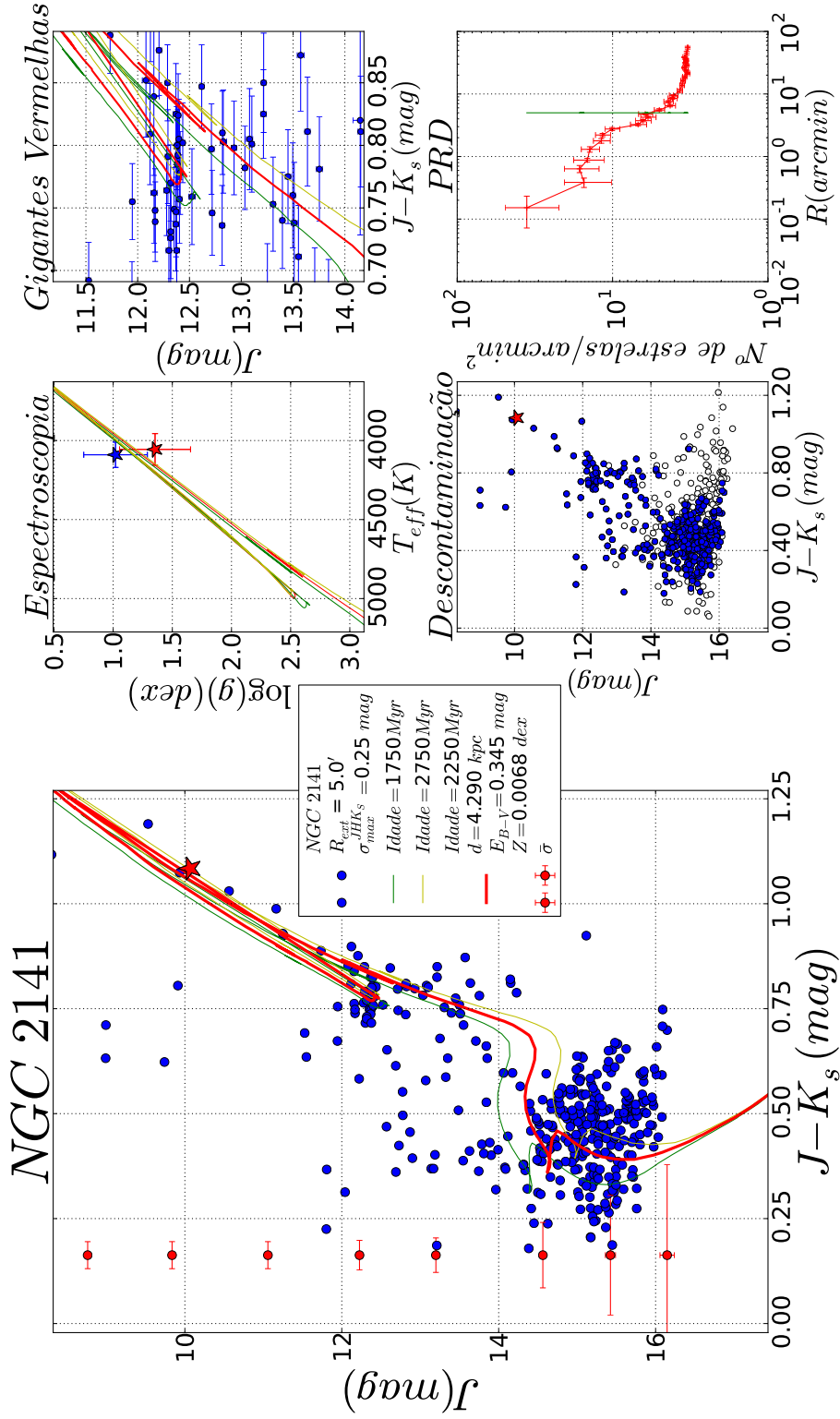


Figura A.19: Diagrama de diagnóstico para NGC 2141.

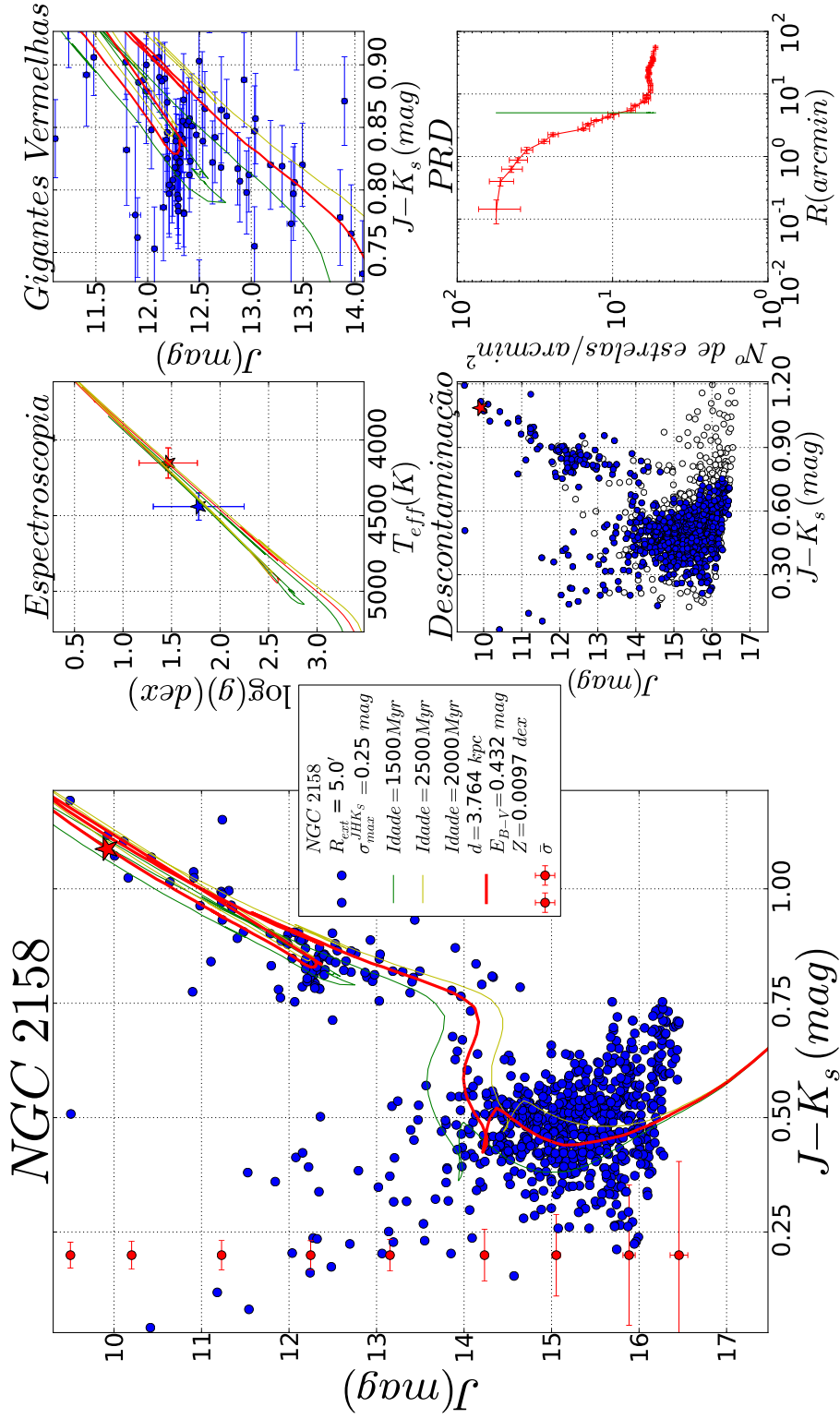


Figura A.20: Diagrama de diagnóstico para NGC 2158.

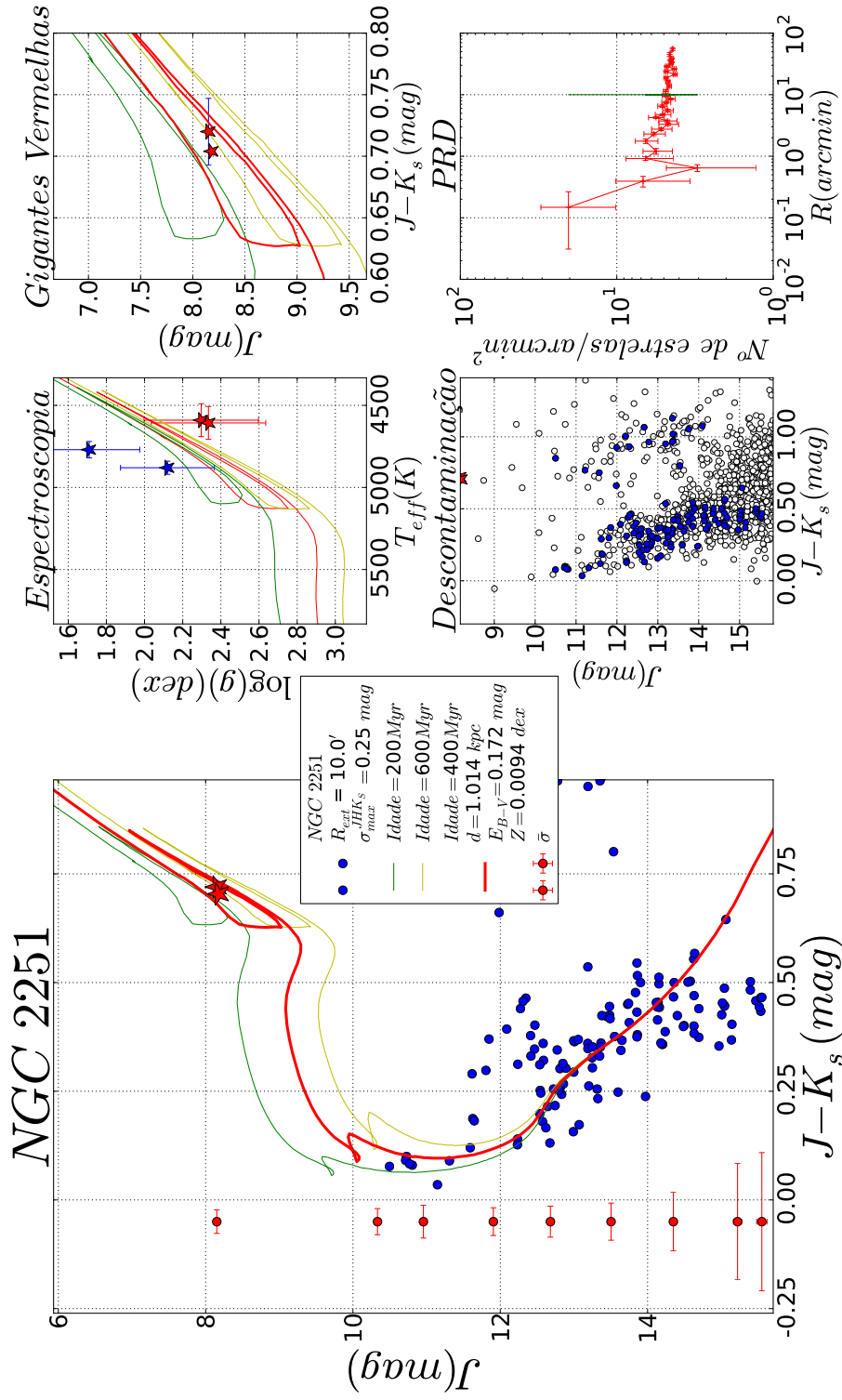


Figura A.21: Diagrama de diagnóstico para NGC 2251.

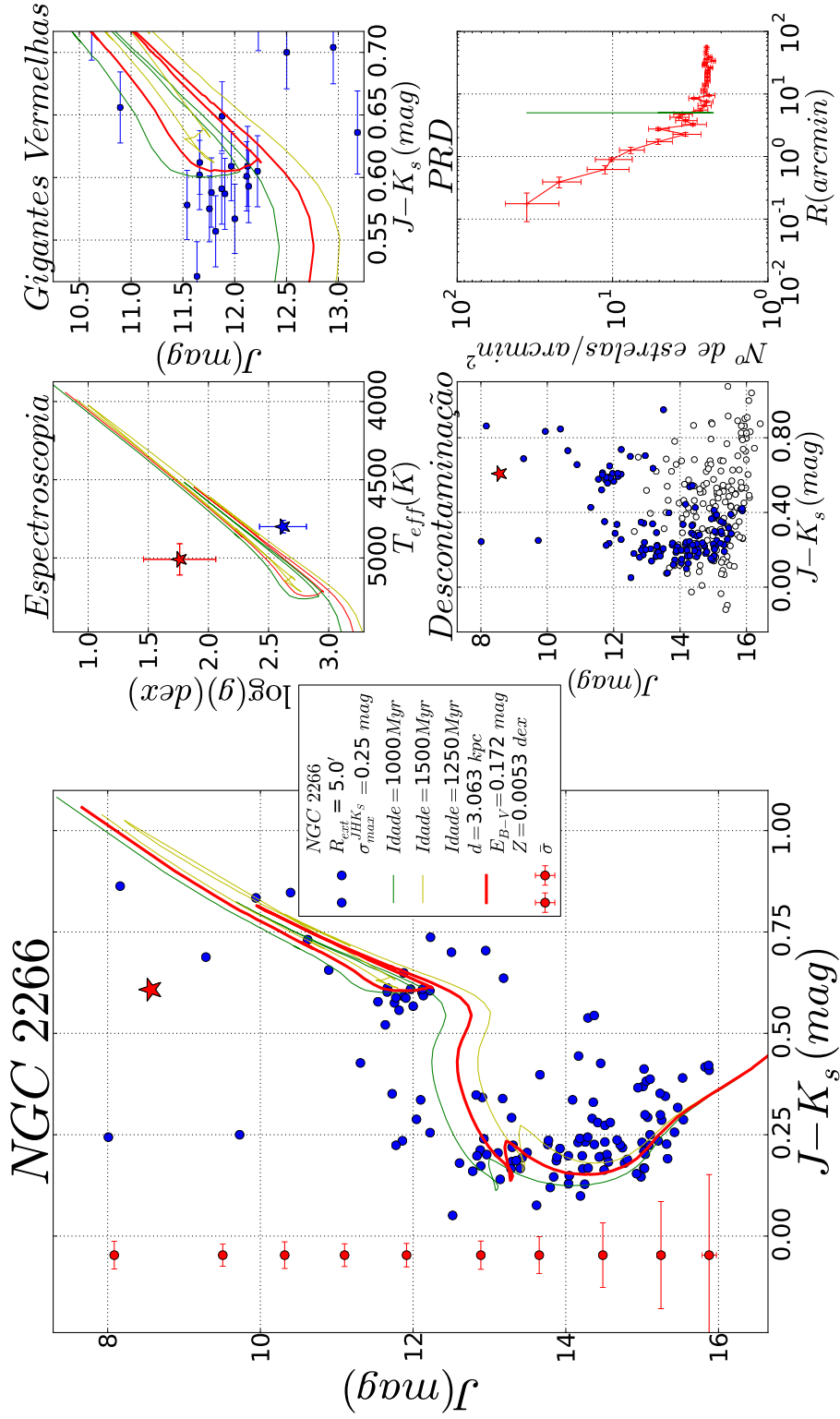


Figura A.22: Diagrama de diagnóstico para NGC 2266.

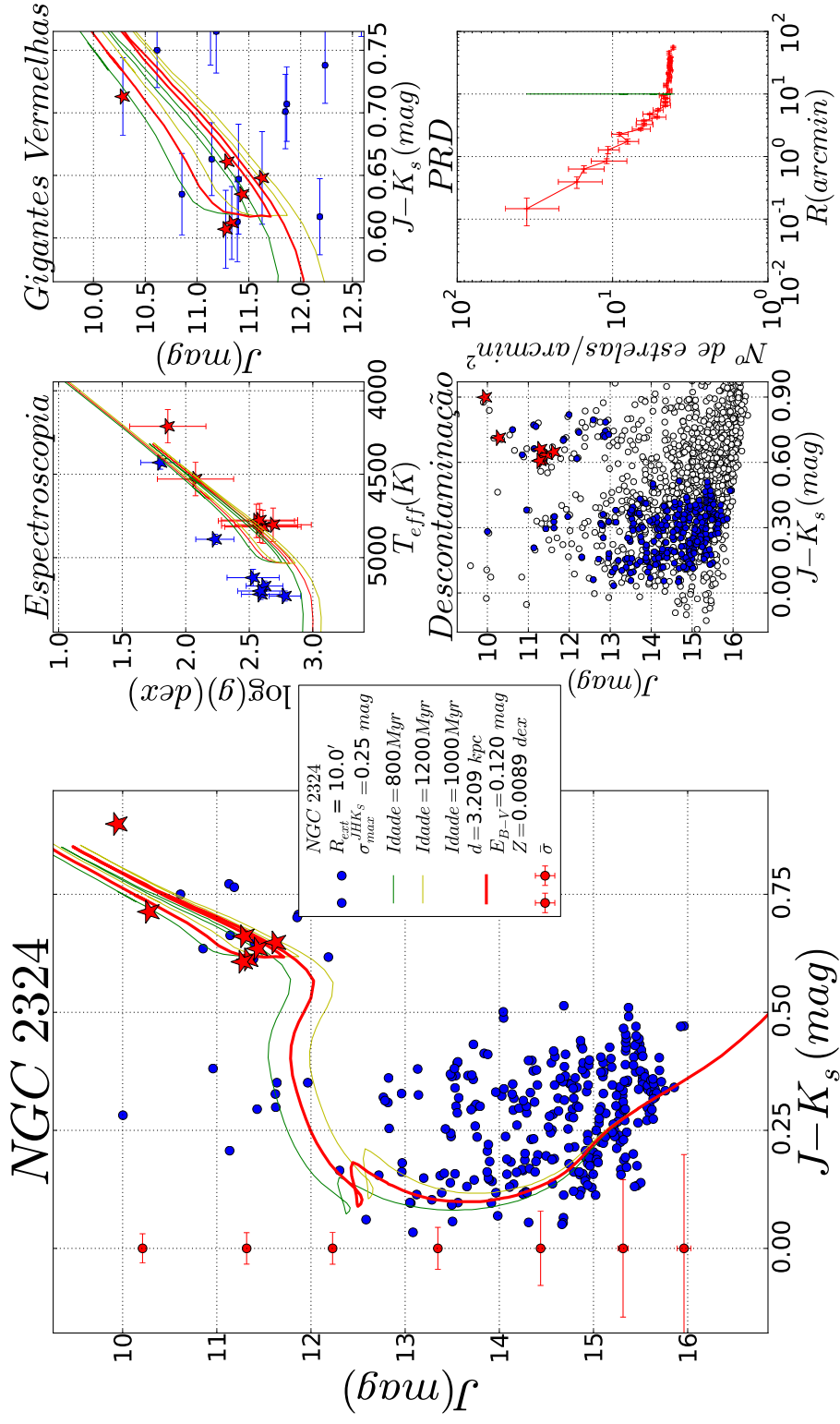


Figura A.23: Diagrama de diagnóstico para NGC 2324.

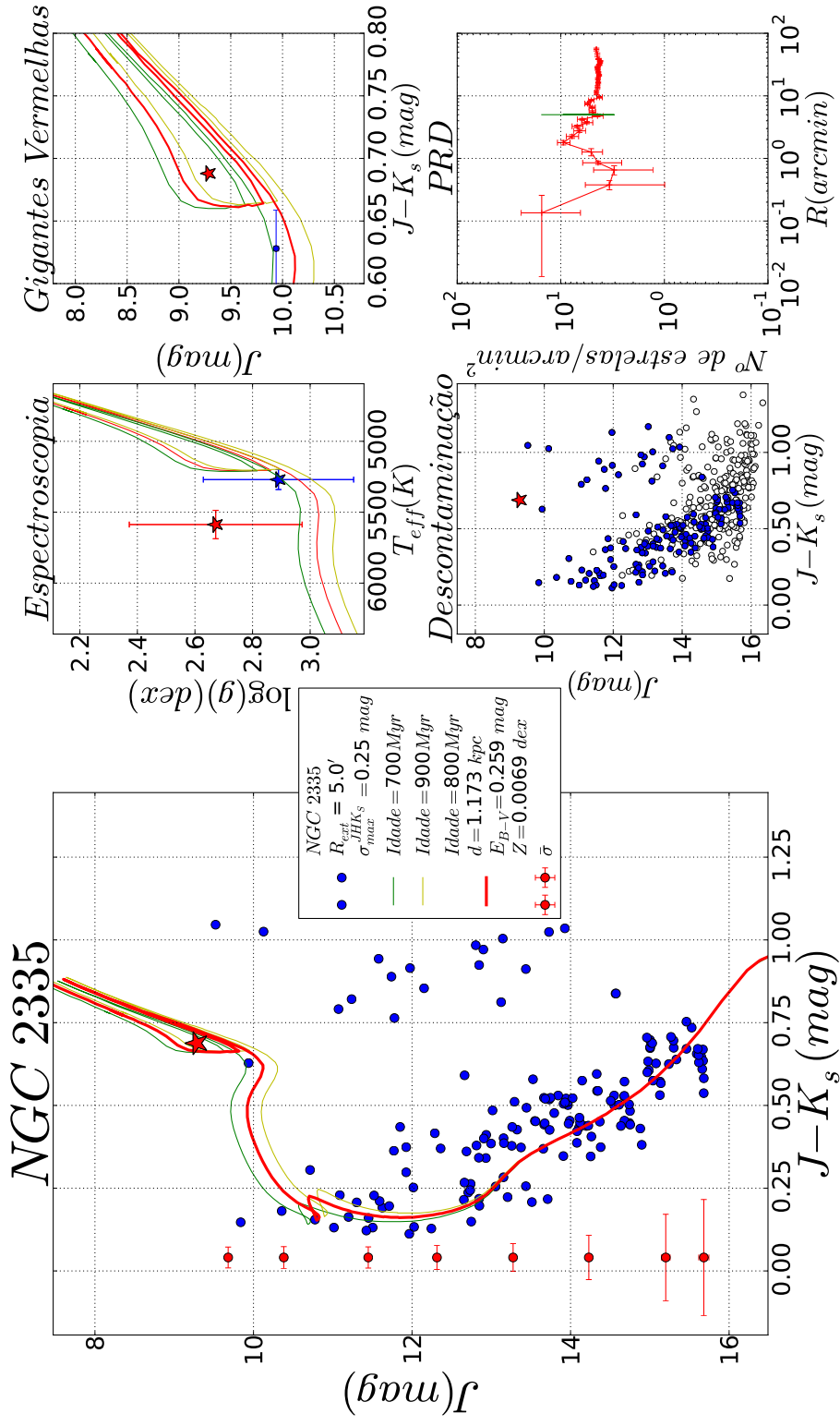


Figura A.24: Diagrama de diagnóstico para NGC 2335.

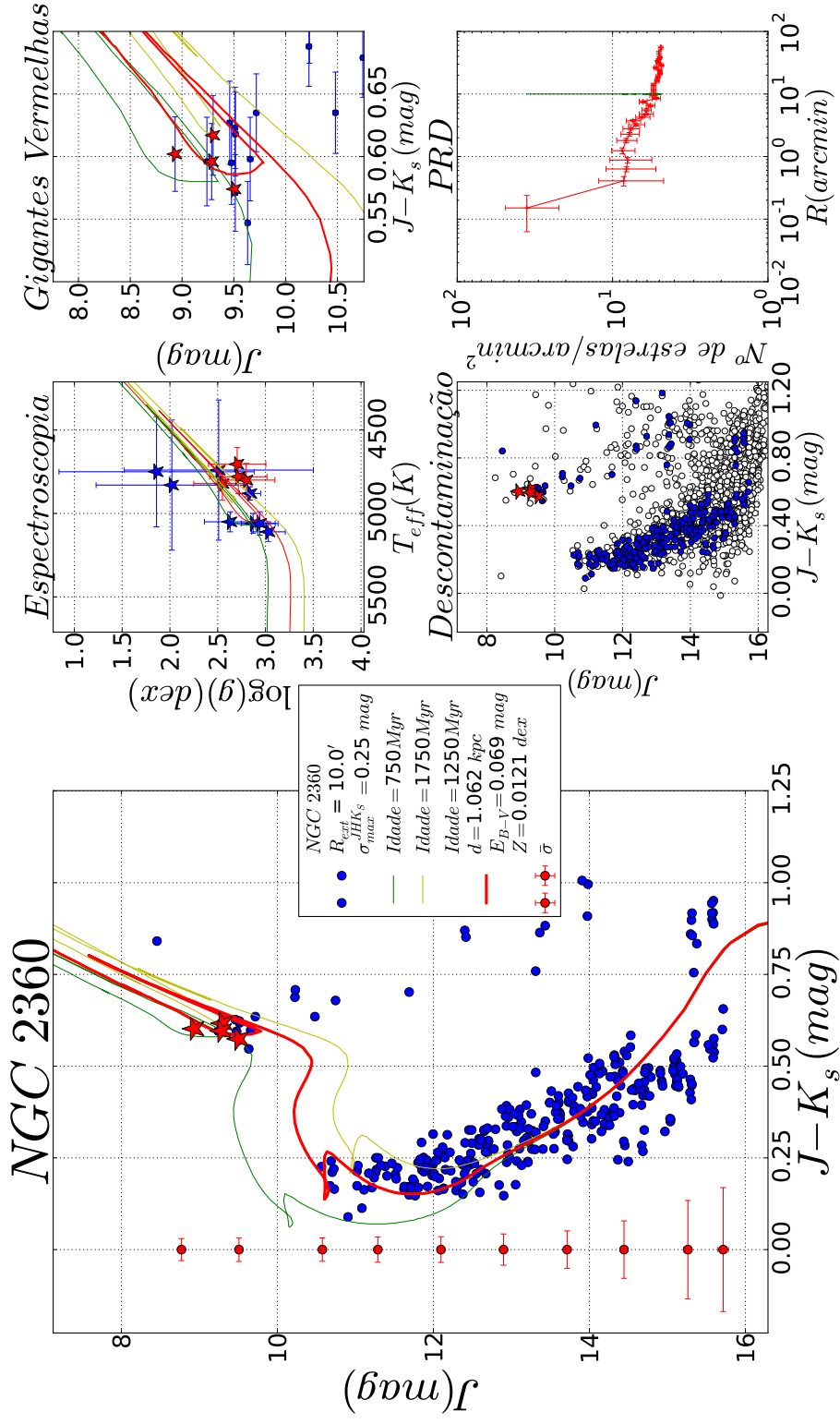


Figura A.25: Diagrama de diagnóstico para NGC 2360.

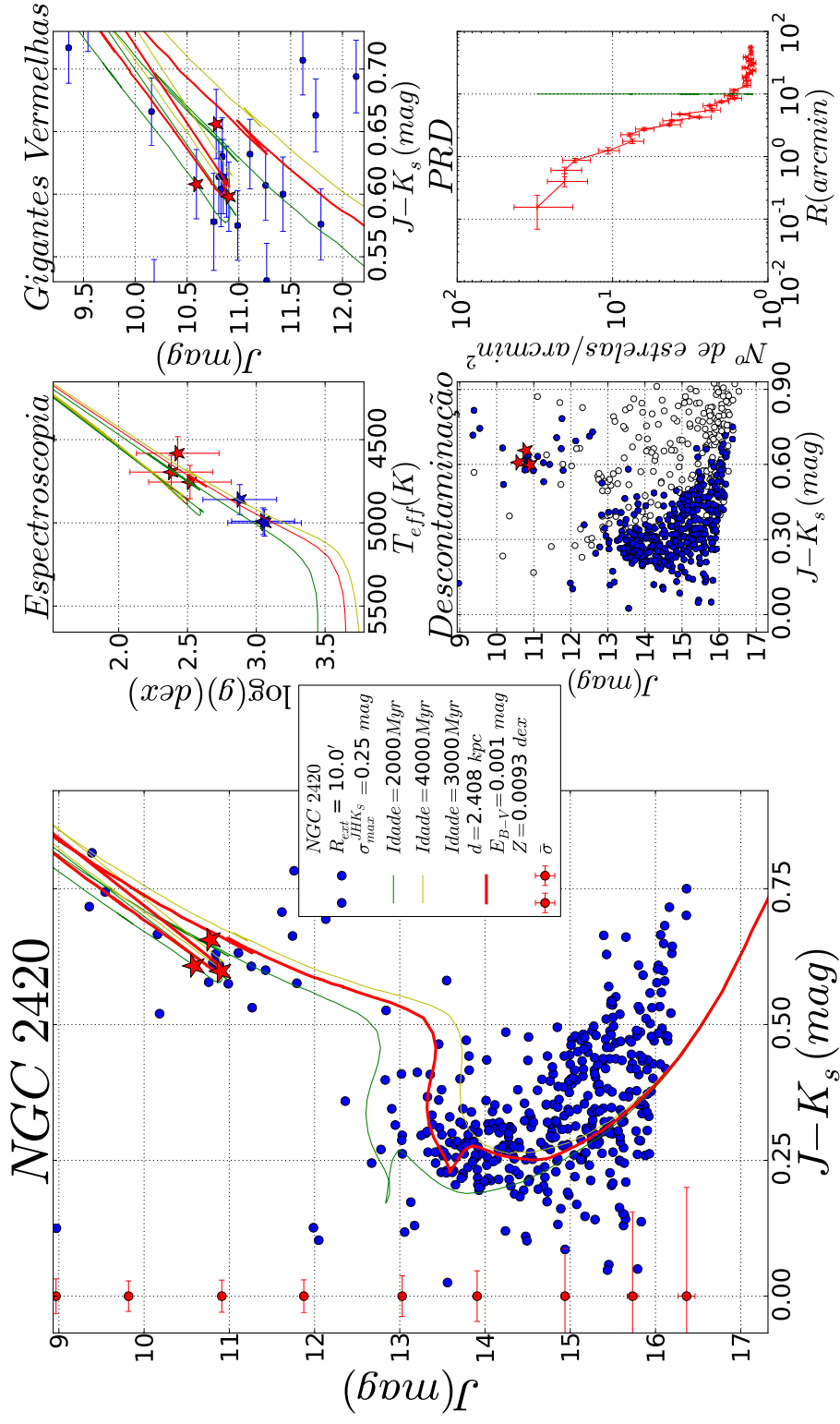


Figura A.26: Diagrama de diagnóstico para NGC 2420.

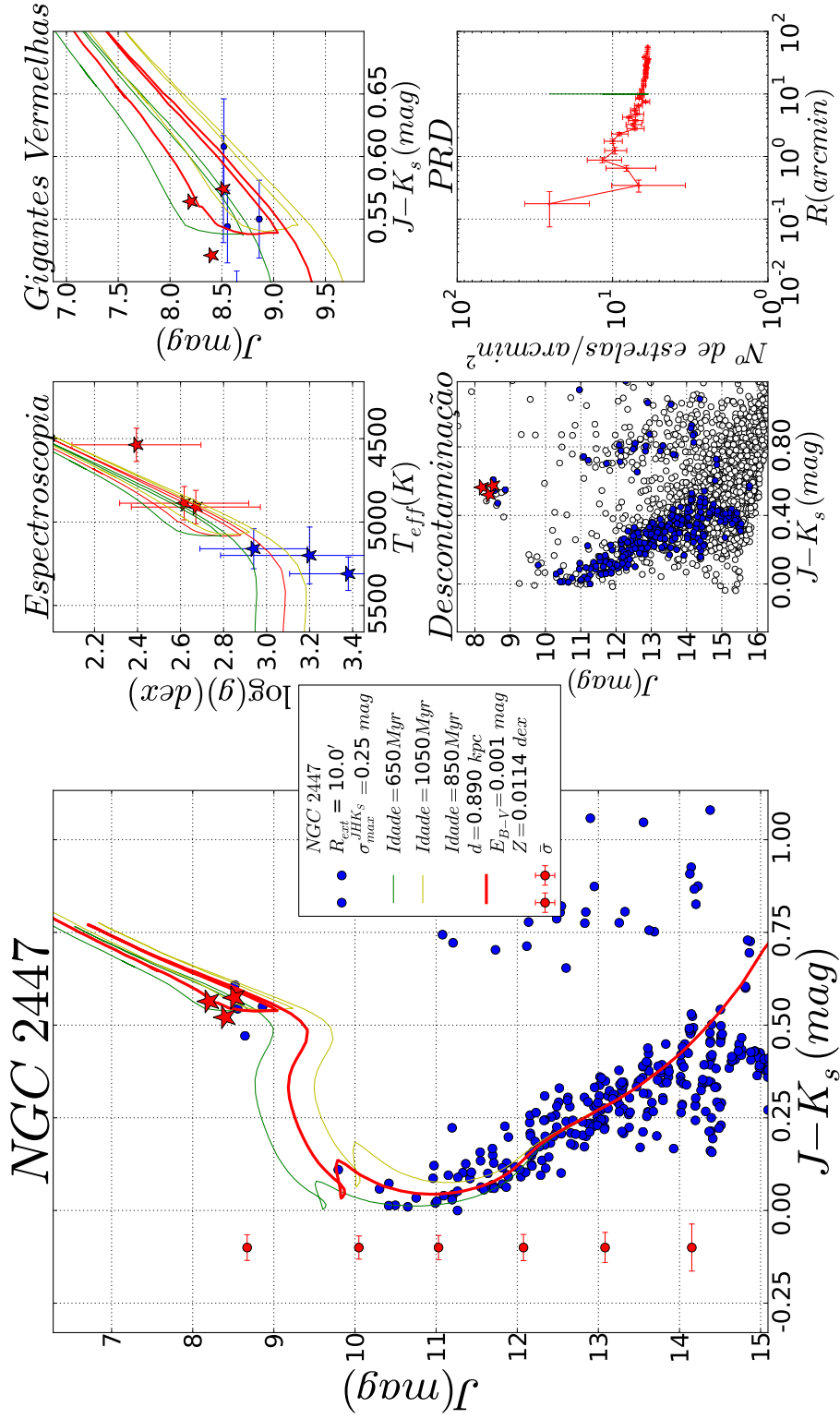


Figura A.27: Diagrama de diagnóstico para NGC 2447.

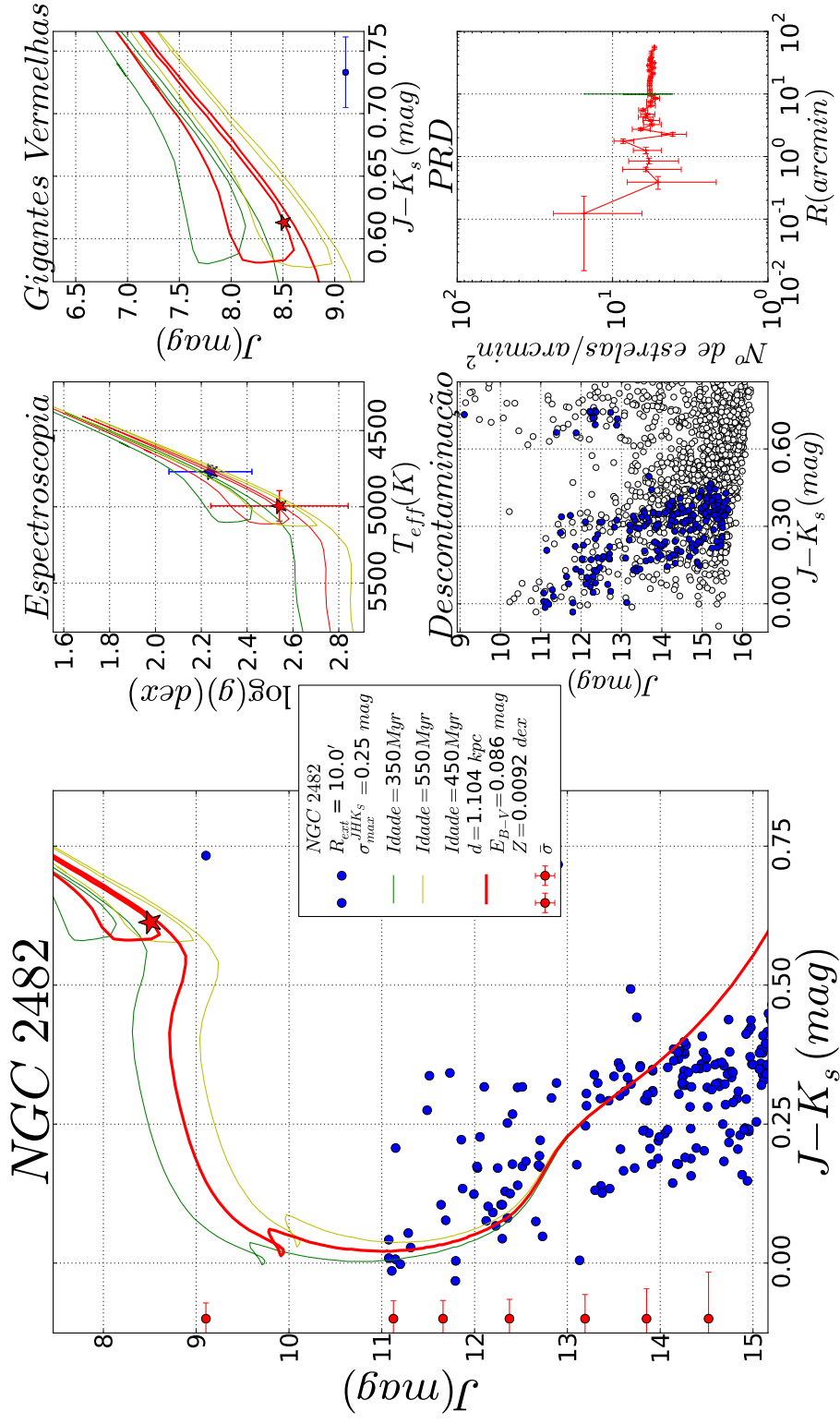


Figura A.28: Diagrama de diagnóstico para NGC 2482.

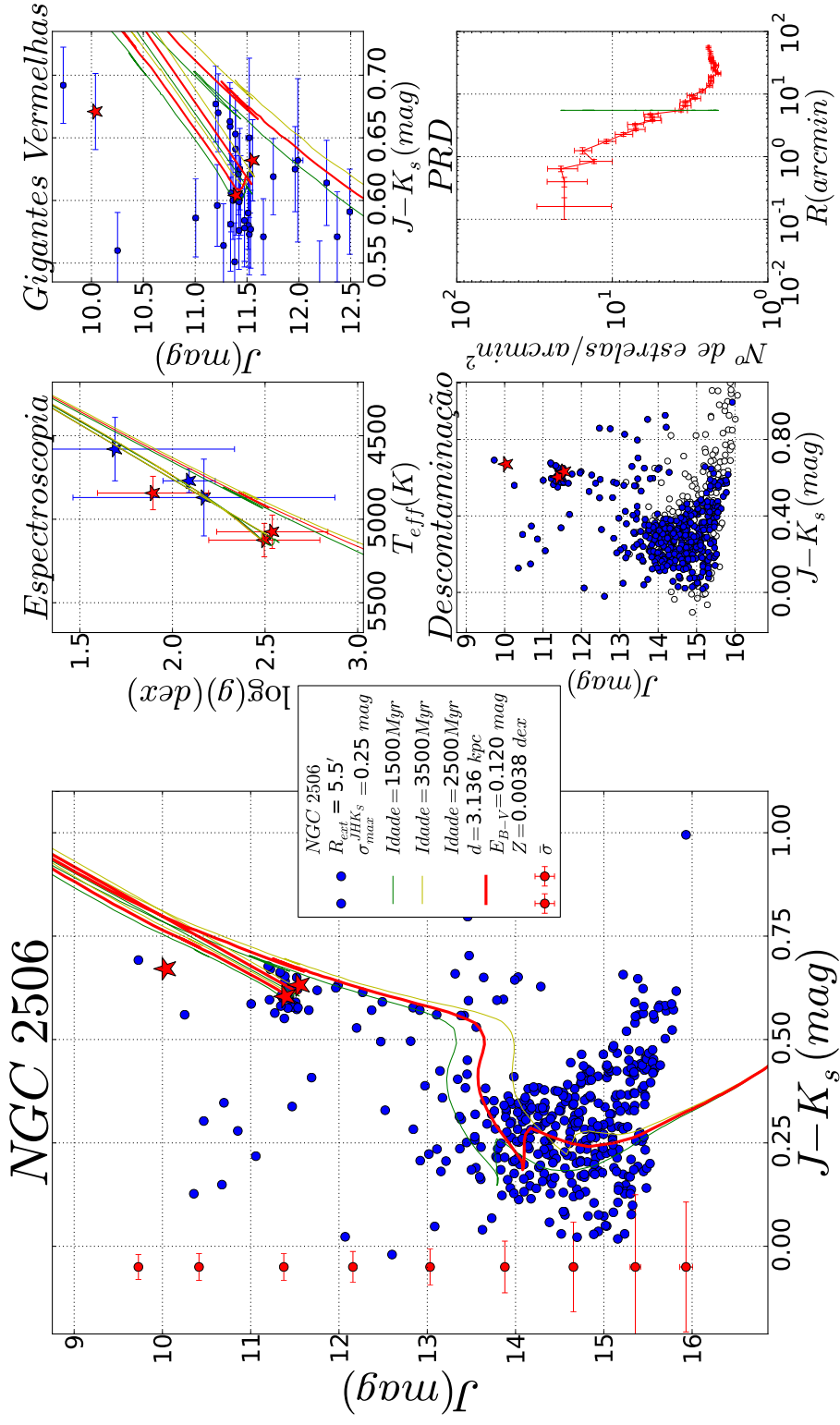


Figura A.29: Diagrama de diagnóstico para NGC 2506.

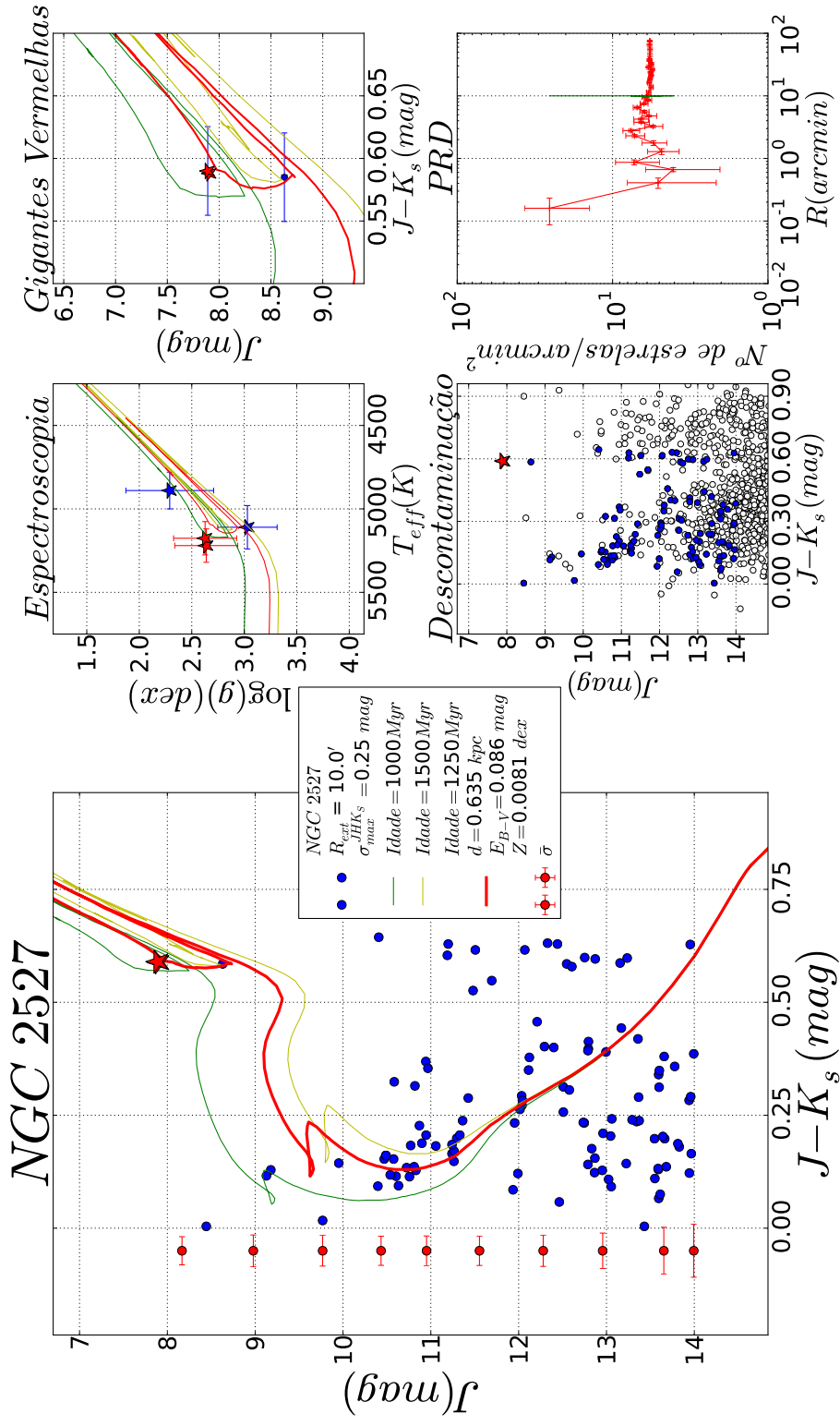


Figura A.30: Diagrama de diagnóstico para NGC 2527.

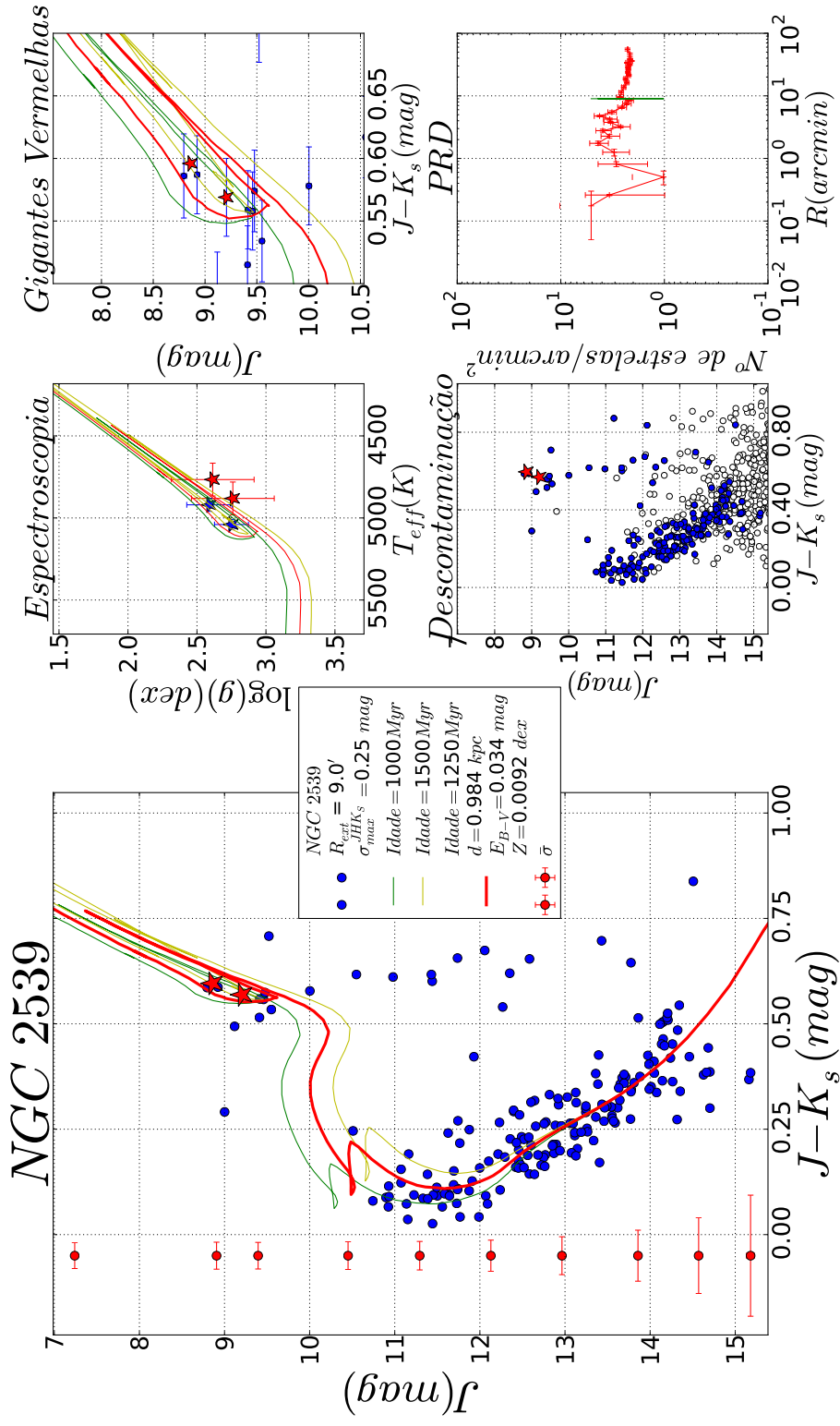


Figura A.31: Diagrama de diagnóstico para NGC 2539.

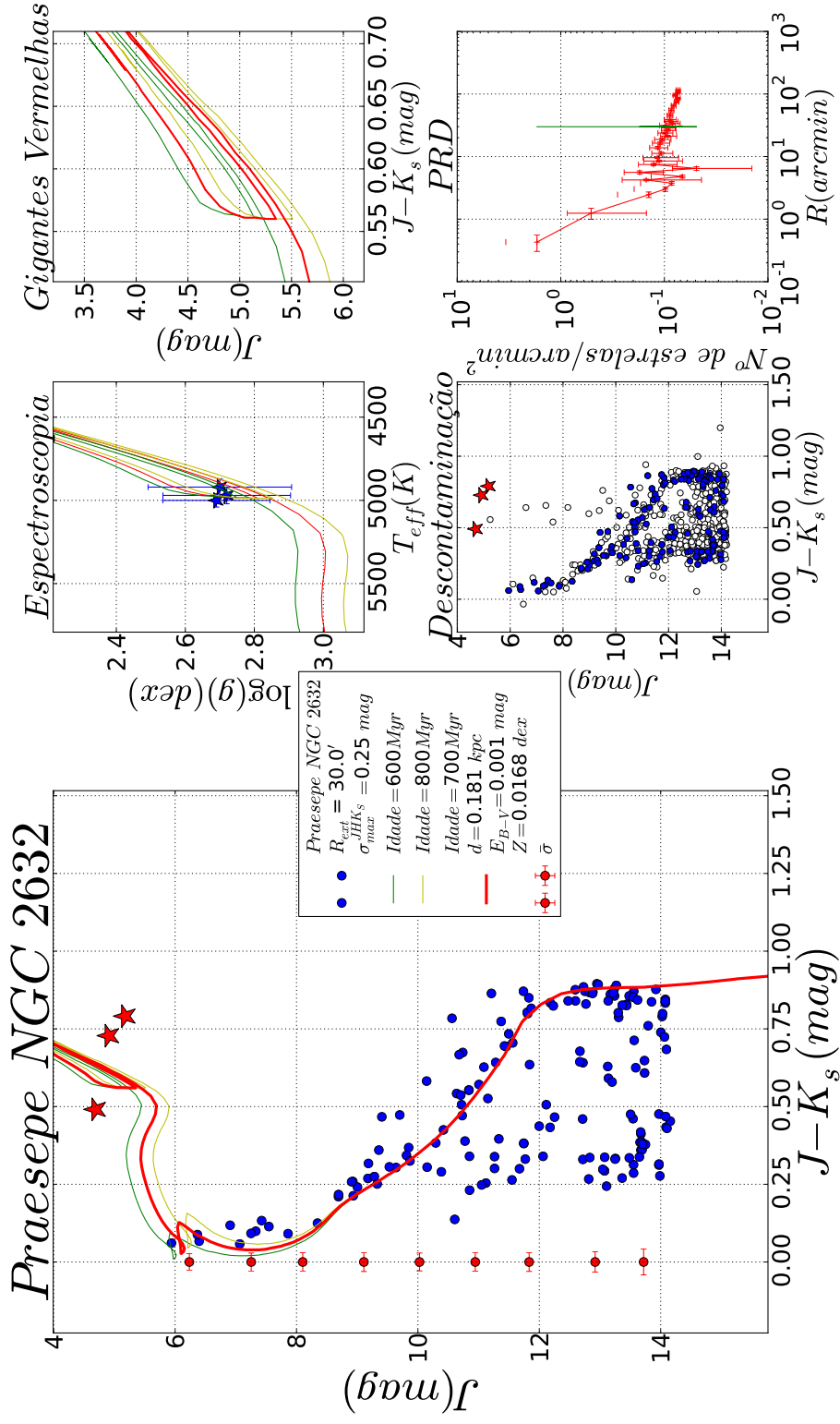


Figura A.32: Diagrama de diagnóstico para NGC 2632/Praesepe/M 44.

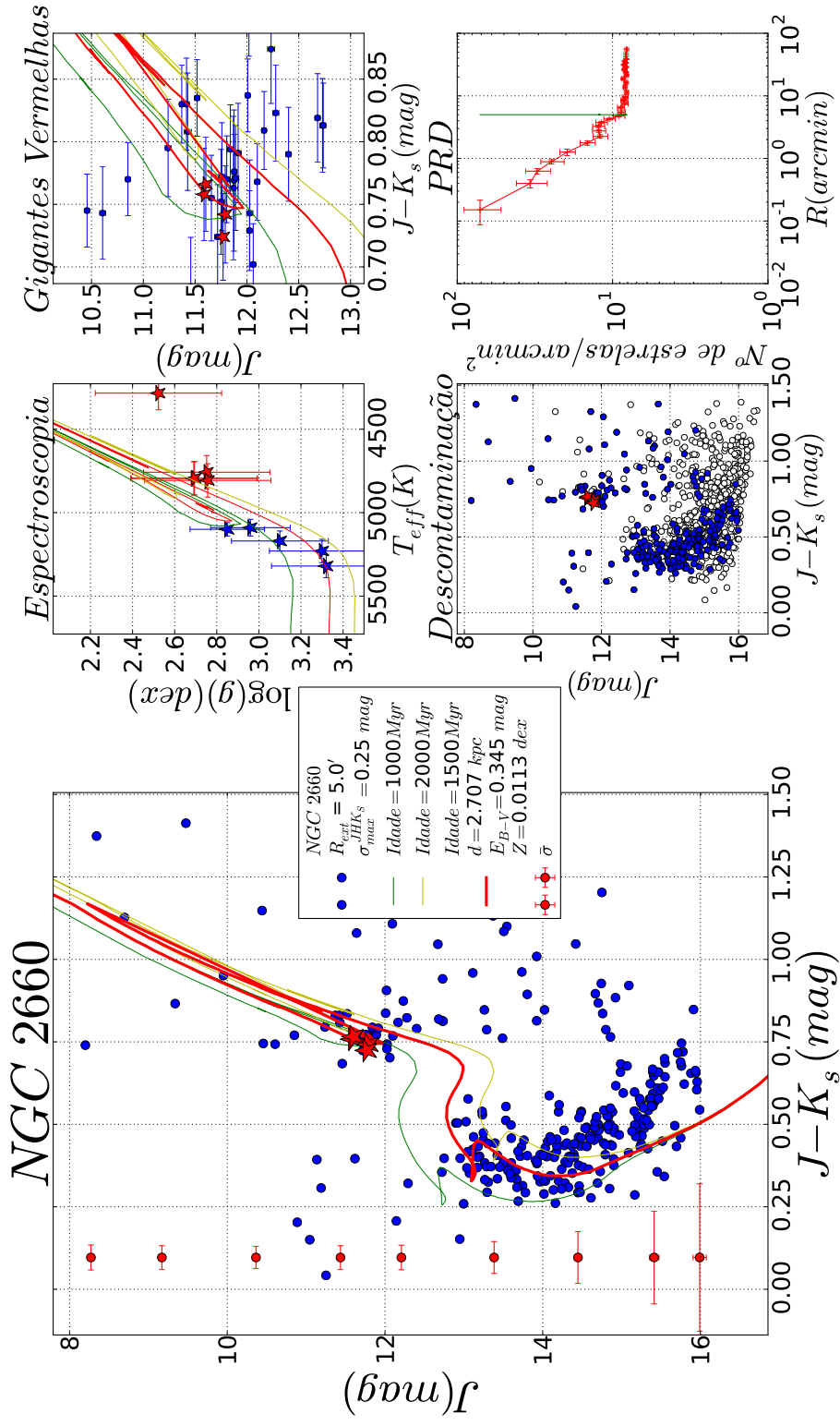


Figura A.33: Diagrama de diagnóstico para NGC 2660.

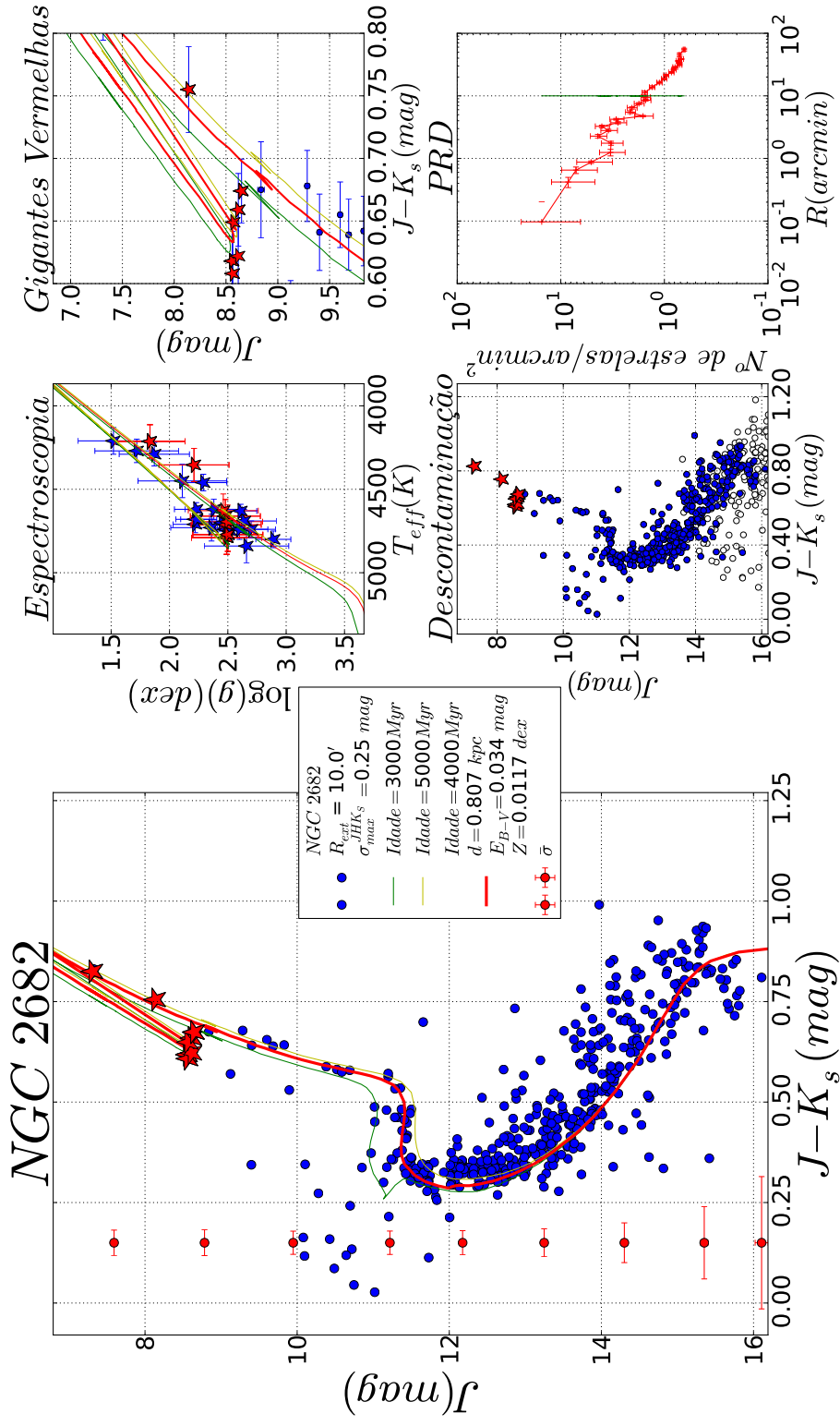


Figura A.34: Diagrama de diagnóstico para NGC 2682.

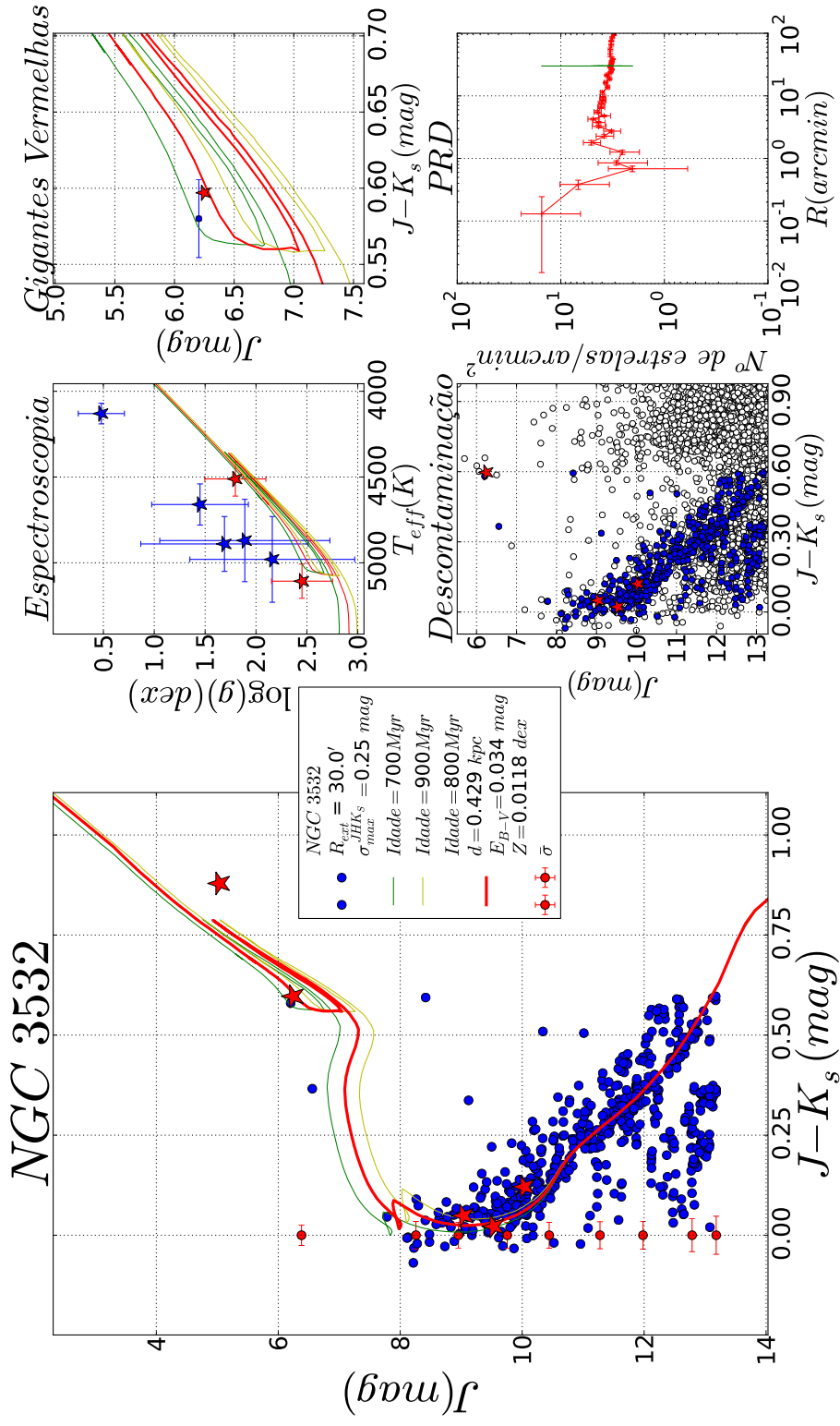


Figura A.35: Diagrama de diagnóstico para NGC 3532.

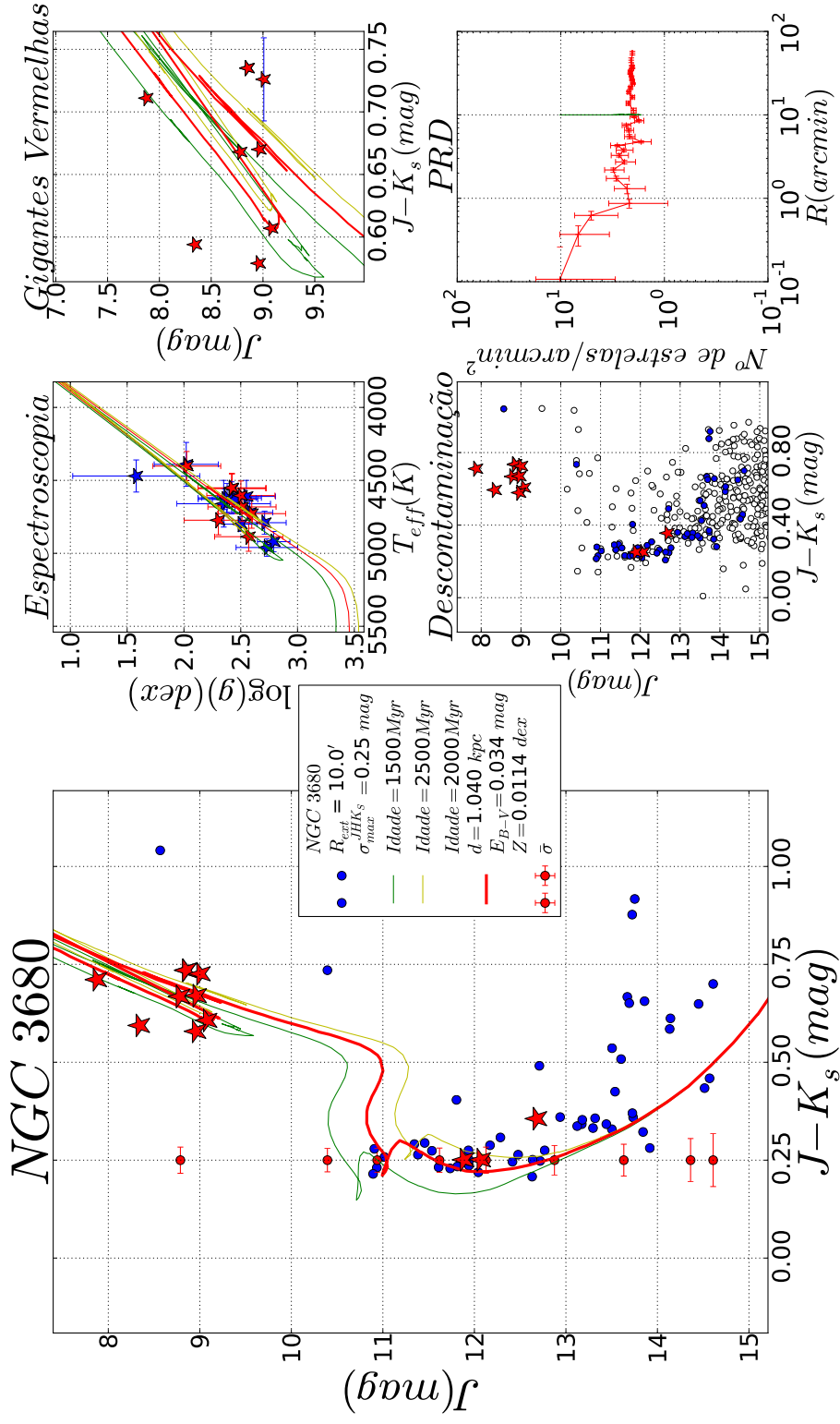


Figura A.36: Diagrama de diagnóstico para NGC 3680.

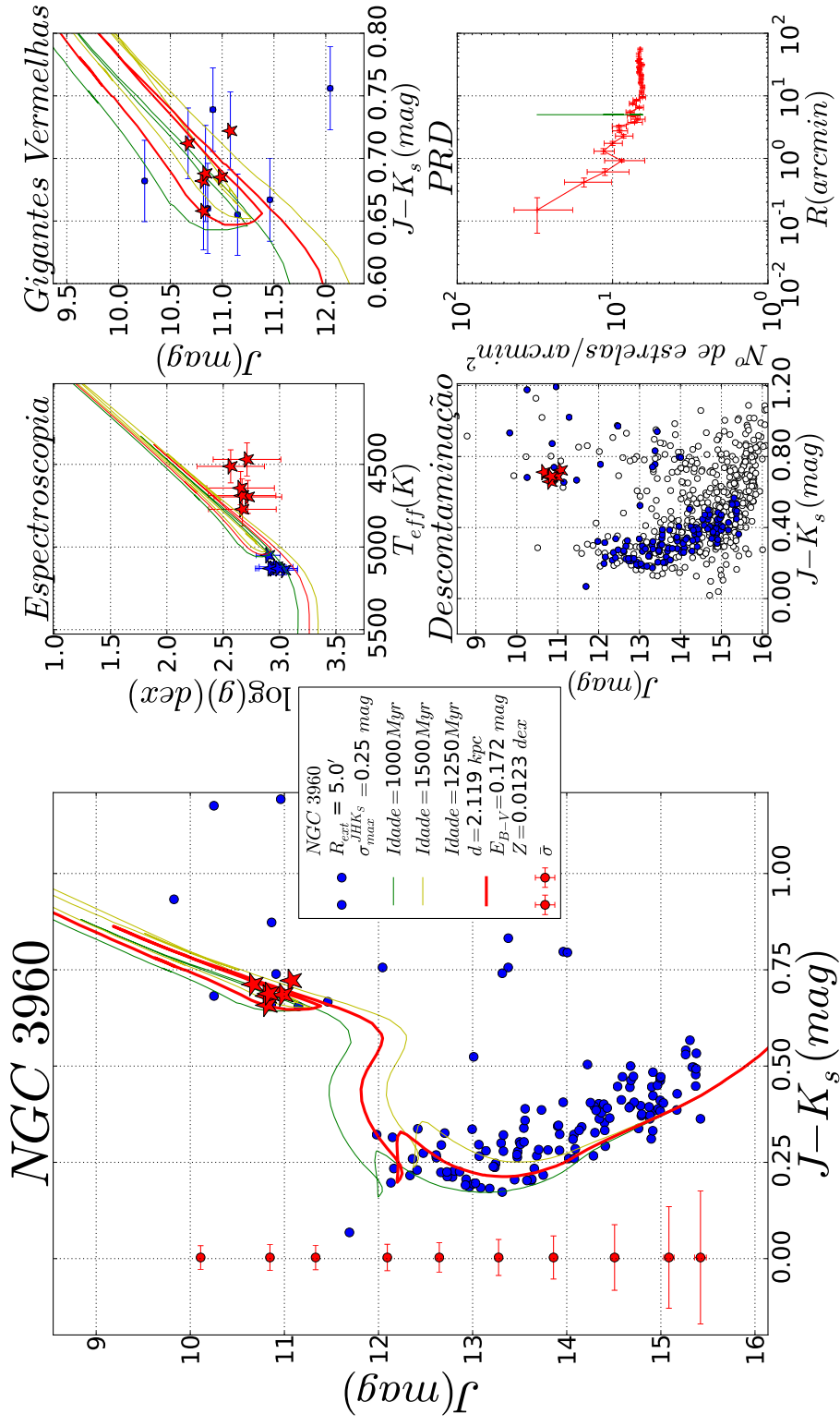


Figura A.37: Diagrama de diagnóstico para NGC 3960.

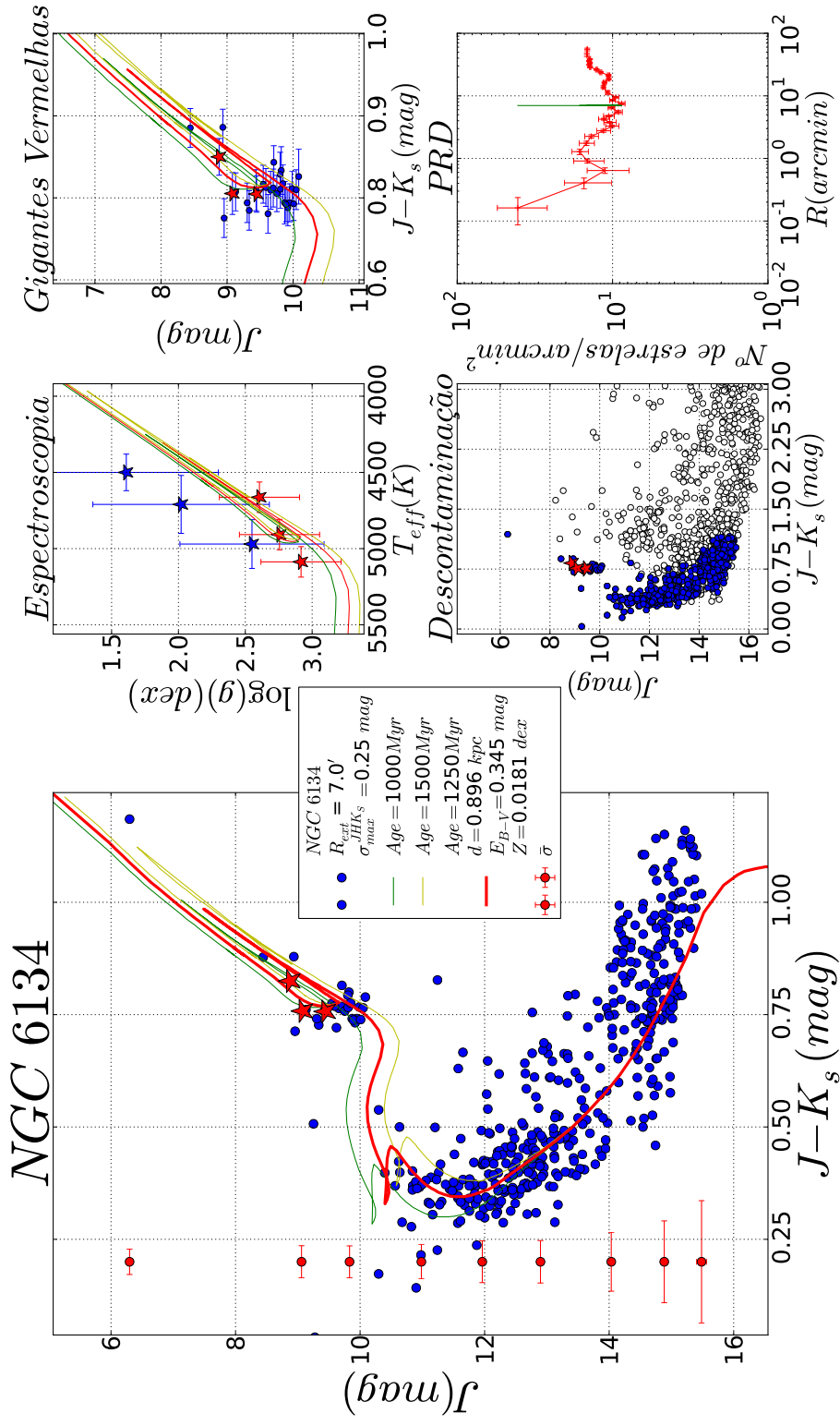


Figura A.38: Diagrama de diagnóstico para NGC 6134.

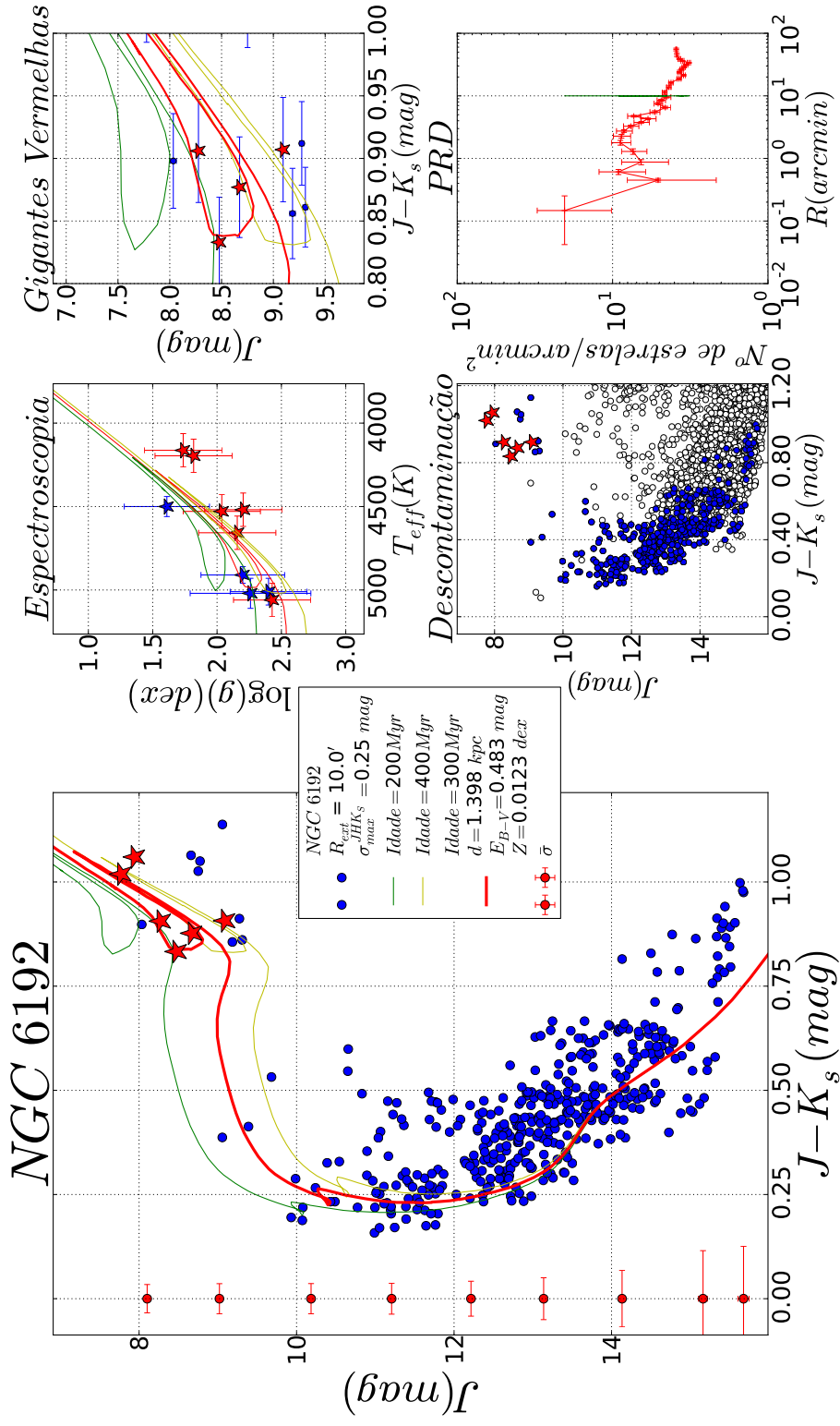


Figura A.39: Diagrama de diagnóstico para NGC 6192.

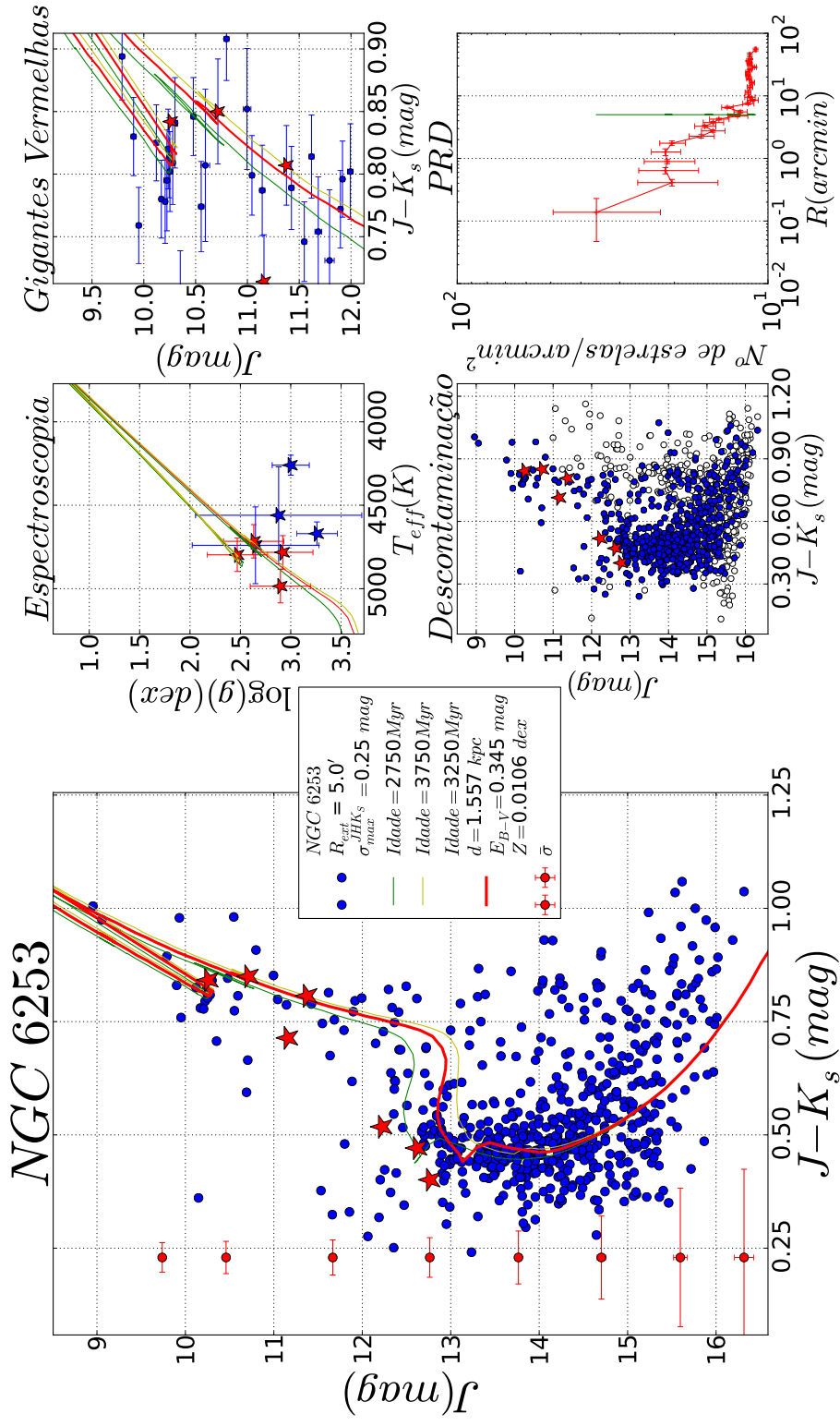


Figura A.40: Diagrama de diagnóstico para NGC 6253.

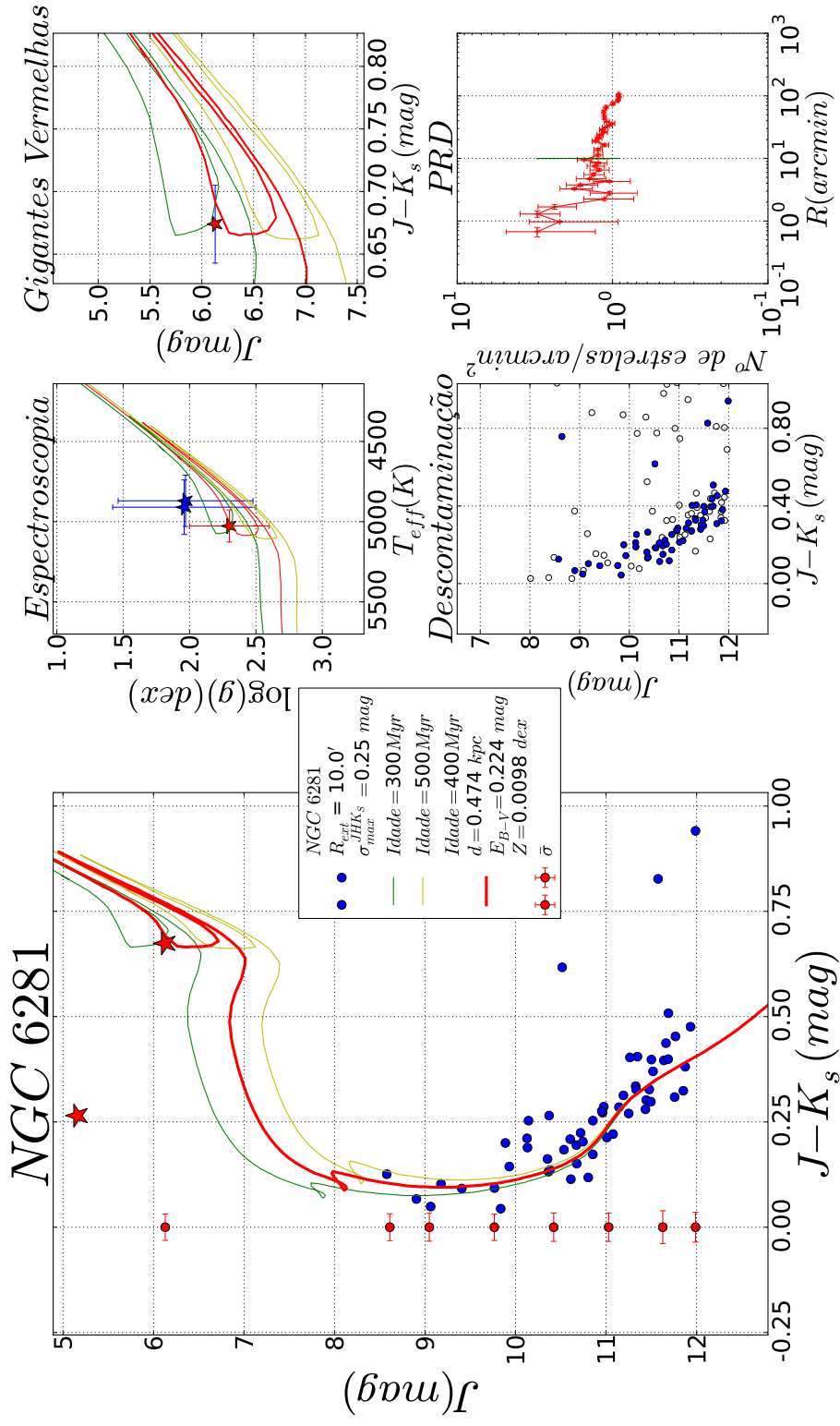


Figura A.41: Diagrama de diagnóstico para NGC 6281.

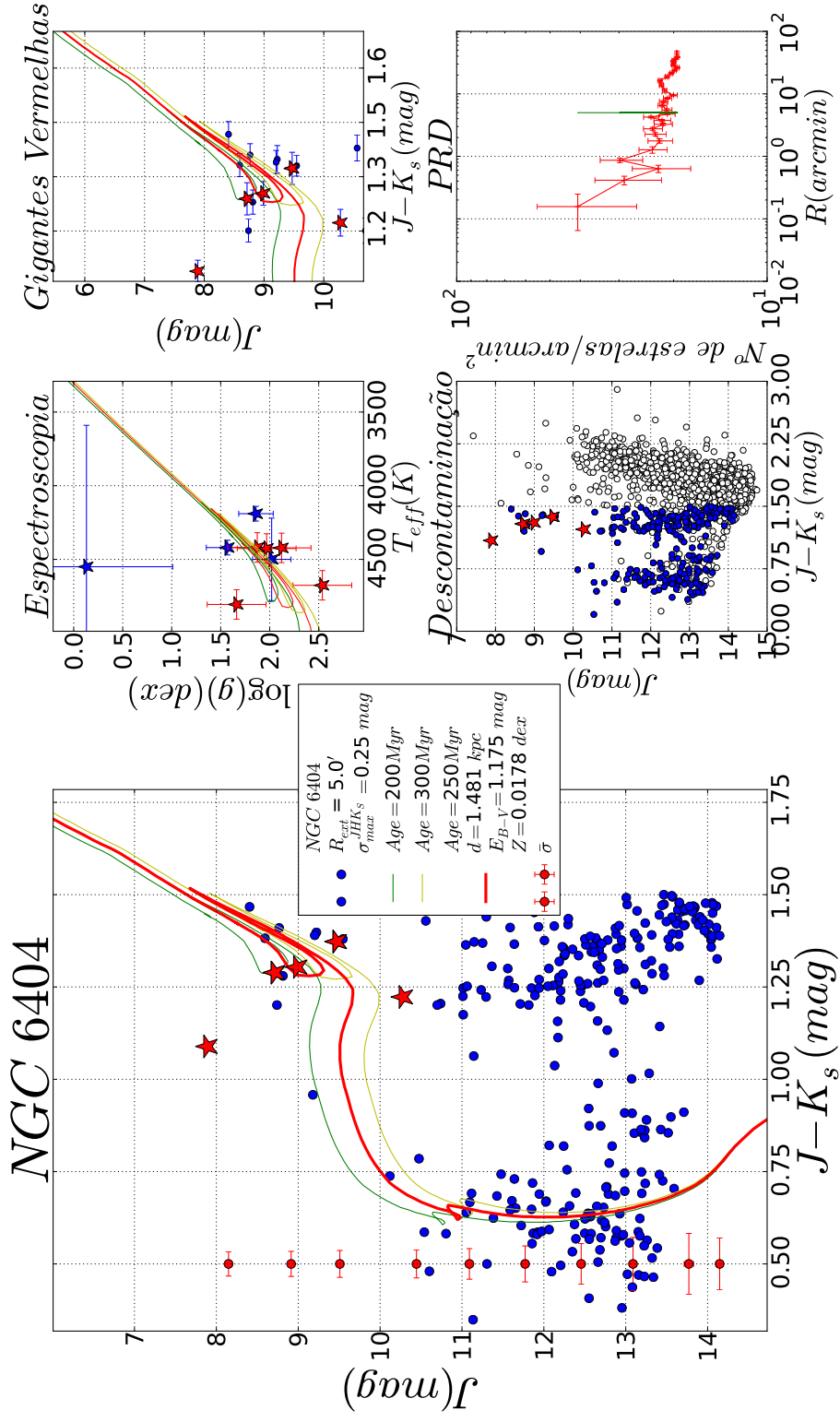


Figura A.42: Diagrama de diagnóstico para NGC 6404.

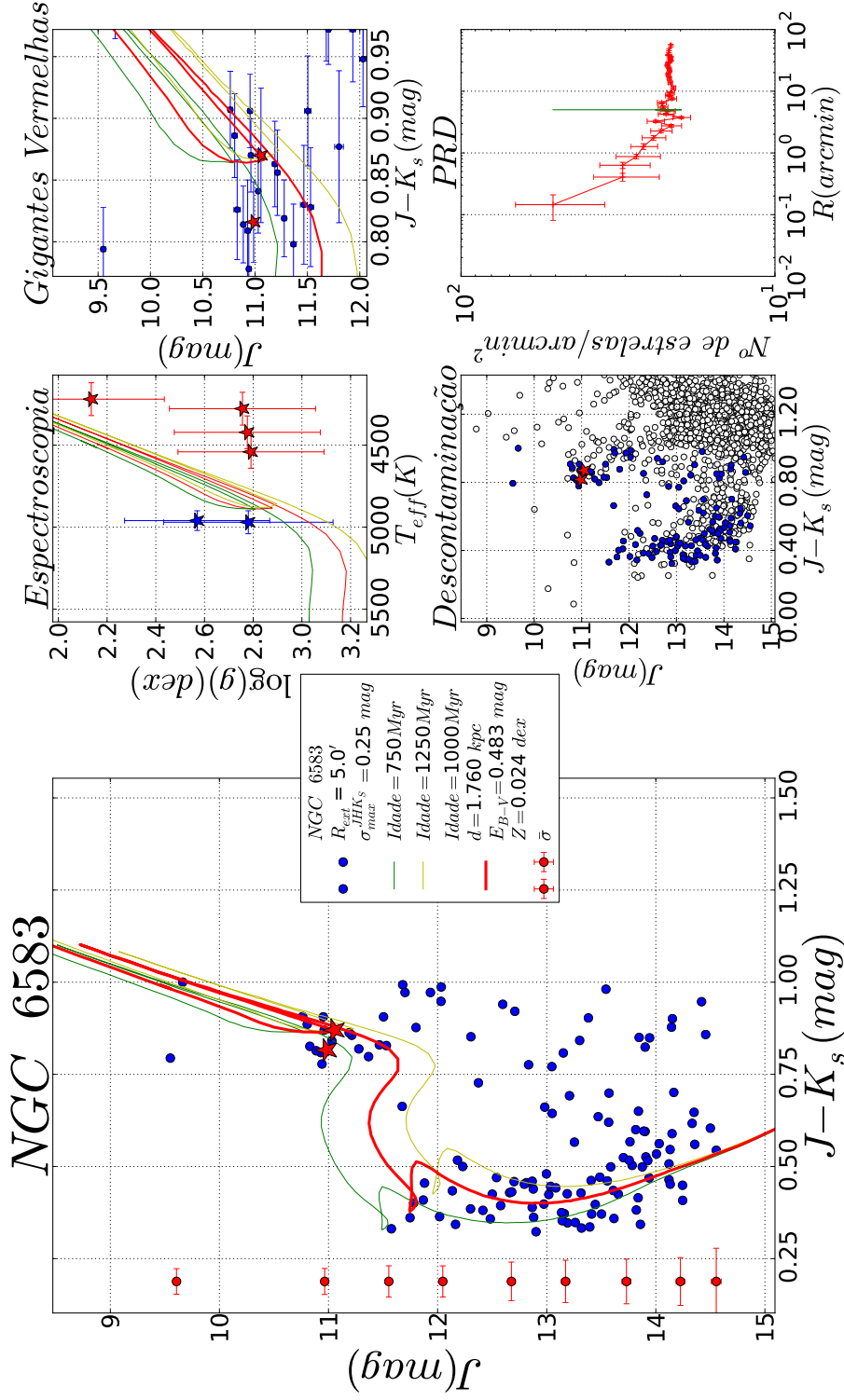


Figura A.43: Diagrama de diagnóstico para NGC 6583.

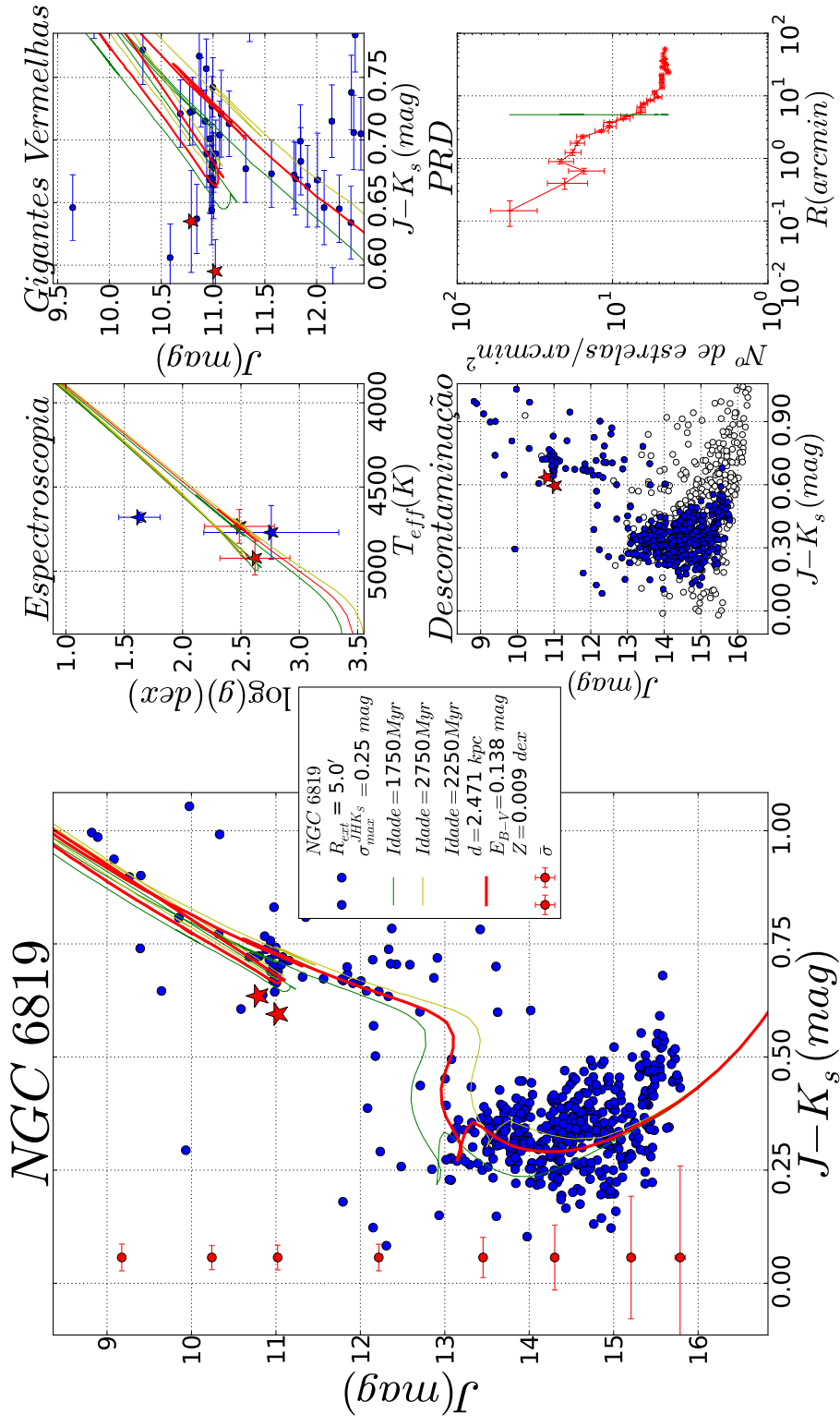


Figura A.44: Diagrama de diagnóstico para NGC 6819.

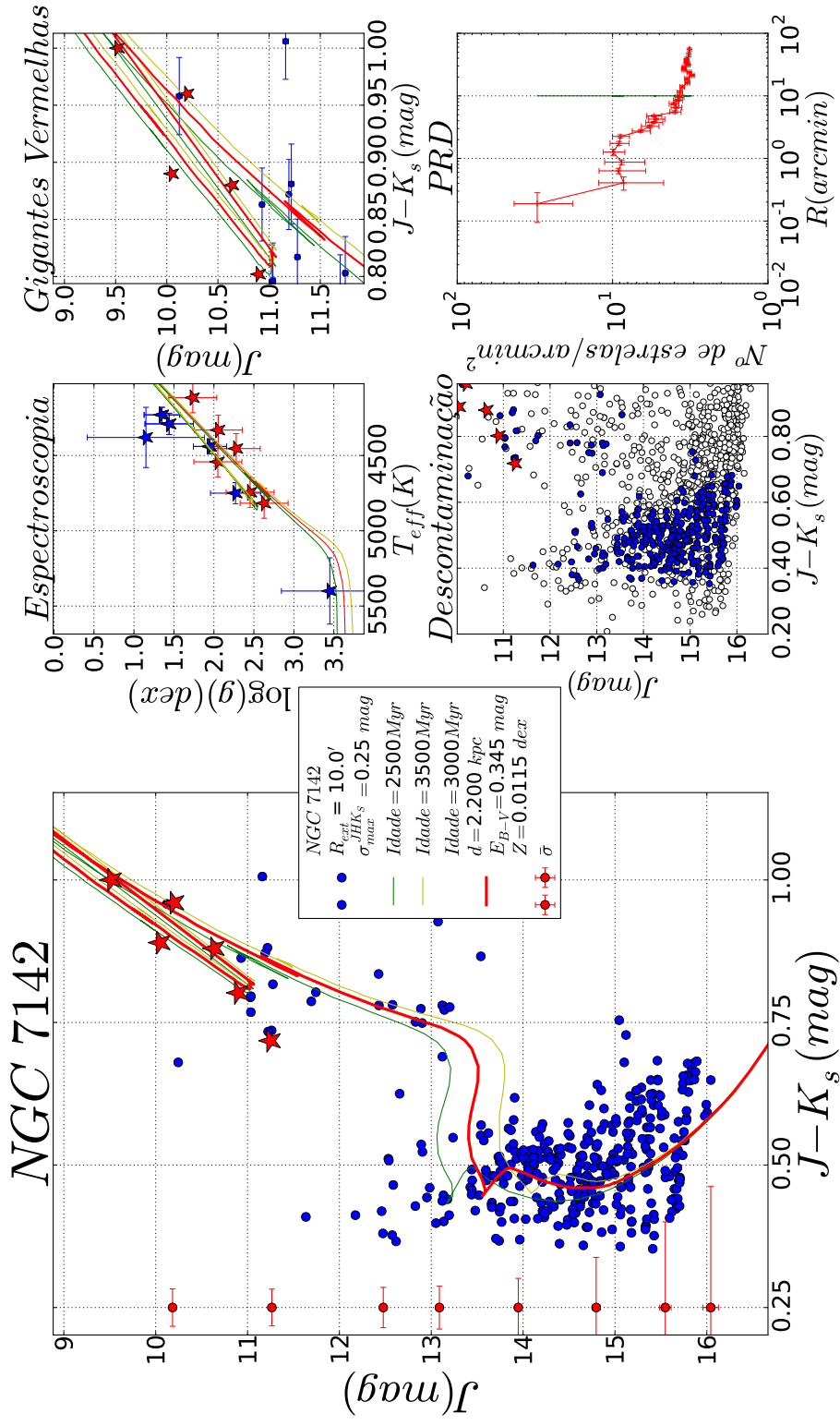


Figura A.45: Diagrama de diagnóstico para NGC 7142.

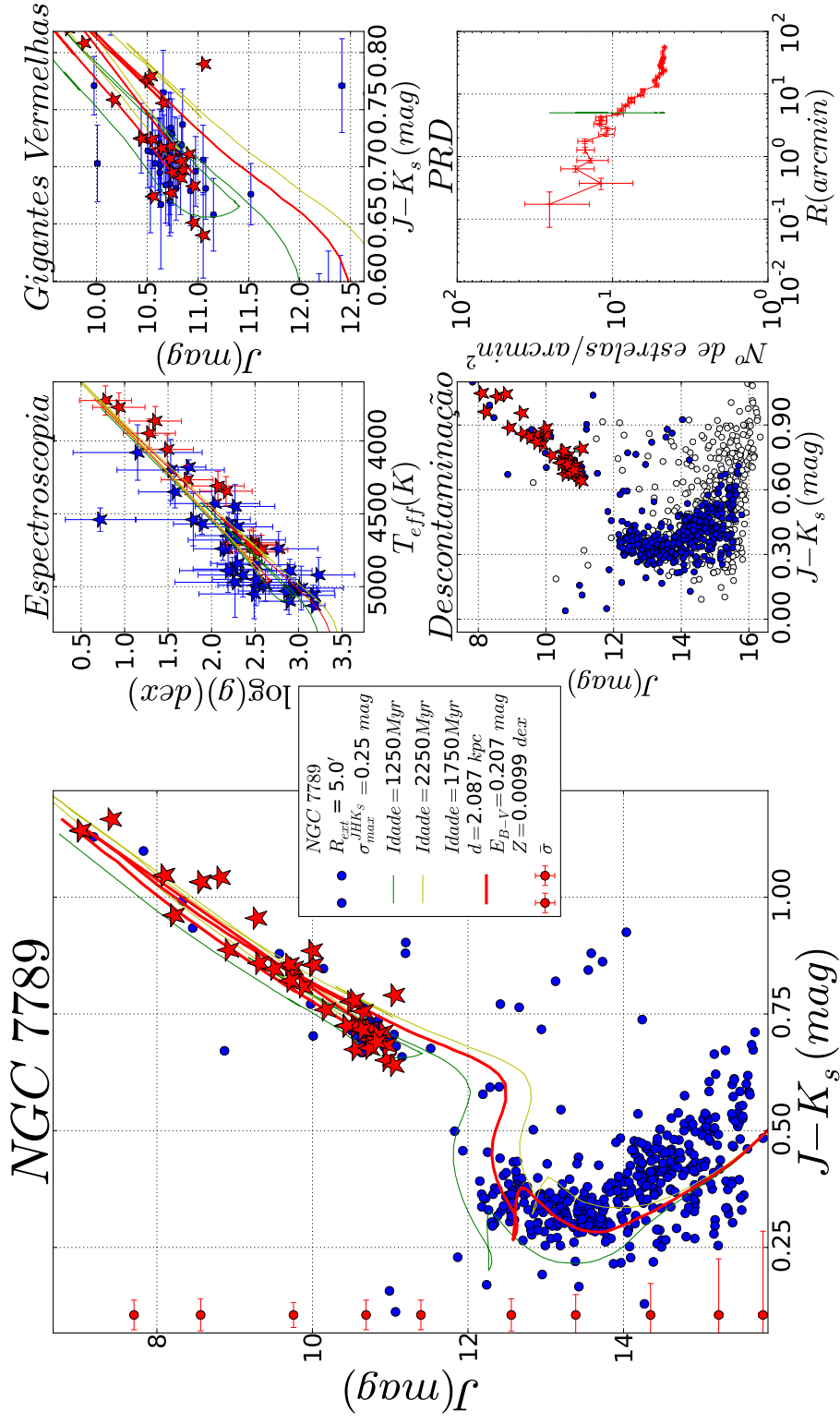


Figura A.46: Diagrama de diagnóstico para NGC 7789.

APÊNDICE B – Abundâncias químicas

Tabela B.1: Parâmetros atmosféricos determinados espectroscopicamente neste trabalho.

Estrelas	T_{eff} (K)	$\sigma_{T_{eff}}$ (K)	$\log(g)$ (dex)	$\sigma_{\log(g)}$ (dex)	ξ_{micro} (km/s)	$\sigma_{\xi_{micro}}$ (km/s)	Referência
<i>Arcturus</i>	4270	030	1,57	0,14	1,72	0,04	Alves-Brito et al. (2010)
<i>Be 17 – 1035</i>	4300	130	1,83	0,39	1,51	0,21	Friel et al. (2005)
<i>Be 17 – 265</i>	4460	090	1,89	0,26	1,49	0,15	Friel et al. (2005)
<i>Be 17 – 569</i>	4340	090	1,57	0,29	1,64	0,12	Friel et al. (2005)
<i>Be 18 – 1163</i>	4680	040	2,56	0,20	1,30	0,06	Yong et al. (2012)
<i>Be 18 – 1163</i>	4680	040	2,56	0,20	1,30	0,06	Yong et al. (2012)
<i>Be 18 – 1163</i>	4680	040	2,56	0,20	1,30	0,06	Yong et al. (2012)
<i>Be 18 – 1163</i>	4680	040	2,56	0,20	1,30	0,06	Yong et al. (2012)
<i>Be 18 – 1383</i>	4500	050	2,22	0,36	1,43	0,10	Yong et al. (2012)
<i>Be 21 – 50</i>	4500	060	2,22	0,33	1,43	0,11	Yong et al. (2012)
<i>Be 21 – 51</i>	4560	060	2,06	0,19	1,40	0,11	Yong et al. (2012)
<i>Be 22 – 400</i>	4920	270	3,07	0,92	2,19	0,81	Villanova et al. (2005)
<i>Be 22 – 414</i>	4360	050	1,91	0,24	1,34	0,10	Yong et al. (2012)
<i>Be 22 – 579</i>	4740	080	2,93	0,21	1,88	0,23	Villanova et al. (2005)
<i>Be 29 – 1024</i>	3920	110	0,69	0,65	1,72	0,14	Sestito et al. (2008)
<i>Be 29 – 159</i>	4990	110	2,63	0,52	1,81	0,25	Sestito et al. (2008)
<i>Be 29 – 257</i>	5090	160	2,95	0,56	2,57	0,64	Sestito et al. (2008)
<i>Be 29 – 398</i>	5000	130	2,71	0,71	2,03	0,33	Sestito et al. (2008)
<i>Be 29 – 602</i>	4980	110	2,40	0,46	1,72	0,23	Sestito et al. (2008)
<i>Be 29 – 933</i>	5090	110	3,08	0,51	1,95	0,27	Sestito et al. (2008)
<i>Be 31 – 1295</i>	4920	070	2,29	0,47	1,24	0,13	Friel et al. (2010)
<i>Be 31 – 260</i>	4960	070	3,02	0,24	1,49	0,14	Friel et al. (2010)
<i>Be 32 – 16</i>	4940	050	2,79	0,23	1,11	0,08	Yong et al. (2012)

Estrelas	T_{eff} (K)	$\sigma_{T_{eff}}$ (K)	$\log(g)$ (dex)	$\sigma_{\log(g)}$ (dex)	ξ_{micro} (km/s)	$\sigma_{\xi_{micro}}$ (km/s)	Referência
<i>Be</i> 32 – 17	4920 040		2,42	0,27	1,37	0,06	Bragaglia et al. (2008)
<i>Be</i> 32 – 18	4900 040		2,43	0,21	1,30	0,06	Bragaglia et al. (2008)
<i>Be</i> 32 – 18	4900 040		2,43	0,21	1,30	0,06	Bragaglia et al. (2008)
<i>Be</i> 32 – 18	4990 060		2,88	0,23	1,39	0,08	Yong et al. (2012)
<i>Be</i> 32 – 18	4990 060		2,88	0,23	1,39	0,08	Yong et al. (2012)
<i>Be</i> 32 – 1948	4720 070		1,97	0,23	1,35	0,11	Carrera & Pancino (2011)
<i>Be</i> 32 – 19	4980 040		2,63	0,23	1,49	0,08	Bragaglia et al. (2008)
<i>Be</i> 32 – 2	4050 050		0,99	0,23	1,61	0,09	Friel et al. (2010)
<i>Be</i> 32 – 25	4830 070		2,65	0,31	1,22	0,12	Bragaglia et al. (2008)
<i>Be</i> 32 – 27	4870 050		2,82	0,25	1,23	0,09	Bragaglia et al. (2008)
<i>Be</i> 32 – 4	4110 100		1,05	0,46	1,72	0,15	Friel et al. (2010)
<i>Be</i> 32 – 45	5020 080		3,20	0,37	1,36	0,18	Bragaglia et al. (2008)
<i>Be</i> 32 – 456	4490 070		1,00	0,26	1,45	0,14	Carrera & Pancino (2011)
<i>Be</i> 32 – 938	4970 050		2,58	0,29	1,45	0,10	Bragaglia et al. (2008)
<i>Be</i> 32 – 940	4980 060		2,57	0,34	1,42	0,10	Bragaglia et al. (2008)
<i>Be</i> 32 – 941	4950 050		2,67	0,24	1,43	0,08	Bragaglia et al. (2008)
<i>Be</i> 39 – 12	4760 060		3,05	0,20	1,45	0,09	Friel et al. (2010)
<i>Be</i> 39 – 14	4680 040		2,04	0,15	1,51	0,07	Friel et al. (2010)
<i>Be</i> 39 – 3	4120 060		1,48	0,19	1,52	0,08	Friel et al. (2010)
<i>Be</i> 39 – 5	4540 040		2,28	0,21	1,58	0,08	Friel et al. (2010)
<i>Be</i> 66 – 785	4940 100		2,56	0,30	2,36	1,42	Villanova et al. (2005)
<i>Cr</i> 105 – 204783	4800 030		2,59	0,16	1,29	0,07	Donati et al. (2015)
<i>Cr</i> 105 – 204892	4770 030		2,64	0,13	1,30	0,06	Donati et al. (2015)
<i>Cr</i> 105 – 204893	5060 050		2,85	0,24	1,58	0,13	Donati et al. (2015)
<i>Cr</i> 110 – 2108	4740 080		2,70	0,32	1,35	0,12	Pancino et al. (2010)
<i>Cr</i> 110 – 2129	5210 110		3,50	0,26	1,41	0,17	Pancino et al. (2010)
<i>Cr</i> 110 – 3144	5100 120		3,34	0,45	1,45	0,21	Pancino et al. (2010)
<i>Cr</i> 261 – 1045	4680 190		2,96	0,31	1,13	0,41	Friel et al. (2003)
<i>Cr</i> 261 – 10	4680 070		2,81	0,23	1,33	0,11	Sestito et al. (2008)
<i>Cr</i> 261 – 1080	4180 050		0,80	0,24	1,54	0,09	Friel et al. (2003)
<i>Cr</i> 261 – 11	4670 080		2,30	0,29	1,27	0,11	Sestito et al. (2008)
<i>Cr</i> 261 – 1871	4040 200		0,27	0,77	1,11	0,48	Friel et al. (2003)
<i>Cr</i> 261 – 2105	4130 110		1,31	0,31	0,91	0,24	Friel et al. (2003)

Estrelas	T_{eff} (K)	$\sigma_{T_{eff}}$ (K)	$\log(g)$ (dex)	$\sigma_{\log(g)}$ (dex)	ξ_{micro} (km/s)	$\sigma_{\xi_{micro}}$ (km/s)	Referência
<i>Cr261 – 2</i>	4310 080		1,88	0,30	1,49	0,09	Sestito et al. (2008)
<i>Cr261 – 5</i>	4810 110		2,93	0,28	1,57	0,17	Sestito et al. (2008)
<i>Cr261 – 6</i>	4480 060		2,48	0,18	1,39	0,08	Sestito et al. (2008)
<i>Cr261 – 7</i>	4490 050		2,35	0,17	1,35	0,07	Sestito et al. (2008)
<i>Cr261 – 9</i>	4750 060		2,53	0,20	1,46	0,08	Sestito et al. (2008)
<i>Hyades – 28</i>	4960 040		2,73	0,15	1,41	0,06	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades – 28</i>	4960 040		2,73	0,15	1,41	0,06	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades – 28</i>	4960 040		2,73	0,15	1,41	0,06	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades – 41</i>	4980 040		2,87	0,15	1,40	0,07	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades – 41</i>	4980 040		2,87	0,15	1,40	0,07	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades – 41</i>	4980 040		2,87	0,15	1,40	0,07	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades – 70</i>	4910 050		2,75	0,18	1,44	0,07	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades – 70</i>	4910 050		2,75	0,18	1,44	0,07	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades – 70</i>	4910 050		2,75	0,18	1,44	0,07	Carrera & Pancino (2011)
<i>IC2391 – shjm2</i>	5950 280		4,52	0,31	1,60	1,18	D’Orazi & Randich (2009)
<i>IC2391 – vxr3</i>	5660 040		4,57	0,08	1,38	0,22	D’Orazi & Randich (2009)
<i>IC2391 – vxr70</i>	5550 120		3,95	0,26	1,61	0,26	D’Orazi & Randich (2009)
<i>IC2391 – vxr76a</i>	4760 050		2,67	0,36	3,19	0,33	D’Orazi & Randich (2009)
<i>IC2602 – r66</i>	5610 060		4,53	0,12	1,36	0,29	D’Orazi & Randich (2009)
<i>IC2602 – r70</i>	5560 220		4,41	0,23	-0,13	0,35	D’Orazi & Randich (2009)
<i>IC2602 – r92</i>	5560 090		4,42	0,18	1,42	0,68	D’Orazi & Randich (2009)
<i>IC2714 – 5</i>	5060 200		2,40	0,66	1,61	0,16	Smiljanic et al. (2009)
<i>IC4756 – 38</i>	5030 200		2,55	0,55	1,29	0,17	Smiljanic et al. (2009)
<i>IC4756 – 165</i>	5950 110		4,49	0,10	1,02	0,33	Pace et al. (2010)
<i>IC4756 – 240</i>	5970 130		4,53	0,11	0,69	0,41	Pace et al. (2010)
<i>IC4756 – 97</i>	5980 170		4,51	0,20	1,63	0,77	Pace et al. (2010)
<i>IC4756 – No125</i>	5160 040		3,09	0,10	1,34	0,12	Pace et al. (2010)
<i>IC4756 – No38</i>	5180 050		3,23	0,12	1,21	0,16	Pace et al. (2010)
<i>IC4756 – No42</i>	5220 050		3,20	0,12	1,19	0,15	Pace et al. (2010)
<i>Me66 – 1346</i>	4920 050		2,40	0,31	1,48	0,09	Sestito et al. (2008)
<i>Me66 – 1493</i>	5020 040		2,84	0,18	1,27	0,06	Sestito et al. (2008)
<i>Me66 – 1785</i>	4960 050		2,62	0,24	1,34	0,08	Sestito et al. (2008)
<i>Me66 – 1865</i>	4910 040		2,52	0,18	1,40	0,07	Sestito et al. (2008)

Estrelas	T_{eff} (K)	$\sigma_{T_{eff}}$ (K)	$\log(g)$ (dex)	$\sigma_{\log(g)}$ (dex)	ξ_{micro} (km/s)	$\sigma_{\xi_{micro}}$ (km/s)	Referência
<i>Me</i> 66 – 1884	4830 040		2,76	0,20	1,33	0,07	Sestito et al. (2008)
<i>Me</i> 66 – 2218	5010 040		2,75	0,20	1,41	0,07	Sestito et al. (2008)
<i>NGC</i> 752 – 11	5060 070		3,02	0,14	1,34	0,14	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 137	4470 030		1,60	0,09	1,59	0,01	Reddy et al. (2012)
<i>NGC</i> 752 – 137	4470 030		1,60	0,09	1,59	0,01	Reddy et al. (2012)
<i>NGC</i> 752 – 137	4890 060		3,01	0,15	1,31	0,13	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 137	4890 060		3,01	0,15	1,31	0,13	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 1	5060 050		2,96	0,15	1,36	0,08	Carrera & Pancino (2011)
<i>NGC</i> 752 – 1	5060 050		2,96	0,15	1,36	0,08	Carrera & Pancino (2011)
<i>NGC</i> 752 – 1	5100 060		3,17	0,16	1,34	0,12	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 1	5100 060		3,17	0,16	1,34	0,12	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 208 ^b	4720 040		2,58	0,12	1,27	0,06	Carrera & Pancino (2011)
<i>NGC</i> 752 – 213	5040 070		3,04	0,18	1,42	0,09	Carrera & Pancino (2011)
<i>NGC</i> 752 – 24	4920 060		2,71	0,18	1,32	0,13	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 27	5000 070		3,07	0,18	1,42	0,14	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 295	4890 060		3,01	0,15	1,31	0,13	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 295	4890 060		3,01	0,15	1,31	0,13	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 295	4960 230		2,70	0,60	1,22	0,56	Reddy et al. (2012)
<i>NGC</i> 752 – 295	4960 230		2,70	0,60	1,22	0,56	Reddy et al. (2012)
<i>NGC</i> 752 – 311	4560 220		2,02	0,47	1,95	0,57	Reddy et al. (2012)
<i>NGC</i> 752 – 311	4560 220		2,02	0,47	1,95	0,57	Reddy et al. (2012)
<i>NGC</i> 752 – 311	4560 220		2,02	0,47	1,95	0,57	Reddy et al. (2012)
<i>NGC</i> 752 – 311	4850 220		3,44	0,65	1,27	0,45	Carrera & Pancino (2011)
<i>NGC</i> 752 – 311	4850 220		3,44	0,65	1,27	0,45	Carrera & Pancino (2011)
<i>NGC</i> 752 – 311	4850 220		3,44	0,65	1,27	0,45	Carrera & Pancino (2011)
<i>NGC</i> 752 – 311	4930 080		2,90	0,18	1,42	0,16	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 311	4930 080		2,90	0,18	1,42	0,16	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 311	4930 080		2,90	0,18	1,42	0,16	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 3	4990 060		3,00	0,14	1,37	0,11	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 367	4980 050		2,88	0,13	1,45	0,11	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 752 – 77	4750 220		2,44	0,45	1,15	0,48	Reddy et al. (2012)
<i>NGC</i> 752 – 77	4890 060		3,01	0,15	1,31	0,13	Böcek Topcu et al. (2015)
<i>NGC</i> 188 – 532	4650 060		2,54	0,21	1,30	0,12	Friel et al. (2010)

Estrelas	T_{eff} (K)	$\sigma_{T_{eff}}$ (K)	$\log(g)$ (dex)	$\sigma_{\log(g)}$ (dex)	ξ_{micro} (km/s)	$\sigma_{\xi_{micro}}$ (km/s)	Referência
NGC 188 – 747	4660	130	2,89	0,27	1,36	0,26	Friel et al. (2010)
NGC 188 – 919	4070	130	0,90	0,36	1,37	0,14	Friel et al. (2010)
NGC 1193 – 282	4600	040	2,46	0,12	1,24	0,06	Friel et al. (2010)
NGC 1817 – 2038	4860	220	1,94	0,52	1,45	0,45	Reddy et al. (2012)
NGC 1817 – 2059	4800	180	2,57	0,44	0,99	0,48	Reddy et al. (2012)
NGC 1817 – 73	4850	060	2,51	0,21	1,34	0,10	Jacobson et al. (2009)
NGC 1817 – 79	5200	060	3,03	0,17	1,28	0,10	Jacobson et al. (2009)
NGC 1883 – 10	4460	050	2,16	0,18	1,29	0,08	Jacobson et al. (2009)
NGC 1883 – 8	4530	060	1,51	0,26	1,76	0,10	Jacobson et al. (2009)
NGC 1883 – 9	4670	060	1,97	0,24	1,65	0,11	Jacobson et al. (2009)
NGC 2099 – 148	4940	060	2,67	0,30	1,62	0,10	Pancino et al. (2010)
NGC 2099 – 508	4950	090	2,77	0,38	1,70	0,14	Pancino et al. (2010)
NGC 2099 – 67	5080	080	3,06	0,21	1,58	0,12	Pancino et al. (2010)
NGC 2141 – 1007	4090	080	1,02	0,27	1,76	0,13	Jacobson et al. (2009)
NGC 2158 – 4320	4440	090	1,78	0,47	1,73	0,15	Jacobson et al. (2009)
NGC 2251 – 33	4880	040	2,12	0,25	1,79	0,07	Reddy et al. (2013)
NGC 2251 – 3	4770	050	1,71	0,27	1,69	0,10	Reddy et al. (2013)
NGC 2266 – 73	4800	040	2,62	0,20	1,37	0,09	Reddy et al. (2013)
NGC 2324 – 10488	5220	030	2,59	0,15	1,56	0,06	Bragaglia et al. (2008)
NGC 2324 – 10779	4430	040	1,80	0,15	1,71	0,06	Bragaglia et al. (2008)
NGC 2324 – 10787	5120	050	2,53	0,20	1,66	0,10	Bragaglia et al. (2008)
NGC 2324 – 10797	5170	030	2,62	0,14	1,47	0,05	Bragaglia et al. (2008)
NGC 2324 – 10828	4890	030	2,23	0,15	1,81	0,05	Bragaglia et al. (2008)
NGC 2324 – 30878	5230	030	2,78	0,12	1,79	0,07	Bragaglia et al. (2008)
NGC 2324 – 30957	5200	030	2,59	0,18	1,68	0,07	Bragaglia et al. (2008)
NGC 2335 – 11	5270	070	2,89	0,26	1,62	0,19	Reddy et al. (2013)
NGC 2360 – 51	4880	040	2,84	0,11	1,24	0,08	Sales Silva et al. (2014)
NGC 2360 – 52	5110	060	3,03	0,18	1,24	0,11	Sales Silva et al. (2014)
NGC 2360 – 62	5060	060	2,87	0,23	1,31	0,12	Smiljanic et al. (2009)
NGC 2360 – 92	5050	060	2,63	0,27	0,92	0,15	Sales Silva et al. (2014)
NGC 2360 – 96	5060	070	2,94	0,19	0,55	0,20	Sales Silva et al. (2014)
NGC 2420 – 174	4990	080	3,05	0,23	1,60	0,14	Pancino et al. (2010)
NGC 2420 – 41	4860	090	2,88	0,27	1,32	0,14	Pancino et al. (2010)

Estrelas	T_{eff} (K)	$\sigma_{T_{eff}}$ (K)	$\log(g)$ (dex)	$\sigma_{\log(g)}$ (dex)	ξ_{micro} (km/s)	$\sigma_{\xi_{micro}}$ (km/s)	Referência
NGC2420 – 76	5000	080	3,06	0,27	1,57	0,15	Pancino et al. (2010)
NGC2447 – 28	5160	120	2,94	0,25	1,54	0,16	Smiljanic et al. (2009)
NGC2447 – 34	5310	100	3,38	0,27	1,72	0,19	Smiljanic et al. (2009)
NGC2447 – 41	5200	170	3,20	0,41	1,55	0,30	Smiljanic et al. (2009)
NGC2477 – 36280	5020	060	2,86	0,23	1,14	0,08	Bragaglia et al. (2008)
NGC2477 – 36288	5090	040	3,23	0,14	1,34	0,07	Bragaglia et al. (2008)
NGC2477 – 36326	5000	060	2,63	0,56	1,39	0,08	Bragaglia et al. (2008)
NGC2477 – 36363	5000	040	3,04	0,11	1,37	0,05	Bragaglia et al. (2008)
NGC2477 – 36385	5150	040	3,28	0,19	1,21	0,07	Bragaglia et al. (2008)
NGC2477 – 36449	5050	060	2,90	0,47	1,42	0,08	Bragaglia et al. (2008)
NGC2482 – 9	4770	040	2,24	0,18	1,73	0,09	Reddy et al. (2013)
NGC2506 – 2212	4580	190	1,69	0,65	1,49	0,50	Reddy et al. (2012)
NGC2506 – 3231	4770	070	2,09	0,14	1,81	0,16	Reddy et al. (2012)
NGC2527 – 10	5110	130	3,03	0,28	1,85	0,33	Reddy et al. (2013)
NGC2527 – 203	4890	110	2,29	0,42	1,56	0,22	Reddy et al. (2013)
NGC2539 – 346	5040	030	2,75	0,12	1,49	0,06	Reddy et al. (2013)
NGC2539 – 463	4920	040	2,59	0,16	1,67	0,08	Reddy et al. (2013)
NGC2632 – 212	4970	050	2,72	0,18	1,33	0,07	Carrera & Pancino (2011)
NGC2632 – 253	5000	040	2,69	0,15	1,49	0,06	Carrera & Pancino (2011)
NGC2632 – 283	4920	050	2,70	0,21	1,48	0,08	Carrera & Pancino (2011)
NGC2660 – 105	4450	090	2,11	0,38	1,41	0,14	Bragaglia et al. (2008)
NGC2660 – 296	5320	070	3,32	0,26	1,20	0,12	Bragaglia et al. (2008)
NGC2660 – 318	5170	060	3,10	0,23	1,42	0,10	Bragaglia et al. (2008)
NGC2660 – 542	5090	050	2,96	0,19	1,28	0,07	Bragaglia et al. (2008)
NGC2660 – 694	5100	040	2,85	0,18	1,43	0,07	Bragaglia et al. (2008)
NGC2660 – 862	5230	070	3,30	0,25	1,58	0,12	Bragaglia et al. (2008)
NGC2682 – 141	4730	080	2,36	0,35	1,50	0,10	Friel et al. (2010)
NGC2682 – 141	4730	080	2,36	0,35	1,50	0,10	Friel et al. (2010)
NGC2682 – 141	4740	050	2,70	0,23	1,56	0,07	Pancino et al. (2010)
NGC2682 – 141	4740	050	2,70	0,23	1,56	0,07	Pancino et al. (2010)
NGC2682 – 151	4680	040	2,23	0,18	1,46	0,08	Reddy et al. (2013)
NGC2682 – 164	4620	040	2,23	0,21	1,45	0,10	Reddy et al. (2013)
NGC2682 – 170	4210	090	1,52	0,30	1,58	0,13	Friel et al. (2010)

Estrelas	T_{eff} (K)	$\sigma_{T_{eff}}$ (K)	$\log(g)$ (dex)	$\sigma_{\log(g)}$ (dex)	ξ_{micro} (km/s)	$\sigma_{\xi_{micro}}$ (km/s)	Referência
NGC 2682 – 223	4800 050	2,89	0,16	1,54	0,07	Pancino et al. (2010)	
NGC 2682 – 286	4630 040	2,61	0,13	1,33	0,06	Pancino et al. (2010)	
NGC 2682 – 84	4740 030	2,48	0,14	1,58	0,06	Reddy et al. (2013)	
NGC 2682 – 105	4460 050	2,29	0,24	1,68	0,10	Tautvaisiene et al. (2000)	
NGC 2682 – 108	4290 070	1,87	0,29	1,92	0,15	Tautvaisiene et al. (2000)	
NGC 2682 – 141*	4700 050	2,45	0,19	2,00	0,10	Tautvaisiene et al. (2000)	
NGC 2682 – 141	4750 070	2,52	0,16	1,47	0,10	Tautvaisiene et al. (2000)	
NGC 2682 – 151*	4840 100	2,66	0,36	1,57	0,22	Tautvaisiene et al. (2000)	
NGC 2682 – 164*	4690 070	2,64	0,26	1,87	0,14	Tautvaisiene et al. (2000)	
NGC 2682 – 170*	4270 070	1,72	0,36	1,82	0,15	Tautvaisiene et al. (2000)	
NGC 2682 – 224*	4620 060	2,38	0,27	1,67	0,12	Tautvaisiene et al. (2000)	
NGC 2682 – 266*	4740 060	2,60	0,23	1,85	0,13	Tautvaisiene et al. (2000)	
NGC 2682 – 84*	4680 020	2,22	0,14	1,81	0,05	Tautvaisiene et al. (2000)	
NGC 2682 – 84	4710 040	2,22	0,20	1,59	0,12	Tautvaisiene et al. (2000)	
NGC 3532 – 100	4660 120	1,45	0,47	1,81	0,15	Smiljanic et al. (2009)	
NGC 3532 – 122	4890 160	1,69	0,82	1,61	0,25	Smiljanic et al. (2009)	
NGC 3532 – 19	4870 240	1,89	0,84	1,66	0,19	Smiljanic et al. (2009)	
NGC 3532 – 596	4980 250	2,16	0,81	1,67	0,28	Smiljanic et al. (2009)	
NGC 3532 – 670	4130 060	0,48	0,23	2,22	0,07	Smiljanic et al. (2009)	
NGC 3680 – 11	4790 080	2,71	0,19	1,21	0,11	Mitschang et al. (2012)	
NGC 3680 – 11	4790 080	2,71	0,19	1,21	0,11	Mitschang et al. (2012)	
NGC 3680 – 11	4800 050	2,50	0,15	1,37	0,10	Sales Silva et al. (2014)	
NGC 3680 – 11	4800 050	2,50	0,15	1,37	0,10	Sales Silva et al. (2014)	
NGC 3680 – 13	4470 110	1,58	0,56	1,54	0,13	Smiljanic et al. (2009)	
NGC 3680 – 13	4470 110	1,58	0,56	1,54	0,13	Smiljanic et al. (2009)	
NGC 3680 – 13	4620 100	2,38	0,26	1,26	0,12	Mitschang et al. (2012)	
NGC 3680 – 13	4620 100	2,38	0,26	1,26	0,12	Mitschang et al. (2012)	
NGC 3680 – 20	4920 070	2,79	0,14	1,18	0,09	Mitschang et al. (2012)	
NGC 3680 – 20	4920 070	2,79	0,14	1,18	0,09	Mitschang et al. (2012)	
NGC 3680 – 20	4960 060	2,73	0,27	1,46	0,12	Sales Silva et al. (2014)	
NGC 3680 – 20	4960 060	2,73	0,27	1,46	0,12	Sales Silva et al. (2014)	
NGC 3680 – 24	5920 180	4,12	0,37	2,81	2,13	Mitschang et al. (2012)	
NGC 3680 – 26	4620 110	2,42	0,26	1,10	0,13	Mitschang et al. (2012)	

Estrelas	T_{eff} (K)	$\sigma_{T_{eff}}$ (K)	$\log(g)$ (dex)	$\sigma_{\log(g)}$ (dex)	ξ_{micro} (km/s)	$\sigma_{\xi_{micro}}$ (km/s)	Referência
NGC 3680 – 27	4610	110	2,55	0,26	1,07	0,14	Mitschang et al. (2012)
NGC 3680 – 27	4610	110	2,55	0,26	1,07	0,14	Mitschang et al. (2012)
NGC 3680 – 27	4630	070	2,36	0,23	1,46	0,17	Sales Silva et al. (2014)
NGC 3680 – 27	4630	070	2,36	0,23	1,46	0,17	Sales Silva et al. (2014)
NGC 3680 – 34	4660	160	2,35	0,41	0,58	0,28	Sales Silva et al. (2014)
NGC 3680 – 34	4660	160	2,35	0,41	0,58	0,28	Sales Silva et al. (2014)
NGC 3680 – 34	4720	080	2,58	0,20	0,48	0,15	Mitschang et al. (2012)
NGC 3680 – 34	4720	080	2,58	0,20	0,48	0,15	Mitschang et al. (2012)
NGC 3680 – 35	6380	160	4,13	0,29	1,93	0,41	Mitschang et al. (2012)
NGC 3680 – 41	4630	090	2,45	0,20	1,12	0,10	Mitschang et al. (2012)
NGC 3680 – 44	4390	150	2,02	0,28	1,31	0,14	Mitschang et al. (2012)
NGC 3960 – c3	5140	030	3,04	0,12	1,26	0,05	Bragaglia et al. (2008)
NGC 3960 – c4	5130	040	2,94	0,14	1,37	0,07	Bragaglia et al. (2008)
NGC 3960 – c5	5050	020	2,90	0,11	1,46	0,04	Bragaglia et al. (2008)
NGC 3960 – c6	5120	030	2,97	0,15	1,34	0,05	Bragaglia et al. (2008)
NGC 3960 – c8	5130	040	2,92	0,14	1,35	0,06	Bragaglia et al. (2008)
NGC 3960 – c9	5130	040	2,99	0,17	1,45	0,06	Bragaglia et al. (2008)
NGC 5822 – 1	4320	120	0,94	0,54	1,81	0,13	Smiljanic et al. (2009)
NGC 5822 – 151	4960	070	2,74	0,25	1,25	0,16	Sales Silva et al. (2014)
NGC 5822 – 201	4960	150	2,30	0,55	1,35	0,14	Smiljanic et al. (2009)
NGC 5822 – 240	4280	110	1,03	0,45	1,78	0,13	Smiljanic et al. (2009)
NGC 5822 – 316	5130	100	2,87	0,32	1,45	0,15	Smiljanic et al. (2009)
NGC 5822 – 3	4970	040	2,61	0,16	1,45	0,08	Sales Silva et al. (2014)
NGC 5822 – 51	5080	040	2,83	0,11	1,34	0,08	Sales Silva et al. (2014)
NGC 5822 – 80	5140	070	3,04	0,20	1,15	0,14	Sales Silva et al. (2014)
NGC 5822 – No102	5170	060	3,23	0,18	1,32	0,17	Pace et al. (2010)
NGC 5822 – No224	5140	040	3,11	0,11	1,22	0,14	Pace et al. (2010)
NGC 5822 – No438	5150	030	3,18	0,09	1,29	0,09	Pace et al. (2010)
NGC 5822 – 11003	6060	180	4,51	0,18	1,11	0,55	Pace et al. (2010)
NGC 5822 – 11014	6350	260	4,80	x	0,83	x	Pace et al. (2010)
NGC 6134 – 202	4500	120	1,61	0,69	1,56	0,16	Smiljanic et al. (2009)
NGC 6134 – 30	4970	160	2,55	0,54	1,39	0,14	Smiljanic et al. (2009)
NGC 6134 – 99	4710	190	2,02	0,66	1,63	0,17	Smiljanic et al. (2009)

Estrelas	T_{eff} (K)	$\sigma_{T_{eff}}$ (K)	$\log(g)$ (dex)	$\sigma_{\log(g)}$ (dex)	ξ_{micro} (km/s)	$\sigma_{\xi_{micro}}$ (km/s)	Referência
NGC6192 – 137	4500 060	1,61	0,33	1,79	0,13	Magrini et al. (2010)	
NGC6192 – 45	4910 050	2,20	0,33	1,50	0,08	Magrini et al. (2010)	
NGC6192 – 9	5020 090	2,26	0,47	1,71	0,14	Magrini et al. (2010)	
NGC6192 – 96	5010 080	2,40	0,30	2,04	0,16	Magrini et al. (2010)	
NGC6253 – 105495	4260 060	3,00	0,18	1,13	0,13	Sestito et al. (2007)	
NGC6253 – 22182	4740 230	2,65	0,63	1,47	0,26	Sestito et al. (2007)	
NGC6253 – 23498	6160 230	3,70	0,71	1,55	0,30	Sestito et al. (2007)	
NGC6253 – 24707	4670 070	3,26	0,20	0,82	0,14	Sestito et al. (2007)	
NGC6253 – 69885	6370 170	3,51	0,34	1,94	0,31	Sestito et al. (2007)	
NGC6281 – 1	4870 160	1,97	0,51	1,78	0,14	Smiljanic et al. (2009)	
NGC6281 – 3	4880 160	1,99	0,48	1,77	0,14	Smiljanic et al. (2009)	
NGC6281 – 4	4910 170	1,96	0,54	1,88	0,15	Smiljanic et al. (2009)	
NGC6281 – 4	4910 170	1,96	0,54	1,88	0,15	Smiljanic et al. (2009)	
NGC6404 – 16	4420 050	1,57	0,22	2,10	0,16	Magrini et al. (2010)	
NGC6404 – 27	4500 280	2,02	0,20	1,64	0,22	Magrini et al. (2010)	
NGC6404 – 40	4190 050	1,86	0,18	1,41	0,08	Magrini et al. (2010)	
NGC6583 – 46	4960 060	2,57	0,30	1,42	0,09	Magrini et al. (2010)	
NGC6583 – 62	4970 070	2,78	0,35	1,30	0,09	Magrini et al. (2010)	
NGC6633 – 100	4830 090	1,90	0,31	1,57	0,17	Smiljanic et al. (2009)	
NGC6633 – 78	4230 070	0,95	0,33	1,96	0,11	Smiljanic et al. (2009)	
NGC6819 – 978	4680 030	1,63	0,18	1,28	0,06	Bragaglia et al. (2001)	
NGC6819 – 979	4770 160	2,76	0,58	1,44	0,29	Bragaglia et al. (2001)	
NGC7142 – 173	4380 200	1,15	0,73	0,78	0,39	Jacobson et al. (2007)	
NGC7142 – 196	4440 050	1,95	0,21	1,41	0,07	Jacobson et al. (2007)	
NGC7142 – 203	5400 220	3,45	0,61	1,57	0,49	Jacobson et al. (2007)	
NGC7142 – 229	4230 050	1,35	0,22	1,69	0,09	Jacobson et al. (2007)	
NGC7142 – 337	4290 070	1,44	0,30	1,45	0,12	Jacobson et al. (2007)	
NGC7142 – 421	4750 070	2,27	0,31	1,46	0,14	Jacobson et al. (2007)	
NGC7160 – 921	6380 240	4,65	0,82	5,58	0,67	Monroe & Pilachowski (2010)	
NGC7789 – 10133	5130 030	3,18	0,13	1,46	0,07	Overbeek et al. (2015)	
NGC7789 – 10578	4880 080	2,24	0,52	1,49	0,13	Overbeek et al. (2015)	
NGC7789 – 10584	4920 120	3,23	0,44	1,10	0,27	Overbeek et al. (2015)	
NGC7789 – 10645	4990 150	2,51	0,41	1,68	0,20	Overbeek et al. (2015)	

Estrelas	T_{eff} (K)	$\sigma_{T_{eff}}$ (K)	$\log(g)$ (dex)	$\sigma_{\log(g)}$ (dex)	ξ_{micro} (km/s)	$\sigma_{\xi_{micro}}$ (km/s)	Referência
NGC7789 – 10740	4740	120	2,77	0,48	1,45	0,22	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 10996	4650	120	2,19	0,41	1,67	0,19	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 11413	4350	120	1,58	0,43	1,70	0,20	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 11573	4740	090	2,13	0,35	1,71	0,10	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 11622	4680	170	2,29	0,55	1,67	0,26	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 12478	4200	230	1,53	0,59	1,56	0,32	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 12550	4840	070	2,30	0,31	1,24	0,12	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 2075	5030	140	2,86	0,62	1,50	0,18	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 3798	4450	140	2,27	0,47	1,76	0,25	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 3835	5010	090	2,91	0,30	1,45	0,16	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 4593	4850	140	2,51	0,46	1,53	0,22	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 4751	4920	150	2,36	0,50	1,99	0,23	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	5030	060	2,99	0,18	1,20	0,10	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	5030	060	2,99	0,18	1,20	0,10	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	5030	060	2,99	0,18	1,20	0,10	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	5030	090	2,94	0,28	1,27	0,13	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	5030	090	2,94	0,28	1,27	0,13	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	5030	090	2,94	0,28	1,27	0,13	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	5050	190	2,49	0,67	1,42	0,22	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	5050	190	2,49	0,67	1,42	0,22	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	5050	190	2,49	0,67	1,42	0,22	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5594	4970	210	2,27	0,72	1,28	0,23	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5837	4570	070	2,20	0,33	1,50	0,13	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 6863	5010	160	3,03	0,47	1,36	0,19	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7369	4590	100	2,30	0,41	1,71	0,14	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7617	4570	080	1,89	0,33	1,85	0,10	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7640	4990	120	2,62	0,42	1,30	0,17	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7840	4890	080	2,90	0,25	1,52	0,13	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7840	4890	080	2,90	0,25	1,52	0,13	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7840	4960	060	3,15	0,18	1,52	0,09	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7840	4960	060	3,15	0,18	1,52	0,09	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7867	4540	190	1,79	0,74	1,33	0,29	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 8061	4890	140	2,19	0,67	1,54	0,19	Overbeek et al. (2015)

Estrelas	T_{eff}	$\sigma_{T_{eff}}$	$\log(g)$	$\sigma_{\log(g)}$	ξ_{micro}	$\sigma_{\xi_{micro}}$	Referência
	(K)	(K)	(dex)	(dex)	(km/s)	(km/s)	
NGC7789 – 8293	4080	180	1,15	0,74	1,45	0,34	Overbeek et al. (2015)

Tabela B.2: Abundâncias químicas para as estrelas da amostra.

Objeto	$[Fe/H]$ (dex)	σ_{Fe}	$[FeII/H]$ (dex)	σ_{FeII}	$[Na/Fe]$ (dex)	σ_{Na}	$[Mg/Fe]$ (dex)	σ_{Mg}	$[Al/Fe]$ (dex)	σ_{Al}	$[Si/Fe]$ (dex)	σ_{Si}	$[Ca/Fe]$ (dex)	σ_{Ca}	$[\alpha/Fe]$ (dex)	σ_{α}	Ref.
<i>Arcturus</i>	-0,52	0,41	-0,53	0,38	0,25	0,23	0,33	0,27	0,20	0,17	0,21	0,20	0,07	0,06	0,20	0,20	Alves-Brito et al. (2010)
<i>Be 17 – 1035</i>	-0,08	0,28	-0,09	0,35	0,22	0,61	0,05	0,12	0,07	0,29	0,00	0,07	-0,10	0,35	-0,02	0,19	Friel et al. (2005)
<i>Be 17 – 265</i>	-0,27	0,46	-0,26	0,50	0,32	0,57	0,13	0,24	0,19	0,35	0,17	0,31	-0,02	0,19	0,09	0,26	Friel et al. (2005)
<i>Be 17 – 569</i>	-0,24	0,40	-0,24	0,44	0,38	0,67	0,18	0,28	0,15	0,33	0,14	0,33	-0,02	0,18	0,10	0,28	Friel et al. (2005)
<i>Be 18 – 1163</i>	-0,29	0,27	-0,29	0,26	0,10	0,09	0,02	0,06	-0,05	0,10	x	x	0,03	0,15	0,03	0,10	Yong et al. (2012)
<i>Be 18 – 1163</i>	-0,29	0,27	-0,29	0,26	0,10	0,09	0,02	0,06	-0,05	0,10	x	x	0,03	0,15	0,03	0,10	Yong et al. (2012)
<i>Be 18 – 1163</i>	-0,29	0,27	-0,29	0,26	0,10	0,09	0,02	0,06	-0,05	0,10	x	x	0,03	0,15	0,03	0,10	Yong et al. (2012)
<i>Be 18 – 1163</i>	-0,29	0,27	-0,29	0,26	0,10	0,09	0,02	0,06	-0,05	0,10	x	x	0,03	0,15	0,03	0,10	Yong et al. (2012)
<i>Be 18 – 1383</i>	-0,27	0,40	-0,28	0,39	0,15	0,19	-0,11	0,26	-0,04	0,14	-0,20	0,32	0,04	0,15	-0,09	0,26	Yong et al. (2012)
<i>Be 21 – 50</i>	-0,27	0,40	-0,27	0,39	0,15	0,18	-0,11	0,28	-0,04	0,16	-0,19	0,35	0,04	0,15	-0,09	0,28	Yong et al. (2012)
<i>Be 21 – 51</i>	-0,30	0,43	-0,31	0,43	0,20	0,29	0,00	0,08	0,06	0,09	-0,12	0,24	0,05	0,09	-0,02	0,15	Yong et al. (2012)
<i>Be 22 – 400</i>	-0,50	3,48	-0,51	3,45	0,22	1,47	0,19	1,26	0,32	2,20	-0,03	0,28	0,06	0,40	0,07	0,65	Villanova et al. (2005)
<i>Be 22 – 414</i>	-0,33	0,46	-0,34	0,45	0,19	0,26	-0,05	0,18	0,02	0,11	-0,09	0,18	-0,02	0,15	-0,05	0,17	Yong et al. (2012)
<i>Be 22 – 579</i>	-0,54	0,98	-0,53	0,97	0,16	0,28	-0,05	0,24	0,20	0,37	0,06	0,11	-0,11	0,25	-0,03	0,21	Villanova et al. (2005)
<i>Be 29 – 1024</i>	-0,57	1,94	-0,58	1,85	0,39	1,26	0,18	0,59	0,18	0,62	0,02	0,12	0,03	0,16	0,08	0,30	Sestito et al. (2008)
<i>Be 29 – 159</i>	-0,47	1,48	-0,48	1,43	0,16	0,56	0,12	0,37	-0,06	0,28	-0,02	0,08	0,09	0,26	0,06	0,25	Sestito et al. (2008)
<i>Be 29 – 257</i>	-0,52	2,64	-0,52	2,60	0,25	1,20	0,07	0,35	x	x	-0,13	0,64	0,09	0,44	0,01	0,49	Sestito et al. (2008)
<i>Be 29 – 398</i>	-0,51	2,00	-0,52	1,94	0,24	0,87	0,14	0,50	0,08	0,28	x	x	0,12	0,41	0,13	0,46	Sestito et al. (2008)
<i>Be 29 – 602</i>	-0,44	1,46	-0,46	1,44	0,32	1,05	0,13	0,44	-0,20	0,73	0,02	0,14	0,06	0,19	0,07	0,26	Sestito et al. (2008)
<i>Be 29 – 933</i>	-0,30	0,88	-0,31	0,83	0,12	0,35	-0,05	0,29	-0,11	0,41	-0,13	0,42	0,07	0,27	-0,04	0,33	Sestito et al. (2008)
<i>Be 31 – 1295</i>	-0,34	0,59	-0,35	0,53	0,19	0,29	0,03	0,15	-0,03	0,11	-0,10	0,18	0,07	0,14	0,00	0,17	Friel et al. (2010)
<i>Be 31 – 260</i>	-0,07	0,14	-0,06	0,19	0,02	0,13	-0,18	0,37	-0,18	0,34	-0,03	0,11	-0,03	0,11	-0,08	0,21	Friel et al. (2010)
<i>Be 32 – 16</i>	-0,25	0,27	-0,26	0,27	0,03	0,06	-0,06	0,15	-0,14	0,26	-0,04	0,11	-0,01	0,10	-0,04	0,12	Yong et al. (2012)
<i>Be 32 – 17</i>	-0,29	0,34	-0,30	0,29	0,24	0,28	0,09	0,09	0,04	0,18	-0,11	0,11	0,14	0,14	0,04	0,16	Bragaglia et al. (2008)

Objeto	$[Fe/H]$ (dex)	σ_{Fe}	$[FeII/H]$ (dex)	σ_{FeII}	$[Na/Fe]$ (dex)	σ_{Na}	$[Mg/Fe]$ (dex)	σ_{Mg}	$[Al/Fe]$ (dex)	σ_{Al}	$[Si/Fe]$ (dex)	σ_{Si}	$[Ca/Fe]$ (dex)	σ_{Ca}	$[\alpha/Fe]$ (dex)	σ_{α}	Ref.
Be 32 – 18	-0,22	0,27	-0,23	0,27	0,06	0,05	-0,10	0,21	-0,08	0,21	0,00	0,07	0,01	0,06	-0,03	0,12	Yong et al. (2012)
Be 32 – 18	-0,22	0,27	-0,23	0,27	0,06	0,05	-0,10	0,21	-0,08	0,21	0,00	0,07	0,01	0,06	-0,03	0,12	Yong et al. (2012)
Be 32 – 18	-0,24	0,23	-0,25	0,21	0,19	0,24	0,06	0,06	-0,05	0,06	-0,29	0,27	0,14	0,14	-0,03	0,24	Bragaglia et al. (2008)
Be 32 – 18	-0,24	0,23	-0,25	0,21	0,19	0,24	0,06	0,06	-0,05	0,06	-0,29	0,27	0,14	0,14	-0,03	0,24	Bragaglia et al. (2008)
Be 32 – 19	-0,27	0,31	-0,28	0,29	0,24	0,27	0,07	0,08	-0,12	0,21	-0,09	0,10	0,08	0,09	0,02	0,12	Bragaglia et al. (2008)
Be 32 – 1948	-0,37	0,56	-0,38	0,54	0,10	0,19	x	x	0,06	0,09	0,08	0,31	0,15	0,29	0,12	0,30	Carrera & Pancino (2011)
Be 32 – 2	-0,34	0,38	-0,35	0,34	0,33	0,38	0,09	0,18	0,05	0,16	0,06	0,17	0,00	0,15	0,05	0,17	Friel et al. (2010)
Be 32 – 25	-0,14	0,23	-0,14	0,25	0,10	0,15	0,02	0,04	-0,17	0,32	0,07	0,14	0,02	0,07	0,04	0,09	Bragaglia et al. (2008)
Be 32 – 27	-0,15	0,17	-0,15	0,21	0,17	0,17	0,05	0,09	-0,05	0,10	-0,26	0,31	0,10	0,12	-0,04	0,24	Bragaglia et al. (2008)
Be 32 – 4	-0,49	1,32	-0,49	1,25	0,45	1,18	0,16	0,41	0,25	0,65	0,02	0,30	0,06	0,15	0,08	0,29	Friel et al. (2010)
Be 32 – 45	-0,34	0,65	-0,35	0,65	0,20	0,36	0,09	0,20	-0,04	0,17	-0,16	0,34	0,11	0,18	0,01	0,27	Bragaglia et al. (2008)
Be 32 – 456	-0,77	1,43	-0,77	1,39	0,22	0,43	x	x	0,39	0,72	0,29	0,62	0,26	0,49	0,28	0,56	Carrera & Pancino (2011)
Be 32 – 938	-0,29	0,42	-0,30	0,38	0,23	0,33	0,10	0,15	-0,01	0,08	-0,06	0,07	0,08	0,10	0,04	0,13	Bragaglia et al. (2008)
Be 32 – 940	-0,22	0,35	-0,23	0,33	0,27	0,40	-0,04	0,18	-0,13	0,24	-0,20	0,32	0,11	0,17	-0,04	0,25	Bragaglia et al. (2008)
Be 32 – 941	-0,20	0,22	-0,20	0,22	0,18	0,20	-0,05	0,08	0,05	0,08	-0,11	0,13	0,06	0,11	-0,03	0,13	Bragaglia et al. (2008)
Be 39 – 12	-0,06	0,09	-0,06	0,16	0,40	0,56	0,04	0,10	0,34	0,44	-0,09	0,18	0,36	0,47	0,10	0,31	Friel et al. (2010)
Be 39 – 14	-0,29	0,31	-0,30	0,30	0,23	0,29	0,11	0,14	0,13	0,14	-0,01	0,04	0,02	0,17	0,04	0,13	Friel et al. (2010)
Be 39 – 3	-0,17	0,21	-0,16	0,21	0,17	0,29	0,05	0,07	0,02	0,12	-0,01	0,05	-0,07	0,17	-0,01	0,11	Friel et al. (2010)
Be 39 – 5	-0,11	0,10	-0,11	0,16	0,13	0,19	-0,06	0,17	0,08	0,12	-0,18	0,23	0,01	0,15	-0,08	0,20	Friel et al. (2010)
Be 66 – 785	-0,68	0,18	x	x	0,47	0,18	x	x	0,14	0,29	x	x	0,04	0,30	0,04	0,30	Villanova et al. (2005)
Cr 105 – 204783	-0,40	0,33	-0,41	0,30	0,09	0,07	0,02	0,06	0,07	0,08	-0,12	0,10	0,16	0,14	0,02	0,15	Donati et al. (2015)
Cr 105 – 204892	-0,34	0,20	-0,35	0,19	0,04	0,06	-0,08	0,10	0,05	0,05	-0,16	0,09	0,05	0,18	-0,06	0,15	Donati et al. (2015)
Cr 105 – 204893	-0,38	0,43	-0,40	0,40	0,04	0,11	-0,01	0,08	0,05	0,12	-0,15	0,18	0,06	0,11	-0,03	0,15	Donati et al. (2015)
Cr 110 – 2108	-0,03	0,14	-0,04	0,16	0,02	0,14	x	x	-0,05	0,12	-0,02	0,14	-0,03	0,14	-0,03	0,14	Pancino et al. (2010)
Cr 110 – 2129	0,13	0,37	0,12	0,37	-0,05	0,16	x	x	-0,24	0,52	-0,04	0,13	-0,09	0,32	-0,07	0,23	Pancino et al. (2010)
Cr 110 – 3144	0,05	0,22	0,04	0,48	0,07	0,23	x	x	-0,13	0,30	-0,11	0,29	-0,01	0,23	-0,06	0,26	Pancino et al. (2010)

Objeto	$[Fe/H]$ (dex)	σ_{Fe} (dex)	$[FeII/H]$ (dex)	σ_{FeII} (dex)	$[Na/Fe]$ (dex)	σ_{Na} (dex)	$[Mg/Fe]$ (dex)	σ_{Mg} (dex)	$[Al/Fe]$ (dex)	σ_{Al} (dex)	$[Si/Fe]$ (dex)	σ_{Si} (dex)	$[Ca/Fe]$ (dex)	σ_{Ca} (dex)	$[\alpha/Fe]$ (dex)	σ_{α} (dex)	Ref.
<i>Cr261-10</i>	0,16	0,26	0,14	0,35	0,14	0,27	0,04	0,07	0,09	0,19	0,14	0,18	-0,10	0,20	0,03	0,18	Sestito et al. (2008)
<i>Cr261-1045</i>	0,23	0,63	0,22	0,68	0,31	0,99	-0,32	0,88	-0,24	0,66	-0,21	0,58	-0,16	0,49	-0,23	0,66	Friel et al. (2003)
<i>Cr261-1080</i>	-0,58	0,88	-0,64	0,92	0,32	0,51	0,09	0,51	0,28	0,41	0,06	0,10	-0,09	0,34	0,02	0,33	Friel et al. (2003)
<i>Cr261-11</i>	0,00	0,13	0,00	0,20	0,19	0,35	0,12	0,21	0,18	0,30	-0,14	0,26	0,00	0,11	-0,01	0,22	Sestito et al. (2008)
<i>Cr261-1871</i>	-0,07	0,62	-0,08	0,66	0,46	2,18	0,01	0,28	0,14	0,85	-0,39	1,46	-0,06	0,29	-0,15	0,70	Friel et al. (2003)
<i>Cr261-2</i>	-0,04	0,11	-0,04	0,32	0,29	0,52	0,10	0,17	0,18	0,34	-0,04	0,07	-0,03	0,19	0,01	0,16	Sestito et al. (2008)
<i>Cr261-2105</i>	0,24	0,23	0,23	0,25	0,01	0,18	-0,09	0,10	-0,14	0,45	-0,24	0,51	-0,36	0,56	-0,23	0,41	Friel et al. (2003)
<i>Cr261-5</i>	0,16	0,43	0,17	0,47	0,05	0,24	0,01	0,17	-0,02	0,16	-0,10	0,25	-0,11	0,29	-0,07	0,24	Sestito et al. (2008)
<i>Cr261-6</i>	-0,01	0,09	-0,01	0,18	0,18	0,30	0,05	0,13	0,20	0,27	-0,13	0,18	-0,06	0,14	-0,05	0,17	Sestito et al. (2008)
<i>Cr261-7</i>	0,08	0,12	0,07	0,23	0,15	0,23	0,21	0,25	0,16	0,15	-0,14	0,11	-0,05	0,12	0,01	0,22	Sestito et al. (2008)
<i>Cr261-9</i>	0,00	0,10	0,00	0,17	0,19	0,29	0,03	0,05	0,06	0,17	-0,19	0,26	-0,03	0,13	-0,06	0,17	Sestito et al. (2008)
<i>Hyades</i>	0,10	0,14	0,09	0,17	0,27	0,23	x	x	-0,09	0,10	-0,10	0,14	0,00	0,09	-0,05	0,13	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades</i>	0,10	0,14	0,09	0,17	0,27	0,23	x	x	-0,09	0,10	-0,10	0,14	0,00	0,09	-0,05	0,13	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades</i>	0,10	0,14	0,09	0,17	0,27	0,23	x	x	-0,09	0,10	-0,10	0,14	0,00	0,09	-0,05	0,13	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades</i>	0,13	0,15	0,12	0,21	0,27	0,24	x	x	-0,10	0,11	-0,08	0,15	0,00	0,10	-0,04	0,13	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades</i>	0,13	0,15	0,12	0,21	0,27	0,24	x	x	-0,10	0,11	-0,08	0,15	0,00	0,10	-0,04	0,13	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades</i>	0,13	0,16	0,12	0,17	0,29	0,26	x	x	-0,08	0,10	-0,10	0,15	0,02	0,10	-0,04	0,14	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades</i>	0,13	0,16	0,12	0,17	0,29	0,26	x	x	-0,08	0,10	-0,10	0,15	0,02	0,10	-0,04	0,14	Carrera & Pancino (2011)
<i>Hyades</i>	0,13	0,16	0,12	0,17	0,29	0,26	x	x	-0,08	0,10	-0,10	0,15	0,02	0,10	-0,04	0,14	Carrera & Pancino (2011)
<i>IC2391-shjm2</i>	-0,09	0,31	-0,10	0,34	0,07	0,17	x	x	x	x	-0,15	0,30	0,01	0,06	-0,07	0,20	D'Orazi & Randich (2009)
<i>IC2391-vxr3</i>	-0,07	0,08	-0,08	0,08	0,10	0,08	x	x	x	x	-0,11	0,08	0,04	0,05	-0,04	0,10	D'Orazi & Randich (2009)
<i>IC2391-vxr70</i>	-0,18	0,32	-0,19	0,36	0,14	0,27	x	x	x	x	-0,06	0,17	0,08	0,14	0,01	0,17	D'Orazi & Randich (2009)
<i>IC2391-vxr76a</i>	-0,80	0,18	x	x	x	x	x	x	x	x	x	x	0,51	0,17	0,51	0,17	D'Orazi & Randich (2009)
<i>IC2602-r15</i>	-0,20	0,10	x	x	x	x	x	x	x	x	-0,28	0,82	0,26	0,65	-0,01	0,78	D'Orazi & Randich (2009)
<i>IC2602-r66</i>	-0,10	0,12	-0,12	0,15	0,10	0,10	x	x	x	x	-0,05	0,08	0,00	0,05	-0,03	0,07	D'Orazi & Randich (2009)

Objeto	$[Fe/H]$ (dex)	σ_{Fe} (dex)	$[FeII/H]$ (dex)	σ_{FeII} (dex)	$[Na/Fe]$ (dex)	σ_{Na} (dex)	$[Mg/Fe]$ (dex)	σ_{Mg} (dex)	$[Al/Fe]$ (dex)	σ_{Al} (dex)	$[Si/Fe]$ (dex)	σ_{Si} (dex)	$[Ca/Fe]$ (dex)	σ_{Ca} (dex)	$[\alpha/Fe]$ (dex)	σ_{α} (dex)	Ref.
<i>IC</i> 2602 – <i>r</i> 70	-0,07	0,09	0,15	0,33	0,04	0,05	<i>x</i>	<i>x</i>	<i>x</i>	<i>x</i>	-0,13	0,52	0,04	0,13	-0,04	0,33	D’Orazi & Randich (2009)
<i>IC</i> 2602 – <i>r</i> 92	-0,18	0,35	-0,20	0,36	0,17	0,27	<i>x</i>	<i>x</i>	<i>x</i>	<i>x</i>	-0,10	0,15	0,06	0,10	-0,02	0,15	D’Orazi & Randich (2009)
<i>IC</i> 2714 – 5	0,05	0,60	0,04	0,59	0,32	1,41	0,02	0,10	<i>x</i>	<i>x</i>	-0,14	0,91	0,08	0,21	-0,01	0,42	Smiljanic et al. (2009)
<i>IC</i> 4756 – 38	-0,12	0,25	-0,13	0,26	0,32	1,25	0,10	0,30	<i>x</i>	<i>x</i>	-0,07	0,47	0,14	0,51	0,06	0,44	Smiljanic et al. (2009)
<i>IC</i> 4756 – <i>HER</i> 165	0,00	0,13	-0,01	0,12	-0,08	0,14	<i>x</i>	<i>x</i>	-0,27	0,32	-0,18	0,22	0,04	0,05	-0,07	0,18	Pace et al. (2010)
<i>IC</i> 4756 – <i>HER</i> 240	0,03	0,17	0,02	0,17	-0,12	0,17	<i>x</i>	<i>x</i>	-0,39	0,46	-0,24	0,31	0,03	0,06	-0,10	0,23	Pace et al. (2010)
<i>IC</i> 4756 – <i>HER</i> 97	-0,18	0,28	-0,18	0,28	0,00	0,13	<i>x</i>	<i>x</i>	-0,14	0,21	-0,06	0,15	0,10	0,11	0,02	0,15	Pace et al. (2010)
<i>IC</i> 4756 – <i>No</i> 125	0,00	0,08	0,00	0,10	0,22	0,18	<i>x</i>	<i>x</i>	-0,20	0,16	-0,18	0,14	0,07	0,09	-0,06	0,17	Pace et al. (2010)
<i>IC</i> 4756 – <i>No</i> 38	0,06	0,12	0,05	0,13	0,18	0,18	<i>x</i>	<i>x</i>	-0,26	0,22	-0,21	0,20	0,05	0,08	-0,08	0,19	Pace et al. (2010)
<i>IC</i> 4756 – <i>No</i> 42	0,05	0,11	0,05	0,12	0,21	0,20	<i>x</i>	<i>x</i>	-0,25	0,22	-0,23	0,20	0,06	0,08	-0,09	0,20	Pace et al. (2010)
<i>Me</i> 66 – 1346	-0,32	0,51	-0,33	0,47	0,21	0,32	0,10	0,17	0,03	0,08	-0,10	0,16	0,13	0,18	0,04	0,20	Sestito et al. (2008)
<i>Me</i> 66 – 1493	-0,09	0,08	-0,09	0,13	0,08	0,11	-0,02	0,05	0,24	0,61	-0,21	0,17	0,05	0,07	-0,06	0,15	Sestito et al. (2008)
<i>Me</i> 66 – 1785	-0,18	0,20	-0,19	0,20	0,17	0,21	0,05	0,05	0,03	0,10	-0,07	0,09	0,13	0,14	0,04	0,12	Sestito et al. (2008)
<i>Me</i> 66 – 1865	-0,25	0,26	-0,25	0,24	0,44	0,47	0,11	0,10	0,12	0,12	-0,13	0,15	0,12	0,11	0,03	0,17	Sestito et al. (2008)
<i>Me</i> 66 – 1884	-0,23	0,21	-0,24	0,22	0,11	0,10	0,02	0,08	0,06	0,09	-0,09	0,09	0,08	0,08	0,00	0,11	Sestito et al. (2008)
<i>Me</i> 66 – 2218	-0,20	0,18	-0,21	0,18	0,16	0,16	0,03	0,03	0,02	0,05	-0,07	0,07	0,07	0,09	0,01	0,09	Sestito et al. (2008)
<i>NGC</i> 1193 – 282	-0,02	0,07	-0,03	0,11	0,12	0,17	-0,07	0,10	-0,23	0,26	-0,07	0,06	0,00	0,12	-0,05	0,10	Friel et al. (2010)
<i>NGC</i> 1817 – 2038	-0,35	0,96	-0,36	0,97	0,34	1,11	0,06	0,16	<i>x</i>	<i>x</i>	-0,02	0,29	0,20	0,76	0,08	0,41	Reddy et al. (2012)
<i>NGC</i> 1817 – 2059	0,07	0,65	0,06	0,64	0,05	0,09	<i>x</i>	<i>x</i>	<i>x</i>	<i>x</i>	-0,18	0,81	0,10	0,32	-0,04	0,58	Reddy et al. (2012)
<i>NGC</i> 1817 – 73	-0,04	0,11	-0,05	0,17	0,18	0,21	-0,07	0,14	-0,17	0,27	-0,12	0,19	0,06	0,15	-0,04	0,18	Jacobson et al. (2009)
<i>NGC</i> 1817 – 79	0,14	0,25	0,13	0,26	0,09	0,10	-0,22	0,33	-0,33	0,44	-0,22	0,29	0,03	0,09	-0,14	0,26	Jacobson et al. (2009)
<i>NGC</i> 1883 – 10	-0,01	0,10	-0,01	0,18	0,15	0,23	-0,02	0,10	0,09	0,10	0,00	0,07	0,01	0,17	-0,00	0,12	Jacobson et al. (2009)
<i>NGC</i> 1883 – 8	-0,15	0,21	-0,15	0,24	0,06	0,09	-0,03	0,09	-0,20	0,35	0,07	0,17	0,06	0,09	0,03	0,13	Jacobson et al. (2009)
<i>NGC</i> 1883 – 9	0,00	0,12	-0,01	0,20	0,32	0,44	-0,14	0,28	-0,24	0,40	-0,08	0,24	-0,01	0,31	-0,08	0,28	Jacobson et al. (2009)
<i>NGC</i> 188 – 532	0,05	0,19	0,05	0,27	0,20	0,27	0,14	0,13	-0,09	0,20	0,10	0,20	0,05	0,14	0,10	0,16	Friel et al. (2010)
<i>NGC</i> 188 – 747	0,21	0,47	0,19	0,46	0,13	0,41	0,00	0,09	0,04	0,20	0,12	0,31	-0,07	0,21	0,02	0,22	Friel et al. (2010)

Objeto	$[\text{Fe}/\text{H}]$ (dex)	σ_{Fe} (dex)	$[\text{FeII}/\text{H}]$ (dex)	σ_{FeII} (dex)	$[\text{Na}/\text{Fe}]$ (dex)	σ_{Na} (dex)	$[\text{Mg}/\text{Fe}]$ (dex)	σ_{Mg} (dex)	$[\text{Al}/\text{Fe}]$ (dex)	σ_{Al} (dex)	$[\text{Si}/\text{Fe}]$ (dex)	σ_{Si} (dex)	$[\text{Ca}/\text{Fe}]$ (dex)	σ_{Ca} (dex)	$[\alpha/\text{Fe}]$ (dex)	σ_{α} (dex)	Ref.
NGC188 – 919	-0,11	0,28	-0,11	0,31	0,49	1,30	0,21	0,54	0,12	0,39	0,32	0,87	0,03	0,29	0,19	0,58	Friel et al. (2010)
NGC2099 – 148	-0,08	0,11	-0,08	0,21	0,22	0,25	x	x	-0,51	0,86	0,00	0,08	-0,04	0,11	-0,02	0,10	Pancino et al. (2010)
NGC2099 – 508	-0,02	0,14	-0,02	0,29	0,16	0,35	x	x	-0,45	1,10	-0,12	0,28	-0,06	0,22	-0,09	0,25	Pancino et al. (2010)
NGC2099 – 67	-0,01	0,11	-0,02	0,12	0,16	0,24	x	x	-0,51	0,94	-0,05	0,12	-0,02	0,11	-0,04	0,12	Pancino et al. (2010)
NGC2141 – 1007	-0,32	0,54	-0,31	0,51	0,44	0,76	0,17	0,28	0,17	0,30	0,03	0,21	0,09	0,17	0,10	0,23	Jacobson et al. (2009)
NGC2158 – 4320	-0,13	0,28	-0,14	0,35	0,23	0,46	-0,03	0,15	-0,01	0,14	0,18	0,59	-0,02	0,22	0,04	0,33	Jacobson et al. (2009)
NGC2251 – 3	-0,19	0,22	-0,20	0,21	0,45	0,64	0,04	0,07	x	x	0,04	0,08	0,16	0,22	0,08	0,13	Reddy et al. (2013)
NGC2251 – 33	-0,13	0,12	-0,14	0,12	0,34	0,40	-0,19	0,32	x	x	0,01	0,05	0,08	0,11	-0,03	0,20	Reddy et al. (2013)
NGC2266 – 73	-0,51	0,52	-0,52	0,51	0,27	0,26	0,31	0,30	x	x	0,14	0,15	0,22	0,23	0,22	0,24	Reddy et al. (2013)
NGC2324 – 10488	-0,14	0,12	-0,15	0,10	0,24	0,20	-0,02	0,17	-0,17	0,17	-0,22	0,20	0,08	0,12	-0,05	0,21	Bragaglia et al. (2008)
NGC2324 – 10779	-0,15	0,14	-0,15	0,14	0,39	0,41	0,07	0,17	-0,02	0,12	-0,06	0,06	-0,04	0,09	-0,01	0,12	Bragaglia et al. (2008)
NGC2324 – 10787	-0,21	0,26	-0,21	0,23	0,33	0,43	0,03	0,13	-0,04	0,09	-0,07	0,10	0,08	0,12	0,01	0,13	Bragaglia et al. (2008)
NGC2324 – 10797	-0,10	0,08	-0,10	0,08	0,28	0,21	-0,07	0,10	-0,25	0,21	-0,19	0,14	0,12	0,15	-0,05	0,18	Bragaglia et al. (2008)
NGC2324 – 10828	-0,17	0,13	-0,17	0,12	0,38	0,32	0,08	0,20	-0,01	0,03	-0,11	0,09	0,05	0,10	0,01	0,15	Bragaglia et al. (2008)
NGC2324 – 30878	-0,19	0,14	-0,19	0,12	0,29	0,25	0,08	0,28	-0,12	0,11	-0,10	0,08	0,02	0,03	-0,00	0,15	Bragaglia et al. (2008)
NGC2324 – 30957	-0,12	0,12	-0,13	0,11	0,34	0,36	0,02	0,11	-0,14	0,17	-0,20	0,20	0,10	0,15	-0,03	0,20	Bragaglia et al. (2008)
NGC2335 – 11	-0,28	0,58	-0,29	0,58	0,32	0,65	0,04	0,09	x	x	-0,03	0,08	0,13	0,25	0,05	0,15	Reddy et al. (2013)
NGC2360 – 51	-0,03	0,07	-0,04	0,07	0,11	0,12	-0,10	0,11	-0,14	0,15	0,09	0,05	0,02	0,05	0,00	0,11	Sales Silva et al. (2014)
NGC2360 – 52	0,03	0,14	0,02	0,15	0,31	0,37	-0,12	0,20	-0,09	0,19	-0,02	0,08	0,08	0,09	-0,02	0,15	Sales Silva et al. (2014)
NGC2360 – 62	-0,01	0,12	-0,02	0,17	0,16	0,17	-0,02	0,11	-0,09	0,16	0,06	0,08	0,04	0,04	0,03	0,08	Smiljanic et al. (2009)
NGC2360 – 92	-0,23	0,26	-0,23	0,24	x	x	x	x	x	x	x	x	x	x	x	x	Sales Silva et al. (2014)
NGC2360 – 96	-0,17	0,19	-0,17	0,18	x	x	x	x	x	x	x	x	x	x	x	x	Sales Silva et al. (2014)
NGC2420 – 174	-0,10	0,16	-0,10	0,15	0,11	0,15	x	x	-0,03	0,07	-0,12	0,24	-0,06	0,18	-0,09	0,21	Pancino et al. (2010)
NGC2420 – 41	-0,08	0,15	-0,07	0,24	-0,01	0,09	x	x	-0,03	0,09	-0,03	0,11	-0,01	0,12	-0,02	0,12	Pancino et al. (2010)
NGC2420 – 76	-0,15	0,25	-0,16	0,24	0,10	0,17	x	x	-0,04	0,11	-0,14	0,30	0,00	0,07	-0,07	0,20	Pancino et al. (2010)
NGC2447 – 28	0,02	0,24	0,03	0,26	0,30	0,54	0,00	0,08	x	x	-0,29	0,74	-0,02	0,18	-0,10	0,36	Smiljanic et al. (2009)

Objeto	$[Fe/H]$ (dex)	σ_{Fe}	$[FeII/H]$ (dex)	σ_{FeII}	$[Na/Fe]$ (dex)	σ_{Na}	$[Mg/Fe]$ (dex)	σ_{Mg}	$[Al/Fe]$ (dex)	σ_{Al}	$[Si/Fe]$ (dex)	σ_{Si}	$[Ca/Fe]$ (dex)	σ_{Ca}	$[\alpha/Fe]$ (dex)	σ_{α}	Ref.
NGC2447 – 34	0,03	0,23	0,02	0,24	0,24	0,35	-0,15	0,37	x	x	-0,20	0,47	-0,01	0,12	-0,12	0,33	Smiljanic et al. (2009)
NGC2447 – 41	0,02	0,35	0,02	0,35	0,27	0,65	-0,13	0,54	x	x	-0,11	0,52	-0,02	0,23	-0,09	0,43	Smiljanic et al. (2009)
NGC2477 – 36280	0,03	0,09	0,04	0,23	0,26	0,26	-0,09	0,13	-0,10	0,22	-0,23	0,24	0,13	0,14	-0,06	0,23	Bragaglia et al. (2008)
NGC2477 – 36288	0,09	0,13	0,08	0,13	0,16	0,18	-0,13	0,15	-0,16	0,19	-0,11	0,11	0,00	0,07	-0,08	0,12	Bragaglia et al. (2008)
NGC2477 – 36326	-0,01	0,07	-0,01	0,42	0,29	0,45	-0,08	0,20	-0,16	0,32	-0,07	0,08	0,05	0,07	-0,03	0,13	Bragaglia et al. (2008)
NGC2477 – 36363	0,01	0,07	0,01	0,07	0,19	0,16	-0,07	0,18	-0,13	0,16	-0,10	0,10	0,02	0,06	-0,05	0,12	Bragaglia et al. (2008)
NGC2477 – 36385	0,13	0,12	0,12	0,20	0,15	0,13	-0,21	0,17	-0,18	0,18	-0,13	0,10	0,07	0,08	-0,09	0,17	Bragaglia et al. (2008)
NGC2477 – 36449	0,07	0,14	0,06	0,48	0,25	0,29	-0,13	0,26	-0,14	0,25	-0,14	0,14	0,05	0,11	-0,07	0,19	Bragaglia et al. (2008)
NGC2482 – 9	-0,16	0,13	-0,16	0,12	0,37	0,37	0,01	0,12	x	x	0,08	0,07	0,07	0,11	0,05	0,11	Reddy et al. (2013)
NGC2506 – 2212	-0,47	1,47	-0,47	1,47	0,41	1,42	0,19	0,71	x	x	0,01	0,16	0,12	0,47	0,11	0,45	Reddy et al. (2012)
NGC2506 – 3231	-0,62	0,55	-0,62	0,54	0,36	0,35	0,07	0,07	x	x	0,12	0,09	0,14	0,20	0,11	0,12	Reddy et al. (2012)
NGC2527 – 10	-0,19	0,57	-0,20	0,57	0,35	1,05	-0,07	0,23	x	x	-0,03	0,09	0,14	0,41	0,01	0,26	Reddy et al. (2013)
NGC2527 – 203	-0,24	0,62	-0,25	0,62	0,46	1,29	-0,01	0,18	x	x	0,08	0,22	0,24	0,65	0,10	0,36	Reddy et al. (2013)
NGC2539 – 346	-0,11	0,07	-0,12	0,08	0,30	0,19	-0,13	0,16	x	x	-0,04	0,05	0,08	0,10	-0,03	0,13	Reddy et al. (2013)
NGC2539 – 463	-0,15	0,11	-0,16	0,10	0,30	0,29	-0,11	0,18	x	x	0,04	0,04	0,06	0,09	-0,00	0,13	Reddy et al. (2013)
NGC2632 – 212	0,10	0,17	0,10	0,18	0,33	0,34	x	x	-0,05	0,08	-0,01	0,12	0,04	0,17	0,01	0,15	Carrera & Pancino (2011)
NGC2632 – 253	0,17	0,18	0,16	0,18	0,40	0,34	x	x	-0,10	0,10	0,00	0,12	0,02	0,16	0,01	0,14	Carrera & Pancino (2011)
NGC2632 – 283	0,12	0,18	0,11	0,21	0,33	0,34	x	x	-0,08	0,10	-0,01	0,16	0,01	0,13	0,00	0,14	Carrera & Pancino (2011)
NGC2660 – 105	0,08	0,26	0,07	0,53	0,25	0,34	-0,01	0,12	0,07	0,12	-0,14	0,24	-0,03	0,25	-0,06	0,21	Bragaglia et al. (2008)
NGC2660 – 296	0,15	0,24	0,14	0,32	0,14	0,21	-0,11	0,17	-0,36	0,50	-0,33	0,42	0,01	0,11	-0,14	0,27	Bragaglia et al. (2008)
NGC2660 – 318	0,02	0,11	0,01	0,15	0,18	0,25	-0,02	0,07	-0,20	0,31	-0,16	0,22	0,04	0,09	-0,05	0,15	Bragaglia et al. (2008)
NGC2660 – 542	0,07	0,13	0,06	0,17	0,15	0,20	-0,10	0,17	-0,26	0,36	-0,30	0,36	0,06	0,08	-0,11	0,25	Bragaglia et al. (2008)
NGC2660 – 694	-0,04	0,07	-0,05	0,10	0,22	0,19	-0,02	0,07	-0,09	0,19	-0,08	0,08	0,04	0,11	-0,02	0,10	Bragaglia et al. (2008)
NGC2660 – 862	-0,04	0,09	-0,05	0,14	0,18	0,28	-0,01	0,12	-0,17	0,29	-0,16	0,24	-0,01	0,13	-0,06	0,18	Bragaglia et al. (2008)
NGC2682 – 105	0,00	0,08	0,00	0,18	0,10	0,10	x	x	x	x	-0,08	0,14	0,03	0,09	-0,03	0,13	Tautvaisiene et al. (2000)
NGC2682 – 108	-0,12	0,21	-0,13	0,24	0,11	0,16	x	x	x	x	0,11	0,20	-0,15	0,40	-0,02	0,33	Tautvaisiene et al. (2000)

Objeto	$[Fe/H]$ (dex)	σ_{Fe} (dex)	$[FeII/H]$ (dex)	σ_{FeII} (dex)	$[Na/Fe]$ (dex)	σ_{Na} (dex)	$[Mg/Fe]$ (dex)	σ_{Mg} (dex)	$[Al/Fe]$ (dex)	σ_{Al} (dex)	$[Si/Fe]$ (dex)	σ_{Si} (dex)	$[Ca/Fe]$ (dex)	σ_{Ca} (dex)	$[\alpha/Fe]$ (dex)	σ_{α} (dex)	Ref.
NGC2682 – 141	0,03	0,05	0,03	0,25	0,18	0,17	x	x	-0,11	0,10	-0,05	0,17	-0,07	0,12	-0,06	0,14	Pancino et al. (2010)
NGC2682 – 141	0,03	0,05	0,03	0,25	0,18	0,17	x	x	-0,11	0,10	-0,05	0,17	-0,07	0,12	-0,06	0,14	Pancino et al. (2010)
NGC2682 – 141	0,08	0,20	0,08	0,43	0,19	0,25	0,01	0,07	-0,05	0,14	-0,11	0,17	-0,01	0,18	-0,04	0,15	Friel et al. (2010)
NGC2682 – 141	0,08	0,20	0,08	0,43	0,19	0,25	0,01	0,07	-0,05	0,14	-0,11	0,17	-0,01	0,18	-0,04	0,15	Friel et al. (2010)
NGC2682 – 141	0,09	0,18	0,09	0,19	0,15	0,23	-0,20	0,32	-0,12	0,20	-0,21	0,31	-0,12	0,20	-0,18	0,28	Tautvaisiene et al. (2000)
NGC2682 – 141*	-0,13	0,13	-0,13	0,16	0,25	0,27	x	x	x	x	-0,03	0,07	-0,01	0,09	-0,02	0,08	Tautvaisiene et al. (2000)
NGC2682 – 151*	0,11	0,35	0,10	0,37	0,19	0,34	x	x	x	x	-0,15	0,37	0,04	0,10	-0,06	0,25	Tautvaisiene et al. (2000)
NGC2682 – 151	-0,12	0,09	-0,13	0,11	0,30	0,24	0,02	0,06	x	x	0,02	0,06	0,05	0,11	0,03	0,08	Reddy et al. (2013)
NGC2682 – 164*	-0,01	0,09	0,00	0,21	0,13	0,15	x	x	x	x	-0,02	0,07	-0,07	0,26	-0,04	0,17	Tautvaisiene et al. (2000)
NGC2682 – 164	-0,11	0,10	-0,12	0,10	0,26	0,25	0,00	0,07	x	x	-0,04	0,10	0,06	0,09	0,01	0,10	Reddy et al. (2013)
NGC2682 – 170	-0,11	0,22	-0,12	0,29	0,27	0,54	0,09	0,16	0,04	0,13	-0,01	0,08	-0,07	0,23	0,00	0,17	Friel et al. (2010)
NGC2682 – 170*	-0,12	0,22	-0,13	0,29	0,15	0,22	x	x	x	x	0,00	0,05	-0,08	0,25	-0,04	0,16	Tautvaisiene et al. (2000)
NGC2682 – 223	0,04	0,12	0,03	0,12	0,08	0,20	x	x	-0,01	0,05	-0,04	0,14	-0,12	0,20	-0,08	0,17	Pancino et al. (2010)
NGC2682 – 224*	-0,15	0,22	-0,16	0,23	0,17	0,22	x	x	x	x	0,00	0,04	-0,16	0,43	-0,08	0,25	Tautvaisiene et al. (2000)
NGC2682 – 266*	-0,11	0,14	-0,11	0,14	0,22	0,29	x	x	x	x	0,03	0,04	-0,09	0,31	-0,03	0,18	Tautvaisiene et al. (2000)
NGC2682 – 286	0,03	0,10	0,03	0,11	0,34	0,39	x	x	-0,04	0,07	-0,05	0,09	-0,02	0,10	-0,04	0,10	Pancino et al. (2010)
NGC2682 – 84	-0,09	0,11	-0,09	0,10	0,26	0,29	-0,01	0,12	-0,10	0,20	-0,12	0,18	0,00	0,09	-0,04	0,14	Tautvaisiene et al. (2000)
NGC2682 – 84*	-0,12	0,06	-0,13	0,10	0,26	0,11	x	x	x	x	-0,07	0,04	-0,02	0,13	-0,04	0,09	Tautvaisiene et al. (2000)
NGC2682 – 84	-0,14	0,08	-0,14	0,10	0,25	0,20	-0,03	0,11	x	x	0,01	0,04	0,06	0,10	0,01	0,09	Reddy et al. (2013)
NGC3532 – 100	-0,34	0,94	-0,35	0,95	0,68	2,22	0,20	0,57	x	x	0,05	0,07	0,24	0,71	0,16	0,46	Smiljanic et al. (2009)
NGC3532 – 122	-0,34	1,33	-0,35	1,32	0,56	2,47	0,20	0,79	x	x	-0,02	0,26	0,34	1,46	0,17	0,85	Smiljanic et al. (2009)
NGC3532 – 19	-0,20	0,86	-0,21	0,88	0,49	2,89	0,13	0,64	x	x	-0,02	0,37	0,27	1,53	0,13	0,85	Smiljanic et al. (2009)
NGC3532 – 596	-0,10	0,22	-0,10	0,21	0,45	2,45	0,08	0,29	x	x	-0,09	0,78	0,20	1,00	0,06	0,70	Smiljanic et al. (2009)
NGC3532 – 670	-0,78	1,28	-0,78	1,27	0,86	1,50	0,31	0,51	x	x	0,35	0,57	0,34	0,57	0,33	0,55	Smiljanic et al. (2009)
NGC3680 – 11	0,04	0,10	0,04	0,10	0,07	0,13	-0,09	0,15	x	x	-0,09	0,14	-0,08	0,13	-0,09	0,14	Mitschang et al. (2012)
NGC3680 – 11	0,04	0,10	0,04	0,10	0,07	0,13	-0,09	0,15	x	x	-0,09	0,14	-0,08	0,13	-0,09	0,14	Mitschang et al. (2012)

Objeto	$[Fe/H]$ (dex)	σ_{Fe}	$[FeII/H]$ (dex)	σ_{FeII}	$[Na/Fe]$ (dex)	σ_{Na}	$[Mg/Fe]$ (dex)	σ_{Mg}	$[Al/Fe]$ (dex)	σ_{Al}	$[Si/Fe]$ (dex)	σ_{Si}	$[Ca/Fe]$ (dex)	σ_{Ca}	$[\alpha/Fe]$ (dex)	σ_{α}	Ref.
NGC3680 – 11	-0,13	0,12	-0,13	0,12	0,10	0,09	-0,05	0,12	0,21	0,19	x	x	0,12	0,12	0,04	0,15	Sales Silva et al. (2014)
NGC3680 – 11	-0,13	0,12	-0,13	0,12	0,10	0,09	-0,05	0,12	0,21	0,19	x	x	0,12	0,12	0,04	0,15	Sales Silva et al. (2014)
NGC3680 – 13	-0,03	0,10	-0,04	0,11	0,20	0,42	0,02	0,03	x	x	-0,15	0,36	-0,05	0,15	-0,06	0,20	Mitschang et al. (2012)
NGC3680 – 13	-0,03	0,10	-0,04	0,11	0,20	0,42	0,02	0,03	x	x	-0,15	0,36	-0,05	0,15	-0,06	0,20	Mitschang et al. (2012)
NGC3680 – 13	-0,49	1,64	-0,49	1,63	0,54	1,93	0,09	0,17	x	x	0,18	0,58	0,27	0,88	0,18	0,55	Smiljanic et al. (2009)
NGC3680 – 13	-0,49	1,64	-0,49	1,63	0,54	1,93	0,09	0,17	x	x	0,18	0,58	0,27	0,88	0,18	0,55	Smiljanic et al. (2009)
NGC3680 – 20	0,08	0,14	0,08	0,13	0,34	0,47	-0,17	0,23	x	x	-0,20	0,30	-0,01	0,11	-0,13	0,23	Mitschang et al. (2012)
NGC3680 – 20	0,08	0,14	0,08	0,13	0,34	0,47	-0,17	0,23	x	x	-0,20	0,30	-0,01	0,11	-0,13	0,23	Mitschang et al. (2012)
NGC3680 – 20	-0,13	0,15	-0,14	0,16	0,37	0,47	0,07	0,10	0,25	0,30	0,41	0,53	0,24	0,31	0,24	0,34	Sales Silva et al. (2014)
NGC3680 – 20	-0,13	0,15	-0,14	0,16	0,37	0,47	0,07	0,10	0,25	0,30	0,41	0,53	0,24	0,31	0,24	0,34	Sales Silva et al. (2014)
NGC3680 – 24	-0,46	2,94	-0,46	2,94	0,11	0,75	-0,11	0,73	x	x	0,01	0,20	0,12	0,69	0,01	0,55	Mitschang et al. (2012)
NGC3680 – 26	0,10	0,25	0,08	0,24	0,14	0,35	0,01	0,04	x	x	-0,20	0,43	-0,07	0,16	-0,09	0,23	Mitschang et al. (2012)
NGC3680 – 27	0,09	0,25	0,09	0,25	0,23	0,55	-0,01	0,07	x	x	-0,17	0,43	-0,10	0,24	-0,09	0,26	Mitschang et al. (2012)
NGC3680 – 27	0,09	0,25	0,09	0,25	0,23	0,55	-0,01	0,07	x	x	-0,17	0,43	-0,10	0,24	-0,09	0,26	Mitschang et al. (2012)
NGC3680 – 27	-0,12	0,16	-0,12	0,17	0,20	0,27	0,16	0,20	0,19	0,24	x	x	0,04	0,08	0,10	0,15	Sales Silva et al. (2014)
NGC3680 – 27	-0,12	0,16	-0,12	0,17	0,20	0,27	0,16	0,20	0,19	0,24	x	x	0,04	0,08	0,10	0,15	Sales Silva et al. (2014)
NGC3680 – 34	-0,12	0,22	-0,13	0,23	0,07	0,15	-0,27	0,49	x	x	-0,15	0,27	-0,19	0,38	-0,20	0,39	Mitschang et al. (2012)
NGC3680 – 34	-0,12	0,22	-0,13	0,23	0,07	0,15	-0,27	0,49	x	x	-0,15	0,27	-0,19	0,38	-0,20	0,39	Mitschang et al. (2012)
NGC3680 – 34	-0,18	0,64	-0,19	0,66	x	x	x	x	x	x	x	x	x	x	x	x	Sales Silva et al. (2014)
NGC3680 – 34	-0,18	0,64	-0,19	0,66	x	x	x	x	x	x	x	x	x	x	x	x	Sales Silva et al. (2014)
NGC3680 – 35	-0,24	0,49	-0,25	0,49	0,08	0,18	-0,09	0,26	x	x	-0,13	0,35	0,10	0,22	-0,04	0,29	Mitschang et al. (2012)
NGC3680 – 41	0,05	0,14	0,04	0,14	0,08	0,17	-0,02	0,05	x	x	-0,14	0,27	-0,05	0,14	-0,07	0,16	Mitschang et al. (2012)
NGC3680 – 44	0,05	0,20	0,06	0,22	0,10	0,31	0,03	0,06	x	x	-0,15	0,45	-0,16	0,41	-0,09	0,32	Mitschang et al. (2012)
NGC3960 – c3	0,14	0,13	0,13	0,15	0,16	0,17	-0,15	0,13	-0,25	0,20	-0,20	0,14	0,02	0,06	-0,11	0,15	Bragaglia et al. (2008)
NGC3960 – c4	0,05	0,10	0,04	0,12	0,23	0,25	-0,07	0,12	-0,25	0,27	-0,12	0,13	0,03	0,06	-0,05	0,12	Bragaglia et al. (2008)
NGC3960 – c5	0,05	0,06	0,06	0,11	0,26	0,17	-0,24	0,37	-0,23	0,13	-0,19	0,10	0,03	0,05	-0,13	0,21	Bragaglia et al. (2008)

Objeto	$[Fe/H]$ (dex)	σ_{Fe} (dex)	$[FeII/H]$ (dex)	σ_{FeII} (dex)	$[Na/Fe]$ (dex)	σ_{Na} (dex)	$[Mg/Fe]$ (dex)	σ_{Mg} (dex)	$[Al/Fe]$ (dex)	σ_{Al} (dex)	$[Si/Fe]$ (dex)	σ_{Si} (dex)	$[Ca/Fe]$ (dex)	σ_{Ca} (dex)	$[\alpha/Fe]$ (dex)	σ_{α} (dex)	Ref.
NGC3960 – c6	0,11	0,11	0,11	0,18	0,21	0,19	-0,08	0,09	-0,25	0,20	-0,17	0,12	0,02	0,06	-0,08	0,12	Bragaglia et al. (2008)
NGC3960 – c8	-0,02	0,06	-0,02	0,09	0,27	0,24	-0,06	0,09	-0,14	0,16	-0,11	0,10	0,06	0,06	-0,04	0,11	Bragaglia et al. (2008)
NGC3960 – c9	0,03	0,08	0,04	0,16	0,23	0,21	-0,08	0,11	-0,16	0,21	-0,13	0,13	0,04	0,06	-0,06	0,12	Bragaglia et al. (2008)
NGC5822 – 102	-0,09	0,11	-0,10	0,19	0,19	0,23	x	x	-0,13	0,15	-0,18	0,19	0,09	0,11	-0,04	0,20	Pace et al. (2010)
NGC5822 – 1	-0,59	2,04	-0,58	2,01	0,70	2,59	0,34	1,18	x	x	0,19	0,60	0,29	0,98	0,27	0,92	Smiljanic et al. (2009)
NGC5822 – 11003	-0,03	0,20	-0,03	0,20	-0,09	0,22	x	x	x	x	-0,15	0,30	0,06	0,07	-0,04	0,22	Pace et al. (2010)
NGC5822 – 11014	0,17	0,66	0,17	0,78	-0,16	0,67	x	x	-0,38	1,53	-0,25	1,08	0,03	0,13	-0,11	0,62	Pace et al. (2010)
NGC5822 – 151	-0,15	0,23	-0,16	0,23	0,33	0,53	-0,02	0,08	x	x	x	x	0,17	0,25	0,07	0,19	Sales Silva et al. (2014)
NGC5822 – 201	-0,11	0,18	-0,12	0,20	0,38	1,38	0,14	0,38	x	x	-0,09	0,51	0,17	0,55	0,07	0,50	Smiljanic et al. (2009)
NGC5822 – 224	0,04	0,09	0,04	0,11	0,14	0,15	x	x	-0,22	0,19	-0,19	0,16	0,07	0,11	-0,06	0,19	Pace et al. (2010)
NGC5822 – 240	-0,57	1,66	-0,57	1,64	0,66	2,08	0,29	0,88	x	x	0,21	0,58	0,26	0,76	0,25	0,74	Smiljanic et al. (2009)
NGC5822 – 3	-0,15	0,13	-0,16	0,11	0,27	0,27	-0,13	0,19	-0,07	0,11	0,10	0,08	0,13	0,11	0,03	0,17	Sales Silva et al. (2014)
NGC5822 – 316	0,09	0,41	0,07	0,39	0,22	0,40	0,03	0,04	x	x	-0,20	0,58	0,04	0,06	-0,04	0,25	Smiljanic et al. (2009)
NGC5822 – 438	0,03	0,06	0,02	0,09	0,20	0,15	x	x	-0,16	0,08	-0,16	0,09	0,08	0,08	-0,04	0,14	Pace et al. (2010)
NGC5822 – 51	-0,07	0,07	-0,08	0,06	0,15	0,12	-0,05	0,13	-0,15	0,13	0,12	0,07	0,17	0,11	0,08	0,14	Sales Silva et al. (2014)
NGC5822 – 80	-0,05	0,11	-0,06	0,09	0,27	0,33	-0,12	0,22	-0,17	0,29	-0,09	0,19	0,13	0,15	-0,03	0,22	Sales Silva et al. (2014)
NGC6134 – 202	-0,31	1,08	-0,31	1,07	0,57	2,34	0,23	0,84	x	x	0,09	0,25	0,23	0,86	0,18	0,65	Smiljanic et al. (2009)
NGC6134 – 30	0,08	0,62	0,07	0,62	0,42	1,54	0,13	0,36	x	x	-0,14	0,74	0,11	0,32	0,03	0,49	Smiljanic et al. (2009)
NGC6134 – 99	-0,23	0,83	-0,24	0,84	0,56	2,69	0,18	0,79	x	x	0,01	0,13	0,21	0,89	0,13	0,61	Smiljanic et al. (2009)
NGC6192 – 137	-0,15	0,26	-0,15	0,25	x	x	0,03	0,05	0,00	0,08	x	x	0,05	0,09	0,04	0,07	Magrini et al. (2010)
NGC6192 – 45	-0,03	0,10	-0,04	0,13	x	x	0,06	0,10	0,05	0,13	x	x	0,13	0,18	0,10	0,14	Magrini et al. (2010)
NGC6192 – 9	0,13	0,40	0,12	0,51	x	x	-0,19	0,52	-0,19	0,54	x	x	0,04	0,07	-0,07	0,31	Magrini et al. (2010)
NGC6192 – 96	0,11	0,31	0,10	0,34	x	x	-0,16	0,38	-0,10	0,30	x	x	0,03	0,03	-0,07	0,23	Magrini et al. (2010)
NGC6253 – 105495	0,69	0,86	x	x	x	x	0,16	0,12	x	x	-0,01	0,04	-0,60	0,77	-0,15	0,45	Sestito et al. (2007)
NGC6253 – 22182	-0,13	0,12	x	x	x	x	0,10	0,09	x	x	-0,06	0,23	0,08	0,22	0,04	0,19	Sestito et al. (2007)
NGC6253 – 23498	0,63	0,64	x	x	x	x	-0,06	0,28	x	x	-0,39	0,38	-0,05	0,08	-0,17	0,29	Sestito et al. (2007)

Objeto	$[Fe/H]$ (dex)	σ_{Fe} (dex)	$[FeII/H]$ (dex)	σ_{FeII} (dex)	$[Na/Fe]$ (dex)	σ_{Na} (dex)	$[Mg/Fe]$ (dex)	σ_{Mg} (dex)	$[Al/Fe]$ (dex)	σ_{Al} (dex)	$[Si/Fe]$ (dex)	σ_{Si} (dex)	$[Ca/Fe]$ (dex)	σ_{Ca} (dex)	$[\alpha/Fe]$ (dex)	σ_{α} (dex)	Ref.
NGC6253 – 24707	0,50	0,39	x	x	x	x	0,04	0,11	x	x	-0,18	0,12	-0,22	0,28	-0,12	0,21	Sestito et al. (2007)
NGC6253 – 69885	0,46	0,64	x	x	x	x	0,02	0,07	x	x	-0,37	0,45	-0,04	0,14	-0,13	0,28	Sestito et al. (2007)
NGC6281 – 1	-0,15	0,34	-0,16	0,35	0,45	1,66	0,11	0,31	x	x	-0,06	0,36	0,14	0,45	0,06	0,38	Smiljanic et al. (2009)
NGC6281 – 3	-0,14	0,29	-0,15	0,30	0,45	1,59	0,10	0,27	x	x	-0,06	0,40	0,14	0,45	0,06	0,38	Smiljanic et al. (2009)
NGC6281 – 4	-0,15	0,37	-0,16	0,37	0,38	1,49	0,12	0,37	x	x	0,01	0,10	0,17	0,61	0,10	0,37	Smiljanic et al. (2009)
NGC6281 – 4	-0,15	0,37	-0,16	0,37	0,38	1,49	0,12	0,37	x	x	0,01	0,10	0,17	0,61	0,10	0,37	Smiljanic et al. (2009)
NGC6404 – 16	-0,03	0,11	-0,03	0,16	x	x	-0,15	0,28	-0,03	0,12	-0,09	0,15	-0,01	0,14	-0,08	0,20	Magrini et al. (2010)
NGC6404 – 27	0,35	1,33	0,53	1,66	x	x	-0,17	0,62	-0,22	0,72	x	x	-0,20	0,58	-0,18	0,60	Magrini et al. (2010)
NGC6404 – 40	-0,03	0,09	-0,03	0,12	x	x	-0,03	0,07	-0,15	0,20	0,07	0,09	-0,02	0,08	0,01	0,09	Magrini et al. (2010)
NGC6583 – 46	0,26	0,42	0,25	0,52	x	x	-0,10	0,18	0,03	0,06	x	x	0,12	0,19	0,01	0,22	Magrini et al. (2010)
NGC6583 – 62	0,37	0,41	0,36	0,59	x	x	-0,17	0,21	-0,04	0,13	x	x	-0,03	0,16	-0,10	0,20	Magrini et al. (2010)
NGC6633 – 100	-0,27	0,62	-0,30	0,69	0,46	1,15	0,22	0,49	x	x	0,02	0,09	0,22	0,51	0,15	0,37	Smiljanic et al. (2009)
NGC6633 – 78	-0,55	1,15	-0,56	1,15	0,70	1,60	0,28	0,61	x	x	0,18	0,36	0,24	0,50	0,23	0,49	Smiljanic et al. (2009)
NGC6819 – 978	-0,14	0,13	-0,15	0,13	0,95	1,00	0,06	0,05	0,12	0,11	-0,11	0,12	x	x	-0,03	0,12	Bragaglia et al. (2001)
NGC6819 – 979	-0,06	0,27	-0,07	0,27	0,46	1,74	-0,40	1,61	-0,18	0,83	0,12	0,46	-0,11	0,50	-0,13	0,88	Bragaglia et al. (2001)
NGC7142 – 173	0,24	0,89	0,24	0,99	0,47	2,19	x	x	-0,41	1,65	0,19	0,92	0,23	1,07	0,21	1,00	Jacobson et al. (2007)
NGC7142 – 196	-0,04	0,09	-0,04	0,24	0,48	0,53	0,11	0,10	0,06	0,14	-0,04	0,06	0,05	0,20	0,04	0,14	Jacobson et al. (2007)
NGC7142 – 203	0,22	1,22	0,21	1,22	0,36	1,68	x	x	-0,30	1,51	-0,17	0,90	0,16	0,68	-0,01	0,81	Jacobson et al. (2007)
NGC7142 – 229	-0,17	0,21	-0,17	0,23	0,62	0,81	0,17	0,21	0,38	0,51	-0,06	0,20	0,11	0,20	0,07	0,23	Jacobson et al. (2007)
NGC7142 – 337	-0,09	0,16	-0,11	0,28	0,45	0,79	0,18	0,30	0,20	0,37	-0,10	0,31	0,04	0,20	0,04	0,30	Jacobson et al. (2007)
NGC7142 – 421	0,03	0,17	0,01	0,26	0,45	0,66	0,08	0,11	-0,08	0,19	-0,05	0,14	0,03	0,20	0,02	0,16	Jacobson et al. (2007)
NGC7160 – 921	-0,07	0,13	-0,07	0,24	0,00	0,08	x	x	x	x	0,05	0,13	-0,04	0,24	0,01	0,19	Monroe & Pilachowski (2010)
NGC752 – 1	-0,04	0,08	-0,05	0,09	x	x	x	x	x	x	-0,08	0,13	0,11	0,13	0,01	0,16	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752 – 1	-0,04	0,08	-0,05	0,09	x	x	x	x	x	x	-0,08	0,13	0,11	0,13	0,01	0,16	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752 – 1	-0,06	0,08	-0,07	0,08	0,24	0,24	x	x	-0,07	0,09	-0,09	0,12	0,10	0,15	0,01	0,16	Carrera & Pancino (2011)
NGC752 – 1	-0,06	0,08	-0,07	0,08	0,24	0,24	x	x	-0,07	0,09	-0,09	0,12	0,10	0,15	0,01	0,16	Carrera & Pancino (2011)

Objeto	$[Fe/H]$ (dex)	σ_{Fe} (dex)	$[FeII/H]$ (dex)	σ_{FeII} (dex)	$[Na/Fe]$ (dex)	σ_{Na} (dex)	$[Mg/Fe]$ (dex)	σ_{Mg} (dex)	$[Al/Fe]$ (dex)	σ_{Al} (dex)	$[Si/Fe]$ (dex)	σ_{Si} (dex)	$[Ca/Fe]$ (dex)	σ_{Ca} (dex)	$[\alpha/Fe]$ (dex)	σ_{α} (dex)	Ref.
NGC752-11	-0,03	0,07	-0,04	0,08	x	x	x	x	x	x	-0,09	0,13	0,07	0,10	-0,01	0,14	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752-137	-0,06	0,10	-0,07	0,11	x	x	x	x	x	x	-0,03	0,07	0,09	0,12	0,03	0,11	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752-137	-0,06	0,10	-0,07	0,11	x	x	x	x	x	x	-0,03	0,07	0,09	0,12	0,03	0,11	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752-137	-0,39	0,23	-0,40	0,23	0,21	0,13	0,06	0,04	x	x	0,07	0,04	-0,10	0,12	0,01	0,10	Reddy et al. (2012)
NGC752-137	-0,39	0,23	-0,40	0,23	0,21	0,13	0,06	0,04	x	x	0,07	0,04	-0,10	0,12	0,01	0,10	Reddy et al. (2012)
NGC752-208 ^b	-0,05	0,07	-0,04	0,08	0,17	0,15	x	x	-0,10	0,10	-0,05	0,12	0,01	0,12	-0,02	0,12	Carrera & Pancino (2011)
NGC752-213	0,01	0,12	0,01	0,13	0,19	0,23	x	x	-0,12	0,19	-0,11	0,17	0,03	0,09	-0,04	0,15	Carrera & Pancino (2011)
NGC752-24	-0,05	0,10	-0,06	0,10	x	x	x	x	x	x	-0,06	0,11	0,09	0,13	0,01	0,14	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752-27	-0,04	0,09	-0,04	0,11	x	x	x	x	x	x	-0,04	0,11	0,06	0,07	0,01	0,10	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752-295	-0,02	0,35	-0,02	0,35	0,16	0,44	-0,05	0,32	x	x	-0,16	0,87	0,10	0,40	-0,04	0,54	Reddy et al. (2012)
NGC752-295	-0,02	0,35	-0,02	0,35	0,16	0,44	-0,05	0,32	x	x	-0,16	0,87	0,10	0,40	-0,04	0,54	Reddy et al. (2012)
NGC752-295	-0,06	0,10	-0,07	0,11	x	x	x	x	x	x	-0,03	0,07	0,09	0,12	0,03	0,11	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752-295	-0,06	0,10	-0,07	0,11	x	x	x	x	x	x	-0,03	0,07	0,09	0,12	0,03	0,11	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752-3	-0,15	0,17	-0,16	0,19	x	x	x	x	x	x	-0,03	0,10	0,14	0,16	0,06	0,15	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752-311	0,00	0,08	-0,01	0,09	x	x	x	x	x	x	-0,10	0,15	0,07	0,12	-0,01	0,16	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752-311	0,00	0,08	-0,01	0,09	x	x	x	x	x	x	-0,10	0,15	0,07	0,12	-0,01	0,16	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752-311	0,00	0,08	-0,01	0,09	x	x	x	x	x	x	-0,10	0,15	0,07	0,12	-0,01	0,16	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752-311	0,04	0,17	0,06	1,02	0,08	0,27	x	x	-0,23	0,35	0,01	0,16	-0,13	0,37	-0,06	0,27	Carrera & Pancino (2011)
NGC752-311	0,04	0,17	0,06	1,02	0,08	0,27	x	x	-0,23	0,35	0,01	0,16	-0,13	0,37	-0,06	0,27	Carrera & Pancino (2011)
NGC752-311	0,04	0,17	0,06	1,02	0,08	0,27	x	x	-0,23	0,35	0,01	0,16	-0,13	0,37	-0,06	0,27	Carrera & Pancino (2011)
NGC752-311	-0,52	1,32	-0,53	1,33	0,35	0,98	0,03	0,10	x	x	0,22	0,55	-0,01	0,12	0,08	0,27	Reddy et al. (2012)
NGC752-311	-0,52	1,32	-0,53	1,33	0,35	0,98	0,03	0,10	x	x	0,22	0,55	-0,01	0,12	0,08	0,27	Reddy et al. (2012)
NGC752-311	-0,52	1,32	-0,53	1,33	0,35	0,98	0,03	0,10	x	x	0,22	0,55	-0,01	0,12	0,08	0,27	Reddy et al. (2012)
NGC752-367	-0,05	0,07	-0,06	0,07	x	x	x	x	x	x	-0,04	0,07	0,09	0,10	0,03	0,11	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752-77	-0,06	0,10	-0,07	0,11	x	x	x	x	x	x	-0,03	0,07	0,09	0,12	0,03	0,11	Böcek Topcu et al. (2015)
NGC752-77	-0,09	0,14	-0,08	0,18	0,16	0,41	0,02	0,03	x	x	-0,04	0,35	0,11	0,46	0,03	0,28	Reddy et al. (2012)

Objeto	$[Fe/H]$ (dex)	σ_{Fe} (dex)	$[FeII/H]$ (dex)	σ_{FeII} (dex)	$[Na/Fe]$ (dex)	σ_{Na} (dex)	$[Mg/Fe]$ (dex)	σ_{Mg} (dex)	$[Al/Fe]$ (dex)	σ_{Al} (dex)	$[Si/Fe]$ (dex)	σ_{Si} (dex)	$[Ca/Fe]$ (dex)	σ_{Ca} (dex)	$[\alpha/Fe]$ (dex)	σ_{α} (dex)	Ref.
NGC7789 – 10133	0,28	0,26	0,27	0,26	0,20	0,13	0,00	0,04	x	x	-0,25	0,21	-0,06	0,09	-0,10	0,16	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 10578	-0,02	0,10	-0,03	0,29	0,38	0,82	0,12	0,23	x	x	0,01	0,09	0,09	0,18	0,07	0,17	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 10584	0,53	1,05	0,52	1,13	-0,05	0,21	-0,35	0,70	x	x	-0,36	0,72	-0,33	0,67	-0,35	0,70	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 10645	0,09	0,48	0,08	0,49	0,25	0,77	0,12	0,32	x	x	-0,10	0,41	0,05	0,19	0,02	0,32	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 10740	0,39	1,03	0,39	1,15	0,04	0,15	-0,11	0,34	x	x	-0,19	0,52	-0,23	0,63	-0,18	0,50	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 10996	-0,06	0,16	-0,06	0,17	0,36	0,97	0,00	0,08	x	x	0,03	0,08	0,09	0,24	0,04	0,14	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 11413	-0,18	0,50	-0,18	0,50	0,40	1,20	0,16	0,47	x	x	-0,05	0,20	0,07	0,22	0,06	0,31	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 11573	-0,11	0,19	-0,11	0,20	0,38	0,85	0,07	0,13	x	x	0,05	0,10	0,16	0,35	0,09	0,20	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 11622	-0,08	0,27	-0,09	0,25	0,36	1,45	0,12	0,48	x	x	0,01	0,10	0,11	0,40	0,08	0,33	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 12478	0,06	0,47	0,06	0,57	0,29	1,44	0,10	0,52	x	x	-0,12	0,63	-0,11	0,57	-0,04	0,58	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 12550	0,21	0,41	0,20	0,49	0,17	0,24	-0,09	0,20	x	x	-0,12	0,22	-0,09	0,20	-0,10	0,21	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 2075	0,17	0,89	0,16	0,96	0,20	0,68	-0,09	0,49	x	x	-0,15	0,70	0,16	0,51	-0,03	0,58	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 3798	-0,04	0,19	-0,05	0,30	0,17	0,54	0,01	0,09	x	x	-0,02	0,15	0,05	0,23	0,01	0,16	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 3835	0,11	0,38	0,10	0,39	0,22	0,43	0,00	0,13	x	x	-0,06	0,19	0,01	0,06	-0,02	0,13	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 4593	0,07	0,40	0,06	0,48	0,31	0,95	0,10	0,26	x	x	-0,09	0,34	-0,04	0,28	-0,01	0,30	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 4751	-0,13	0,39	-0,15	0,39	0,41	1,51	0,22	0,80	x	x	0,05	0,16	0,16	0,54	0,14	0,51	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	0,02	0,35	0,01	0,40	0,34	1,59	0,02	0,12	x	x	-0,03	0,25	0,16	0,68	0,05	0,36	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	0,02	0,35	0,01	0,40	0,34	1,59	0,02	0,12	x	x	-0,03	0,25	0,16	0,68	0,05	0,36	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	0,02	0,35	0,01	0,40	0,34	1,59	0,02	0,12	x	x	-0,03	0,25	0,16	0,68	0,05	0,36	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	-0,04	0,09	-0,05	0,16	0,13	0,18	x	x	-0,27	0,33	-0,08	0,12	-0,01	0,09	-0,04	0,11	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	-0,04	0,09	-0,05	0,16	0,13	0,18	x	x	-0,27	0,33	-0,08	0,12	-0,01	0,09	-0,04	0,11	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	-0,04	0,09	-0,05	0,16	0,13	0,18	x	x	-0,27	0,33	-0,08	0,12	-0,01	0,09	-0,04	0,11	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	-0,09	0,17	-0,10	0,20	0,17	0,30	x	x	x	x	-0,04	0,13	0,01	0,09	-0,01	0,11	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	-0,09	0,17	-0,10	0,20	0,17	0,30	x	x	x	x	-0,04	0,13	0,01	0,09	-0,01	0,11	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5237	-0,09	0,17	-0,10	0,20	0,17	0,30	x	x	x	x	-0,04	0,13	0,01	0,09	-0,01	0,11	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 5594	-0,12	0,47	-0,13	0,46	0,36	1,80	0,16	0,73	x	x	0,04	0,13	0,13	0,58	0,11	0,48	Overbeek et al. (2015)

Objeto	$[Fe/H]$ (dex)	σ_{Fe}	$[FeII/H]$ (dex)	σ_{FeII}	$[Na/Fe]$ (dex)	σ_{Na}	$[Mg/Fe]$ (dex)	σ_{Mg}	$[Al/Fe]$ (dex)	σ_{Al}	$[Si/Fe]$ (dex)	σ_{Si}	$[Ca/Fe]$ (dex)	σ_{Ca}	$[\alpha/Fe]$ (dex)	σ_{α}	Ref.
NGC7789 – 5837	0,12	0,33	0,12	0,34	0,27	0,51	-0,02	0,18	x	x	-0,06	0,17	-0,01	0,13	-0,03	0,16	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 6863	0,27	1,10	0,26	1,14	0,12	0,36	-0,04	0,23	x	x	-0,14	0,56	-0,04	0,24	-0,07	0,35	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7369	0,03	0,21	0,02	0,28	0,35	0,87	0,06	0,13	x	x	-0,01	0,08	0,01	0,08	0,02	0,10	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7617	-0,13	0,22	-0,13	0,23	0,35	0,74	0,05	0,09	x	x	-0,01	0,07	0,15	0,33	0,06	0,17	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7640	0,15	0,57	0,14	0,60	0,26	0,68	-0,04	0,19	x	x	-0,06	0,23	-0,07	0,27	-0,06	0,23	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7840	0,04	0,10	0,03	0,16	0,10	0,11	x	x	-0,18	0,20	-0,21	0,31	-0,07	0,12	-0,14	0,23	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7840	0,04	0,10	0,03	0,16	0,10	0,11	x	x	-0,18	0,20	-0,21	0,31	-0,07	0,12	-0,14	0,23	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7840	-0,05	0,13	-0,05	0,20	0,17	0,23	x	x	-0,13	0,23	-0,15	0,34	-0,01	0,12	-0,08	0,24	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7840	-0,05	0,13	-0,05	0,20	0,17	0,23	x	x	-0,13	0,23	-0,15	0,34	-0,01	0,12	-0,08	0,24	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 7867	0,12	0,76	0,11	0,86	0,23	1,11	0,04	0,23	x	x	-0,25	1,27	0,05	0,23	-0,05	0,59	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 8061	0,06	0,45	0,05	0,45	0,31	1,21	-0,07	0,43	x	x	-0,01	0,16	0,09	0,33	0,00	0,31	Overbeek et al. (2015)
NGC7789 – 8293	0,09	0,46	0,08	0,48	0,23	1,05	0,13	0,63	x	x	-0,03	0,16	-0,09	0,45	0,00	0,42	Overbeek et al. (2015)

Bibliografia

- ALLENDE PRIETO, C., MAJEWSKI, S. R., SCHIAVON, R., CUNHA, K., FRINCHABOY, P., HOLTZMAN, J., JOHNSTON, K., SHETRONE, M., SKRUTSKIE, M., SMITH, V., WILSON, J. APOGEE: The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment. **Astronomische Nachrichten**, v. 329, p. 1018, December 2008.
- ALONSO, A., ARRIBAS, S., MARTÍNEZ-ROGER, C. The effective temperature scale of giant stars (F0-K5). II. Empirical calibration of T_{eff} versus colours and [Fe/H]. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 140, p. 261–277, December 1999.
- ALTMAN, D. G., BLAND, J. M. Measurement in medicine: The analysis of method comparison studies. **Journal of the Royal Statistical Society. Series D (The Statistician)**, v. 32, n. 3, pp. 307–317, 1983.
- ALVES-BRITO, A., MELÉNDEZ, J., ASPLUND, M., RAMÍREZ, I., YONG, D. Chemical similarities between Galactic bulge and local thick disk red giants: O, Na, Mg, Al, Si, Ca, and Ti. **Astronomy and Astrophysics**, v. 513, p. A35, April 2010.
- ASPLUND, M. New Light on Stellar Abundance Analyses: Departures from LTE and Homogeneity. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 43, p. 481–530, September 2005.
- BEDELL, M., MELÉNDEZ, J., BEAN, J. L., RAMÍREZ, I., LEITE, P., ASPLUND, M. Stellar Chemical Abundances: In Pursuit of the Highest Achievable Precision. **Astrophysical Journal**, v. 795, p. 23, November 2014.
- BENSBY, T., ALVES-BRITO, A., OEY, M. S., YONG, D., MELÉNDEZ, J. The first chemical abundance analysis of K giants in the inner Galactic disc. **Astronomy and Astrophysics**, v. 516, p. L13, June 2010.
- BENSBY, T., ALVES-BRITO, A., OEY, M. S., YONG, D., MELÉNDEZ, J. A First Constraint on the Thick Disk Scale Length: Differential Radial Abundances in K Giants at Galactocentric Radii 4, 8, and 12 kpc. **Astrophysical Journal Letters**, v. 735, p. L46, July 2011.

- BENSBY, T., FELTZING, S., LUNDSTRÖM, I. Elemental abundance trends in the Galactic thin and thick disks as traced by nearby F and G dwarf stars. **Astronomy and Astrophysics**, v. 410, p. 527–551, November 2003.
- BENSBY, T., FELTZING, S., LUNDSTRÖM, I. Oxygen trends in the Galactic thin and thick disks. **Astronomy and Astrophysics**, v. 415, p. 155–170, February 2004.
- BENSBY, T., FELTZING, S., OEY, M. S. Exploring the Milky Way stellar disk. A detailed elemental abundance study of 714 F and G dwarf stars in the solar neighbourhood. **Astronomy and Astrophysics**, v. 562, p. A71, February 2014.
- BENSBY, T., ZENN, A. R., OEY, M. S., FELTZING, S. Tracing the Galactic Thick Disk to Solar Metallicities. **Astrophysical Journal Letters**, v. 663, p. L13–L16, July 2007.
- BINNEY, JAMES, MERRIFIELD, . **Galactic Astronomy**: Princeton University Press, 1998.
- BÖCEK TOPCU, G., AFŞAR, M., SCHAEUBLE, M., SNEDEN, C. The chemical compositions and evolutionary status of red giants in the open cluster NGC 752. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 446, p. 3562–3578, February 2015.
- BONATTO, C., BICA, E. Open clusters in dense fields: the importance of field-star decontamination for NGC 5715, Lyngå 4, Lyngå 9, Trumpler 23, Trumpler 26 and Czernik 37. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 377, p. 1301–1323, May 2007.
- BONATTO, C., BICA, E. Constraining the star formation rate in the solar neighbourhood with star clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 415, p. 2827–2831, August 2011.
- BONATTO, C., KERBER, L. O., BICA, E., SANTIAGO, B. X. Probing disk properties with open clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 446, p. 121–135, January 2006.
- BRAGAGLIA, A., CARRETTA, E., GRATTON, R. G., TOSI, M., BONANNO, G., BRUNO, P., CALÌ, A., CLAUDI, R., COSENTINO, R., DESIDERA, S., FARISATO, G., REBESCHINI, M., SCUDERI, S. Metal Abundances of Red Clump Stars in Open Clusters. I. NGC 6819. **Astronomical Journal**, v. 121, p. 327–336, January 2001.
- BRAGAGLIA, A., SESTITO, P., VILLANOVA, S., CARRETTA, E., RANDICH, S., TOSI, M. Old open clusters as key tracers of Galactic chemical evolution. II. Iron and elemental abundances in NGC 2324, NGC 2477, NGC 2660, NGC 3960, and Berkeley 32. **Astronomy and Astrophysics**, v. 480, p. 79–90, March 2008.

- BRAGAGLIA, A., TOSI, M. The Bologna Open Cluster Chemical Evolution Project: Midterm Results from the Photometric Sample. **Astronomical Journal**, v. 131, p. 1544–1558, March 2006.
- BRESSAN, A., MARIGO, P., GIRARDI, L., SALASNICH, B., DAL CERO, C., RUBELE, S., NANNI, A. PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 427, p. 127–145, November 2012.
- BURSTEIN, D. Structure and origin of S0 galaxies. III - The luminosity distribution perpendicular to the plane of the disks in S0's. **Astrophysical Journal**, v. 234, p. 829–836, December 1979.
- CARDELLI, J. A., CLAYTON, G. C., MATHIS, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **Astrophysical Journal**, v. 345, p. 245–256, October 1989.
- CARPENTER, J. M. Color Transformations for the 2MASS Second Incremental Data Release. **Astronomical Journal**, v. 121, p. 2851–2871, May 2001.
- CARRERA, R., PANCINO, E. Chemical abundance analysis of the open clusters Berkeley 32, NGC 752, Hyades, and Praesepe. **Astronomy and Astrophysics**, v. 535, p. A30, November 2011.
- CARRETTA, E., BRAGAGLIA, A., GRATTON, R. G. The chemical abundance of the very metal-rich old open clusters NGC 6253 and NGC 6791. **Astronomy and Astrophysics**, v. 473, p. 129–141, October 2007.
- CARRETTA, E., BRAGAGLIA, A., GRATTON, R. G., TOSI, M. Iron abundances from high-resolution spectroscopy of the open clusters NGC 2506, NGC 6134, and IC 4651. **Astronomy and Astrophysics**, v. 422, p. 951–962, August 2004.
- CASTELLI, F., GRATTON, R. G., KURUCZ, R. L. Notes on the convection in the ATLAS9 model atmospheres. **Astronomy and Astrophysics**, v. 318, p. 841–869, February 1997.
- CHEN, Y., GIRARDI, L., BRESSAN, A., MARIGO, P., BARBIERI, M., KONG, X. Improving PARSEC models for very low mass stars. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 444, p. 2525–2543, November 2014.
- CHIAPPINI, C., MATTEUCCI, F. The Evolution of Radial Abundance Gradients: The Two infall Episode Model. In: FROM STARS TO GALAXIES: THE IMPACT OF STELLAR PHYSICS ON GALAXY EVOLUTION, Leitherer, C., Fritze-von-Alvensleben, U., Huchra, J., editors, v. 98 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, p. 541, 1996.

- CHIAPPINI, C., MATTEUCCI, F., GRATTON, R. The Chemical Evolution of the Galaxy: The Two-Infall Model. **Astrophysical Journal**, v. 477, p. 765–780, March 1997.
- CHIAPPINI, C., MATTEUCCI, F., ROMANO, D. Abundance Gradients and the Formation of the Milky Way. **Astrophysical Journal**, v. 554, p. 1044–1058, June 2001.
- DIAS, W. S., ALESSI, B. S., MOITINHO, A., LÉPINE, J. R. D. New catalogue of optically visible open clusters and candidates. **Astronomy and Astrophysics**, v. 389, p. 871–873, July 2002.
- DONATI, P., COCOZZA, G., BRAGAGLIA, A., PANCINO, E., CANTAT-GAUDIN, T., CARRERA, R., TOSI, M. The old, metal-poor, anticentre open cluster Trumpler 5. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 446, p. 1411–1423, January 2015.
- D’ORAZI, V., RANDICH, S. Chemical composition of the young open clusters IC 2602 and IC 2391. **Astronomy and Astrophysics**, v. 501, p. 553–562, July 2009.
- DOTTER, A., CHABOYER, B., JEVREMOVIĆ, D., KOSTOV, V., BARON, E., FERGUSON, J. W. The Dartmouth Stellar Evolution Database. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 178, p. 89–101, September 2008.
- EPSTEIN, C. R., JOHNSON, J. A., DONG, S., UDALSKI, A., GOULD, A., BECKER, G. Chemical Composition of Faint ($I \sim 21$ mag) Microlensed Bulge Dwarf OGLE-2007-BLG-514S. **Astrophysical Journal**, v. 709, p. 447–457, January 2010.
- F. OCHSENBEIN, , P. BAUER, , J. MARCOUT, . The vizier database of astronomical catalogues. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, v. 143, n. 1, p. 23–32, 2000.
- FREEMAN, K., BLAND-HAWTHORN, J. The New Galaxy: Signatures of Its Formation. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 40, p. 487–537, 2002.
- FRIEL, E. D. The Old Open Clusters Of The Milky Way. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 33, p. 381–414, 1995.
- FRIEL, E. D., JACOBSON, H. R., BARRETT, E., FULLTON, L., BALACHANDRAN, S. C., PILACHOWSKI, C. A. Abundances of Red Giants in the Old Open Cluster Collinder 261. **Astronomical Journal**, v. 126, p. 2372–2384, November 2003.
- FRIEL, E. D., JACOBSON, H. R., PILACHOWSKI, C. A. Abundances of Red Giants in Old Open Clusters. II. Berkeley 17. **Astronomical Journal**, v. 129, p. 2725–2730, June 2005.

- FRIEL, E. D., JACOBSON, H. R., PILACHOWSKI, C. A. Abundances of Red Giants in Old Open Clusters. V. Be 31, Be 32, Be 39, M 67, NGC 188, and NGC 1193. **Astronomical Journal**, v. 139, p. 1942–1967, May 2010.
- FRINCHABOY, P. M., THOMPSON, B., JACKSON, K. M., O'CONNELL, J., MEYER, B., ZASOWSKI, G., MAJEWSKI, S. R., CHOJNOWSKI, S. D., JOHNSON, J. A., ALLENDE PRIETO, C., BEERS, T. C., BIZYAEV, D., BREWINGTON, H., CUNHA, K., EBELKE, G., GARCÍA PÉREZ, A. E., HEARTY, F. R., HOLTZMAN, J., KINEMUCHI, K., MALANUSHENKO, E., MALANUSHENKO, V., MARCHANTE, M., MÉSZÁROS, S., MUNA, D., NIDEVER, D. L., ORAVETZ, D., PAN, K., SCHIAVON, R. P., SCHNEIDER, D. P., SHETRONE, M., SIMMONS, A., SNEDDEN, S., SMITH, V. V., WILSON, J. C. The Open Cluster Chemical Analysis and Mapping Survey: Local Galactic Metallicity Gradient with APOGEE Using SDSS DR10. **Astrophysical Journal Letters**, v. 777, p. L1, November 2013.
- FUHRMANN, K. Nearby stars of the Galactic disc and halo - IV. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 384, p. 173–224, February 2008.
- GALLART, C., ZOCCALI, M., APARICIO, A. The Adequacy of Stellar Evolution Models for the Interpretation of the Color-Magnitude Diagrams of Resolved Stellar Populations. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 43, p. 387–434, September 2005.
- GILMORE, G., REID, N. New light on faint stars. III - Galactic structure towards the South Pole and the Galactic thick disc. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 202, p. 1025–1047, March 1983.
- GILMORE, G., WYSE, R. F. G., JONES, J. B. A determination of the thick disk chemical abundance distribution: Implications for galaxy evolution. **Astronomical Journal**, v. 109, p. 1095–1111, March 1995.
- GRATTON, R. G., CARRETTA, E., ERIKSSON, K., GUSTAFSSON, B. Abundances of light elements in metal-poor stars. II. Non-LTE abundance corrections. **Astronomy and Astrophysics**, v. 350, p. 955–969, October 1999.
- GRATTON, R. G., CONTARINI, G. Elemental Abundances in the Old Open Clusters NGC2243 and MELOTTE:66. **Astronomy and Astrophysics**, v. 283, p. 911, March 1994.
- GRAY, DAVID F. **The observation and analysis of stellar photosphere**, v. 20 of **Cambridge Astrophysics Series**. 2nd.ed.: Cambridge University Press, 1992.
- GUNN, J. E., SIEGMUND, W. A., MANNERY, E. J., OWEN, R. E., HULL, C. L., LEGER, R. F., CAREY, L. N., KNAPP, G. R., YORK, D. G., BOROSKI, W. N., KENT, S. M., LUPTON,

- R. H., ROCKOSI, C. M., EVANS, M. L., WADDELL, P., ANDERSON, J. E., ANNIS, J., BARENTINE, J. C., BARTOSZEK, L. M., BASTIAN, S., BRACKER, S. B., BREWINGTON, H. J., BRIEGEL, C. I., BRINKMANN, J., BROWN, Y. J., CARR, M. A., CZARAPATA, P. C., DRENNAN, C. C., DOMBECK, T., FEDERWITZ, G. R., GILLESPIE, B. A., GONZALES, C., HANSEN, S. U., HARVANEK, M., HAYES, J., JORDAN, W., KINNEY, E., KLAENE, M., KLEINMAN, S. J., KRON, R. G., KRESINSKI, J., LEE, G., LIMMONGKOL, S., LINDENMEYER, C. W., LONG, D. C., LOOMIS, C. L., MCGEHEE, P. M., MANTSCH, P. M., NEILSEN, E. H., JR., NESWOLD, R. M., NEWMAN, P. R., NITTA, A., PEOPLES, J., JR., PIER, J. R., PRIETO, P. S., PROSAPIO, A., RIVETTA, C., SCHNEIDER, D. P., SNEDDEN, S., WANG, S.-I. The 2.5 m Telescope of the Sloan Digital Sky Survey. *Astronomical Journal*, v. 131, p. 2332–2359, April 2006.
- HAMDANI, S., NORTH, P., MOWLAVI, N., RABOUD, D., MERMILLIOD, J.-C. Chemical abundances in seven red giants of NGC 2360 and NGC 2447. *Astronomy and Astrophysics*, v. 360, p. 509–519, August 2000.
- HAYDEN, M. R., BOVY, J., HOLTZMAN, J. A., NIDEVER, D. L., BIRD, J. C., WEINBERG, D. H., ANDREWS, B. H., ALLENDE PRIETO, C., ANDERS, F., BEERS, T. C., BIZYAEV, D., CHIAPPINI, C., CUNHA, K., FRINCHABOY, P., GARCÍA-HERNÁNDEZ, D. A., GARCÍA PÉREZ, A. E., GIRARDI, L., HARDING, P., HEARTY, F. R., JOHNSON, J. A., MAJEWSKI, S. R., MÉSZÁROS, S., MINCHEV, I., O’CONNELL, R., PAN, K., ROBIN, A. C., SCHIAVON, R. P., SCHNEIDER, D. P., SCHULTHEIS, M., SHETRONE, M., SKRUTSKIE, M., STEINMETZ, M., SMITH, V., ZAMORA, O., ZASOWSKI, G. Chemical Cartography with APOGEE: Metallicity Distribution Functions and the Chemical Structure of the Milky Way Disk. *ArXiv e-prints*, March 2015.
- HEITER, U., SOUBIRAN, C., NETOPIL, M., PAUNZEN, E. On the metallicity of open clusters. II. Spectroscopy. *Astronomy and Astrophysics*, v. 561, p. A93, January 2014.
- IBEN, I., JR. Stellar Evolution. II. The Evolution of a $3 M_{\odot}$ Star from the Main Sequence Through Core Helium Burning. *Astrophysical Journal*, v. 142, p. 1447, November 1965.
- JACOBSON, H. R., FRIEL, E. D., PILACHOWSKI, C. A. Na, Al, and O Abundances of Open Clusters NGC 7142, NGC 6939, and IC 4756. *Astronomical Journal*, v. 134, p. 1216–1230, September 2007.
- JACOBSON, H. R., FRIEL, E. D., PILACHOWSKI, C. A. Abundances of Red Giants in Old Open Clusters. III. NGC 7142. *Astronomical Journal*, v. 135, p. 2341–2349, June 2008.

- JACOBSON, H. R., FRIEL, E. D., PILACHOWSKI, C. A. Abundances of Red Giants in Old Open Clusters. IV. NGC 1817, NGC 1883, NGC 2141, and NGC 2158. **Astronomical Journal**, v. 137, p. 4753–4765, June 2009.
- JACOBSON, H. R., FRIEL, E. D., PILACHOWSKI, C. A. A Chemical Abundance Study of Red Giants in Open Clusters NGC 2204 and NGC 2243. **Astronomical Journal**, v. 141, p. 58, February 2011.
- JANES, K. A. Evidence for an abundance gradient in the galactic disk. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 39, p. 135–156, February 1979.
- KALUZNY, J., MAZUR, B. The Hyades-age anticenter cluster NGC 2266. , v. 41, p. 191–212, 1991.
- KRUSBERG, Z. A. C., CHABOYER, B. UBVI CCD Photometry of the Old Open Cluster Berkeley 17. **Astronomical Journal**, v. 131, p. 1565–1573, March 2006.
- KU, HH. Notes on the use of propagation of error formulas. **Journal of Research of the National Bureau of Standards**, v. 70, n. 4, 1966.
- KURUCZ, R. L. VizieR Online Data Catalog: Model Atmospheres (Kurucz, 1979). **VizieR Online Data Catalog**, v. 6039, p. 0, October 1993.
- KURUCZ, R. L., PEYTREMANN, E. VizieR Online Data Catalog: Semiempirical gf Values (Kurucz + 1975). **VizieR Online Data Catalog**, v. 6010, p. 0, August 1996.
- LADA, C. J., LADA, E. A. Embedded Clusters in Molecular Clouds. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 41, p. 57–115, 2003.
- MAGRINI, L., RANDICH, S., ZOCCALI, M., JILKOVA, L., CARRARO, G., GALLI, D., MAIORCA, E., BUSSO, M. Open clusters towards the Galactic centre: chemistry and dynamics. A VLT spectroscopic study of NGC 6192, NGC 6404, NGC 6583. **Astronomy and Astrophysics**, v. 523, p. A11, November 2010.
- MAGRINI, L., SESTITO, P., RANDICH, S., GALLI, D. The evolution of the Galactic metallicity gradient from high-resolution spectroscopy of open clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 494, p. 95–108, January 2009.
- MASHONKINA, L. I., SHIMANSKIĬ, V. V., SAKHIBULLIN, N. A. Non-LTE Effects in Na I Spectral Lines in Stellar Atmospheres. **Astronomy Reports**, v. 44, p. 790–803, December 2000.

- MELÉNDEZ, J., COHEN, J. G. The Rise of the AGB in the Galactic Halo: Mg Isotopic Ratios and High Precision Elemental Abundances in M71 Giants. **Astrophysical Journal**, v. 699, p. 2017–2025, July 2009.
- MERMILLIOD, J.-C., PAUNZEN, E. Analysing the database for stars in open clusters. I. General methods and description of the data. **Astronomy and Astrophysics**, v. 410, p. 511–518, November 2003.
- MIHALAS, DIMITRI. **Stellar Atmospheres**, A Series of Books in Astronomy and Astrophysics: W. H. Freeman and Company, 1970.
- MINCHEV, I., CHIAPPINI, C., MARTIG, M. The chemodynamical evolution of the Milky Way disc - A new modeling approach. In: IAU SYMPOSIUM, Feltzing, S., Zhao, G., Walton, N. A., Whitelock, P., editores, v. 298 of **IAU Symposium**, p. 130–141, January 2014.
- MINNITI, D., LUCAS, P. W., EMERSON, J. P., SAITO, R. K., HEMPEL, M., PIETRUKOWICZ, P., AHUMADA, A. V., ALONSO, M. V., ALONSO-GARCIA, J., ARIAS, J. I., BANDYOPADHYAY, R. M., BARBÁ, R. H., BARBUY, B., BEDIN, L. R., BICA, E., BORISSOVA, J., BRONFMAN, L., CARRARO, G., CATELAN, M., CLARIÁ, J. J., CROSS, N., DE GRIJS, R., DÉKÁNY, I., DREW, J. E., FARIÑA, C., FEINSTEIN, C., FERNÁNDEZ LAJÚS, E., GAMEN, R. C., GEISLER, D., GIEREN, W., GOLDMAN, B., GONZALEZ, O. A., GUNTARDT, G., GUROVICH, S., HAMBLY, N. C., IRWIN, M. J., IVANOV, V. D., JORDÁN, A., KERINS, E., KINEMUCHI, K., KURTEV, R., LÓPEZ-CORREDOIRA, M., MACCARONE, T., MASETTI, N., MERLO, D., MESSINEO, M., MIRABEL, I. F., MONACO, L., MORELLI, L., PADILLA, N., PALMA, T., PARISI, M. C., PIGNATA, G., REJKUBA, M., ROMAN-LOPES, A., SALE, S. E., SCHREIBER, M. R., SCHRÖDER, A. C., SMITH, M., , L. S., JR., SOTO, M., TAMURA, M., TAPPERT, C., THOMPSON, M. A., TOLEDO, I., ZOCCALI, M., PIETRZYNSKI, G. VISTA Variables in the Via Lactea (VVV): The public ESO near-IR variability survey of the Milky Way. $[Na/Fe]$, v. 15, p. 433–443, July 2010.
- MITSCHANG, A. W., DE SILVA, G. M., ZUCKER, D. B. Elemental abundances of intermediate-age open cluster NGC 3680. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 422, p. 3527–3534, June 2012.
- MONROE, T. R., PILACHOWSKI, C. A. Metallicities of Young Open Clusters. I. NGC 7160 and NGC 2232. **Astronomical Journal**, v. 140, p. 2109–2123, December 2010.

- OLIVEIRA, A. F., MONTEIRO, H., DIAS, W. S., CAETANO, T. C. Fitting isochrones to open cluster photometric data. III. Estimating metallicities from UBV photometry. **Astronomy and Astrophysics**, v. 557, p. A14, September 2013.
- OLIVEIRA FILHO, KEPLER DE SOUZA. **Astronomia & astrofísica**. 3rd.ed.: Editora Livraria da Física, 2014.
- OVERBEEK, J. C., FRIEL, E. D., JACOBSON, H. R., JOHNSON, C. I., PILACHOWSKI, C. A., MÉSZÁROS, S. NGC 7789: an Open Cluster Case Study. **Astronomical Journal**, v. 149, p. 15, January 2015.
- PACE, G., DANZIGER, J., CARRARO, G., MELENDEZ, J., FRANÇOIS, P., MATTEUCCI, F., SANTOS, N. C. Abundances and physical parameters for stars in the open clusters NGC 5822 and IC 4756. **Astronomy and Astrophysics**, v. 515, p. A28, June 2010.
- PACE, G., PASQUINI, L., FRANÇOIS, P. Abundances of four open clusters from solar stars. **Astronomy and Astrophysics**, v. 489, p. 403–412, October 2008.
- PANCINO, E., CARRERA, R., ROSSETTI, E., GALLART, C. Chemical abundance analysis of the open clusters Cr 110, NGC 2099 (M 37), NGC 2420, NGC 7789, and M 67 (NGC 2682). **Astronomy and Astrophysics**, v. 511, p. A56, February 2010.
- PIETRINFERNI, A., CASSISI, S., SALARIS, M., CASTELLI, F. A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. I. Scaled Solar Models and Isochrones. **Astrophysical Journal**, v. 612, p. 168–190, September 2004.
- REDDY, A. B. S., GIRIDHAR, S., LAMBERT, D. L. Comprehensive abundance analysis of red giants in the open clusters NGC 752, 1817, 2360 and 2506. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 419, p. 1350–1361, January 2012.
- REDDY, A. B. S., GIRIDHAR, S., LAMBERT, D. L. Comprehensive abundance analysis of red giants in the open clusters NGC 2527, 2682, 2482, 2539, 2335, 2251 and 2266. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 431, p. 3338–3348, June 2013.
- REDDY, B. E., LAMBERT, D. L., ALLENDE PRIETO, C. Elemental abundance survey of the Galactic thick disc. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 367, p. 1329–1366, April 2006.
- RYDE, N., EDVARDSSON, B., GUSTAFSSON, B., ERIKSSON, K., KÄUFL, H. U., SIEBENMORGEN, R., SMETTE, A. Abundances in bulge stars from high-resolution, near-IR spectra.

- I. The CNO elements observed during the science verification of CRIRES at VLT. **Astronomy and Astrophysics**, v. 496, p. 701–712, March 2009.
- RYDE, N., GUSTAFSSON, B., EDVARDSSON, B., MELÉNDEZ, J., ALVES-BRITO, A., ASPLUND, M., BARBUY, B., HILL, V., KÄUFL, H. U., MINNITI, D., ORTOLANI, S., RENZINI, A., ZOCCALI, M. Chemical abundances of 11 bulge stars from high-resolution, near-IR spectra. **Astronomy and Astrophysics**, v. 509, p. A20, January 2010.
- SALARIS, M., CASSISI, S., WEISS, A. Red Giant Branch Stars: The Theoretical Framework. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 114, p. 375–402, April 2002.
- SALARIS, M., CHIEFFI, A., STRANIERO, O. The alpha-enhanced isochrones and their impact on the FITS to the Galactic globular cluster system. **Astrophysical Journal**, v. 414, p. 580–600, September 1993.
- SALARIS, M., WEISS, A., PERCIVAL, S. M. The age of the oldest Open Clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 414, p. 163–174, January 2004.
- SALARIS, MAURIZIO, CASSISI, SANTI. **Evolution of stars and stellar population**: John Wiley and Sons Ltd., 2005.
- SALES SILVA, J. V., PEÑA SUÁREZ, V. J., KATIME SANTRICH, O. J., PEREIRA, C. B., DRAKE, N. A., ROIG, F. High-resolution Spectroscopic Observations of Binary Stars and Yellow Stragglers in Three Open Clusters : NGC 2360, NGC 3680, and NGC 5822. **Astronomical Journal**, v. 148, p. 83, November 2014.
- SANTRICH, O. J. K., PEREIRA, C. B., DRAKE, N. A. Chemical analysis of giant stars in the young open cluster NGC 3114. **Astronomy and Astrophysics**, v. 554, p. A2, June 2013.
- SEARLE, L. Evidence for Composition Gradients across the Disks of Spiral Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 168, p. 327, September 1971.
- SESTITO, P., BRAGAGLIA, A., RANDICH, S., CARRETTA, E., PRISINZANO, L., TOSI, M. Old open clusters as key tracers of Galactic chemical evolution. I. Fe abundances in NGC 2660, NGC 3960, and Berkeley 32. **Astronomy and Astrophysics**, v. 458, p. 121–134, October 2006.
- SESTITO, P., BRAGAGLIA, A., RANDICH, S., PALLAVICINI, R., ANDRIEVSKY, S. M., KOROTIN, S. A. Open clusters as key tracers of Galactic chemical evolution. III. Element abundances in Berkeley 20, Berkeley 29, Collinder 261 and Melotte 66. **Astronomy and Astrophysics**, v. 488, p. 943–958, September 2008.

- SESTITO, P., RANDICH, S., BRAGAGLIA, A. Element abundances in the metal-rich open cluster NGC 6253. **Astronomy and Astrophysics**, v. 465, p. 185–196, April 2007.
- SKRUTSKIE, M. F., CUTRI, R. M., STIENING, R., WEINBERG, M. D., SCHNEIDER, S., CARPENTER, J. M., BEICHMAN, C., CAPPS, R., CHESTER, T., ELIAS, J., HUCHRA, J., LIEBERT, J., LONSDALE, C., MONET, D. G., PRICE, S., SEITZER, P., JARRETT, T., KIRKPATRICK, J. D., GIZIS, J. E., HOWARD, E., EVANS, T., FOWLER, J., FULLMER, L., HURT, R., LIGHT, R., KOPAN, E. L., MARSH, K. A., MCCALLON, H. L., TAM, R., VAN DYK, S., WHEELOCK, S. The Two Micron All Sky Survey (2MASS). **Astronomical Journal**, v. 131, p. 1163–1183, February 2006.
- SMILJANIC, R., GAUDERON, R., NORTH, P., BARBUY, B., CHARBONNEL, C., MOWLAVI, N. CNONa and $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ in giant stars of 10 open clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 502, p. 267–282, July 2009.
- SNEDEN, C. A. **Carbon and Nitrogen Abundances in Metal-Poor Stars**. 1973. Tese de Doutorado – THE UNIVERSITY OF TEXAS AT AUSTIN.
- TANG, J., BRESSAN, A., ROSENFELD, P., SLEMER, A., MARIGO, P., GIRARDI, L., BIANCHI, L. New PARSEC evolutionary tracks of massive stars at low metallicity: testing canonical stellar evolution in nearby star-forming dwarf galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 445, p. 4287–4305, December 2014.
- TAUTVAISIENĖ, G., EDVARDSSON, B., PUZERAS, E., ILYIN, I. Chemical composition of evolved stars in the open cluster NGC 7789. **Astronomy and Astrophysics**, v. 431, p. 933–942, March 2005.
- TAUTVAISIENE, G., EDVARDSSON, B., TUOMINEN, I., ILYIN, I. Chemical composition of evolved stars in the open cluster M 67. **Astronomy and Astrophysics**, v. 360, p. 499–508, August 2000.
- VANDENBERG, D. A., BERGBUSCH, P. A., DOWLER, P. D. The Victoria-Regina Stellar Models: Evolutionary Tracks and Isochrones for a Wide Range in Mass and Metallicity that Allow for Empirically Constrained Amounts of Convective Core Overshooting. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 162, p. 375–387, February 2006.
- VILLANOVA, S., CARRARO, G., BRESOLIN, F., PATAT, F. Metal Abundances in Extremely Distant Galactic Old Open Clusters. II. Berkeley 22 and Berkeley 66. **Astronomical Journal**, v. 130, p. 652–658, August 2005.

WYSE, R. F. G., GILMORE, G. Chemistry and Kinematics in the Solar Neighborhood: Implications for Stellar Populations and for Galaxy Evolution. **Astronomical Journal**, v. 110, p. 2771, December 1995.

YONG, D., CARNEY, B. W., FRIEL, E. D. Elemental Abundance Ratios in Stars of the Outer Galactic Disk. IV. A New Sample of Open Clusters. **Astronomical Journal**, v. 144, p. 95, October 2012.

YONG, D., CARNEY, B. W., TEIXERA DE ALMEIDA, M. L. Elemental Abundance Ratios in Stars of the Outer Galactic Disk. I. Open Clusters. **Astronomical Journal**, v. 130, p. 597–625, August 2005.