



Observatório
Nacional

TESE DE DOUTORADO

ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DE ESTRELAS OB NA NEBULOSA DE CARINA

WILTON SANTOS

RIO DE JANEIRO

2024

Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações

Observatório Nacional

Programa de Pós-Graduação

Tese de Doutorado

ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DE ESTRELAS OB NA NEBULOSA DE CARINA

por

Wilton Santos

Tese submetida ao Corpo Docente do Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional, como parte dos requisitos necessários para a obtenção do Grau de Doutor em Astronomia.

Orientador: Dra. Simone Daflon

Rio de Janeiro, RJ – Brasil

Fevereiro de 2024

S837

Santos, Wilton

Análise Espectroscópica de Estrelas OB na Nebulosa de Carina [Rio de Janeiro] 2024.

xviii, 142 p. 29,7 cm: graf. il. tab.

Tese (doutorado) - Observatório Nacional - Rio de Janeiro, 2024.

1. Abundâncias Químicas. 2. Aglomerados Aberto. 3. Nebulosa de Carina. 4. Gradiente de Abunância. I. Observatório Nacional. II. Título.

CDU 000.000.000

“ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DE ESTRELAS OB NA NEBULOSA DE CARINA”

WILTON SANTOS

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

Aprovada por:

Dra. Simone Daflon – Observatório Nacional
(Orientador)

Dra. Katia Cunha – ON

Dr. Leonardo Almeida – UFRN

Dr. Francisco Maia – UFRJ

Dr. Wagner Corradi – LNA

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL

29 DE FEVEREIRO DE 2024

*À meu Pai, Natanael Santos, por
sempre dizer meu filho vai ser
“Dotô”, ele mal sabia que tipo de
Doutor eu escolheria ser.*

Agradecimentos

Com o fim desse doutorado tenho mais um ciclo que se encerra. Uma conquista pessoal almejada desde os tempos de graduação, que vejo agora se concretizar. Embora pareça ser um percurso longo, é inevitável o sentimento de "não vai dar tempo!". E chegar até aqui, é fruto de muito trabalho, estudo, dedicação, mas felizmente, tive ao meu lado pessoas que me deram o apoio que eu necessitava. Além de ser um período intenso, de prazos e autocobranças, vivi como todo brasileiro o delicado período pandêmico e político de nosso país. Então, a todos que foram suporte e apoio, gostaria de agradecer:

- À minha querida orientadora, Dra. Simone Daflon, pela paciência, tantas vezes exigida, e pelo grande suporte e incentivo acadêmico e psicológico. Estar sob sua orientação por todos esses anos contribuiu muito para meu crescimento pessoal e acadêmico. Os ensinamentos adquiridos ao longo desse tempo, foram de fundamental importância na minha vida.
- Ao Observatório Nacional, por oferecer a infraestrutura necessária para minha formação e realização deste trabalho.
- À Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior - CAPES, que financiou este trabalho.
- À Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado do Rio de Janeiro - FAPERJ, que financiou este trabalho.

A todos não mencionados diretamente, mas que foram importantes nessa etapa e na minha vida, obrigado.

ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DE ESTRELAS OB NA NEBULOSA DE CARINA

RESUMO

Aglomerados abertos ricos em gás e poeira constituem um excelente cenário para a formação estelar. A formação de estrelas de alta massa, no entanto, requer um ambiente com condições específicas, associado com a presença de nuvens moleculares gigantes. Estrelas de alta massa com tipos espectrais O e B são objetos luminosos e jovens, sendo facilmente observados e localizados em regiões próximas ao seu local de nascimento, permitindo o mapeamento de abundâncias químicas das atuais regiões de formação estelar da Galáxia. Descrevemos os procedimentos e resultados de uma análise espectroscópica detalhada para uma amostra de estrelas OB localizadas em 8 aglomerados abertos na Nebulosa de Carina, com base em espectros de alta resolução obtidos com o espectrógrafo FLAMES/GIRAFFE acoplado ao telescópio UT2 VLT de 8 m, do Levantamento Espectroscópico Público Gaia-ESO. Nosso estudo começa com a análise de adesão de membros com base em dados astrométricos e fotométricos da Missão Gaia, além de velocidades radiais medidas a partir dos espectros observados. Obtivemos a velocidade de rotação projetada $V \sin i$ para uma amostra de 330 estrelas OB, prováveis membros dos aglomerados abertos Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16E e 16W, Collinder 228, Collinder 232, Bochum 11 e NGC 3293, com base nas larguras de duas linhas de He I. A distribuição de $V \sin i$ para a amostra completa apresenta um valor médio de $159 \pm 91 \text{ km s}^{-1}$, enquanto a média de cada aglomerado varia entre $126 \pm 77 \text{ km s}^{-1}$, para Collinder 228, e $180 \pm 84 \text{ km s}^{-1}$, para NGC 3293. A distribuição de $V \sin i$ para as estrelas com tipos espectrais entre B0 e B3 tem uma característica bimodal. Finalmente, utilizamos uma rotina semi-automática baseada em modelos atmosféricos fora do equilíbrio termodinâmico local (não-ETL) e espectros sintéticos para realizar uma análise autoconsistente e determinar os parâmetros atmosféricos (temperatura efetiva, gravidade superficial, velocidade de rotação projetada, microturbulência e macroturbulência) e abundâncias de silício, oxigênio, carbono e nitrogênio para uma subamostra de 65 estrelas com $V \sin i < \sim 100 \text{ km s}^{-1}$, pertencentes a aglomerados na Nebulosa de Carina. As estrelas em nossa amostra estão principalmente na sequência principal, com temperaturas efetivas entre 14 000 e 33 000 K e logaritmo da gravidade superficial entre 3.00 e 4.50. As abundâncias médias de C, N e O são consistentes com o valor solar, enquanto as abundâncias de Si são ligeiramente sub-solares. Nossos resultados sugerem que a Nebulosa de Carina é quimicamente homogênea dentro de $\sim 0.10 \text{ dex}$ e suas abundâncias médias de O e Si são consistentes com sua posição radial no disco Galáctico.

SPECTROSCOPIC ANALYSIS OF OB STARS IN THE CARINA NEBULA

ABSTRACT

Open clusters, rich in gas and dust, are excellent environment for star formation. The formation of massive stars, however, requires specific conditions, associated with the giant molecular clouds. Massive stars of spectral types O and B are luminous and young objects, being easily observed and located close to their place of birth, allowing the mapping of the present-day abundances of the Galaxy. We describe the procedures and results of a detailed spectroscopic analysis for a sample of OB stars located in 8 open clusters in the Carina Nebula, based on high-resolution spectra obtained with the FLAMES/GIRAFFE spectrograph coupled to the UT2 VLT 8 m telescope of the Gaia-ESO Public Spectroscopic Survey. Our study begins with membership analysis based on astrometric and photometric data from the Gaia Mission, as well as radial velocities measured from observed spectra. We obtained the projected rotation velocity $V \sin i$ for a sample of 330 OB stars, probable members of the open clusters Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16E and 16W, Collinder 228, Collinder 232, Bochum 11 and NGC 3293, based on the widths of two lines of He I. The $V \sin i$ distribution for the full sample presents an average value of $159 \pm 91 \text{ km s}^{-1}$, while the average for individual cluster varies between $126 \pm 77 \text{ km s}^{-1}$, for Collinder 228 and $180 \pm 84 \text{ km s}^{-1}$, for NGC 3293. The $V \sin i$ distribution for a subsample of B0 - B3 is bimodal. Finally, we use a semi-automatic routine based on non-NLTE model atmospheres and synthetic spectra to perform a self-consistent analysis and determine the atmospheric parameters (effective temperature, surface gravity, projected rotational velocity, microturbulence and macroturbulence) and abundances of silicon, oxygen, carbon and nitrogen for a subsample of 65 stars with $V \sin i < \sim 100 \text{ km s}^{-1}$. The stars in our sample are mainly on the main sequence, with effective temperatures between 14,000 and 33,000 K and logarithm of surface gravity between 3.00 and 4.50. The average abundances of C, N, and O are consistent with the solar value, while being slightly subsolar for Si. Our results suggest that the Carina Nebula is chemically homogeneous to within ~ 0.10 dex and the average abundances of O and Si are consistent with its radial position in the Galactic disk.

Lista de Figuras

1.1	Estrutura da Via Láctea	2
1.2	A distribuição de velocidade rotacional projetada de estrelas B0-B3 de Dufton et al. (2013)	6
1.3	A distribuição de velocidade rotacional projetada de Garmany et al. (2015)	7
1.4	Correlação entre $V \sin i$ e $\log(\text{idade})$ de aglomerados	8
1.5	Aglomerados abertos na Nebulosa de Carina	10
2.1	Mapa das regiões do céu observadas pelo GES	17
2.2	Distribuição de temperaturas efetivas das estrelas OB da Região de Carina	20
2.3	Exemplos de espectros obtidos com o espectrógrafo GIRAFFE	22
2.4	Distribuição de S/N para os espectros observados	23
3.1	Região do céu que compreende os aglomerados estudados	26
3.2	Distribuição de velocidades radiais	28
3.3	Dados astrométricos e fotométricos para o aglomerado aberto Trumpler 14	29
3.4	Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto Trumpler 15.	31
3.5	Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto Trumpler 16E.	32
3.6	Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto Trumpler 16W.	32
3.7	Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto NGC 3293.	33
3.8	Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto Bochum 11.	33
3.9	Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto Collinder 228.	34
3.10	Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto Collinder 232.	34
4.1	Efeito do $V \sin i$ no alargamento de linhas espectrais	45
4.2	Comparação entre $V \sin i$ obtidos neste trabalho e resultados da literatura (linhas de He)	46
4.3	Comparação entre $V \sin i$ obtidos neste trabalho e resultados da literatura (linhas metálicas)	47
4.4	Comparação entre $V \sin i$ obtidos neste trabalho e resultados do GES	48
4.5	Relação entre $V \sin i$ médio e idade de aglomerados	49
4.6	Comparação entre as distribuições de $V \sin i$ em Carina e de estrelas de campo e aglomerados	50

4.7	Distribuições cumulativas de $V \sin i$	51
4.8	Distribuição de $V \sin i$ para estrelas B0-B3 de nossa amostra	52
4.9	Distribuições violino de $V \sin i$ para Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16E, Collinder 228 e NGC 3293	53
4.10	Distribuições violino de $V \sin i$: Trumpler 16W, Collinder 232 e Bochum 11	54
5.1	Cobertura da grade de modelos atmosféricos no espaço de parâmetros T_{eff} e $\log g$	59
5.2	Esquema do processo iterativo do S4	60
5.3	Equilíbrio de ionização do silício	61
5.4	Distribuição de $V \sin i$ das linhas individuais	62
5.5	Distribuição de velocidade de macroturbulência das linhas individuais	63
5.6	Exemplo de ajuste da linha de hidrogênio	64
5.7	Abundâncias de oxigênio em função da intensidade das linhas	65
5.8	Coefficiente de inclinação em função da velocidade de microturbulência	65
5.9	Exemplo de síntese espectral	67
6.1	Diagrama de Kiel e trajetórias evolutivas	76
6.2	Abundâncias químicas em função da T_{eff}	78
6.3	Velocidade de microturbulência ξ em função de $\log g$	79
6.4	$V \sin i$: comparação com a literatura	82
6.5	$V \sin i$: comparação entre resultados obtidos a partir das linhas de He I e linhas metálicas	83
6.6	T_{eff} : Comparação com a literatura	84
6.7	$\log g$: comparação com a literatura	86
6.8	abundâncias de Si: Comparação com a literatura	87
6.9	Abundâncias de O: Comparação com a literatura	88
6.10	Abundâncias de C: Comparação com a literatura	89
6.11	abundâncias de N: Comparação com a literatura	90
6.12	Efeito da rotação $V \sin i$ em função da abundância de C e N	92
6.13	Razão N/O em função dos parâmetros atmosféricos	100
6.14	Abundâncias químicas em função de $\log g$	101
6.15	Distribuição violino de abundâncias	102
6.16	Distribuição espacial de A(Si)	103
6.17	Distribuição espacial de A(O)	103
6.18	Distribuição espacial de A(C)	104
6.19	Distribuição espacial de A(N)	104
6.20	Gradientes radiais de abundâncias de silício e oxigênio	105

Lista de Tabelas

1.1	Características dos aglomerados abertos estudados	9
2.1	ConFigurações do espectrógrafo GIRAFFE	21
5.1	Linhas de silício e oxigênio utilizadas na síntese espectral	58
5.2	Linhas de carbono e nitrogênio utilizadas na síntese espectral	66
5.3	Parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas das estrelas analisadas . .	68
6.1	Abundância média dos aglomerados abertos na Nebulosa de Carina.	95
A.1	Medidas de FWHM e estimativas de $V \sin i$	129
A.1	continuação	130
A.1	continuação	131
A.1	continuação	132
A.1	continuação	133
A.1	continuação	134
A.1	continuação	135
A.1	continuação	136
A.1	continuação	137
A.1	continuação	138
A.1	continuação	139
B.1	Medidas de FWHM e estimativas de $V \sin i$: estrelas não-membro	142

Sumário

Lista de Figuras	xiii
Lista de Tabelas	xv
1 Introdução e Motivação	1
1.1 Abundâncias de estrelas OB	1
1.2 Rotação estelar	3
1.3 A Nebulosa de Carina	5
1.4 Motivação	11
2 Gaia-ESO Survey e Dados Observacionais	13
2.1 O levantamento Gaia-ESO Survey (GES)	13
2.1.1 Objetivo do GES	13
2.1.2 Estratégia de observação	15
2.1.3 Legado do <i>GES</i>	18
2.2 Amostra	19
2.3 Espectros	19
3 Identificação dos membros	25
3.1 A Nebulosa de Carina	25
3.2 Probabilidade de pertinência	26
4 Velocidade Rotacional Projetada	35
4.1 Metodologia	36
4.2 Resultados e Discussões	38
4.2.1 Comparação com a literatura	38
4.2.2 Rotação estelar e idade dos aglomerados	40
4.2.3 Distribuição de $V \sin i$ e Bimodalidade	40
5 Parâmetros Estelares e Abundâncias	55
5.1 Porque Não-ETL?	55
5.2 Metodologia	58
5.3 Resultados	66

5.4	Análise das incertezas	72
6	Discussão: Análise Fotosférica	75
6.1	Comparação com a literatura	79
6.2	Efeito da rotação nas abundâncias estelares	90
6.3	Abundâncias químicas dos aglomerados abertos em Carina	93
6.4	A composição química de Carina no contexto Galáctico	96
7	Conclusões	107
7.1	Perspectivas de trabalhos futuros	109
	Referências Bibliográficas	111
A	Medidas de FWHM e estimativas de $V \sin i$ para as estrelas membros dos Aglomerados de Carina	129
B	Medidas de FWHM e estimativas de $V \sin i$ para as estrelas não-membro dos Aglomerados de Carina	141

Capítulo 1

Introdução e Motivação

Neste capítulo, apresentamos as jovens estrelas B como ótimas traçadoras da composição química atual da nossa Galáxia, assim como um excelente laboratório para o estudo da rotação estelar. Também descrevemos a Nebulosa de Carina, onde se encontram os aglomerados abertos estudados nesta tese.

1.1 Abundâncias de estrelas OB

Várias evidências observacionais sugerem que nossa Galáxia, a Via Láctea, é uma galáxia espiral composta por três componentes principais: o Bojo, região central da Galáxia; o disco, que está localizado no plano Galáctico e se estende desde o término do Bojo até as partes mais externas da Galáxia; e o Halo, uma componente esferoidal que permeia toda a parte externa da Galáxia (Figura 1.1). O Halo e o Bojo apresentam as estrelas mais velhas de nossa Galáxia, enquanto o disco, rico em poeira e gás, é uma região de constante formação estelar e que contém as estrelas mais jovens da Galáxia. Dependendo da escala de altura e de características químicas e cinemáticas, o disco se divide em disco Fino e disco Espesso.

Modelos de formação e evolução química da Galáxia por Cescutti et al. (2007); Chiappini et al. (2001) propõem que a Via Láctea foi formada de dentro para fora, e a formação do Bojo e Halo ocorreu em processo diferente do que o que resultou no disco Galáctico. As regiões mais internas da Galáxia provavelmente se formaram mais rápido que as regiões mais externas. Desta maneira, esses modelos de formação da Galáxia consideram dois episódios principais de acreção para a formação da Galáxia, sendo o primeiro evento em uma escala de tempo curta de 0,8 Gyr formando o Halo e o Bojo, e o segundo, que se deu por um tempo mais longo de ~ 7 Gyr, responsável por formar o disco fino, sendo essa a explicação mais provável para a formação da Via Láctea

Neste sentido, compreender o padrão de abundâncias químicas das estrelas que formam as componentes da Galáxia é crucial para impor vínculos observacionais aos modelos de evolução química da Galáxia. Ao analisarmos estrelas jovens, acessamos as assinaturas

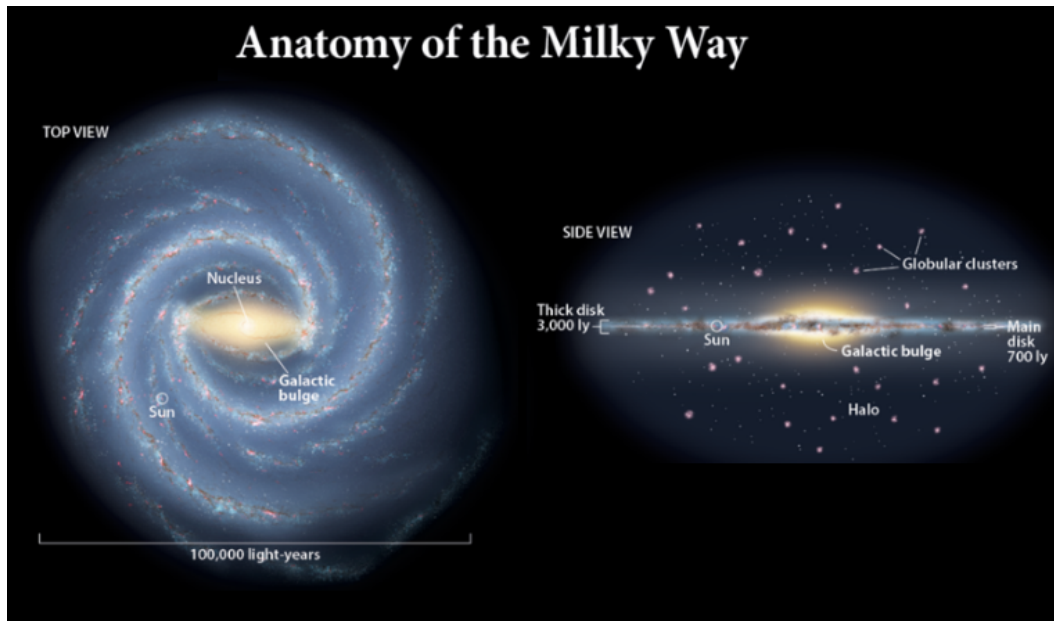


Figura 1.1: Figura resperentativa das componentes da Via Láctea, Bojo, disco e Halo, vista de cima (Figura esquerda) e vista de perfil (Figura direita). fonte: ESA.

químicas recentes do meio a partir do qual essas estrelas foram formadas. As estrelas de tipos espectrais O e B da sequência principal estão entre os objetos mais jovens da nossa Galáxia, com idades inferiores a 100 milhões de anos (Ekström et al., 2012). As estrelas OB estão distribuídas ao longo do plano da Galáxia, onde está situado o disco fino Galáctico, que apresenta maior concentração de gás neutro ou ionizado, como regiões H II, poeira e estrelas jovens de alta e baixa massa.

As estrelas OB se formam em associações OB, que são regiões compostas por grandes nuvens moleculares, poeira, regiões H II, onde a formação estelar pode estar ainda ocorrendo. As associações OB podem apresentar um ou vários aglomerados abertos. Devido à sua curta vida, as estrelas OB ainda se encontram próximas do lugar onde se formaram e não foram dispersadas para longe do plano Galáctico como efeito de algum tipo de evento energético (Ekström et al., 2012; Nieva and Przybilla, 2012). No caso de estrelas da sequência principal, é provável que esses objetos não tenham passado por eventos de mistura significativa, preservando, portanto, suas abundâncias químicas originais. Por suas características, as estrelas OB são excelentes laboratórios para o estudo da distribuição da composição química atual da Via Láctea, especialmente por estarem distribuídas ao longo do disco galáctico, visando compreender possíveis correlações com os ambientes nos quais essas estrelas se formaram.

A análise de abundâncias químicas de uma estrela refere-se à determinação da quantidade relativa de um elemento químico na sua atmosfera. Por convenção, em astrofísica, as abundâncias são normalizadas em função do elemento mais comum no universo, o Hidrogênio. A composição química de uma estrela na sequência principal reflete a com-

posição química da nuvem protoestelar que a formou, uma vez que a estrela ainda não passou por processos de nucleossíntese mais avançados que possam modificar seu padrão de abundâncias.

Para realização da análise de abundâncias químicas de uma estrela, é necessário utilização de espectros, de preferência de alta resolução. Através da presença e da intensidade de linhas de absorção nos espectros estelares, é possível determinar seus parâmetros físicos, como temperatura e pressão, e as suas abundâncias químicas, usando ferramentas poderosas como a síntese espectral.

Por sua localização no disco Galáctico, as estrelas B podem ser usadas como traçadoras da composição química local, assim como no contexto mais geral do disco. Por exemplo, Nieva and Przybilla (2012) realizaram a análise de 29 estrelas de tipo espectral B da sequência principal com massas entre ~ 8 a $18 M_{\odot}$, com o intuito de obter vínculos observacionais da composição química da vizinhança solar. Seus resultados indicam que as estrelas B jovens, que ainda não passaram por fases avançadas de evolução, são boas indicadoras do padrão atual de abundância cósmica, uma vez que esses objetos preservam as assinaturas químicas do ambiente do qual as estrelas foram formadas. Nieva and Przybilla (2012) mostraram que as abundâncias das estrelas B na vizinhança solar são consistentes com os valores obtidos para o Sol.

Em uma escala mais ampla, Daffon and Cunha (2004) estudaram estrelas B de 25 aglomerados abertos, associações OB e regiões H II cobrindo uma região do disco galáctico entre 4.7 e 13.2 kpc do centro da Galáxia. A amostra contou com 69 estrelas jovens da sequência principal que foram analisadas assumindo formalismo fora do equilíbrio termodinâmico local (não-ETL) para a formação do espectro estelar. A análise resultou em um conjunto homogêneo de parâmetros estelares e abundâncias de C, N, O e Si, permitindo investigar a distribuição das abundâncias no disco da Galáxia, caracterizada por gradientes radiais negativos. A análise dos gradientes radiais de abundâncias foi estendida na direção do disco externo da Galáxia por Bragança et al. (2019), com uma amostra formada por 31 estrelas OB da sequência principal distribuídas desde a vizinhança solar, com distância ao centro da Galáxia igual a 8.4 kpc, até a região do braço de Perseus, a 15.6 kpc do centro Galáctico. Eles realizaram uma análise inteiramente em não-ETL e obtiveram gradientes radiais de abundâncias iguais a -0.09 ± 0.01 dex/kpc para o silício e -0.07 ± 0.01 dex/kpc para o oxigênio. As distâncias usadas nessa análise foram obtidas por Bailer-Jones et al. (2018) através de dados do satélite Gaia (Gaia Collaboration et al., 2018).

1.2 Rotação estelar

A rotação estelar desempenha um papel crucial na evolução das estrelas, especialmente em estrelas de tipo espectral B, onde a alta velocidade de rotação pode ter um impacto

significativo em sua estrutura interna e em seu processo de evolução. A importância da rotação estelar nos modelos de evolução estelar é inegável, sendo o parâmetro utilizado para se referir a essa grandeza conhecido com $V \sin i$ (velocidade rotacional projetada na linha de visada).

A velocidade rotacional projetada, geralmente expressa em quilômetros por segundo (km s^{-1}), reflete a rotação da estrela projetada na linha de visada, que forma um ângulo i com o eixo de rotação. Esse parâmetro está associado a um alargamento característico observado nas linhas espectrais de absorção, resultante da contribuição do espectro emitido por diferentes regiões na superfície da estrela que se aproximam ou se afastam do observador devido à rotação. Tipicamente, estrelas de alta massa como as estrelas OB apresentam velocidades de rotação mais altas, com o $V \sin i$ médio típico em torno de $\sim 150 \text{ km/s}$ (Abt et al., 2002; Daffon et al., 2007; Hanes et al., 2018; Huang and Gies, 2006b; Wolff et al., 2007). Por outro lado, estrelas de baixa massa tendem a apresentar, em média, valores de $V \sin i$ menores do que 10 km s^{-1} para estrelas do tipo G.

Um tema ainda em aberto na literatura atual é a diferença observada entre as distribuições de $V \sin i$ de estrelas B do campo e de aglomerados, de modo que as estrelas B de aglomerados tendem a apresentar, em média, velocidades rotacionais mais elevadas quando comparadas com as estrelas B do campo. Uma possível explicação para este resultado observacional é que a rotação estelar estaria diretamente ligada à densidade do ambiente onde foram geradas as estrelas (Wolff et al., 1982, 2007). Em contraste, uma segunda teoria proposta por Huang and Gies (2006b); Huang and Gies (2008) sugere que as estrelas de aglomerados abertos são, em média, mais jovens do que as estrelas de campo. Como resultado, essas estrelas não tiveram tempo suficiente para passar por processos evolutivos, que diminuiriam sua rotação ao longo do tempo. Essa relação pode ser melhor compreendida através de modelos de evolução estelar que preveem que as estrelas podem perder momento angular durante sua evolução, de modo que estrelas B, por serem muito jovens, ainda não passaram por fases evolutivas mais avançadas.

Resultados observacionais de Bragança et al. (2012); Dufton et al. (2013); Garmany et al. (2015); Wolff et al. (1982, 2007) permitem discutir sobre evidências observacionais de que a distribuição de $V \sin i$ em estrelas de tipo espectral B0 a B3 seja bimodal. Neste sentido, Dufton et al. (2013) realizaram análise espectroscópica para 334 estrelas de tipo espectral O9.5 a B3, situadas na região de 30 Dor. As distribuições de $V \sin i$ para esta amostra podem ser observadas nos painéis da Figura 1.2, que mostram característica bimodal, principalmente para as estrelas B0 a B3 (painel central). As distribuições apresentam picos em duas regiões, $V \sin i \sim 0\text{-}40 \text{ km s}^{-1}$ e $V \sin i \sim 160\text{-}200 \text{ km s}^{-1}$, com características semelhantes às distribuições bimodais encontradas para estrelas do tipo B tardio e do tipo A inicial de Wolff et al. (1982). Garmany et al. (2015) também encontram evidências de bimodalidade em sua análise de $V \sin i$ para uma amostra de 136 estrelas de tipo espectral B, sem um critério aparente de seleção a não ser o tipo espectral. Depois,

eles separaram as estrelas da amostra em três grupos: estrelas pertencentes a aglomerados abertos, a associações OB e estrelas do campo, e obtiveram as distribuições apresentadas na Figura 1.3. Eles obtiveram uma distribuição bimodal Maxwelliana de $V \sin i$ para estrelas de campo para dois conjuntos de estrelas, $N=106$ e $N=317$, obtendo picos duplos para regiões de mais baixo $V \sin i = 26 \text{ km s}^{-1}$ e 26 km s^{-1} para regiões de mais alto $V \sin i = 114 \text{ km s}^{-1}$ e 116 km s^{-1} , respectivamente. Já para diferentes regiões como aglomerados abertos, associações OB e estrelas do campo, painel a direita, a distribuição bimodal Maxwellian de $V \sin i$ para estrelas com classe de luminosidade IV e V foi fixada em 23 km s^{-1} e 116 km s^{-1} . Suas distribuições demonstram consistência com estudos anteriores de estrelas de tipo B, apresentando uma grande concentração de rotadores lentos no Campo e grandes frações de rotadores rápidos em aglomerados.

Huang and Gies (2006b) analisaram espectroscopicamente um número expressivo de estrelas B, resultando em um catálogo de velocidades de rotação projetadas para 496 estrelas OB pertencentes a aglomerados abertos, com uma faixa de idade entre 6 e 73 milhões de anos. Através da Figura 1.4 os autores analisaram o $V \sin i$ médio dos aglomerados em função de suas idades, separados por grupos de alta massa (painel superior) e baixa massa (painel inferior). As linhas tracejadas correspondem a modelos evolutivos de Meynet and Maeder (2000). Os autores sugerem que há uma correlação entre as idades e o $V \sin i$ previsto por modelos teóricos e destacam a concentração de rotadores mais rápidos em aglomerados como logaritmo da idade entre $7.0 < \log(\text{Age}) < 7.15$. Huang and Gies (2008) analisaram 106 estrelas B do campo, que foram combinadas com amostras anteriores de estrelas B em aglomerados. Eles concluíram que uma concentração maior de estrelas mais velhas no campo em comparação com estrelas mais jovens em aglomerados seria uma explicação para o fato de que as estrelas de campo tendem a apresentar rotação mais lenta.

1.3 A Nebulosa de Carina

A associação Car OB1 é uma grande região de formação estelar muito ativa, localizada na direção do braço espiral Carina-Sagitário, com uma população estelar subdividida em vários aglomerados abertos (Lim et al., 2019), dentre eles, Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16, Collinder 228, Collinder 232, Bochum 11 e NGC 3293. A Tabela 1.1 apresenta as idades, paralaxes e metalicidades desses aglomerados. O aglomerado NGC 3293 é um aglomerado mais velho deste grupo e está localizado ao norte, enquanto que os aglomerados mais jovens Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16 e Collinder 228 estão localizados espacialmente próximos entre si, ao Sul da região, como mostra a Figura 1.5). Este cenário sugere que um processo de formação estelar sequencial pode ter acontecido na região. A Nebulosa de Carina é conhecida como uma das regiões de formação estelar mais intensa na Galáxia, sendo comparada a regiões de formação estelar extrema como,

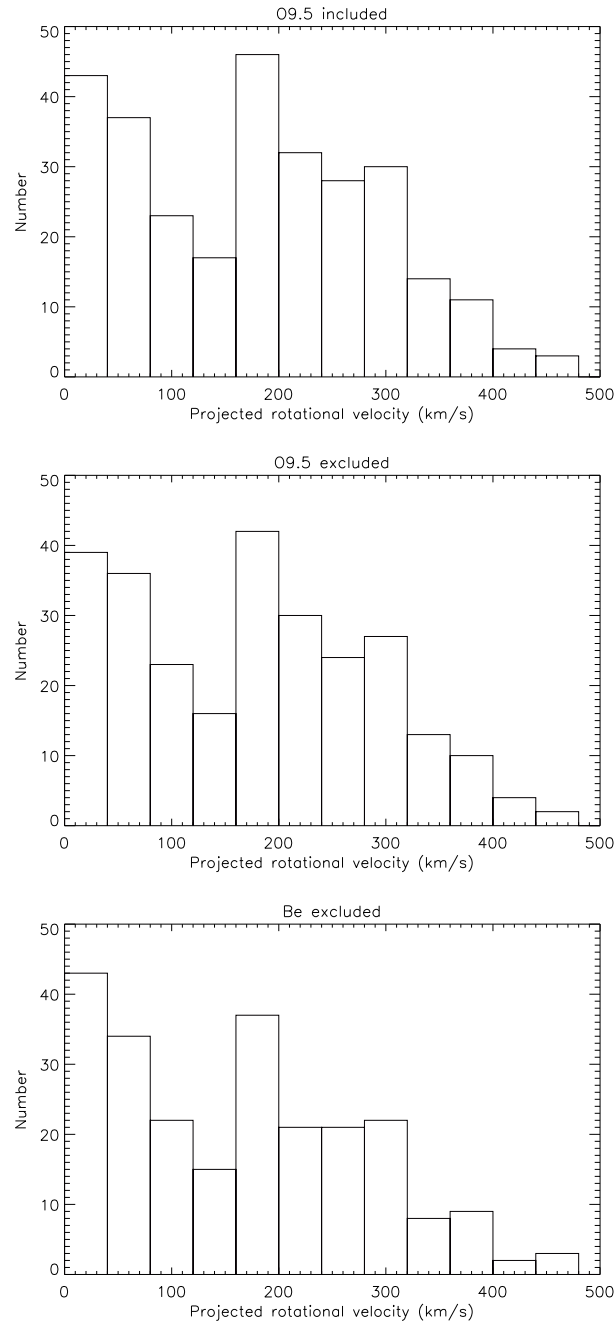


Figura 1.2: Distribuição bimodal da velocidade rotacional projetada para estrelas de tipo espectral 09.5 a B3 da região de 30 Dor. Fonte: Dufton et al. (2013).

por exemplo, a região de 30 Dor na Grande Nuvem de Magalhães - LMC (Smith et al., 2010). A Nebulosa de Carina possui uma população estimada em cerca de 65 estrelas de tipo espectral O, notavelmente o tipo espectral associado às estrelas de maiores massas e mais altas temperaturas (Rebolledo et al., 2020).

A Nebulosa de Carina e seus aglomerados associados representam uma região bastante interessante e complexa, gerando diversas análises ao longo dos anos, produzindo um grande número de estudos fotométricos, como Cudworth and Martin (1993); Feinstein

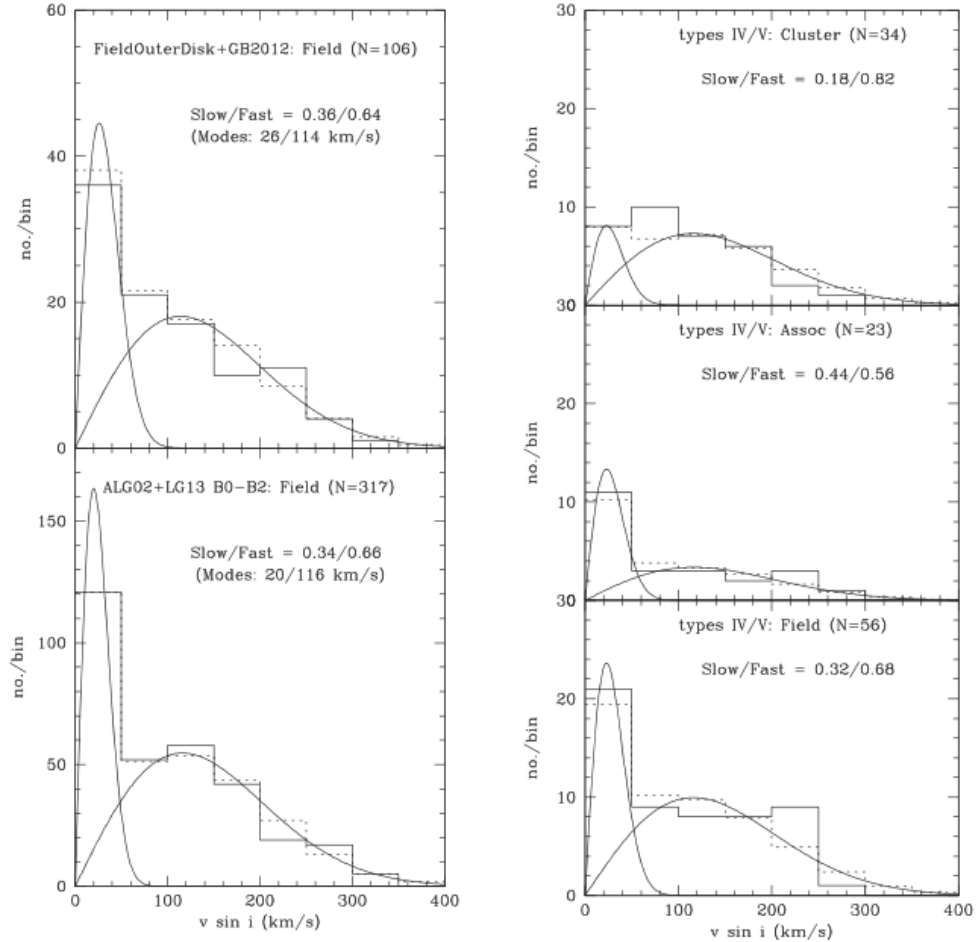


Figura 1.3: A distribuição de $V \sin i$ para estrelas do campo (painéis à esquerda), e de aglomerados abertos e associações (painéis à direita). As linhas cheias em preto representam distribuições bimodais de $V \sin i$ para estrelas de campo, aglomerados abertos e associações OB. Fonte: Garmany et al. (2015).

et al. (1973); Hur et al. (2012); Massey and Johnson (1993), que apresentam distâncias fotométricas variando entre 2.0 e 4.0 kpc para os aglomerados da região. Devido ao fato que Carina está localizada na direção tangencial ao braço espiral de Sagitário, os jovens aglomerados abertos na Nebulosa de Carina, especialmente Trumpler 14 e 16, parecem estar localizados a mesma distância (Hur et al., 2012). Hoje, graças às recentes observações do satélite Gaia (Brown et al., 2021; Gaia Collaboration, 2020), estimativas mais precisas de distâncias foram obtidas por diferentes autores (Cantat-Gaudin et al., 2018; Lim et al., 2019; Zucker et al., 2020), indicando que Trumpler 14 e Trumpler 16 estão em distâncias semelhantes em torno de 2350 ± 50 pc, concordando com os resultados de Smith et al. (2010). Uma importante análise realizada por Shull et al. (2021) com os recentes resultados do Gaia EDR3 para 69 estrelas massivas na Nebulosa de Carina obtiveram uma distância comum para os aglomerados abertos da região, igual a 2.35 ± 0.08 kpc. Göppl and Preibisch (2022) estudaram a região com base em uma amostra de

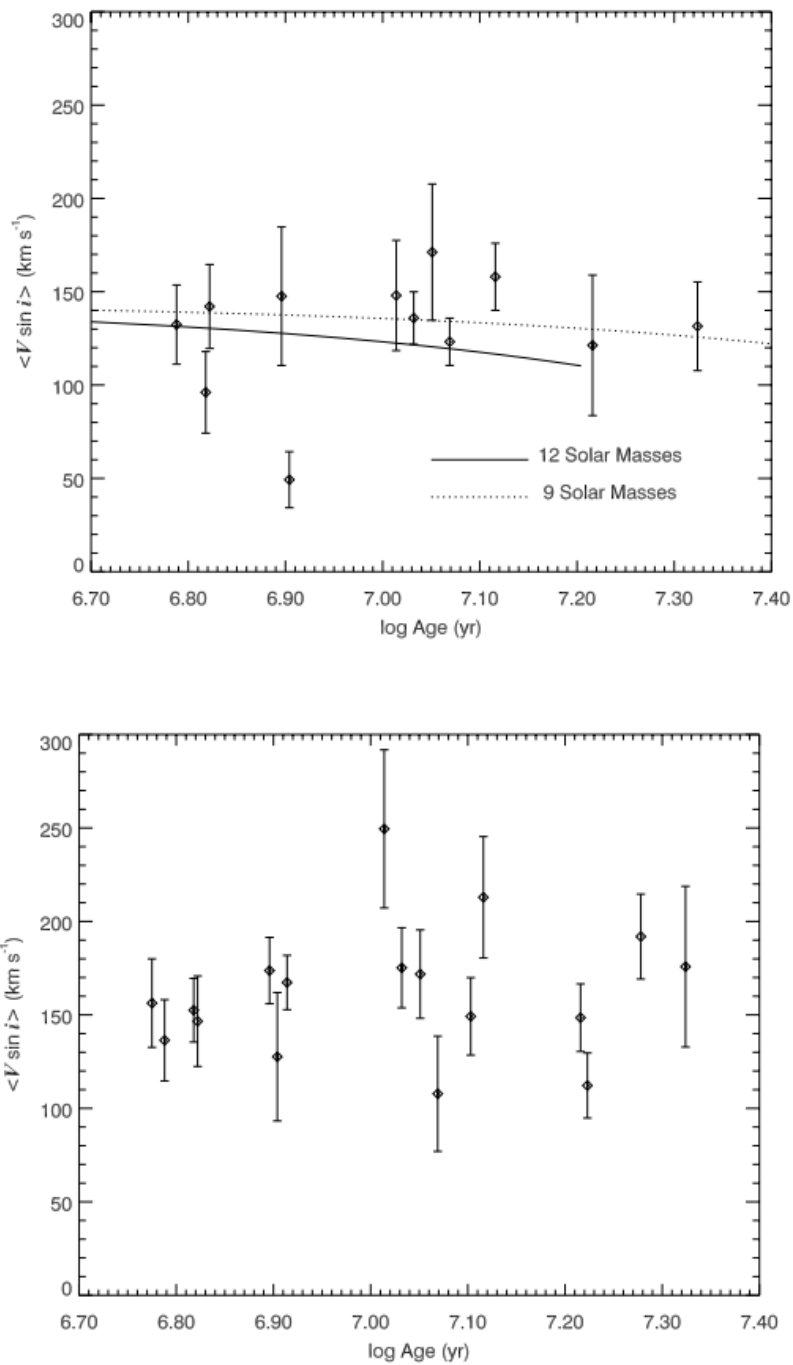


Figura 1.4: Correlação entre o $V \sin i$ médio e idade para estrelas OB em aglomerados abertos, separados por grupos de alta massa (painel superior) e baixa massa (painel inferior). Fonte: Huang and Gies (2006b).

Tabela 1.1: Características dos aglomerados abertos estudados

Aglomerados	$\log t$ (Anos)	Paralaxe (mas)	[Fe/H]
Trumpler 14 ^a	6.726 ± 0.006	0.384 ± 0.034	0.188 ± 0.071
Trumpler 15 ^a	6.814 ± 0.068	0.396 ± 0.038	-0.124 ± 0.137
Trumpler 16E/W ^a	6.678 ± 0.053	0.390 ± 0.035	0.348 ± 0.163
Collinder 228 ^b	6.301 ± 0.032		
Collinder 232 ^b	6.874		
Bochum 11 ^a	6.721 ± 0.101	0.384 ± 0.043	0.206 ± 0.249
NGC 3293 ^a	7.139 ± 0.016	0.375 ± 0.047	0.028 ± 0.044

a: Dias et al. (2021), b: Loktin and Popova (2017)

237 estrelas B dos aglomerados Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16, Collinder 228, Collinder 232, Bochum 11 e NGC 3293, além das 69 estrelas analisadas por Shull et al. (2021). Seus resultados corroboram os resultados prévios de Maíz Apellániz et al. (2022, 2020); Shull et al. (2021); Smith et al. (2010) obtendo uma distância em comum de 2.36 ± 0.05 kpc para a amostra total de estrelas OB, com uma diferença de apenas 2% de distância entre NGC3293 e os demais aglomerados. Desse modo, de acordo com os resultados obtidos por Maíz Apellániz et al. (2022, 2020); Shull et al. (2021); Smith et al. (2010) e Göppl and Preibisch (2022), a controvérsia sobre a distância dos aglomerados estelares na região central da Nebulosa de Carina parece estar finalmente resolvida.

Além disso, Carina tem sido alvo de diversos estudos espectroscópicos de estrelas frias, como em Damiani et al. (2017). Com base em dados de raios X, Damiani et al. (2017) investigaram novos possíveis candidatos a membros de baixa massa em Carina, obscurecidos pela nebulosidade escura. O avermelhamento não uniforme em Carina é notável, devido à presença de faixas de poeira significativas em toda a Nebulosa: a região interna apresenta uma proporção maior $E(V-I)/E(B-V)$, em comparação com a periferia (Maíz Apellániz et al., 2020). Entretanto, notou-se que objetos de maior massa, como as estrelas de tipo espectral OB analisados nesse trabalho, não apresentam um obscurecimento proeminente (Berlanas et al., 2023). O catálogo Villafranca (Maíz Apellániz et al., 2022, 2020) apresentou um censo de estrelas OB em aglomerados estelares Galácticos, incluindo Carina, que foi dividido em três aglomerados principais, Trumpler 14, Trumpler 15 e a parte ocidental de Trumpler 16 (chamada Trumpler 16W), enquanto Trumpler 16E (a parte oriental do Trumpler 16), Collinder 228, Collinder 232 e Bochum 11 não são aglomerados claramente definidos, embora façam parte da associação Car OB1. O aglomerado aberto NGC 3293, mais distante da região central, provavelmente faz parte do mesmo complexo (Berlanas et al., 2023) e Göppl and Preibisch (2022).

Diversos estudos espectroscópicos analisaram parâmetros físicos de estrelas na Nebulosa de Carina, incluindo velocidade rotacional projetada na linha de visada, ou $V \sin i$. Estimativas de parâmetros estelares e velocidades rotacionais baseadas em análise espec-

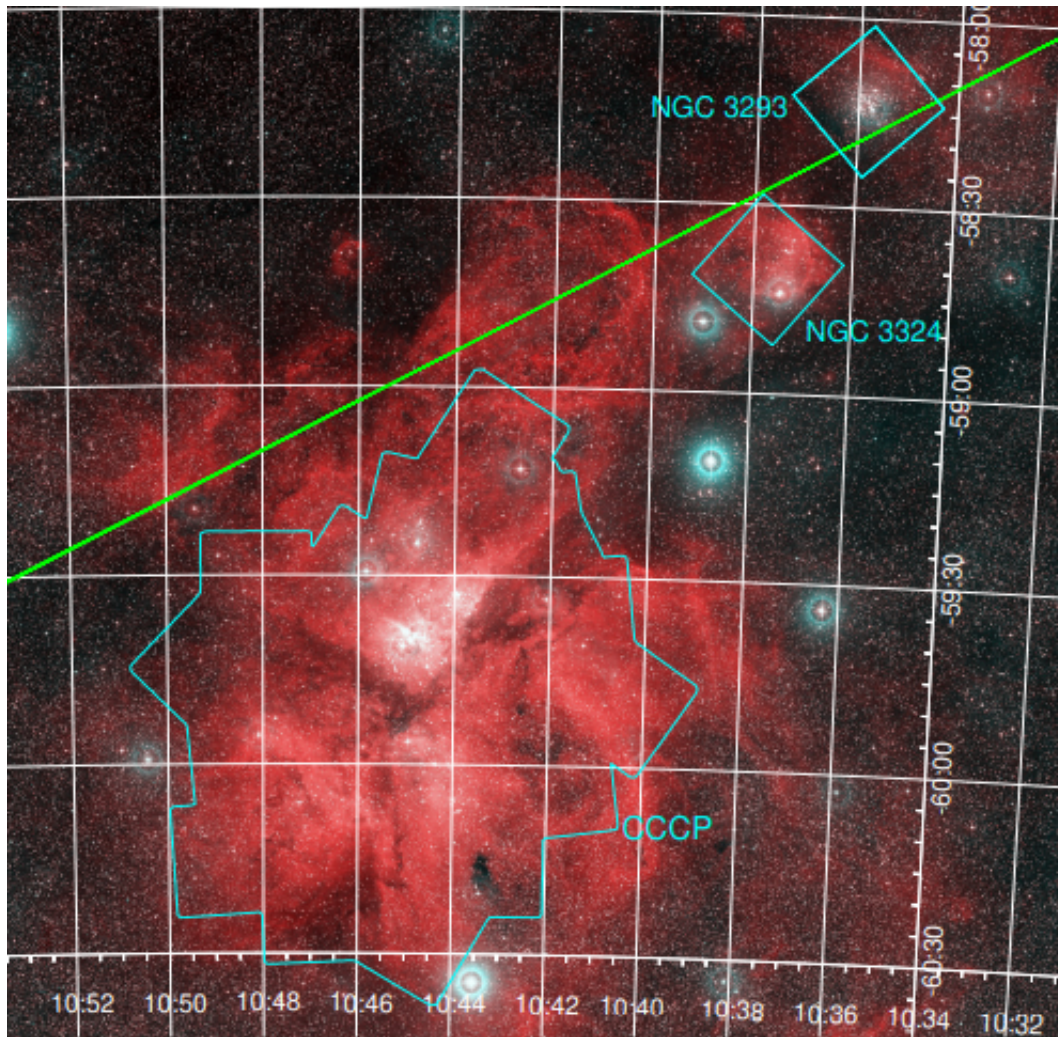


Figura 1.5: Aglomerados abertos na Nebulosa de Carina. A região central abriga os aglomerados Trumpler 14, Trumplr 15, Trumpler 16, Collinder 228, Collinder 232, Bochum 11, enquanto NGC 3293 está localizado na parte superior direita do gráfico. Fonte: Göppl and Preibisch (2022).

trocópica estão disponíveis na literatura para estrelas em Trumpler 14 e Trumpler 16 (Hanes et al., 2018), Trumpler 16 e NGC 3293 (Huang and Gies, 2006a,b). NGC 3293 faz parte da amostra estudada por Wolff et al. (2007) para investigar a relação entre rotação estelar e a densidade do ambiente onde se formaram. Recentemente, Berlanas et al. (2023) obtiveram velocidades de rotação para uma amostra de quase 300 estrelas em Carina, com base na transformada de Fourier. O estudo da rotação em estrelas do tipo inicial é fundamental para entender sua evolução e formação, visto que a distribuição das velocidades de rotação em função dos tipos espectrais atinge seu máximo nas estrelas B iniciais (Stauffer and Hartmann, 1986). Além disso, modelos de evolução estelar incluindo rotação mostram que este parâmetro pode alterar a duração da sequência principal e induzir processos de mistura (Evans et al., 2005).

Recentemente, resultados de análises de metalicidades foram obtidos para os aglome-

rados de Carina, baseados na análise clássica de aglomerados por meio de diagramas cor \times magnitude (CMD), com a utilização de ajuste de isócronas, sugerindo que a metalicidade dos aglomerados pode variar de $-0,124$ (Trumpler 15) a $0,348$ (Trumpler 16) (Dias et al., 2021). Esses resultados sugerem que a distribuição de metalicidade através da Nebulosa de Carina pode não ser homogênea. Por isso, uma análise detalhada de abundâncias químicas, baseada em espectroscopia de alta resolução, pode contribuir para esclarecer como é a distribuição de abundâncias desta região. No entanto, análises espectroscópicas de estrelas da Nebulosa de Carina são escassas na literatura, exceto para o aglomerado NGC 3293, para os quais foram realizados diferentes estudos como, por exemplo, Hunter et al. (2009), Morel et al. (2022) e Proffitt et al. (2024).

Nesse sentido, a Colaboração Gaia-ESO Survey (GES, descrita na Sec.2.1), realizou um levantamento espectroscópico de alta resolução como o objetivo de caracterizar a cinemática e abundâncias químicas de estrelas alvos da missão Gaia, assim como ~ 100 aglomerados abertos de diversas idades e massas (Gilmore et al., 2012, 2022; Randich et al., 2013, 2022). Dentre os aglomerados abertos observados, encontram-se os aglomerados da Nebulosa de Carina e sua população de estrelas OB, que serão estudadas neste trabalho.

1.4 Motivação

No contexto da análise de espectros de estrelas B, este trabalho tem por objetivo obter as distribuições de rotação e de abundâncias químicas dos aglomerados abertos na Nebulosa de Carina: Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16, Collinder 228, Collinder 232, Bochum 11 e NGC 3293. Para atingir nosso objetivo, pretendemos realizar uma análise completa da população de estrelas massivas na região de Carina com os seguintes passos: estudo de adesão de membros utilizando dados de movimentos próprios e distâncias do satélite Gaia; estimativa das velocidades rotacionais das estrelas; determinação dos parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas através de síntese espectral em não-ETL. Com base nos resultados de abundâncias, pretendemos verificar se possíveis inhomogeneidades químicas podem estar relacionadas com o cenário de formação estelar sequencial na região de Carina. Também pretendemos investigar a correlação das abundâncias de Carina com os gradientes radiais de abundâncias da Galáxia.

A análise apresentada nos capítulos 3 e 4 desta tese compoem o artigo “Gaia-ESO Survey: Analysis of early-type stars in the Carina Nebula - I. Projected Rotational Velocities”, Santos et al, que, seguindo a política de publicação da colaboração Gaia-ESO Survey, deve passar por uma revisão interna antes de ser submetido para publicação em revista indexada. A análise apresentada nos capítulos 5 e 6 desta tese compoem o artigo “Gaia-ESO Survey: Analysis of early-type stars in the Carina Nebula - II. Stellar parameters and abundances”, Santos et al, em preparação. Todos os resultados obtidos fazem parte do catálogo do *Data Release 6* do Gaia-ESO Survey (Blomme et al., 2022;

Hourihane et al., 2023) e contribuem para o legado do Gaia-ESO Survey (Gilmore et al., 2022; Randich et al., 2022).

Capítulo 2

Gaia-ESO Survey e Dados Observacionais

Neste capítulo, descreverei as observações e os dados espectroscópicos do Gaia-ESO Survey (GES), a principal fonte dos dados observacionais utilizados nessa pesquisa.

2.1 O levantamento Gaia-ESO Survey (GES)

O Projeto *Gaia-ESO Public Spectroscopic Survey* (GES) é uma iniciativa ambiciosa, coordenada pelos Co-PIs G. Gilmore e S. Randich, que tem por objetivo observar espectroscopicamente mais de 100.000 estrelas, a fim de obter informações sobre parâmetros astrofísicos e cinemáticos e suas abundâncias químicas. O mapeamento completo inclui grandes amostras representativas das diferentes populações estelares da Galáxia, bem como 60 aglomerados abertos claramente definidos. Inicialmente, o seu objetivo era fornecer parâmetros estelares e abundâncias químicas consistentes, utilizando estrelas de referência e aglomerados estelares para calibrar os alvos, abrangendo uma ampla gama de elementos químicos e idades estelares (Gilmore et al., 2012, 2022; Randich et al., 2013, 2022).

O GES teve êxito ao fornecer um valioso conjunto de dados, que constitui não apenas um legado em si, mas também contribui de forma significativa para a homogeneização de pesquisas estelares já estabelecidas e futuras. Os dados do GES complementam os parâmetros fotométricos e cinemáticos do satélite astrométrico Gaia.

2.1.1 Objetivo do GES

Um dos fatores mais significativos que levou à implementação do GES é a necessidade de compreender a formação e evolução de nossa Galáxia, considerando suas diversas componentes, como o Bojo, o Halo, o disco Fino e o disco Espesso. O levantamento GES, que envolve a análise espectroscópica de aproximadamente 10^5 estrelas, desempenha um

papel crucial na abordagem dessas questões e na obtenção de uma compreensão mais profunda dos fenômenos envolvidos. Utilizando um grande telescópio no Hemisfério Sul (VLT UT2), o GES examina todos os principais componentes da Galáxia, desde regiões de formação estelar até estrelas antigas do Halo.

A compreensão da formação e evolução das galáxias é um desafio significativo no contexto da teoria Λ CDM (Kormendy et al., 2010; Peebles et al., 2011). Simulações de agregação de matéria escura sugerem que as galáxias crescem por meio de fusões e processo de acreção (Gilmore et al., 2022). No entanto, os modelos teóricos de formação de galáxias dependem em grande parte de modelos fenomenológicos e de uma compreensão mais precisa da evolução e formação estelar, o que requer calibração com casos de teste bem estudados.

Nos últimos 15 anos, diversas pesquisas espectroscópicas estelares baseadas em observações a partir da Terra têm sido conduzidas com o objetivo amplo e comum de investigar detalhadamente a estrutura, formação e evolução da nossa Via Láctea, juntamente com suas populações estelares componentes. Essas pesquisas complementam os dados de astrometria e fotometria provenientes da missão espacial Gaia (Gaia Collaboration 2016, 2018, 2021). Entre os programas de observação notáveis estão o RAVE (Steinmetz et al., 2020), APOGEE e APOGEE II (Majewski et al., 2016, 2017), LAMOST (Zhao et al., 2012), GALAH (De Silva et al., 2015) e o Gaia-ESO Survey (Gilmore et al., 2012; Randich et al., 2013). Esses levantamentos apresentam diferentes características, tais como resolução espectral, cobertura espectral, limite de magnitude, amostras de populações estelares e funções de seleção.

O GES inclui estrelas que abrangem quase toda a gama de parâmetros astrofísicos observáveis (Gilmore et al., 2022; Randich et al., 2022), desde estrelas quentes até estrelas frias, de objetos jovens a mais evoluídos e de populações ricas em metais a objetos pobres em metais. Isso significa que as populações estelares estão em diferentes fases evolutivas, desde a fase pré-sequência principal até gigantes evoluídas. Dado que o principal objetivo do GES é obter parâmetros astrofísicos de alta qualidade e abundâncias químicas em uma ampla cobertura espectral e evolutiva, surge o desafio de homogeneizar os resultados obtidos por diferentes instituições colaboradoras. Nesse contexto, destaca-se o trabalho de Hourihane et al. (2023), que faz um esforço significativo para homogeneizar os resultados dos 19 diferentes Grupos de Trabalho (WGs), representando por diferentes *nodos*, e calibrar as saídas de forma consistente.

O GES é um levantamento espectroscópico público de grande porte, proposto como um projeto de longo prazo do Observatório Europeu do Sul (ESO) em 2011. O *Survey* foi projetado para explorar as capacidades do instrumento FLAMES (Pasquini et al., 2002) no Very Large Telescope (VLT) do ESO, utilizando os espectrógrafos Giraffe e UVES. Ele é o único levantamento desse tipo realizado em um telescópio de 8 metros, o que permite observar estrelas mais fracas, distantes e de menor massa. Graças à característica

multiobjeto do FLAMES, as observações resultaram em um grande volume de objetos observados. O levantamento abrange sistematicamente todas as populações e tipos de estrelas nas diferentes componentes da Via Láctea, desde o Halo, que contém um número menor de estrelas observadas, até os discos Fino e Espesso, bem como o Bojo Galáctico. Destacam-se as observações espectroscópicas de aglomerados estelares jovens e regiões de formação estelar próximas ao Sol, cobrindo estrelas desde a fase pré-sequência principal (PMS) até estrelas evoluídas da saída da sequência principal (*turn-off*, a partir daqui referido com TO) e gigantes evoluídas. O *GES* produziu trabalhos de referência tanto para estrelas frias (Damiani et al., 2017) quanto para estrelas quentes (Blomme et al., 2022). O levantamento utilizou diferentes configurações espectrais e instrumentos otimizados para diversos tipos de estrelas e objetivos científicos. Além disso, empregou múltiplas linhas de análise para examinar os mesmos conjuntos de espectros e combinou e homogeneizou os resultados por meio do uso de calibradores internos. Para mais detalhes sobre o processo de homogeneização dos resultados, consulte Hourihane et al. (2023).

Um foco especial do *GES* foram os aglomerados estelares abertos (open clusters, OCs), com a observação de amostras bastante completas e sem efeitos de seleção, abrangendo centenas de estrelas em mais de 60 aglomerados. Isso permitiu amostrar amplamente o espaço de parâmetros idade-distância-metalicidade. Além disso, o Levantamento analisou amostras de arquivo do ESO de maneira homogênea em relação aos alvos da pesquisa. O *GES* também foi capaz de prover uma ampla gama de parâmetros estelares, incluindo temperatura efetiva, gravidade superficial, velocidades radiais, microturbulência e macro-turbulência e velocidade de rotação projetada, bem como metalicidade ($[Fe/H]$) e abundâncias químicas de elementos-chave (Gilmore et al., 2012, 2022; Randich et al., 2013, 2022). Foram analisados índices espectroscópicos de gravidade, traçadores de atividade cromosférica e diagnósticos de taxa de acreção de massa (Damiani et al., 2014; Lanzafame et al., 2015).

Todas essas características distintas, bem como a estratégia e abordagem de análise adotada, contribuíram para o sucesso do *GES* e destacam a sua importância e impacto científico como projeto.

2.1.2 Estratégia de observação

As observações do *GES* foram distribuídas ao longo de 12 períodos do *GES*, desde o ESO P88 até o P100, com o P99 não realizado. Cada período tipicamente consistia em seis sessões de observação, com duração de cinco a sete noites por sessão. As observações foram iniciadas em 31 de dezembro de 2011 e concluídas em janeiro de 2018, no ESO P100, após um total de 64 sessões de observação, totalizando 340 noites de observação (Gilmore et al., 2022; Randich et al., 2022). As observações foram realizadas no modo visitante por uma equipe dedicada que se revezava no site do ESO em Paranal (para mais

detalhes, consulte a Tabela 10 de Gilmore et al. (2022)).

O projeto *GES* coletou 202.000 espectros de 115.000 estrelas usando o telescópio de 8m VLT do ESO e os instrumentos GIRAFFE e UVES. A Figura 2.1 apresenta as regiões do hemisfério sul celeste observados pelo GES, com destaque para os aglomerados abertos. Os alvos do diagrama estão divididos em cores, de acordo com a seguinte classificação: em azul, os campos da Via Láctea (MW); em verde, os aglomerados abertos (CL); na cor roxa se encontram as estrelas de campo utilizadas como padrões e calibração (SD). As incertezas aleatórias e sistemáticas nos resultados foram avaliadas utilizando várias técnicas de análise espectroscópica, com o objetivo de garantir a homogeneidade e calibração dos parâmetros.

Uma das estratégias principais de observação foi a investigação de aglomerados estelares abertos. A seleção de aglomerados é projetada para abranger adequadamente o espaço de parâmetros dos aglomerados e para observar amostras não tendenciosas de estrelas em diferentes estágios evolutivos ou com diferentes massas em cada aglomerado. Dessa forma, o Survey foi capaz de observar uma grande amostra de OCs, obtendo grandes amostras de estrelas dentro de cada aglomerado. Isso incluiu aglomerados de diferentes massas e estágios evolutivos, com seleção de alvos baseada em critérios homogêneos e imparciais (Randich et al., 2022). Para uma descrição detalhada da seleção de alvos dentro de cada aglomerado e da estratégia de observação, consulte Blomme et al. (2022); Bragaglia et al. (2022) e Gilmore et al. (2022).

Os dados astrométricos do satélite Gaia, que ofereceram informações acerca de paralaxes e movimentos próprios de estrelas, foram complementados com informações extremamente precisas de velocidades radiais, abundâncias de lítio e composição química, obtidos por meio de análises espectroscópicas realizadas pelo *GES*. Essa combinação de resultados observacionais permitiu uma exploração completa do potencial da missão Gaia em diversas áreas científicas. Isso abrange o estudo da formação e evolução de aglomerados estelares, a compreensão da física e evolução das estrelas, as distribuições de metalicidade e de abundâncias no disco fino da Via Láctea em diferentes idades, bem como a calibração de idades estelares. Essa abordagem tornou-se possível graças à observação de amostras estatisticamente relevantes de membros de aglomerados abertos em várias escalas de tempo e espaço, abrangendo desde aglomerados muito jovens até os mais antigos. As observações envolveram desde uma análise minuciosa das estrelas quentes que compõem aglomerados massivos até a investigação das estrelas frias e de baixa massa dos aglomerados jovens próximos. Esses aglomerados próximos, em especial, desempenham um papel crucial na conexão com a missão Gaia, contribuindo para a investigação da cinemática e dinâmica interna, além de impor limitações adicionais aos modelos de evolução estelar. Além disso, a análise dos aglomerados distantes se mostra essencial para o acompanhamento da estrutura química e da evolução do disco fino da Via Láctea.

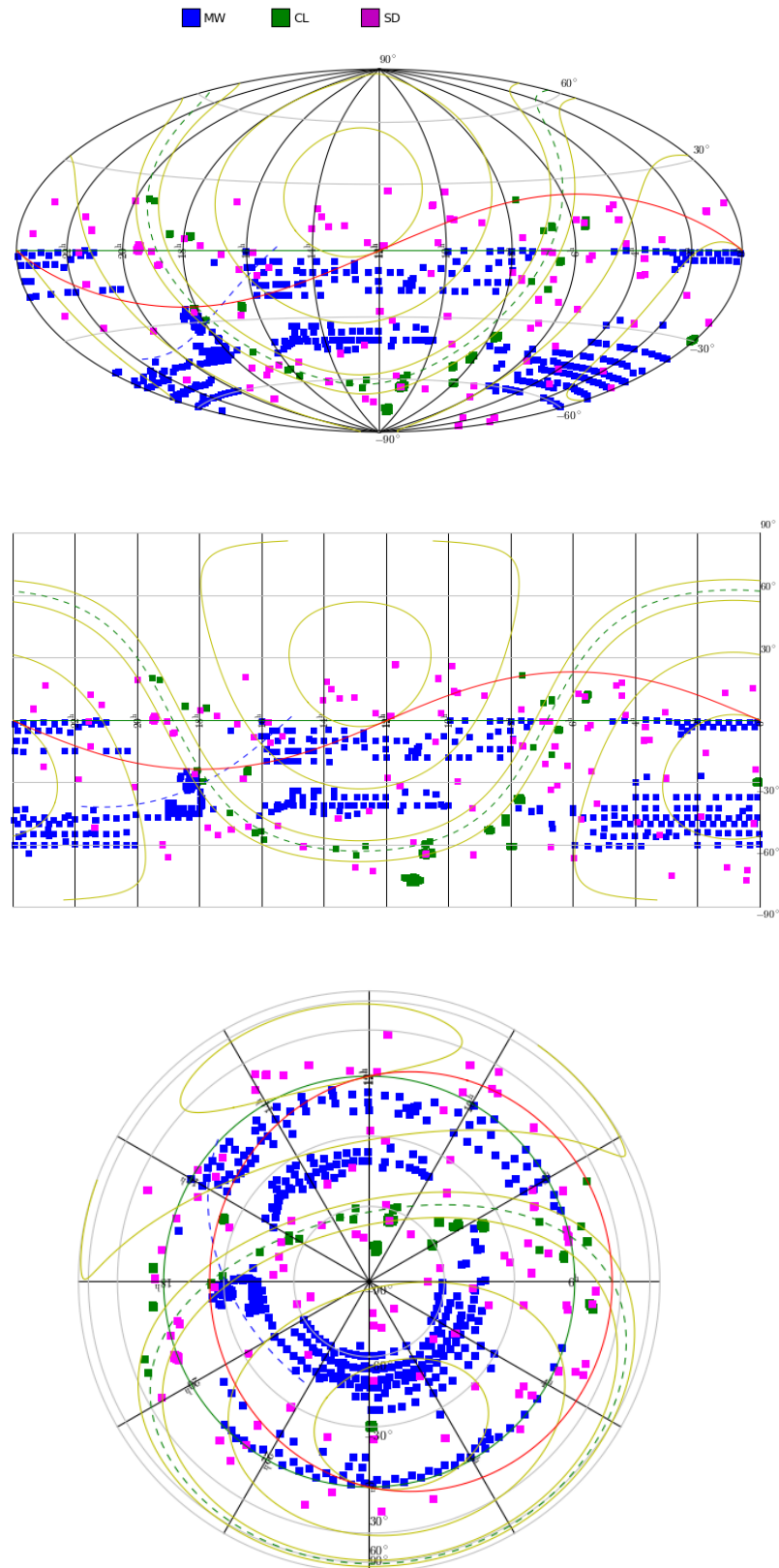


Figura 2.1: Mapa das regiões do céu observadas pelo GES. Os pontos coloridos representam as áreas observadas: estrelas padrão (SD, quadrados roxos), estrelas da Via Láctea (MW, quadrados azuis) e aglomerados abertos (CL, quadrados verdes). Fonte: <http://casu.ast.cam.ac.uk/gaiaeso/overview>.

2.1.3 Legado do *GES*

Desde o início, as observações sistemáticas do *GES* demandaram um esforço significativo ao longo desses mais de 10 anos. O *Survey* chega ao fim deixando um legado importante com a entrega do catálogo final com as distâncias de Gaia DR3 para cerca de 115.000 alvos, além de parâmetros físicos como velocidades radiais e rotacionais com erros, parâmetros estelares e metalicidade com incertezas, além de abundâncias de até 31 elementos (He, Li, C, N, O, Na, Mg, Al, Si, S, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Zn, Sr, Y, Zr, Mo, Ba, La, Ce, Pr, Nd, Sm, Eu) com suas incertezas. O catálogo final também inclui informações sobre largura equivalente da linha de absorção de Lítio a 6707,8 Å, larguras equivalentes de emissão de $H\alpha$ e $H\beta$, fluxo cromosférico e taxa de acreção de massa. O catálogo também fornece informações específicas sobre os objetos, como a Razão Sinal-Ruído (S/N) e eventuais problemas de redução e análise, bem como classificações estelares, como binaridade, variabilidade, linhas de emissão, perfis de linhas assimétricas, abundâncias peculiares e/ou aprimoradas. Nesse contexto, o Nodo do Observatório Nacional teve um papel fundamental no estudo de estrelas de alta massa de tipos espectrais O e B, contribuindo com resultados como parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas para estrelas dos aglomerados abertos na região de Carina.

A exploração científica do *GES* proporcionou em muitos resultados impactantes e mais de 100 publicações revisadas por pares, abrangendo as áreas inicialmente incluídas na proposta ao ESO, mas também apresentando tópicos diferentes e descobertas fortuitas. Os espectros e dados do *GES* também foram amplamente utilizados pela comunidade científica em geral, frequentemente combinados com outros conjuntos de dados. O potencial científico completo do *GES* ainda não foi totalmente explorado, e seus dados serão objeto de investigações nos próximos anos. Juntamente com os dados do Gaia e de outras fontes, esses dados permitirão que a comunidade científica aborde de forma mais aprofundada questões fundamentais nas áreas de ciência estelar e estudo da Via Láctea.

O *GES* deixará um legado significativo que perdurará por muitos anos na forma de base de dados observados, parâmetros estelares e pesquisas científicas realizadas. Entre os principais aspectos desse legado abrangente, destacam-se a seleção de alvos do *GES* baseada em dados fotométricos públicos do ESO e a ampliação do uso das estrelas de referência do Gaia. As técnicas de redução de dados espectroscópicos do GIRAFFE e os métodos de processamento se tornaram a base para projetos como WEAVE e 4MOST, enquanto a redução de dados do espectrógrafo UVES e a identificação de problemas nas configurações do ESO permitiram melhorias colaborativas significativas. O conceito de calibração desenvolvido pelo *GES* poderá ser adotado em futuras pesquisas espectroscópicas estelares. Além desses aspectos específicos do legado e da futura ciência e artigos, o *GES* servirá como fonte de inspiração não apenas devido aos dados disponíveis, mas também pelos métodos e abordagens utilizados, para aqueles que iniciarão projetos com-

plexos.

2.2 Amostra

Nossa amostra inicial incluiu 2112 estrelas da sequência principal localizadas na Nebulosa de Carina (NGC 3372), que abrange os aglomerados abertos Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16E, Trumpler 16W, Collinder 228, Collinder 232, Bochum 11 e NGC 3293. As estrelas foram observadas em diferentes regiões espectrais e configurações instrumentais, resultando em um total de 5615 espectros distribuídos em seis configurações do GIRAFFE e do UVES. As regiões espectrais foram cuidadosamente escolhidas pelo GES para otimizar a análise de estrelas de diferentes temperaturas e contêm linhas espectrais de elementos chave na análise espectroscópica de estrelas quentes, como H, He, C, N, O, Mg e Si, entre outros (Gilmore et al., 2012, 2022; Randich et al., 2022).

O foco deste trabalho está nas estrelas com tipos espectrais entre O9 e B5, que são estrelas de altas massas e temperaturas efetivas (T_{eff}). Portanto, precisamos separar da nossa amostra total de 2112 estrelas apenas aquelas relevantes para este trabalho. Para definir a subamostra que contém apenas as estrelas de nosso interesse, usamos como critério o valor de T_{eff} obtido por fotometria pela colaboração do GES e selecionamos apenas as estrelas com T_{eff} fotométrica $> 14\,000\text{K}$ e $< 33\,000\text{K}$. Após essa seleção, obtivemos uma subamostra de 347 estrelas com tipos espectrais entre O9 e B5.

É importante destacar que os valores iniciais de temperatura efetiva (T_{eff}) e gravidade superficial ($\log g$) mencionados até este ponto do trabalho são os parâmetros recomendados pelo GES, calculados por colaboradores de vários grupos, cada um adotando diferentes métodos, e posteriormente homogeneizados com base nos resultados de cada grupo. A Figura 2.2 mostra a distribuição de T_{eff} para as estrelas da subamostra, com uma clara concentração de estrelas com temperaturas efetivas entre $14\,000\text{K}$ e $22\,000\text{K}$, e valor máximo em torno de $45\,000\text{K}$.

2.3 Espectros

Esta tese é baseada em espectros de alta resolução de estrelas observadas com o telescópio UT2 do VLT (Very Large Telescope) UT2, cujo espelho primário tem um diâmetro de 8.2 metros. Este telescópio está localizado no Cerro Paranal, uma montanha situada no deserto do Atacama, no Chile, a uma altitude de 2635 metros acima do nível do mar.

O telescópio VLT/UT2 pode ser conectado aos seus instrumentos através de um sistema sofisticado de fibras ópticas, MEDUSA, que possibilita a captura dos espectros de mais de 130 estrelas em uma única observação. O módulo MEDUSA é composto por 132 fibras ópticas individuais, cada uma com um diâmetro de 1.2 segundos de arco, que são posicionadas com precisão para coletar a luz de estrelas específicas e encaminhá-la para o

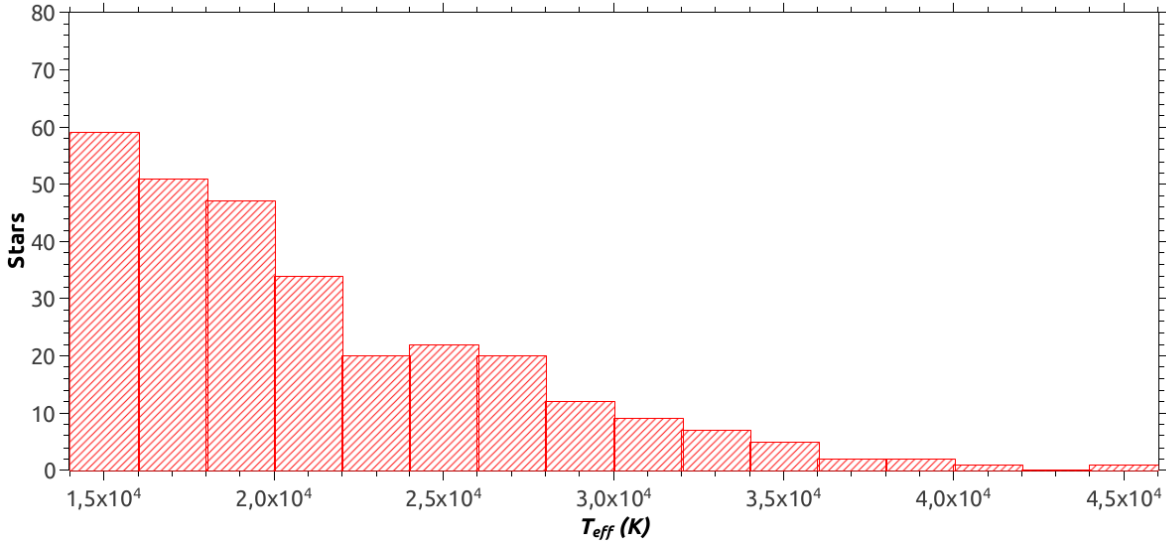


Figura 2.2: Distribuição de temperaturas efetivas das estrelas OB da Região de Carina, que abrange os aglomerados abertos Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16E, Trumpler 16W, Collinder 228, Collinder 232, Bochum 11 e NGC 3293.

espectrógrafo. Esse sistema funciona de maneira precisa, posicionando cada fibra óptica com exatidão em uma placa metálica, através do braço robótico conhecido como OzPoz. Isso permitiu a realização de observações altamente eficientes e de alta qualidade, coletando dados espectroscópicos de um grande número de estrelas em um curto espaço de tempo (Pasquini et al., 2002). Para a obtenção dos espectros das estrelas, o espectrógrafo de múltiplos objetos de resolução intermediária e alta, conhecido como FLAMES (Fibre Large Array Multi Element Spectrograph), que pode ser acoplado a dois espectrógrafos distintos: o GIRAFFE e o UVES.

O espectrógrafo UVES, quando acoplado ao FLAMES, é capaz de observar até 8 objetos ao mesmo tempo, utilizando fibras ópticas com um diâmetro de 1 segundo de arco. O UVES é um espectrógrafo echelle de alta resolução que abrange um amplo intervalo espectral e alcança uma resolução $R \sim 47000$ com diferentes configurações centradas nos comprimentos de onda $\lambda\lambda 520, 580$ e 860 nanômetros. O detector acoplado ao UVES é um CCD com uma matriz de 2048×4096 pixels, onde cada pixel tem um tamanho de 15 micrômetros. (Pasquini et al., 2002). Os espectros obtidos com UVES nas configurações 520 nm e 580 nm cobrem as regiões espectrais centradas em $\lambda\lambda 418.0 - 621.0$ nm e $\lambda\lambda 482.2 - 683.0$ nm, respectivamente.

Os dados analisados nesta tese foram obtidos com o espectrógrafo GIRAFFE, um espectrógrafo de resolução intermediária com uma ampla cobertura espectral que varia de aproximadamente 370 a 950 nanômetros ($\lambda\lambda$). Na Tabela 2.1, apresentamos as diferentes configurações instrumentais do espectrógrafo GIRAFFE (setups), com os comprimentos de onda iniciais (λ_i) e finais (λ_f), assim como as linhas de absorção de maior relevância

Tabela 2.1: ConFigurações do espectrógrafo GIRAFFE

Setup	λ_i (nm)	λ_f (nm)	Linhas
HR03	403.0	419.8	O II, Si II, Si IV e H δ
HR04	418.3	438.9	H γ
HR05A	433.5	458.3	He I, Si III
HR06	453.4	475.4	O II, N II, N III, C III
HR14	630.1	668.9	H α

para nossa análise presentes em cada conFiguração. A Figura 2.3 exibe os espectros obtidos para às cinco diferentes setups do GIRAFFE utilizados em nossa análise.

A razão sinal/ruído S/N é uma medida adimensional que quantifica a razão entre o sinal no espectro observado e o nível de ruído presente. A análise de S/N fornece uma avaliação importante da qualidade dos espectros e da confiabilidade das análises subsequentes. Calculamos os valores de S/N para todos os 347 espectros das estrelas da subamostra que foram observados com a conFiguração HR5. É importante ressaltar que as análises de $V \sin i$ serão baseadas nos espectros obtidos com a conFiguração HR5, pois essa conFiguração contém as linhas de He I, como será detalhado no Capítulo 4. Por outro lado, para a análise de abundâncias, utilizaremos todos os espectros disponíveis, como explicado no Capítulo 5. A medição do S/N foi realizada utilizando a ferramenta *splot* do IRAF (acrônimo para: *Image Reduction and Analysis Facility*) na região do contínuo em $\lambda 4455 \text{ \AA}$. O histograma dos resultados de S/N é apresentado na Figura 2.4, e podemos observar que a média do S/N é de 112 ± 73 , que é um valor adequado para realização da análise espectroscópica.

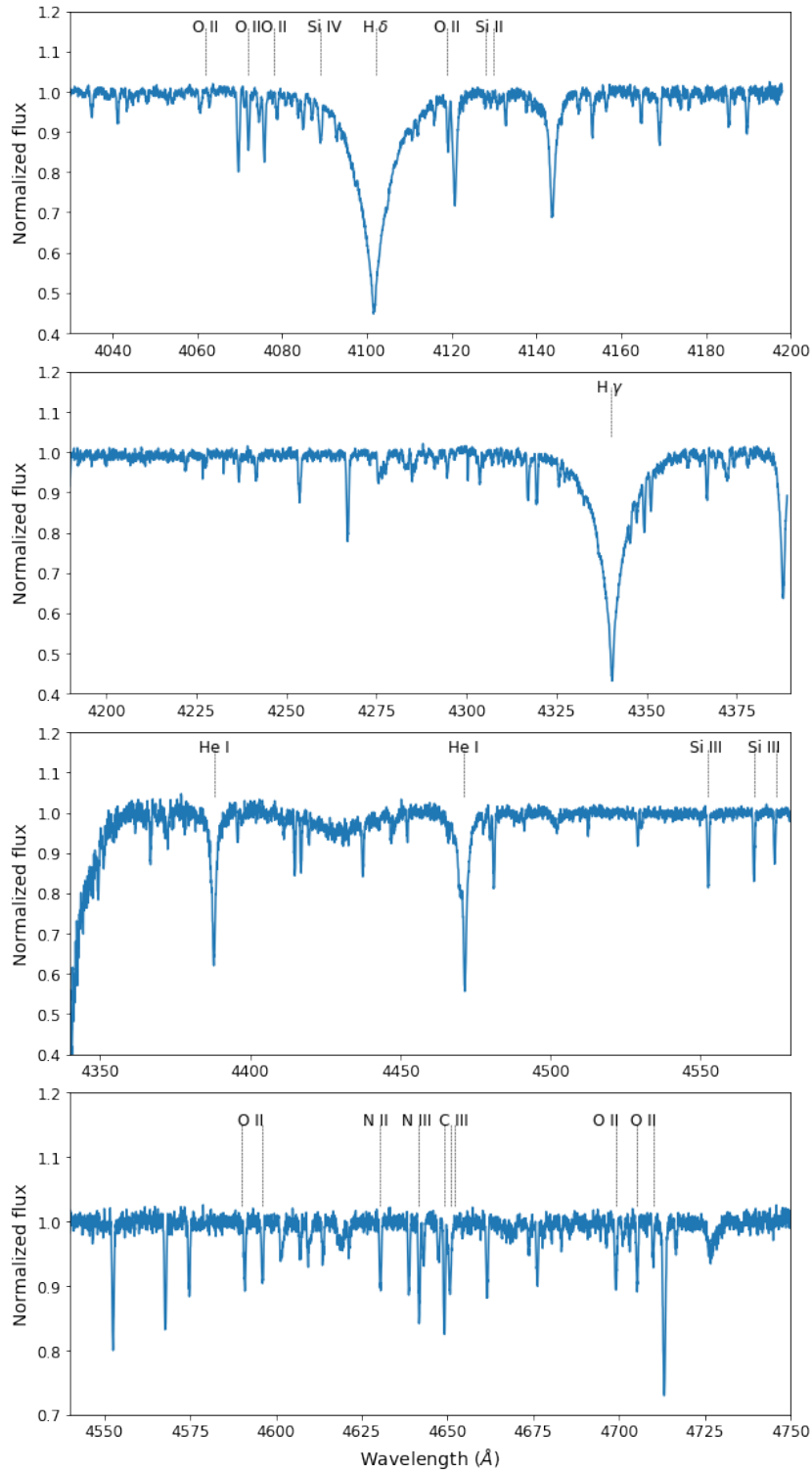


Figura 2.3: Exemplos de espectros obtidos com o espectrógrafo GIRAFFE em quatro regiões espectrais, apresentados de cima para baixo da seguinte ordem: HR03, HR04, HR05A e HR06.

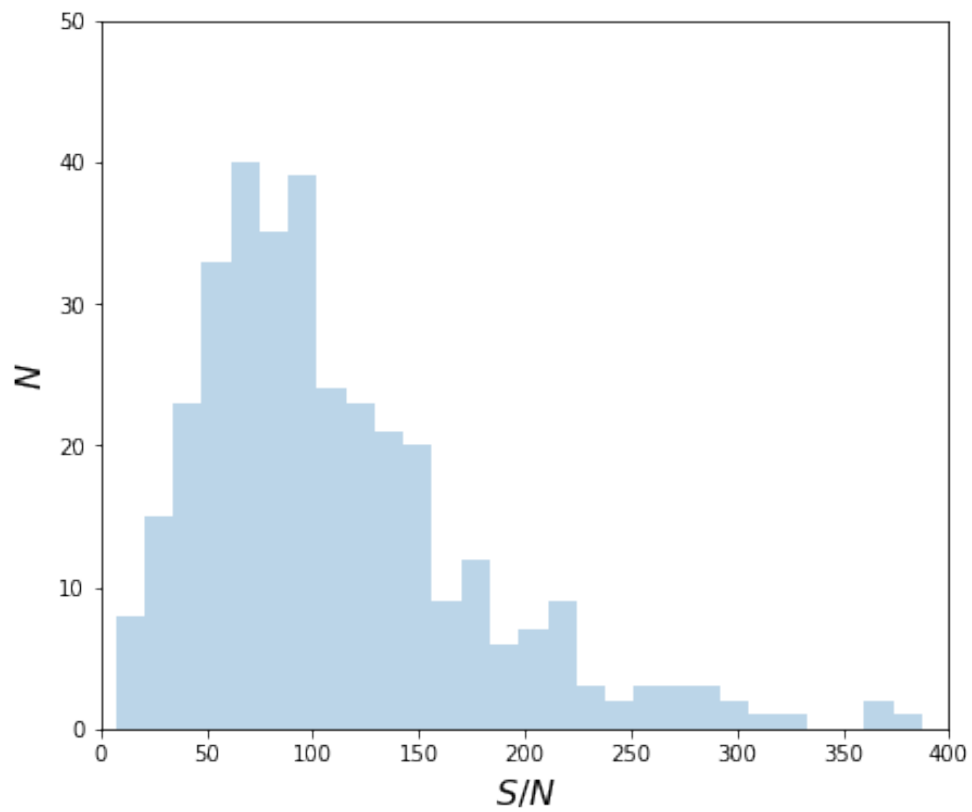


Figura 2.4: Distribuição de S/N para espectros da amostra de 347 estrelas de tipo espectral B5 – 09 observadas com a configuração HR5.

Capítulo 3

Identificação dos membros

Nesse capítulo, apresentarei uma análise simplificada da probabilidade de pertinência ou adesão dos membros (ou *membership*) dos aglomerados abertos Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16E, Trumpler 16W, Collinder 228 e Collinder 232, Bochum 11 e NGC 3293, utilizando dados de movimentos próprios, paralaxe e velocidades radiais.

3.1 A Nebulosa de Carina

A Nebulosa de Carina é uma região extremamente complexa devido à presença de inúmeros componentes, que incluem os aglomerados Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16E, Trumpler 16W, Collinder 228, Collinder 232, Bochum 11 e NGC 3293. O meio interestelar desta região exibe uma ampla variação de temperatura, abrangendo desde regiões de gás frio, conforme observado por Yonekura et al. (2005), até áreas de gás quente, como mencionado por Seward et al. (1979) e Townsley et al. (2011).

Carina permanece como uma região de intensa formação estelar, caracterizada por densos pilares de poeira e emissões brilhantes de regiões H II, como identificado por Povich et al. (2011). Os aglomerados abertos da região estão envolvidos por nuvens moleculares que resultam em regiões com extinção significativa, atingindo um valor de A_v de aproximadamente 15 magnitudes, de acordo com Damiani et al. (2016). Além disso, é possível observar uma nuvem de poeira em forma de V no centro da região Carina OB1, conforme apontado por Berlanas et al. (2023); Maíz Apellániz et al. (2022, 2020) e Rebolledo et al. (2016).

Portanto, torna-se evidente que a presença de poeira desempenha um papel importante na extinção diferencial na Nebulosa de Carina, como mencionado por Maíz Apellániz and Barbá (2018). No entanto, o estudo conduzido por Berlanas et al. (2023) revela que os objetos obscurecidos constituem apenas uma pequena parte da região de Carina, o que está em concordância com os resultados obtidos por Molina Lera et al. (in prep), indicando que a Nebulosa de Carina não está obscurecendo sua própria população estelar, mas sim a que está situada atrás dela, resultando em uma observação limitada desses objetos,

com exceção de algumas áreas, como Collinder 228. Vale ressaltar que as observações do GES não abrangem completamente toda a extensão dos aglomerados devido a limitações observacionais, como mencionado por Bragaglia et al. (2022).

3.2 Probabilidade de pertinência

Uma análise mais aprofundada da pertinência dos aglomerados estudados é altamente complexa e está além do escopo deste trabalho. Detalhes mais minuciosos podem ser encontrados no estudo de Berlanas et al. (2023). A Figura 3.1 mostra a região do céu na Nebulosa de Carina e as áreas demarcadas por círculos azuis são as regiões onde estão situados os aglomerados estudados nesta Tese (exceto NGC 3293, que está fora do campo apresentado). No entanto, é importante reconhecer o significativo esforço empreendido pelos grupos do GES antes da disponibilização dos dados do Gaia para coletar informações sobre os aglomerados estudados na literatura e realizar análises de pertinência cinemática quando possível, como destacado por Bragaglia et al. (2022). Dado que os alvos de interesse estão localizados muito próximos ao plano Galáctico ($b \sim 0.06^\circ - 0.07^\circ$) e que a fração de contaminantes pode ser considerável (aproximadamente 20%), decidimos realizar uma análise adicional das propriedades astrométricas dos alvos observados.

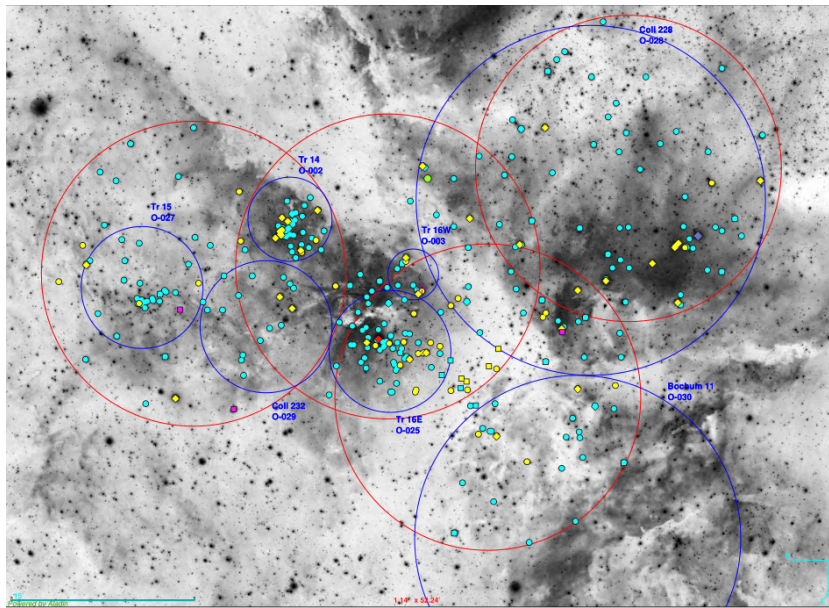


Figura 3.1: Região do céu que compreende os aglomerados abertos estudados exceto NGC 3293. As cores verde, vermelho, roxo e rosa foram usadas para representar as estrelas sdO, LBV, WR e RSG, respectivamente. Os círculos vermelhos indicam as regiões de observação do GES. Os círculos azuis indicam as regiões centrais dos aglomerados definidos pela colaboração GES e o catálogo de Villafranca: O-002 (Trumpler 14), O-003 (Trumpler 16 W), O-025 (Trumpler 16 E), O-027 (Trumpler 15), O-028 (Collinder 228), O-029 (Collinder 232) e O-030 (Bochum 11). Fonte: (Berlanas et al., 2023).

Realizamos uma seleção de estrelas a partir do catálogo Gaia EDR3 (Gaia Collaboration, 2020), considerando um raio de 10' centrado nos aglomerados estudados. Para garantir a qualidade das medidas astrométricas das estrelas selecionadas, utilizamos a métrica RUWE (*Renormalised Unit Weight Error*) do Gaia EDR3, que avalia a qualidade do ajuste astrométrico de uma fonte: (i) valores de RUWE menores que 1.0 indicam uma boa solução astrométrica; (ii) valores entre 1.0 e 1.4 podem apontar para binárias astrométricas, estrelas binárias (parcialmente) resolvidas ou fontes problemáticas (Lindgren, 2020); (iii) RUWE acima de 1.4 pode indicar problemas no processamento astrométrico ou uma solução inadequada. Vale notar que as medições de paralaxe (ϖ) do Gaia EDR3 são altamente precisas, com um desvio padrão médio de σ_{ϖ} em torno de 10%.

Nesse trabalho, utilizamos os resultados atualizados da missão Gaia EDR3 com a utilização dos dados astrométricos e fotométricos Brown et al. (2021). Cerca de 62% das estrelas em nossa amostra apresentam $\text{RUWE} < 1.0$. Aproximadamente 27% têm RUWE entre 1.0 e 1.4, enquanto menos de 11% de nossa amostra possui $\text{RUWE} > 1.4$. As paralaxes do Gaia EDR3 apresentam um desvio do ponto zero (ZEDR3) que necessitam da aplicação de uma correção de acordo com Lindgren et al. (2021) e Maíz Apellániz et al. (2021) e Maíz Apellániz et al. (2022), fornecendo paralaxes corrigidas. De agora em diante nesta tese nos referimos às paralaxes corrigidas como (ϖ_c). Os resultados das paralaxes corrigidas são ligeiramente maiores que as não corrigidas, com variações da ordem de $\varpi_c < 0.03$ mas. Essas correções contribuem para a precisão das medidas de distância de nossos objetos.

Complementando os dados astrométricos e fotométricos do Gaia, medimos as velocidades radiais das estrelas da amostra usando correlação cruzada de espectros. Como referência, usamos a biblioteca de espectros sintéticos de Munari et al. (2005), calculada a partir de modelos atmosféricos em ETL (Castelli & Kurucz, 2003) e considerando formação de linhas em ETL (SYNTH; Kurucz e Avrett, 1981). Os espectros sintéticos de Munari et al. (2005) tem cobertura espectral de 2,500 a 10,000Å, resolução máxima de $R \sim 20,000$ e foram convoluídos para 14 valores de velocidades rotacionais, entre 0 e 500 km s⁻¹. A biblioteca contém 51,228 espectros calculados para T_{eff} entre 3,500 e 47,500K, $\log g$ entre 0 e 5.0 e metalicidade (relativa ao Sol) entre -2,5 e +0,5. As medidas de velocidades radiais foram feitas utilizando a ferramenta *fxcor* do IRAF, selecionando os espectros da biblioteca com parâmetros T_{eff} , $\log g$, e $V \sin i$ semelhantes aos parâmetros das estrelas da nossa amostra. As linhas espectrais selecionadas para a medida são as linhas de He I a 4388 e 4471Å, e as linhas do tripleto de Si III a 4552.6, 4567.8 e 4574.8 Å, presentes nos espectros obtidos com a configuração HR5. A Figura 3.2 mostra a distribuição das nossas medidas de velocidades radiais (histograma azul claro) assim como a distribuição das velocidades radiais medidas por outro *nodos* da colaboração GES (histograma em linha preta). As duas distribuições são parecidas e apresentam picos na mesma posição, sendo que a distribuição de nossas medidas apresentam uma dispersão ligeiramente menor.

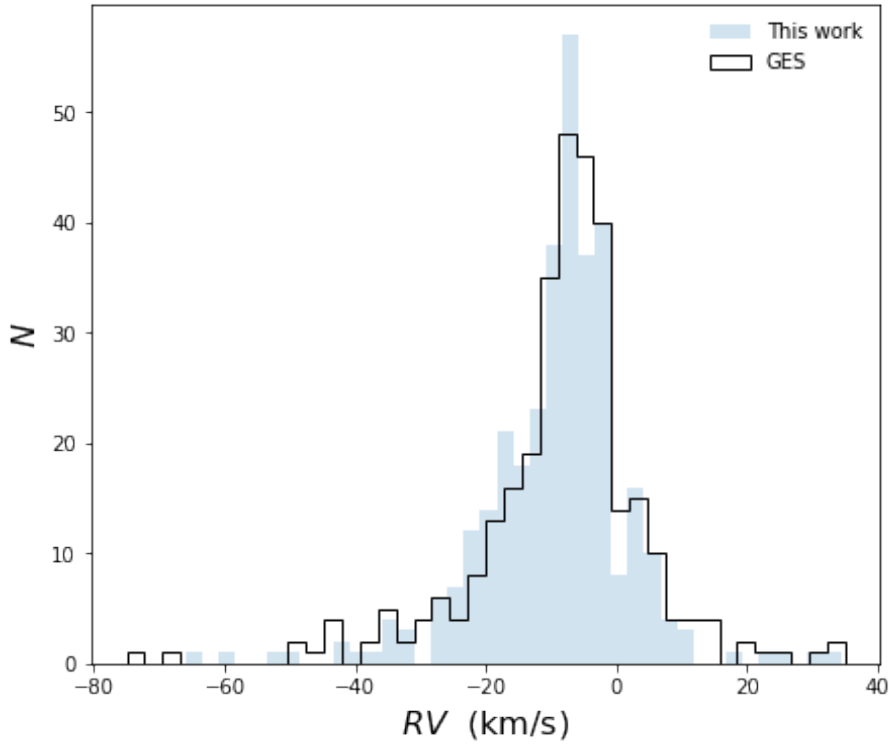


Figura 3.2: Distribuição de velocidades radiais medidas por correlção cruzada neste trabalho (histograma azul claro) e a distribuição de velocidades radiais obtidas por outros *nodos* da colaboração GES.

Nas Figuras 3.3 a 3.10, apresentamos os resultados da análise de adesão de membros para cada aglomerado estudado, baseada em dados astrométricos e fotométricos do Gaia EDR3, juntamente com as medidas de velocidade radial, medidas por nós. A estrutura e os símbolos utilizados nas Figuras são iguais para os diferentes aglomerados. Os símbolos azuis representam estrelas que são membros do aglomerado, enquanto os símbolos vermelhos indicam não membros. Os círculos abertos representam estrelas com medidas de velocidade rotacional projetada ($V \sin i$), conforme descrito no capítulo 4, enquanto triângulos abertos representam estrelas com resultados de abundância químicas apresentadas no capítulo 5. Os pontos pretos representam outras estrelas do aglomerado mais frias do que estrelas com tipo espectral B5 e classificadas como membros por Cantat-Gaudin et al. (2018).

Na Figura 3.3, que se refere ao aglomerado Trumpler 14, o painel esquerdo mostra a distribuição dos movimentos próprios em ascensão reta e declinação. As estrelas são diferenciadas por cores onde indentificamos os prováveis membros (azul) e prováveis não membros (vermelho), segundo Bragaglia et al. (2022). Os histogramas laterais são coloridos de acordo com a pertinência das estrelas aos aglomerados, com linhas verticais tracejadas em preto representando os valores médios da amostra. O painel central superior apresenta a distribuição de velocidades radiais, enquanto o painel central inferior

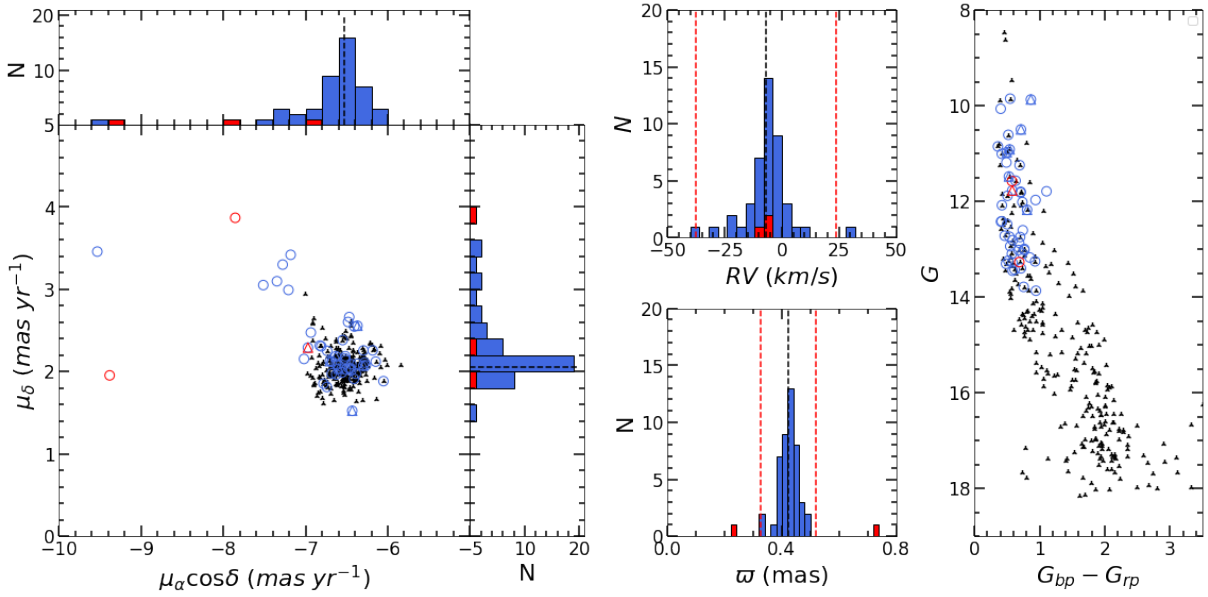


Figura 3.3: Dados astrométricos e fotométricos do Gaia EDR3 e medidas de Velocidade radial, obtidas por nós, para o aglomerado Trumpler 14. Em todos os painéis, os símbolos azuis representam as estrelas que provavelmente são membros do aglomerado, enquanto os símbolos vermelhos destacam as estrelas que provavelmente não são membros. As estrelas com medidas de velocidade de rotação ($V \sin i$) são representadas por círculos vazios, enquanto as estrelas com resultados de abundância são indicadas por triângulos abertos. Os pontos pretos correspondem a outros membros do aglomerado identificados por Cantat-Gaudin et al. (2018). O painel esquerdo mostra a distribuição dos movimentos próprios em ascensão reta e declinação. Os histogramas laterais são coloridos de acordo com a pertinência das estrelas ao aglomerado, com uma linha tracejada representando o valor médio para a amostra. O painel central superior mostra a distribuição das velocidades radiais das estrelas pertencentes ao aglomerado, enquanto o painel central inferior, mostra as paralaxes, representadas pelas cores azul e vermelho para os prováveis membros e não-membros, respectivamente. A linha tracejada preta representa o valor médio da nossa amostra, enquanto as linhas tracejadas vermelhas indicam os limites de 3σ . Por fim, um diagrama cor \times magnitude no sistema fotométrico Gaia é apresentado no painel direito.

mostra a distribuição de paralaxes. As linhas verticais tracejadas em preto representam os valores médios e linhas verticais em vermelho representam os limites de 3σ de cada grandeza. Utilizamos um critério de seleção conservador, baseado no desvio padrão de 3σ nas paralaxes adotadas por Göppl and Preibisch (2022); Morel et al. (2022); Shull et al. (2021), para definir nossa amostra final de estrelas em cada aglomerado. Consideramos como estrelas prováveis não membros os objetos possuindo paralaxes além do limite de 3σ . Objetos de paralaxes abaixo de 3σ são identificadas como estrelas de fundo (background) e acima de 3σ são identificadas como estrelas na frente do aglomerado (foreground). O painel direito exibe um diagrama de cor ($G_{BP} - G_{RP}$) \times magnitude absoluta (G) no sistema fotométrico Gaia.

A paralaxe média para Trumpler 14 é 0.422 ± 0.032 mas, com três estrelas apresentando desvios maiores de 3σ do valor médio. A paralaxe de uma dessas estrelas, 2MASS

J10435795-5933536, no entanto, é muito próxima do limite de 3σ enquanto a sua velocidade radial é consistente com o valor médio do aglomerado, Por isso, essa estrela foi mantida na amostra de Trumpler 14, em linha com a abordagem de Berlanas et al. (2023). A nossa amostra conta, portanto, com 46 estrelas OB em Trumpler 14.

O aglomerado Trumpler 15 apresenta uma paralaxe média de 0.425 ± 0.031 mas. Seis estrelas da nossa amostra inicial apresentam paralaxes fora do limite de 3σ . Duas estrelas que poderiam ser descartadas devido ao valor de suas paralaxes foram mantidas na amostra (ALS 15860 e GES 10451811-5924277) devido à avaliação de sua velocidade radial. A amostra final do aglomerado Trumpler 15 conta com 40 estrelas OB. O aglomerado Trumpler 16E, com uma paralaxe média de 0.430 ± 0.023 mas, possui duas estrelas fora do limite de 3σ , sendo que uma delas não está representada na Figura 3.5 uma vez que apresenta parâmetros cinemáticos muito discrepantes e fora da escala da Figura. As paralaxes das estrelas do aglomerado Trumpler 16W apresentam um valor médio de 0.430 ± 0.027 mas e todas as estrelas estão dentro do limite de 3σ em torno deste valor, portanto são consideradas membros.

Collinder 228, o aglomerado mais disperso da nossa amostra, tem uma paralaxe média de 0.415 ± 0.051 mas e dez estrelas no seu campo apresentam paralaxe fora do limite de 3σ , incluindo cinco estrelas selecionadas para análise química. No entanto, todas essas estrelas foram mantidas na amostra final porque suas paralaxes estão próximas do limite em que podem ser consideradas prováveis membros, de acordo com o critério adotado de 3σ .

Collinder 232, um aglomerado mais concentrado com baixa dispersão, apresenta uma paralaxe média de 0.436 ± 0.013 mas, e todas as estrelas foram consideradas prováveis membros, atendendo ao critério de 3σ . Bochum 11, com uma paralaxe média de 0.432 ± 0.028 mas, possui apenas uma estrela (ALS 16082) que pode ser considerada como provável não membro de acordo com o critério de 3σ .

NGC 3293, o aglomerado mais populoso da nossa amostra, tem uma paralaxe média de 0.420 ± 0.031 mas e apenas uma das estrelas selecionadas apresenta parâmetros que a caracterizam como provável não membro deste aglomerado.

Com base na análise das Figuras 3.3 a 3.10, identificamos 23 objetos que podem ser contaminantes na região de Carina: 16 estrelas em nossa amostra podem ser estrelas de fundo e 7 estrelas estão provavelmente localizadas à frente de Carina, em primeiro plano. Decidimos manter 8 estrelas em nossa amostra, apesar de apresentarem paralaxes ligeiramente fora do limite de 3σ , pois suas velocidades radiais e movimentos próprios são consistentes com os valores médios dos aglomerados.

Portanto, nossa lista inicial com 347 estrelas na região de Carina passou a contar com 332 estrelas na sua forma final, após a remoção de 15 estrelas com parâmetros fora do critério de seleção. Essa amostra de 332 estrelas será a base de nossa análise e está distribuída da seguinte forma: 46 estrelas em Trumpler 14, 40 em Trumpler 15, 71 em

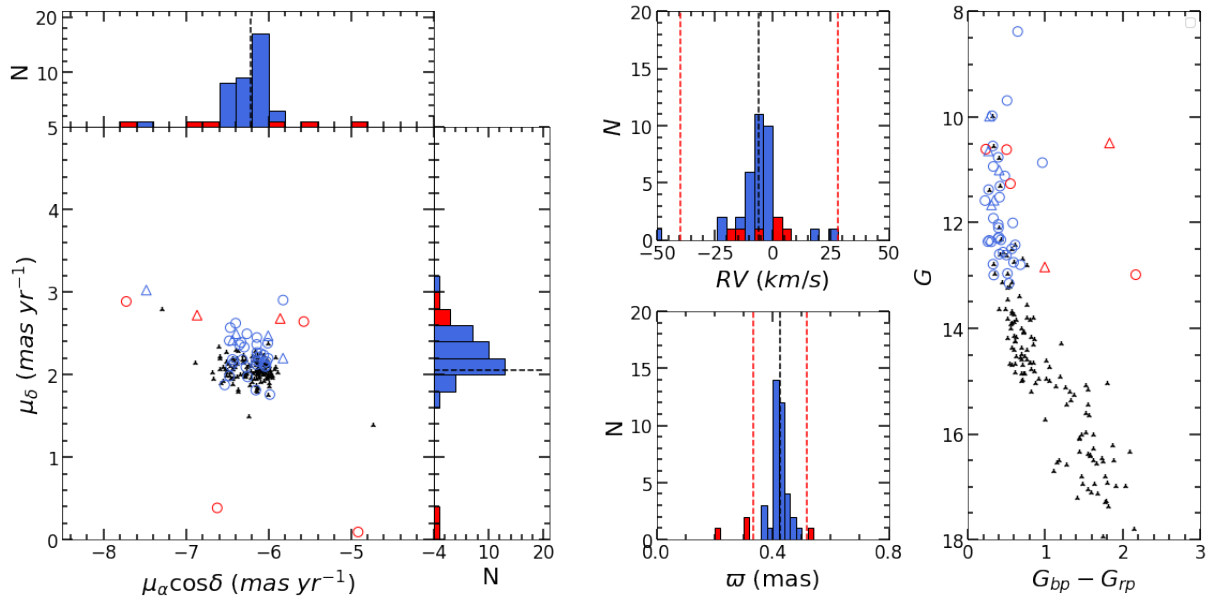


Figura 3.4: Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto Trumpler 15.

Trumpler 16E, 9 em Trumpler 16W, 19 em Collinder 232, 22 em Bochum 11, 59 em Collinder 228 e, finalmente, 66 estrelas em NGC 3293.

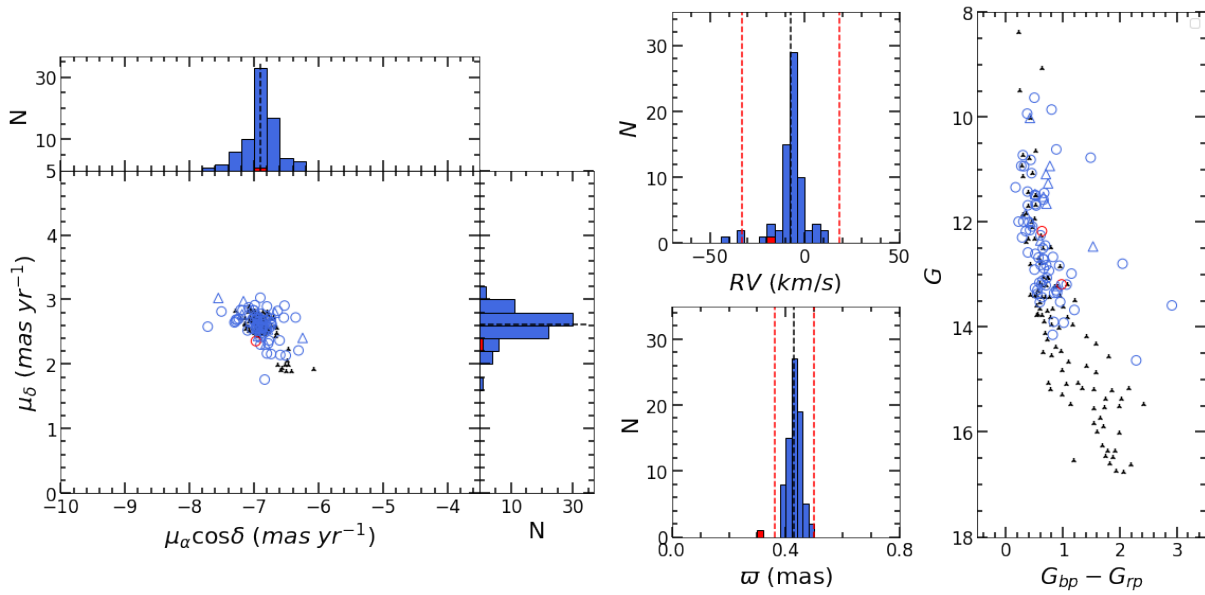


Figura 3.5: Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto Trumpler 16E.

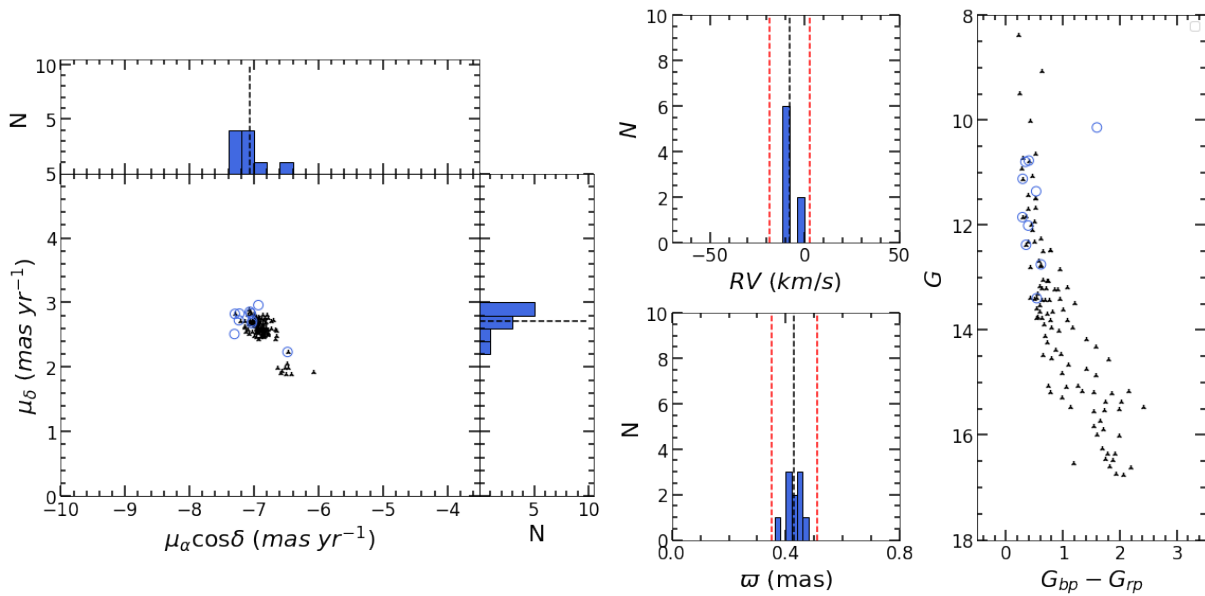


Figura 3.6: Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto Trumpler 16W.

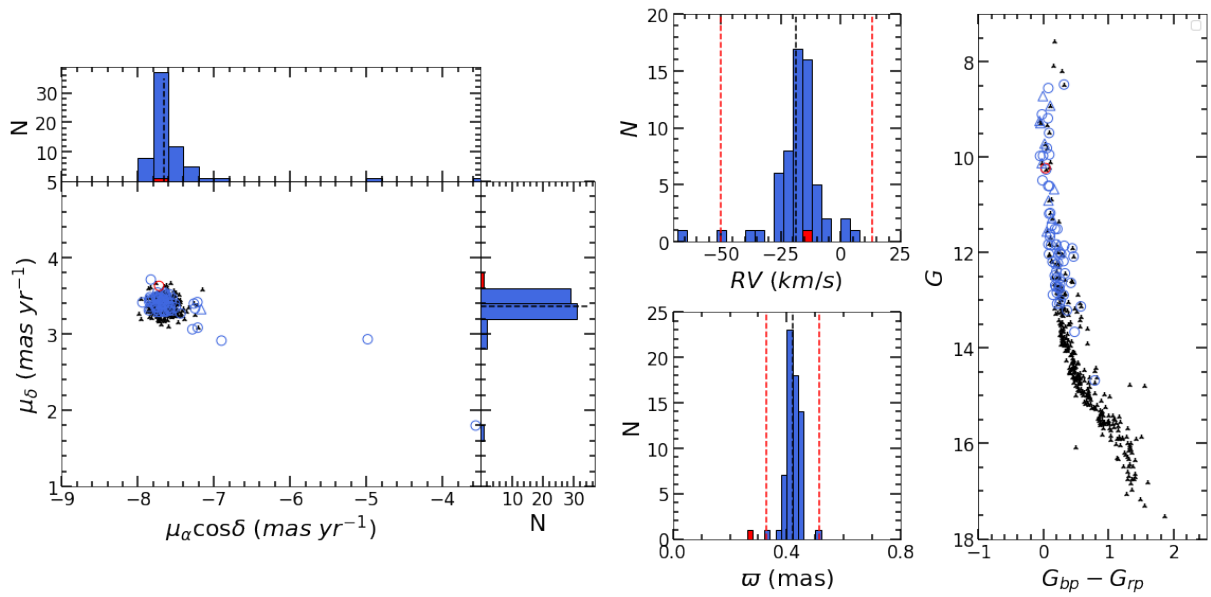


Figura 3.7: Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto NGC 3293.

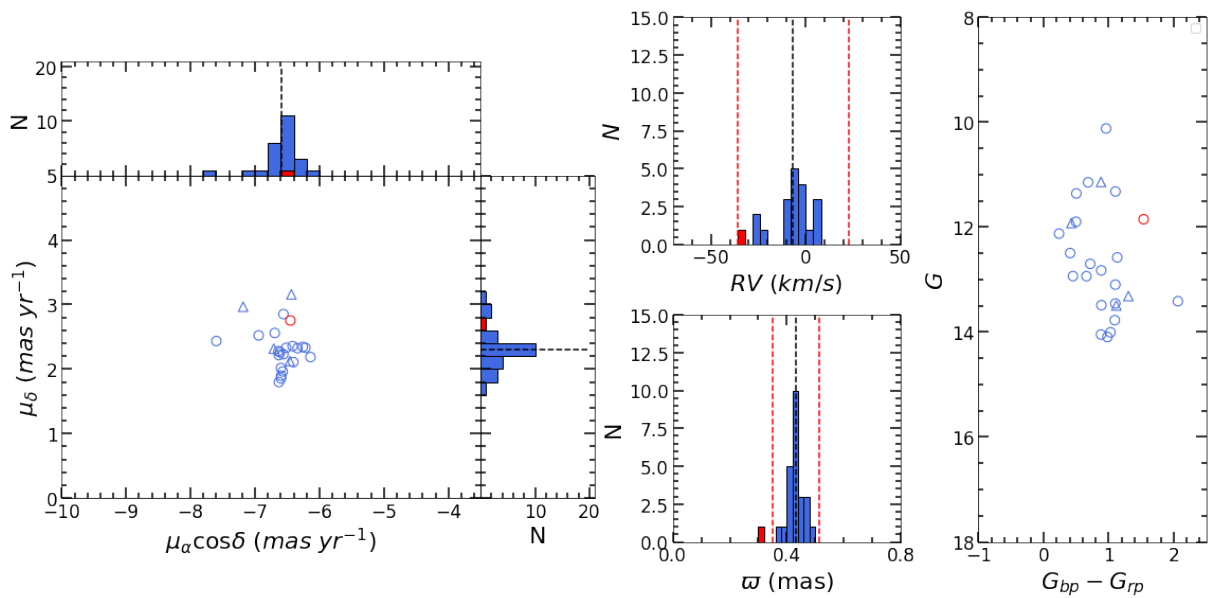


Figura 3.8: Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto Bochum 11.

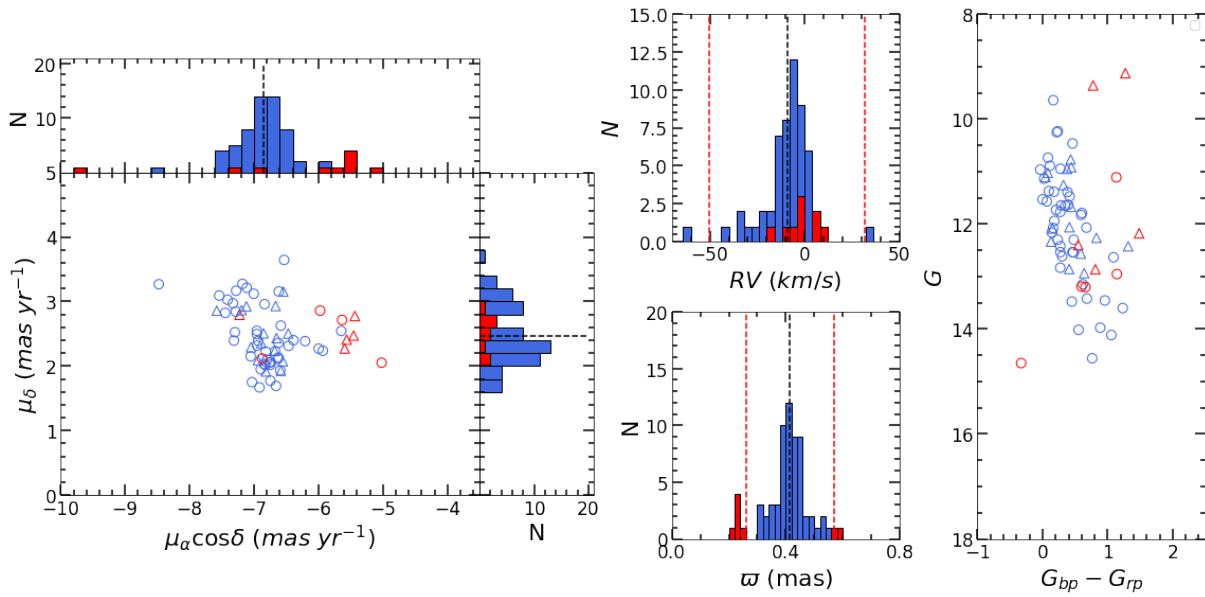


Figura 3.9: Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto Collinder 228.

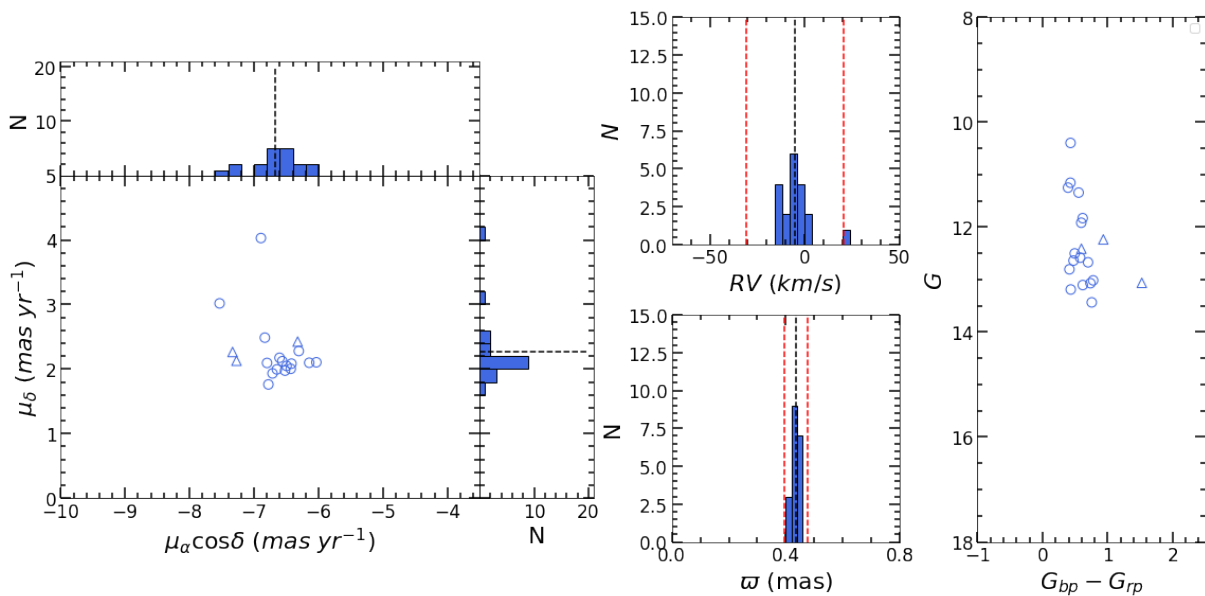


Figura 3.10: Similar à Figura 3.3 para o aglomerado aberto Collinder 232.

Capítulo 4

Velocidade Rotacional Projetada

Existem atualmente diversos métodos para determinar o $V \sin i$ de uma estrela, cada um com níveis variados de precisão. Entre os métodos mais conhecidos estão aqueles que se baseiam nas larguras a meia altura de perfis estelares e na aplicação da transformada de Fourier. Por exemplo, o estudo de Huang and Gies (2006a) investigou uma amostra de 496 estrelas de tipos espectrais O e B distribuídas em 19 aglomerados estelares. Nesse trabalho, os autores obtiveram o $V \sin i$ utilizando perfis sintéticos das linhas de He I em $\lambda\lambda$ 4026 Å, 4388 Å, 4471 Å, e Mg II em 4481Å. Eles aplicaram modelos de perfis sintéticos que foram convoluídos com diferentes valores de $V \sin i$, variando entre 0 e 400 km/s. O valor de $V \sin i$ que melhor se ajustou aos perfis observados, minimizando o valor de χ^2 , foi então adotado como a medida final. Esse método também foi empregado por Hanes et al. (2018), que utilizou as mesmas linhas espectrais empregadas por Huang and Gies (2006a). Adicionalmente, eles aplicaram modelos atmosféricos calculados com TLUSTY em conjunto com o código de transferência radiativa SYNSPEC, conforme descrito por Hubeny and Lanz (1995), para analisar 82 estrelas do tipo B na Nebulosa de Carina. Os resultados de $V \sin i$ para as estrelas em comum nos estudos de Hanes et al. (2018) e Huang and Gies (2006a) estão em concordância dentro das margens de erro.

Outro método comumente utilizado envolve a síntese de linhas espectrais metálicas para inferir o $V \sin i$. Nesse método, são gerados perfis sintéticos que são convoluídos com diferentes valores de $V \sin i$. O valor de $V \sin i$ do perfil sintético que reproduz o perfil observado, minimizando o valor de χ^2 , é então adotado como a estimativa do $V \sin i$. Essa abordagem foi empregada por Daflon et al. (2004) em uma amostra de 69 estrelas dos tipos O e B, demonstrando ser uma ferramenta eficaz para a determinação do $V \sin i$ e para a obtenção de abundâncias químicas.

No entanto, a eficácia desse método é limitada a valores de $V \sin i$ menores que aproximadamente 100 km s^{-1} e não é eficiente para estrelas com $V \sin i$ elevados. Isso ocorre porque, em estrelas com alta rotação, as linhas espectrais são alargadas significativamente, promovendo a intensa mistura de perfis espectrais próximos e dificultando a definição do contínuo estelar. O efeito da alta rotação estelar é devastador no caso de linhas espectrais

fracas, que são praticamente apagadas do espectro estelar. Linhas de intensidade intermediária, como as linhas de Hélio, ainda podem ser detectadas nos espectros de estrelas com $V \sin i$ mais altos.

4.1 Metodologia

No nosso estudo, empregamos um método descrito por Daflon et al. (2007) e que permite estimar $V \sin i$ até 400 km s^{-1} para estrelas de tipo B. Esse método baseia-se na medição das larguras a meia altura (FWHM - *Full Width at Half Maximum*) de perfis de três linhas espectrais de He I, com comprimentos de onda $\lambda\lambda$ 4026 Å, 4388 Å e 4471 Å. No entanto, neste trabalho, utilizamos apenas as linhas de He I em $\lambda\lambda$ 4388 Å e 4471 Å, devido à cobertura dos espectros obtidos com a configuração HR5 que abrange o intervalo espectral $\lambda\lambda$ 4335 – 4583 Å. A Figura 4.1 ilustra essas duas linhas de He I nos espectros de estrelas com diferentes $V \sin i$ evidenciando o efeito da rotação estelar variando entre 35 e 250 km s^{-1} no alargamento dos perfis.

No método de Daflon et al. (2007) para determinar o $V \sin i$ é necessário realizar interpolações em uma grade de valores de largura a meia altura de perfis sintéticos das linhas de He I, abrangendo diversos valores de $V \sin i$ e quatro valores de temperatura efetiva. Os perfis sintéticos das linhas de He I foram calculados considerando modelos atmosféricos em ETL calculados com o código (ATLAS9; Kurucz, 1993), para composição solar, e formação de linhas em não-ETL com os códigos (DETAIL; Giddings, 1980) e (SURFACE; Butler and Giddings, 1985), adotando o modelo atômico de He I descrito por Przybilla (2005). Os espectros foram sintetizados para quatro temperaturas diferentes, a saber: $T_{\text{eff}} = 15.000, 20.000, 25.000$ e 30.000 K . Essa faixa de temperaturas efetivas utilizadas na síntese abrange os tipos espectrais de estrelas entre B5 e O9. A gravidade superficial adotada na síntese foi mantida constante em $\log g = 4,0$, o que corresponde a estrelas não evoluídas. O valor de microturbulência foi fixado em 5 km/s , coerente com os valores típicos de microturbulência observados em estrelas da sequência principal dos tipos O e B.

Os perfis sintéticos resultantes foram convoluídos com duas resoluções instrumentais diferentes, $R = 10.000$ e $R = 50.000$. Os perfis de rotação foram calculados para um intervalo de valores de $V \sin i$ variando de 0 a 400 km/s , com intervalo de 50 km/s . Após a geração dos espectros sintéticos convoluídos, as medidas de FWHM dos perfis teóricos das linhas de He I foram organizadas em uma grade, onde os valores de $V \sin i$ podem ser obtidos por interpolação em função da largura medida do perfil observado.

Os perfis de He I são pouco sensíveis à gravidade superficial, especialmente para estrelas da sequência principal. A calibração de Daflon et al. (2007), que foi obtida com base em um valor constante de $\log g = 4,0$, pode ser utilizada com segurança para uma faixa de valores de $\log g$ em torno de 4.0 ± 0.3 , de modo que a calibração é aplicável a estrelas

da sequência principal que normalmente apresentam $\log g$ na faixa de 3.7 a 4.3, segundo os autores. As estimativas iniciais de gravidade superficial para nossos objetos foram fornecidas pelo GES, seguindo os mesmos critérios adotados para a temperatura efetiva, conforme mencionado no Capítulo 2. Os valores de $\log g$ de nossos objetos encontram-se dentro da margem aceitável de confiabilidade para a utilização do método de Daflon et al. (2007).

A faixa de temperatura efetiva da calibração de Daflon et al. (2007) é válida para temperaturas entre $15000 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 30000 \text{ K}$. No entanto, os autores extrapolaram essa calibração para temperaturas próximas a 35000 K , embora tenham mencionado que estrelas com $T_{\text{eff}} > 35000 \text{ K}$ estão além da faixa de aplicabilidade do método de obtenção de $V \sin i$. Os valores de $V \sin i$ para 19 estrelas da nossa amostra com $30000 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 34614 \text{ K}$ foram obtidos por extrapolação, adotando o limite superior da grade como a T_{eff} aproximada da estrela.

No que diz respeito aos espectros da nossa amostra, não identificamos nenhuma anomalia de caráter instrumental, como defeitos no CCD. No entanto, as linhas de He I $\lambda\lambda 4388 \text{ \AA}$ e $\lambda\lambda 4471 \text{ \AA}$ apresentam peculiaridades em seus perfis. A linha $\lambda\lambda 4388 \text{ \AA}$ está próxima à borda do CCD e, em alguns casos, pode apresentar um S/N mais baixo, dificultando a medição da FWHM. Em casos extremos, optamos por usar apenas a linha $\lambda\lambda 4471 \text{ \AA}$. O perfil dessa linha apresenta, em sua asa esquerda, a presença de componentes proibidas, mais fracas, de He I, que se tornam notáveis para baixos valores de $V \sin i$, como pode ser visto na Figura 4.1. Nessas situações, o ajuste das linhas apresentou desafios devido a essa contaminação. Consequentemente, a medição dessas linhas foi realizada ajustando a asa vermelha da linha e espelhando-a para a asa azul. Dessa forma, as medições das linhas $\lambda\lambda 4388 \text{ \AA}$ e $\lambda\lambda 4471 \text{ \AA}$ foram realizadas individualmente e manualmente, usando a rotina *plot* do pacote de redução e análise de dados IRAF.

Das 332 estrelas prováveis membros dos aglomerados estudados, não foi possível obter $V \sin i$ para duas estrelas: uma delas apresentava perfis extremamente estreitos no seu espectro, com FWHM menor do que o limite inferior da grade. A outra estrela, por outro lado, apresentava perfis extremamente largos, resultando em $V \sin i > 400 \text{ km s}^{-1}$. As medidas de FWHM para as linhas de He I de 330 estrelas prováveis membros estão listadas na Tabela A, juntamente com os valores de $V \sin i$ obtidos para cada linha e o valor médio calculado.

A título de completeza dos resultados, as medidas de FWHM e $V \sin i$ obtidos para as 15 estrelas consideradas como prováveis não-membros estão listados na Tabela B.1. Esses resultados, no entanto, não serão considerados nas análises subsequentes das distribuições de $V \sin i$.

4.2 Resultados e Discussões

Nesta seção, discutiremos os principais resultados de velocidades rotacionais projetadas ($V \sin i$) das estrelas prováveis membros dos aglomerados da Nebulosa de Carina. Por meio da análise de pertinência apresentada no capítulo 3, podemos obter a distribuição de $V \sin i$ das estrelas OB da Nebulosa de Carina, assim como as distribuições de $V \sin i$ dos aglomerados individuais.

A velocidade rotacional projetada torna-se um mecanismo de alargamento significativo para valores de $V \sin i$ superiores a 100 km s^{-1} , afetando especialmente as linhas metálicas mais fracas presentes nos espectros de estrelas de tipos iniciais. Esse efeito de alargamento, perceptível, impede uma análise precisa das abundâncias em objetos com altos valores de $V \sin i$. Como nosso principal objetivo neste trabalho é a determinação precisa das abundâncias estelares, a determinação de $V \sin i$ para a seleção de estrelas com espectros adequados (ou seja, com $V \sin i < 100 \text{ km s}^{-1}$) é imprescindível. As estimativas de $V \sin i$ obtidas a partir da calibração baseada nas larguras das linhas de He I servirão como critério para selecionar uma sub-amostra de estrelas com linhas adequadas para uma análise detalhada de abundância.

4.2.1 Comparação com a literatura

Iniciamos a discussão da nossa análise com uma comparação entre os nossos resultados e resultados publicados na literatura. Huang and Gies (2006a) e Huang and Gies (2006b) obtiveram os parâmetros estelares, como T_{eff} , $\log g$ e $V \sin i$, para uma ampla amostra de estrelas de tipo B jovens em 19 aglomerados abertos, incluindo Trumpler 14, Trumpler 16 e NGC 3293. Eles basearam sua metodologia na combinação de ajustes de perfis sintéticos de linhas de Balmer e linhas de He I. Por outro lado, Hanes et al. (2018) determinaram T_{eff} , $\log g$ e $V \sin i$ para uma amostra de 82 estrelas B quentes na região de Carina, utilizando síntese não-ETL das linhas de He I em $\lambda\lambda 4026, 4388$ e 4471 \AA .

NGC 3293 é um aglomerado amplamente estudado espectroscopicamente e contém um número considerável de estrelas com resultados de análises anteriores publicados na literatura. McSwain et al. (2009) obtiveram os parâmetros estelares, incluindo T_{eff} , $\log g$ e $V \sin i$, através de síntese não-ETL baseada na grade de modelos BSTAR2006, combinando ajustes de perfis sintéticos das linhas $H\gamma$ e He I em $\lambda\lambda 4388, 4471 \text{ \AA}$, além das linhas de Mg II em $\lambda\lambda 4481 \text{ \AA}$. O método empregado por Hunter et al. (2009), por sua vez, permitiu a obtenção de T_{eff} e $\log g$ para as estrelas em NGC 3293 por meio do equilíbrio de ionização do silício (Si II e Si III) e das asas das linhas de Hidrogênio, enquanto $V \sin i$ foi estimado com base em linhas metálicas e linhas de He I. Morel et al. (2022) conduziram um estudo de um total de 160 estrelas com tipos espectrais variando de B1 a B9.5 no aglomerado NGC 3293, no contexto do Gaia-ESO Survey. Eles determinaram os parâmetros atmosféricos, como T_{eff} , $\log g$ e $V \sin i$, além de abundâncias químicas, usando síntese espectral.

Em primeiro lugar, comparamos nossos resultados de $V \sin i$ com os resultados encontrados na literatura para as estrelas individuais, baseados nas linhas de Hélio, seja pela medida de suas larguras ou por ajuste de perfis sintéticos. Os resultados dessa comparação podem ser visualizados na Fig. 4.2, onde as cores e os símbolos no gráfico estão associados às referências bibliográficas: os resultados de Huang and Gies (2006b) são representados por círculos azuis, os de Hanes et al. (2018) por pentágonos amarelos e os de McSwain et al. (2009) por diamantes roxos. Os resultados obtidos independentemente pelos 3 estudos são consistentes entre si, de modo que consideramos todos os resultados em um só conjunto a fim de avaliar possíveis diferenças sistemáticas. A diferença média entre nossos resultados de $V \sin i$ e os resultados de Hanes et al. (2018); Huang and Gies (2006b); McSwain et al. (2009), obtidos a partir das linhas de He I, é de $\langle \Delta V \sin i \rangle = -3.9 \pm 25.2 \text{ km s}^{-1}$. Esta pequena diferença é menor do que as incertezas nos valores de $V \sin i$ nas análises comparadas e indica que nossos resultados estão em boa concordância com a literatura dentro das incertezas, ainda que nossos resultados sejam ligeiramente menores.

Em seguida, realizamos uma comparação separada para os resultados de Hunter et al. (2009) e Morel et al. (2022), que usaram metodologia baseada na síntese de linhas metálicas (Figura 4.3). A obtenção de $V \sin i$ através da síntese de linhas metálicas envolve a consideração de outros efeitos de alargamento, como a velocidade de microturbulência, o que poderia introduzir alguma diferença sistemática nos resultados. A média das diferenças entre nossos resultados e os de Hunter et al. (2009) é de $\langle \Delta V \sin i_{Metal} \rangle = 1.9 \pm 18.5 \text{ km s}^{-1}$, indicando um ótimo acordo geral dentro das incertezas. Contudo, notamos um comportamento sistemático entre nossos resultados e os resultados de Morel et al. (2022) em dois regimes de $V \sin i$: para $V \sin i < 200 \text{ km s}^{-1}$, os resultados de Morel et al. (2022) apresentam, em média, valores sistematicamente menores que os nossos com um fator de 4%, enquanto que para $V \sin i > 200 \text{ km s}^{-1}$, os resultados de Morel et al. (2022) são em média 12% maiores que os nossos, indicando uma maior sensibilidade no regime de baixo $V \sin i$, como sugerido por Daflon et al. (2007).

Outros grupos de trabalho da Colaboração Gaia-ESO também determinaram os valores de $V \sin i$ utilizando diferentes métodos, como a FFT (IAC Node) e síntese espectral (Liège Node). A Figura 8 em Blomme et al. (2022) ilustra a comparação entre os valores de $V \sin i$ obtidos por diversos *nodos* da Colaboração Gaia-ESO, incluindo o nosso grupo (ON Node). Naquela comparação, entretanto, foi considerada uma amostra de estrelas em comum, analisadas por diferentes métodos, e incluiu tanto estrelas padrão quanto outras estrelas que não fazem parte da região de Carina. Na Figura 4.4, apresentamos a comparação entre nossos resultados de $V \sin i$ e os valores de $V \sin i_{GES}$ obtidos pelos diferentes *nodos* do GES, desta vez considerando apenas as estrelas pertencentes aos aglomerados de Carina. Os resultados dos outros *nodos* do GES apresentam, de maneira geral, uma boa concordância com nossos resultados, com uma diferença média (Este

trabalho - GES) de apenas $\langle \Delta V \sin i_{GES} \rangle = 1.8 \pm 24.8 \text{ km s}^{-1}$, embora haja algumas estrelas com valores discrepantes, que podem ter sido produzidos por divergências nos parâmetros iniciais ou por binariedade. A comparação não revela diferenças sistemáticas no intervalo de valores de $V \sin i$ estudado. No entanto, observamos que as barras de erro tendem a ser maiores para $V \sin i$ mais altos, o que é esperado e consistente com as incertezas expressas em percentis.

4.2.2 Rotação estelar e idade dos aglomerados

Huang and Gies (2006a) estudaram uma amostra de 496 estrelas do tipo inicial em 19 aglomerados abertos de diferentes idades, entre 6–72 milhões de anos. Eles obtiveram um valor médio de $\langle V \sin i \rangle = 147 \pm 26 \text{ km s}^{-1}$, resultado que difere da média de $V \sin i$ para as estrelas do campo obtida por Abt et al. (2002). Huang and Gies (2006a) investigaram uma possível correlação entre o $V \sin i$ dos aglomerados e suas idades. Para isso, eles dividiram a sua amostra em dois grupos com massas menores e maiores que $9 M_{\odot}$ e consideraram apenas os aglomerados com mais de 6 estrelas analisadas. Os resultados sugerem que os aglomerados com $(\log(\text{Age}))$ entre 7.0 e 7.15 parecem conter maior número de estrelas com alta rotação. No entanto, a distribuição geral de $V \sin i$ em função da idade para a subamostra selecionada é razoavelmente plana, sem apresentar qualquer clara correlação entre os parâmetros.

Na Figura 4.5, apresentamos a distribuição do valor médio de $V \sin i$ em função da idade dos aglomerados de Carina, representados por círculos azuis, comparando-os com os resultados para os 14 aglomerados estudados por Huang and Gies (2006a), que possuíam mais que 6 estrelas, representados pelos triângulos laranjas. Em contraste com a amostra de Huang and Gies (2006a), os aglomerados em nosso estudo são jovens, onde grande parte deles estão localizados em uma faixa estreita de idades no intervalo $\log(\text{Age}) = [6.7; 6.9]$, de acordo com Dias et al. (2021), para os aglomerados Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16, Bochum 11 e NGC 3293, e Loktin and Popova (2017), para os aglomerados Collinder 228 e Collinder 232, respectivamente.

Dentre nossa análise temos em comum com Huang and Gies (2006b) os aglomerados Trumpler 16 e NGC 3293, a distribuição de $V \sin i \times \log(\text{Age})$ para a nossa amostra está em boa concordância com os resultados de Huang and Gies (2006a) aparentemente não apresentando nenhuma correlação clara entre esses dois parâmetros.

4.2.3 Distribuição de $V \sin i$ e Bimodalidade

A distribuição de $V \sin i$ da amostra de 330 prováveis membros dos aglomerados estudados na região de Carina é apresentada através do histograma azul claro na Fig. 4.6. A distribuição de $V \sin i$ é gaussiana e possui um pico entre 100 - 150 km s^{-1} , com média de $\langle V \sin i \rangle = 159 \pm 91 \text{ km s}^{-1}$, valor típico encontrado para estrelas do tipo B (Wolff et al.,

1982, 2007). Aproximadamente 70% das estrelas em nossa amostra apresentam altos valores de $V \sin i$, entre 100 e 400 km s⁻¹. A Figura 4.6 também apresenta histogramas que representam as distribuições de $V \sin i$ para estrelas do tipo B em aglomerados abertos (linha preta, Huang and Gies (2006a)) e para estrelas de campo (linha roxa, Huang and Gies (2008), e linha laranja, Abt et al. (2002)). A distribuição de $V \sin i$ para as estrelas de campo apresenta um excesso de estrelas com rotação lenta, como já foi observado por Abt et al. (2002) e por Huang and Gies (2008). Bragança et al. (2012) analisaram uma amostra de estrelas B de aglomerados e de campo no disco galático e confirmaram essa característica em sua amostra. Quando comparamos nossos resultados com a distribuição $V \sin i$ de estrelas situadas no campo, a distribuição de nossa amostra se difere apresentando uma pico deslocado para regiões de mais altos $V \sin i$ entre 100 – 150 km s⁻¹. Este resultado corrobora os resultados apresentados por Wolff et al. (2007) e Huang and Gies (2006a) que estrelas de tipo inicial B em aglomerados tendem a apresentar valores de $V \sin i$ maiores, quando comparadas com estrelas de campo. A distribuição de $V \sin i$ obtida por Huang and Gies (2006a) apresenta característica gaussiana semelhante ao que encontramos em nosso trabalho, apresentando uma maior concentração de rotadores rápidos.

Na Figura 4.7, apresentamos a função de distribuição cumulativa de $V \sin i$ para estrelas de nossa amostra (linha azul claro), juntamente com as distribuições para estrelas de campo (linha roxa, Huang and Gies (2008)) e (Abt et al. (2002); linha laranja) e estrelas em aglomerados (Huang and Gies (2006a); linha preta). O gráfico da função de distribuição cumulativa é capaz de sinalizar, dado uma população, a maior probabilidade de ocorrência devido a sua concentração, sendo uma forma complementar da visualização dos dados além do histograma. Nesse sentido, analisando a distribuição de estrelas de campo obtida por Abt et al. (2002) e Huang and Gies (2008), é notório um acúmulo de estrelas com rotação lenta em relação às distribuições de estrelas em aglomerados, de modo que a distribuição de estrelas de campo de Abt et al. (2002) e Huang and Gies (2008) apresenta uma maior probabilidade de ocorrência com aproximadamente 60% da amostra sendo possível apresentar um $V \sin i$ entre 0 e 100 km s⁻¹. Para amostra de estrelas de aglomerados analisadas por Huang and Gies (2006a) probabilidade de ocorrência é inferior a 40% de sua amostra nessa faixa de $V \sin i$ enquanto essa fração é de cerca ~30% dos objetos analisados nesse trabalho. A distribuição de probabilidade cumulativa de $V \sin i$ das estrelas em Carina obtida neste trabalho se comporta de forma semelhante à distribuição obtida por Huang and Gies (2006a) possuindo uma aparente probabilidade cumulativa entre 5% – 10% menor de rotadores entre 0 – 250 km s⁻¹, possuindo frações cumulativas de probabilidade semelhantes para rotadores mais rápidos entre 250 – 400 km s⁻¹. Um teste K-S entre nossa amostra de estrelas em aglomerados e a amostra de estrelas de campo de (Abt et al., 2002) e Huang and Gies (2008) rejeita a hipótese nula, considerando um nível de confiança de 95%. Da mesma forma, um teste K-S entre as estrelas em aglomerados de Huang and Gies (2006a) e nossa amostra fornece cerca de 87% de probabilidade de que

ambas as distribuições sejam extraída de uma mesma população (i.e. aglomerados abertos) sugerindo que as amostras de $V \sin i$ de Huang and Gies (2006a) apresentam semelhanças com as distribuições de Carina.

Outro fator importante a ser considerado ao examinar as distribuições de $V \sin i$ é o ambiente no qual as estrelas analisadas estão localizadas/nasceram, seja no campo, em associações OB ou em aglomerados. O estudo realizado por Bragança et al. (2012) englobou 350 estrelas de tipo B situadas no disco Galáctico próximo, distribuídas em diferentes ambientes, incluindo estrelas de campo e associações OB. Os autores observaram que as estrelas de campo apresentaram uma concentração significativa com $V \sin i < 50 \text{ km s}^{-1}$, com um pico na distribuição de $V \sin i$ entre 0-50 km/s. Por outro lado, as estrelas encontradas em associações OB mostraram um pico deslocado para a faixa de $V \sin i$ entre 50-100 km s^{-1} . No caso dos aglomerados que estudamos, foi observada uma tendência geral de maior presença de estrelas de rotação rápida, com distribuições frequentemente apresentando picos entre 100-150 km s^{-1} , consistente com a tendência previamente identificada por Wolff et al. (2007). Uma explicação alternativa para essa tendência, como sugerido por Wolff et al. (2007), pode estar relacionada à densidade do ambiente no qual o aglomerado foi formado, onde aglomerados formados em ambientes mais densos tendem a apresentar um maior número de estrelas de rotação rápida. Contudo, a significativa extinção na região de Carina, que afeta profundamente a completeza na região (Cap. 3), não permite um estudo da relação $V \sin i$ em termos das densidades dos aglomerados de Carina.

No trabalho de Morel et al. (2022), os autores conduziram um estudo da distribuição de velocidades rotacionais projetadas para aproximadamente 160 estrelas em NGC 3293, abrangendo a faixa espectral de B1 a B9.5. Essa análise revelou uma distribuição de $V \sin i$ com características semelhantes a uma distribuição gaussiana, assim como a nossa distribuição de $V \sin i$. Notavelmente, o pico da distribuição em Morel et al. (2022) estava centrado em valores elevados de $V \sin i$, na faixa entre 200-250 km s^{-1} . Em nossa análise de NGC 3293, estudamos uma amostra de 66 estrelas dentro da faixa espectral B5-O9. Nossos resultados sugerem que a distribuição $V \sin i$ em NGC3293 é gaussiana, com o pico da distribuição de $V \sin i$ entre 200-250 km s^{-1} . Esse resultado pode ser observado na Figura 4.9, destacando o gráfico de violino em roxo. As características identificadas por Morel et al. (2022) permaneceram consistentes em comparação com nosso estudo, apesar dos dois estudos apresentarem diferenças no tamanho da amostra e na faixa de tipos espectrais analisada.

Analisamos nossos resultados de $V \sin i$ à luz da possibilidade da distribuição ser bimodal, como sugerida por Dufton et al. (2013), em seu estudo de estrelas do tipo B0 - B2 na região 30Dor, e por Bragança et al. (2012), para uma amostra de estrelas B do disco galáctico, além de Garmany et al. (2015), em sua análise de estrelas B0 - B2. A fim de realizar uma comparação mais específica, selecionamos uma subamostra de estrelas de tipos

espectrais entre B0 e B3, seguindo uma abordagem semelhante à de Dufton et al. (2013). Esses resultados são apresentados na Figura 4.8, ilustrando a distribuição de $V \sin i$ para todas as estrelas do tipo B0-B3 na região de Carina pertencentes aos aglomerados estudados. Testamos a distribuições que melhor se ajustariam ao nosso conjunto de amostra a fim de verificar se ela seria melhor representada por uma distribuição gaussiana bimodal ou normal, usando para isso critérios estatísticos que permitem avaliar a conformidade dos modelos com os dados. O melhor ajuste foi obtido usando uma distribuição bimodal apresentando picos em $V \sin i \sim 80 \text{ km s}^{-1}$ e $V \sin i \sim 200 \text{ km s}^{-1}$, além de um terceiro pico (menor) em regiões de $V \sin i$ superiores a 300 km s^{-1} . A definição de uma amostra mais restrita aos tipos espectrais B0-B3 pode ter sido a principal razão por Morel et al. (2022) não haver encontrado evidências de uma distribuição bimodal na distribuição de velocidades rotacionais projetadas das estrelas em NGC 3293, de modo que sua amostra concentra-se mais em estrelas mais frias que B3.

Na Figura 4.9, mostramos as distribuições violino de $V \sin i$ para os aglomerados abertos com amostras superiores a 40 objetos: Trumpler 14 (46 estrelas), Trumpler 15 (40 estrelas), Trumpler 16E (70 estrelas), Collinder 228 (59 estrelas) e NGC 3293 (66 estrelas). Os valores médios de $V \sin i$ para os diferentes aglomerados abertos são representados pelos pontos brancos centrais nas distribuições violino, apresentando valores médios de $V \sin i = 158 \pm 95 \text{ km s}^{-1}$ para Trumpler 14, $147 \pm 88 \text{ km s}^{-1}$ para Trumpler 15, $168 \pm 104 \text{ km s}^{-1}$ para Trumpler 16E, $126 \pm 77 \text{ km s}^{-1}$ para Collinder 228 e $180 \pm 84 \text{ km s}^{-1}$ para NGC 3293. As barras horizontais grossas representam a faixa interquartil e barras horizontais finas mostram o intervalo de confiança de 95%.

As distribuições de $V \sin i$ na Figura 4.9 dos aglomerados não estão centralizadas nas regiões mais largas de cada diagrama, apresentando uma forma assimétrica. Regiões mais largas dessas distribuições representam uma probabilidade maior de que a estrela do respectivo aglomerado tenha esse valor de $V \sin i$. A distribuição para Trumpler 16E é mais larga para $V \sin i$ em torno de 100 km s^{-1} e apresenta uma cauda alongada para valores de $V \sin i$ mais altos. A distribuição para o aglomerado Collinder 228 é mais larga em torno de valores mais baixos de $V \sin i$ com uma cauda alongada para valores mais altos de $V \sin i$. As distribuições de $V \sin i$ para NGC 3293 e Trumpler 15 são largas em torno de 200 km s^{-1} e mostram uma cauda longa em direção a $V \sin i$ mais baixos. Portanto, nossos resultados sugerem que, em geral, as estrelas em Trumpler 16 e Collinder 228 tendem a ter $V \sin i$ mais baixos do que as estrelas em Trumpler 15 e NGC 3293. As estrelas de tipo espectral inicial em Trumpler 14 apresentam uma distribuição de valores de $V \sin i$ mais uniforme na faixa de 20 km s^{-1} a 250 km s^{-1} , em comparação com os outros aglomerados abertos estudados.

Na Figura 4.10, mostramos as distribuições violino de $V \sin i$ para os aglomerados abertos com amostras menores, o que dificulta uma análise estatística mais robusta: Trumpler 16W (9 estrelas), Collinder 232 (19 estrelas) e Bochum 11 (21 estrelas). Os valores mé-

dios de $V \sin i$ para esses aglomerados são $V \sin i = 174 \pm 85 \text{ km s}^{-1}$ para Trumpler 16W, $V \sin i = 178 \pm 100 \text{ km s}^{-1}$ para Collinder 232 e $V \sin i = 156 \pm 85 \text{ km s}^{-1}$ para Bochum 11. A distribuição de $V \sin i$ para Trumpler 16W é bastante simétrica em torno da média. A distribuição de $V \sin i$ para Bochum 11 é mais larga em torno de 100 km s^{-1} , com uma cauda mais alongada para valores maiores de $V \sin i$. Por outro lado, Collinder 232 possui uma cauda alongada para $V \sin i < 100 \text{ km s}^{-1}$, com um pico em $\sim 180 \text{ km s}^{-1}$.

Berlanas et al. (2023) investigaram a distribuição de rotação estelar em Carina baseado na transformada de Fourier. Os autores observaram uma distribuição de $V \sin i$ com pico para uma faixa de 200 a 250 km/s, sugerindo uma maior concentração de estrelas de rotação rápida em comparação com as distribuições dos aglomerados estudados em nosso trabalho.

Entre os aglomerados analisados, NGC 3293 se destaca como o aglomerado mais antigo, com uma idade de $\log(\text{age}) = 7.139$, conforme obtido por Dias et al. (2021). Além disso, este aglomerado se destaca por sua maior definição e coesão em comparação com os outros aglomerados examinados neste estudo. Notavelmente, ele apresenta um pico na distribuição de velocidade de rotação deslocado para valores mais altos, concentrando-se na faixa de 200 a 250 km s^{-1} .

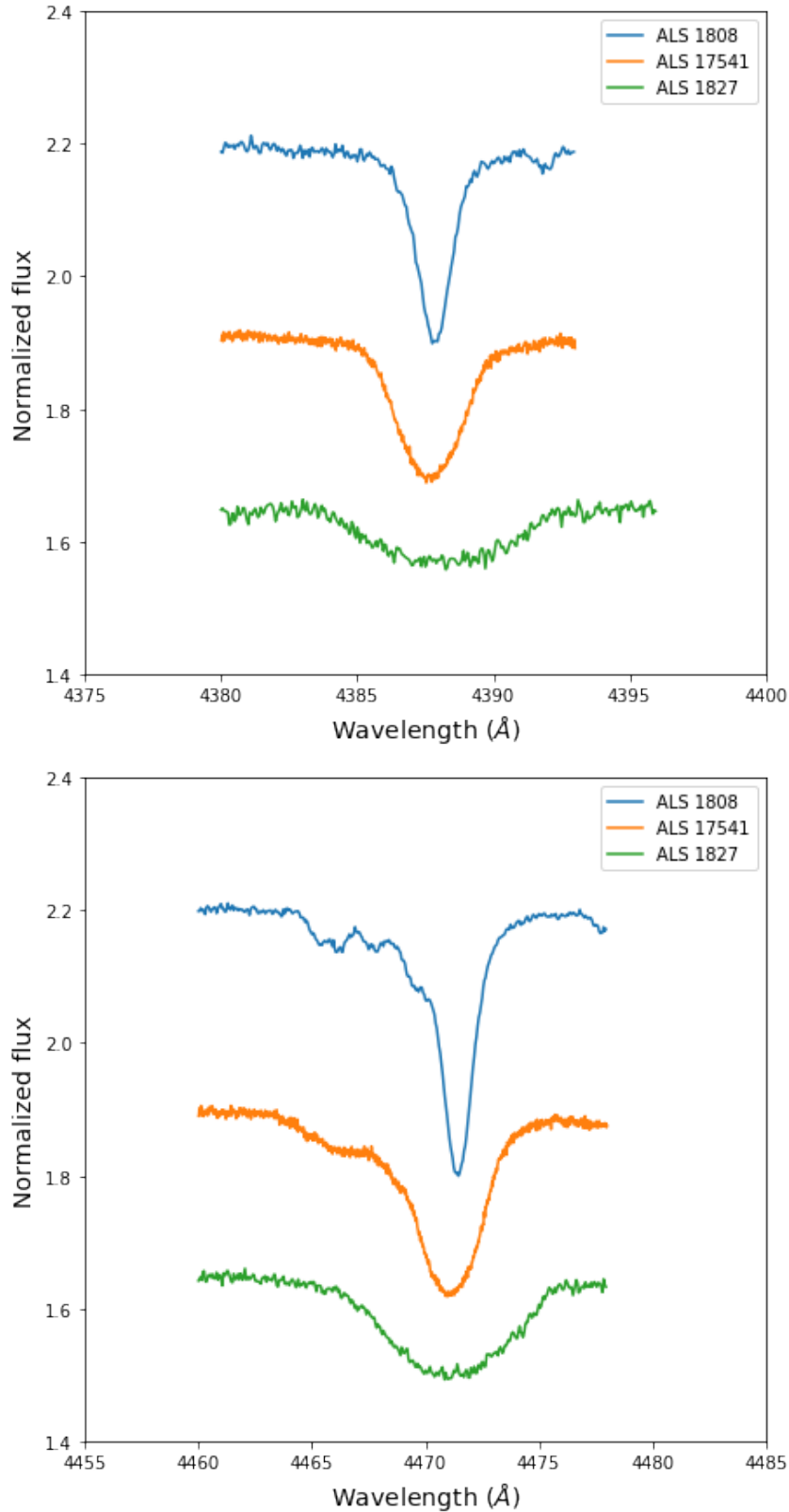


Figura 4.1: Representação do efeito do $V \sin i$ nos perfis observados das linhas de He I a 4388\AA (painel superior) e 4471\AA (painel inferior). Os espectros utilizados como exemplo correspondem às estrelas ALS 1808, ALS 17541 e ALS 1827 com $V \sin i = 35, 113$ e 250 km s^{-1} , respectivamente.

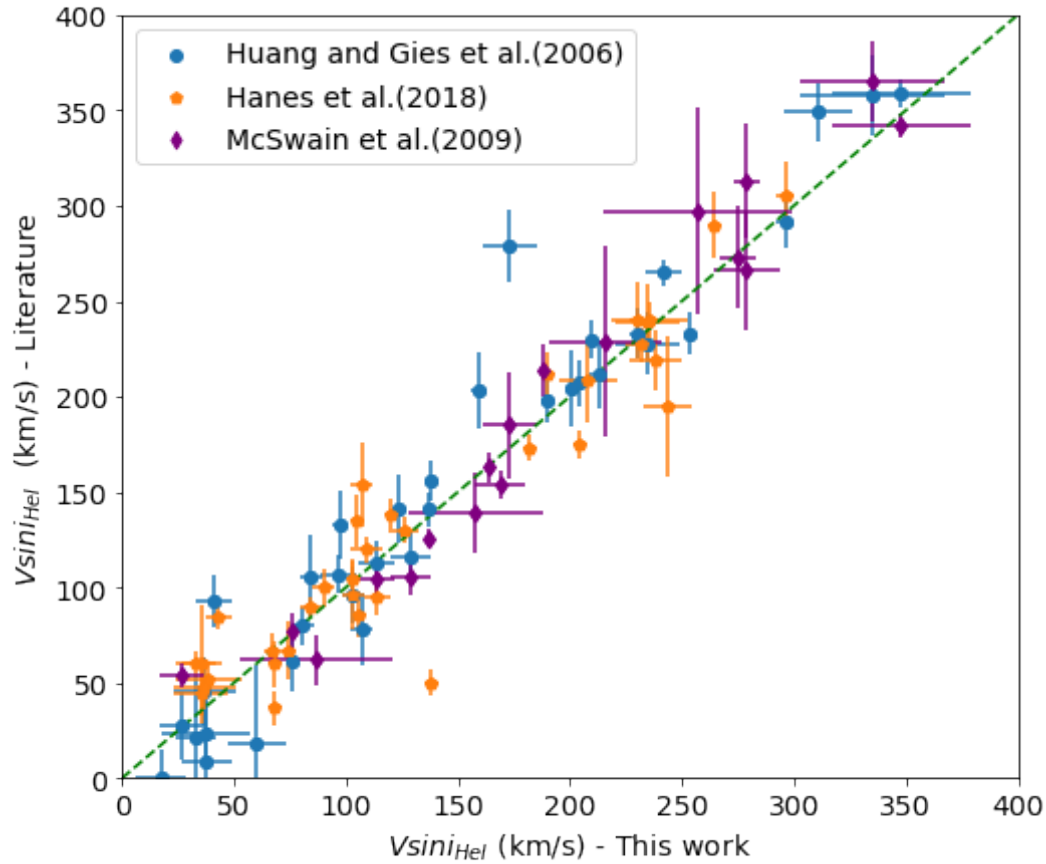


Figura 4.2: Comparação entre $V \sin i$ obtidos neste trabalho e os valores obtidos através de linhas de Hélio, por Huang and Gies (2006b) (círculos azuis), Hanes et al. (2018) (pentágonos amarelos) e McSwain et al. (2009) (diamantes roxos). A reta pontilhada representa linha x:y. A diferença média entre nossos resultados de $V \sin i$ e os resultados da literatura é de $\langle \Delta V \sin i \rangle = -3.9 \pm 25.2 \text{ km s}^{-1}$.

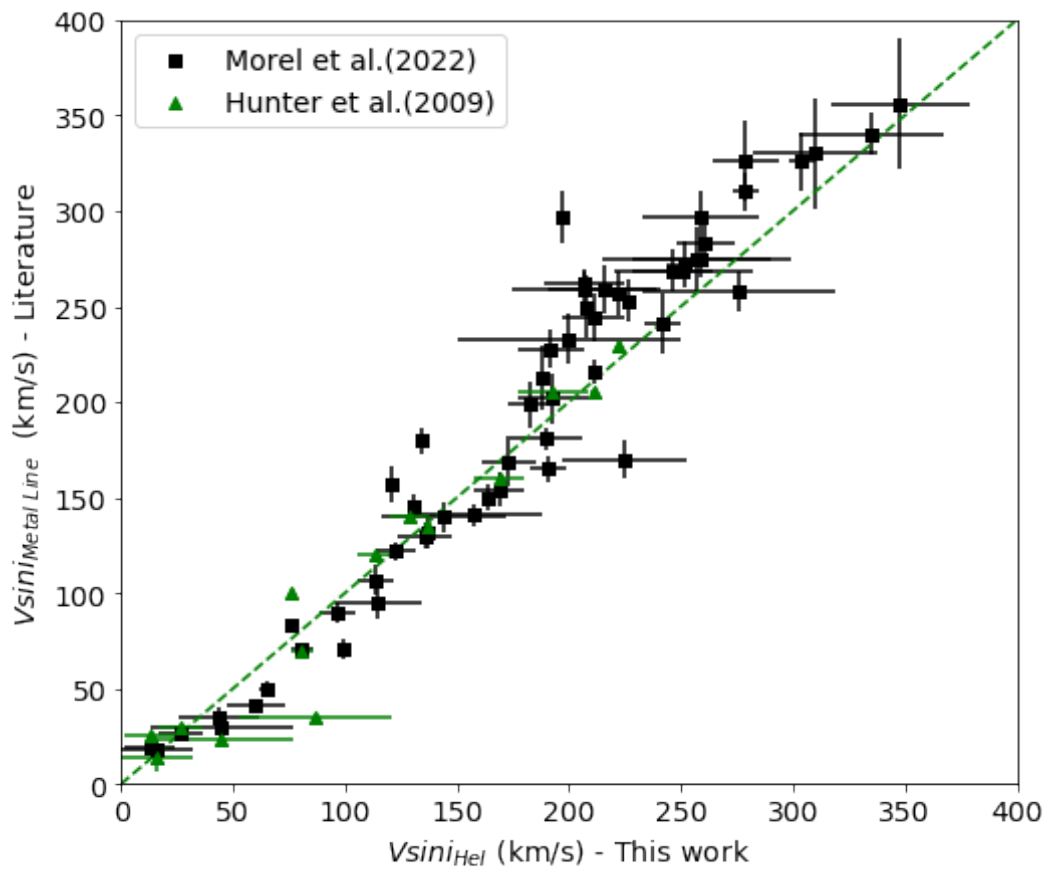


Figura 4.3: Comparação entre $V \sin i$ obtidos neste trabalho e os valores obtidos por síntese de linhas metálicas por Hunter et al. (2009) (triângulos verdes) e Morel et al. (2022) (quadrados pretos). A reta pontilhada representa linha x:y.

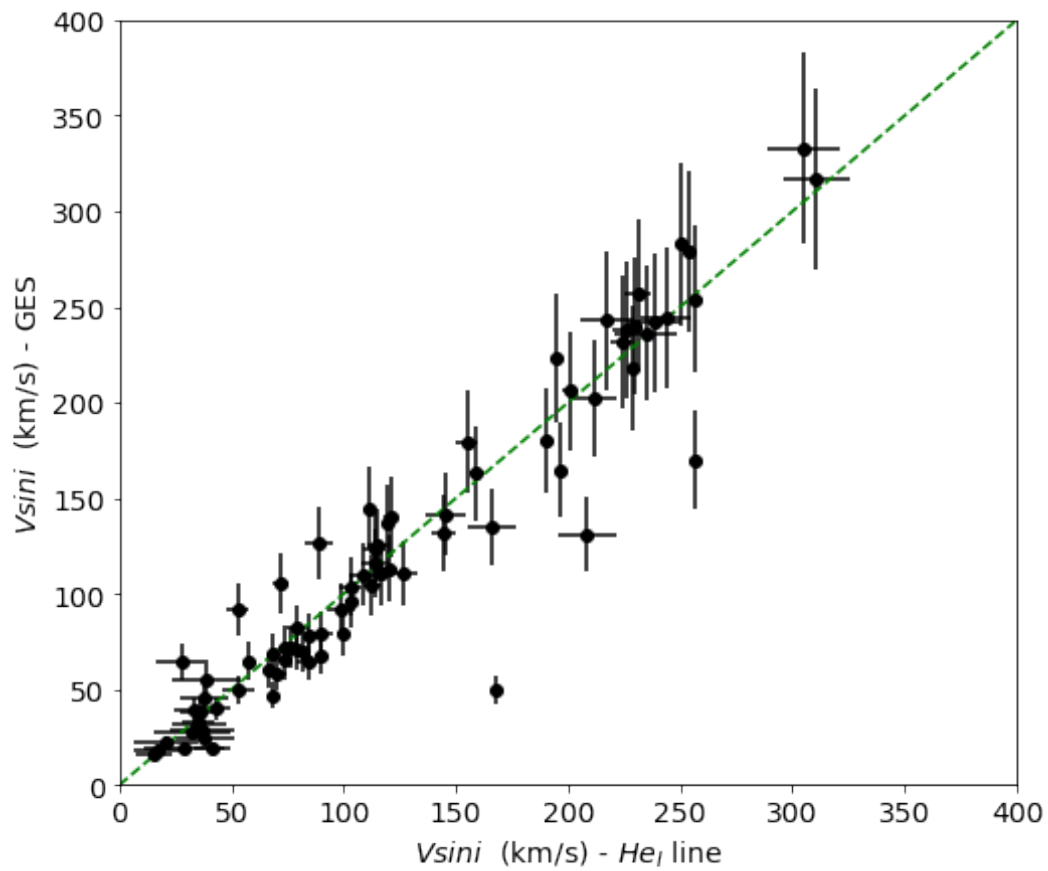


Figura 4.4: Comparação entre $V \sin i$ obtido nesse trabalho e os resultados obtidos pelos demais *nodos* do Gaia-ESO survey. A linha pontilhada representa a igualdade $x:y$.

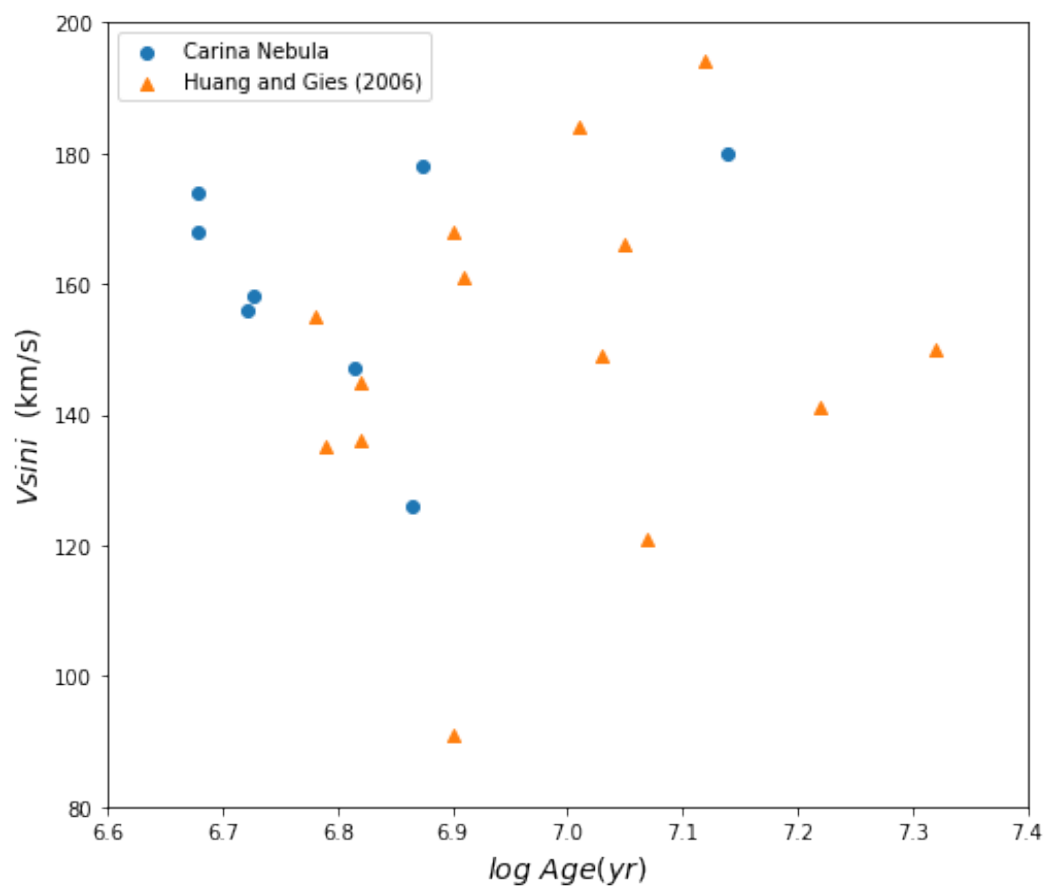


Figura 4.5: O valor médio de $V \sin i$ em função do logaritmo da idade para os aglomerados de Carina (círculos azuis) e os 14 aglomerados estudados por (Huang and Gies, 2006a) (triângulos laranjas)

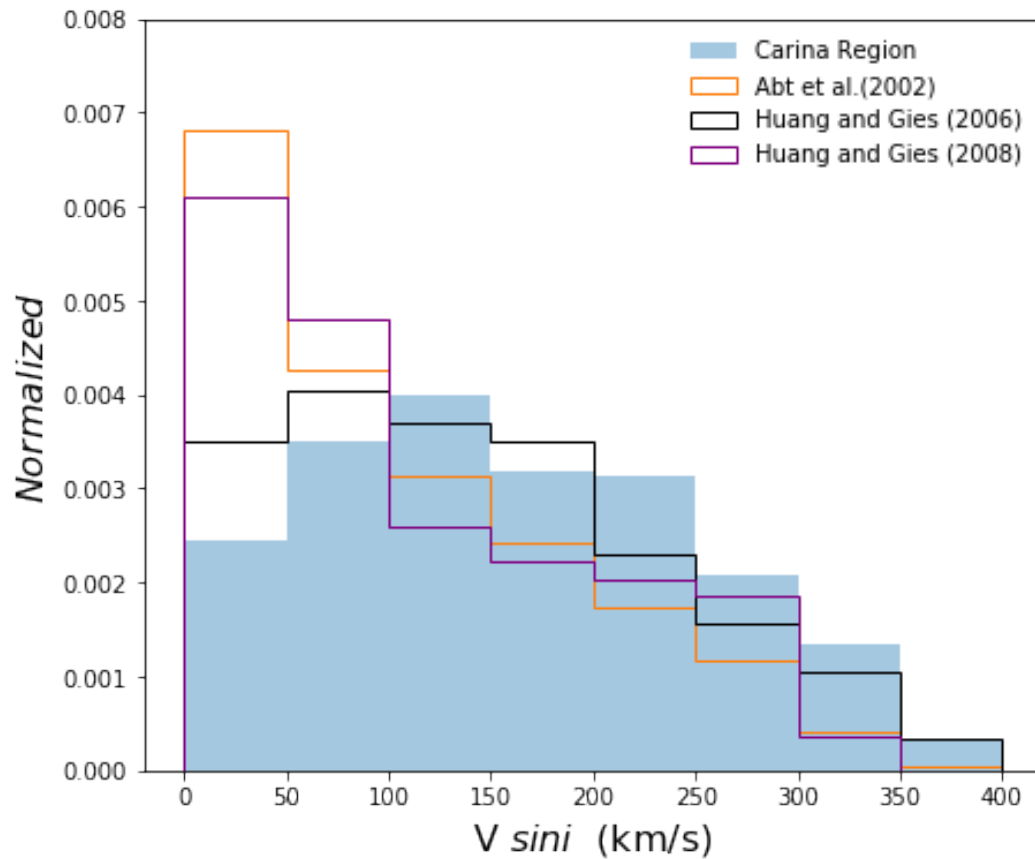


Figura 4.6: Distribuição de $V \sin i$ obtida para 330 estrelas prováveis membros na região de Carina (histograma azul claro), comparada com as distribuições de $V \sin i$ de estrelas do tipo inicial em aglomerados (linha preta, Huang and Gies (2006a)), com estrelas do campo (linha roxa, Huang and Gies (2008)) e (linha laranja, Abt et al. (2002)).

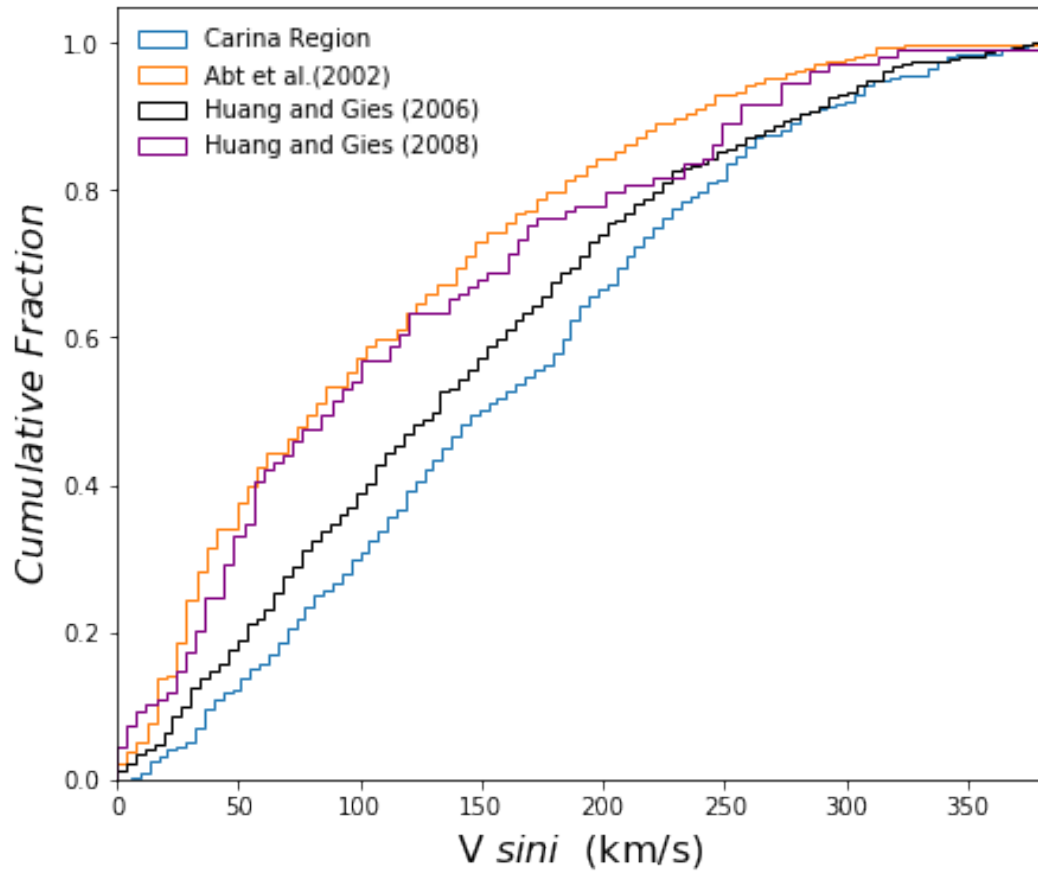


Figura 4.7: Funções de distribuição cumulativas de $V \sin i$ para estrelas de campo (linha roxa, Huang and Gies (2008)) e (Abt et al. (2002); linha laranja) e para estrelas de aglomerados (Huang and Gies (2006a); linha preta) e linha azul para objetos do aglomerados de Carina estudados por nós.

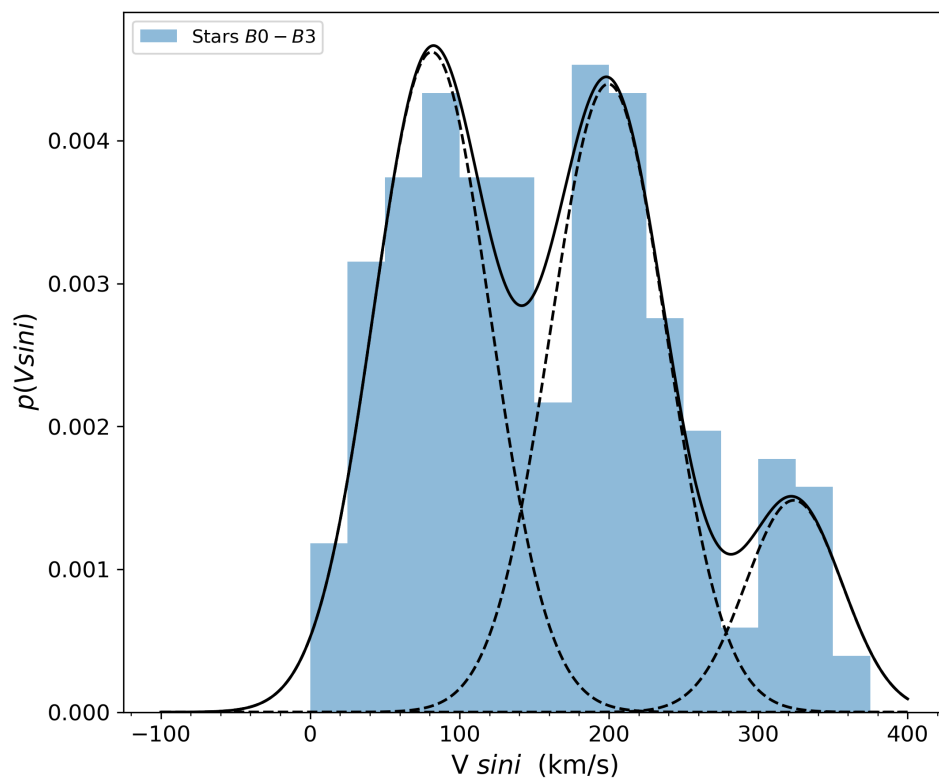


Figura 4.8: Distribuição de $V \sin i$ para estrelas B0-B3 de nossa amostra, mostrando 3 picos em $\sim 80, 200$ e 310 km s^{-1} . As linhas pontilhadas representam os ajustes em cada máximo, enquanto a linha cheia representa a combinação das 3 gaussianas.

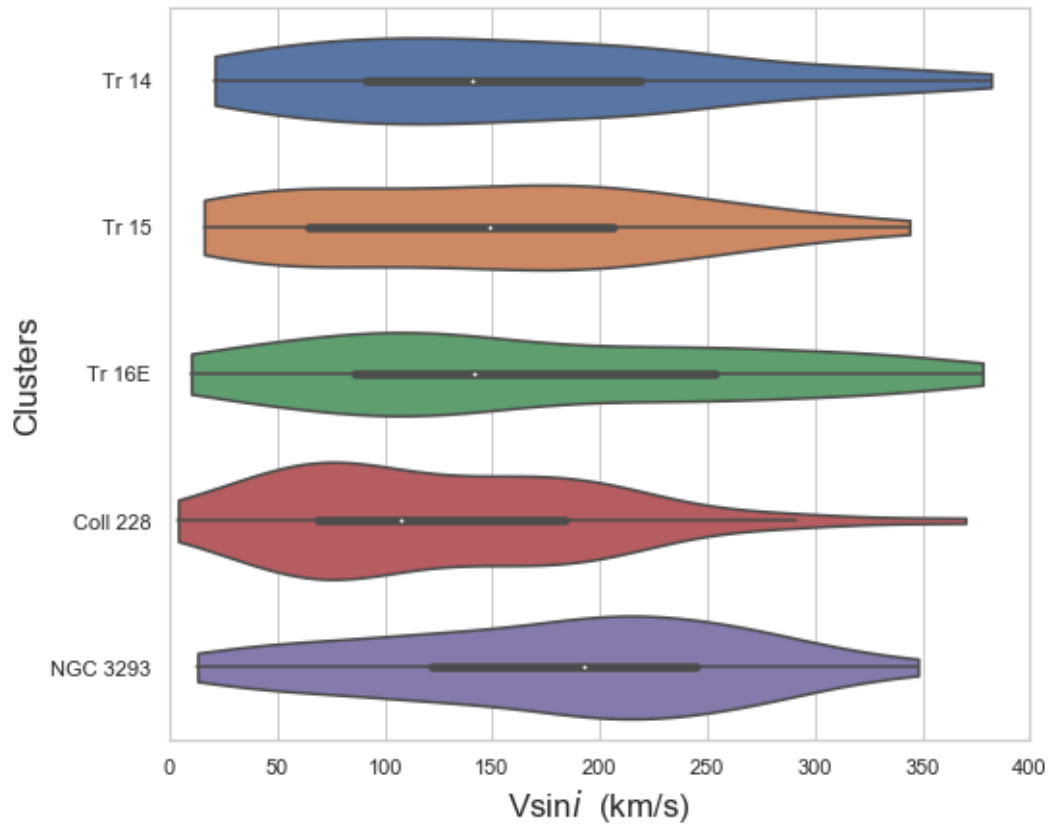


Figura 4.9: Distribuições violino de $V \sin i$ das estrelas de tipo inicial dos aglomerados abertos Trumpler 14 (azul), Trumpler 15 (laranja), Trumpler 16E (verde), Collinder 228 (vermelho) e NGC 3293 (roxo). Os pontos brancos nos gráficos indicam a mediana, enquanto as barras espessas representam a faixa interquartil e as barras finas mostram o intervalo de confiança de 95%. Regiões mais amplas nas distribuições representam uma probabilidade maior de uma estrela ter aquele valor de $V \sin i$.

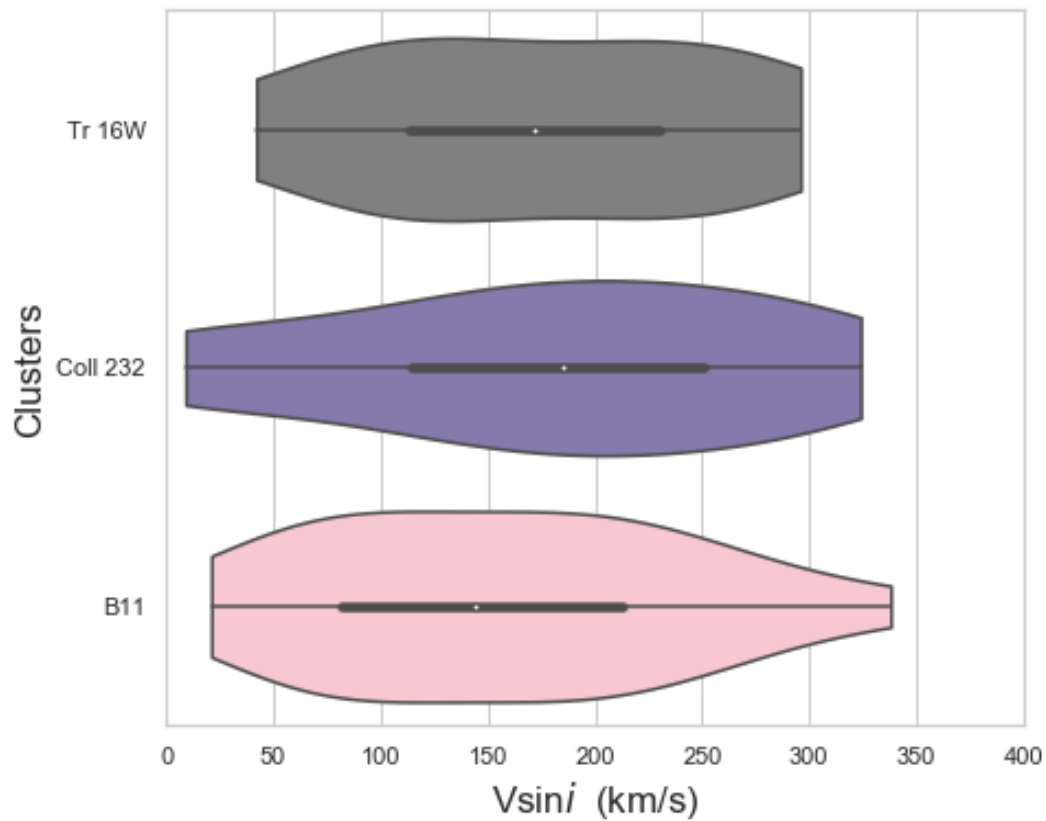


Figura 4.10: Distribuições violino de $V \sin i$ das estrelas de tipo inicial dos aglomerados abertos Trumpler 16W (cinza), Collinder 232 (roxo) e Bochum 11 (rosa). Os pontos brancos nos gráficos indicam a mediana, enquanto as barras espessas representam a faixa interquartil e as barras finas mostram o intervalo de confiança de 95%. Regiões mais amplas nas distribuições representam uma probabilidade maior de uma estrela ter aquele valor de $V \sin i$.

Capítulo 5

Parâmetros Estelares e Abundâncias

Neste capítulo, será descrito o método para determinação dos parâmetros físicos e abundâncias químicas das estrelas estudadas. A metodologia adotada neste trabalho consiste em síntese espectral baseada em modelos atmosféricos calculados em formalismo não-ETL com código TLUSTY (Hubeny and Lanz, 1995, 2017) e perfis espectrais teóricos calculados com o código SYNSPEC. Utilizamos uma grade de modelos atmosféricos calculada em 2012 que tem por objetivo substituir as grades OSTAR2002 (Lanz Hubeny, 2003) e BSTAR2006 (Lanz Hubeny, 2003). A técnica de síntese espectral é uma ferramenta muito importante para a determinação dos parâmetros físico-químicos estelares. A análise de uma grande lista de linhas, entretanto, requer tempo e um número significativo de iterações até que o resultado final seja alcançado. Quando aplicada a uma amostra representativa de estrelas, o processo completo pode demandar bastante tempo. Com o objetivo de otimizar o tempo na análise de grandes amostras, alguns códigos automáticos foram desenvolvidos, como por exemplo, SSPP (Lee et al., 008b; Lee et al., 008a), BACCHUS (Masseron et al., 2016) e ASPCAP (García Pérez et al., 2016), idealizados para analisar espectros de estrelas frias. A análise automática de espectros de estrelas de alta massa, porém, esbarra na dificuldade introduzida pelo alargamento de linhas devido à rotação estelar. Bragança et al. (2019) apresentaram um método iterativo semi-automático que permite obter os parâmetros temperatura efetiva (T_{eff}); gravidade superficial ($\log g$); velocidade rotacional projetada ($V \sin i$); velocidades de macroturbulência (ζ_{RT}) e microturbulência (ξ_t), e as abundâncias de silício, oxigênio, carbono e nitrogênio.

5.1 Porque Não-ETL?

Descrever uma atmosfera estelar envolve detalhar, através da equação de transporte, todos os processos que ocorrem com a radiação emitida no centro da estrela enquanto o feixe de radiação atravessa e interage com a atmosfera estelar. O feixe inicial de radiação é modificado por diversos processos radiativos e colisionais ao longo do caminho, resultando em uma observação diferente do que foi originalmente produzido. A análise das

informações observacionais de uma estrela depende do estudo do seu campo de radiação, principalmente caracterizado pela temperatura, que pode ser definida como temperatura cinética das partículas, temperatura de excitação ou temperatura de ionização. Em condições isoladas, essas diferentes temperaturas podem coincidir, levando a um estado de equilíbrio termodinâmico (ET). No entanto, o campo de radiação nas atmosferas estelares não é isotrópico devido à emissão de radiação pela estrela, impossibilitando a aplicação do ET. Em pequenas porções da atmosfera, pode-se considerar o equilíbrio termodinâmico local (ETL) se o caminho livre médio dos fótons e partículas for menor que as variações de temperatura. Nos interiores estelares, o ETL é uma boa aproximação devido às altas densidades e pressões que favorecem processos colisionais, permitindo uma descrição simplificada do campo de radiação e dos estados de energia. Nas camadas mais superficiais das atmosferas estelares, com gradientes de temperatura e um campo de radiação não isotrópico, os processos radiativos afastam-se do equilíbrio detalhado, exigindo uma descrição mais complexa pelos números de ocupação dos estados, através das equações de equilíbrio estatístico, que consideram todos os processos radiativos e colisionais.

A aproximação ETL não é uma boa aproximação para a análise de estrelas OB devido a várias razões específicas às condições físicas dessas estrelas, tais como: (i) altas temperaturas efetivas em suas atmosferas, de modo que os processos radiativos são muito mais significativos do que os processos colisionais. A alta taxa de emissão de radiação e a menor frequência de colisões entre partículas impedem o estabelecimento de um equilíbrio local, necessário para a validação do ETL; (ii) emissão de radiação ultravioleta, que ioniza o gás circunstelar e cria um campo de radiação altamente anisotrópico, o que dificulta a aplicação do ETL; (iii) presença de gradientes de temperatura significativos em suas atmosferas, indicando que há variações rápidas de temperatura ao longo de pequenas distâncias, o que contraria a premissa do ETL, que pressupõe a homogeneidade local das propriedades térmicas.

Devido a esses fatores, a descrição dos estados de ocupação e a análise da radiação nas atmosferas de estrelas OB devem levar em conta um tratamento mais complexo, que considere explicitamente os processos radiativos fora do ETL. As equações de equilíbrio estatístico, que incorporam todos os processos radiativos e colisionais diretos e inversos, fornecem uma abordagem mais precisa para essas estrelas.

Em condições não-ETL, o estado de excitação e ionização do gás é fortemente influenciado pelo campo de radiação, que é determinado pelo estado do gás via equação de transporte. Assim, as equações de transporte radiativo e de equilíbrio estatístico estão acopladas e precisam ser resolvidas de forma auto-consistente e simultânea. A solução dessas equações define a distribuição do campo de radiação em função da frequência, temperatura e densidade do material, além da distribuição de átomos e íons em todos os estados ligados. Para cada ponto da atmosfera, calcula-se um vetor solução que depende do número de frequências consideradas, estados descritos e parâmetros termodinâmicos.

Isso resulta em um grande número de equações não-lineares que devem ser resolvidas iterativamente.

A modificação do feixe de radiação pode ser expressa através dos coeficientes de absorção e emissão, que alteram a energia do feixe. A absorção verdadeira e o espalhamento retiram energia do feixe, enquanto a emissão e o espalhamento contribuem para aumentar sua energia. Esses coeficientes estão relacionados com as constantes atômicas dos níveis e transições por meio dos coeficientes de Einstein. A interdependência das variáveis físicas cria um acoplamento entre as equações de transporte e equilíbrio estatístico, tratado iterativamente. O processo iterativo, que simula o movimento dos fótons através da unidade de livre caminho médio, pode ser demorado dependendo do comprimento do caminho livre médio dos fótons, impactando o tempo computacional necessário para alcançar a convergência.

Neste trabalho, adotamos uma metodologia baseada em síntese espectral a partir de modelos atmosféricos e formação de linhas em não-ETL. O código TLUSTY é uma ferramenta computacional desenvolvida para modelar atmosferas estelares, especialmente em condições não-ETL. Ele calcula a estrutura e a emissão de radiação das atmosferas estelares e de discos de acreção, considerando a complexa interação entre a matéria e a radiação. A partir de parâmetros iniciais, como a temperatura efetiva, gravidade superficial, composição química, e outros parâmetros relevantes, O código começa com um modelo inicial da atmosfera, que pode ser uma solução aproximada ou um modelo previamente calculado. O código resolve iterativamente as equações de transporte radiativo, equilíbrio estatístico e equilíbrio hidrostático, uma vez que o estado de excitação e ionização do gás depende do campo de radiação, e vice-versa. O método de Iteração Lambda é utilizado para resolver as equações de transporte radiativo. Este método envolve a atualização iterativa da solução até que a convergência seja alcançada. Para acelerar a convergência, o TLUSTY utiliza correções linearizadas nas populações de nível e nas intensidades de radiação.

Os modelos atmosféricos calculados com o TLUSTY representam a distribuição de temperatura e densidade em cada ponto da atmosfera, levando em consideração os processos radiativos e colisionais. O processo iterativo continua até que as mudanças nas populações dos níveis de energia e no campo de radiação sejam menores que um valor pré-definido. O campo de radiação emergente é calculado em diferentes frequências, com o código SYNSPEC, fornecendo a distribuição espectral (espectros sintéticos) que pode ser comparada com observações astronômicas.

No nosso trabalho, utilizamos uma grade de modelos atmosféricos calculada em 2012 que tem por objetivo substituir as grades OSTAR2002 (Lanz Hubeny, 2003) e BSTAR2006 (Lanz Hubeny, 2003). A nova grade de modelos (Thierry Lanz, comunicação privada) foi calculada considerando novos modelos atômicos de C, O e Si, que agora incluem níveis de energia mais altos em substituição dos “superníveis” presentes nos modelos atômicos

Tabela 5.1: Linhas de silício e oxigênio utilizadas na síntese espectral

Espécie química	Comprimento de onda (Å)	Espécie química	Comprimento de onda (Å)
OII	4062.9	OII	4071.2
OII	4072.1	OII	4078.8
OII	4083.9	OII	4085.1
OII	4087.1	OII	4089.2
OII	4092.9	OII	4119.2
OII	4129.3	OII	4132.8
OII	4488.1	OII	4590.9
OII	4596.1	OII	4602.0
OII	4609.3	OII	4610.1
OII	4638.8	OII	4641.8
OII	4649.1	OII	4661.6
OII	4696.3	OII	4699.0
OII	4701.1	OII	4703.1
OII	4705.3	OII	4710.0
SiII	4128.1	SiII	4130.1
SiII	6347.1	SiII	6371.4
SiIII	4552.6	SiIII	4567.8
SiIII	4574.8	SiIII	4716.5
SiIV	4088.9	SiIV	4116.1
SiIV	4654.3		

originais ¹, conforme adotado anteriormente em Hubeny and Lanz (2017). Os modelos atômicos atualizados contêm 69, 219 e 41 níveis para O I, O II e O III, respectivamente e 70, 122 e 53 níveis para Si II, Si III e Si IV, respectivamente. A grade de modelos atmosféricos cobre uma faixa de temperatura entre $T_{\text{eff}} = 14\,000 - 33\,000$ K, para 20 diferentes temperaturas com passo de 1 000 K, e gravidade superficial entre 3.0 – 4.5 dex, para 13 diferentes valores de $\log g$, com passo de 0.12 dex. O espaço de parâmetros coberto na grade de modelos atmosféricos utilizada pode ser visto na Figura 5.1. Devido a limitações físicas ou por dificuldades de convergência dos modelos, a grade ainda não está completa para regimes de $T_{\text{eff}} > 30\,000$ K e $\log g = 3.0$ dex, e $T_{\text{eff}} = 29\,000$ K e $\log g = 3.12$ dex. O método adotado utiliza uma lista de linhas de Si II, Si III e Si IV e O I, O II e O III pré-definidas (Tabela. 5.1), por serem ótimas indicadoras de parâmetros físicos das estrelas O e B.

5.2 Metodologia

O *wrapper* S4: *Stellar Spectral Synthesis Suite* ² é um script em Python que permite rodar o código SYNSPEC para um intervalo de valores de T_{eff} e $\log g$, obtendo assim

¹Disponíveis em <http://nova.astro.umd.edu/index.html>

²S4 está disponível em <https://github.com/gabraganca/S4>

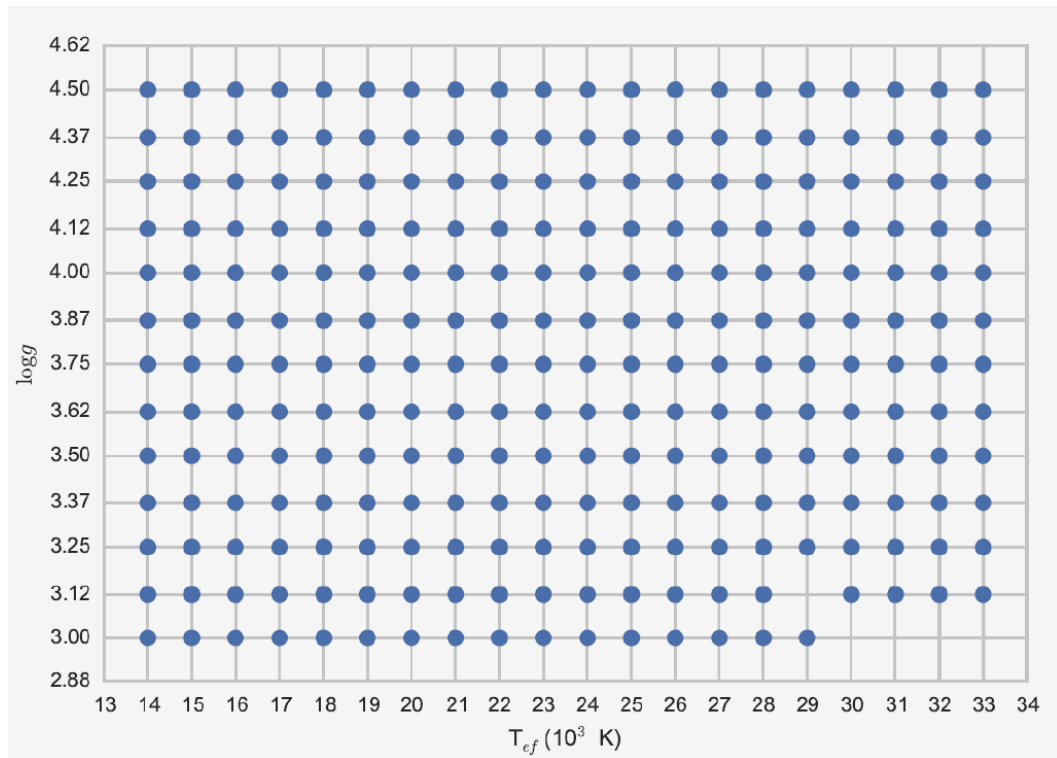


Figura 5.1: Cobertura da grade de modelos atmosféricos no espaço de parâmetros T_{eff} e $\log g$. Fonte: (Bragança et al., 2019)

um conjunto de espectros sintéticos que são comparados a perfis observados. O esquema da análise iterativa do S4 foi descrito por Bragança et al. (2019), e está representado na Figura 5.2.

O melhor ajuste é escolhido pela minimização das diferenças entre os perfis teóricos e observados. Sendo iterativo, o método começa com valores iniciais de parâmetros estelares para gerar os espectros: os valores iniciais de T_{eff} e $\log g$ são aqueles fornecidos pela colaboração GES-WG7, enquanto os resultados de $V \sin i$ foram obtidos partir das larguras das linhas He I, conforme descrito no capítulo 4. O valores iniciais de ξ_t e V_r são, respectivamente, 5 km s^{-1} , um valor comum de velocidade de microturbulência para estrelas B da sequência principal (Daflon et al., 2007; Dufton et al., 2006) e as nossas estimativas de velocidade radial V_r descritas no capítulo 3. As abundâncias químicas iniciais são os valores solares de Asplund et al. (2021).

A análise do espectro observado é desempenhada através de 8 passos ilustrados no fluxograma da Figura 5.2 e descritos a seguir. As Figuras de 5.3 a 5.8 ilustram cada passo do esquema iterativo na análise da estrela ALS 15861:

1. O processo se inicia com a adoção de valores iniciais para os parâmetros estelares (T_{eff} e $\log g$ fornecidos pelo GES e medidas de $V \sin i$ e V_r obtidas por nós) e abundâncias químicas (abundâncias solares obtidas por Asplund et al. (2009)).

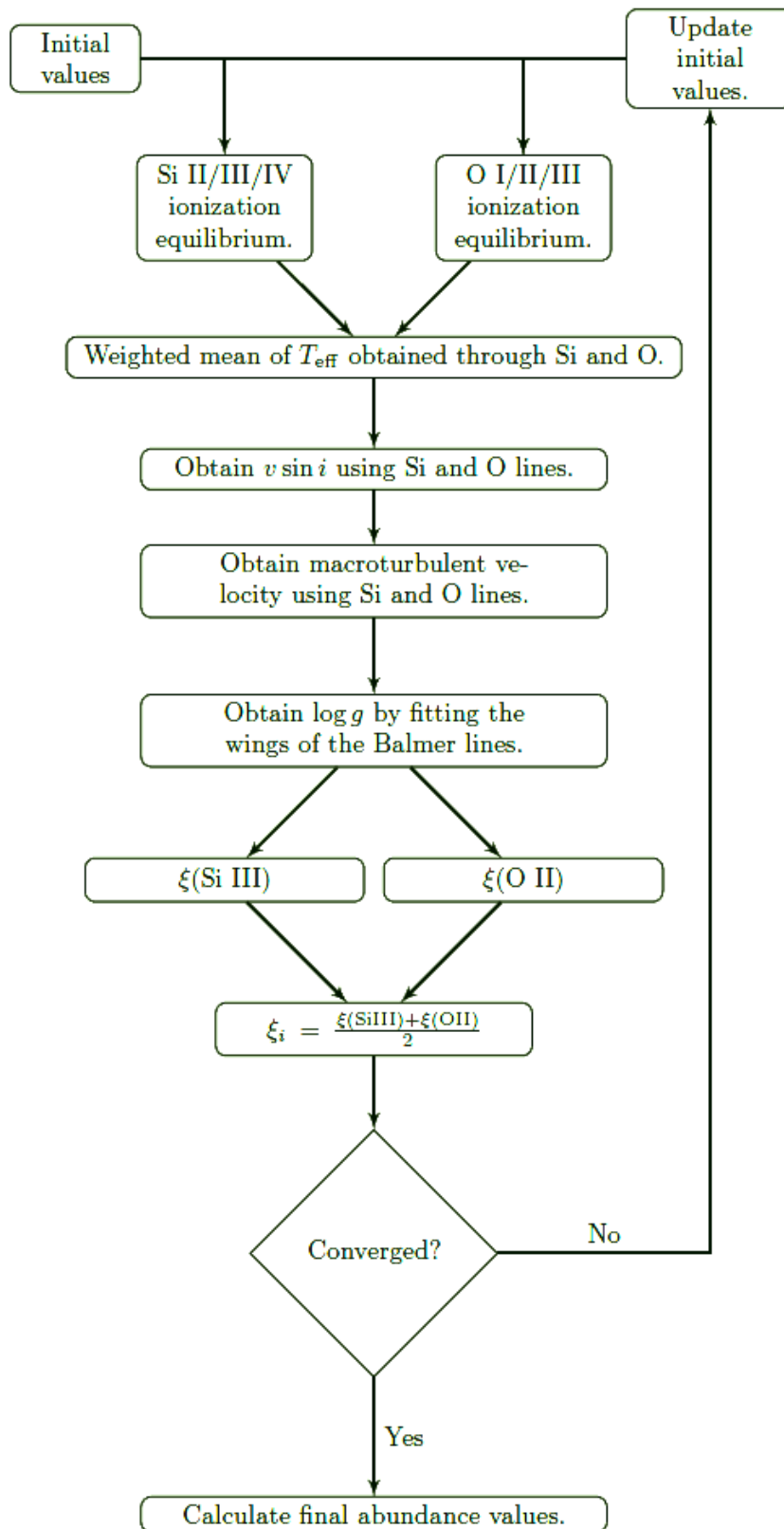


Figura 5.2: Esquema do processo iterativo do S4 para obtenção de parâmetros físicos e abundâncias químicas de estrelas B. Fonte: (Bragança et al., 2019)

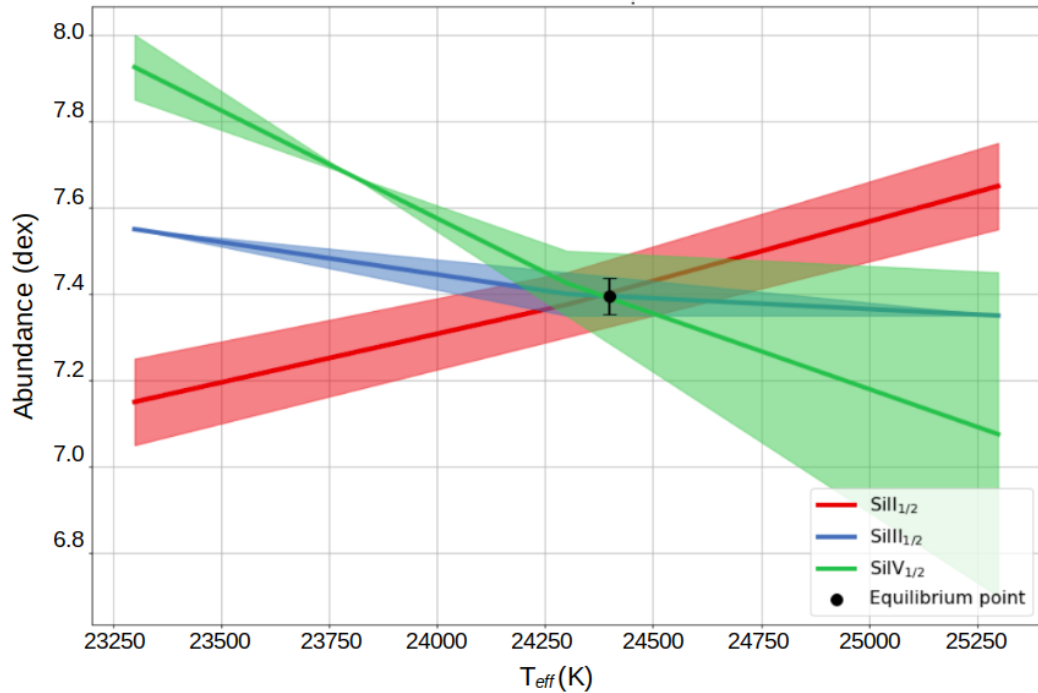


Figura 5.3: Definição do ponto de equilíbrio de ionização das linhas de Si II, III, IV para estrela ALS 15861. O ponto de equilíbrio corresponde à temperatura de 24,400 K, para a qual as abundâncias obtidas das linhas dos três estágios de ionização são iguais.

2. Variamos a T_{eff} de $\pm 1000\text{K}$ em torno do valor inicial e procedemos a síntese das linhas de O I, O II, O III e Si II, Si III, Si IV, quando disponíveis, em busca do ponto onde ocorre o equilíbrio de ionização. No caso dos nossos espectros, linhas de O I e O III não estão disponíveis, de modo que nos baseamos na análise de linhas de silício para a definição da T_{eff} . Para cada um dos valores de T_{eff} , e com os demais parâmetros fixos, variamos a abundância de silício até obter o melhor ajuste através de uma χ^2 para cada linha, independentemente. A abundância da estrela é tomada então como a média ponderada das abundâncias obtidas de cada linha espectral, sendo que o peso de cada espécie corresponde ao número de linhas disponíveis de cada espécie. O ponto de equilíbrio é definido como sendo a T_{eff} para a qual o desvio padrão é mínimo, como mostra a Figura 5.3. Note que no caso de disponibilidade de linhas de Si e O, a temperatura final é obtida ao calcular a média ponderada entre os dois valores, em que os pesos são os números de íons disponíveis de cada elemento.
3. Ao ajustar cada linha espectral de O II e Si III, o $V \sin i$ é variado até que se obtenha o melhor ajuste. A Figura 5.4 mostra a distribuição dos valores de $V \sin i$ obtidos dos ajustes individuais das linhas espectrais e o valor de $V \sin i$ da estrela é o valor médio obtido de todas as linhas.
4. O efeito de alargamento devido à velocidade de macroturbulência ζ_{RT} é introduzido

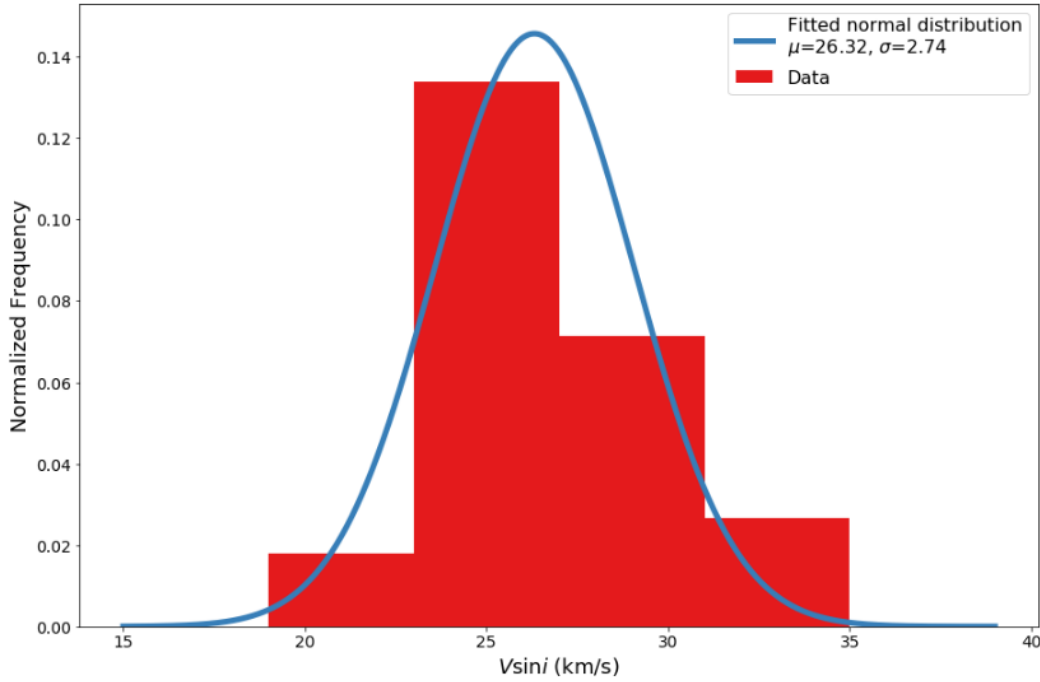


Figura 5.4: Distribuição dos valores de velocidade rotacional projetada obtidos dos ajustes das linhas individuais para a estrela ALS 15861. A linha em azul representa o ajuste gaussiano da distribuição com o pico da distribuição correspondente ao valor médio de $V \sin i = 26 \text{ km s}^{-1}$.

como a aproximação radial-tangencial proposta por Gray (2008). O valor de ζ_{RT} é definido a partir do alargamento extra necessário para ajustar as asas das linhas metálicas, depois de fixado o $V \sin i$. O ajuste é feito individualmente para cada linha de O II e Si III e o valor de ζ_{RT} para a estrela é a média dos valores das linhas individuais, como mostra a Figura 5.5

5. A gravidade superficial é obtida ajustando-se as asas das linhas de Hidrogênio da série de Balmer, $H\alpha$ e $H\delta$. O mecanismo de alargamento predominante nas asas das linhas de Hidrogênio é o efeito Stark linear, resultado da interação entre os átomos de hidrogênio nas atmosferas estelares. Nos espectros das estrelas B, as asas das linhas de hidrogênio são boas indicadores da gravidade superficial $\log g$. As linhas de $H\alpha$ e $H\delta$ são ajustadas independentemente e o valor de $\log g$ da estrela é tomado como a média entre os valores das linhas. Na Figura 5.6 demonstramos o ajuste das asas da linha de $H\alpha$, identificando as regiões espectrais usadas no cálculo da χ^2 a fim de definir o melhor ajuste.
6. A velocidade de microturbulência ξ_t é um parâmetro ad hoc introduzido no cálculo de perfis teóricos com a finalidade de gerar o alargamento necessário para garantir o ajuste dos perfis observados. A velocidade de microturbulência afeta principalmente as linhas de intensidade intermediária, localizadas na parte saturada da curva

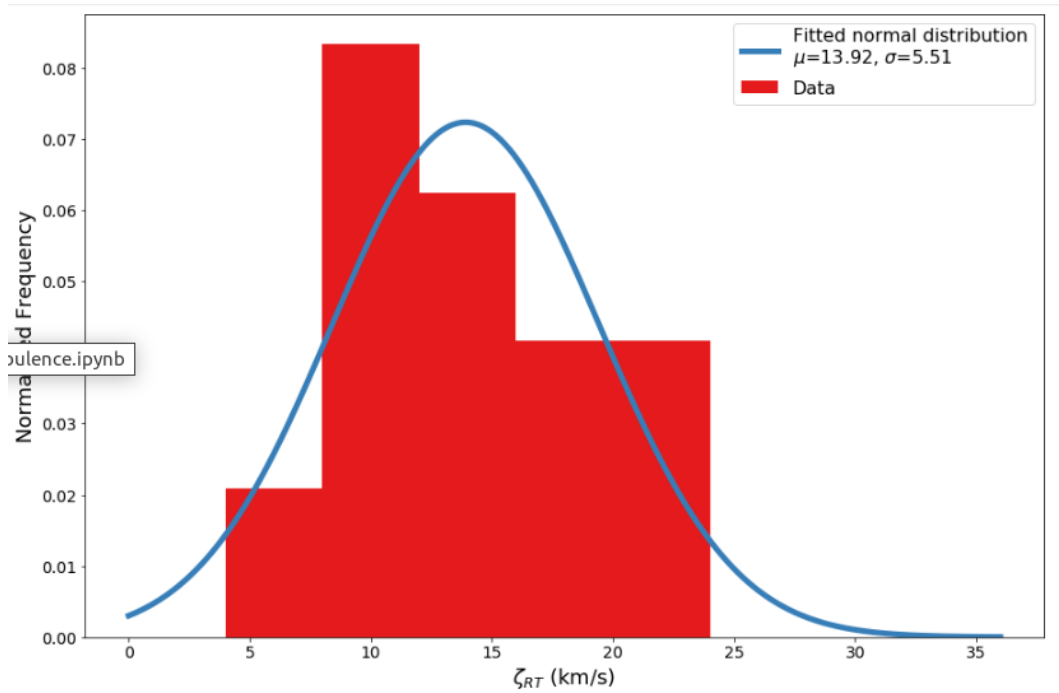


Figura 5.5: Distribuição dos valores de velocidade de macroturbulência ζ_{RT} obtidos dos ajustes das linhas individuais para a estrela ALS 15861. A linha em azul representa o ajuste gaussiano da distribuição com o pico da distribuição correspondente ao valor médio de $\zeta_{RT} = 14 \text{ km s}^{-1}$.

de crescimento, enquanto que as linhas fracas, localizadas na parte linear, são praticamente insensíveis a este parâmetro. Sendo assim, o valor de ξ_t é definido a partir da condição canônica de que as abundâncias das linhas individuais sejam independentes das intensidades das linhas. As linhas espectrais de silício e oxigênio são ajustadas separadamente, para cinco valores de velocidade de microturbulência, com passo de 1 km s^{-1} em torno do valor inicial. Para cada valor de ξ_t , representamos graficamente as abundâncias individuais e as intensidades das linhas, usando a largura equivalente como indicador da intensidade da linha, conforme mostra a Figura 5.7. Em seguida, verificamos o valor de ξ_t para o qual o ajuste linear entre as abundâncias individuais e as larguras equivalentes tenha inclinação próxima de zero, conforme mostra a Figura 5.8. O valor final de ξ_t corresponde à média entre os valores obtidos da análise das linhas de Si III e O II.

7. Por fim, verificamos a convergência dos parâmetros estelares básicos T_{eff} , $\log g$ e ξ_t . Caso não haja convergência, os procedimentos são repetidos com um reajuste nos parâmetros iniciais.
8. Obtendo-se a convergência, nós ajustamos individualmente as linhas de Si e O para obter os valores finais de abundâncias dos respectivos elementos. Com os parâmetros estelares fixos, determinamos as abundâncias de nitrogênio e carbono através da

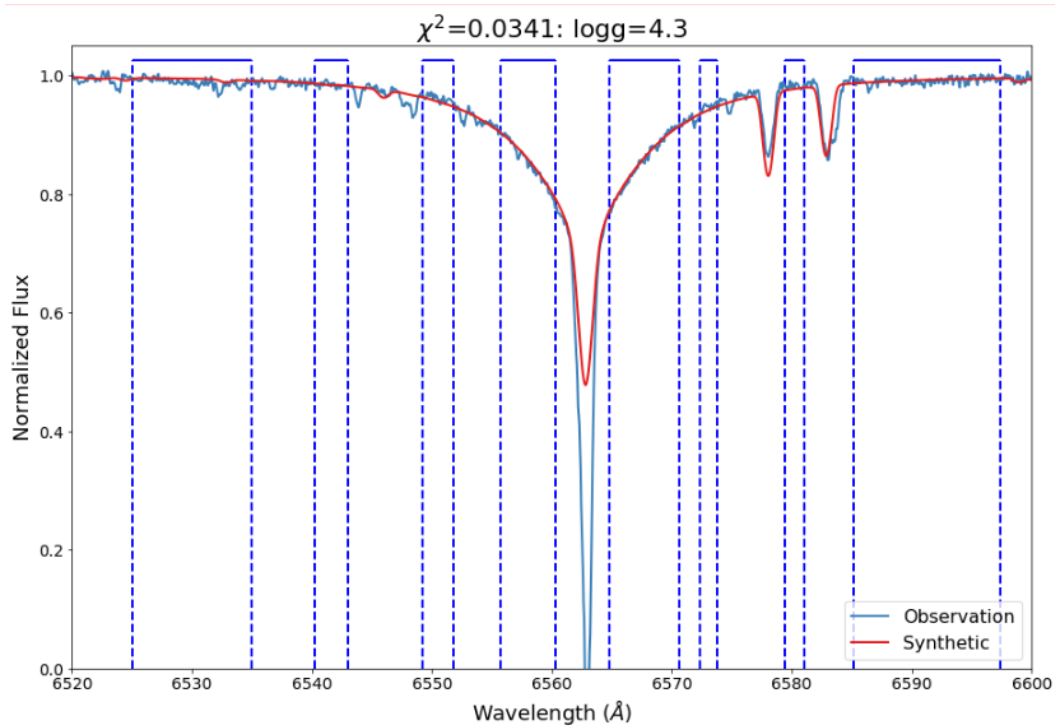


Figura 5.6: Exemplo de ajuste da linha de hidrogênio no espectro estrela ALS 15861. O espectro observado está representado em azul e o espectro sintético em vermelho. As linhas azuis hachuradas definem a região considerada no cálculo do χ^2 para a escolha do melhor ajuste em torno da linha de H α . O valor final de $\log g=4.22$ para esta estrela corresponde ao valor médio igual obtido das duas linhas de hidrogênio analisadas.

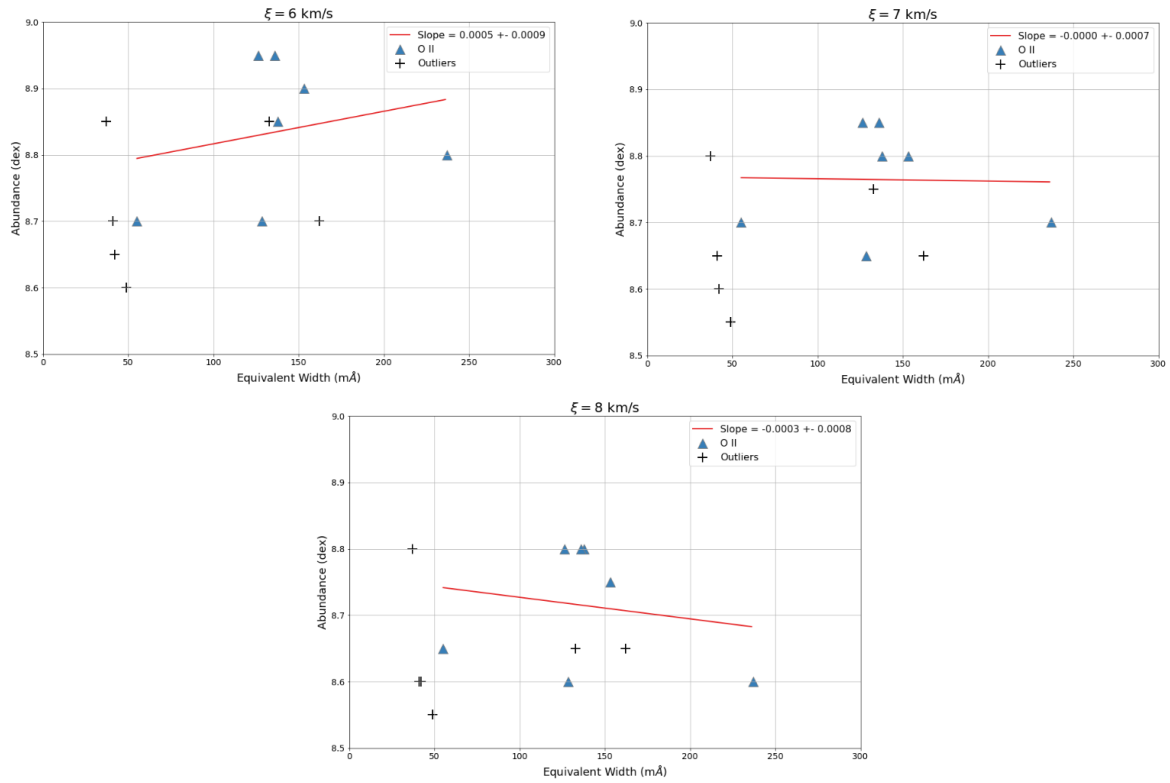


Figura 5.7: Estudo da variação das abundâncias obtidas a partir das linhas individuais de O II em função das intensidades das linhas para a definição da microturbulência. Cada painel mostra o comportamento das abundâncias para um valor de microturbulência identificado no título do painel. O valor da microturbulência é escolhido sendo aquele que produz a mesma abundância para as linhas fortes e fracas.

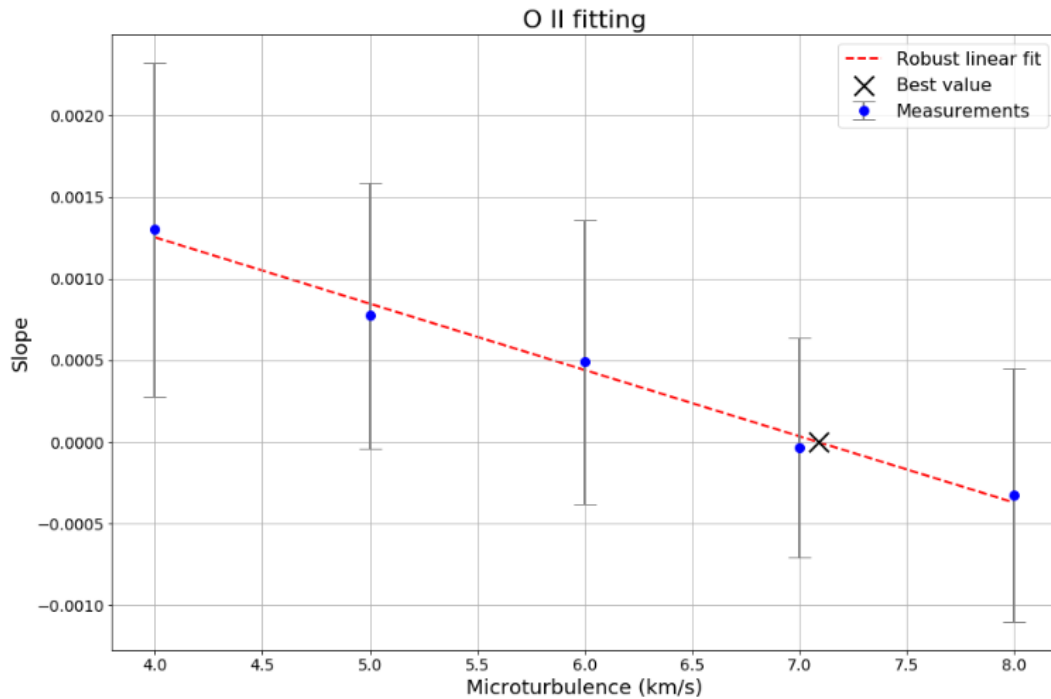


Figura 5.8: Variação do coeficiente de inclinação das retas mostradas na Figura 5.7 para os diferentes valores de microturbulência. O valor da microturbulência é escolhido sendo aquele que produz a mesma abundância para as linhas fortes e fracas.

Tabela 5.2: Linhas de carbono e nitrogênio utilizadas na síntese espectral

Espécie química	Comprimento de onda (Å)	Espécie química	Comprimento de onda (Å)
CIII	4647.4	NII	4056.9
CIII	4650.2	NII	4607.1
CIII	4651.5	NII	4630.5
CIII	4652.0	NII	4643.1
CIII	4659.1	NIII	4634.1
CIII	4663.6	NIII	4640.6
CIII	4665.9		

síntese de linhas de N II, N III e C III listadas na Tabela 5.2.

Após definirmos os parâmetros físicos T_{eff} , $\log g$, $V \sin i$, ζ_{RT} e ξ_t , refizemos a síntese de todas as linhas metálicas usando os parâmetros atmosféricos finais fixos e variando apenas as abundâncias de Si, O, C e N para obter o melhor ajuste para cada linha. Analisamos a distribuição das abundâncias das linhas individuais a fim de descartar as linhas que produzem abundâncias muito discrepantes, e obtivemos assim as abundâncias médias finais para cada espécie química. Para ilustrar um exemplo de síntese espectral, mostramos na Figura 5.9 o espectro observado da estrela ALS 15861 em azul, enquanto o espectro sintético gerado para os parâmetros estelares e as abundâncias está representado em vermelho.

5.3 Resultados

Nesta seção, apresentamos os resultados dos parâmetros estelares, incluindo T_{eff} , $\log g$, $V \sin i$, ζ_{RT} e ξ_t , bem como as estimativas das abundâncias dos elementos C, N, O e Si, para uma subamostra de estrelas com espectros adequados para a análise de abundâncias. Para definir esta subamostra, selecionamos estrelas que não apresentam linhas espectrais duplicadas (indício de binaridade) em nossa amostra. Em seguida, excluímos aquelas com temperatura efetiva fora do limite da grade, ou seja, $T_{\text{eff}} < 14.000 \text{ K}$ ou $T_{\text{eff}} > 33.000 \text{ K}$. A partir da análise de $V \sin i$ descrita no Capítulo 4, selecionamos estrelas com estimativas iniciais de $V \sin i < 100 \text{ km s}^{-1}$. Nossa amostra final consiste, portanto, em um conjunto de 65 estrelas de tipo espectral B pertencentes a aglomerados abertos na Nebulosa de Carina.

A metodologia descrita na Seção ?? foi aplicada a esta subamostra de 65 estrelas e os resultados obtidos para os parâmetros estelares e abundâncias químicas são apresentados na Tabela 5.3. Cada estrela está identificada por uma entrada no catálogo do GES (GES ID, coluna 1) e por uma identificação alternativa na base de dados do SIMBAD, quando disponível (Simbad ID, coluna 2). Os valores finais dos parâmetros estelares e as

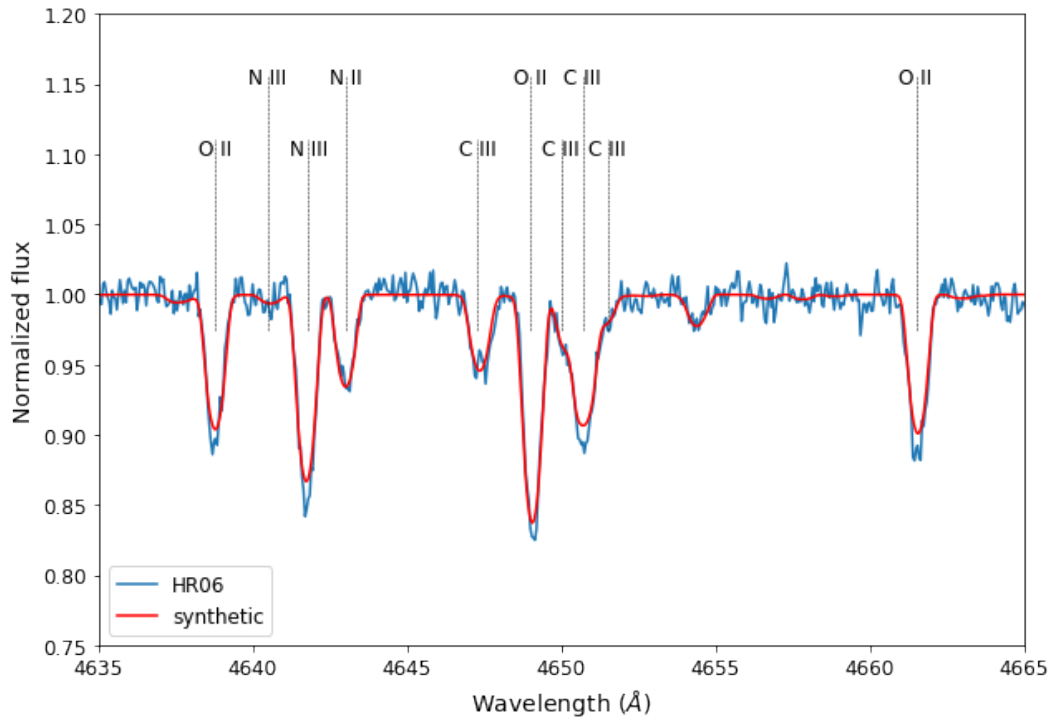


Figura 5.9: Exemplo de síntese espectral para a estrela ALS 15861 na região 4635–4665Å. A linha em azul representa o espectro observado enquanto a linha em vermelho representa o espectro sintético. Linhas espectrais de elementos chave são identificadas na Figura.

abundâncias elementares são representados pelas médias e dispersões calculadas a partir dos ajustes de linhas ou regiões espectrais individuais. Na Tabela 5.3, a coluna 3 apresenta as temperaturas efetivas derivadas através do equilíbrio de ionização das linhas de silício, enquanto os valores finais de $\log g$, obtidos a partir das linhas $H\alpha$ e $H\delta$, estão listados na coluna 4. Os parâmetros de alargamento das linhas, ou seja, ξ_t , $V \sin i$ e ζ_{RT} , foram estimados a partir das linhas individuais de Si III e O II e estão nas colunas 5 a 7 da Tabela 5.3, respectivamente. As colunas 8 a 11 contêm as médias das abundâncias de silício, oxigênio, carbono e nitrogênio, juntamente com suas dispersões correspondentes. As estrelas estão agrupadas de acordo com o aglomerado ao qual pertencem, conforme discutido no capítulo 3.

Tabela 5.3: Parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas das estrelas analisadas

GES ID	Simbad ID	T_{eff} (K)	$\log g$	ξ_t (km s ⁻¹)	$V \sin i$ (km s ⁻¹)	ζ_{RT} (km s ⁻¹)	A (Si)	A (O)	A (C)	A (N)
Trumpler 14										
10435522-5933147	ALS 15229	30,500	4.08±0.15	5±2	10±4	6±5	7.40±0.02	8.68±0.09	8.49±0.07	7.69±0.02
10435953-5932227	–	22,200	4.20±0.15	2±1	59±15	15±5	7.47±0.10	8.77±0.10	8.54±0.03	7.95±0.02
10434356-5934035	ALS 17185	26,050	4.18±0.11	2±1	32±3	5±7	7.51±0.08	8.77±0.09	8.40±0.02	7.80±0.07
10440583-5935117	ALS 15227	27,350	4.20±0.01	3±1	72±5	21±16	7.36±0.01	8.61±0.05	8.62±0.05	7.77±0.10
10440093-5935459	ALS 15206	32,900	3.95±0.05	7±1	39±4	26±11	7.51±0.05	8.77±0.06	8.33±0.03	–
10433335-5935111	ALS 1808	25,650	3.40±0.04	9±2	42±4	17±11	7.48±0.09	8.68±0.06	8.65±0.05	7.82±0.03
10435796-5933537 ^b	ALS 15864	25,800	4.00±0.07	3±2	71±7	23±16	7.32±0.06	8.57±0.09	8.44±0.02	7.75±0.05
Trumpler 15										
10443075-5921263	ALS 15861	24,400	4.22±0.11	3±2	26±3	7±5	7.37±0.02	8.80±0.07	8.43±0.06	7.77±0.03
10440328-5919498	–	20,950	4.15±0.15	4±1	40±9	30±9	7.40±0.05	8.75±0.09	8.53±0.06	7.87±0.15
10440062-5925493	ALS 1822	29,600	4.28±0.15	4±2	57±3	16±14	7.44±0.07	8.70±0.10	8.57±0.10	7.73±0.02
10432015-5917582	–	18,850	4.22±0.04	4±0	34±9	8±10	7.36±0.06	8.78±0.09	–	7.85±0.01
10442912-5920049	ALS 1842	26,350	4.32±0.15	3±1	7±6	7±5	7.38±0.01	8.71±0.11	8.39±0.02	7.70±0.07
10451811-5924277 ^b	HD 93342	14,250	3.58±0.15	3±2	28±5	16±4	7.56±0.07	–	–	–
10443636-5924203 ^b	ALS 15860	22,500	3.00	12±1	66±8	32±11	7.49±0.07	8.72±0.08	8.50±0.05	–
Collinder 232										
10451925-5929522	–	27,050	4.35±0.07	3±1	24±3	8±8	7.41±0.08	8.68±0.08	8.40±0.05	7.81±0.05
10452876-5930038	–	22,550	3.78±0.11	3±0	14±10	8±12	7.46±0.09	8.70±0.10	8.50±0.0	7.80±0.05
10442886-5928166	–	20,000	3.88±0.04	3±2	4±4	4±5	7.32±0.15	8.61±0.05	–	7.79±0.05

CAPÍTULO 5. PARÂMETROS ATMOSFÉRICOS E ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS DAS ESTRELAS ANALISADAS

Bochum 11										
10461906-5957543	–	26,150	3.80 ± 0.01	4 ± 1	1 ± 1	1 ± 1	7.53 ± 0.06	8.78 ± 0.11	8.42 ± 0.03	7.92 ± 0.12
10460291-5950259	–	19,800	4.10 ± 0.01	3 ± 0	38 ± 15	13 ± 10	7.36 ± 0.02	8.85 ± 0.15	–	8.00 ± 0.10
10460493-5959018	–	21,650	4.25 ± 0.05	2 ± 0	36 ± 7	10 ± 5	7.50 ± 0.06	8.82 ± 0.08	8.40 ± 0.05	7.72 ± 0.03
10463643-5948049	–	21,400	4.07 ± 0.02	4 ± 1	37 ± 5	10 ± 10	7.34 ± 0.02	8.88 ± 0.15	–	7.92 ± 0.07
NGC3293										
10344868-5809012	HD 303068	25,650	3.70 ± 0.07	2 ± 1	48 ± 7	28 ± 12	7.50 ± 0.04	8.75 ± 0.10	8.35 ± 0.02	7.77 ± 0.03
10344869-5807127	–	16,900	3.82 ± 0.04	1 ± 0	47 ± 15	32 ± 14	7.42 ± 0.12	8.65 ± 0.10	–	–
10352851-5812496	NGC 3293 ESL 43	19,450	4.02 ± 0.04	0 ± 0	7 ± 5	6 ± 4	7.28 ± 0.02	8.63 ± 0.08	–	7.70 ± 0.01
10354723-5813375	ALS 15740	18,200	3.82 ± 0.15	1 ± 1	28 ± 4	9 ± 9	7.43 ± 0.05	8.76 ± 0.12	–	7.85 ± 0.07
10354901-5814541	ALS 20070	22,200	3.50 ± 0.01	1 ± 1	34 ± 3	24 ± 10	7.39 ± 0.04	8.60 ± 0.07	8.50 ± 0.07	7.70 ± 0.07
10355660-5811314	ALS 15746	23,450	3.75 ± 0.14	2 ± 1	22 ± 2	14 ± 5	7.46 ± 0.06	8.75 ± 0.09	8.40 ± 0.05	7.84 ± 0.04
10360160-5815096	HD 92007	23,750	3.53 ± 0.11	10 ± 1	86 ± 6	14 ± 14	7.40 ± 0.01	8.77 ± 0.07	8.43 ± 0.03	7.58 ± 0.08
10360525-5816455	NGC 3293 ESL 62	16,500	3.52 ± 0.15	0 ± 0	23 ± 0	13 ± 2	7.45 ± 0.10	8.75 ± 0.10	–	7.77 ± 0.03
10360764-5815204	ALS 20072	22,650	3.95 ± 0.15	1 ± 1	71 ± 5	21 ± 14	7.44 ± 0.08	8.62 ± 0.06	–	7.77 ± 0.11
10354822-5812329	ALS 15741	25,100	3.75 ± 0.14	7 ± 2	113 ± 2	47 ± 16	7.45 ± 0.02	8.76 ± 0.08	8.52 ± 0.03	7.70 ± 0.01
10354072-5812440	ALS 1671	24,700	3.58 ± 0.11	11 ± 1	47 ± 2	28 ± 4	7.48 ± 0.06	8.77 ± 0.11	8.42 ± 0.06	7.72 ± 0.03
10355781-5812213	ALS 15748	25,100	3.85 ± 0.07	5 ± 1	23 ± 2	17 ± 4	7.42 ± 0.04	8.76 ± 0.08	8.35 ± 0.03	7.67 ± 0.03
Trumpler 16										
10450523-5941426	ALS 19746	22,000	4.10 ± 0.01	3 ± 0	68 ± 5	15 ± 9	7.36 ± 0.09	8.80 ± 0.05	8.65 ± 0.07	7.82 ± 0.07
10450673-5941565	ALS 15200	32,650	4.00 ± 0.10	6 ± 1	32 ± 4	14 ± 12	7.33 ± 0.02	8.70 ± 0.11	8.42 ± 0.06	–
10450636-5942357	ALS 15249	26,000	4.32 ± 0.11	1 ± 0	62 ± 10	16 ± 14	7.45 ± 0.02	8.80 ± 0.15	8.63 ± 0.02	7.70 ± 0.05
10450590-5940546	Trumpler 16 66	21,000	3.95 ± 0.05	3 ± 2	51 ± 9	24 ± 15	7.42 ± 0.02	8.70 ± 0.05	–	7.87 ± 0.02
10451265-5942488	ALS 15228	25,750	4.32 ± 0.15	3 ± 0	42 ± 18	32 ± 12	7.34 ± 0.11	8.58 ± 0.15	8.46 ± 0.02	7.73 ± 0.03

10451894-5942184	–	23,050	4.22±0.15	2±1	29±8	12±5	7.36±0.02	8.70±0.10	8.34±0.02	7.75±0.05
10452190-5945249	–	21,250	3.92±0.11	6±1	58±10	17±10	7.30±0.07	8.66±0.10	8.48±0.06	7.79±0.14
10452214-5937385	ALS 15244	24,950	4.03±0.11	2±1	24±2	10±8	7.47±0.06	8.73±0.09	8.42±0.05	7.72±0.02
10453808-5944095	–	32,900	3.95±0.05	2±1	28±3	25±2	7.42±0.05	8.66±0.15	8.30±0.03	–
10443719-5940015	ALS 15242	27,150	4.10±0.01	2±1	56±5	25±14	7.28±0.02	8.61±0.07	8.48±0.11	7.76±0.01
10444098-5940104	ALS 19743	29,700	3.97±0.11	7±1	10±6	6±9	7.37±0.11	8.65±0.14	8.43±0.03	7.57±0.10
10445376-5937483	ALS 15236	22,550	4.00±0.14	4±2	16±6	13±5	7.28±0.02	8.68±0.07	8.47±0.03	7.81±0.07
Collinder 228										
10441513-6007509	–	22,020	3.90±0.01	5±1	47±5	7±5	7.22±0.13	8.72±0.05	8.57±0.05	7.77±0.11
10440104-6006378	–	17,900	3.97±0.04	6±1	65±14	32±8	7.25±0.09	8.65±0.10	–	7.87±0.03
10435479-6006208	–	19,600	3.97±0.04	7±2	71±15	20±10	7.55±0.09	–	–	7.75±0.02
10424533-6012063	–	19,450	4.08±0.15	4±1	53±10	14±17	7.42±0.07	8.68±0.10	–	7.80±0.05
10425717-6007414	–	22,150	4.40±0.15	0±0	21±2	4±5	7.40±0.03	8.72±0.04	8.36±0.06	7.73±0.03
10421831-6001553	–	16,800	4.12±0.15	3±1	25±10	17±18	7.41±0.12	8.83±0.08	–	–
10420759-5956249	–	14,150	4.20±0.01	2±2	38±10	23±13	7.55±0.10	–	–	–
10433443-5943265	–	31,650	4.25±0.02	8±2	36±5	20±9	7.43±0.07	8.65±0.10	8.50±0.05	7.73±0.10
10440237-5952047	–	18,550	4.35±0.14	3±1	60±2	40±0	7.47±0.13	8.80±0.10	–	7.80±0.07
10440371-5948141	–	24,450	4.03±0.15	4±0	72±5	21±15	7.32±0.01	8.75±0.10	8.49±0.02	7.73±0.08
10443008-5952141	ALS 15222	25,600	4.12±0.11	4±0	6±5	7±6	7.34±0.10	8.66±0.09	8.44±0.02	7.72±0.12
10445041-5955450	ALS 1864	30,780	4.22±0.04	5±1	63±3	15±14	7.45±0.09	8.75±0.10	8.53±0.03	7.72±0.11
10445053-5957227	–	21,400	4.00±0.07	4±0	59±14	13±10	7.42±0.02	8.80±0.13	8.35±0.10	7.67±0.03
10445734-6000467	ALS 1866	25,200	4.10±0.14	1±0	43±5	29±9	7.46±0.01	8.75±0.12	8.60±0.10	7.72±0.08
10450602-5956512	–	20,350	4.00±0.15	5±0	12±6	12±7	7.51±0.13	8.78±0.10	–	7.89±0.08
10413434-5958474 ^b	–	28,000	4.35±0.14	0±0	53±3	9±10	7.31±0.06	8.60±0.08	–	7.75±0.02
10425293-6003478 ^b	–	25,300	4.03±0.04	5±2	56±5	18±14	7.32±0.09	8.50±0.10	8.40±0.02	7.72±0.02

10421033-5958009 ^b	HD 305439	27,200	3.10±0.15	9±2	85±11	45±15	7.50±0.10	8.80±0.10	8.40±0.01	–
10442910-5948207 ^f		32,050	4.35±0.08	6±1	53±7	34±9	7.44±0.05	8.68±0.15	8.42±0.03	7.63±0.08
10443676-5954249 ^b	ALS 1853	19,850	3.00±0.15	16±2	56±8	28±16	7.54±0.02	8.75±0.10	–	–

5.3. RESULTADOS

5.4 Análise das incertezas

A metodologia descrita por Bragança et al. (2019), apresentada na Sessão ??, permite obter os parâmetros atmosféricos temperatura efetiva, a gravidade superficial, a velocidade rotacional projetada, a velocidade de microturbulência e a velocidade de macroturbulência, além das abundâncias químicas de elementos selecionados. As incertezas nos parâmetros atmosféricos obtidos pelo método iterativo seguem a discussão de Bragança et al. (2019): $\Delta T_{\text{eff}} = 1000$ K, $\Delta \log g = 0.15$, $\Delta V \sin i = 15$ %, $\Delta \xi_t = 2$ km s⁻¹ e $\Delta \zeta_{RT} = 15$ km s⁻¹. As dispersões nas abundâncias indicam a variação em relação às médias calculadas a partir das abundâncias das linhas individuais empregadas. As dispersões típicas dessas abundâncias podem atingir até 0.15 dex.

A fim de avaliar a incerteza na determinação da temperatura efetiva através da síntese espectral, repetimos os ajustes para duas regiões espectrais com linhas de absorção muito sensíveis a este parâmetro: a região da linha de H_γ e a região em torno de 4650Å, que contém várias linhas de C III e O II.

Para a análise da região de H_γ, consideramos as incertezas na definição do contínuo, na razão S/N do espectro e na gravidade superficial e refizemos a síntese da linha de hidrogênio. Nos espectros das estrelas de tipo espectral B, as asas das linhas de Hidrogênio são sensíveis tanto à gravidade superficial quanto à temperatura efetiva, de modo que é possível reproduzir um perfil observado usando diferentes pares (T_{eff} , $\log g$). Além disso, na faixa de temperaturas das estrelas B, as asas das linhas de hidrogênio são bastante largas, chegando a cobrir 40 ou 50Å, dificultando a normalização dos espectros nessa região. Os valores das incertezas adotados foram os seguintes: 5% acima do nível do contínuo; variação da razão S/N usando o fator 5 da função *smooth* da rotina *plot* do IRAF; e $\Delta \log g = 0.10$. Cada uma dessas fontes de incerteza foi variada individualmente, mantendo os demais valores fixos. Os novos valores de temperatura efetiva obtidos são +300 K, +300 K e -1000 K, respectivamente. Somados em quadratura, essas incertezas podem ter um impacto de aproximadamente 1100 K na temperatura efetiva, que é totalmente consistente com a estimativa de erro interno do S4.

Na região em torno de 4650Å, os perfis das linhas metálicas não mudam significativamente com a gravidade superficial mas, por outro lado, são sensíveis às abundâncias e ao valor da microturbulência. Sendo assim, avaliamos o impacto da variação nas abundâncias de carbono e oxigênio por um acréscimo de 0.05 dex e da variação da velocidade de microturbulência por um acréscimo de 2 km s⁻¹ no ajuste direto da região espectral entre 4645 4 4655Å, sendo um valor modificado de cada vez. Os novos valores de T_{eff} necessários para ajustar os perfis sintéticos são aproximadamente de -800 K e -600 K, respectivamente, em relação ao valor original, produzindo um erro total de 1000 K na temperatura efetiva.

A acurácia dos parâmetros estelares, por sua vez, reflete diretamente na estimativa

das abundâncias químicas. Assim, faz-se necessário avaliar o impacto nas abundâncias ocasionado pelas incertezas nos parâmetros estelares. Para isso, criamos uma rotina computacional que varia, individualmente, a temperatura efetiva, a gravidade superficial, a velocidade rotacional projetada, a velocidade de microturbulência e a velocidade de macroturbulência, de acordo com as incertezas internas do método iterativo. Cada parâmetro foi variado individualmente de acordo com sua incerteza, enquanto os demais parâmetros foram mantidos fixos. Em seguida, calculamos a raiz da soma quadrática das incertezas, como indicativo do erro total. Os erros totais nas abundâncias das estrelas estudadas variam entre $+0.12$ dex, para estrelas com $T_{\text{eff}} \sim 20\,000$ K, e $+0.25$ dex, para estrelas com $T_{\text{eff}} \sim 30\,000$ K.

A temperatura efetiva e a velocidade de microturbulência são os parâmetros que têm maior impacto na determinação das abundâncias. Considerando uma estrela com T_{eff} da ordem de $25\,000$ K, o silício, que é estudado principalmente através da síntese de três linhas de intensidade intermediária, apresenta a maior sensibilidade à variação de ξ_t : um acréscimo de 2 km s^{-1} no valor deste parâmetro pode ocasionar uma variação na abundância de silício da ordem de -0.15 dex. O oxigênio, por sua vez, apresenta uma diminuição média de -0.06 dex na sua abundância em função da mesma variação na microturbulência.

Capítulo 6

Discussão: Análise Fotosférica

Neste capítulo, discutiremos os resultados da análise fotosférica descrita no Capítulo 5, que permitiu a determinação dos parâmetros físicos e de abundâncias químicas das estrelas dos aglomerados de Carina.

No estudo da evolução estelar, a determinação dos parâmetros estelares e abundâncias desempenha um papel fundamental na compreensão do estágio evolutivo atual das estrelas. No caso de estrelas em fases evolutivas mais avançadas, como por exemplo, as estrelas pós-AGB, não é possível definir exatamente o estágio evolutivo no qual a estrela se encontra apenas no espaço de parâmetros $T_{\text{eff}} \times \log g$, uma vez que as trilhas evolutivas podem passar pelo mesmo par $(T_{\text{eff}}, \log g)$ em diferentes fases evolutivas (Mello et al., 2012). O padrão de abundâncias, nesses casos, representa uma valiosa fonte de informação e pode indicar se a estrela passou ou não por alguma fase de mistura específica, como os diferentes processos conhecidos como dragagem. Além disso, a análise de abundâncias fornece informação fundamental para a compreensão da distribuição de composição química na Galáxia e, quando disponível para objetos com um amplo intervalo de idades, da evolução química da Galáxia.

Na Figura 6.1, apresentamos o Diagrama de Kiel com os resultados de T_{eff} e $\log g$ para 65 estrelas B da região de Carina, juntamente com as trajetórias evolutivas com rotação calculadas por Ekström et al. (2012) para estrelas com metalicidade $Z = 0.014$ e massas estelares de 4, 5, 7, 9, 12, 15, 20 e 25 M_{\odot} (as trajetórias estão identificadas por diferentes cores, de acordo com a massa estelar), além da Sequência Principal de Idade Zero (ZAMS, do inglês *Zero Age Main Sequence*), representada pela linha tracejada. Desta Figura, concluímos que as estrelas da nossa subamostra possuem massas variando entre 4 e 25 massas solares. Além disso, notamos que a maioria das estrelas de nossa amostra está localizada em uma faixa compreendida entre a ZAMS e o ponto de transição para a fase de subgigantes, onde ocorre a queima de Hélio. Cinco estrelas de nossa amostra apresentam valores de $\log g$ menores ou iguais a 3.5: ALS 1808, ALS 15860, HD 305439,

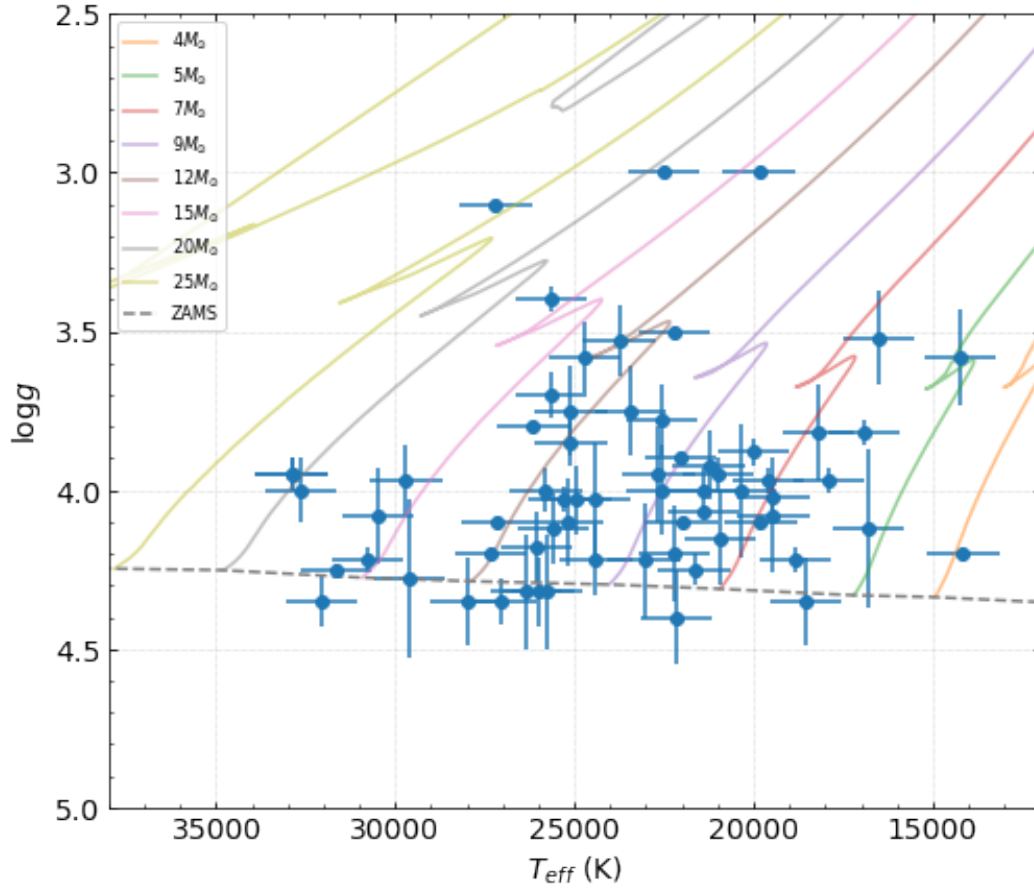


Figura 6.1: Diagrama de Kiel para as estrelas de nossa amostra, com as trajetórias evolutivas calculadas por Ekström et al. (2012) para estrelas com massas de 4, 5, 7, 9, 12, 15, 20 e 25 M_{\odot} . As trajetórias foram calculadas incluindo os efeitos da rotação na evolução estelar, considerando uma taxa de rotação na ZAMS de $v_{ini}/v_{crit}=0.4$.

ALS 1853 e ALS 20070. As quatro primeiras estrelas desta lista são classificadas como supergigantes azuis, com classe de luminosidade Ia. ALS 20070, por outro lado, é classificada como B2 III. Dentre as estrelas com T_{eff} mais baixas da nossa amostra, HD 93342 e Cl NGC 3293 ESL 62 destacam-se por apresentarem $\log g = 3.58$ e 3.52 , respectivamente, sendo que HD93342 também é classificada com supergigante azul de tipo espectral B1 Ia. Além disso, nossa amostra inclui outras duas estrelas com $\log g$ próximo de 3.50 e que são classificadas como variáveis: ALS 1671, uma variável do tipo β Cep, e HD 92007, uma estrela Variável Pulsante. Alguns desses objetos apresentam discrepâncias consideráveis nos parâmetros atmosféricos listados em diferentes análises disponíveis na literatura. Discutimos detalhadamente nossos resultados e os comparamos com estudos anteriores na seção 6.1.

Apresentamos nos painéis da Figura 6.2 os valores das abundâncias de Si, O, C e N listados na Tabela 5.3 em função da T_{eff} . As abundâncias estão representadas de duas formas: nos painéis do lado esquerdo, cada ponto representa as abundâncias e T_{eff} das estrelas e nos painéis do lado direito, os histogramas representam as distribuições de

abundância dos respectivos elementos. As linhas tracejadas representam as abundâncias solares de $A(\text{Si})_{\odot} = 7.51 \pm 0.05$, $A(\text{O})_{\odot} = 8.69 \pm 0.04$, $A(\text{N})_{\odot} = 7.83 \pm 0.07$ e $A(\text{C})_{\odot} = 8.46 \pm 0.04$, estimadas por Asplund et al. (2021). Em geral, as estrelas de nossa amostra apresentam abundâncias elementais variando dentro dos intervalos $7.22 \leq A(\text{Si}) \leq 7.56$, $8.50 \leq A(\text{O}) \leq 8.88$, $7.57 \leq A(\text{N}) \leq 8.00$ e $8.30 \leq A(\text{C}) \leq 8.65$. Em casos extremos, a diferença entre a abundância de uma determinada estrela da nossa amostra e o Sol pode alcançar 0.29 dex para silício, 0.19 dex para oxigênio, 0.26 dex para nitrogênio e 0.19 dex para carbono.

Através da Figura 6.2, é possível notar que não há uma correlação aparente entre abundâncias de Si e O e a T_{eff} . A abundância média de Si é 7.41 ± 0.08 , sendo que as abundâncias estelares são tipicamente menores do que o valor solar obtido por Asplund et al. (2021), 7.51 ± 0.03 , e a abundância mais baixa foi obtida para uma estrela do aglomerado Collinder 228, igual a 7.22 ± 0.13 . Por outro lado, três estrelas deste mesmo aglomerado apresentam abundâncias de silício maiores do que o valor solar. Não por acaso, Collinder 228 apresenta dispersão de 0.10 dex em sua abundância média de Si, calculada a partir de 20 estrelas. A abundância média de oxigênio em Carina é igual a 8.71 ± 0.08 , consistente com o valor para o Sol 8.69 ± 0.04 (Asplund et al., 2021), sendo que a maioria das abundâncias de oxigênio das estrelas de nossa amostra são levemente maiores do que o valor solar.

No terceiro painel da Figura 6.2 pode-se observar uma leve tendência das abundâncias de nitrogênio com a temperatura efetiva, no sentido de que as estrelas com T_{eff} mais alta aparentemente apresentam abundâncias de nitrogênio menores do que o valor solar, enquanto que a maior parte das estrelas com $T_{\text{eff}} < 20,000\text{K}$ tendem a apresentar abundâncias maiores do que o valor solar. Parte dessa tendência observada deve-se a três estrelas que apresentam diferenças significativas entre as abundâncias de nitrogênio em relação ao valor solar. Duas estrelas se destacam por apresentar abundâncias de nitrogênio sub-solares: ALS 19743, com $A(\text{N}) = 7.57 \pm 0.10$ e a Variável Pulsante HD 92007, com $A(\text{N}) = 7.58 \pm 0.08$. Por outro lado, a abundância de nitrogênio na estrela GES 10460291-5950259 é $A(\text{N}) = 8.00 \pm 0.10$. A correlação entre $A(\text{N})$ e T_{eff} é bastante reduzida quando essas 3 estrelas são desconsideradas da amostra.

Finalmente, o painel inferior da Figura 6.2 mostra a distribuição das abundâncias de carbono em função da T_{eff} . O primeiro ponto que se destaca é o menor número de estrelas com abundâncias de carbono disponíveis. Isso se explica pelo fato de que as abundâncias de carbono foram obtidas através da análise de linhas de C III, que não são visíveis nos espectros das estrelas com temperaturas mais baixas. A abundância média de carbono para todas as estrelas estudadas é igual a 8.46 ± 0.09 , sendo que a maioria das estrelas apresenta abundâncias levemente superiores ao valor solar.

A velocidade de microturbulência é um parâmetro *ad-hoc* (termo descrito para legitimar ou defender uma teoria a partir de resultados e/ou observações reais encontrados

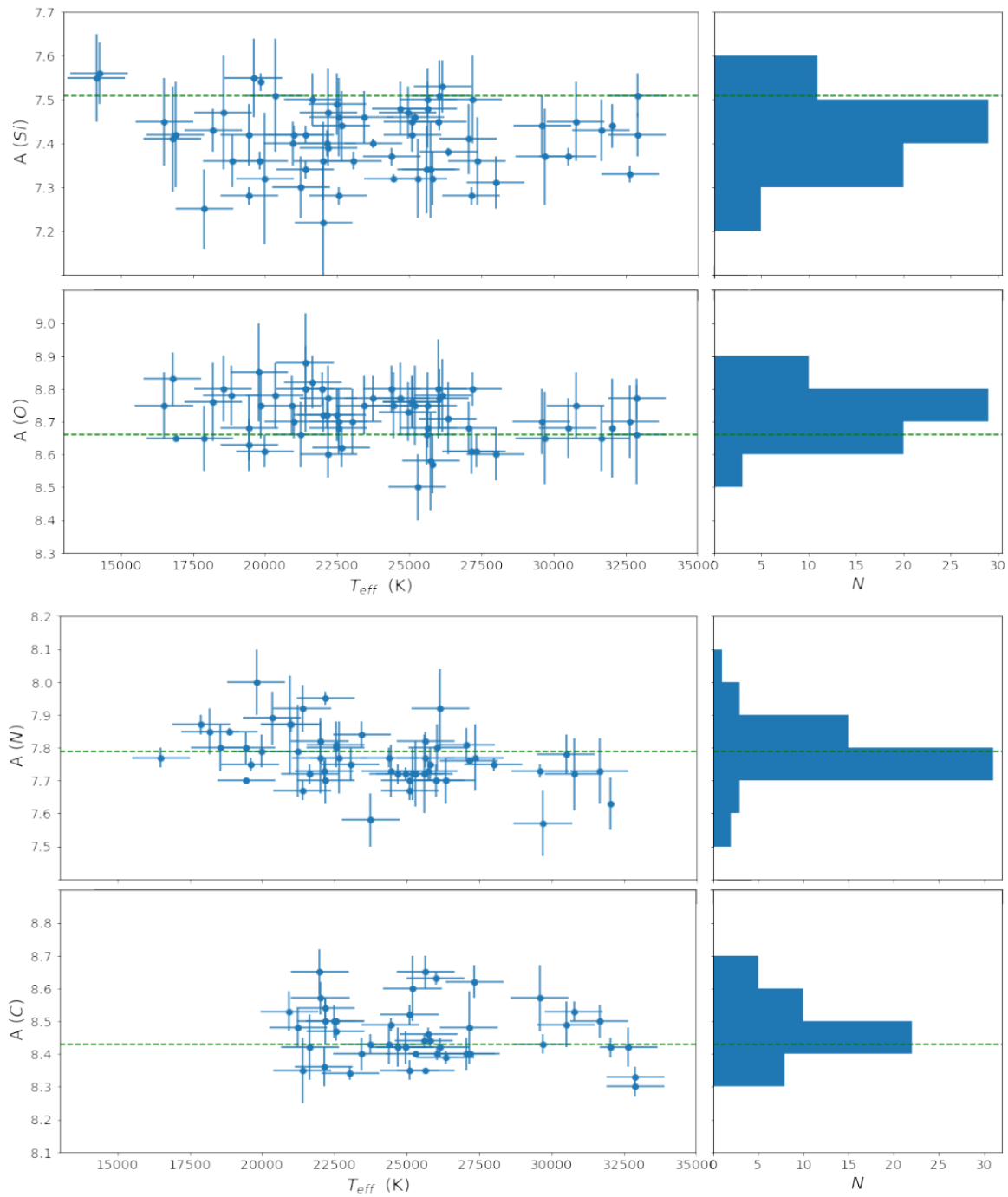


Figura 6.2: Abundâncias químicas de silício, oxigênio, carbono e nitrogênio (de cima para abaixo) em função da T_{eff} das estrelas estudadas. Em cada painel à direita, apresentamos os histogramas com as respectivas distribuições de abundâncias. As linhas tracejadas correspondem às abundâncias Solares de cada espécie química obtida por Asplund et al. (2021).

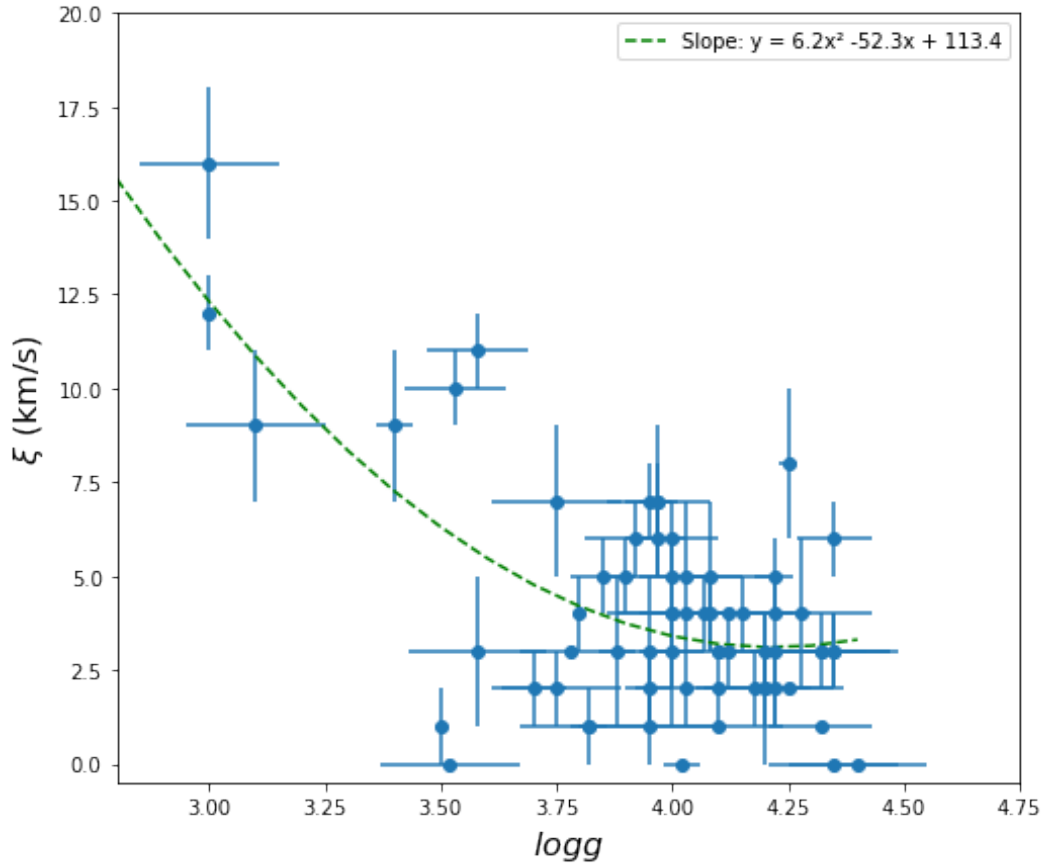


Figura 6.3: Velocidade de microturbulência ξ em função de $\log g$ para 65 estrelas de nossa amostra. As estrelas mais próximas da SP apresentam ξ_t menores do que 10 km s^{-1} , enquanto as estrelas mais evoluídas da amostra tendem a apresentar valores mais altos. A linha tracejada representa o melhor ajuste obtido com uma função quadrática.

na natureza) definido através critério de independência das abundâncias obtidas a partir das linhas individuais em relação a intensidade das linhas, representada pelas larguras equivalentes. Contudo, estimativas de microturbulência são conhecidas por apresentar sensibilidade ao efeito de parâmetros atmosféricos como a gravidade superficial (Hunter et al., 2009; Liu et al., 2022). A Figura 6.3 mostra a distribuição de velocidades de microturbulência ξ_t em função da gravidade superficial $\log g$ para as estrelas da nossa amostra. As estrelas mais próximas da SP apresentam ξ_t menores do que 10 km s^{-1} , enquanto as estrelas mais evoluídas da amostra tendem a apresentar valores mais altos. A linha tracejada representa o melhor ajuste obtido com a função quadrática $\xi_t = 6.2 \log g^2 - 52.3 \log g + 113.4$.

6.1 Comparação com a literatura

Comparando nossos resultados de parâmetros estelares, como T_{eff} , $\log g$, $V \sin i$ e abundâncias, com os resultados disponíveis na literatura, observamos que, apesar da Ne-

bulosa de Carina ser uma região bem estudada, apenas uma fração das estrelas de alta massa dos aglomerados abertos investigados possui resultados de análises espectroscópicas publicados. Nesta seção, comparamos nas Figuras 6.4 a 6.10 os nossos resultados com os resultados de trabalhos já publicados, identificados nas respectivas legendas. A literatura oferece diversas metodologias para a determinação dos parâmetros estelares. A seguir, descreveremos os métodos empregados pelos estudos de referência que utilizamos em nossas comparações.

Os trabalhos conduzidos por Huang and Gies (2006a,b) basearam-se na combinação de ajustes de perfis espectrais, utilizando como referência as regiões que abrangem as fortes linhas de Balmer e as linhas de He I. Essa metodologia permitiu a obtenção dos parâmetros estelares T_{eff} , $\log g$ e $V \sin i$ para uma extensa amostra de estrelas B pertencentes a 19 aglomerados abertos, incluindo NGC 3293, Trumpler 14 e Trumpler 16.

A análise realizada por Hanes et al. (2018) concentrou-se em uma amostra de 82 estrelas de tipo espectral B pertencentes a vários aglomerados abertos na região da Carina. Os autores utilizaram a ferramenta de síntese espectral não-ETL, recorrendo à grade de modelos atmosféricos BSTAR2006 (Lanz and Hubeny, 2007) calculados com o código TLUSTY. Através da modelagem da linha de Balmer $H\gamma$, eles determinaram os parâmetros T_{eff} e $\log g$. Para a estimativa de $V \sin i$, foram analisadas as linhas de He I em $\lambda\lambda$ 4026, 4388 e 4471 Å.

NGC 3293 é um aglomerado jovem e compacto que já foi analisado previamente por diversos estudos, incluindo Huang and Gies (2006a); Hunter et al. (2009); McSwain et al. (2009), bem como análises mais recentes conduzidas por Morel et al. (2022) e Proffitt et al. (2024). Entre os aglomerados estudados nesta Tese, NGC 3293 se destaca pelo maior número de estrelas com análises espectroscópicas prévias. No trabalho de McSwain et al. (2009), os parâmetros estelares T_{eff} , $\log g$ e $V \sin i$ foram obtidos de maneira semelhante ao método utilizado por Hanes et al. (2018). Eles utilizaram a síntese espectral não-ETL com base no modelo BSTAR2006 e ajustaram os perfis sintéticos das linhas de $H\gamma$ e He I em $\lambda\lambda$ 4388 e 4471 Å para cerca de 128 estrelas de tipo espectral B. O método empregado por Hunter et al. (2009) é parecido com o método utilizado em nosso estudo: eles determinaram a temperatura efetiva através do equilíbrio de ionização entre Si II e Si III, estimaram o $\log g$ por meio de síntese das linhas da série de Balmer, enquanto as estimativas de $V \sin i$ foram obtidas através da análise de linhas de He I e de linhas metálicas, como Mg II e Si III. Um estudo mais recente conduzido por Morel et al. (2022) envolveu a análise de 160 estrelas com tipos espectrais variando de B1 a B9.5 no aglomerado NGC 3293, baseada em dados do Levantamento Gaia-ESO Survey. Eles determinaram os parâmetros atmosféricos T_{eff} , $\log g$ e $V \sin i$ através de síntese espectral com minimização global, usando o código SYNSPEC48 fundamentado tanto no formalismo ETL (ATLAS9; (Kurucz, 1993)) quanto em modelos atmosféricos não-ETL calculados com TLUSTY (Hubeny, 1988; Hubeny and Lanz, 1995, 2017). Proffitt et al. (2024) reanalisaram a amostra

de estrelas B de NGC 3293 estudada por Dufton et al. (2006); Proffitt et al. (2016), utilizando agora a mesma base de modelos atmosféricos e códigos descritos no Capítulo ??, porém utilizando uma abordagem levemente modificada: 4 estrelas com baixo $V \sin i$, consideradas como referência par as abundâncias químicas, foram analisadas usando o S4, assim como descrito no capítulo ??; para o restante da amostra, formada por estrelas com $V \sin i > 100 \text{ km s}^{-1}$, a análise foi feita através de síntese de algumas regiões espectrais contendo linhas chaves e considerando como valor fixo a média das abundâncias das 4 estrelas de referência. Três estrelas analisadas nesta tese foram também analisadas por Proffitt et al. (2024): HD 92007 (= NGC 3293 ESL 12), ALS 15741 (= NGC 3293 ESL 19) e ALS 1671 (= NGC 3293 ESL 10).

Comparamos nossas estimativas dos parâmetros atmosféricos T_{eff} , $\log g$ e $V \sin i$, com resultados publicados na literatura, através das Figuras 6.4, 6.6 e 6.7. Para uma melhor compreensão e visualização, adotamos diferentes símbolos e cores para representar as diferentes fontes na literatura: quadrados pretos para Morel et al. (2022), pentágonos azuis para Huang and Gies (2006b), círculos amarelos para Hanes et al. (2018), triângulos verdes para Hunter et al. (2009) e diamantes roxos para McSwain et al. (2009).

Na Figura 6.4, realizamos uma comparação entre nossos resultados de $V \sin i_{Si,O}$, obtidos por meio dos ajustes das linhas metálicas Si III e O II (conforme listado na Tabela 5.1), e os resultados encontrados na literatura. Devemos destacar que a maioria dos resultados da literatura foi derivada a partir das linhas de He I, com exceção de Morel et al. (2022) e Hunter et al. (2009). Conforme o esperado, nossas medições de $V \sin i_{Si,O}$, que foram obtidas através das linhas metálicas, sistematicamente resultam em valores menores de $V \sin i$ em comparação com aqueles obtidos a partir das linhas de He I. Os resultados obtidos por Huang and Gies (2006a), McSwain et al. (2009) e Hanes et al. (2018), os quais baseam-se em linhas de He I, apresentam valores de $V \sin i$ sistematicamente maiores que os nossos em cerca de $\langle \Delta V \sin i \rangle \sim 19\%$, 52% e 60% , respectivamente. Por outro lado, os estudos de Hunter et al. (2009) e Morel et al. (2022), que utilizaram linhas de metálicas, demonstram uma melhor concordância com nossos resultados, com $\langle \Delta V \sin i \rangle \sim 25\%$ e 23% , respectivamente, sendo que o trabalho de Morel et al. (2022) apresenta uma melhor correlação com os nossos resultados.

O padrão observado entre os $V \sin i$ obtidos pelas linhas metálicas e linhas de Hélio também pode ser observado na comparação entre os nossos resultados obtidos a partir dos dois métodos, como mostra a Figura 6.5. Este efeito pode ser explicado devido ao fato de que as linhas de metais são mais sensíveis a parâmetros de alargamento, como $V \sin i$ e ζ_{RT} , do que as linhas mais fortes de Hidrogênio ou Hélio, onde os efeitos da pressão (efeito Stark linear) tornam-se dominantes. Estudos anteriores, como os de Simón-Díaz et al. (2017), Simón-Díaz and Herrero (2014) e Markova et al. (2014), destacaram os efeitos da ζ_{RT} , evidenciando a importância de levar em consideração o alargamento adicional introduzido pela macroturbulência nas análises espectroscópicas. Portanto, é fundamental considerar

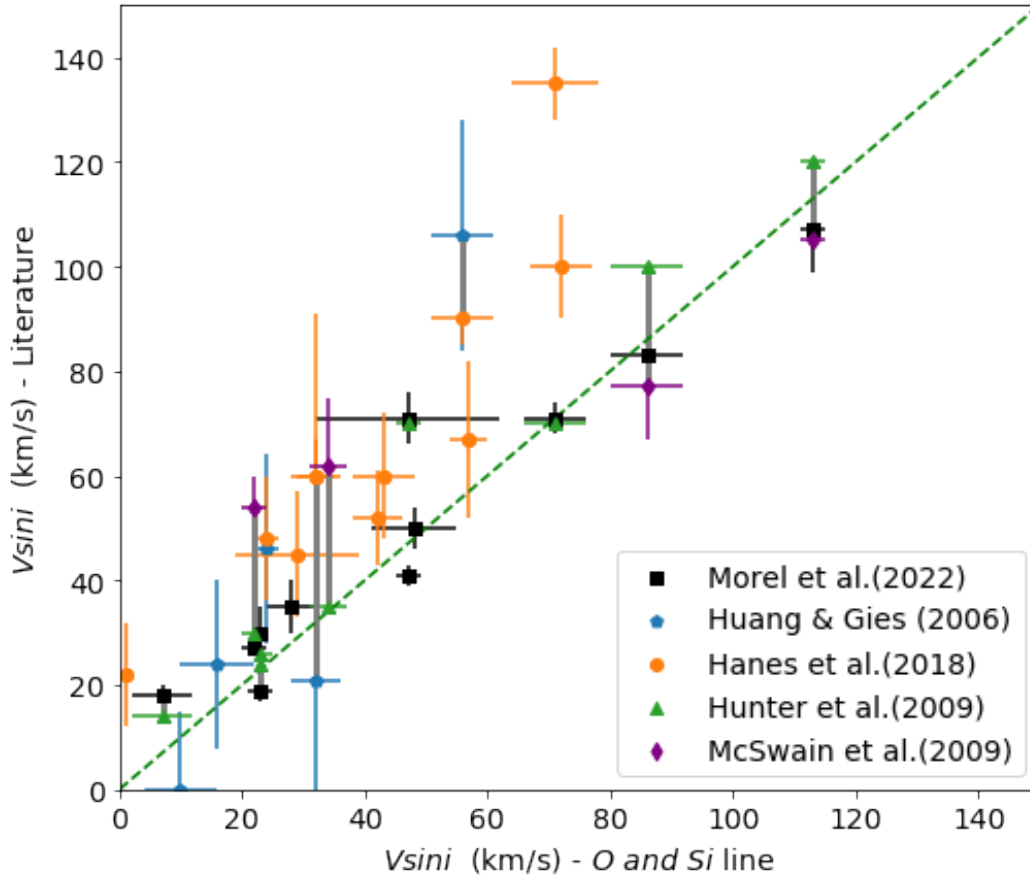


Figura 6.4: Comparação entre $V \sin i$ obtidos neste trabalho através da síntese de linhas metálicas e os valores listados em cinco estudos com estrelas em comum. Os resultados de Morel et al. (2022) (quadrados pretos) e Hunter et al. (2009) (triângulos verdes) foram obtidos através da síntese de linhas metálicas. Por outro lado, os resultados de Huang and Gies (2006b) (pentágonos azuis), Hanes et al. (2018) (círculos amarelos) e McSwain et al. (2009) (diamantes roxos) foram obtidos através das larguras das linhas de Hélio. A linha tracejada representa a reta $x:y$.

cuidadosamente esses fatores ao analisar e comparar os resultados de $V \sin i$ obtidos a partir de diferentes linhas espectrais.

Na Figura 6.6 apresentamos nossos resultados de T_{eff} comparados com a literatura e a linha tracejada corresponde à reta $x:y$. Mesmo se tratando de uma comparação dos nossos resultados com diversos trabalhos baseados de diferentes metodologias, encontramos uma concordância geral razoável entre nossos resultados e os valores da literatura, apesar de algumas estrelas apresentarem diferenças consideráveis, como, por exemplo, as estrelas evoluídas ALS 1671, HD 92007 e ALS 20070. Para a estrela variável pulsante HD 92007, que foi analisada por Hunter et al. (2009), Morel et al. (2022), Proffitt et al. (2024) e McSwain et al. (2009), apresentando temperaturas iguais a 21500 K, 24444 ± 754 K, 24500 ± 1000 K e 27822 ± 900 K, respectivamente, nossa estimativa ($T_{\text{eff}} = 23750$ K) concorda muito bem com o valor obtido por Morel et al. (2022) e Proffitt et al. (2024), enquanto que os valores obtidos por Hunter et al. (2009) e McSwain et al. (2009) apresentam maior discrepância.

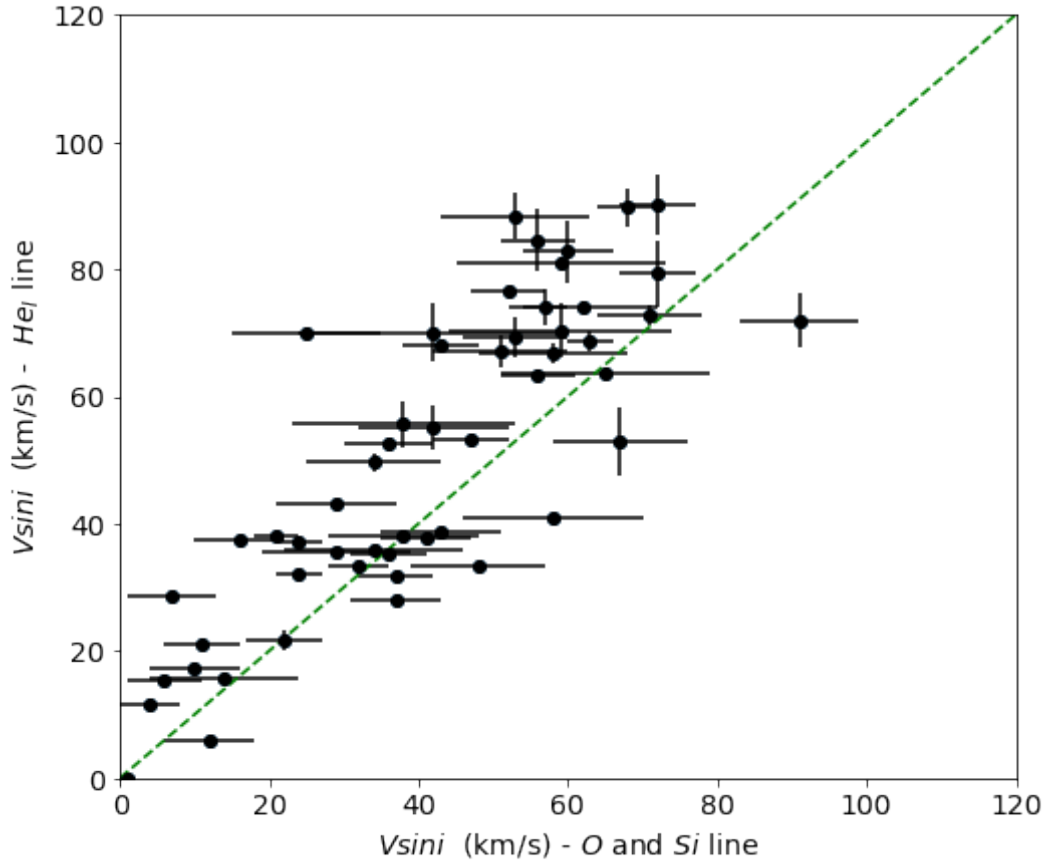


Figura 6.5: Comparação entre resultados de $V \sin i$ obtidos neste trabalho a partir da síntese de linhas metálicas e das larguras das linhas de He I. A linha tracejada representa a reta $x:y$.

Nossa estimativa de temperatura efetiva para ALS 1671 ($T_{\text{eff}}=24,700\pm 1000$ K) está em boa concordância com os resultados de Morel et al. (2022) ($T_{\text{eff}}=24,493\pm 711$ K) e Proffitt et al. (2024) ($T_{\text{eff}}=23\,600$ K, através do S4, em uma análise independente e baseada em diferente espectro observado), enquanto o resultado de Hunter et al. (2009) indica o resultado divergente $T_{\text{eff}}=21,450$ K. A estrela ALS 20070 ($T_{\text{eff}}=22,200\pm 1000$ K) mostra boa concordância com o resultado de McSwain et al. (2009) ($T_{\text{eff}}=23450\pm 450$ K), mas apresenta uma temperatura inferior à encontrada por Hunter et al. (2009) ($T_{\text{eff}}=26100$ K).

Para a estrela ALS 15741, a T_{eff} obtida por McSwain et al. (2009) é de 29833 K, significativamente maior do que o nosso valor ($T_{\text{eff}}=25100$) e os valores obtidos por Morel et al. (2022) ou Hunter et al. (2009): 24380 e 25000K, respectivamente. Finalmente, a T_{eff} obtida por Proffitt et al. (2024) através da análise espectroscópica de ALS 15741 é igual a 25500K, o que foi corroborado no mesmo trabalho através do ajuste da descontinuidade de Balmer em dados espectrofotométricos do HST G430L.

As maiores diferenças em termos de T_{eff} são observadas para as estrelas ALS 19743 e ALS 15200. Enquanto nossa análise indica que $T_{\text{eff}}=29700$ K para ALS 19743, Huang

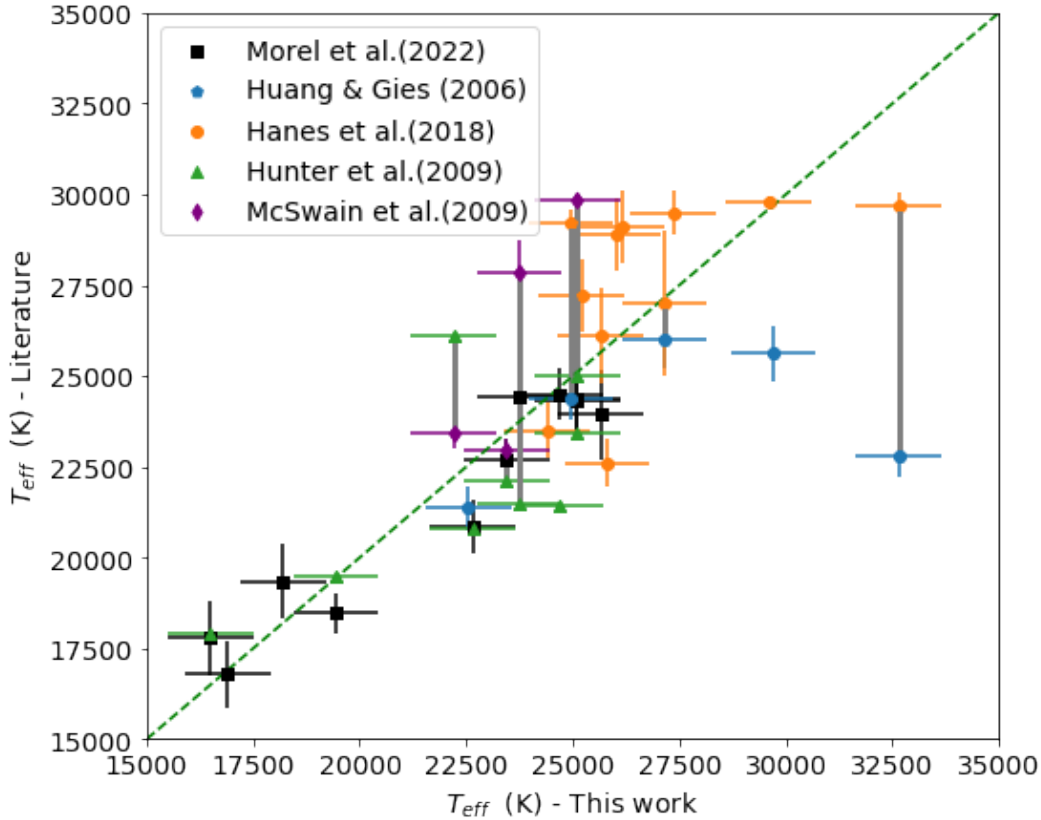


Figura 6.6: Comparação entre os valores de T_{eff} obtidos neste trabalho e os valores listados em cinco estudos com estrelas em comum. A linha tracejada representa a reta $x:y$.

and Gies (2006a) obtiveram um valor muito mais baixo, $T_{\text{eff}}=25626$ K, que seria inconsistente com as intensidades das linhas de C III observadas no seu espectro. Para a estrela ALS 15200, uma das estrelas mais quentes de nossa amostra, obtivemos $T_{\text{eff}}=32500$ K. O resultado obtido por Hanes et al. (2018) sugere uma temperatura um pouco mais baixa, $T_{\text{eff}}=29700$ K, enquanto o resultado de Huang and Gies (2006a) é bastante discrepante e inconsistente com as intensidades das linhas observadas, $T_{\text{eff}}=22822$ K.

De maneira geral, a maior consistência com nossos resultados para T_{eff} é observada nas comparações com Morel et al. (2022). A dispersão média de $\langle \Delta T_{\text{eff}} \rangle$ é inferior a cerca de 3% para as estrelas em comum com Hanes et al. (2018), Hunter et al. (2009) e Morel et al. (2022). Uma dispersão mais elevada, $\langle \Delta T_{\text{eff}} \rangle \sim 10\%$, foi encontrada em relação aos resultados de Huang and Gies (2006a) e McSwain et al. (2009).

Na Figura 6.7, apresentamos a comparação de nossos resultados para o logaritmo da gravidade superficial, utilizando os símbolos conforme o padrão adotado anteriormente. Dentre os parâmetros atmosféricos, a gravidade superficial é o que mostra a maior dispersão. Em especial as estrelas evoluídas exibem uma maior discrepância entre os diferentes valores obtidos para este parâmetro.

Em nossa análise, temos uma estrela em comum com Hunter et al. (2009) e Morel et al. (2022) (NGC 3293 ESL 62), que apresentam valores de $\log g$ superiores aos obtidos por

nosso trabalho, com diferenças de 0.68 dex e 0.61 dex, respectivamente. A estrela variável pulsante HD 92007, para a qual obtivemos $\log g = 3.52 \pm 0.15$, foi analisada previamente por McSwain et al. (2009), Hunter et al. (2009) e Morel et al. (2022), apresentando uma dispersão significativa: 3.93 ± 0.08 dex, $\log g = 3.30$ dex e $\log g = 3.70 \pm 0.08$ dex, respectivamente. Os valores de $\log g$ encontrados nos três estudos variam consideravelmente em torno do nosso resultado. A estrela ALS 20070 foi analisada por Hunter et al. (2009), apresentando uma diferença expressiva 0.75 dex com relação ao nosso resultado. No entanto, esse mesmo objeto foi estudado por McSwain et al. (2009), que obtiveram resultado mais consistente com o nosso, sendo $\Delta = 0.18$ dex. Por fim, o valor de $\log g$ obtido para a estrela ALS 1671 apresenta uma boa concordância com o resultado apresentado por Morel et al. (2022), exibindo uma variação de 0.03 dex. Por outro lado, o trabalho de Hunter et al. (2009) apresenta um $\log g$ inferior ao encontrado em nosso trabalho, com uma diferença de 0.28 dex.

A estrela GES 10461906-5957543 apresenta uma diferença de +0.57 dex no valor de $\log g$ obtido por Hanes et al. (2018) em relação ao valor que obtivemos, que é $\log g = 3.8$. Finalmente, ALS 15200, uma das estrelas mais quentes de nossa amostra, também apresenta uma grande dispersão entre os valores de $\log g$: enquanto Huang and Gies (2006a) obtiveram $\log g = 3.33$, Hanes et al. (2018) obtiveram $\log g = 3.78$ e nós obtivemos $\log g = 4.0$. A diferença entre os valores de $\log g$ está claramente associada com as diferenças observadas entre os valores T_{eff} obtidos para esta estrela, que são 22822 K, 29700 K e 32650 K, respectivamente.

As diferenças médias $\langle \Delta \log g \rangle$ com melhor aderência ao nosso trabalho são aquelas dos trabalhos de Hanes et al. (2018), apresentando um $\langle \Delta \log g \rangle \sim 0.03$ dex, seguido por Hunter et al. (2009) ~ 0.08 dex. Os resultados de Huang and Gies (2006a), McSwain et al. (2009), Morel et al. (2022) possuem, em média, uma dispersão maior em relação aos resultados encontrados por nós, apresentando diferenças médias de ~ 0.11 , 0.15 e 0.15 dex, respectivamente. Ainda assim, essas diferenças médias são consistentes com a incerteza típica dos valores de $\log g$ da nossa análise.

Por fim, comparamos nossos resultados de abundância com as estimativas prévias da literatura, ressaltando que apenas as estrelas presentes no aglomerado NGC 3293 possuem análise de abundância prévia. Comparando nossas abundâncias de carbono, nitrogênio, oxigênio e silício para estrelas em NGC 3293 com as derivadas por Hunter et al. (2009), com base em medições de larguras equivalentes, e por Morel et al. (2022), baseado na síntese espectral das linhas C II $\lambda 4267\text{\AA}$, N II $\lambda 4630\text{\AA}$ e Si III $\lambda \lambda 45684575\text{\AA}$, destacamos o silício, o elemento mais frequente nos resultados da síntese. Assim, possuímos nove objetos em comum com a análise realizada por Hunter et al. (2009) e onze objetos em comum com aqueles estudados por Morel et al. (2022).

Nas Figuras 6.8 - 6.11, apresentamos a comparação de nossos resultados de abundâncias de carbono, nitrogênio, oxigênio e silício, utilizando os símbolos conforme a referência

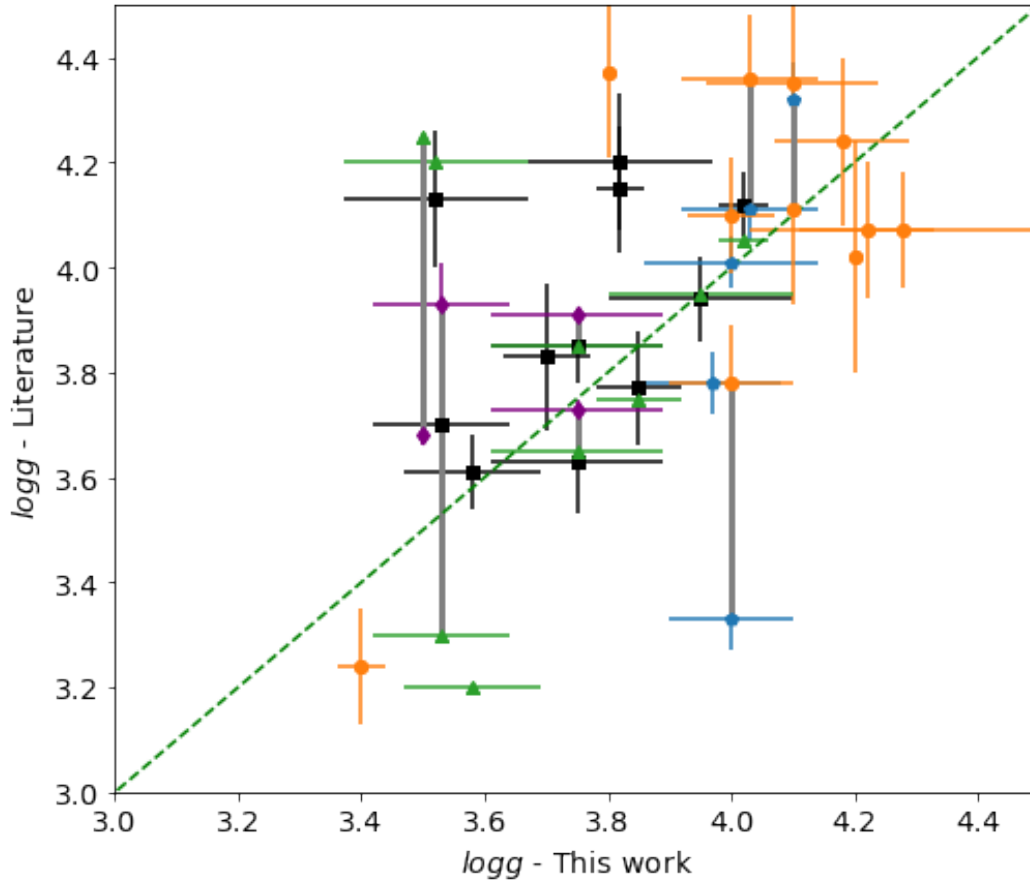


Figura 6.7: Comparação entre $\log g$ obtidos neste trabalho e os valores listados em cinco estudos com estrelas em comum: Morel et al. (2022) (quadrados pretos), Huang and Gies (2006b) (pentágonos azuis), Hanes et al. (2018) (círculos amarelos), Hunter et al. (2009) (triângulos verdes) e McSwain et al. (2009) (diamantes roxos). A linha tracejada representa a reta $x:y$.

adotada anteriormente, Morel et al. (2022) (quadrados pretos) e Hunter et al. (2009) (triângulos verdes). De maneira geral, observamos que os nossos resultados de abundâncias de Si, O e C tendem a ser mais homogêneos, enquanto os resultados da literatura tendem a apresentar maior dispersão.

Ao analisar os resultados apresentados na Figura 6.8, observamos que nossas abundâncias de silício estão razoavelmente de acordo com as estimativas disponíveis na literatura, dentro das margens de incerteza. Considerando apenas uma subamostra de estrelas em comum aos dois trabalhos com abundância de silício, os nossos resultados apresentam um valor médio $A(\text{Si}) = 7.43 \pm 0.06$, enquanto Morel et al. (2022) apresentou uma média de $A(\text{Si}) = 7.53 \pm 0.28$, ou seja, uma diferença de $+0.10$ dex e com maior dispersão. Essa concordância também é encontrada com os resultados de Hunter et al. (2009), para os quais obtivemos uma média $A(\text{Si}) = 7.42 \pm 0.06$ enquanto eles obtiveram $A(\text{Si}) = 7.40 \pm 0.13$. As estrelas HD 92007 e ALS 1671, ambas analisadas tanto por Morel et al. (2022) quanto por Hunter et al. (2009), apresentam diferenças maior que os demais objetos. Obtive-

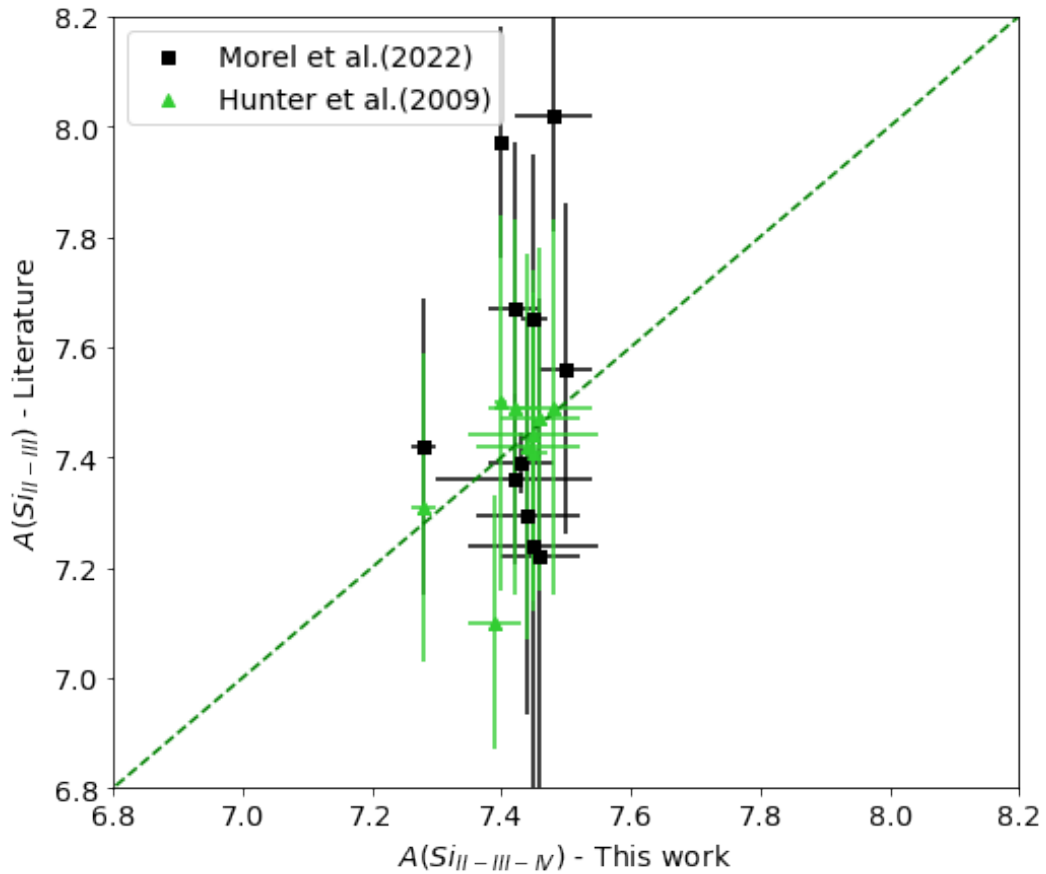


Figura 6.8: Comparação entre as abundâncias de silício obtidas neste trabalho e os valores de Morel et al. (2022) (quadrados pretos) e Hunter et al. (2009) (triângulo verde). A linha tracejada representa a reta $x:y$.

mos para a estrela HD 92007 $A(\text{Si}) = 7.40 \pm 0.06$; esse resultado difere do encontrado no trabalho de Morel et al. (2022) com $A(\text{Si}) = 7.97 \pm 0.21$, apresentando uma variação da ordem de $\Delta \sim 0.57$ dex. Entretanto, nossas estimativas estão em bom acordo com o resultado encontrado por Hunter et al. (2009) de $A(\text{Si}) = 7.50 \pm 0.34$, correspondendo a uma variação de $\Delta \sim 0.10$ dex. Para a estrela ALS 1671, obtivemos $A(\text{Si}) = 7.48 \pm 0.11$, e a estimativa encontrada por Morel et al. (2022) com $A(\text{Si}) = 8.02 \pm 0.21$ apresenta uma variação de $\Delta \sim 0.54$ dex. Por outro lado, a estimativa de Hunter et al. (2009) de $A(\text{Si}) = 7.49 \pm 0.34$ para esse objeto concorda de maneira excelente com os nossos resultados. Esses resultados provavelmente refletem o impacto das diferenças entre os parâmetros atmosféricos obtidos para essas estrelas, conforme já discutido.

Apresentamos na Figura 6.9 a comparação de nossos resultados de abundâncias de oxigênio com os resultados presentes na literatura. É possível verificar que os resultados de Hunter et al. (2009) mostram uma grande dispersão, variando de $A(\text{O}) = 8.1$ a 8.8 dex, o que não é observado em nossos resultados. Nossas medidas concentram-se mais na faixa de $A(\text{O}) = 8.6$ – 8.8 dex. No entanto, nossos resultados concordam, em média e dentro das incertezas, com os encontrados por Hunter et al. (2009). Devemos destacar a grande

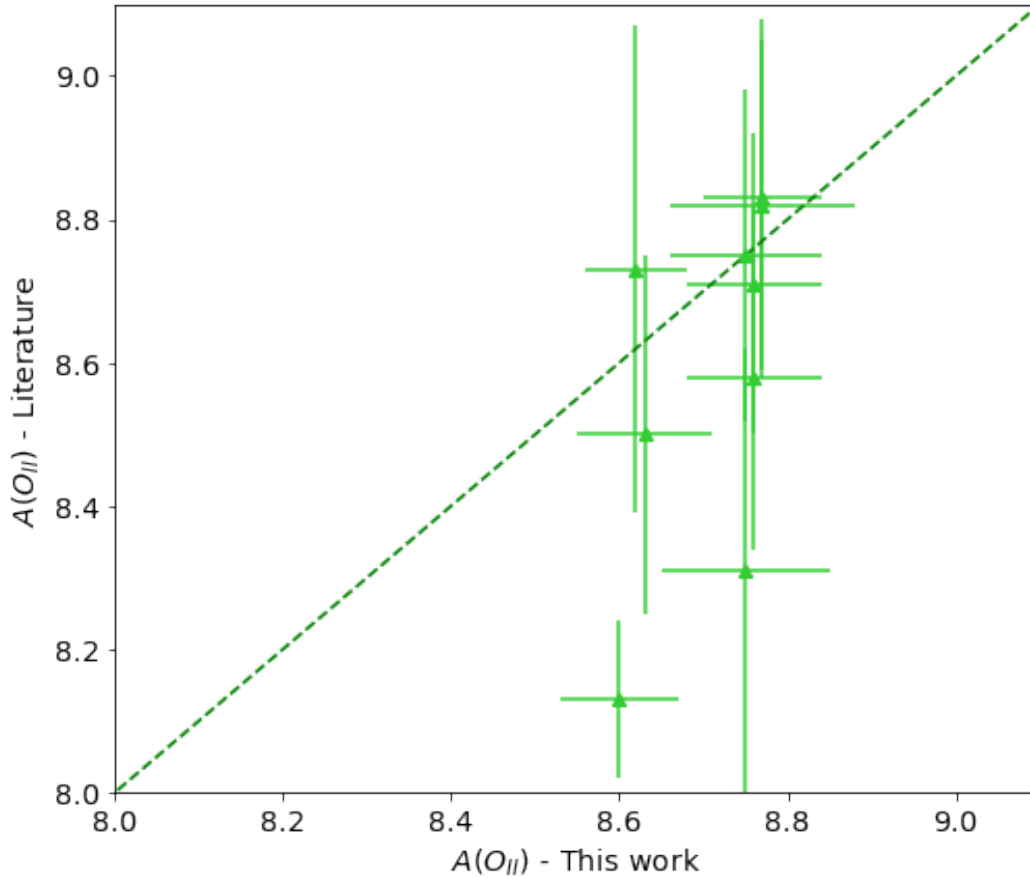


Figura 6.9: Comparação entre as abundâncias de oxigênio obtidas neste trabalho e os valores obtidos por Hunter et al. (2009) (triângulo verde). A linha tracejada representa a reta $x:y$.

diferença na abundância de oxigênio da estrela ALS 20070 entre os resultados obtidos neste trabalho, $A(O) = 8.60 \pm 0.07$, e por Hunter et al. (2009), que obtiveram $A(O) = 8.13 \pm 0.11$, refletindo em uma variação de $\Delta \sim 0.47$ dex. Vale ressaltar que esse objeto também apresentou uma variação de 0.75 dex em $\log g$ e quase 4000K em T_{eff} , no comparativo com nossos resultados, o que provavelmente contribuiu para a grande diferença observada na abundância de oxigênio. Quanto ao objeto NGC 3293 ESL 62, o resultado obtido por Hunter et al. (2009) possui uma abundância inferior àquela encontrada por nós, $A(O) = 8.75 \pm 0.10$, refletindo em uma variação da ordem de $\Delta \sim -0.44$ dex.

A Figura 6.10 mostra a comparação entre nossos resultados e os dados da literatura de Hunter et al. (2009) e Morel et al. (2022) para as abundâncias de carbono. Ambos trabalhos da literatura obtiveram abundâncias de carbono com base na análise da linha C II em $\lambda 4267\text{\AA}$, e seus resultados são sistematicamente inferiores aos nossos, baseados em 3 linhas de C III em $\lambda\lambda 4647$ a 4652\AA . A diferença também é evidente nas abundâncias médias, considerando apenas as estrelas em comum: Hunter et al. (2009) apresenta um valor médio de $A(C) = 8.03 \pm 0.15$, enquanto o valor médio encontrado para nossos objetos é $A(C) = 8.44 \pm 0.06$, apresentando uma variação de $\Delta \sim 0.41$ dex. Na comparação com

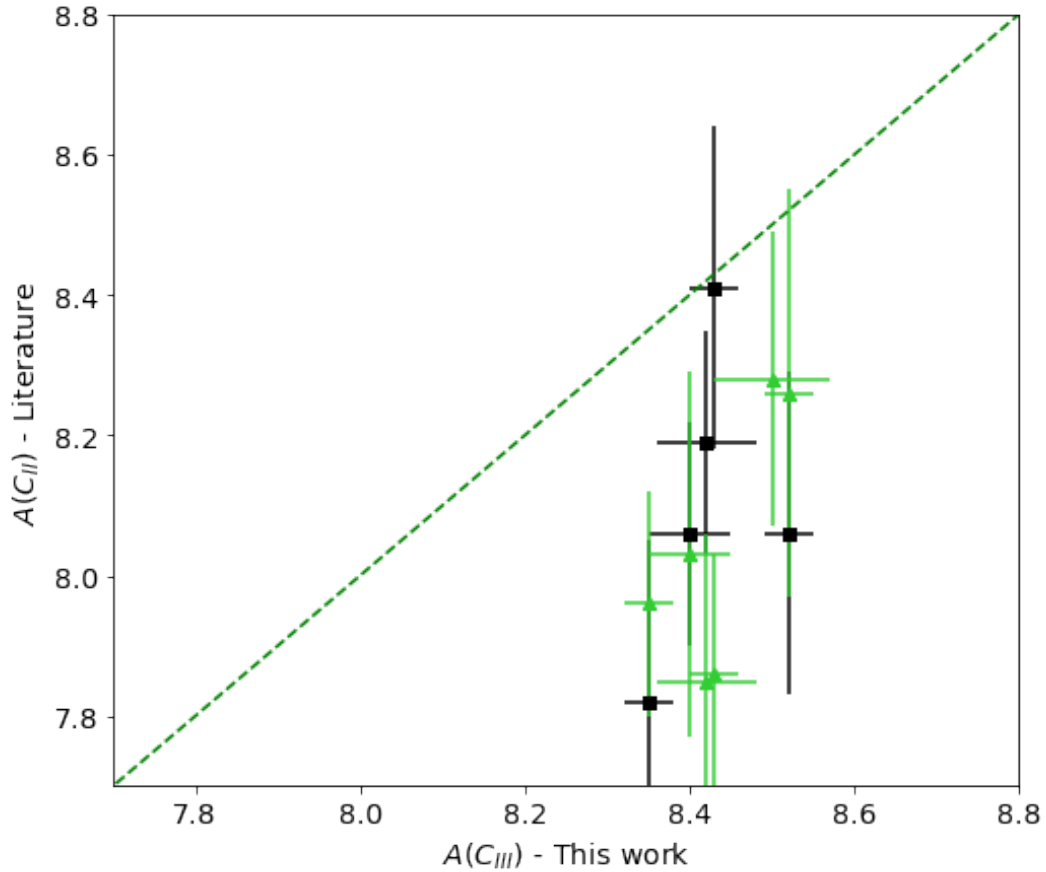


Figura 6.10: Comparação entre as abundâncias de carbono obtidas neste trabalho e os valores de Morel (quadrados pretos) e Hunter et al. (2009) (triângulo verde). A linha tracejada representa a reta $x:y$.

os objetos de Morel et al. (2022), obtivemos uma média de $A(C) = 8.42 \pm 0.06$, enquanto o valor médio obtido por Morel et al. (2022) é de $A(C) = 8.14 \pm 0.17$, gerando uma diferença de $\Delta \sim 0.28$ dex.

Por fim, apresentamos na Figura 6.11 nossos resultados de abundância de nitrogênio em comparação com a literatura. As abundâncias de N apresentam boas correlações, com dispersões baixas, em relação aos resultados da literatura. Nossos resultados são levemente maiores, mas com boa concordância, considerando os erros. Hunter et al. (2009) apresenta um valor médio de $A(N) = 7.60 \pm 0.12$, enquanto o valor médio encontrado para nossos objetos é $A(N) = 7.72 \pm 0.07$, apresentando uma variação de $\Delta \sim 0.12$ dex. Já o trabalho de Morel et al. (2022) possui um valor médio de $A(N) = 7.68 \pm 0.12$, e o valor médio encontrado para nossos objetos é $A(N) = 7.73 \pm 0.08$, representando uma variação de $\Delta \sim 0.05$ dex.

A estrela ALS 1671 é uma das quatro estrelas de referência de abundância de Proffitt et al. (2024), para a qual eles encontraram $A(\text{Si}) = 7.44 \pm 0.05$ e $A(\text{O}) = 8.60 \pm 0.05$. Em contraste, nós obtivemos $A(\text{Si}) = 7.48 \pm 0.06$ e $A(\text{O}) = 8.77 \pm 0.11$, respectivamente, resultando em um ótimo acordo na comparação da abundância de Si, enquanto a abundância de

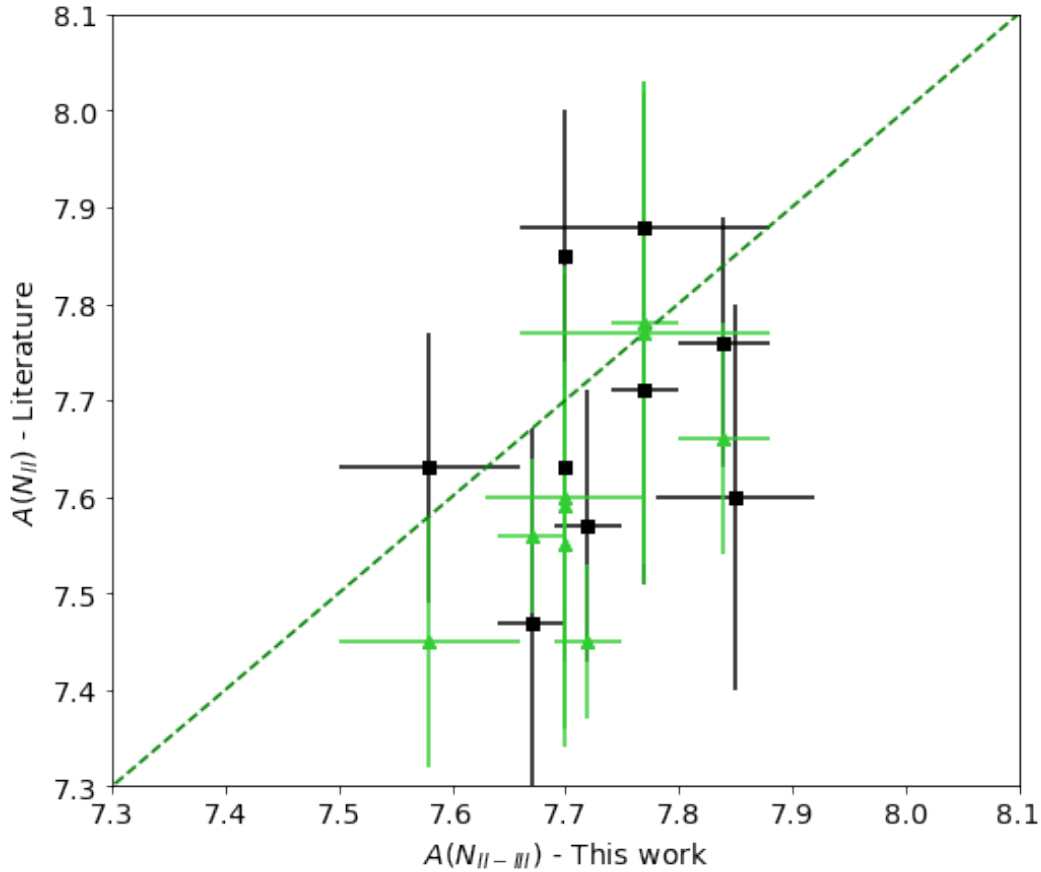


Figura 6.11: Comparação entre as abundâncias de nitrogênio obtidas neste trabalho e os valores de Morel et al. (2022) (quadrados pretos) e Hunter et al. (2009) (triângulo verde). A linha tracejada representa a reta $x:y$.

oxigênio apresenta uma diferença um pouco mais significativa, provavelmente decorrente da diferença entre as T_{eff} encontradas nos dois estudos.

6.2 Efeito da rotação nas abundâncias estelares

Modelos de evolução estelar sugerem que mudanças nas abundâncias químicas podem ser observadas na superfície de estrelas massivas com rotação rápida. Os modelos de evolução estelar com rotação de Georgy et al. (2013) preveem que estrelas com $M > 9M_{\odot}$ e rotação moderada ($\omega > 0.5$, onde ω é a razão entre a velocidade angular e a velocidade angular crítica), em ambiente de metalicidade solar, podem apresentar indícios observáveis de mistura induzida por rotação, como por exemplo, enriquecimento de nitrogênio da ordem de 0.2 a 0.3 dex, ainda no meio da Sequência Principal. Os painéis da Figura 6.12 mostram o comportamento das abundâncias de Si, O, C e N em função da rotação estelar $V \sin i$, de modo que podemos verificar se existe algum efeito provocado pela rotação nas abundâncias das estrelas de nossa amostra. Os nossos resultados não mostram qualquer evidência de que as abundâncias estelares possam ter sofrido alguma modificação induzida

pela rotação, mas isso pode ser reflexo da faixa de $V \sin i$ das estrelas para as quais foi possível realizar a análise fotosférica e obter abundâncias químicas.

Em particular, um excesso de nitrogênio pode ser observado nas fotosferas de estrelas com rotação mais rápida, como já foi sugerido por Daflon et al. (2001); Dufton et al. (2005); Hunter et al. (2009), especialmente no caso de estrelas massivas mais evoluídas. Ao analisar a razão $\log[N/O]$ e combiná-la com os parâmetros atmosféricos, podemos verificar possíveis correlações envolvendo a evolução estelar. Uma possível correlação entre $\log[N/O]$ e a gravidade superficial, por exemplo, pode ser usada como indicador do estágio evolutivo das estrelas e da presença de processos de mistura nas suas atmosferas. Podemos também testar a hipótese de mistura induzida por rotação através da razão $\log[N/O] \times V \sin i$. Nos painéis da Figura 6.13 apresentamos a razão de abundâncias $\log[N/O]$ em função dos parâmetros atmosféricos T_{eff} , $\log g$ e $V \sin i$. O valor médio da razão $\log[N/O]$ é igual a -0.94 ± 0.09 e está representado na Figura 6.13 pela linha horizontal em verde. As estrelas evoluídas ALS 1671, ALS 15741 e HD 92007 apresentaram valores inferiores a média de $\log[N/O]$ apresentando resultados inferiores a -1.05 , enquanto as estrelas evoluídas ALS 20070 e ALS 1808 apresentam $\log[N/O]$ levemente superior a média, iguais a -0.9 e -0.86 , respectivamente. No painel central $T_{\text{eff}} \times \log[N/O]$, é possível verificar que a razão $\log[N/O]$ apresenta menor sensibilidade a diferenças na T_{eff} . Por fim, o painel superior, que demonstra o comportamento da razão de abundâncias em função da rotação, não mostra evidência que possa ter ocorrido algum enriquecimento induzido pela rotação nas estrelas de nossa amostra.

Como mostramos na Figura 6.1, a maior parte das estrelas da nossa amostra encontra-se na faixa entre a sequência principal de idade zero e o ponto de transição para a fase de subgigantes, onde ocorre a queima de Hélio. A nossa amostra conta também com um pequeno número de estrelas mais evoluídas, classificadas na literatura como supergigantes. As gravidades superficiais para essa subamostra de estrelas mais evoluídas variam entre 3,0 e $\sim 3,5$. Este intervalo de valores de $\log g$ é consistente com os valores obtidos por Liu et al. (2022), que obtiveram $\log g$ entre 2,25 e 3,5 para as estrelas com classe de luminosidade entre I e II de sua amostra.

A evolução de estrelas de alta massa ($M > 9$ ou $10 M_{\odot}$ na ZAMS) é muito mais rápida do que a evolução de estrelas tipo solar, por exemplo, saindo da fase de sequência principal em apenas 10^6 ou 10^7 anos. As fases subseqüentes da evolução de estrelas de alta massa ainda são bastante incertas e fortemente dependentes de parâmetros importantes como a rotação e a perda de massa. A duração de cada estágio mais avançado queima (C, N, O e Si, por exemplo) é muito menor do que as duas principais fases iniciais, a queima de H e de He (Maeder, 2009).

Para as estrelas da nossa amostra, portanto, modificações no padrão de abundâncias devido à contribuição da nucleossíntese estelar não são esperadas. Apresentamos na Figura 6.14 as abundâncias elementais em função do logaritmo da gravidade, como um

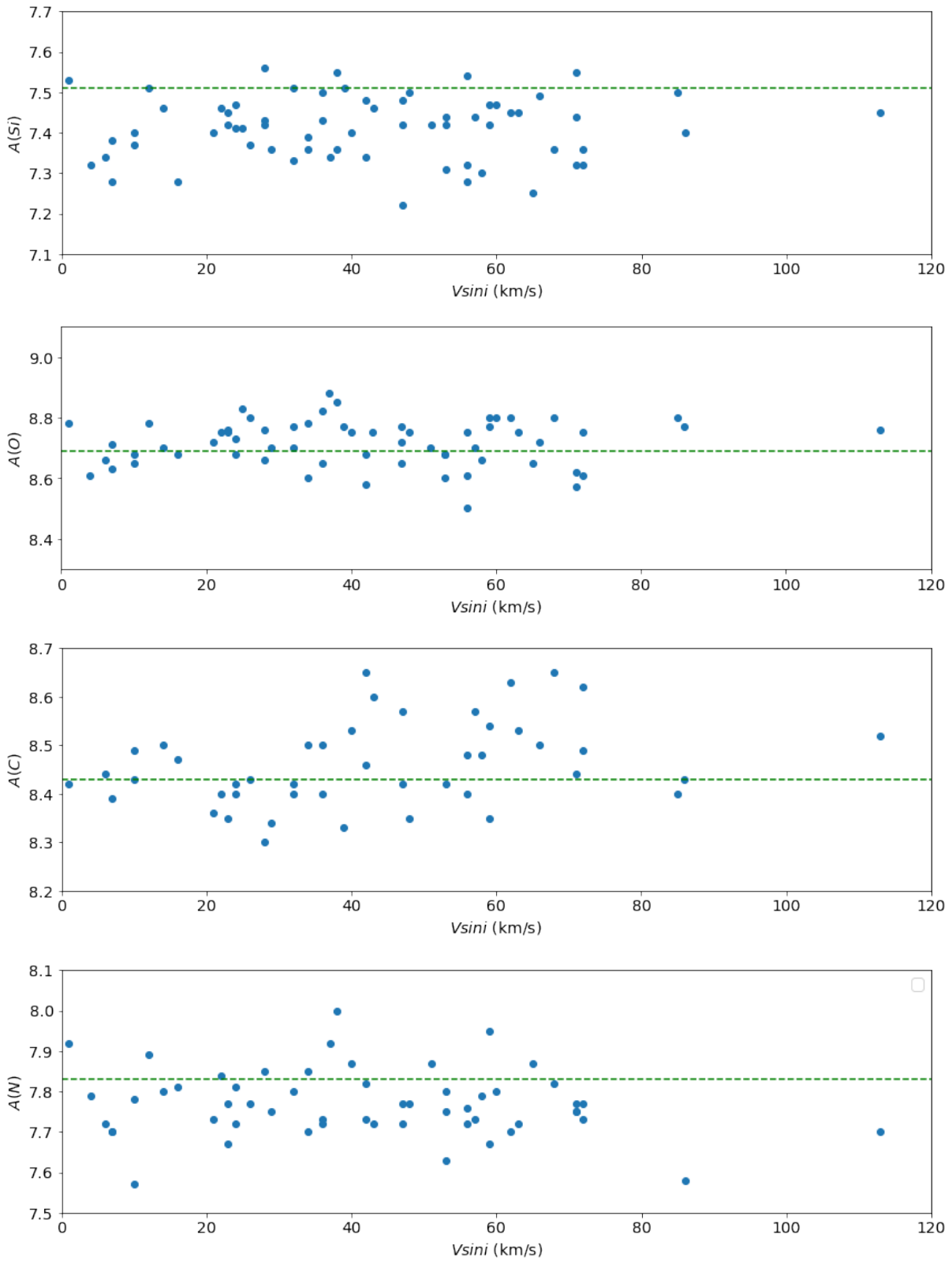


Figura 6.12: Efeito da rotação estelar $V \sin i$ nas abundâncias dos elementos Si, O, C e N. A linha tracejada em verde corresponde abundância Solar obtida por Asplund et al. (2021).

indicador do estágio evolutivo estelar, sendo que a linha tracejada em verde representa a abundância média do Sol de acordo com Asplund et al. (2021). As abundâncias de carbono e nitrogênio não apresentam nenhuma correlação com a gravidade superficial. Por outro lado, podemos notar uma leve tendência de que as estrelas com $\log g < 3.75$ apresentam abundâncias de silício e oxigênio tipicamente mais altas do que os valores solares. Este comportamento não é o esperado para as abundâncias de Si e O em estrelas que se encontram em estágios evolutivos associados a esses valores de $\log g$, uma vez que os processos de síntese de oxigênio e silício são previstos apenas em estágios mais avançados da evolução de estrelas massivas (Maeder, 2009).

6.3 Abundâncias químicas dos aglomerados abertos em Carina

A amostra usada em nossa análise de abundância consiste em 65 estrelas membros de oito aglomerados abertos na região de Carina. Nossa análise baseada em espectros de alta resolução forneceu pela primeira vez informação sobre composição química de estrelas B em outros aglomerados de Carina, além de NGC 3293. As abundâncias médias obtidas para os aglomerados Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16E, Trumpler 16W, Collinder 228, Collinder 232, Bochum 11 e NGC 3293 estão listadas na Tabela 6.1. Na mesma tabela, também apresentamos as abundâncias médias da região de Carina, representadas pelo cálculo da média dos oito aglomerados. As abundâncias obtidas por Asplund et al. (2021) para o Sol e as abundâncias de regiões H II em Carina obtidas por Shaver et al. (1983) são apresentadas como referência.

Considerando Sol como referência, observamos que as abundâncias de Si para nossa amostra são ligeiramente subsolares, enquanto as abundâncias estimadas de C, N e O estão mais próximas dos valores solares. As diferenças entre as abundâncias médias de Si, C, N e O na região de Carina e o Sol são de -0.1 dex, 0 dex, -0.06 dex e $+0.02$ dex, respectivamente. As abundâncias médias para todos os aglomerados apresentam dispersões internas menores do que ~ 0.11 dex, sugerindo que os aglomerados são quimicamente homogêneos, o que é consistente com a hipótese de que as estrelas tenham se formado de uma mesma nuvem progenitora. Além disso, considerando os valores extremos de abundância de cada espécie química (menor valor e maior valor de cada espécie), as diferenças típicas entre eles não ultrapassam 0.15 dex. A abundância média de oxigênio para estrelas B em oito aglomerados estão em excelente acordo com as abundâncias solares e é superior à abundância de oxigênio no gás ionizado (regiões H II) de Shaver et al. (1983), com uma diferença de 0.09 dex.

Apenas um dos aglomerados deste estudo, NGC 3293, apresenta determinações de composição química disponíveis na literatura, como por exemplo, os resultados obtidos

por Hunter et al. (2009) e, mais recentemente, por Morel et al. (2022). Os resultados de abundâncias desses dois estudos apresentam dispersões tipicamente maiores do que os nossos, de modo que as abundâncias médias de NGC 3293 são consistentes, considerando as dispersões, exceto para o carbono, uma vez que tanto a análise de Morel et al. (2022) quanto de Hunter et al. (2009) são baseadas na linha λ 4267Å de C II, que produz abundâncias sistemáticas mais baixas do que o Sol.

Alguns aglomerados estudados nesta Tese possuem resultados de metalicidade disponíveis na literatura. Dias et al. (2021) estudaram 1743 aglomerados abertos com base em dados do Gaia DR2 e obtiveram parâmetros para cinco aglomerados de Carina, incluindo metalicidade, através do ajuste de isócronas. Os valores de metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}]$ obtidos para alguns dos aglomerados de Carina são: 0.188 ± 0.071 para Trumpler 14, -0.124 ± 0.137 para Trumpler 15, 0.348 ± 0.163 para Trumpler 16E, -0.206 ± 0.249 para Bochum 11, e 0.028 ± 0.044 para NGC 3293. Esses valores de metalicidade determinados a partir de diagramas cor \times magnitude e ajuste de isócronas não podem ser comparados diretamente com resultados de análises espectroscópicas. Além disso, os espectros de estrelas B apresentam apenas algumas poucas linhas de Fe III, que são geralmente muito fracas e portanto, tornam-se inacessíveis nos espectros de estrelas com $V \sin i$ razoavelmente altos. No entanto, considerando o oxigênio como um indicador de metalicidade das estrelas B, verificamos que as metalicidades obtidas por Dias et al. (2021) não são consistentes com nossos valores de $[\text{O}/\text{H}]$ para cada um dos aglomerados em comum, exceto para NGC 3293, para o qual eles obtiveram metalicidade solar. Notamos, ainda que os valores de metalicidade dos aglomerados em Dias et al. (2021) são bastante discrepantes entre si, com diferenças que podem chegar a mais de 0,5 dex, se considerarmos Trumpler 16E e Bochum 11, por exemplo, o que não seria compatível com a hipótese de que a região de Carina é quimicamente homogênea. Com base em resultados de análises espectroscópicas combinadas com dados do Gaia de estrelas membros de aglomerados abertos, Randich et al. (2022) disponibilizaram um catálogo com parâmetros de aglomerados, incluindo metalicidades: $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.01$ para Trumpler 14 (note que esta identificação se refere a toda a região de Carina, dentro do levantamento Gaia-ESO) e $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.02$ para NGC 3293, que são mais consistentes com nossos resultados de análise espectroscópica.

As distribuições de abundâncias de C, N, O e Si das estrelas de Carina podem ser visualizadas nos diagramas violino da Figura 6.15. As abundâncias estão representadas relativas ao Sol e as abundâncias médias em relação ao Sol para os diferentes elementos são: $[\text{Si}/\text{H}] = -0,10 \pm 0,08$, $[\text{O}/\text{H}] = 0,02 \pm 0,08$, $[\text{C}/\text{H}] = 0,0 \pm 0,09$, e $[\text{N}/\text{H}] = -0,06 \pm 0,08$, representadas pelos pontos brancos na Figura. As barras representam a faixa interquartil, e o pavil mostra o intervalo de confiança de 95%. Regiões alargadas na distribuição violino representam valores de abundância com maior probabilidade para uma estrela de Carina. A alta concentração das estrelas em um intervalo de abundâncias (baixa dispersão) gera picos mais estreitos e proeminentes na distribuição, indicando uma probabilidade ainda

Tabela 6.1: Abundância média dos aglomerados abertos na Nebulosa de Carina.

Aglomerado	A (Si)	A (O)	A (C)	A (N)
Trumpler 14	7.43±0.07 (7)	8.69±0.08 (7)	8.50±0.11 (7)	7.81±0.07 (6)
Trumpler 15	7.43±0.07 (7)	8.74±0.04 (6)	8.48±0.07 (5)	7.79±0.06 (5)
Trumpler 16E	7.37±0.06 (12)	8.69±0.06 (12)	8.46±0.10 (11)	7.75±0.08 (10)
Collinder 228	7.41±0.09 (20)	8.71±0.08 (18)	8.46±0.08 (11)	7.75±0.06 (16)
Collinder 232	7.40±0.06 (3)	8.66±0.04 (3)	8.45±0.05 (2)	7.80±0.01 (3)
Bochum 11	7.43±0.08 (4)	8.83±0.04 (4)	8.41±0.01 (2)	7.89±0.10 (4)
NGC 3293	7.43±0.05 (12)	8.71±0.06 (12)	8.42±0.06 (7)	7.73±0.07 (11)
Average Carina	7.41±0.08 (65)	8.71±0.08 (62)	8.46±0.09 (45)	7.77±0.08 (55)
Literatura:				
Sun ^a	7.51±0.03	8.69±0.04	8.46±0.04	7.83±0.07
H II ^b		8.62		7.64
NGC 3293 ^c	7.42±0.09	8.69±0.17	7.97±0.19	7.60±0.15
NGC 3293 ^d	7.56±0.25		8.13±0.16	7.72±0.14

a: Asplund et al. (2021), b: Shaver et al. (1983), c: Hunter et al. (2009), d: Morel et al. (2022).

maior para as estrelas terem os valores de abundâncias centrados neste pico.

A distribuição de violino das abundâncias de silício (azul) mostra sobredensidades em regiões de baixas abundâncias, com $[\text{Si}/\text{H}]$ varando entre $-0,2$ e zero, levando a abundâncias de Si ligeiramente subsolares em nossa amostra de estrelas do tipo B. A distribuição tem um pico proeminente na região de abundância próxima ao solar e apresenta uma cauda discreta em direção a baixas abundâncias de Si.

Na distribuição de oxigênio (laranja), notamos que as abundâncias das estrelas estão centradas em regiões entre $-0,1$ e $0,1$, apresentando uma abundância média compatível com o Sol. A forma da distribuição é semelhante àquela apresentada para a distribuição de silício, mas deslocada para a abundância maiores que o valor solar, com um pico próximo à região de $A(\text{O}) = 0,1$ dex em comparação com o Sol. A distribuição apresenta uma pequena cauda em direção a regimes de abundância mais altas.

Os resultados apresentados na distribuição de carbono (verde) mostram um comportamento ligeiramente diferente em relação ao silício e oxigênio, com sobredensidade ligeiramente inferior ao valor solar, apresentando variações de $[\text{C}/\text{H}]$ entre $-0,15$ a $0,05$. A distribuição da abundância de carbono mostra uma maior dispersão, com uma cauda alongada para abundâncias de carbono mais altas. A distribuição de violino da abundância de nitrogênio (laranja) está na parte inferior da Figura. Notamos que as abundâncias tendem a ser subsolares, com distribuições centradas em uma faixa estreita de $[\text{N}/\text{H}] = -0,15$ a $0,0$.

Em geral, notamos que as distribuições de abundâncias na região de Carina apresentam estruturas simétricas, e as distribuições de $A(\text{Si})$, $A(\text{O})$ e $A(\text{N})$ apresentam características como um valor central compatível com as médias apresentadas por outros trabalhos na literatura, enquanto as nossas abundâncias de carbono tendem a ser maiores do que os

resultados da literatura (ver Tabela 6.1). Nossos resultados sugerem que a região de Carina tende a apresentar abundâncias ligeiramente subsolares para silício e abundâncias próximas às abundâncias solares de oxigênio, nitrogênio e carbono. Em alguns casos, as distribuições gaussianas simétricas são mais proeminentes, como, por exemplo, é o caso do nitrogênio. No entanto, as distribuições para todos os aglomerados são razoavelmente simétricas e possuem faixas de abundância semelhantes, aparentemente corroborando o cenário de homogeneidade química na Nebulosa de Carina.

Apresentamos através das Figuras 6.16 - 6.19 a distribuição espacial das abundâncias de silício, oxigênio, carbono e nitrogênio obtidas para Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16E, Trumpler 16W, Collinder 228, Collinder 232 e Bochum 11 na região de Carina. As subseções em cada painel exibem a distribuição espacial de NGC 3293, uma vez que este aglomerado está localizado um pouco mais distante no plano do céu e portanto, fora da escala da Figura. Os círculos são coloridos de acordo com a escala de abundância, localizada no lado direito de cada Figura, onde a cor central corresponde à abundância solar fornecida por Asplund et al. (2021), de modo que as cores mais claras correspondem a abundâncias acima do valor solar e as cores mais escuras correspondem a valores subsolares. Uma análise detalhada das Figuras 6.16 - 6.19 mostra que não há diferenças sistemáticas entre as abundâncias de cada aglomerado, o que é consistente com a hipótese de Carina ser quimicamente homogênea. A abundância média dos oito aglomerados na região de Carina também é consistente com a abundância solar de oxigênio, carbono e nitrogênio, enquanto a abundância de silício é ligeiramente subsolar.

6.4 A composição química de Carina no contexto Galáctico

Os resultados de abundâncias dos aglomerados abertos da Nebulosa de Carina nos permitem avaliar a composição química da grande associação OB, Carina OB1. Segundo Turner et al. (1980), Car OB1 apresenta dois subgrupos, sendo que o aglomerado NGC 3293 faz parte do subgrupo mais velho e os aglomerados Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16 e Collinder 228 compõem o subgrupo mais jovem. Neste cenário, existe uma clara correlação entre a posição espacial dos aglomerados e suas idades, de modo que a formação estelar (sequencial) teria acontecido do subgrupo mais velho para o mais jovem. A pequena diferença de idade entre os subgrupos sugere que formação estelar em Car OB1 pode ter ocorrido a uma taxa mais alta do que aquela observada em outras associações OB, como Ori OB1, por exemplo. Considerando os aglomerados estudados nesta tese pertencentes a cada subgrupo, não encontramos evidências de processo de auto-enriquecimento na associação Car OB1, assim como já foi observado nas associações OB Cep OB2 (Daflon et al., 1999) e Cyg OB2 (Berlanas et al., 2018).

O aglomerado aberto NGC 3766 também faz parte do Complexo de Carina, apesar de sua conexão com a associação Car OB1 não ter sido estabelecida na literatura. NGC 3766 é um aglomerado jovem, com idade $\log(\text{Age}) = 7.4$ anos (Dias et al., 2022), com coordenadas $\alpha_{2000} = 11\text{h } 36\text{m } 14\text{s}$; $\delta_{2000} 61^\circ 36' 30''$, portanto localizado no plano do céu no canto inferior esquerdo da Figura 1.5. Estimativas de abundâncias químicas de C, N, O e Si foram obtidas por Soares (2023) para uma amostra de 17 estrelas Be e B de NGC 3766. A amostra estudada contém estrelas B de baixo $V \sin i$ mas também estrelas Be com linhas de emissão e rotação mais alta. Sendo assim, o método de análise baseado no S4 (Bragança et al., 2019) foi utilizado apenas para as estrelas de baixa rotação, enquanto as estrelas Be (de alta rotação) foram analisadas com um método ligeiramente diferente, que permitiu realizar a síntese de características espectrais resultantes da fusão de perfis espectrais próximos devido à rotação (ou *blends*).

As abundâncias médias encontradas por Soares (2023) para NGC 3766 são $A(\text{Si}) = 7.53 \pm 0.06$, $A(\text{C}) = 8.50 \pm 0.04$, $A(\text{N}) = 7.86 \pm 0.06$ e $A(\text{O}) = 8.77 \pm 0.05$. Em comparação com nossos resultados para os aglomerados de Carina listados na Tabela 6.1, observamos que as abundâncias médias de NGC 3766 são sistematicamente maiores do que as abundâncias médias dos aglomerados de Carina, com variações de 0.12 dex, 0.04 dex, 0.09 dex e 0.06 dex para silício, carbono, nitrogênio e oxigênio, respectivamente. Ainda que sejam sistematicamente maiores, as abundâncias de C, N, e O de NGC 3766 são consistentes com as abundâncias de Carina dentro das incertezas, enquanto que a diferença nas abundâncias de silício é ligeiramente maior do que as dispersões típicas em Carina, menores do que 0.09 dex. Esta pequena diferença sistemática não deve ser considerada como indicio de enriquecimento na região, ainda mais considerando que a idade de NGC 3766 é provavelmente superior à idade dos demais aglomerados (Seção 4.2.2). Por outro lado, a distância galactocêntrica de NGC 3766 é $R_G = 7.57 \pm 0.35$ kpc (Soares, 2023) inferior a distância estimada para Carina de $R_G = 7.98 \pm 0.33$ kpc, de modo que tal diferença em abundância é consistente com a existencia de gradientes radiais de abundâncias (Bragança et al., 2019).

Os modelos de evolução química da nossa Galáxia, como por exemplo, Cescutti et al. (2007); Chiappini et al. (2001), usam vínculos observacionais para restringir as hipóteses e condições iniciais propostas. Tais vínculos observacionais podem ser locais, como as abundâncias solares, ou em larga escala, como a distribuição de abundâncias ou metalicidade em função da distância ao centro da Galáxia projetada no plano galáctico, ou distância galactocêntrica. Do ponto de vista observacional, a análise da distribuição radial de abundâncias pode ser baseada em análises de abundâncias de estrelas (Daflon and Cunha, 2004) ou através da determinação de metalicidade de aglomerados (Hayes et al., 2020). Os resultados obtidos a partir das duas abordagens mostram que existe uma tendência de que as abundâncias (ou metalicidade) diminuam em função do raio galactocêntrico, no sentido que as estrelas mais próximas das regiões centrais da Galáxia

apresentam abundâncias tipicamente maiores do que as estrelas localizadas nas regiões mais externas (Bragança et al., 2019).

A evidência observacional de que existe um gradiente radial de abundâncias (ou metalicidade) no disco da Galáxia ainda não é suficiente para esclarecer outras questões, tais como a alguns aspectos da estrutura dos discos Fino e Espesso da Galáxia, além de aspectos dinâmicos, como a a migração radial.

O estudo dos gradientes radiais pode ser feito através da análise de objetos típicos do disco fino, tais como regiões H II (Shaver et al., 1983), estrelas Cefeidas (Lemasle, B. et al., 2013) e as jovens estrelas OB (Bragança et al., 2019; Daflon and Cunha, 2004). As estrelas OB em aglomerados abertos jovens nos permite obter a presente distribuição da abundâncias químicas no disco da Galáxia, considerando que essas estrelas, por serem muito jovens, ainda não passaram por processos evolutivos que venham a alterar sua composição química superficial, além de não terem sido afetadas por processos dinâmicos, como a migração radial (Magrini et al., 2017)

A nossa análise de abundâncias é restrita à região de Carina e a nossa amostra não é adequada para uma análise de distribuição radial de abundâncias. No entanto, considerando que a nossa metodologia é a mesma adotada por Bragança et al. (2019) para a análise de uma amostra de estrelas no disco externo da Galáxia, seria conveniente adicionar a região de Carina e seus aglomerados abertos como mais um peça do tabuleiro nos gradientes radiais de abundâncias.

O estudo realizado por Bragança et al. (2019) consistiu na análise de 31 estrelas da sequência principal abrangendo um intervalo de distâncias galactocêntricas (RG) entre 8.4 e 15.6 kpc, que cobre desde a vizinhança solar até o disco externo. Eles investigaram a distribuição radial das abundâncias de silício e oxigênio no disco Galáctico e obtiveram gradientes de -0.09 ± 0.01 dex/kpc e -0.07 ± 0.01 dex/kpc para o silício e oxigênio, respectivamente.

Na Figura 6.20, apresentamos as distribuições radiais de abundâncias de silício e oxigênio no disco galáctico de Bragança et al. (2019). As estrelas analisadas por Bragança et al. (2019) são representadas por círculos cinzas, com suas respectivas barras de erro. O círculo azul representa a abundância média das 65 estrelas da região de Carina, considerando que Carina é quimicamente homogênea, como mostra a tabela 6.1. O Sol é representado com Raio Galactocêntrico $R_G = 8.33 \pm 0.35$ (Gillessen et al., 2009) e as abundâncias solares adotadas são provenientes de Asplund et al. (2021). A distância galactocêntrica de Carina foi estimada a partir da distância ao Sol do Gaia EDR3. As linhas tracejadas em laranja na Figura 6.20 apresentam gradientes radiais de abundâncias de silício e oxigênio que possuem inclinações negativas na faixa entre $R_G = 8.4 - 15.6$ kpc, apresentando os gradientes de -0.09 ± 0.01 dex/kpc e -0.07 ± 0.01 dex/kpc, respectivamente.

A abundâncias da região de Carina são consistentes com as abundâncias das estrelas de Bragança et al. (2019) localizadas na vizinhança Solar, dentro das incertezas associadas.

Com base nas abundâncias médias e distâncias galactocêntricas dos aglomerados analisados neste estudo, concluímos que a abundância de oxigênio de Carina é consistente com o esperado para a sua posição radial no disco, conforme indicado pelo gradiente radial obtido por Bragança et al. (2019). Contudo, notamos que a abundância de silício dos aglomerados de Carina está ligeiramente abaixo do valor esperado para sua posição radial no disco.

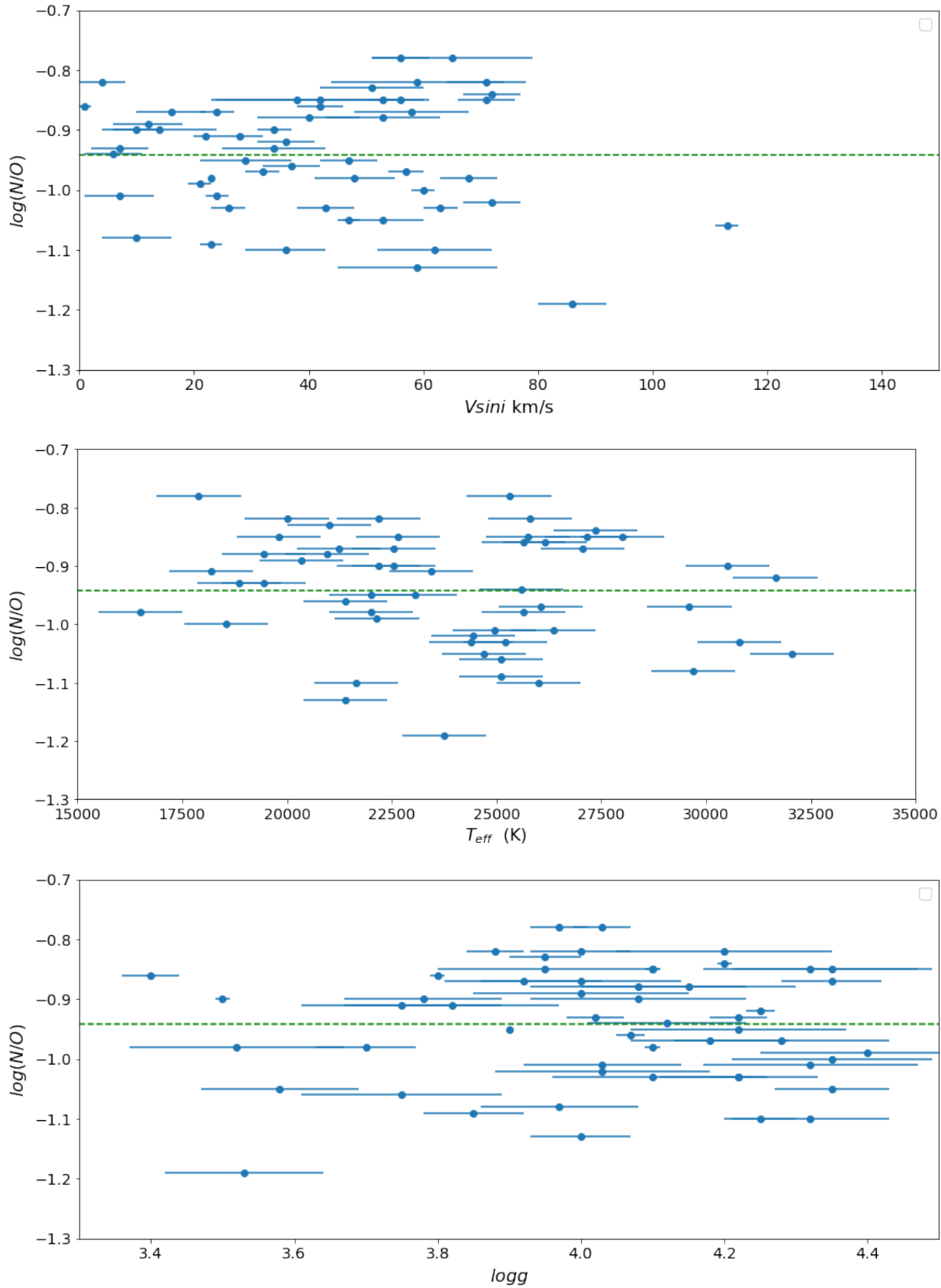


Figura 6.13: Razão $\log[N/O]$ em função dos parâmetros atmosféricos $V \sin i$, $\log g$ e T_{eff} . O valor médio da razão $\log[N/O]$ é apresentado nos gráficos pela linha tracejada em verde

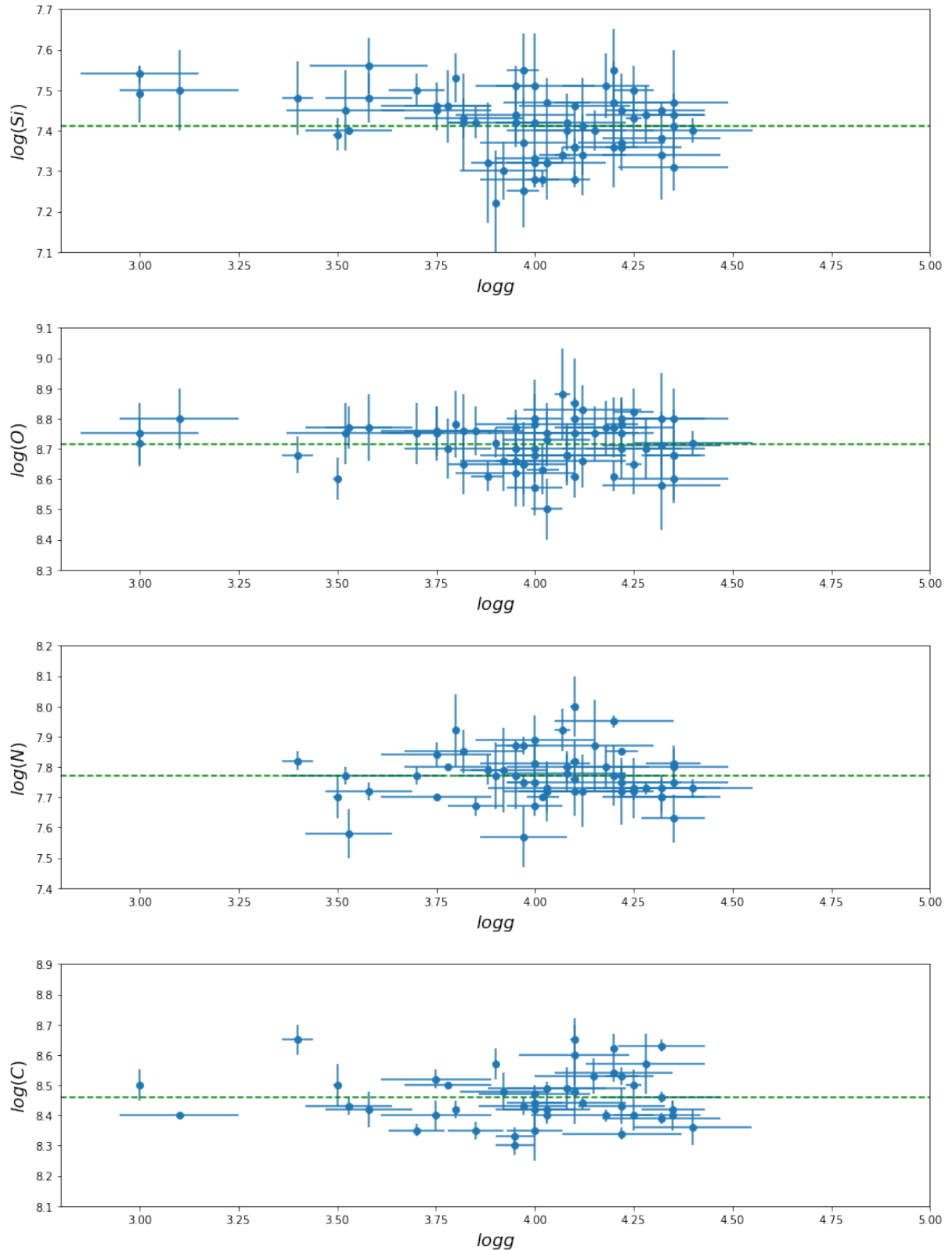


Figura 6.14: Abundâncias químicas de silício, oxigênio, carbono e nitrogênio (de cima para abaixo) em função de $\log g$ das estrelas estudadas. As linhas tracejadas correspondem às abundâncias Solares de cada espécie química obtida por Asplund et al. (2021).

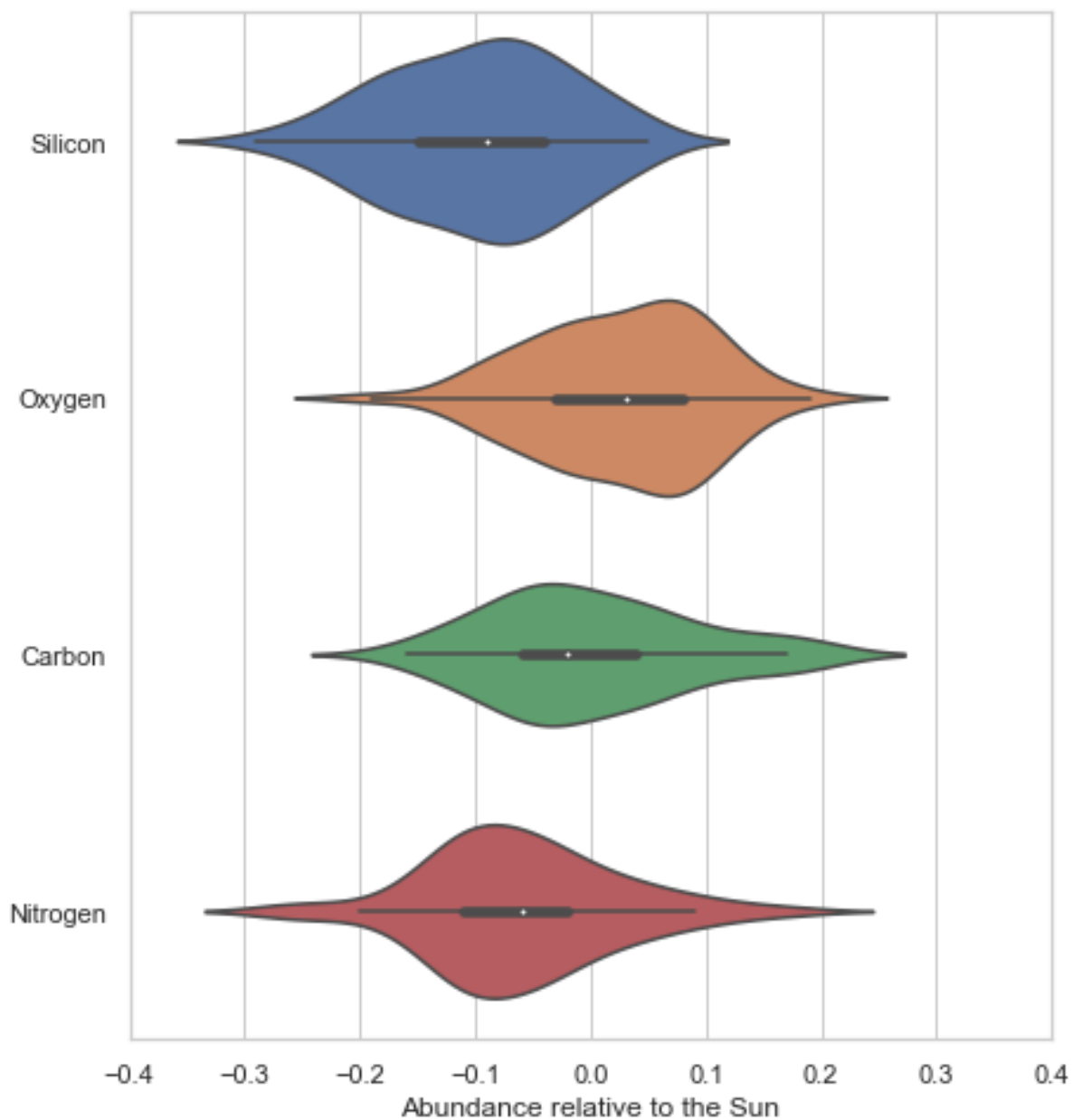


Figura 6.15: Distribuição violino das abundâncias de silício, oxigênio, carbono e nitrogênio obtidas para uma amostra de estrelas B de Carina. As abundâncias médias de cada elemento estão representadas pelos pontos brancos, enquanto as barras representam a faixa interquartil e o pavil mostra o intervalo de confiança de 95%.

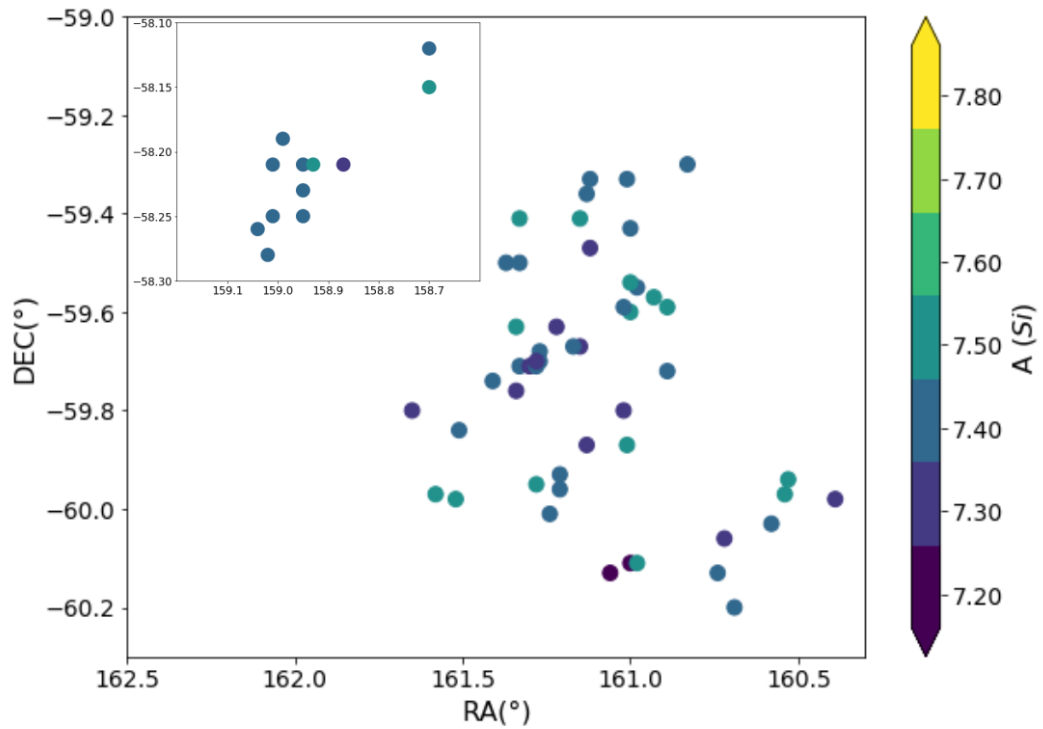


Figura 6.16: Distribuição espacial das abundâncias de silício de estrelas B na região de Carina. Os círculos são coloridos de acordo com a escala de abundância localizada no lado direito, onde a cor central corresponde à abundância Solar de silício obtida por Asplund et al. (2021).

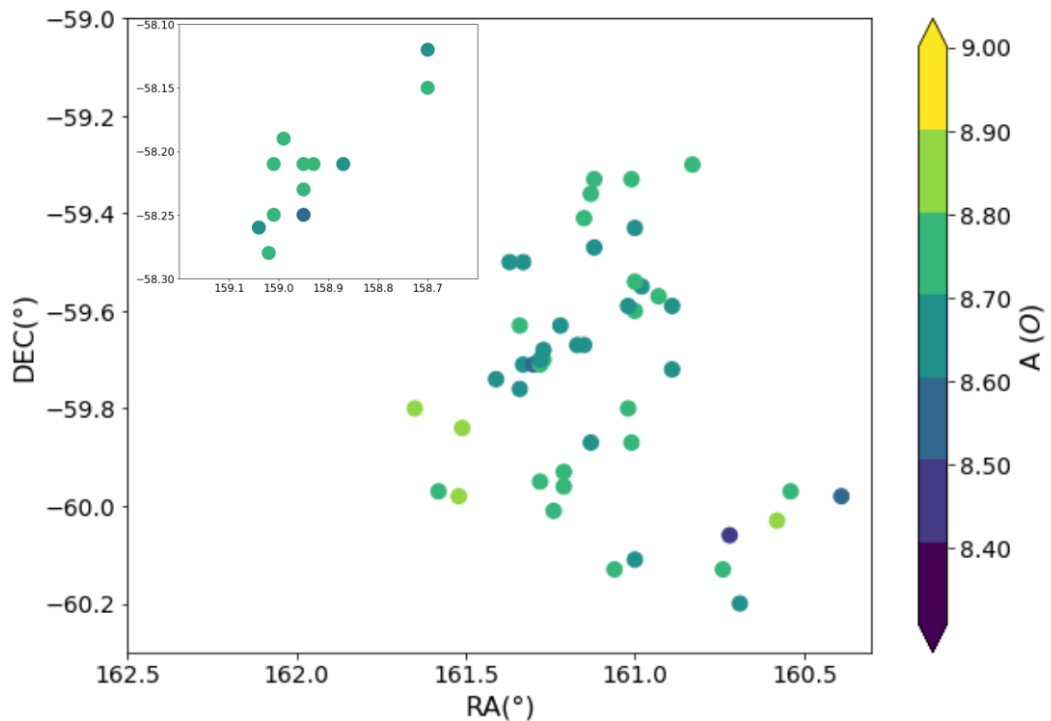


Figura 6.17: Distribuição espacial das abundâncias de oxigênio obtidas para a amostra de estrelas B na região de Carina. Os círculos são coloridos de acordo com a escala de abundância localizada no lado direito, onde a cor central corresponde à abundância Solar de oxigênio obtida por Asplund et al. (2021).

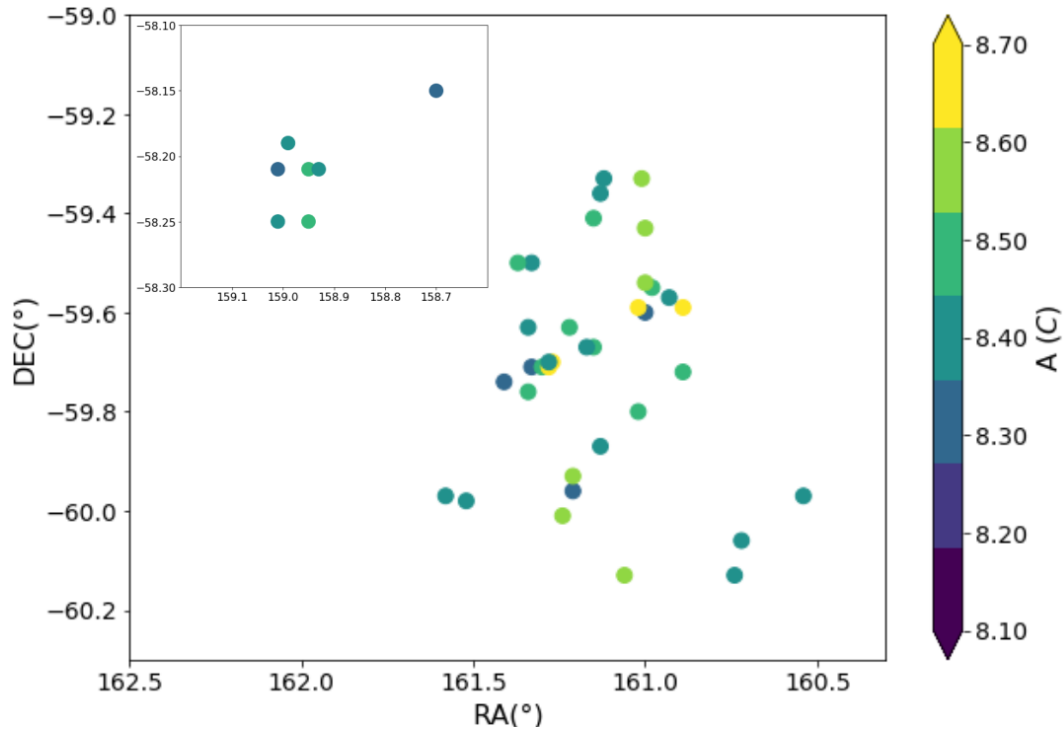


Figura 6.18: Distribuição espacial das abundâncias de carbono obtidas para a amostra de estrelas de tipo B na região de Carina. Os círculos são coloridos de acordo com a escala de abundância localizado no lado direito, onde a cor central corresponde à abundância Solar de carbono obtida por Asplund et al. (2021).

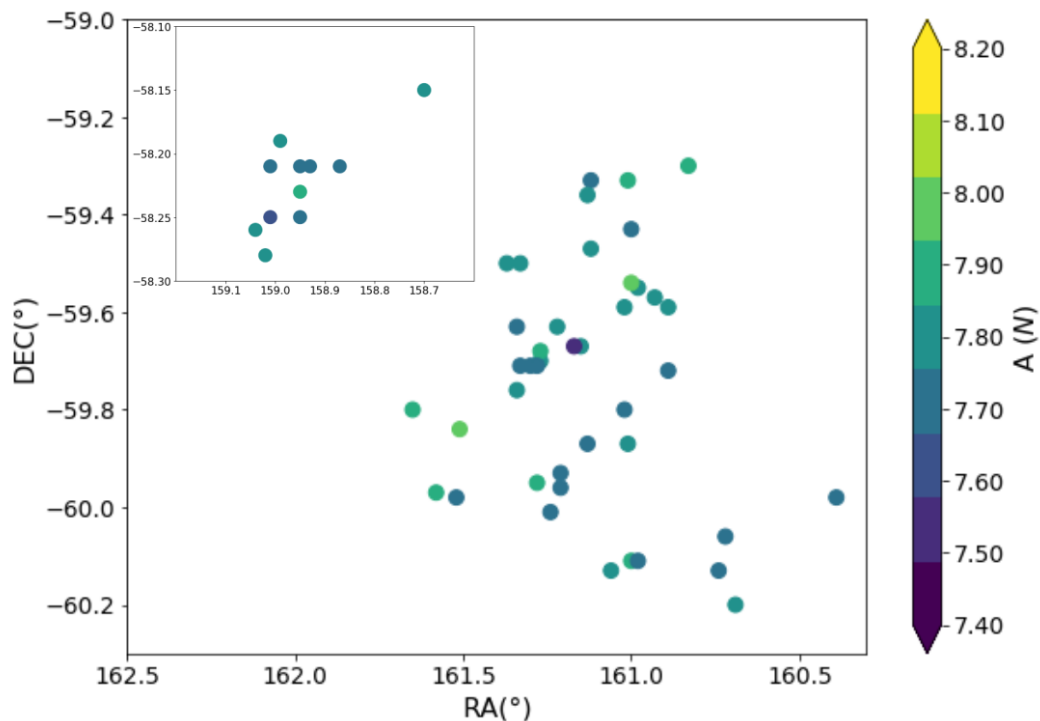


Figura 6.19: Distribuição espacial das abundâncias de nitrogênio obtidas para a amostra de estrelas de tipo B na região de Carina. Os círculos são coloridos de acordo com a escala de abundância localizado no lado direito, onde a cor central corresponde à abundância Solar de nitrogênio obtida por Asplund et al. (2021).

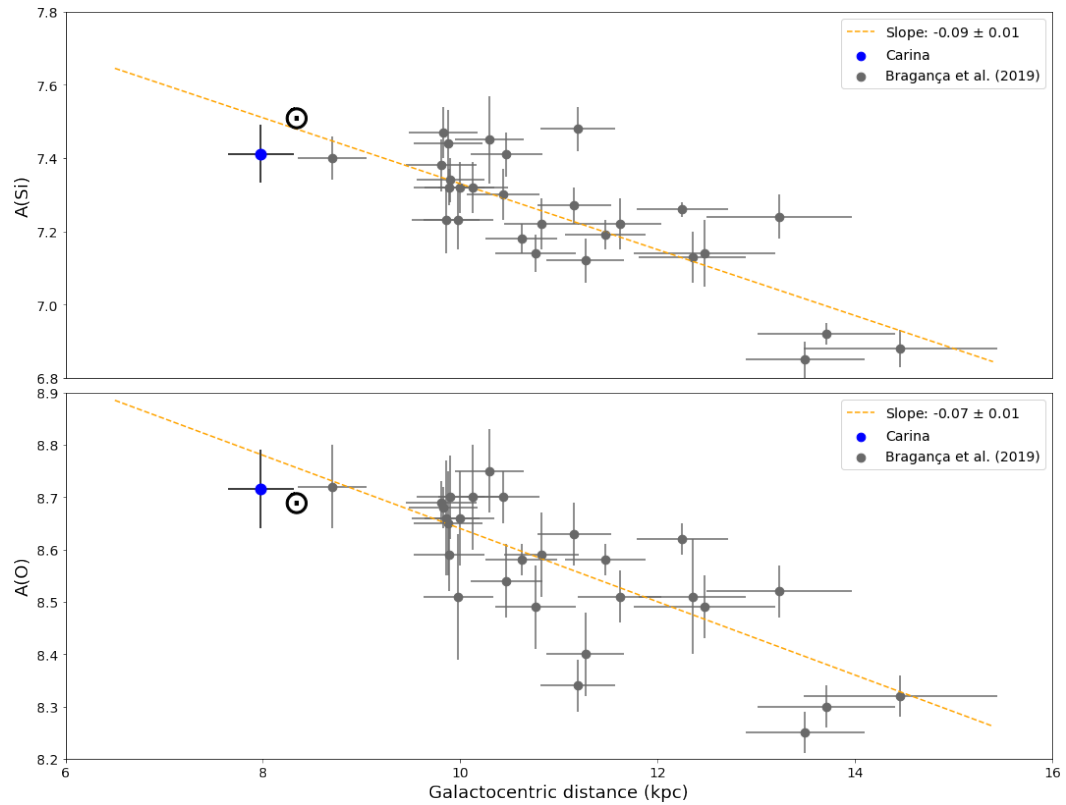


Figura 6.20: Gradientes radiais de abundâncias de silício e oxigênio obtidos por (Bragança et al., 2019) para distâncias galactocêntricas no intervalo $8.4 \leq R_G \leq 15.6$ kpc. As estrelas analisadas por Bragança et al. (2019) estão representadas por círculos cinzas enquanto as abundâncias médias de Carina são representadas pelos círculos azuis. Os gradientes radiais de Bragança et al. (2019) são representados pelas linhas tracejadas laranjas. O Sol está representado a $R_G = 8.33$ kpc e com as abundâncias obtidas por Asplund et al. (2021).

Capítulo 7

Conclusões

Nesta tese apresentamos um estudo completo de uma amostra de estrelas OB pertencentes a 8 aglomerados abertos na região de Carina: Trumpler 14, Trumpler 15, Trumpler 16E, Trumpler 16W, Bochum 11, Collinder 228, Collinder 232 e NGC 3293. Este estudo compreendeu análise de pertinência baseada em dados astrométricos e fotométricos do satélite Gaia, determinação de velocidades rotacionais projetadas a partir das larguras de linhas de He I e determinação de parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas a partir de síntese espectral em Não-ETL.

Os principais resultados desta tese são:

- A amostra estudada foi selecionada a partir da base de dados espectroscópicos do Gaia-ESO Survey, usando um valor preliminar de temperatura efetiva fornecido pelo GES para selecionar estrelas com tipos espectrais entre O9 e B5.
- A análise de adesão de membros, ou pertinência, ou ainda de probabilidade de membership, foi realizada com base em dados astrométricos e fotométricos do Gaia, além de medidas de velocidades radiais obtidas a partir de linhas de absorção dos espectros estelares.
- Após a análise de pertinência, definimos uma subamostra de 330 estrelas com tipos espectrais entre O9 e B5, membros dos 8 aglomerados abertos de Carina, para proceder a determinação de $V \sin i$ através de uma calibração para as medidas das larguras de 2 linhas de He I em 4386 e 4471Å.
- Os valores médios de $V \sin i$ para os aglomerados são: $158 \pm 95 \text{ km s}^{-1}$ para Trumpler 14, $147 \pm 88 \text{ km s}^{-1}$ para Trumpler 15, $168 \pm 104 \text{ km s}^{-1}$ para Trumpler 16E, $126 \pm 77 \text{ km s}^{-1}$ para Collinder 228 e $180 \pm 84 \text{ km s}^{-1}$ para NGC 3293. Para os aglomerados com amostras menores, obtivemos $V \sin i$ médio igual a $174 \pm 85 \text{ km s}^{-1}$ para Trumpler 16W, $178 \pm 100 \text{ km s}^{-1}$ para Collinder 232 e $156 \pm 85 \text{ km s}^{-1}$ para Bochum 11.

- Os valores médios de $V \sin i$ dos aglomerados não mostraram correlação com a idade dos aglomerados.
- Encontramos uma distribuição bimodal para as estrelas B0 - B3 dos aglomerados de Carina, corroborando as distribuições bimodais relatadas em Dufton et al. (2013); Garmany et al. (2015).
- Com base nas estimativas de $V \sin i$, selecionamos uma subamostra de 65 estrelas com $V \sin i < \sim 100 \text{ km s}^{-1}$, que apresentam em seus espectros linhas adequadas para uma análise de abundâncias.
- Realizamos a análise espectroscópica detalhada para essa subamostra de 65 estrelas B com base na síntese espectral em Não-ETL e usando uma rotina semi-automática que permite obter simultaneamente T_{eff} , $\log g$, $V \sin i$, ζ_{RT} e ξ_t , bem como as estimativas das abundâncias de oxigênio e silício. Uma vez definidos os parâmetros atmosféricos, as abundâncias de carbono e nitrogênio foram obtidas.
- As estrelas analisadas apresentam temperaturas efetivas entre 14 150 K e 32 900 K e gravidade superficial ($\log g$) entre 3,00 e 4,35, caracterizando uma amostra formada predominantemente por estrelas da sequência principal e com tipos espectrais entre B5 e O9.
- Dentre os 65 objetos analisados, apenas 12 estrelas do aglomerado NGC 3293 possuem resultados de abundâncias disponíveis na literatura. Portanto, o nosso conjunto de resultados conta com abundâncias químicas inéditas para 53 estrelas pertencentes aos 8 aglomerados analisados neste estudo.
- As abundâncias médias dos aglomerados em Carina variam, em geral, dentro dos intervalos $7.22 \leq A(\text{Si}) \leq 7.56$, $8.50 \leq A(\text{O}) \leq 8.88$, $7.57 \leq A(\text{N}) \leq 8.00$ e $8.30 \leq A(\text{C}) \leq 8.65$.
- Os 8 aglomerados de Carina estudados nesta tese se apresentam como um ambiente quimicamente homogêneo. As abundâncias da região são consistentes com as abundâncias médias do Sol, com exceção da abundância de silício que é levemente subsolar. A abundância média de oxigênio em Carina é 0.09 dex maior do que a abundância de oxigênio do gás ionizado (regiões H II) de Shaver et al. (1983).
- A região de Carina exhibe abundâncias consistentes com outros objetos na vizinhança Solar, e é coerente com as abundâncias esperadas para sua posição no disco Galáctico, dentro das incertezas associadas, de acordo com o previsto pelo gradiente radial de abundâncias de Bragança et al. (2019).

7.1 Perspectivas de trabalhos futuros

Ao longo do desenvolvimento deste trabalho de doutorado, surgiram algumas questões interessantes que podem ser exploradas em trabalhos futuros, tais como:

- Análise de abundâncias de estrelas B com velocidade rotacional projetada maior que 100 km s^{-1} , a fim de verificar possíveis diferenças no padrão de abundâncias produzidas pela rotação estelar;
- Identificação de estrelas B com linhas de emissão, ou estrelas Be, a fim de verificar como a razão $\text{Be}/\text{B}+\text{Be}$ na Nebulosa de Carina se correlaciona com a sua metalicidade;
- Análise da composição química do gás na região, a fim de verificar possíveis diferenças entre as abundâncias estelares e nebulares.

Referências Bibliográficas

- Abt, H. A., Levato, H., and Grosso, M. (2002). Rotational Velocities of B Stars. *Astrophys. J.*, 573(1):359–365.
- Asplund, M., Amarsi, A. M., and Grevesse, N. (2021). The chemical make-up of the Sun: A 2020 vision. *Astron. Astrophys.*, 653:A141.
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., and Scott, P. (2009). The Chemical Composition of the Sun. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 47(1):481–522.
- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Mantelet, G., and Andrae, R. (2018). Estimating Distance from Parallaxes. IV. Distances to 1.33 Billion Stars in Gaia Data Release 2. *Astron. J.*, 156(2):58.
- Berlanas, S. R., Herrero, A., Comerón, F., Simón-Díaz, S., Cerviño, M., and Pasquali, A. (2018). Oxygen and silicon abundances in Cygnus OB2. Chemical homogeneity in a sample of OB slow rotators. *Astron. Astrophys.*, 620:A56.
- Berlanas, S. R., Maíz Apellániz, J., Herrero, A., Mahy, L., Blomme, R., Negueruela, I., Dorda, R., Comerón, F., Gosset, E., Pantaleoni González, M., Molina Lera, J. A., Sota, A., Furst, T., Alfaro, E. J., Bergemann, M., Carraro, G., Drew, J. E., Morbidelli, L., and Vink, J. S. (2023). Gaia-ESO survey: Massive stars in the Carina Nebula. I. A new census of OB stars. *Astron. Astrophys.*, 671:A20.
- Blomme, R., Daflon, S., Gebran, M., Herrero, A., Lobel, A., Mahy, L., Martins, F., Morel, T., Berlanas, S. R., Blazère, A., Frémat, Y., Gosset, E., Maíz Apellániz, J., Santos, W., Semaan, T., Simón-Díaz, S., Volpi, D., Holgado, G., Jiménez-Esteban, F., Nieva, M. F., Przybilla, N., Gilmore, G., Randich, S., Negueruela, I., Prusti, T., Vallenari, A., Alfaro, E. J., Bensby, T., Bragaglia, A., Flaccomio, E., Francois, P., Korn, A. J., Lanzafame, A., Pancino, E., Smiljanic, R., Bergemann, M., Carraro, G., Franciosini, E., Gonneau, A., Heiter, U., Hourihane, A., Jofré, P., Magrini, L., Morbidelli, L., Sacco, G. G., Worley, C. C., and Zaggia, S. (2022). The Gaia-ESO Survey: The analysis of the hot-star spectra. *Astron. Astrophys.*, 661:A120.

- Bragaglia, A., Alfaro, E. J., Flaccomio, E., Blomme, R., Donati, P., Costado, M., Damiani, F., Franciosini, E., Prisinzano, L., Randich, S., Friel, E. D., Hatzidimitriou, D., Vallenari, A., Spagna, A., Balaguer-Nunez, L., Bonito, R., Cantat Gaudin, T., Casamiquela, L., Jeffries, R. D., Jordi, C., Magrini, L., Drew, J. E., Jackson, R. J., Abbas, U., Caramazza, M., Hayes, C., Jiménez-Esteban, F. M., Re Fiorentin, P., Wright, N., Bayo, A., Bensby, T., Bergemann, M., Gilmore, G., Gonneau, A., Heiter, U., Hourihane, A., Pancino, E., Sacco, G., Smiljanic, R., Zaggia, S., and Vink, J. S. (2022). The Gaia-ESO Survey: Target selection of open cluster stars. *Astron. Astrophys.*, 659:A200.
- Bragança, G. A., Daflon, S., Lanz, T., Cunha, K., Bensby, T., McMillan, P. J., Garmany, C. D., Glaspey, J. W., Borges Fernandes, M., Oey, M. S., and Hubeny, I. (2019). Radial abundance gradients in the outer Galactic disk as traced by main-sequence OB stars. *Astron. Astrophys.*, 625:A120.
- Bragança, G. A., Daflon, S., Cunha, K., Bensby, T., Oey, M. S., and Walth, G. (2012). Projected rotational velocities and stellar characterization of 350 b stars in the nearby galactic disk. *The Astronomical Journal*, 144(5):130.
- Brown, A. G., Vallenari, A., Prusti, T., De Bruijne, J., Babusiaux, C., Biermann, M., Creevey, O., Evans, D., Eyer, L., Hutton, A., et al. (2021). Gaia early data release 3-summary of the contents and survey properties. *Astronomy & Astrophysics*, 649:A1.
- Butler, K. and Giddings, J. (1985). *Newsletter on the analysis of astronomical spectra, No. 9, Univ. College London.*
- Cantat-Gaudin, T., Jordi, C., Vallenari, A., Bragaglia, A., Balaguer-Núñez, L., Soubiran, C., Bossini, D., Moitinho, A., Castro-Ginard, A., Krone-Martins, A., Casamiquela, L., Sordo, R., and Carrera, R. (2018). A Gaia DR2 view of the open cluster population in the Milky Way. *Astron. Astrophys.*, 618:A93.
- Cescutti, G., Matteucci, F., François, P., and Chiappini, C. (2007). Abundance gradients in the Milky Way for α elements, iron peak elements, barium, lanthanum, and europium. *Astron. Astrophys.*, 462(3):943–951.
- Chiappini, C., Matteucci, F., and Romano, D. (2001). Abundance Gradients and the Formation of the Milky Way. *Astrophys. J.*, 554(2):1044–1058.
- Cudworth, K. and Martin, S. (1993). Proper Motions; Membership; and Photometry of Clusters Near Eta Carinae. In Cassinelli, J. P. and Churchwell, E. B., editors, *Massive Stars: Their Lives in the Interstellar Medium*, volume 35 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 266.

- Daflon, S. and Cunha, K. (2004). Galactic metallicity gradients derived from a sample of ob stars. *The Astrophysical Journal*, 617(2):1115.
- Daflon, S., Cunha, K., and Becker, S. R. (1999). Chemical Abundances of OB Stars in the Cepheus OB2 Association. *Astrophys. J.*, 522(2):950–959.
- Daflon, S., Cunha, K., and Butler, K. (2004). Chemical Abundances for a Sample of Southern OB Stars. *Astrophys. J.*, 604(1):362–371.
- Daflon, S., Cunha, K., Butler, K., and Smith, V. V. (2001). Chemical Abundances of OB Stars with High Projected Rotational Velocities. *Astrophys. J.*, 563(1):325–333.
- Daflon, S., Cunha, K., de Araújo, F. X., Wolff, S., and Przybilla, N. (2007). The Projected Rotational Velocity Distribution of a Sample of OB stars from a Calibration Based on Synthetic He I Lines. *Astron. J.*, 134(4):1570–1578.
- Damiani, F., Bonito, R., Magrini, L., Prisinzano, L., Mapelli, M., Micela, G., Kalari, V., Maíz Apellániz, J., Gilmore, G., Randich, S., Alfaro, E., Flaccomio, E., Koposov, S., Klutsch, A., Lanzafame, A. C., Pancino, E., Sacco, G. G., Bayo, A., Carraro, G., Casey, A. R., Costado, M. T., Franciosini, E., Hourihane, A., Lardo, C., Lewis, J., Monaco, L., Morbidelli, L., Worley, C., Zaggia, S., Zwitter, T., and Dorda, R. (2016). Gaia-ESO Survey: Gas dynamics in the Carina nebula through optical emission lines. *Astron. Astrophys.*, 591:A74.
- Damiani, F., Klutsch, A., Jeffries, R. D., Randich, S., Prisinzano, L., Maíz Apellániz, J., Micela, G., Kalari, V., Frasca, A., Zwitter, T., Bonito, R., Gilmore, G., Flaccomio, E., Francois, P., Koposov, S., Lanzafame, A. C., Sacco, G. G., Bayo, A., Carraro, G., Casey, A. R., Alfaro, E. J., Costado, M. T., Donati, P., Franciosini, E., Hourihane, A., Jofré, P., Lardo, C., Lewis, J., Magrini, L., Monaco, L., Morbidelli, L., Worley, C. C., Vink, J. S., and Zaggia, S. (2017). Gaia-ESO Survey: Global properties of clusters Trumpler 14 and 16 in the Carina nebula. *Astron. Astrophys.*, 603:A81.
- Damiani, F., Prisinzano, L., Micela, G., Randich, S., Gilmore, G., Drew, J. E., Jeffries, R. D., Frémat, Y., Alfaro, E. J., Bensby, T., Bragaglia, A., Flaccomio, E., Lanzafame, A. C., Pancino, E., Recio-Blanco, A., Sacco, G. G., Smiljanic, R., Jackson, R. J., de Laverny, P., Morbidelli, L., Worley, C. C., Hourihane, A., Costado, M. T., Jofré, P., Lind, K., and Maiorca, E. (2014). Gaia-ESO Survey: Empirical classification of VLT/Giraffe stellar spectra in the wavelength range 6440-6810 Å in the γ Velorum cluster, and calibration of spectral indices. *Astron. Astrophys.*, 566:A50.

- De Silva, G. M., Freeman, K. C., Bland-Hawthorn, J., Martell, S., de Boer, E. W., Asplund, M., Keller, S., Sharma, S., Zucker, D. B., Zwitter, T., Anguiano, B., Bacigalupo, C., Bayliss, D., Beavis, M. A., Bergemann, M., Campbell, S., Cannon, R., Carollo, D., Casagrande, L., Casey, A. R., Da Costa, G., D'Orazi, V., Dotter, A., Duong, L., Heger, A., Ireland, M. J., Kafle, P. R., Kos, J., Lattanzio, J., Lewis, G. F., Lin, J., Lind, K., Munari, U., Nataf, D. M., O'Toole, S., Parker, Q., Reid, W., Schlesinger, K. J., Sheinis, A., Simpson, J. D., Stello, D., Ting, Y. S., Traven, G., Watson, F., Wittenmyer, R., Yong, D., and Žerjal, M. (2015). The GALAH survey: scientific motivation. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 449(3):2604–2617.
- Dias, W. S., Monteiro, H., Lepine, J. R. D., and Barros, D. A. (2022). VizieR Online Data Catalog: 80 young open clusters from Gaia DR2 (Dias+, 2019). VizieR On-line Data Catalog: J/MNRAS/486/5726. Originally published in: 2019MNRAS.486.5726D.
- Dias, W. S., Monteiro, H., Moitinho, A., Lepine, J. R. D., Carraro, G., Paunzen, E., Alessi, B., and Vilella, L. (2021). VizieR Online Data Catalog: Updated parameters of 1743 open clusters (Dias+, 2021). *VizieR Online Data Catalog*, page J/MNRAS/504/356.
- Dufton, P. L., Langer, N., Dunstall, P. R., Evans, C. J., Brott, I., de Mink, S. E., Howarth, I. D., Kennedy, M., McEvoy, C., Potter, A. T., Ramírez-Agudelo, O. H., Sana, H., Simón-Díaz, S., Taylor, W., and Vink, J. S. (2013). The VLT-FLAMES Tarantula Survey. X. Evidence for a bimodal distribution of rotational velocities for the single early B-type stars. *Astron. Astrophys.*, 550:A109.
- Dufton, P. L., Ryans, R. S. I., Trundle, C., Lennon, D. J., Hubeny, I., Lanz, T., and Allende Prieto, C. (2005). B-type supergiants in the SMC: Chemical compositions and comparison of static and unified models. *Astron. Astrophys.*, 434(3):1125–1137.
- Dufton, P. L., Smartt, S. J., Lee, J. K., Ryans, R. S. I., Hunter, I., Evans, C. J., Herrero, A., Trundle, C., Lennon, D. J., Irwin, M. J., and Kaufer, A. (2006). The VLT-FLAMES survey of massive stars: stellar parameters and rotational velocities in NGC 3293, NGC 4755 and NGC 6611. *Astron. Astrophys.*, 457(1):265–280.
- Ekström, S., Georgy, C., Eggenberger, P., Meynet, G., Mowlavi, N., Wyttenbach, A., Granada, A., Decressin, T., Hirschi, R., Frischknecht, U., Charbonnel, C., and Maeder, A. (2012). Grids of stellar models with rotation. I. Models from 0.8 to 120 M at solar metallicity ($Z = 0.014$). *Astron. Astrophys.*, 537:A146.

- Evans, C. J., Smartt, S. J., Lee, J. K., Lennon, D. J., Kaufer, A., Dufton, P. L., Trundle, C., Herrero, A., Simón-Díaz, S., de Koter, A., Hamann, W. R., Hendry, M. A., Hunter, I., Irwin, M. J., Korn, A. J., Kudritzki, R. P., Langer, N., Mokiem, M. R., Najarro, F., Pauldrach, A. W. A., Przybilla, N., Puls, J., Ryans, R. S. I., Urbaneja, M. A., Venn, K. A., and Villamariz, M. R. (2005). The VLT-FLAMES survey of massive stars: Observations in the Galactic clusters NGC 3293, NGC 4755 and NGC 6611. *Astron. Astrophys.*, 437(2):467–482.
- Feinstein, A., Marraco, H. G., and Muzzio, J. C. (1973). A single young open cluster comprising TR 14 and TR 16. *Astron. Astrophys. Suppl.*, 12:331.
- Gaia Collaboration (2020). VizieR Online Data Catalog: Gaia EDR3 (Gaia Collaboration, 2020). *VizieR Online Data Catalog*, page I/350.
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., Babusiaux, C., Bailer-Jones, C. A. L., Biermann, M., Evans, D. W., Eyer, L., Jansen, F., Jordi, C., Klioner, S. A., Lammers, U., Lindgren, L., Luri, X., Mignard, F., Panem, C., Pourbaix, D., Randich, S., Sartoretti, P., Siddiqui, H. I., Soubiran, C., van Leeuwen, F., Walton, N. A., Arenou, F., Bastian, U., Cropper, M., Drimmel, R., Katz, D., Lattanzi, M. G., Bakker, J., Cacciari, C., Castañeda, J., Chaoul, L., Cheek, N., De Angeli, F., Fabricius, C., Guerra, R., Holl, B., Masana, E., Messineo, R., Mowlavi, N., Nienartowicz, K., Panuzzo, P., Portell, J., Riello, M., Seabroke, G. M., Tanga, P., Thévenin, F., Gracia-Abril, G., Comoretto, G., Garcia-Reinaldos, M., Teyssier, D., Altmann, M., Andrae, R., Audard, M., Bellas-Velidis, I., Benson, K., Berthier, J., Blomme, R., Burgess, P., Busso, G., Carry, B., Cellino, A., Clementini, G., Clotet, M., Creevey, O., Davidson, M., De Ridder, J., Delchambre, L., Dell’Oro, A., Ducourant, C., Fernández-Hernández, J., Fouesneau, M., Frémat, Y., Galluccio, L., García-Torres, M., González-Núñez, J., González-Vidal, J. J., Gosset, E., Guy, L. P., Halbwachs, J. L., Hambly, N. C., Harrison, D. L., Hernández, J., Hestroffer, D., Hodgkin, S. T., Hutton, A., Jasniewicz, G., Jean-Antoine-Piccolo, A., Jordan, S., Korn, A. J., Krone-Martins, A., Lanzafame, A. C., Lebzelter, T., Löffler, W., Manteiga, M., Marrese, P. M., Martín-Fleitas, J. M., Moitinho, A., Mora, A., Muinonen, K., Osinde, J., Pancino, E., Pauwels, T., Petit, J. M., Recio-Blanco, A., Richards, P. J., Rimoldini, L., Robin, A. C., Sarro, L. M., Siopis, C., Smith, M., Sozzetti, A., Süveges, M., Torra, J., van Reeven, W., Abbas, U., Abreu Aramburu, A., Accart, S., Aerts, C., Altavilla, G., Álvarez, M. A., Alvarez, R., Alves, J., Anderson, R. I., Andrei, A. H., Anglada Varela, E., Antiche, E., Antoja, T., Arcay, B., Astraatmadja, T. L., Bach, N., Baker, S. G., Balaguer-Núñez, L., Balm, P., Barache, C., Barata, C., Barbato, D., Barblan, F., Barklem, P. S., Barrado, D., Barros, M., Barstow,

M. A., Bartholomé Muñoz, S., Bassilana, J. L., Becciani, U., Bellazzini, M., Berihuete, A., Bertone, S., Bianchi, L., Bienaymé, O., Blanco-Cuaresma, S., Boch, T., Boeche, C., Bombrun, A., Borrachero, R., Bossini, D., Bouquillon, S., Bourda, G., Bragaglia, A., Bramante, L., Breddels, M. A., Bressan, A., Brouillet, N., Brüsemeister, T., Brugaletta, E., Bucciarelli, B., Burlacu, A., Busonero, D., Butkevich, A. G., Buzzi, R., Caffau, E., Cancelliere, R., Cannizzaro, G., Cantat-Gaudin, T., Carballo, R., Carlucci, T., Carrasco, J. M., Casamiquela, L., Castellani, M., Castro-Ginard, A., Charlot, P., Chemin, L., Chiavassa, A., Coccozza, G., Costigan, G., Cowell, S., Crifo, F., Crosta, M., Crowley, C., Cuypers, J., Dafonte, C., Damerджи, Y., Dapergolas, A., David, P., David, M., de Laverny, P., De Luise, F., De March, R., de Martino, D., de Souza, R., de Torres, A., Debosscher, J., del Pozo, E., Delbo, M., Delgado, A., Delgado, H. E., Di Matteo, P., Diakite, S., Diener, C., Distefano, E., Dolding, C., Drazinos, P., Durán, J., Edvardsson, B., Enke, H., Eriksson, K., Esquej, P., Eynard Bontemps, G., Fabre, C., Fabrizio, M., Faigler, S., Falcão, A. J., Farràs Casas, M., Federici, L., Fedorets, G., Fernique, P., Figueras, F., Filippi, F., Findeisen, K., Fonti, A., Fraile, E., Fraser, M., Frézouls, B., Gai, M., Galleti, S., Garabato, D., García-Sedano, F., Garofalo, A., Garralda, N., Gavel, A., Gavras, P., Gerssen, J., Geyer, R., Giacobbe, P., Gilmore, G., Girona, S., Giuffrida, G., Glass, F., Gomes, M., Granvik, M., Gueguen, A., Guerrier, A., Guiraud, J., Gutiérrez-Sánchez, R., Haigron, R., Hatzidimitriou, D., Hauser, M., Haywood, M., Heiter, U., Helmi, A., Heu, J., Hilger, T., Hobbs, D., Hofmann, W., Holland, G., Huckle, H. E., Hypki, A., Icardi, V., Janßen, K., Jevardat de Fombelle, G., Jonker, P. G., Juhász, Á. L., Julbe, F., Karampelas, A., Kewley, A., Klar, J., Kochoska, A., Kohley, R., Kolenberg, K., Kontizas, M., Kontizas, E., Koposov, S. E., Kordopatis, G., Kostrzewa-Rutkowska, Z., Koubsky, P., Lambert, S., Lanza, A. F., Lasne, Y., Lavigne, J. B., Le Fustec, Y., Le Poncin-Lafitte, C., Lebreton, Y., Leccia, S., Leclerc, N., Lecoœur-Taïbi, I., Lenhardt, H., Leroux, F., Liao, S., Licata, E., Lindstrøm, H. E. P., Lister, T. A., Livanou, E., Lobel, A., López, M., Managau, S., Mann, R. G., Mantelet, G., Marchal, O., Marchant, J. M., Marconi, M., Marinoni, S., Marschalkó, G., Marshall, D. J., Martino, M., Marton, G., Mary, N., Massari, D., Matijević, G., Mazeh, T., McMillan, P. J., Messina, S., Michalik, D., Millar, N. R., Molina, D., Molinaro, R., Molnár, L., Montegriffo, P., Mor, R., Morbidelli, R., Morel, T., Morris, D., Mulone, A. F., Muraveva, T., Musella, I., Nelemans, G., Nicastro, L., Noval, L., O'Mullane, W., Ordénovic, C., Ordóñez-Blanco, D., Osborne, P., Pagani, C., Pagano, I., Pailler, F., Palacin, H., Palaversa, L., Panahi, A., Pawlak, M., Piersimoni, A. M., Pineau, F. X., Plachy, E., Plum, G., Poggio, E., Poujoulet, E., Prša, A., Pulone, L., Racero, E., Ragaini, S.,

- Rambaux, N., Ramos-Lerate, M., Regibo, S., Reylé, C., Riclet, F., Ripepi, V., Riva, A., Rivard, A., Rixon, G., Roegiers, T., Roelens, M., Romero-Gómez, M., Rowell, N., Royer, F., Ruiz-Dern, L., Sadowski, G., Sagristà Sellés, T., Sahlmann, J., Salgado, J., Salguero, E., Sanna, N., Santana-Ros, T., Sarasso, M., Saviotto, H., Schultheis, M., Sciacca, E., Segol, M., Segovia, J. C., Ségransan, D., Shih, I. C., Siltala, L., Silva, A. F., Smart, R. L., Smith, K. W., Solano, E., Solitro, F., Sordo, R., Soria Nieto, S., Souchay, J., Spagna, A., Spoto, F., Stampa, U., Steele, I. A., Steidelmüller, H., Stephenson, C. A., Stoev, H., Suresh, F. F., Surdej, J., Szabados, L., Szegedi-Elek, E., Tapiador, D., Taris, F., Tauran, G., Taylor, M. B., Teixeira, R., Terrett, D., Teyssandier, P., Thuillot, W., Titarenko, A., Torra Clotet, F., Turon, C., Ulla, A., Utrilla, E., Uzzi, S., Vaillant, M., Valentini, G., Valette, V., van Elteren, A., Van Hemelryck, E., van Leeuwen, M., Vaschetto, M., Vecchiato, A., Veljanoski, J., Viala, Y., Vicente, D., Vogt, S., von Essen, C., Voss, H., Votruba, V., Voutsinas, S., Walmsley, G., Weiler, M., Wertz, O., Wevers, T., Wyrzykowski, Ł., Yoldas, A., Žerjal, M., Ziaeeppour, H., Zorec, J., Zschocke, S., Zucker, S., Zurbach, C., and Zwitter, T. (2018). Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties. *Astron. Astrophys.*, 616:A1.
- García Pérez, A. E., Allende Prieto, C., Holtzman, J. A., Shetrone, M., Mészáros, S., Bizyaev, D., Carrera, R., Cunha, K., García-Hernández, D. A., Johnson, J. A., Majewski, S. R., Nidever, D. L., Schiavon, R. P., Shane, N., Smith, V. V., Sobek, J., Troup, N., Zamora, O., Weinberg, D. H., Bovy, J., Eisenstein, D. J., Feuillet, D., Frinchaboy, P. M., Hayden, M. R., Hearty, F. R., Nguyen, D. C., O’Connell, R. W., Pinsonneault, M. H., Wilson, J. C., and Zasowski, G. (2016). ASPCAP: The APOGEE Stellar Parameter and Chemical Abundances Pipeline. *Astron. J.*, 151(6):144.
- Garmany, C. D., Glaspey, J. W., Bragança, G. A., Daflon, S., Fernandes, M. B., Oey, M. S., Bensby, T., and Cunha, K. (2015). Projected rotational velocities of 136 early b-type stars in the outer galactic disk. *The Astronomical Journal*, 150(2):41.
- Georgy, Ekström, S., Granada, A., Meynet, G., Mowlavi, N., Eggenberger, P., and Maeder, A. (2013). Populations of rotating stars - i. models from 1.7 to 15m at $z = 0.014, 0.006, \text{ and } 0.002$ with v_{crit} between 0 and 1. *AA*, 553:A24.
- Giddings, J. R. (1980). *An investigation of the optical and ultraviolet spectra of hot subdwarf stars*. PhD thesis, University College London, United Kingdom.

- Gillessen, S., Eisenhauer, F., Trippe, S., Alexander, T., Genzel, R., Martins, F., and Ott, T. (2009). Monitoring Stellar Orbits Around the Massive Black Hole in the Galactic Center. *Astrophys. J.*, 692(2):1075–1109.
- Gilmore, G., Randich, S., Asplund, M., Binney, J., Bonifacio, P., Drew, J., Feltzing, S., Ferguson, A., Jeffries, R., Micela, G., Negueruela, I., Prusti, T., Rix, H. W., Valenari, A., Alfaro, E., Allende-Prieto, C., Babusiaux, C., Bensby, T., Blomme, R., Bragaglia, A., Flaccomio, E., François, P., Irwin, M., Koposov, S., Korn, A., Lanzafame, A., Pancino, E., Paunzen, E., Recio-Blanco, A., Sacco, G., Smiljanic, R., Van Eck, S., Walton, N., Aden, D., Aerts, C., Affer, L., Alcalá, J. M., Altavilla, G., Alves, J., Antoja, T., Arenou, F., Argiroffi, C., Asensio Ramos, A., Bailer-Jones, C., Balaguer-Nunez, L., Bayo, A., Barbuy, B., Barisevicius, G., Barrado y Navascues, D., Battistini, C., Bellas Velidis, I., Bellazzini, M., Belokurov, V., Bergemann, M., Bertelli, G., Biazzo, K., Bienayme, O., Bland-Hawthorn, J., Boeche, C., Bonito, S., Boudreault, S., Bouvier, J., Brandao, I., Brown, A., de Bruijne, J., Burleigh, M., Caballero, J., Caffau, E., Calura, F., Capuzzo-Dolcetta, R., Caramazza, M., Carraro, G., Casagrande, L., Casewell, S., Chapman, S., Chiappini, C., Chorniy, Y., Christlieb, N., Cignoni, M., Cocozza, G., Colless, M., Collet, R., Collins, M., Correnti, M., Covino, E., Crnojevic, D., Cropper, M., Cunha, M., Damiani, F., David, M., Delgado, A., Duffau, S., Edvardsson, B., Eldridge, J., Enke, H., Eriksson, K., Evans, N. W., Eyer, L., Famaey, B., Fellhauer, M., Ferreras, I., Figueras, F., Fiorentino, G., Flynn, C., Folha, D., Franciosini, E., Frasca, A., Freeman, K., Fremat, Y., Friel, E., Gaensicke, B., Gameiro, J., Garzon, F., Geier, S., Geisler, D., Gerhard, O., Gibson, B., Gomboc, A., Gomez, A., Gonzalez-Fernandez, C., Gonzalez Hernandez, J., Gosset, E., Grebel, E., Greimel, R., Groenewegen, M., Grundahl, F., Guarcello, M., Gustafsson, B., Hadrava, P., Hatzidimitriou, D., Hambly, N., Hammersley, P., Hansen, C., Haywood, M., Heber, U., Heiter, U., Held, E., Helmi, A., Hensler, G., Herrero, A., Hill, V., Hodgkin, S., Huelamo, N., Huxor, A., Ibata, R., Jackson, R., de Jong, R., Jonker, P., Jordan, S., Jordi, C., Jorissen, A., Katz, D., Kawata, D., Keller, S., Kharchenko, N., Klement, R., Klutsch, A., Knude, J., Koch, A., Kochukhov, O., Kontizas, M., Koubicky, P., Lallement, R., de Laverny, P., van Leeuwen, F., Lemasle, B., Lewis, G., Lind, K., Lindstrom, H. P. E., Lobel, A., Lopez Santiago, J., Lucas, P., Ludwig, H., Lueftinger, T., Magrini, L., Maiz Apellaniz, J., Maldonado, J., Marconi, G., Marino, A., Martayan, C., Martinez-Valpuesta, I., Matijevic, G., McMahan, R., Messina, S., Meyer, M., Miglio, A., Mikolaitis, S., Minchev, I., Minniti, D., Moitinho, A., Momany, Y., Monaco, L., Montalto, M., Monteiro, M. J., Monier, R., Montes, D., Mora, A., Moraux, E., Morel, T., Mowlavi, N., Mucciarelli, A.,

Munari, U., Napiwotzki, R., Nardetto, N., Naylor, T., Naze, Y., Nelemans, G., Okamoto, S., Ortolani, S., Pace, G., Palla, F., Palous, J., Parker, R., Pennarrubia, J., Pillitteri, I., Piotto, G., Posbic, H., Prisinzano, L., Puzeras, E., Quirrenbach, A., Ragaini, S., Read, J., Read, M., Reyle, C., De Ridder, J., Robichon, N., Robin, A., Roeser, S., Romano, D., Royer, F., Ruchti, G., Ruzicka, A., Ryan, S., Ryde, N., Santos, N., Sanz Forcada, J., Sarro Baro, L. M., Sbordone, L., Schilbach, E., Schmeja, S., Schnurr, O., Schoenrich, R., Scholz, R. D., Seabroke, G., Sharma, S., De Silva, G., Smith, M., Solano, E., Sordo, R., Soubiran, C., Sousa, S., Spagna, A., Steffen, M., Steinmetz, M., Stelzer, B., Stempels, E., Taberner, H., Tautvaisiene, G., Thevenin, F., Torra, J., Tosi, M., Tolstoy, E., Turon, C., Walker, M., Wambsganss, J., Worley, C., Venn, K., Vink, J., Wyse, R., Zaggia, S., Zeilinger, W., Zoccali, M., Zorec, J., Zucker, D., Zwitter, T., and Gaia-ESO Survey Team (2012). The Gaia-ESO Public Spectroscopic Survey. *The Messenger*, 147:25–31.

Gilmore, G., Randich, S., Worley, C. C., Hourihane, A., Gonneau, A., Sacco, G. G., Lewis, J. R., Magrini, L., François, P., Jeffries, R. D., Koposov, S. E., Bragaglia, A., Alfaro, E. J., Allende Prieto, C., Blomme, R., Korn, A. J., Lanzafame, A. C., Pancino, E., Recio-Blanco, A., Smiljanic, R., Van Eck, S., Zwitter, T., Bensby, T., Flaccomio, E., Irwin, M. J., Franciosini, E., Morbidelli, L., Damiani, F., Bonito, R., Friel, E. D., Vink, J. S., Prisinzano, L., Abbas, U., Hatzidimitriou, D., Held, E. V., Jordi, C., Paunzen, E., Spagna, A., Jackson, R. J., Maíz Apellániz, J., Asplund, M., Bonifacio, P., Feltzing, S., Binney, J., Drew, J., Ferguson, A. M. N., Micela, G., Negueruela, I., Prusti, T., Rix, H. W., Vallenari, A., Bergemann, M., Casey, A. R., de Laverny, P., Frasca, A., Hill, V., Lind, K., Sbordone, L., Sousa, S. G., Adibekyan, V., Caffau, E., Daflon, S., Feuillet, D. K., Gebran, M., Gonzalez Hernandez, J. I., Guiglion, G., Herrero, A., Lobel, A., Merle, T., Mikolaitis, Š., Montes, D., Morel, T., Ruchti, G., Soubiran, C., Taberner, H. M., Tautvaišienė, G., Traven, G., Valentini, M., Van der Swaelmen, M., Villanova, S., Viscasillas Vázquez, C., Bayo, A., Biazzo, K., Carraro, G., Edvardsson, B., Heiter, U., Jofré, P., Marconi, G., Martayan, C., Masseron, T., Monaco, L., Walton, N. A., Zaggia, S., Aguirre Børsen-Koch, V., Alves, J., Balaguer-Nunez, L., Barklem, P. S., Barrado, D., Bellazzini, M., Berlanas, S. R., Binks, A. S., Bressan, A., Capuzzo-Dolcetta, R., Casagrande, L., Casamiquela, L., Collins, R. S., D’Orazi, V., Dantas, M. L. L., Debattista, V. P., Delgado-Mena, E., Di Marcantonio, P., Drazdauskas, A., Evans, N. W., Famaey, B., Franchini, M., Frémat, Y., Fu, X., Geisler, D., Gerhard, O., González Solares, E. A., Grebel, E. K., Gutiérrez Albarrán, M. L., Jiménez-Esteban, F., Jönsson, H., Khachatryan, T., Kordopatis, G., Kos, J., Lagarde, N.,

- Ludwig, H. G., Mahy, L., Mapelli, M., Marfil, E., Martell, S. L., Messina, S., Miglio, A., Minchev, I., Moitinho, A., Montalbán, J., Monteiro, M. J. P. F. G., Morossi, C., Mowlavi, N., Mucciarelli, A., Murphy, D. N. A., Nardetto, N., Ortolani, S., Paletou, F., Palouš, J., Pickering, J. C., Quirrenbach, A., Re Fiorentin, P., Read, J. I., Romano, D., Ryde, N., Sanna, N., Santos, W., Seabroke, G. M., Spina, L., Steinmetz, M., Stonkutė, E., Sutorius, E., Thévenin, F., Tosi, M., Tsantaki, M., Wright, N., Wyse, R. F. G., Zoccali, M., Zorec, J., and Zucker, D. B. (2022). The Gaia-ESO Public Spectroscopic Survey: Motivation, implementation, GIRAFFE data processing, analysis, and final data products. *Astron. Astrophys.*, 666:A120.
- Göppl, C. and Preibisch, T. (2022). Gaia EDR3 distances of the young stellar clusters in the extended Carina Nebula complex. *Astron. Astrophys.*, 660:A11.
- Gray, D. F. (2008). *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*.
- Hanes, R. J., McSwain, M. V., and Povich, M. S. (2018). Stellar Parameters and Radial Velocities of Hot Stars in the Carina Nebula. *Astron. J.*, 155(5):190.
- Hayes, C. R., Majewski, S. R., Hasselquist, S., Anguiano, B., Shetrone, M., Law, D. R., Schiavon, R. P., Cunha, K., Smith, V. V., Beaton, R. L., Price-Whelan, A. M., Prieto, C. A., Battaglia, G., Bizyaev, D., Brownstein, J. R., Cohen, R. E., Frinchaboy, P. M., García-Hernández, D. A., Lacerna, I., Lane, R. R., Mészáros, S., Bidin, C. M., Muñoz, R. R., Nidever, D. L., Oravetz, A., Oravetz, D., Pan, K., Roman-Lopes, A., Sobek, J., and Stringfellow, G. (2020). Metallicity and -element abundance gradients along the sagittarius stream as seen by apogee. *The Astrophysical Journal*, 889(1):63.
- Hourihane, A., François, P., Worley, C. C., Magrini, L., Gonneau, A., Casey, A. R., Gilmore, G., Randich, S., Sacco, G. G., Recio-Blanco, A., Korn, A. J., Allende Prieto, C., Smiljanic, R., Blomme, R., Bragaglia, A., Walton, N. A., Van Eck, S., Bensby, T., Lanzafame, A., Frasca, A., Franciosini, E., Damiani, F., Lind, K., Bergemann, M., Bonifacio, P., Hill, V., Lobel, A., Montes, D., Feuillet, D. K., Tautvaišienė, G., Guiglion, G., Tabernero, H. M., González Hernández, J. I., Gebran, M., Van der Swaelmen, M., Mikolaitis, Š., Daflon, S., Merle, T., Morel, T., Lewis, J. R., González Solares, E. A., Murphy, D. N. A., Jeffries, R. D., Jackson, R. J., Feltzing, S., Prusti, T., Carraro, G., Biazzo, K., Prisinzano, L., Jofré, P., Zaggia, S., Drazdauskas, A., Stonkutė, E., Marfil, E., Jiménez-Esteban, F., Mahy, L., Gutiérrez Albarrán, M. L., Berlanas, S. R., Santos, W., Morbidelli, L., Spina, L., and Minkevičiūtė, R. (2023). The Gaia-ESO Survey: Homogenisation of stellar parameters and elemental abundances. *Astron. Astrophys.*, 676:A129.

- Huang, W. and Gies, D. R. (2006a). Stellar Rotation in Young Clusters. I. Evolution of Projected Rotational Velocity Distributions. *Astrophys. J.*, 648(1):580–590.
- Huang, W. and Gies, D. R. (2006b). Stellar Rotation in Young Clusters. II. Evolution of Stellar Rotation and Surface Helium Abundance. *Astrophys. J.*, 648(1):591–606.
- Huang, W. and Gies, D. R. (2008). Stellar rotation in field and cluster b stars. *The Astrophysical Journal*, 683(2):1045–1051.
- Huang, W. and Gies, D. R. (2008). Stellar Rotation in Field and Cluster B Stars. *Astrophys. J.*, 683(2):1045–1051.
- Hubeny, I. (1988). A computer program for calculating non-LTE model stellar atmospheres. *Computer Physics Communications*, 52(1):103–132.
- Hubeny, I. and Lanz, T. (1995). Non-LTE Line-blanketed Model Atmospheres of Hot Stars. I. Hybrid Complete Linearization/Accelerated Lambda Iteration Method. *Astrophys. J.*, 439:875.
- Hubeny, I. and Lanz, T. (2017). A brief introductory guide to TLUSTY and SYNSPEC. *arXiv e-prints*, page arXiv:1706.01859.
- Hunter, I., Brott, I., Langer, N., Lennon, D. J., Dufton, P. L., Howarth, I. D., Ryans, R. S. I., Trundle, C., Evans, C. J., de Koter, A., and Smartt, S. J. (2009). The VLT-FLAMES survey of massive stars: constraints on stellar evolution from the chemical compositions of rapidly rotating Galactic and Magellanic Cloud B-type stars. *Astron. Astrophys.*, 496(3):841–853.
- Hur, H., Sung, H., and Bessell, M. S. (2012). Distance and the Initial Mass Function of Young Open Clusters in the η Carina Nebula: Tr 14 and Tr 16. *Astron. J.*, 143(2):41.
- Kormendy, J., Drory, N., Bender, R., and Cornell, M. E. (2010). Bulgeless Giant Galaxies Challenge Our Picture of Galaxy Formation by Hierarchical Clustering. *Astrophys. J.*, 723(1):54–80.
- Kurucz, R. (1993). ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. *ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. Kurucz CD-ROM No. 13. Cambridge*, 13.
- Lanz, T. and Hubeny, I. (2007). A grid of nlte line-blanketed model atmospheres of early b-type stars. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 169(1):83.

- Lanzafame, A. C., Frasca, A., Damiani, F., Franciosini, E., Cottaar, M., Sousa, S. G., Tabernerero, H. M., Klutsch, A., Spina, L., Biazzo, K., Prisinzano, L., Sacco, G. G., Randich, S., Brugaletta, E., Delgado Mena, E., Adibekyan, V., Montes, D., Bonito, R., Gameiro, J. F., Alcalá, J. M., González Hernández, J. I., Jeffries, R., Messina, S., Meyer, M., Gilmore, G., Asplund, M., Binney, J., Bonifacio, P., Drew, J. E., Feltzing, S., Ferguson, A. M. N., Micela, G., Negueruela, I., Prusti, T., Rix, H. W., Vallenari, A., Alfaro, E. J., Allende Prieto, C., Babusiaux, C., Bensby, T., Blomme, R., Bragaglia, A., Flaccomio, E., Francois, P., Hambly, N., Irwin, M., Koposov, S. E., Korn, A. J., Smiljanic, R., Van Eck, S., Walton, N., Bayo, A., Bergemann, M., Carraro, G., Costado, M. T., Edvardsson, B., Heiter, U., Hill, V., Hourihane, A., Jackson, R. J., Jofré, P., Lardo, C., Lewis, J., Lind, K., Magrini, L., Marconi, G., Martayan, C., Masseron, T., Monaco, L., Morbidelli, L., Sbordone, L., Worley, C. C., and Zaggia, S. (2015). Gaia-ESO Survey: Analysis of pre-main sequence stellar spectra. *Astron. Astrophys.*, 576:A80.
- Lee, Y. S., Beers, T. C., Sivarani, T., Johnson, J. A., An, D., Wilhelm, R., Allende Prieto, C., Koesterke, L., Re Fiorentin, P., Bailer-Jones, C. A. L., Norris, J. E., Yanny, B., Rockosi, C., Newberg, H. J., Cudworth, K. M., and Pan, K. (2008b). The SEGUE Stellar Parameter Pipeline. II. Validation with Galactic Globular and Open Clusters. *Astron. J.*, 136(5):2050–2069.
- Lee, Y. S., Beers, T. C., Sivarani, T., Prieto, C. A., Koesterke, L., Wilhelm, R., Fiorentin, P. R., Bailer-Jones, C. A., Norris, J. E., Rockosi, C. M., et al. (2008a). The segue stellar parameter pipeline. i. description and comparison of individual methods. *The Astronomical Journal*, 136(5):2022.
- Lemasle, B., François, P., Genovali, K., Kovtyukh, V. V., Bono, G., Inno, L., Laney, C. D., Kaper, L., Bergemann, M., Fabrizio, M., Matsunaga, N., Pedicelli, S., Primas, F., and Romaniello, M. (2013). Galactic abundance gradients from cepheids - and heavy elements in the outer disk. *AA*, 558:A31.
- Lim, B., Nazé, Y., Gosset, E., and Rauw, G. (2019). A Gaia view of the two OB associations Cygnus OB2 and Carina OB1: the signature of their formation process. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 490(1):440–454.
- Lindgren, L. (2020). The Gaia reference frame for bright sources examined using VLBI observations of radio stars. *Astron. Astrophys.*, 633:A1.
- Lindgren, L., Bastian, U., Biermann, M., Bombrun, A., de Torres, A., Gerlach, E., Geyer, R., Hernández, J., Hilger, T., Hobbs, D., Klioner, S. A., Lammers, U., McMillan, P. J., Ramos-Lerate, M., Steidelmüller, H., Stephenson, C. A.,

- and van Leeuwen, F. (2021). Gaia Early Data Release 3. Parallax bias versus magnitude, colour, and position. *Astron. Astrophys.*, 649:A4.
- Liu, Z., Cui, W., Liu, C., Alexeeva, S., Shi, J., and Zhao, G. (2022). Chemical composition of b-type stars from lamost dr5. *The Astrophysical Journal*, 937(2):110.
- Loktin, A. V. and Popova, M. E. (2017). Updated version of the ‘homogeneous catalog of open cluster parameters’. *Astrophysical Bulletin*, 72(3):257–265.
- Maeder, A. (2009). *Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars*.
- Magrini, L., Randich, S., Kordopatis, G., Prantzos, N., Romano, D., Chieffi, A., Limongi, M., François, P., Pancino, E., Friel, E., Bragaglia, A., Tautvaišienė, G., Spina, L., Overbeek, J., Cantat-Gaudin, T., Donati, P., Vallenari, A., Sordo, R., Jiménez-Esteban, F. M., Tang, B., Drazdauskas, A., Sousa, S., Duffau, S., Jofré, P., Gilmore, G., Feltzing, S., Alfaro, E., Bensby, T., Flaccomio, E., Koposov, S., Lanzafame, A., Smiljanic, R., Bayo, A., Carraro, G., Casey, A. R., Costado, M. T., Damiani, F., Franciosini, E., Hourihane, A., Lardo, C., Lewis, J., Monaco, L., Morbidelli, L., Sacco, G., Sbordone, L., Worley, C. C., and Zaggia, S. (2017). The Gaia-ESO Survey: radial distribution of abundances in the Galactic disc from open clusters and young-field stars. *Astron. Astrophys.*, 603:A2.
- Maíz Apellániz, J. and Barbá, R. H. (2018). Optical-NIR dust extinction towards Galactic O stars. *Astron. Astrophys.*, 613:A9.
- Maíz Apellániz, J., Barbá, R. H., Fernández Aranda, R., Pantaleoni González, M., Crespo Bellido, P., Sota, A., and Alfaro, E. J. (2022). The Villafranca catalog of Galactic OB groups. II. From Gaia DR2 to EDR3 and ten new systems with O stars. *Astron. Astrophys.*, 657:A131.
- Maíz Apellániz, J., Crespo Bellido, P., Barbá, R. H., Fernández Aranda, R., and Sota, A. (2020). The Villafranca catalog of Galactic OB groups. I. Systems with O2-O3.5 stars. *Astron. Astrophys.*, 643:A138.
- Maíz Apellániz, J., Pantaleoni González, M., and Barbá, R. H. (2021). Validation of the accuracy and precision of Gaia EDR3 parallaxes with globular clusters. *Astron. Astrophys.*, 649:A13.
- Majewski, S. R., APOGEE Team, and APOGEE-2 Team (2016). The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE) and its successor, APOGEE-2. *Astronomische Nachrichten*, 337(8-9):863.

- Majewski, S. R., Schiavon, R. P., Frinchaboy, P. M., Allende Prieto, C., Barkhouser, R., Bizyaev, D., Blank, B., Brunner, S., Burton, A., Carrera, R., Chojnowski, S. D., Cunha, K., Epstein, C., Fitzgerald, G., García Pérez, A. E., Hearty, F. R., Henderson, C., Holtzman, J. A., Johnson, J. A., Lam, C. R., Lawler, J. E., Maseman, P., Mészáros, S., Nelson, M., Nguyen, D. C., Nidever, D. L., Pinsonneault, M., Shetrone, M., Smee, S., Smith, V. V., Stolberg, T., Skrutskie, M. F., Walker, E., Wilson, J. C., Zasowski, G., Anders, F., Basu, S., Beland, S., Blanton, M. R., Bovy, J., Brownstein, J. R., Carlberg, J., Chaplin, W., Chiappini, C., Eisenstein, D. J., Elsworth, Y., Feuillet, D., Fleming, S. W., Galbraith-Frew, J., García, R. A., García-Hernández, D. A., Gillespie, B. A., Girardi, L., Gunn, J. E., Hasselquist, S., Hayden, M. R., Hekker, S., Ivans, I., Kinemuchi, K., Klaene, M., Mahadevan, S., Mathur, S., Mosser, B., Muna, D., Munn, J. A., Nichol, R. C., O’Connell, R. W., Parejko, J. K., Robin, A. C., Rocha-Pinto, H., Schultheis, M., Serenelli, A. M., Shane, N., Silva Aguirre, V., Sobek, J. S., Thompson, B., Troup, N. W., Weinberg, D. H., and Zamora, O. (2017). The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE). *Astron. J.*, 154(3):94.
- Markova, N., Puls, J., Simón-Díaz, S., Herrero, A., Markov, H., and Langer, N. (2014). Spectroscopic and physical parameters of Galactic O-type stars. II. Observational constraints on projected rotational and extra broadening velocities as a function of fundamental parameters and stellar evolution. *Astron. Astrophys.*, 562:A37.
- Masseron, T., Merle, T., and Hawkins, K. (2016). BACCHUS: Brussels Automatic Code for Characterizing High accuracy Spectra. *Astrophysics Source Code Library*, record ascl:1605.004.
- Massey, P. and Johnson, J. (1993). Massive Stars Near ETA Carinae: The Stellar Content of TR 14 and TR 16. *Astron. J.*, 105:980.
- McSwain, M. V., Huang, W., and Gies, D. R. (2009). Variability of Be Stars in Southern Open Clusters. *Astrophys. J.*, 700(2):1216–1232.
- Mello, D. R. C., Daflon, S., Pereira, C. B., and Hubeny, I. (2012). Chemical abundances of hot post-AGB stars. *Astron. Astrophys.*, 543:A11.
- Meynet, G. and Maeder, A. (2000). Stellar evolution with rotation. V. Changes in all the outputs of massive star models. *Astron. Astrophys.*, 361:101–120.
- Morel, T., Blazère, A., Semaan, T., Gosset, E., Zorec, J., Frémat, Y., Blomme, R., Daflon, S., Lobel, A., Nieva, M. F., Przybilla, N., Gebran, M., Herrero, A., Mahy,

- L., Santos, W., Tautvaišienė, G., Gilmore, G., Randich, S., Alfaro, E. J., Bergemann, M., Carraro, G., Damiani, F., Franciosini, E., Morbidelli, L., Pancino, E., Worley, C. C., and Zaggia, S. (2022). The Gaia-ESO survey: A spectroscopic study of the young open cluster NGC 3293. *Astron. Astrophys.*, 665:A108.
- Nieva, M. F. and Przybilla, N. (2012). Present-day cosmic abundances. A comprehensive study of nearby early B-type stars and implications for stellar and Galactic evolution and interstellar dust models. *Astron. Astrophys.*, 539:A143.
- Pasquini, L., Avila, G., Blecha, A., Cacciari, C., Cayatte, V., Colless, M., Damiani, F., de Propris, R., Dekker, H., di Marcantonio, P., Farrell, T., Gillingham, P., Guinouard, I., Hammer, F., Kaufer, A., Hill, V., Marteaud, M., Modigliani, A., Mulas, G., North, P., Popovic, D., Rossetti, E., Royer, F., Santin, P., Schmutzer, R., Simond, G., Vola, P., Waller, L., and Zoccali, M. (2002). Installation and commissioning of FLAMES, the VLT Multifibre Facility. *The Messenger*, 110:1–9.
- Peebles, P. J. E., Tully, R. B., and Shaya, E. J. (2011). A Dynamical Model of the Local Group. *arXiv e-prints*, page arXiv:1105.5596.
- Povich, M. S., Smith, N., Majewski, S. R., Getman, K. V., Townsley, L. K., Babler, B. L., Broos, P. S., Indebetouw, R., Meade, M. R., Robitaille, T. P., Stassun, K. G., Whitney, B. A., Yonekura, Y., and Fukui, Y. (2011). A Pan-Carina Young Stellar Object Catalog: Intermediate-mass Young Stellar Objects in the Carina Nebula Identified Via Mid-infrared Excess Emission. *Astrophys. J. Suppl.*, 194(1):14.
- Proffitt, C. R., Jin, H., Daflon, S., Lennon, D. J., Langer, N., Cunha, K., and Monroe, T. (2024). Boron abundances in early b dwarfs of the galactic open cluster ngc 3293.
- Proffitt, C. R., Lennon, D. J., Langer, N., and Brott, I. (2016). Stellar Boron Abundances near the Main-sequence Turnoff of the Open Cluster NGC 3293 and Implications for the Efficiency of Rotationally Driven Mixing in Stellar Envelopes. *Astrophys. J.*, 824(1):3.
- Przybilla, N. (2005). Non-LTE modelling of the He I 10830 Å line in early-type main sequence stars. *Astron. Astrophys.*, 443(1):293–296.
- Randich, S., Gilmore, G., and Gaia-ESO Consortium (2013). The Gaia-ESO Large Public Spectroscopic Survey. *The Messenger*, 154:47–49.

- Randich, S., Gilmore, G., Magrini, L., Sacco, G. G., Jackson, R. J., Jeffries, R. D., Worley, C. C., Hourihane, A., Gonneau, A., Viscasillas Vazquez, C., Franciosini, E., Lewis, J. R., Alfaro, E. J., Allende Prieto, C., Bensby, T., Blomme, R., Bragaglia, A., Flaccomio, E., François, P., Irwin, M. J., Koposov, S. E., Korn, A. J., Lanzafame, A. C., Pancino, E., Recio-Blanco, A., Smiljanic, R., Van Eck, S., Zwitter, T., Asplund, M., Bonifacio, P., Feltzing, S., Binney, J., Drew, J., Ferguson, A. M. N., Micela, G., Negueruela, I., Prusti, T., Rix, H. W., Vallenari, A., Bayo, A., Bergemann, M., Biazzo, K., Carraro, G., Casey, A. R., Damiani, F., Frasca, A., Heiter, U., Hill, V., Jofré, P., de Laverny, P., Lind, K., Marconi, G., Martayan, C., Masseron, T., Monaco, L., Morbidelli, L., Prisinzano, L., Sbordone, L., Sousa, S. G., Zaggia, S., Adibekyan, V., Bonito, R., Caffau, E., Daflon, S., Feuillet, D. K., Gebran, M., Gonzalez Hernandez, J. I., Guiglion, G., Herrero, A., Lobel, A., Maiz Apellaniz, J., Merle, T., Mikolaitis, Š., Montes, D., Morel, T., Soubiran, C., Spina, L., Taberner, H. M., Tautvaišienė, G., Travençolo, G., Valentini, M., Van der Swaelmen, M., Villanova, S., Wright, N. J., Abbas, U., Aguirre Børsen-Koch, V., Alves, J., Balaguer-Nunez, L., Barklem, P. S., Barrado, D., Berlanas, S. R., Binks, A. S., Bressan, A., Capuzzo-Dolcetta, R., Casagrande, L., Casamiquela, L., Collins, R. S., D’Orazi, V., Dantas, M. L. L., Debattista, V. P., Delgado-Mena, E., Di Marcantonio, P., Drazdauskas, A., Evans, N. W., Famaey, B., Franchini, M., Frémat, Y., Friel, E. D., Fu, X., Geisler, D., Gerhard, O., Gonzalez Solares, E. A., Grebel, E. K., Gutierrez Albarran, M. L., Hatzidimitriou, D., Held, E. V., Jiménez-Esteban, F., Jönsson, H., Jordi, C., Khachatryan, T., Kordopatis, G., Kos, J., Lagarde, N., Mahy, L., Mapelli, M., Marfil, E., Martell, S. L., Messina, S., Miglio, A., Minchev, I., Moitinho, A., Montalbán, J., Monteiro, M. J. P. F. G., Morossi, C., Mowlavi, N., Mucciarelli, A., Murphy, D. N. A., Nardetto, N., Ortolani, S., Paletou, F., Palouš, J., Paunzen, E., Pickering, J. C., Quirrenbach, A., Re Fiorentin, P., Read, J. I., Romano, D., Ryde, N., Sanna, N., Santos, W., Seabroke, G. M., Spagna, A., Steinmetz, M., Stonkutė, E., Sutorius, E., Thévenin, F., Tosi, M., Tsantaki, M., Vink, J. S., Wright, N., Wyse, R. F. G., Zoccali, M., Zorec, J., Zucker, D. B., and Walton, N. A. (2022). The Gaia-ESO Public Spectroscopic Survey: Implementation, data products, open cluster survey, science, and legacy. *Astron. Astrophys.*, 666:A121.
- Rebolledo, D., Burton, M., Green, A., Braiding, C., Molinari, S., Wong, G., Blackwell, R., Elia, D., and Schisano, E. (2016). The Carina Nebula and Gum 31 molecular complex - I. Molecular gas distribution, column densities, and dust temperatures. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 456(3):2406–2424.
- Rebolledo, D., Guzmán, A. E., Contreras, Y., Garay, G., Medina, S. N. X., Sanhueza,

- P., Green, A. J., Castro, C., Guzmán, V., and Burton, M. G. (2020). Effect of Feedback of Massive Stars in the Fragmentation, Distribution, and Kinematics of the Gas in Two Star-forming Regions in the Carina Nebula. *Astrophys. J.*, 891(2):113.
- Seward, F. D., Forman, W. R., Giacconi, R., Griffiths, R. E., Harnden, F. R., J., Jones, C., and Pye, J. P. (1979). X-rays from Eta Carinae and the surrounding nebula. *Astrophys. J. Lett.*, 234:L55–L58.
- Shaver, P. A., McGee, R. X., Newton, L. M., Danks, A. C., and Pottasch, S. R. (1983). The galactic abundance gradient. *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 204:53–112.
- Shull, J. M., Darling, J., and Danforth, C. W. (2021). Gaia EDR3 Parallax Distances to the Great Carina Nebula and Its Star Clusters (Trumpler 14, 15, 16). *Astrophys. J.*, 914(1):18.
- Simón-Díaz, S., Godart, M., Castro, N., Herrero, A., Aerts, C., Puls, J., Telting, J., and Grassitelli, L. (2017). The IACOB project . III. New observational clues to understand macroturbulent broadening in massive O- and B-type stars. *Astron. Astrophys.*, 597:A22.
- Simón-Díaz, S. and Herrero, A. (2014). The iacob project-i. rotational velocities in northern galactic o-and early b-type stars revisited. the impact of other sources of line-broadening. *Astronomy & Astrophysics*, 562:A135.
- Smith, N., Povich, M. S., Whitney, B. A., Churchwell, E., Babler, B. L., Meade, M. R., Bally, J., Gehrz, R. D., Robitaille, T. P., and Stassun, K. G. (2010). Spitzer Space Telescope observations of the Carina nebula: the steady march of feedback-driven star formation. *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 406(2):952–974.
- Soares, M. F. S. (2023). Dissertação: ANÁLISE DE ESTRELAS B DO AGLOMERADO ABERTO NGC 3766. *Observatório Nacional, Rio de Janeiro - RJ*.
- Stauffer, J. R. and Hartmann, L. W. (1986). The rotational velocities of low-mass stars. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, pages 1233–1251.
- Steinmetz, M., Matijević, G., Enke, H., Zwitter, T., Guiglion, G., McMillan, P. J., Kordopatis, G., Valentini, M., Chiappini, C., Casagrande, L., Wojno, J., Anguiano, B., Bienaymé, O., Bijaoui, A., Binney, J., Burton, D., Cass, P., de Laverny, P., Fiegert, K., Freeman, K., Fulbright, J. P., Gibson, B. K., Gilmore, G., Grebel, E. K., Helmi, A., Kunder, A., Munari, U., Navarro, J. F., Parker, Q., Ruchti, G. R., Recio-Blanco, A., Reid, W., Seabroke, G. M., Siviero, A., Siebert, A.,

- Stupar, M., Watson, F., Williams, M. E. K., Wyse, R. F. G., Anders, F., Antoja, T., Birko, D., Bland-Hawthorn, J., Bossini, D., García, R. A., Carrillo, I., Chaplin, W. J., Elsworth, Y., Famaey, B., Gerhard, O., Jofre, P., Just, A., Mathur, S., Miglio, A., Minchev, I., Monari, G., Mosser, B., Ritter, A., Rodrigues, T. S., Scholz, R.-D., Sharma, S., Sysoliatina, K., and RAVE Collaboration (2020). The Sixth Data Release of the Radial Velocity Experiment (RAVE). I. Survey Description, Spectra, and Radial Velocities. *Astron. J.*, 160(2):82.
- Townsley, L. K., Broos, P. S., Chu, Y.-H., Gagné, M., Garmire, G. P., Gruendl, R. A., Hamaguchi, K., Mac Low, M.-M., Montmerle, T., Nazé, Y., Oey, M. S., Park, S., Petre, R., and Pittard, J. M. (2011). The Chandra Carina Complex Project: Deciphering the Enigma of Carina’s Diffuse X-ray Emission. *Astrophys. J. Suppl.*, 194(1):15.
- Turner, D. G., Grieve, G. R., Herbst, W., and Harris, W. E. (1980). The young open cluster NGC 3293 and its relation to CAR OB1 and the Carina nebula complex. *Astron. J.*, 85:1193–1206.
- Wolff, S. C., Edwards, S., and Preston, G. W. (1982). The origin of stellar angular momentum. *Astrophys. J.*, 252:322–336.
- Wolff, S. C., Strom, S. E., Dror, D., and Venn, K. (2007). Rotational Velocities for B0-B3 Stars in Seven Young Clusters: Further Study of the Relationship between Rotation Speed and Density in Star-Forming Regions. *Astron. J.*, 133(3):1092–1103.
- Yonekura, Y., Asayama, S., Kimura, K., Ogawa, H., Kanai, Y., Yamaguchi, N., Barnes, P. J., and Fukui, Y. (2005). High-Mass Cloud Cores in the η Carinae Giant Molecular Cloud. *Astrophys. J.*, 634(1):476–494.
- Zhao, G., Zhao, Y.-H., Chu, Y.-Q., Jing, Y.-P., and Deng, L.-C. (2012). LAMOST spectral survey — An overview. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 12(7):723–734.
- Zucker, C., Speagle, J. S., Schlafly, E. F., Green, G. M., Finkbeiner, D. P., Goodman, A., and Alves, J. (2020). A compendium of distances to molecular clouds in the star formation handbook. *Astronomy & Astrophysics*, 633:A51.

Apêndice A

Medidas de FWHM e estimativas de $V \sin i$ para as estrelas membros dos Aglomerados de Carina

Tabela A.1: Medidas de FWHM das linhas de He I e estimativas de $V \sin i$ para 330 estrelas O9-B5 na Nebulosa de Carina. As estrelas estão separadas por aglomerado, de acordo com a discussão do capítulo 3

GES ID	other ID	V_r (km s ⁻¹)	FWHM			
			S/N	4388Å	4471Å	4388Å
Trumpler 14						
10435522-5933147	ALS 15 229	2±1	79	–	1.26	–
10435847-5933016	ALS 19 738	-11±3	175	5.96	5.99	2.1
10435580-5932520	[HSB2012] 1498	-12±1	104	3.47	4.52	1.1
10435902-5933197	2MASS J10435902-5933196	-21±3	140	4.74	5.23	1.1
10435650-5932498	2MASS J10435649-5932497	-7±2	167	5.37	5.91	2.1
10435366-5933006	2MASS J10435365-5933006	-23±2	144	2.86	3.32	1.1
10435756-5933385	ALS 15 224	-10±2	101	2.84	3.46	1.1
10435724-5932412	[HSB2012] 1550	-4±2	86	4.66	4.93	1.1
10435952-5932316	ALS 19739	-8±3	142	2.67	3.26	9.1
10435208-5932401	2MASS J10435207-5932401	-3±3	47	3.56	4.46	1.1
10435230-5932361	2MASS J10435230-5932360	2±1	110	3.46	3.93	1.1
10435953-5932227	2MASS J10435953-5932227	30±1	93	1.88	2.57	6.1
10435090-5933506	ALS 19 733	-5±2	171	4.92	5.69	2.1
10440432-5932478	2MASS J10440432-5932478	-1±2	70	5.12	5.74	2.1
10434798-5933591	2MASS J10434798-5933590	-12±2	83	5.35	4.84	2.1

Tabela A.1: continuação

GES ID	other ID	V_r (km s $^{-1}$)		FWHM		$V \sin i$
			S/N	4388Å	4471Å	4388Å
10440063-5931524	2MASS J10440063-5931524	-5±3	73	5.12	5.66	206
10435603-5934410	ALS 19 735	-10±1	137	3.06	3.77	117
10440867-5933488	2MASS J10440866-5933488	-7±3	95	8.13	8.60	339
10440384-5934344	2MASS J10440384-5934344	-4±2	76	4.23	5.42	169
10434478-5934158	2MASS J10434478-5934158	-2±5	99	7.16	7.44	294
10434356-5934035	ALS 17 185	4±1	79	1.54	1.55	23
10434580-5934359	2MASS J10434580-5934359	-6±8	66	7.79	8.63	323
10441215-5933512	2MASS J10441215-5933511	-1±0	102	5.91	6.33	245
10441283-5933322	2MASS J10441282-5933321	-6±2	50	4.15	4.82	162
10440583-5935117	ALS 15 227	-12±2	371	2.31	3.05	87
10433597-5933179	2MASS J10433596-5933179	-8±1	80	1.90	1.79	43
10433866-5934444	2MASS J10433865-5934444	-5±1	106	8.86	9.29	377
10435502-5936242	2MASS J10435501-5936242	-10±2	81	3.80	4.79	157
10440684-5936116	2MASS J10440683-5936116	-8±1	82	7.59	7.81	313
10435131-5928598	Cl* Trumpler 14 Y 586	-15±2	58	–	2.64	–
10433085-5929239	HD 303 312	9±3	223	4.05	4.55	170
10431695-5937534	2MASS J10431694-5937534	-9±1	67	1.86	1.85	60
10432367-5925595	Gaia DR2 5350399811863167744	-39±1	55	2.17	2.10	65
10432183-5924227	ALS 16 078	-28±4	68	5.33	5.91	217
10440093-5935459	CPD-58 2625	-8±1	163	1.39	1.51	23
10441536-5936043	2MASS J10441535-5936042	-3±0	88	5.74	6.55	237
10435540-5926553	2MASS J10435539-5926551	-2±3	45	3.50	3.88	131
10440248-5929368	ALS 1827	-2±1	204	5.89	6.19	250
10440828-5929594	ALS 15 233	-8±2	121	2.56	3.24	95
10440509-5933413	ALS 19 740	-6±2	125	2.94	3.65	103
10435177-5935451	2MASS J10435176-5935450	-7±3	40	–	7.85	–
10433335-5935111	ALS 1808	-6±2	298	1.49	1.60	18
10434124-5935530	ALS 15203	-17±2	49	3.44	3.96	140
10434743-5931265	2MASS J10434743-5931264	-6±1	104	1.53	1.11	30
10440576-5927079	2MASS J10440576-5927078	6±0	51	1.96	1.92	50
10435796-5933537 ^b	ALS 15 864	-4±2	146	2.18	2.38	74
Trumpler 15						
10444236-5922029	2MASS J10444235-5922029	-3±1	68	4.63	5.10	186
10444212-5922305	CPD-58 2655	-9±2	144	4.22	4.85	175
10444278-5921383	2MASS J10444278-5921383	25±4	44	5.25	5.71	213

Tabela A.1: continuação

GES ID	other ID	V_r (km s $^{-1}$)		FWHM		
			S/N	4388Å	4471Å	4388Å
10444178-5921330	ALS 15856	-11±1	116	2.86	3.45	1.33
10444946-5922192	2MASS J10444948-5922191	-9±5	96	6.95	7.26	2.29
10444058-5921138	ALS 15 855	-5±2	124	4.87	5.62	2.29
10443514-5921220	Cl Trumpler 15 24	0±0	75	1.71	1.57	2.29
10443511-5923282	2MASS J10443510-5923281	-7±0	95	2.00	1.93	5.62
10443075-5921263	ALS 15 861	-2±1	149	1.53	1.57	1.33
10443592-5923356	2MASS J10443591-5923356	-6±2	92	5.54	6.25	2.29
10443267-5920385	Cl Trumpler 15 25	-8±2	98	2.20	2.29	6.25
10445073-5920234	2MASS J10445073-5920233	-9±0	100	7.69	7.54	3.45
10445869-5922228	2MASS J10445869-5922228	-3±4	65	4.85	5.14	1.33
10445733-5920476	2MASS J10445733-5920476	-5±1	84	2.89	3.17	1.33
10450531-5919349	2MASS J10450531-5919347	-2±2	103	4.53	5.22	1.33
10445081-5918004	2MASS J10445080-5918005	-7±1	53	3.49	3.94	1.33
10444209-5926354	2MASS J10444208-5926353	-3±0	79	8.14	8.70	3.45
10440517-5921165	2MASS J10440516-5921165	-2±1	63	4.86	5.18	1.33
10440328-5919498	2MASS J10440327-5919498	6±1	74	1.99	2.16	5.62
10441729-5917154	2MASS J10441729-5917154	-4±1	68	3.38	3.67	1.33
10440793-5917271	2MASS J10440789-5917267	-8±1	54	3.27	3.74	1.33
10452045-5917062	HD 303300	-16±1	156	3.81	4.62	1.33
10435355-5918466	2MASS J10435347-5918457	-8±3	30	6.14	6.34	2.29
10435416-5918244	2MASS J10435413-5918244	-6±1	72	5.30	5.99	2.29
10444398-5913590		18±2	49	1.21	1.33	
10454824-5922042	2MASS J10454824-5922041	-21±2	63	6.32	6.87	2.29
10435328-5916011		3±6	58	4.27	4.63	1.33
10440062-5925493	ALS 1822	-49±1	216	2.16	2.27	7.26
10443022-5926130	TYC 8626-2506-1	-2±2	128	4.61	5.01	1.33
10432015-5917582	2MASS J10432014-5917582	-22±1	59	1.97	1.83	5.62
10432557-5919175	2MASS J10432556-5919175	-15±1	59	3.29	3.99	1.33
10444234-5923038	ALS 1855	-11±1	166	3.41	4.15	1.33
10444448-5921327	ALS 15 854	-5±2	221	5.57	6.31	2.29
10442912-5920049	ALS 1842	-2±1	126	1.37	1.43	
10443766-5923073	2MASS J10443766-5923073	-1±0	45	–	6.85	
10444065-5922285	ALS 15 859	-4±1	105	3.71	4.42	1.33
10444652-5921538	CPD -58 2662	-5±1	76	2.65	3.28	9.80
10441935-5917026	ALS 1838	-8±3	62	–	2.03	

Tabela A.1: continuação

GES ID	other ID	V_r (km s $^{-1}$)		FWHM		$V \sin i$
			S/N	4388Å	4471Å	4388Å
10443636-5924203 ^b	ALS 15 860	5±0	73	1.90	2.06	49
10451811-5924277 ^b	HD 93 342	3±1	75	1.40	1.07	23
Trumpler 16W						
10443049-5941406	ALS 15 215	-9±2	141	5.36	5.83	227
10442897-5942343	ALS 19 742	-10±2	146	3.03	3.83	110
10443139-5944080	2MASS J10443139-5944080	-9±1	110	2.96	3.82	105
10442895-5943473	2MASS J10442894-5943473	-9±1	103	6.34	6.91	262
10442377-5941065	2MASS J10442376-5941064	-4±1	82	1.80	1.40	44
10441969-5943079	2MASS J10441968-5943078	-1±4	46	4.32	4.95	169
10442251-5939258	ALS 15 230	-12±1	165	6.86	7.43	294
10441320-5943103	ALS 15 210	-8±3	173	3.06	2.97	115
10443290-5940261	ALS 15 211	-9±4	203	5.30	6.12	220
Trumpler 16E						
10450180-5942014	[HSB2012] 3314	-5±3	53	5.46	5.92	223
10450216-5942010	ALS 15 220	-10±2	124	2.65	3.29	99
10450523-5941426	ALS 19 746	-10±1	94	2.51	3.16	88
10450673-5941565	ALS 15200	-6±0	228	1.36	1.44	20
10450636-5942357	ALS 15249	-1±1	135	2.16	2.45	73
10445478-5941239	[HSB2012] 3100	-7±4	56	3.42	3.70	127
10445408-5941294	ALS 15 216	-7±3	177	7.09	7.81	300
10450790-5941341	HSB2012 3482	-6±0	40	8.90	9.21	376
10445796-5941031	[HSB2012] 3192	-23±1	119	5.12	5.66	208
10450990-5942139	HSB2012 3545	-9±2	90	7.26	7.91	302
10450977-5942192	HSB2012 3540	-41±2	94	3.31	3.92	122
10450520-5940574	[HSB2012] 3397	-7±1	100	6.06	6.49	255
10450933-5941283	HSB2012 3526	-7±2	55	4.11	4.79	162
10445991-5943149	ALS 19744	-5±1	149	5.63	6.35	236
10450590-5940546	HSB2012 3424	-7±1	138	2.12	2.45	65
10450974-5942572	ALS 15246	-9±2	122	2.72	3.29	102
10451120-5941113	ALS 15209	-6±3	223	5.33	6.15	225
10451170-5941163	ALS 15213	-8±0	60	6.07	6.58	252
10450023-5943345	ALS 19 745	-10±1	133	3.58	4.31	136
10451400-5941420	HSB2012 3648	-7±1	34	7.70	7.91	315
10451265-5942488	ALS 15228	-13±1	133	2.06	2.43	67
10450020-5940052	[HSB2012] 3263	-3±0	37	8.48	9.34	345

Tabela A.1: continuação

GES ID	other ID	V _r (km s ⁻¹)		FWHM		
			S/N	4388Å	4471Å	4388Å
10451622-5941412	2MASS J10451622-5941411	-12±5	65	4.72	5.20	1.4
10450968-5940088	ALS 19747	-10±2	117	5.40	6.05	2.1
10451355-5943318	2MASS J10451355-5943318	7±1	34	–	8.47	–
10451499-5943233	ALS 15245	-15±1	186	3.69	4.40	1.3
10445846-5939437	[HSB2012] 3211	0±1	27	2.33	2.74	7.4
10451894-5942184	2MASS J10451894-5942184	-5±1	62	1.69	1.77	2.1
10451670-5943141	ALS 15247	-5±1	96	2.95	3.65	1.3
10450588-5944189	ALS 15238	-6±2	145	4.65	5.26	1.3
10452057-5942213	2MASS J10452056-5942212	-8±1	46	7.65	7.35	3.1
10452057-5942513	ALS 1878	-6±1	228	3.01	3.50	1.3
10452258-5942368 ⁱ	ALS 15248	-1±0	150	10.14	10.65	>4
10451656-5939571	ALS 15223	-12±2	130	5.10	6.04	2.1
10450310-5944568	[HSB2012] 3344	-4±0	29	–	7.11	–
10452416-5942314	2MASS J10452415-5942313	-7±0	79	7.75	8.20	3.1
10443822-5943056	2MASS J10443822-5943056	-6±5	102	8.11	8.25	3.1
10450793-5939012	2MASS J10450792-5939011	-10±2	106	5.62	6.05	2.1
10451272-5939066	2MASS J10451271-5939066	-3±0	79	3.33	3.82	1.3
10451943-5939374	ALS 19748	-8±1	126	3.26	4.08	1.3
10450837-5938475	2MASS J10450836-5938475	-32±2	45	3.98	4.57	1.3
10452314-5940034	2MASS J10452314-5940033	1±0	83	3.42	4.14	1.3
10452846-5941555	2MASS J10452846-5941555	-20±1	18	–	3.73	–
10445394-5945240	2MASS J10445393-5945240	-3±1	62	2.38	2.67	7.4
10452521-5940011	2MASS J10452520-5940011	-6±2	88	7.80	7.40	3.1
10453134-5941133	2MASS J10453134-5941133	-9±1	103	3.26	3.98	1.3
10452311-5944458	2MASS J10452310-5944458	10±2	95	3.85	4.49	1.3
10453255-5942359	2MASS J10453254-5942359	-5±0	55	8.26	8.28	3.1
10450823-5946070	CPD -59 2629	-10±2	170	1.53	1.60	3.1
10452190-5945249	2MASS J10452190-5945249	-3±1	66	2.22	2.41	6.1
10451297-5946060	2MASS J10451297-5946059	-6±1	56	5.00	5.52	2.1
10444609-5946057	2MASS J10444609-5946056	-6±1	84	2.54	2.84	8.1
10453820-5942157	2MASS J10453819-5942157	9±1	24	–	8.94	–
10445364-5946595	2MASS J10445363-5946595	-1±1	76	1.33	1.10	1.3
10452214-5937385	ALS 15244	-6±1	191	1.50	1.50	1.3
10453808-5944095	2MASS J10453807-5944095	-8±2	63	1.26	1.36	1.3
10454365-5939540	2MASS J10454365-5939540	-2±1	91	1.40	1.28	2.1

Tabela A.1: continuação

GES ID	other ID	V_r (km s $^{-1}$)		FWHM		$V \sin i$
			S/N	4388Å	4471Å	4388Å
10453368-5947148	2MASS J10453367-5947147	-4±1	121	2.75	3.08	94
10454061-5937042	2MASS J10454060-5937041	-2±1	71	6.37	6.93	263
10452228-5950471	[ARV2008] 206	3±0	102	2.48	2.62	93
10461505-5940192	Cl* Trumpler 16 MJ 676	-18±1	22	–	4.25	–
10445351-5951541	2MASS J10445351-5951541	-7±1	148	3.71	4.32	141
10443719-5940015	ALS 15 242	-8±1	145	2.28	2.81	81
10444098-5940104	ALS 19 743	-5±1	152	1.17	1.21	2
10445376-5937483	ALS 15 236	-19±2	142	1.62	1.69	9
10463082-5944176	2MASS J10463081-5944175	-7±2	90	2.93	3.03	103
10444711-5939202	2MASS J10444710-5939201	-6±1	71	6.36	6.88	262
10450579-5945196	ALS 1870	6±0	327	5.94	6.25	253
10450584-5943077	ALS 15 197	-35±1	200	1.48	1.57	31
10453661-5944111	2MASS J10453660-5944110	5±2	46	6.00	6.32	256
10445602-5938530	2MASS J10445602-5938530	-6±2	45	4.49	5.26	181
Collinder 228						
10443687-6001116	ALS 15957	-5±1	246	8.45	9.16	358
10442198-5959351	2MASS J10442207-5959351	-5±1	138	3.74	4.62	152
10441496-6000057	ALS 1836	+34±2	499	2.30	2.56	84
10441444-6001270	ALS 15 958	-10±1	144	3.69	4.52	145
10443829-6005450	2MASS J10443829-6005449	-60±2	84	3.57	4.17	135
10443174-6005449	ALS 16 054	-6±1	139	4.62	5.23	189
10441513-6007509	CPD-59 2569B	-3±1	169	1.86	1.99	44
10440078-6006012	CPD-59 2554	-16±1	139	4.53	5.11	181
10440104-6006378	2MASS J10440105-6006377	-2±1	95	2.13	2.19	63
10435479-6006208	2MASS10435478-6006207	-1±2	95	2.41	2.84	79
10435238-6001175		+3±1	90	6.77	7.70	279
10434797-6001201	2MASS J10434797-6001201	+2±1	92	4.44	5.02	176
10434887-6006437	2MASS J10434886-6006437	+6±1	126	5.11	5.74	206
10434679-6008264	CPD-59 2539	+2±1	130	2.45	2.84	81
10434887-6009009	ALS 18775	-26±2	156	4.54	5.14	183
10435198-6010368	2MASS J10435127-6010386	+3±3	86	6.24	6.76	258
10433156-6003160	2MASS J10433154-6003159	-3±1	254	3.01	3.44	107
10432030-6013015	2MASS J10432028-6013014	-6±1	107	4.80	3.77	179
10424533-6012063	2MASS J10424532-6012063	-32±1	144	2.51	3.15	86
10425717-6007414	CPD -59 2510	-4±1	182	1.75	1.74	20

Tabela A.1: continuação

GES ID	other ID	V_r (km s $^{-1}$)		FWHM		
			S/N	4388Å	4471Å	4388Å
10425445-6002595	2MASS J10425444-6002594	-41±2	96	2.13	1.90	6
10425898-6000242	2MASS J10425900-6000240	-11±2	108	3.61	4.17	1
10424616-6000576	CPD-59 2504	-3±3	138	5.21	5.90	2
10422722-6000052	2MASS J10422722-6000052	-16±3	84	3.74	4.45	1
10423616-5959262	ALS 15956	-12±1	260	2.92	3.54	1
10424804-5953371		-14±2	131	4.27	4.61	1
10421831-6001553		-14±4	104	2.27	2.21	7
10422123-5957156		-22±2	177	3.84	4.08	1
10420759-5956249		-16±1	140	1.68	1.38	3
10415981-5955075	HD 305439	-23±1	159	3.01	3.72	1
10434882-6000366	ALS 15 962	-6±2	114	4.86	6.01	2
10440371-5948141	2MASS J10440371-5948141	-10±1	93	2.21	2.74	7
10434303-5945334	2MASS J10434303-5945333	-10±1	70	3.61	4.31	1
10434813-5950443	Cl* Trumpler 14 MJ 137	-3±2	117	2.24	2.51	7
10435010-5947025	2MASS J10435009-5947024	-13±2	53	4.82	5.09	1
10435088-5950308	2MASS J10435088-5950307	+10±4	59	4.08	4.41	1
10440071-5949519	2MASS J10440071-5949518	-3±2	128	1.94	1.64	5
10440237-5952047	2MASS J10440236-5952046	-17±1	108	1.69	1.49	2
10441456-5954492	2MASS J10441455-5954492	-17±1	39	–	5.19	–
10441879-5951490	2MASS J10441879-5951490	-32±5	90	4.80	5.39	1
10444512-5954114	2MASS J10444512-5954114	-10±2	44	2.96	3.05	1
10445041-5955450	ALS 1864	-2±1	267	1.99	2.17	6
10445392-5956134	Gaia DR3 5350302097055370496	-8±2	39	4.66	5.27	1
10450602-5956512	2MASS J10450601-5956512	-8±2	52	1.22	0.99	–
10451073-5957548	2MASS J10451072-5957547	-5±1	51	6.57	7.53	2
10451338-5957538	HD 305533	-5±2	214	4.69	5.49	1
10451341-6000589	CPD-59 2638	-9±1	105	2.74	3.11	9
10451672-5954458	HD 305528	+2±0	117	2.16	2.25	6
10433443-5943265	2MASS J10433443-5943264	-2±1	92	1.42	1.47	2
10443008-5952141	ALS 15 222	-6±1	178	1.13	1.22	–
10445734-6000467	ALS 1866	-5±1	157	2.06	2.21	6
10445053-5957227	2MASS J10445053-5957227	+1±0	46	2.37	2.87	8
10444551-5952538	2MASS J10444550-5952537	-9±3	30	5.48	5.59	2
10435403-5946106	2MASS J10435403-5946105	-12±1	21	–	5.69	–
10413434-5958474 ^b	2MASS J10413434-5958474	-20±1	94	2.22	2.51	7

Tabela A.1: continuação

GES ID	other ID	V_r (km s $^{-1}$)	FWHM			$V \sin i$
			S/N	4388Å	4471Å	
10421033-5958009 ^b	HD 305439	-11±2	282	2.06	2.41	69
10425293-6003478 ^b	2MASS J10425293-6003478	-3±1	62	2.06	2.23	63
10443676-5954249 ^b	ALS 1853	+6±1	105	1.61	1.76	7
10442910-5948207 ^f	2MASS J10442909-5948207	-7±0	60	1.98	2.22	67
Collinder 232						
10444614-5933041	2MASS J10444614-5933041	-6±3	56	6.09	6.54	252
10445838-5932063	2MASS J10445837-5932062	-7±1	67	6.67	7.36	275
10445036-5934469	2MASS J10445036-5934468	-12±1	39	–	3.60	–
10452417-5932358	2MASS J10452417-5932357	-1±1	85	3.60	3.87	136
10444734-5926595	Gaia DR3 5350388683629610752	-6±1	99	6.15	6.51	253
10451589-5929564	2MASS J10451588-5929563	-14±4	78	7.34	7.67	308
10451925-5929522	2MASS J10451925-5929522	2±0	79	1.36	1.47	8
10452876-5930038	2MASS J10452875-5930037	3±1	19	1.18	1.28	6
10442518-5928160	ALS 15 232	-8±2	89	4.72	5.33	204
10442886-5928166	2MASS J10442885-5928165	-2±1	72	1.26	1.25	7
10444727-5928155	2MASS J10444727-5928155	-2±1	93	4.65	5.19	186
10450616-5931231	ALS 15237	22±2	148	4.37	5.27	176
10442549-5933093	ALS 15 235	-16±2	110	2.87	3.68	104
10442848-5932229	2MASS J10442848-5932228	-1±1	61	4.33	4.76	170
10442946-5933438	2MASS J10442945-5933437	-6±1	68	7.95	7.98	328
10443223-5933593	2MASS J10443223-5933592	-15±1	138	7.62	7.42	317
10444650-5934134	2MASS J10444649-5934134	-8±1	72	4.97	5.42	199
10445629-5933035	ALS 15 205	-7±2	158	5.40	6.10	230
10442598-5928593	Gaia EDR3 5350387270553228928	-11±2	98	2.43	3.16	93
Bochum 11						
10452563-5958452	2MASS J10452563-5958451	-6±2	27	4.74	5.46	188
10453186-6000294	AHP2016 OBc 53	-27±4	24	–	3.99	–
10454701-6000272	2MASS J10454701-6000271	-5±1	96	3.53	4.42	133
10455900-5958098	2MASS J10455899-5958098	2±0	111	6.93	7.12	285
10460116-5949420	2MASS J10460116-5949420	8±2	13	–	5.17	–
10460277-5950193	2MASS J10460277-5950192	-10±1	75	7.89	8.48	330
10460291-5950259	2MASS J10460291-5950259	-3±1	20	2.05	2.05	58
10460478-5949218	2MASS J10460477-5949217	6±2	120	4.94	5.46	210
10460493-5959018		6±0	175	1.92	2.05	44
10460607-5956339	2MASS J10460606-5956339	-3±1	123	4.78	5.33	193

Tabela A.1: continuação

GES ID	other ID	V_r (km s $^{-1}$)		FWHM		
			S/N	4388Å	4471Å	4388Å
10460609-5957394	2MASS J10460608-5957394	-1±1	24	–	2.69	–
10461906-5957543 ⁱ	2MASS J10461906-5957543	-21±0	154	1.02	0.99	–
10462246-5953205	ALS 1892	-15±1	161	–	5.35	–
10462658-5956131	2MASS J10462657-5956131	-11±0	19	–	4.10	–
10463118-5954352	2MASS J10463117-5954351	-25±1	17	–	3.03	–
10463278-5952375	2MASS J10463277-5952375	-18±3	8	–	2.34	–
10463643-5948049	2MASS J10463643-5948048	-8±1	43	1.55	1.57	1.57
10463801-5955166	2MASS J10463801-5955165	-8±6	48	6.11	6.63	2.69
10464887-5950410	2MASS J10464886-5950409	-10±1	57	4.34	5.08	1.57
10470064-5957242	2MASS J10470063-5957242	-8±1	56	3.15	3.95	1.57
10470436-5948281	2MASS J10470435-5948281	-2±1	46	6.14	6.28	2.69
10470657-5951515	2MASS J10470656-5951514	8±1	45	2.27	2.21	7.1
NGC 3293						
10342068-5814107		4±9	77	8.4	4.2	1.57
10342078-5813305	CPD-57 3450	-21±2	176	3.4	3.8	1.57
10344202-5815419	ALS 20075	-26±2	71	3.5	3.1	1.57
10344494-5809103		-16±10	7	1.5	1.7	4.10
10344774-5807274	2MASS J10344773-5807272	-22±5	49	4.7	4.9	1.57
10344868-5809012	V* V400 Car	-16±1	41	1.9	2.2	6.28
10344869-5807127		-11±2	298	2.8	3.1	9.0
10345480-5807233	ALS 20077	1±4	71	5.4	5.4	2.69
10350325-5814268	ALS 20084	1±4	72	6.6	6.1	2.69
10351355-5811124	2MASS 10351352-5811125	-38±4	89	4.5	5.5	1.57
10352272-5817081	ALS 20080	-19±4	78	6.9	7.1	2.69
10352410-5813284	2MASS J10352408-5813285	-14±3	103	4.7	5.2	1.57
10352851-5812496	2MASS J10352849-5812497	-52±1	224	1.5	1.2	2.69
10353007-5812080	HD 303067	-14±2	291	2.8	3	1.57
10353230-5815220	HD 303075	-13±5	207	6.6	6.6	2.69
10353289-5810162	CI* NGC 3293 FEAS 454	-16±2	51	5.7	3.9	1.57
10353568-5813564	2MASS J10353565-5813566	-15±5	76	3.4	4.4	1.57
10353581-5813077	CI* NGC 3293 ESL 116	-15±14	84	7.5	6.5	3.03
10353662-5816040	2MASS J10353660-5816042	-20±2	108	4.1	4.8	1.57
10353767-5812120	2MASS J10353767-5812120	-9±3	148	6.7	6.3	2.69
10353848-5813069	CI* NGC 3293 ESL 73	-19±3	209	4.2	3.7	1.57
10354026-5813012	2MASS J10354026-5813012	-5±7	133	7	6.1	2.69

Tabela A.1: continuação

GES ID	other ID	V_r (km s $^{-1}$)	FWHM			$V \sin i$
			S/N	4388Å	4471Å	
10354072-5812440	ALS 1671	-22±1	64	1.6	2.2	51
10354194-5811567	2MASS J10354191-5811568	-19±5	550	7.3	7.4	308
10354331-5813334	ALS 20065	-25±3	153	5	5.5	210
10354405-5813459	CI* NGC 3293 ESL 40	-24±4	129	7.9	7.4	330
10354456-5814303	V438 Car	-19±1	275	4.8	5.3	194
10354499-5816350	2MASS J10354497-5816352	-16±2	217	4.5	5.5	179
10354530-5815280	CI* NGC 3293 ESL 57	-17±3	98	5.5	6.1	226
10354723-5813375	ALS 15740	-17±2	174	2	1.6	56
10354752-5805130	ALS 20081	-18±7	117	6.5	6.6	270
10354822-5812329	ALS 15741	-17±1	68	2.8	3.5	108
10354901-5814541	ALS 20070	-18±4	313	2	3.5	62
10354954-5815398	2MASS J10354954-5815398	-12±2	221	5.8	6.5	237
10355051-5812126	2MASS J10355050-5812127	-26±2	73	6.4	5.5	208
10355073-5811414	2MASS J10355073-5811414	-16±3	194	5.4	5.5	221
10355129-5816179	ALS 20087	-18±4	105	6.2	6.4	257
10355174-5813392	2MASS J10355174-5813392	-16±6	106	6	5.6	246
10355301-5812168	ALS 15743	-25±2	271	5.1	5.5	211
10355312-5814260	2MASS J10355311-5814257	-27±6	53	5.6	4.6	235
10355363-5814478	ALS 15744	-18±18	70	4	5.1	167
10355397-5815047	ALS 20092	-11±5	94	5.6	3.7	121
10355422-5815267	HD 91983	-25±2	101	3.1	3.8	122
10355467-5813486	ALS 15745	-18±3	125	8.8	8.1	370
10355469-5812371	2MASS 10355469-5812371	-13±2	195	6.2	5.8	257
10355491-5812591	ALS 20064	-18±3	77	6.6	7.1	276
10355492-5806492	10355492-5806492	-15±3	152	4.5	4	179
10355539-5812197	ALS 20066	-18±1	237	4	4.8	161
10355660-5811314	ALS 15746	-22±3	264	1.5	1.4	34
10355711-5815218	CI* NGC 3293 ESL 66	-35±1	126	1.9	1.2	48
10355781-5812213	ALS 15748	-15±2	375	1.3	1.1	21
10355836-5814411	2MASS J10355836-5814411	-25±3	44	5.6	5.2	230
10355849-5814148	ALS 15751	-28±8	77	5.2	5.9	218
10360160-5815096	HD 92007	-21±1	370	2.2	2.6	75
10360229-5812581	2MASS J10360231-5812583	-19±2	73	6.3	6.2	259
10360349-5814401	ALS 15753	-15±1	198	5.4	6	221
10360491-5810433	HD 303065	-13±2	244	3.4	3.8	139

Tabela A.1: continuação

GES ID	other ID	V_r (km s ⁻¹)		FWHM		
			S/N	4388Å	4471Å	4380Å
10360525-5816455	2MASS J10360523-5816456	-66±2	63	1.4	2.5	2.5
10360595-5814270	ALS 1683	-20±3	219	8.5	7.8	3.0
10360656-5806551	2MASS J10360656-5806549	-19±2	67	5.7	5.5	2.5
10360657-5817538	ALS 20074	-10±1	83	7.4	6.6	3.0
10360764-5815204	ALS 20072	-18±2	204	2.3	2.8	7.0
10361290-5813250	2MASS J10361290-5813250	-7±1	106	6.8	6.2	2.5
10361348-5811207	2MASS J10361347-5811208	-24±1	90	4.5	4.8	1.5
10361692-5815000	ALS 20085	-22±2	53	6.5	5.4	1.5
10362800-5808180	2MASS J10362800-5808180	-16±2	61	7.1	6.9	2.5

Apêndice B

Medidas de FWHM e estimativas de $V \sin i$ para as estrelas não-membro dos Aglomerados de Carina

Tabela B.1: Medidas de FWHM das linhas de He I e estimativas de $V \sin i$ para estrelas não-membro de Carina.

GES ID	other ID	V_r (km s ⁻¹)	FWHM		$V \sin i$ (km s ⁻¹)		
			S/N	4388Å	4471Å	4388Å	4471Å
10442843-5934197 ^f	2MASS J10442842-5934196	-1±1	124	2.85	3.48	108	113
10441243-5934091 ^b	2MASS J10441242-5934091	-6±2	191	6.30	6.69	260	258
10441678-5920096 ^f	CPD-58 2634	-18±1	176	3.02	3.42	109	101
10441792-5925204 ^b	2MASS J10441791-5925204	-13±1	184	4.61	5.00	181	178
10443090-5914461 ^b	2MASS J10443089-5914461	-7±3	27	–	2.61	–	85
10444276-5921511 ^f	ALS 15 857	3±2	131	5.01	5.66	209	218
10445888-5942231 ^b	2MASS J10445888-5942230	-19±2	66	2.07	2.26	59	62
10451063-5945126 ^f	2MASS J10451062-5945126	-12±2	40	–	1.29	–	14
10420950-6002267 ^b	2MASS J10420949-6002265	-3±2	69	3.00	3.65	115	118
10431946-5944488 ^f	2MASS J10431945-5944488	-6±2	27	–	1.44	–	32
10442108-5956208 ^b	2MASS J10442107-5956207	-3±2	70	3.79	4.32	145	146
10443239-5954458 ^f	2MASS J10443239-5954457	5±0	28	–	7.20	–	281
10424477-6005021 ^b	[AHP2016] OBc 17	-10±7	131	5.27	5.87	222	231
10454461-5950411 ^b	ALS 16082	-35±1	52	4.42	5.03	187	195
10355661-5812407 ^b	CPD-57 3520	-15±1	285	4.9	5.2	197	186

f: foreground probable non-member. b: background probable non-member.