



Observatório
Nacional

DISSERTAÇÃO DE MESTRADO

ANÁLISE DE ESTRELAS B DO AGLOMERADO ABERTO NGC 3766

MARCOS FELIPE SILVA SOARES

RIO DE JANEIRO

2023

Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações

Observatório Nacional

Programa de Pós-Graduação

Dissertação de Mestrado

ANÁLISE DE ESTRELAS B DO AGLOMERADO ABERTO NGC 3766

por

Marcos Felipe Silva Soares

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

Orientador: Dra. Simone Daflon

Rio de Janeiro, RJ – Brasil

Abril de 2023

S837

Silva Soares, Marcos Felipe

Análise de estrelas B do aglomerado aberto NGC 3766 [Rio de Janeiro] 2023.

xii, 68 p. 29,7 cm: graf. il. tab.

Dissertação (mestrado) - Observatório Nacional - Rio de Janeiro, 2023.

1. Estrelas B. 2. Análise Não-ETL. 3. Abundâncias químicas. 4. rotação estelar. I. Observatório Nacional. II. Título.

CDU 000.000.000

“ANÁLISE DE ESTRELAS B DO AGLOMERADO ABERTO NGC 3766”

MARCOS FELIPE SILVA SOARES

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

Aprovada por:

Dra. Simone Daflon – Observatório Nacional
(Orientador)

Dr. Nacizo Holanda – Observatório Nacional

Dr. Diogo Souto – Universidade Federal de Sergipe

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL

10 DE ABRIL DE 2023

Agradecimentos

Agradeço aos meus familiares Marli, Evilane e Cristiane. Sem estas pessoas eu não estaria aqui.

A minha orientadora Dra. Simone Daflon pelo empenho e dedicação na tarefa de compartilhar conhecimento.

A todos os professores que contribuíram na minha formação.

Aos amigos do Observatório Nacional por tornar o ambiente descontraído.

Ao ESO e IAU que apoiaram uma viagem para o workshop VLTI-How em Santiago.

Às agências de fomento CAPES, CNPq e FAPERJ pelo apoio financeiro.

ANÁLISE DE ESTRELAS B DO AGLOMERADO ABERTO NGC 3766

RESUMO

A existência de múltiplas componentes da sequência principal vem sendo verificada em aglomerados globulares e, surpreendentemente, em aglomerados abertos com idade entre $\sim 15 \text{ Myr}$ e $\sim 600 \text{ Myr}$ (LI *et al.*, 2019), o que desafia as concepções antigas de que a sequência principal (SP) de um aglomerado jovem é formada por apenas uma população estelar e com idêntica composição química. Estudos recentes mostraram que aglomerados abertos podem apresentar divisões (*splits*) na sequência principal, com estrelas de alta rotação formando uma SP mais vermelha enquanto as estrelas de baixa rotação se concentram na componente azul da SP. O projeto desta dissertação de mestrado se baseia em uma análise espectroscópica detalhada de estrelas do tipo B, dentre as mais massivas do aglomerado aberto NGC 3766, que chama atenção por possuir um elevado número de estrelas Be (MCSWAIN *et al.*, 2009). Para isso, estimei a temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log g$), a velocidade de rotação projetada ($v \text{ seni}$), velocidade de microturbulência (ξ) e velocidade de macroturbulência (ζ), além de abundâncias de silício, oxigênio, carbono e nitrogênio usando um método semi-automático de síntese espectral Não-ETL. Os dados observacionais são espectros de alta resolução obtidos com FLAMES/GIRAFFE acoplado ao Telescópio UT2 do VLT, Chile, no contexto do Gaia-ESO Survey(GES). As estrelas B da amostra de NGC 3766 apresentam temperatura efetiva entre 18000 K e 23400 K, $\log g$ entre 3.40 e 4.00, correspondendo a estrelas com massas entre 7 e 12 M_{\odot} . As abundâncias médias obtidas para o aglomerado 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 $A(\text{O}) = 8.77 \pm 0.05$ e são consistentes com as abundâncias solares. Testei a hipótese de enriquecimento de nitrogênio induzido pela rotação estelar. A estrela NGC 3766 5 apresenta razão N/O discrepante da amostra mas tem baixo $v \text{ seni}$ (menor que $100 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$), o que não permite concluir se a alta abundância de N obtida pode ter sido resultado de mistura induzida pela rotação. Os valores de $v \text{ seni}$ variam entre $5 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ e $322 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, com o valor médio de $v \text{ seni}$ igual a $231 \pm 54 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ para as estrelas Be ou candidatas a Be ; e $119 \pm 74 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ para as estrelas B normais. A distribuição de $v \text{ seni}$ no CMD de NGC 3766 sugere que pode existir uma bimodalidade na SP devido à rotação.

ANALYSIS OF B-STAR IN THE OPEN CLUSTER NGC 3766

ABSTRACT

The existence of multiple components of the main sequence has been verified in globular clusters and, surprisingly, in open clusters with ages between $\sim 15 Myr$ and $\sim 600 Myr$ (LI *et al.*, 2019). This observational results challenge the old conceptions that the main sequence of a young cluster is formed by only one stellar population the same chemical composition. Recent studies have shown that open clusters may present splits in the main sequence (MS), with rapidly rotating stars forming a redder MS while slowly rotating stars are mainly on the blue component of the MS. This dissertation is based on a detailed spectroscopic analysis of B-type massive stars of the open cluster NGC 3766, which is known for presenting a high ratio of Be/B stars (MCSWAIN *et al.*, 2009). We estimate the effective temperature (T_{eff}), surface gravity ($\log g$), the projected rotational velocity ($v \text{ seni}$), microturbulence velocity (ξ), and macroturbulence velocity (ζ), as well as abundances of silicon, oxygen, carbon, and nitrogen, adopting a semi-automatic method of non-ETL spectral synthesis. The observational data used in this analysis are high resolution spectra obtained with Flames/Giraffe coupled to the VLT UT2 telescope, Chile, in the context of the Gaia-Eso Survey (GES). The sample of B stars in NGC 3766 have effective temperatures between 18000 K and 23400 K, $\log g$ between 3.40 and 4.00, corresponding to stars with masses between 7 and 12 M_{\odot} . The average abundances obtained for the open cluster NGC 3766 – $A(\text{Si}) = 7.53 \pm 0.06$, $A(\text{C}) = 8.50 \pm 0.04$, $A(\text{N}) = 7.86 \pm 0.06$, and $A(\text{O}) = 8.77 \pm 0.05$ – are consistent with the solar abundances. We tested the hypothesis of nitrogen enrichment induced by stellar rotation: Star NGC 3766 5 has a discrepant N/O ratio relative to the full sample, but it has low $v \text{ sini}$ (less than $100 km \cdot s^{-1}$), which does not allow us to conclude if the high N abundance obtained may have been the result of mixture induced by rotation. The values of $v \text{ seni}$ span between $5 km \cdot s^{-1}$ and $322 km \cdot s^{-1}$, with an average value of $231 \pm 54 km/s$ for the Be stars or Be candidates, and $119 \pm 74 km \cdot s^{-1}$ for normal B stars. The distribution of $v \text{ seni}$ in the CMD of NGC 3766 suggests that the MS may present two components due to rotation.

Lista de Figuras

1.1	Estrutura da nossa Galáxia, a Via Láctea	2
1.2	Projeção dos aglomerados abertos e globulares no plano galáctico.	3
1.3	Distribuição de aglomerados abertos no plano Galáctico	5
1.4	Diagrama cor \times magnitude de NGC 1755	8
2.1	Formação de espectros	10
2.2	Diagrama Hertzsprung-Russell	12
2.3	Largura equivalente	13
2.4	A dependência da intensidade da linha espectral com classe espectral	14
2.5	Linhas de sódio D1 e D2	14
3.1	Mapa Gaia-ESO Survey	20
3.2	Very Large Telescope, Cerro Paranal, ESO	21
3.3	Espectrógrafo de média a alta resolução FLAMES/GIRAFFE	21
3.4	Espectrógrafo de alta resolução FLAMES/UVES	22
3.5	Dados astrométricos e fotométricos do aglomerado aberto NGC 3766.	25
3.6	Diagrama cor magnitude	26
3.7	Perfis das linhas H_α com emissão	27
3.8	Perfis de linhas H_α com emissão, adaptada de MCSWAIN <i>et al.</i> (2008)	28
3.9	Linhas H_β e He I 4713 Å	29
4.1	Metodologia iterativa para determinação de parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas.	36
4.2	Exemplo de síntese de linha de O II	37
4.3	Variação das abundâncias de Si.	38
4.4	Exemplo de comparação entre espectro observado e espectro teórico da linha de hidrogênio H_α da estrela NGC 3766 21. O cálculo do χ^2 é realizado apenas para a região com o retângulo tracejado em azul.	38
4.5	Análise da microturbulência	39
4.6	Exemplo de síntese variando a T_{eff} para estrela NGC 3766 239	40
4.7	Exemplo de síntese variando $\log g$ para estrela NGC 3766 239	41
4.8	Exemplo de síntese variando $v \text{ sen } i$ para estrela NGC 3766 239	42

4.9	Síntese usando SYNPLLOT variando a velocidade de microturbulencia e temperatura efetiva para estrela NGC 3766 239.	43
4.10	Comparação entre o espectro observacional e teórico usando o SYNPLLOT variando a abundância de CNO	44
4.11	Comparação entre espectro observacional e teórico usando SYNPLLOT variando a abundância de Si III	45
5.1	Histograma de 40 velocidades rotacionais projetadas calculadas por calibração das linhas de He I.	48
5.2	Distribuição de velocidades rotacionais calculadas por síntese espectral.	48
5.3	Comparação entre as velocidades rotacionais calculadas por calibração das linhas de He I e Síntese espectral.	49
5.4	Comparação entre as temperaturas efetivas obtidas por calibração fotométrica e por síntese espectral	50
5.5	Abundâncias da tabela 5.1 em função da T_{eff}	51
5.6	Comparação entre $v \text{ sen } i$ obtidas neste trabalho e na literatura	52
5.7	Comparação entre as temperaturas efetivas obtidas por síntese espectral e os valores da literatura	53
5.8	Diagrama de Kiel para as estrelas do aglomerado NGC 3766	54
5.9	Diagrama de Kiel extraído de MCSWAIN <i>et al.</i> (2009)	55
5.10	Razão $\log(N/O)$ em função dos parâmetros atmosféricos	56
5.11	Gradientes radiais de abundâncias de Si e O.	57
5.12	CMD para estrelas de NGC 3766 de acordo com $v \text{ sen } i$	58

Lista de Tabelas

1.1	Propriedades de regiões formadoras de estrelas e aglomerados	4
3.1	Características dos espectros obtidos pelo GIRAFFE	22
3.2	Dados da amostra	24
4.1	Temperatura efetiva obtida através de calibração fotométrica.	32
4.2	Velocidade Rotacional Projetada obtida pela largura das linhas de He I. . .	33
5.1	Parâmetros estelares e abundâncias químicas das estrelas da amostra. . . .	47
1	Tabela com informações do GAIA DR3 e comparação com probabilidade astrométrica P de CANTAT-GAUDIN <i>et al.</i> (2020).	68

Sumário

Lista de Figuras	viii
Lista de Tabelas	x
1 Introdução	1
1.1 Aglomerados Abertos	2
1.2 Rotação Estelar	4
1.3 Motivação: espectroscopia de estrelas B em NGC 3766	7
2 Espectroscopia	9
2.1 Classificação das estrelas	11
2.2 O perfil da linha espectral	11
2.3 Modelos atmosféricos	16
3 Dados Observacionais	19
3.1 Gaia-ESO Survey	19
3.2 Observatório VLT e Espectrógrafos	19
3.3 Dados Observacionais	21
3.4 A amostra	22
3.5 Identificação de estrelas Be na amostra de NGC 3766	25
4 Metodologia	30
4.1 Estimativas iniciais de parâmetros atmosféricos	31
4.1.1 Temperaturas efetivas por calibração fotométrica	31
4.1.2 Velocidade rotacional projetada via FWHM das linhas de He I	31
4.2 Análise espectroscópica	34
4.2.1 Análise de estrelas com baixa rotação	34
4.2.2 Análise de estrelas com alta rotação	35
5 Discussão dos Resultados	46
5.1 Resultados	46
5.2 Comparações com a Literatura	47
5.3 Abundâncias químicas	50

5.3.1	Razão N/O	50
5.3.2	Gradientes radiais de Abundância	51
5.4	Distribuição de velocidades rotacionais no CMD	55
6	Conclusões	59
	Referências Bibliográficas	61

Capítulo 1

Introdução

As estrelas de alta massa de classe espectral B, durante sua fase evolutiva mais estável, a sequência principal, estão entre os objetos mais jovens da nossa Galáxia e encontram-se distribuídas ao longo dos braços espirais, no Disco Galáctico, que é uma concentração de gás, poeira e estrelas jovens no plano da Galáxia, como mostra a figura 1.1.

As estrelas B se formam em aglomerados abertos, muitas vezes localizados em associações OB que fazem parte de grandes complexos de nuvens moleculares e regiões de formação de estrelas de alta massa. As estrelas B são muito jovens de maneira que não teriam tido tempo de sair do seu local de nascimento. Este argumento nos permite usar estrelas B para descrever a distribuição atual de propriedades da Galáxia como, por exemplo, a sua composição química ou metalicidade. Em astrofísica, a abundância de um elemento é uma medida da quantidade de partículas de um elemento químico em um meio. Normalmente, as abundâncias são expressas em relação ao hidrogênio, em uma escala em que $A(H)=12$.

Os resultados de uma análise de composição química estelar podem ser usados para estudar a distribuição de abundâncias químicas na Galáxia. Em um contexto mais amplo, podem ser interpretados como vínculos observacionais a diferentes modelos teóricos de formação e evolução da Galáxia.

A análise detalhada da composição química de estrelas só pode ser realizada através da técnica de espectroscopia, uma das ferramentas mais poderosas da astrofísica estelar e que permite determinar parâmetros físicos que descrevem a atmosfera da estrela estudada, tais como temperatura efetiva, gravidade superficial, movimentos turbulentos, rotação, composição química.

Nas próximas seções deste capítulo definirei o que é um aglomerado aberto e suas propriedades, abordarei a rotação estelar e suas questões em aberto e, por último, apresentarei a motivação geral deste trabalho de pesquisa.

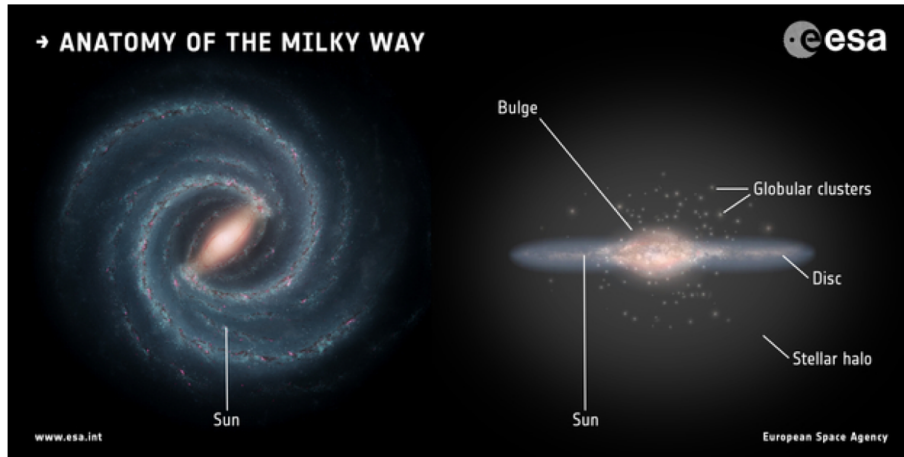


Figura 1.1: Estrutura da nossa Galáxia, a Via Láctea vista de cima e de perfil, mostrando a posição do Sol no Disco Galáctico. Créditos da imagem: [ESA](#).

1.1 Aglomerados Abertos

O termo aglomerado é dado pra grupos estelares baseados em uma série de critérios, sendo que o critério mais comum para se definir um aglomerado é a estabilidade do grupo estelar. Por exemplo, as estrelas jovens são classificadas como membros de aglomerados com base na sobrevivência contra as perturbações de maré até uma idade de 100 Myr. De acordo com a definição de [LADA & LADA \(2003\)](#), um grupo de estrelas passa a ser considerado aglomerado se tiver um número de estrelas maior que 35 e uma densidade maior que $1 M_{\odot} pc^{-3}$. Usualmente, as estrelas de um aglomerado são ligadas gravitacionalmente. Entretanto, a definição de aglomerado pode conter incertezas muito grandes se o aglomerado for muito distante, uma vez que não se pode medir com tanta precisão sua paralaxe. E a determinação da idade do aglomerado para dados de levantamentos fotométricos depende da distância do aglomerado ([BANERJEE & KROUPA, 2018](#)).

Existem dois tipos principais de grupos estelares, os aglomerados abertos – concentrações de estrelas jovens ligadas gravitacionalmente e que costumam apresentar metalicidades mais próximas do valor típico solar – e os aglomerados globulares – concentrações de estrelas ligadas gravitacionalmente e que são mais velhas e mais pobres em metais. Além destes dois tipos, existem ainda os aglomerados abertos onde as estrelas estão envolvidas por uma enorme quantidade de poeira e gás que provoca uma grande atenuação da radiação (chamados em inglês de *embedded clusters*). As associações são grandes complexos ligados a nuvens moleculares gigantes que podem apresentar um ou mais de um aglomerado aberto como núcleo e cobrem grandes extensões do céu.

Os aglomerados abertos localizados no disco da Galáxia se dissipam e se dissolvem com o tempo por meio de interações gravitacionais. Por outro lado, os aglomerados globulares distribuídos no halo galáctico representam os resíduos das regiões de formação estelar mais densas desde as primeiras épocas da formação da Galáxia.

Os aglomerados envolvidos em gás e poeira geralmente apresentam processos recentes de formação estelar. À medida que ventos de estrelas de alta massa e supernovas eliminam o gás restante, os aglomerados mais densos emergem como aglomerados abertos e as nuvens complexas como um todo assumem características de uma associação OB. As propriedades do ambiente local de formação estelar têm uma forte influência na distribuição das propriedades dos sistemas estelares finais que emergem no campo geral (CLARKE *et al.*, 2015). A tabela 1.1 apresenta valores típicos de algumas propriedades gerais destes objetos.

O catálogo de aglomerados abertos e globulares observado com o Gaia produzido e disponibilizado por Guilherme Limberg (IAG/USP) usa como base os catálogos de CANTAT-GAUDIN *et al.* (2018); POGGIO *et al.* (2021); VASILIEV & BAUMGARDT (2021). Este catálogo é uma compilação de dados de aglomerados abertos e globulares disponíveis no EDR3 do GAIA, contando com 1872 aglomerados abertos e 170 aglomerados globulares. Todos os parâmetros astrométricos para cada um dos aglomerados são encontrados também neste catálogo. A distribuição dos aglomerados abertos e globulares deste catálogo pode ser vista na figura 1.2. A figura deixa clara a distribuição dos aglomerados abertos, que ficam concentrados no disco galáctico, enquanto os aglomerados globulares ficam distribuídos no bojo e no halo.

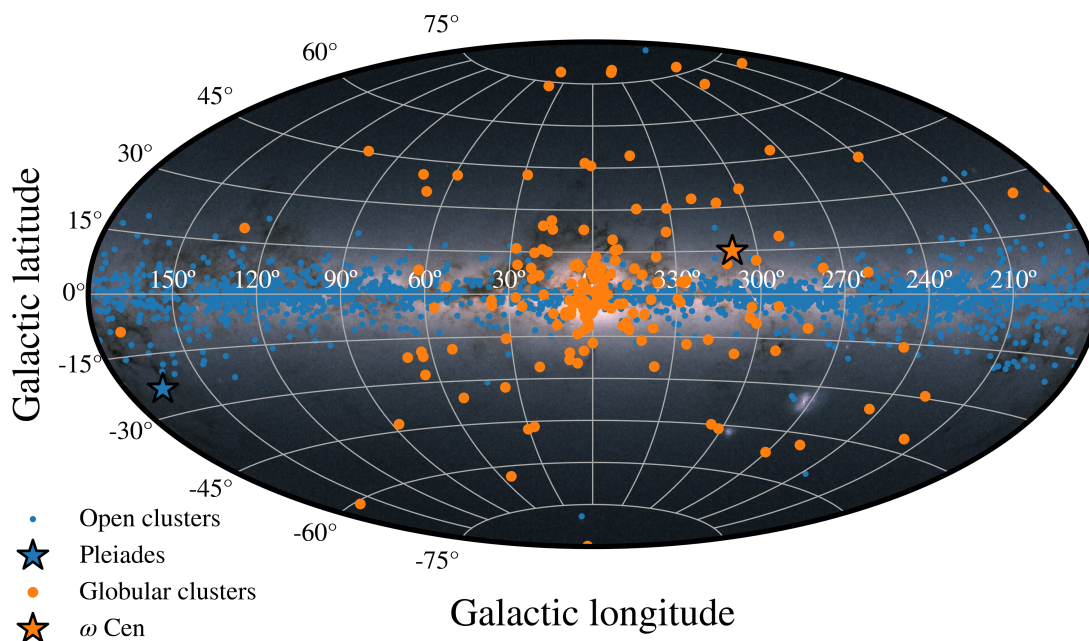


Figura 1.2: Projeção dos aglomerados abertos e globulares no plano galáctico. Em laranja, os aglomerados globulares e em azul os aglomerados abertos. A estrela em azul mostra o aglomerado aberto de Pleiades e a estrela em laranja mostra o aglomerado globular ω Cen. Créditos da imagem: Guilherme Limberg (IAG/USP).

A distribuição de aglomerados abertos no plano galáctico em função da distância galactocêntrica e de acordo com a idade é apresentada no painel inferior da figura 1.3. O

Tabela 1.1: Propriedades de regiões formadoras de estrelas e aglomerados [CLARKE *et al.* (2015)].

	Aglomerados Envoltos	Associações OB	Aglomerados Abertos	Aglomerados Globulares
Tamanho	Algumas–10 pc	20–500 pc	Raio de ~ 2 pc	10–40 pc
Massa	100–1000 M_{\odot}	20–80 \star OB	100–1000 M_{\odot}	10^4 – $10^6 M_{\odot}$
Densidade	Algumas $\star pc^{-3}$	0.1 $\star pc^{-3}$	~ 10 – $100 \star pc^{-3}$	$10^3 \star pc^{-3}$
Ligado	?	Não	Sim	Sim
idade	<10 Myr	2–15 Myr	<250 Myr	10–13 Gyr

painel superior mostra histogramas com as distribuições de aglomerados abertos divididos em três grupos de idade: $\log t < 8.2$, $\log t$ entre 8.2–8.8 e $\log t > 8.8$. A linha pontilhada cinza representa a posição do Sol e divide o disco da Galáxia em disco interno e disco externo. Podemos perceber uma grande concentração de aglomerados mais jovens no plano do disco. Por outro lado, os aglomerados mais velhos estão mais afastados do plano e do centro do disco.

Uma importante ferramenta no estudo de aglomerados é o diagrama cor-magnitude (*color magnitude diagram*, CMD), em que se relaciona a magnitude em um dado filtro, como um indicador de luminosidade, com a diferença entre magnitudes em dois filtros (chamada de cor) como indicador de temperatura. A análise do CMD é geralmente realizada através do ajuste de isócronas, que são modelos de evolução de populações estelares calculados para diferentes massas estelares (assumindo a mesma idade). Através do ajuste de isócronas ao CMD de um aglomerado é possível determinar parâmetros tais como a idade, o módulo de distância, o avermelhamento e a metalicidade do aglomerado.

1.2 Rotação Estelar

A conservação do momento angular em nuvens interestelares é a provável explicação para os resultados observacionais que mostram que as estrelas giram. O parâmetro observacional normalmente relacionado à rotação estelar é a velocidade de rotação projetada na linha de visada ($v \sin i$), que é um importante parâmetro na análise das fotosferas estelares.

O começo do estudo da rotação se deu no século XVII onde Christoph Scheiner, Galileu Galileu, Thomas Harriot, David Fabricius e seu filho Johannes estudaram as manchas na superfície Solar. Dentre eles, cabe destaque para Scheiner que conseguiu provar a existência da rotação solar analisando o movimento das manchas no equador e nos pólos do Sol [TASSOUL (2000) faz uma boa introdução a respeito].

Pelo que se conhece hoje, a rotação está profundamente conectada à evolução estelar (MAEDER & MEYNET, 2000). A rotação é capaz de transformar o formato da estrela

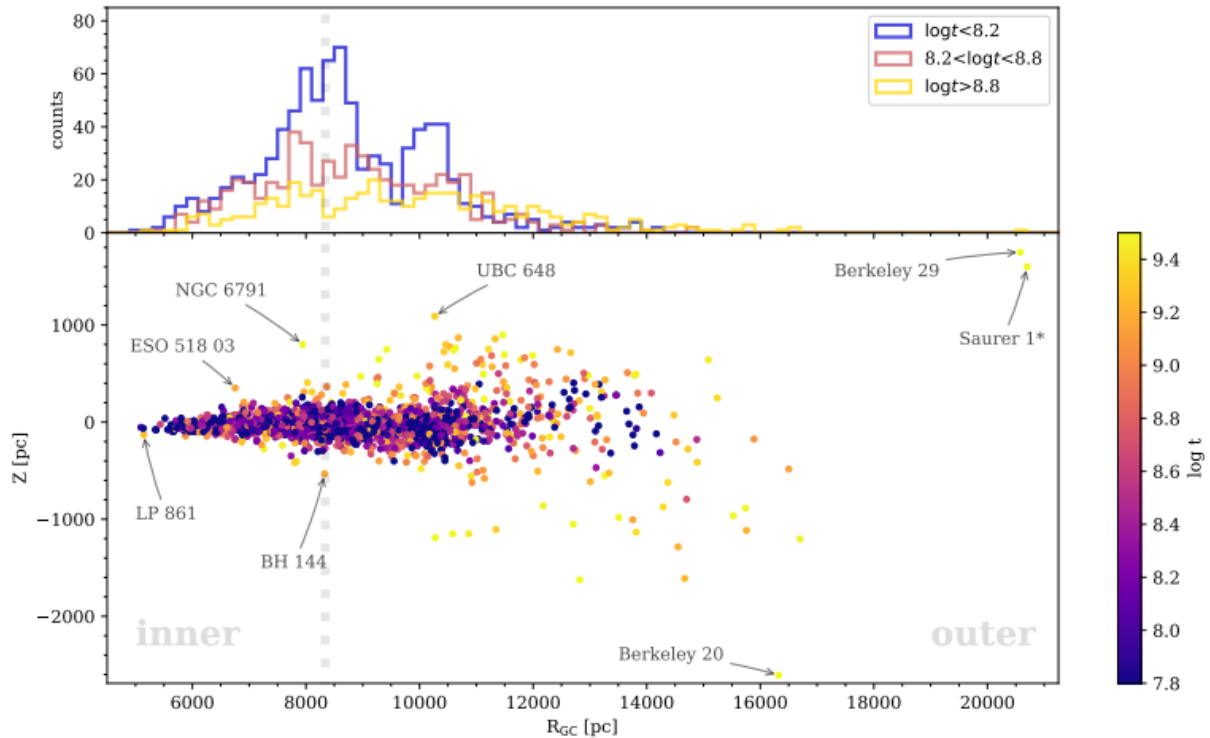


Figura 1.3: Painel superior: Distribuição de aglomerados abertos em três grupos de idade. Painel inferior: Distribuição de aglomerados abertos no plano da Galáxia em função da distância galactocêntrica. Créditos da imagem: [CANTAT-GAUDIN *et al.* \(2020\)](#).

de esférico para oblato, reduzir a gravidade efetiva e conseqüentemente o fluxo equatorial e temperatura ([VON ZEIPEL, 1924](#)). Além disso, o fenômeno de mistura química (*chemical mixing*) pode ser provocado no interior da estrela se gradientes instáveis de rotação ocorrem em regiões de composição química variável. Como resultado, hidrogênio é injetado no núcleo enquanto produtos da queima nucleossintética são arrastados para a superfície. Este processo pode estender a vida da estrela na fase de sequência principal. Por outro lado, os cálculos indicam que essa mistura não deve existir se o modelo de evolução estelar não considerar rotação ([ENDAL & SOFIA, 1978](#)).

[STAUFFER & HARTMANN \(1986\)](#) mostraram que estrelas *early-type*¹ apresentam, em média, velocidades de rotação mais altas que estrelas *late-type*². O mecanismo responsável por esse comportamento das estrelas de baixa massa seria uma frenagem que, segundo [SCHATZMAN \(1962\)](#), seria conseqüência dos efeitos magnéticos que provocam perda de massa. Essa perda de massa acaba influenciando a perda de momento angular, ou seja, a velocidade rotacional da estrela diminui.

A distribuição de $v \sin i$ de estrelas apresenta um comportamento bimodal, o que é um tema ainda bem debatido. Por exemplo, [ABT *et al.* \(2002\)](#) usaram uma amostra de 1092 estrelas de campo e mediram o $v \sin i$ por meio da calibração da largura equivalente

¹Estrelas de classe O–A

²Estrelas de classe F–M

e da largura à meia altura das linhas de He I 4471Å e Mg II 4481Å. O resultado mais interessante foi uma bimodalidade que apareceu na distribuição de $v \text{ seni}$ para estrelas de classe B8–B9.5 III,IV e V, sendo que o pico à esquerda, com $v \text{ seni}$ médio de $\sim 50 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, é na verdade formado por estrelas Ap, enquanto o pico à direita, com velocidades da ordem de $\sim 260 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, se refere a B normais. Um exemplo mais recente é o de [DUFTON, P. L. et al. \(2013\)](#) que estudou estrelas B (com massa de 7 a $15 M_{\odot}$) na nebulosa de Tarantula e encontrou uma bimodalidade com pico em $v \text{ seni} \leq 100 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ e outro pico em $v \text{ seni}$ entre $200 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ e $350 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$.

[BRAGANÇA et al. \(2012\)](#) estudaram a velocidade rotacional de 350 estrelas B do disco da Galáxia e observaram que parece haver uma diferença nas distribuições de $v \text{ seni}$ obtidos para estrelas de campo em relação às estrelas de aglomerados. As estrelas de campo apresentavam uma fração maior de estrelas com baixo $v \text{ seni}$ enquanto as estrelas de aglomerados pareciam mostrar um excesso de estrelas com alto $v \text{ seni}$. Outros trabalhos focados na distribuição de $v \text{ seni}$ para estrelas OB da Galáxia, tais como [WOLFF et al. \(2007\)](#) e [HUANG et al. \(2010\)](#), analisaram a diferença entre estrelas de campo e de aglomerados, e perceberam que estrelas de aglomerados tendem a apresentar velocidades rotacionais maiores do que as estrelas de campo. Apesar de chegarem ao mesmo resultado observacional, os dois grupos propõem explicações diferentes para a diferença na distribuição de $v \text{ seni}$ das estrelas de campo e de aglomerados. Por um lado, [HUANG et al. \(2010\)](#) sugerem que essa diferença é produzida por efeitos evolutivos das estrelas B, que tendem a diminuir a rotação à medida que evoluem e os seus raios aumentam. Por outro lado, [WOLFF et al. \(2007\)](#) argumentam que essa diferença é devida à densidade da nuvem que deu origem ao aglomerado.

Além desses comportamentos, vem aparecendo recentemente uma distribuição bimodal, são os chamados *splits* da sequência principal (SP) de aglomerados jovens, como no caso de aglomerados na Grande e Pequena nuvem de Magalhães ([D'ANTONA et al., 2015](#); [DUPREE et al., 2017](#)). Em um trabalho recente, [WANG et al. \(2022\)](#) analisou as funções de massa de aglomerados e estudou a relação entre os processos de fusão (*merger*) estelar, velocidade rotacional estelar e as componentes no CMD. Ele sugere que estrelas em aglomerados podem ganhar massa através de dois processos: o primeiro, por disco de acreção, pode ocasionar alta rotação e por isso contribui para estrelas pertencentes a SP vermelha. O segundo possível processo, por fusão de binárias, levaria a uma redução na velocidade rotacional, produzindo uma componente azul da SP no CMD. A figura 1.4 mostra um exemplo de diagrama cor \times magnitude do aglomerado NGC 1755, um aglomerado jovem, com apenas 58 Myr ([WANG et al., 2022](#)). Neste trabalho, Wang e colaboradores definiram o parâmetro $W_i = v \text{ seni} / v_{\text{cri}}$, que relaciona a velocidade média de rotação superficial com a velocidade de rotação crítica média na sequência principal de idade zero (ZAMS, do inglês zero age main sequence). Nesta figura, os pontos circulados em azul representam estrelas com baixa rotação, enquanto estrelas com alta rotação são

representadas por pontos pretos abaixo da linha vermelha sólida. As duas linhas sólidas, azul e vermelha, são modelos de isócronas de estrelas isoladas com $W_i = 0.35$ (azul) e $W_i = 0.65$ (vermelho), sugerindo que existe uma tendência de bimodalidade na SP devido à rotação.

1.3 Motivação: espectroscopia de estrelas B em NGC 3766

O fenômeno das componentes do CMD ainda precisa de muita investigação. Existem ainda divergências sobre o papel das velocidades de rotação (MILONE *et al.*, 2018; WANG *et al.*, 2022; WANG, CHEN *et al.*, 2023) na evolução estelar e seu efeito no CMD. Por isso, análises de velocidades rotacionais de estrelas em aglomerados ainda são muito importantes. O aglomerado aberto escolhido para nosso trabalho é o NGC 3766, cujas coordenadas são $\alpha_{2000} = 11 \text{ h } 36 \text{ m } 14 \text{ s}$; $\delta_{2000} = -61^\circ 36' 30''$; $l = 294^\circ.12$; $b = -0^\circ.03$ (YADAV *et al.*, 2013). Este aglomerado é muito jovem, com idade entre 14.5 e 25 Myr (MOITINHO *et al.*, 1997; TADROSS, 2001) e tem metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.05$ (DIAS *et al.*, 2021), próxima do valor solar. NGC 3766 fica localizado a 1862 pc do Sol (DIAS *et al.*, 2021) e faz parte do Complexo de Carina, que contém aglomerados jovens e nuvens moleculares. NGC 3766 é conhecido por apresentar uma alta fração de estrelas Be entre as estrelas B (LLOYD EVANS, 1980; YADAV *et al.*, 2013). As estrelas Be geralmente apresentam, em média, velocidades rotacionais mais altas do que as estrelas B normais. Uma questão interessante que surge é: será que o alto número de estrelas Be em NGC 3766 pode produzir um *split* na sequência principal deste aglomerado, tendo as estrelas de baixa rotação localizadas na SP azul?

Para estudar a distribuição de abundâncias no aglomerado NGC 3766 e compreender o papel da rotação estelar na estrutura da sequência principal no seu CMD, planejamos fazer um estudo espectroscópico com objetivo de determinar os parâmetros atmosféricos T_{eff} , $\log g$, $v \text{ seni}$, as velocidades de microturbulência e macroturbulência, e as abundâncias de Si, C, N e O para uma amostra de estrelas B deste aglomerado.

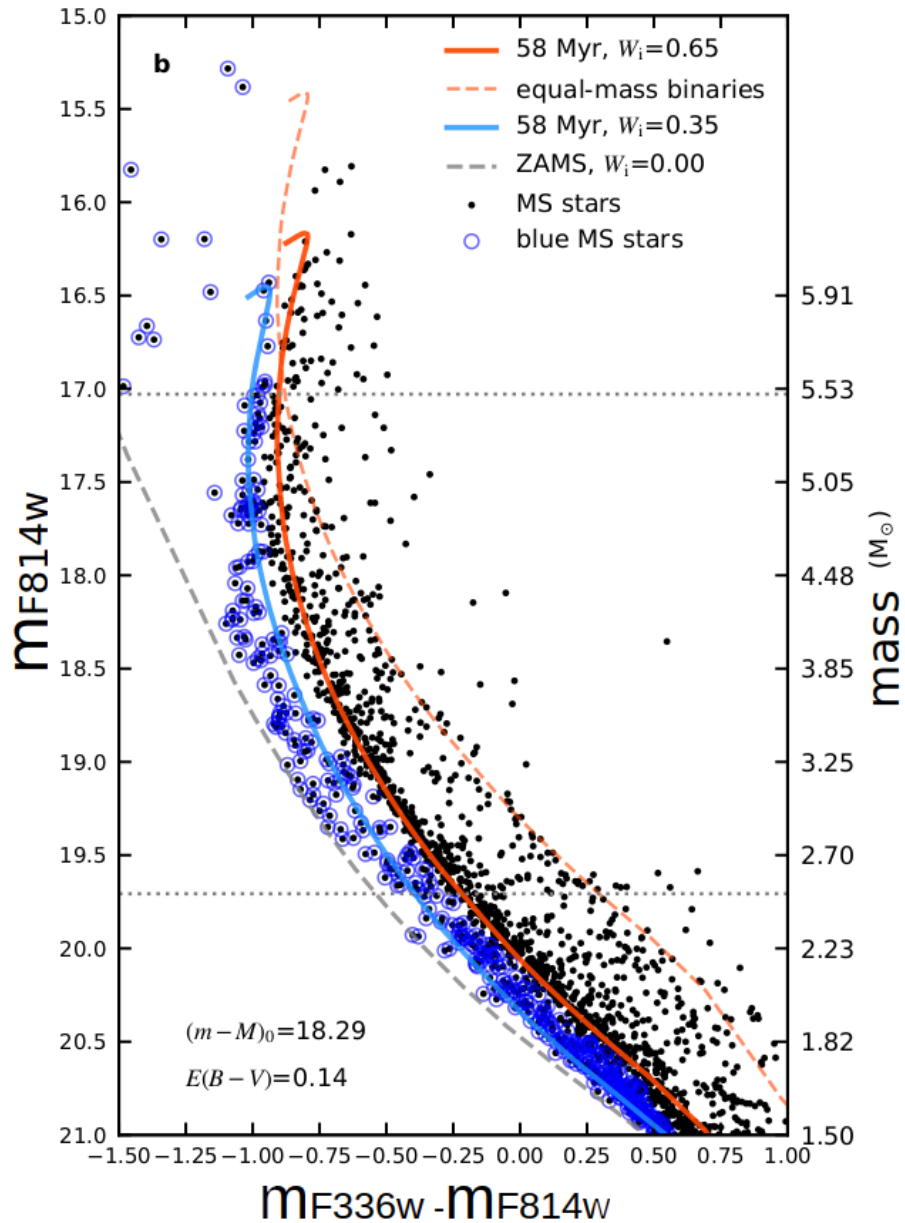


Figura 1.4: CMD de NGC 1755 e ajustes de isócronas para a sequência principal vermelha, representada pela concentração estelar mais densa, usando modelos estelares com um parâmetro de rotação de $W_i = v \text{ seni} / v_{\text{cri}} = 0.65$ (linha sólida vermelha). As estrelas azuis da sequência principal apresentam rotação mais baixa, e a linha sólida azul representa a isócrona correspondente a modelos com $W_i = 0.35$. A linha tracejada vermelha mostra as posições de binárias de massa igual em que ambos os componentes têm $W_i = 0.65$, enquanto a linha tracejada cinza indica a linha de sequência principal de idade zero de estrelas sem rotação. A idade adotada, o módulo de distância $(m - M)_0$ e o avermelhamento $E(B - V)$ do aglomerado são indicados na figura (Créditos: [WANG et al. \(2022\)](#)).

Capítulo 2

Espectroscopia

A espectroscopia começou em 1666 quando Newton deixou passar a luz do sol por um prisma de vidro e notou que se formava um espectro contínuo de cores, também conhecido como arco-íris (OLIVEIRA FILHO & SARAIVA, 2014). Newton chamou esse arco-íris de espectro, palavra que no latim significa aparência. Depois disso, WOLLASTON (1802) repetiu o experimento de Newton, porém usando prismas de diferentes materiais para refratar a luz. A observação do espectro solar mostrou uma série de linhas escuras, as quais ele interpretou erradamente como separações das cores. Já em 1815, J. Fraunhofer mapeou 574 dessas linhas escuras. Durante muito tempo não se tinha muito entendimento do que eram essas linhas escuras, até que houve um grande avanço num trabalho de colaboração por volta de 1856 entre um químico, Robert Wilhelm Bunsen, e um físico, Gustav Robert Kirchhoff (OLIVEIRA FILHO & SARAIVA, 2014). Quando usaram um espectroscópio e queimaram na chama um determinado elemento, eles observaram um terceiro tipo de espectro, um espectro com linhas brilhantes. Eles mostraram que cada uma dessas linhas era atribuída a um elemento químico. Isso foi possível devido ao bico de gás de Bunsen que tinha uma chama incolor, o que permitia saber a cor emitida por um elemento químico colocado na chama. Eles também mostraram que as linhas escuras de Fraunhofer do espectro solar tinham o mesmo comprimento de onda das linhas brilhantes dos espectros dos elementos (OLIVEIRA FILHO & SARAIVA, 2014).

Esses experimentos levaram Kirchhoff a concluir as três leis da espectroscopia: (1) Um material incandescente brilhante no estado sólido, líquido ou gasoso muito denso irradia um espectro contínuo; (2) Um gás rarefeito brilhante produz um espectro de linhas brilhantes de emissão; (3) O espectro de um gás colocado na frente de uma fonte quente de radiação contínua é um espectro de linhas escuras de absorção. A figura 2.1 ilustra o processo de obtenção de espectros de uma estrela, descrito pela terceira lei da espectroscopia: a radiação produzida no núcleo (mais quente) de uma estrela atravessa a atmosfera (mais fria) e é modificada pelas interações entre a radiação e as partículas que compõem a atmosfera estelar (OLIVEIRA FILHO & SARAIVA, 2014).

Os padrões de linhas formados no contínuo são como “impressões digitais” registradas

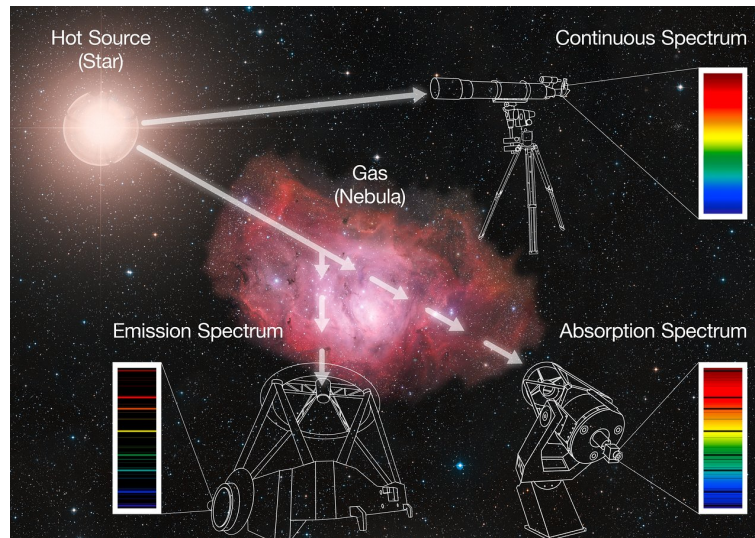


Figura 2.1: Uma estrela emite luz em todo o espectro - um contínuo. Quando a luz branca passa por um prisma, forma um arco-íris, seu espectro. Da mesma forma, como a luz de uma estrela atravessa o gás de uma nebulosa – ou mesmo apenas a atmosfera da estrela – cores específicas (ou comprimentos de onda) podem ser absorvidas pelos elementos contidos no gás, produzindo linhas escuras ao longo do contínuo. Este é um espectro de absorção. A energia que é absorvida pelo gás é então reemitida em todas as direções, também nas cores específicas características dos elementos presentes no gás, produzindo linhas brilhantes em determinados comprimentos de onda; isso é conhecido como um espectro de emissão (Créditos: [ESO \(2015\)](#)).

na luz pelos diferentes elementos químicos que interagem com ela. A beleza dessa interação é que cada elemento químico ou molécula produz uma assinatura única no espectro, uma espécie de código de barras que identifica de modo inequívoco um elemento do outro. Ao decodificar esses códigos de barras, a espectroscopia pode revelar propriedades importantes de qualquer corpo que emita ou absorva luz suficiente mesmo a grandes distâncias.

A espectroscopia fornece os métodos mais precisos para se determinar abundâncias estelares, permite acesso direto às linhas de absorção produzidas por elementos individuais. As abundâncias podem ser obtidas usando (i) curvas de crescimento, combinando medições de largura equivalentes de linhas espectrais da mesma espécie com diferentes probabilidades de transição (força do oscilador), ou (ii) síntese espectral, modelando o espectro geral dentro de uma faixa limitada de comprimento de onda. Em geral, quanto maior a resolução espectral das observações, mais precisas e detalhadas são as estimativas de abundância. Por outro lado, quanto maior a resolução espectral, mais cara a observação em termos de abertura do telescópio e tempo de exposição, e mais brilhante é o limite de magnitude efetiva.

2.1 Classificação das estrelas

A variação dos perfis dos espectros estelares é essencialmente relacionada à temperatura efetiva e composição química das estrelas. O arranjo da classificação espectral foi desenvolvido em Harvard no início do século XX quando Annie Jump Cannon notou a ordem de classificação **O, B, A, F, G, K, M**, em que a temperatura decresce de O para M (OLIVEIRA FILHO & SARAIVA, 2014). A figura 2.2 apresenta o diagrama Hertzsprung-Russell (HR), que mostra a relação entre a luminosidade (expressa em termos da luminosidade solar) e a temperatura das estrelas, com os principais agrupamentos estelares, segundo essas propriedades: sequência principal, ramos das gigantes e das supergigantes e as anãs brancas.

A intensidade das linhas espectrais varia principalmente com a temperatura efetiva da estrela. Por exemplo, a intensidade das linhas de hidrogênio atinge um valor máximo nos espectros das estrelas de classe A, enquanto diminui tanto na direção das estrelas mais quentes e quanto na direção das estrelas mais frias. Para as linhas de He I a intensidade máxima aparece nos espectros das estrelas tipo B (CARROLL & OSTLIE, 2017).

As estrelas estudadas no presente trabalho são da classe B da sequência principal. Essas estrelas possuem temperatura efetiva entre $10\,000 - 30\,000\text{K}$, e encontram-se na fase mais longa e estável da evolução estelar. Estas estrelas têm massas entre 3 a $15 M_{\odot}$ de acordo com MAEDER (2009), portanto são jovens, o que as tornam ótimas para traçar a composição química do disco galáctico atual. Por serem jovens, com idades da ordem de alguns milhares de anos, ainda não se deslocaram muito do seu local de nascimento. Por serem luminosas, ainda na SP, podemos coletar espectros de estrelas localizadas mais distantes no disco da Galáxia. As camadas mais altas das atmosferas das estrelas B não apresentam zonas convectivas, de modo que suas atmosferas são mais estáveis. Por outro lado, estas estrelas apresentam fortes campos radiativos que levam a taxas de perda de massa significativas.

2.2 O perfil da linha espectral

O perfil de uma linha espectral é formado a partir de processos de interação entre a radiação que atravessa a atmosfera estelar e as partículas do gás que a forma. Seja qual for o tipo de interação – absorção, emissão ou espalhamento – fótons podem ser emitidos ou absorvidos em um determinado comprimento de onda referente à energia que é removida ou adicionada ao gás. Esses diferentes processos formam linhas de absorção ou de emissão. Para uma atmosfera estelar, o número de linhas espectrais, a posição no espectro eletromagnético, a intensidade e a largura dessas linhas dependem de propriedades intrínsecas da atmosfera estelar, tais como temperatura, pressão, velocidade de rotação, etc (CARROLL & OSTLIE, 2017; GRAY, 2005).

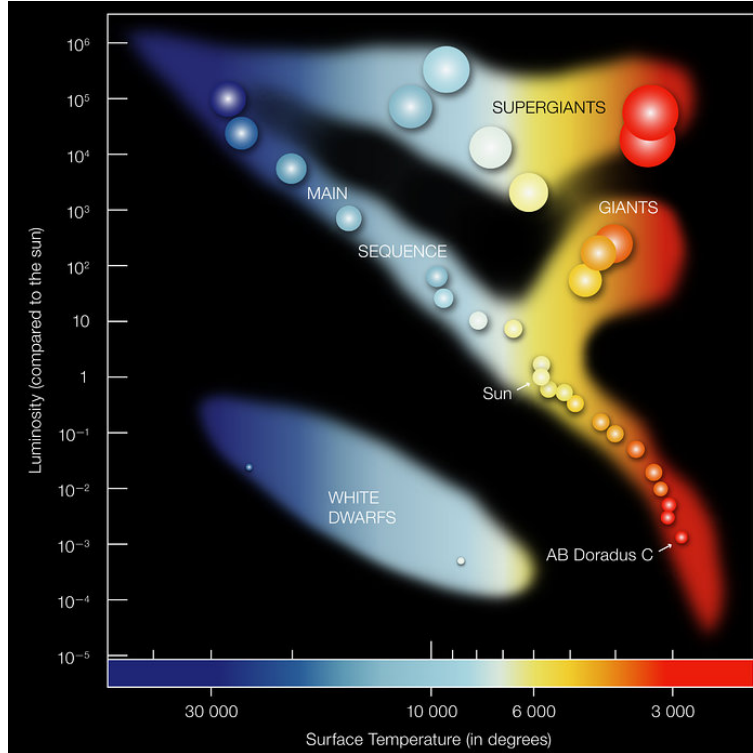


Figura 2.2: Diagrama Hertzsprung-Russell, com as posições da sequência principal, ramos das gigantes e das supergigantes e as anãs brancas marcadas no plano temperatura efetiva \times luminosidade. [ESO \(2007\)](#).

Largura equivalente

A largura equivalente (W_λ) é uma medida da área de uma linha de absorção definida por

$$W_\lambda = \int \left(\frac{I_c - I_\lambda}{I_c} \right) d\lambda, \quad (2.1)$$

sendo I_c fluxo do contínuo espectral e I_λ o fluxo na linha. A largura equivalente fornece uma medida direta da energia total absorvida na linha espectral e depende principalmente da temperatura efetiva e da densidade de partículas nos níveis responsáveis pela absorção ([CARROLL & OSTLIE, 2017](#); [GRAY, 2005](#)). A largura equivalente de uma linha de absorção é igual à largura de um retângulo de área A que remove a mesma quantidade de energia do feixe de radiação, como mostra a figura 2.3 ([CARROLL & OSTLIE, 2017](#); [GRAY, 2005](#)).

Dependência da intensidade da linha com a temperatura efetiva

Dentre os parâmetros de uma estrela, o mais importante é a temperatura efetiva, pois ela influencia a intensidade da linha espectral e pode moldar o seu perfil. De fato, existe uma grande diferença entre o espectro de uma estrela quente de classe **O** e o de uma fria de classe **M**. Isto se dá devido ao fato de que os processos de excitação e ionização na atmosfera estelar ocorrem sob certas condições de temperatura do gás ([CARROLL &](#)

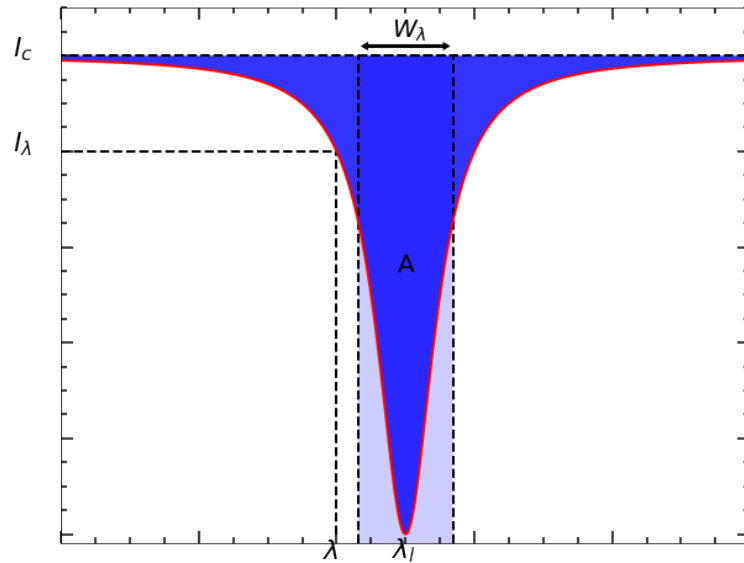


Figura 2.3: A largura equivalente é uma medida da intensidade da linha

(OSTLIE, 2017; GRAY, 2005).

A figura 2.4 mostra como a intensidade das linhas dos elementos químicos, neutros ou ionizados, varia de acordo com o tipo espectral. Na figura, a intensidade das linhas de cada espécie está representada por uma curva. Notamos que a uma determinada temperatura, correspondente a uma dada classe espectral, a curva de cada elemento atinge um ponto máximo, se destacando com maior intensidade no espectro. Alguns elementos podem se apresentar em diferentes estágios de ionização, neutros e ionizados, de acordo com a temperatura da estrela (CARROLL & OSTLIE, 2017; GRAY, 2005). A intensidade das linhas, portanto, pode ser usada como indicador de temperatura efetiva, como mostra a figura 2.5, que compara a intensidade das linhas de sódio nos espectros de três estrelas com temperaturas diferentes: quanto menor a temperatura da estrela, mais intensas são as linhas de Na.

Alargamento da linha espectral

Os mecanismos básicos que provocam alargamento do perfil da linha espectral são o alargamento natural, alargamento por pressão e alargamento Doppler. O alargamento natural afeta todas as linhas espectrais e é uma consequência do princípio da incerteza de Heisenberg (MACIEL, 2002).

O alargamento por pressão é o resultado da perturbação dos níveis de energia de um átomo provocada pela colisão entre partículas na atmosfera estelar. Essa interação pode ser com qualquer partícula vizinha, neutra ou carregada, como íons e elétrons. Devido ao movimento das partículas, as perturbações ocorrem de maneira aleatória, provocando um alargamento nas linhas espectrais. Quanto maior a densidade de partículas no gás (ou seja, quanto maior a pressão do gás), maior é a largura das linhas espectrais. Esse

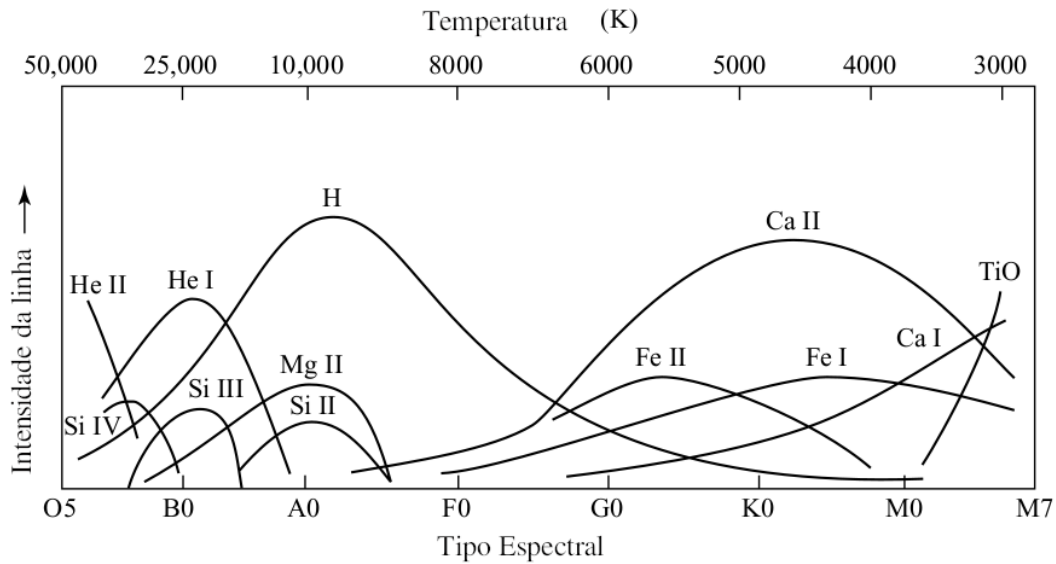


Figura 2.4: Intensidade das linhas de diferentes elementos em função da temperatura. Por exemplo, as linhas do Silício duas vezes ionizado (SiIII) atingem intensidade máxima nos espectros de estrelas de tipo B0 e diminuem nos espectros de estrelas mais frias ou mais quentes [CARROLL & OSTLIE (2017)].

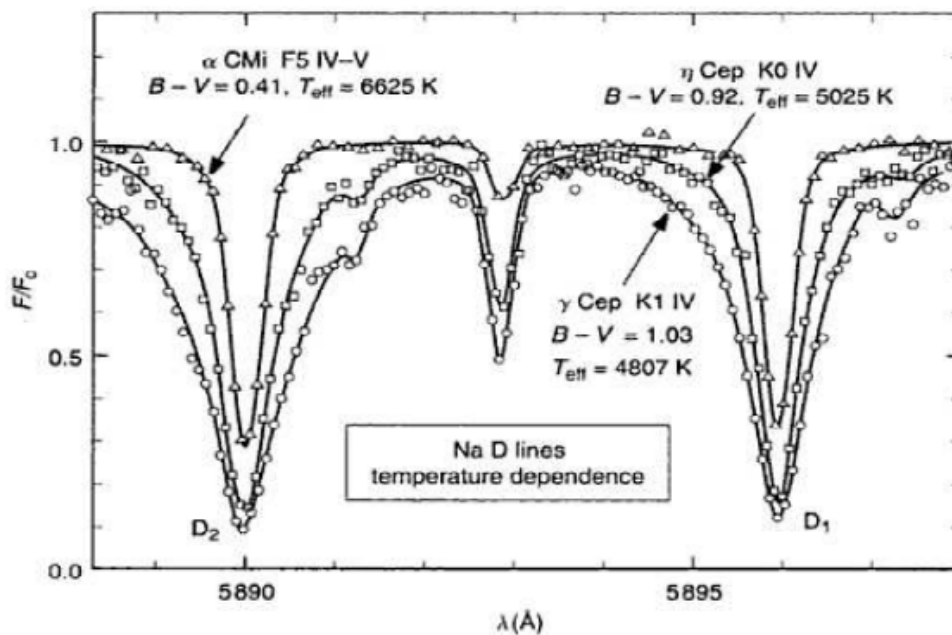


Figura 2.5: Variação da intensidade das linhas de sódio D1 e D2 de acordo com a temperatura efetiva para três estrelas de classes espectrais F5 a K1. [GRAY (2005)].

processo é importante principalmente para as linhas de hidrogênio, que é o átomo mais abundante nas atmosferas estelares. O efeito dessa perturbação nos níveis de energia é chamado Stark linear (GRAY, 2005; HUBENY, 1997; HUBENY & MIHALAS, 2014).

O Alargamento Doppler é uma consequência do movimento dos átomos na atmosfera estelar com componente de velocidade Maxwelliana ao longo da linha de visada. A temperatura é a causa deste movimento das partículas na atmosfera, por isso o alargamento

Doppler também é denominado alargamento térmico. Os átomos que se aproximam do observador emitem radiação com um desvio (*Doppler shift*) para comprimentos de onda mais curtos, enquanto que átomos afastando-se do observador produzem um desvio para comprimentos de ondas maiores. O alargamento Doppler pode ser definido pela equação 2.2, onde $\Delta\lambda_D$ é a diferença entre comprimento de onda observado e o de repouso, λ_0 é o comprimento de onda de repouso, k é a constante de Boltzmann, T é a temperatura, e c é a velocidade da luz (GRAY, 2005).

$$\Delta\lambda_D = \frac{\lambda_0}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (2.2)$$

A velocidade de microturbulência (ξ) é considerada um parâmetro *ad hoc*, pois não é diretamente observável e deve ser determinada a partir da análise das linhas espectrais no espectro de uma estrela. Fisicamente, a velocidade de microturbulência é introduzida no perfil da linha como a velocidade aleatória das partículas de gás em pequenas escalas de comprimento, que estão abaixo do limite de resolução da instrumentação utilizada para observar a atmosfera estelar. Esses movimentos em pequena escala produzem desvios Doppler análogos ao movimento térmico. Por isso, a velocidade de microturbulência é basicamente uma adição a equação do alargamento Doppler (GRAY, 2005; HUBENY, 1997; HUBENY & MIHALAS, 2014).

$$\Delta\lambda_D = \frac{\lambda_0}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m} + \xi^2} \quad (2.3)$$

A velocidade de macroturbulência (ζ) é uma medida da turbulência do gás em grandes escalas de comprimento, acima do limite de resolução da instrumentação utilizada para observar a atmosfera estelar. É uma componente adicional da velocidade que contribui para o alargamento das linhas espectrais nas estrelas. A velocidade de macroturbulência é introduzida no perfil da linha como uma convolução do perfil espectral com um perfil de velocidades assumindo que as partículas se movimentam nas direções radial e tangencial em relação ao observador (GRAY, 2005; HUBENY & MIHALAS, 2014).

Além destes, a velocidade rotacional projetada na linha de visada, ou $v \sin i$, também produz um alargamento nos perfis das linhas espectrais. Este alargamento ocorre porque, quando uma estrela gira, o espectro produzido na porção da atmosfera estelar que se aproxima do observador é deslocado para o azul, enquanto o espectro produzido na porção da atmosfera que se afasta, é deslocado para o vermelho. Quanto mais rápido a estrela girar, maior será o alargamento da linha. O $v \sin i$ pode ser obtido através de diferentes métodos tais como síntese espectral, transformada de Fourier ou medidas de largura de linha (CARROLL & OSTLIE, 2017; GRAY, 2005; HUBENY & MIHALAS, 2014).

Todos esses mecanismos de alargamento mencionados, além de outros, atuam simultaneamente no perfil da linha, porém com intensidades diferentes de acordo com as condições

físicas do gás que compõe a atmosfera estelar. A análise do perfil da linha deve considerar estes mecanismos de alargamento a fim de permitir obter informações da atmosfera estelar.

2.3 Modelos atmosféricos

O termo modelo atmosférico se refere a um conjunto de funções que relacionam a profundidade óptica da atmosfera da estrela (τ) a parâmetros atmosféricos que descrevem o seu estado físico. Na prática, um modelo atmosférico é uma tabela de valores com os parâmetros atmosféricos calculados em diferentes profundidades ópticas. O cálculo de modelos são caracterizados por impor algumas condições que envolvem o equilíbrio hidrostático e equilíbrio radiativo, além de adotar aproximações como geometria plano paralela e equilíbrio termodinâmico local (ETL) (HUBENY & MIHALAS, 2014).

O equilíbrio hidrostático representa o balanço entre a força gravitacional e o gradiente de pressão descrito pela equação 2.4 onde P é a pressão total do gás, z a profundidade geométrica, ρ a densidade do gás e g é a aceleração gravitacional (HUBENY & MIHALAS, 2014).

$$\frac{dP}{dz} = \rho g \quad (2.4)$$

O equilíbrio radiativo se refere à conservação de energia total da radiação que vem das camadas mais internas da estrela e atravessa as camadas mais externas até atingir a superfície. Esta condição pode ser escrita como a igualdade entre a energia total absorvida e emitida dada pela equação

$$\int_0^{\infty} (\kappa_{\nu} J_{\nu} - \eta_{\nu}) d\nu = 0, \quad (2.5)$$

onde ν é a frequência, κ é o coeficiente de absorção, η é o coeficiente de emissão e J_{ν} intensidade média da radiação (HUBENY & MIHALAS, 2014).

Os modelos plano-paralelos de atmosferas são chamados de unidimensionais, por considerar apenas a coordenada z , referindo-se a profundidade geométrica desde o núcleo da estrela até a sua superfície. Neste tipo de modelo, a atmosfera é considerada como uma série de camadas esféricas, onde a largura de cada camada é muito menor do que o raio da estrela. A consequência imediata deste tipo de modelo é que os movimentos turbulentos não são completamente descritos, o que gera a necessidade de adicionar parâmetros *ad hoc*, tal como a velocidade de microturbulência, para compensar a discrepância entre as larguras equivalentes medidas nos espectros e as previstas pelos modelos. Os modelos tridimensionais, por outro lado, descrevem de maneira mais realista os movimentos turbulentos do gás. As abundâncias provenientes de modelos tridimensionais e unidimensionais podem apresentar diferenças, como aponta o estudo de MAGG *et al.* (2022).

ETL e não-ETL

Para descrever uma atmosfera estelar podemos fazer uso da física estatística com algumas variáveis básicas: a temperatura T , a densidade de partículas N e também a densidade de elétrons n_e . Como é possível ver as estrelas no céu, sabemos que elas emitem luz, portanto, suas atmosferas não podem estar em equilíbrio termodinâmico. Entretanto, dividindo a atmosfera estelar em camadas concêntricas, podemos estabelecer que localmente, o conceito de equilíbrio termodinâmico seja válido. Esta aproximação é chamada de Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL), porém também é chamada de equilíbrio detalhado (HUBENY, 1997; HUBENY & MIHALAS, 2014). Nessas condições, os processos de emissão e absorção de energia estão balanceados, de modo que o número de transições de um nível energético mais baixo para um nível mais alto é igual ao número de transições do seu processo inverso. Essas aproximações simplificam drasticamente a equação de transporte de energia, que descreve como um feixe de radiação se modifica à medida que atravessa a atmosfera estelar. Considerando que o ETL seja válido, a distribuição de energia e das populações dos níveis são descritas por:

1. Lei de Planck

No caso ETL, a intensidade da radiação emitida ou absorvida é função apenas da temperatura e é dada pela lei de Planck, definida pela equação 2.6 (HUBENY, 1997; HUBENY & MIHALAS, 2014; PLANCK, 1901).

$$B(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp(hc/\lambda kT) - 1} \quad (2.6)$$

2. Distribuição de velocidade de Maxwell

Maxwell usa a teoria cinética para derivar a velocidade de uma partícula livre em equilíbrio termodinâmico, onde \mathbf{v} é velocidade Maxwelliana da partícula, m é a massa da partícula e k a constante de Boltzmann (HUBENY, 1997; HUBENY & MIHALAS, 2014).

$$f(\mathbf{v})d\mathbf{v} = \left(\frac{m}{2\pi kT}\right)^{3/2} \exp\left[\frac{-mv^2}{2kT}\right] d\mathbf{v} \quad (2.7)$$

3. Equação de Boltzmann

A fração dos átomos e íons de um determinado elemento em um determinado estado de excitação é dada pela equação de Boltzmann, onde a e b representam os níveis do estado fundamental e excitado para um mesmo estágio de ionização. Os termos n_a e n_b são, respectivamente, as densidades de partículas em cada nível, g_a e g_b são os pesos estatísticos e finalmente E_a e E_b , as energias de cada nível (HUBENY, 1997; HUBENY & MIHALAS, 2014).

$$\frac{n_b}{n_a} = \frac{g_b}{g_a} \exp \left[\frac{-(E_b - E_a)}{kT} \right] \quad (2.8)$$

4. Equação de Saha

A distribuição de íons sobre os estágios de ionização é dada pela equação de Saha

$$\frac{N_{i+1}}{N_i} = \frac{1}{n_e} \left[\frac{2\pi m_e kT}{h^2} \right]^{3/2} \frac{2g_{i+1}}{g_i} \exp \left[\frac{-E_i}{kT} \right], \quad (2.9)$$

onde N_i é a densidade de átomos total do estágio de ionização i , n_e é o número de elétrons livres, g_i o peso estatístico do estágio de ionização i , e E_i é o nível de energia referente ao estágio de ionização i (HUBENY, 1997; HUBENY & MIHALAS, 2014).

A aproximação ETL é mais apropriada para ser usada em estrelas tipo solar, uma vez que, nas atmosferas dessas estrelas, os processos colisionais são dominantes sobre os processos radiativos, o que favorece o equilíbrio termodinâmico. Em alguns casos, entretanto, a aproximação ETL não pode ser adotada. Nestes casos, em que ocorrem desvios da aproximação ETL, a distribuição do campo de radiação é determinada pela solução simultânea da equação de transporte e da equação de equilíbrio estatístico. De maneira geral, os modelos não-ETL descrevem melhor as atmosferas de estrelas de classe B do que os modelos em ETL, pois suas atmosferas são dominadas por fortes campos de radiação (HUBENY, 1997; HUBENY & MIHALAS, 2014).

Capítulo 3

Dados Observacionais

3.1 Gaia-ESO Survey

Nos últimos anos, vários levantamentos sistemáticos de dados fotométricos e espectroscópicos foram realizados. Um desses levantamentos é o Gaia-ESO Survey (GES) que produziu os espectros utilizados neste trabalho. O GES é um levantamento espectroscópico público que teve início em 2011 e teve como alvo ~ 100.000 estrelas com magnitude $V < 19$ mag.

A cobertura de objetos estelares do GES é bem grande, e cobre os principais componentes da Via Láctea, desde o halo (embora com relativamente poucas estrelas), os discos fino e espesso até o bojo galáctico. O GES observou estrelas de aglomerados estelares jovens e regiões de formação estelar na vizinhança solar; de estrelas da pré-sequência principal a estrelas do *Turn-off* e gigantes evoluídas; de estrelas muito frias a estrelas massivas quentes (RANDICH *et al.*, 2022). O volume de dados do GES revolucionou os conhecimentos de evolução galáctica e estelar. Somado a isso, a astrometria e a fotometria do satélite Gaia permitem caracterizar a história da formação e evolução de populações estelares jovens e velhas da Galáxia. A representação das principais áreas do céu do hemisfério sul observadas pelo GES está demonstrada na figura 3.1.

3.2 Observatório VLT e Espectrógrafos

O GES foi projetado para usar o instrumento *Fibre Large Array Multi Element Spectrograph* (FLAMES) PASQUINI *et al.* (2002) no Very Large Telescope do ESO, juntamente com os espectrógrafos GIRAFFE e UVES. O Observatório Europeu do Sul (ESO) tem três sítios de observação em operação: La Silla, Chanjñator e Cerro Paranal. O sítio de Cerro Paranal possui o Very Large Telescope do ESO (VLT), composto por quatro telescópios principais com espelhos primários de 8.2 metros de diâmetro e quatro telescópios auxiliares móveis de 1.8 metros. Com o advento do VLT, um enorme impacto na

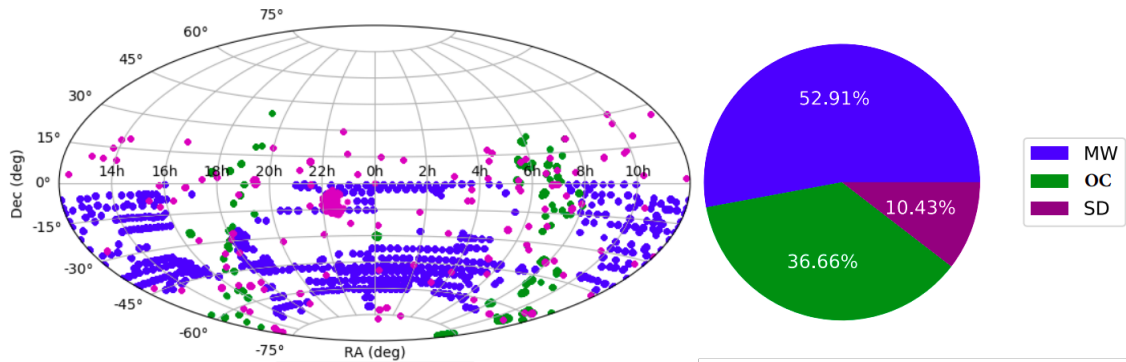


Figura 3.1: Visão geral dos campos e alvos observados pelo Gaia-ESO Survey. O painel esquerdo mostra a distribuição do céu para todas as observações divididas por tipo de campo: Via Láctea (MW, círculos azuis), aglomerados abertos (OC, círculos verdes) e estrelas padrão (SD, círculos roxos). O painel direito mostra a fração de tempo dedicada aos diferentes tipos de campo usando o mesmo esquema de cores. Adaptado de [RANDICH et al. \(2022\)](#).

astronomia observacional foi obtido. A comunidade astronômica experimentou uma nova era de descobertas¹, algumas das principais são o rastreamento de estrelas que orbitam o buraco negro central da Via Láctea e a primeira imagem de um planeta extrasolar.

A figura 3.2 mostra uma fotografia panorâmica que captura o VLT contra um belo crepúsculo no Cerro Paranal. As cúpulas do VLT se destacam na imagem enquanto os telescópios são preparados para uma noite de estudo do Universo. Os Telescópios receberam nomes de objetos celestes em mapuche, uma antiga língua nativa dos povos indígenas do Chile e da Argentina. Da esquerda para a direita, temos Antu (UT1; o Sol), Kueyen (UT2; a Lua), Melipal (UT3; o Cruzeiro do Sul) e Yepun (UT4; Vênus). Todos os espectros usados nesta pesquisa foram observados pelo Kueyen usando o espectrógrafo GIRAFFE (figura 3.3) e UVES (figura 3.4), que são conectados pela unidade multi-objeto FLAMES.

O FLAMES é uma instalação multi-objeto do VLT, que permite obter espectros com resolução intermediária a alta. Montado em UT2, o FLAMES pode acessar alvos em um campo de visão de 25 arcmin de diâmetro. O FLAMES alimenta dois espectrógrafos diferentes cobrindo toda a faixa visual espectral: GIRAFFE e UVES. O GIRAFFE é um espectrógrafo de resolução média-alta ($R=5500-65000$) para toda a faixa visível de 370-900 nm. Equipado com duas redes de difração, este espectrógrafo visa realizar espectroscopia de resolução intermediária e alta de objetos galácticos e extragalácticos com alta densidade espacial. No modo multi-objeto, o GIRAFFE permite observar até 130 estrelas simultaneamente.

UVES é o espectrógrafo óptico de alta resolução do VLT localizado no foco Nasmyth B de UT2. É um espectrógrafo echelle de dispersão cruzada projetado para operar com alta eficiência desde o corte atmosférico em 300 nm até cerca de 1100 nm. Para isso, o feixe de

¹As dez maiores descobertas estão disponíveis na página <https://www.eso.org/public/science/top10/>

luz do telescópio é dividido em dois braços (UV para azul e visual para vermelho) dentro do instrumento. Os dois braços podem ser operados separadamente ou em paralelo por meio de um divisor de feixe dicróico. O poder de resolução é de cerca de 40.000 quando uma fenda de 1 segundo de arco é usada. A resolução máxima (dois pixels) é de 80.000 ou 110.000 no braço azul e vermelho, respectivamente. No modo multi-objeto, o UVES pode observar até 8 estrelas simultaneamente.



Figura 3.2: Very Large Telescope, Cerro Paranal, ESO. [ESO \(2012\)](#)



Figura 3.3: Espectrógrafo de média a alta resolução FLAMES/GIRAFFE [ESO \(2009\)](#)

3.3 Dados Observacionais

A nossa amostra inicial consistiu em 1579 espectros de alta resolução obtidos pelo GES para 401 estrelas presentes no campo de observação do aglomerado aberto NGC 3766, disponibilizados pela colaboração GES já reduzidos e normalizados. Os espectros foram observados em abril de 2016 e apresentam diferentes coberturas espectrais, de acordo

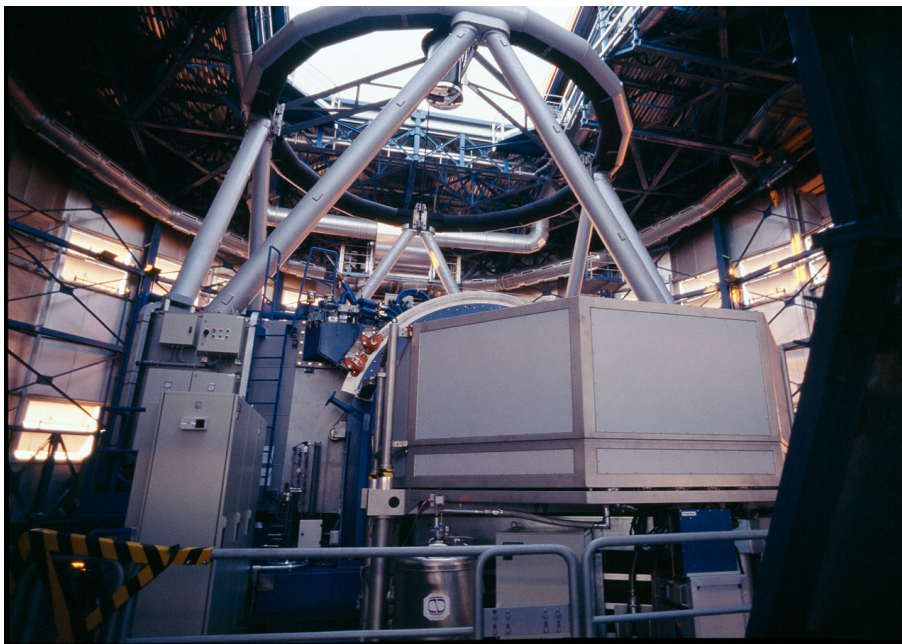


Figura 3.4: Espectrógrafo de alta resolução FLAMES/UVES ESO (2013)

com a configuração instrumental utilizada. A tabela 3.1 mostra o comprimento de onda inicial e final e a resolução de cada configuração instrumental usada com o GIRAFFE. Os espectros obtidos com o UVES, por sua vez, tinham apenas as configurações 520 nm (que vai de 417.9 nm a 522.8 nm) e 580 nm (que vai de 522.0 nm a 621.2 nm). Na configuração multi-objeto, as estrelas mais brilhantes dos campos tendem a saturar rapidamente, considerando os tempos de exposição necessários para observar as estrelas mais fracas. Por isso, as estrelas mais fracas de cada campo foram observadas com o GIRAFFE, enquanto as estrelas mais brilhantes foram observadas com o UVES.

Tabela 3.1: Características dos espectros obtidos pelo GIRAFFE em abril de 2016.

Configuração	$\lambda_i(nm)$	$\lambda_f(nm)$	Resolução
HR3	403.3	420.1	31400
HR5A	434.0	458.7	20250
HR6	453.8	475.9	24300
HR14A	630.8	670.1	18000

3.4 A amostra

A minha amostra começou com 401 estrelas pertencentes ao campo de observação do aglomerado aberto NGC 3766. A figura 3.5 mostra uma análise de membros das estrelas de NGC 3766: o painel esquerdo mostra a distribuição de movimentos próprios das estrelas de NGC 3766, o painel do meio superior mostra a distribuição espacial com as coordenadas

declinação δ e Ascensão reta α , o painel do meio inferior mostra um histograma da paralaxe π e finalmente o painel direito mostra o diagrama cor \times magnitude (CMD) usando as bandas G, G_{RP} e G_{BP} de Gaia. As linhas pontilhadas em traço branco sobre os histogramas representam os valores médios de cada parâmetro: $\langle \mu_{\alpha} \cos \delta \rangle = -6.736$ mas yr^{-1} , $\langle \mu_{\delta} \rangle = 0.964$ mas yr^{-1} e $\langle \pi \rangle = 0.459$ mas (DIAS *et al.*, 2021). De acordo com a documentação do Gaia², a medida *Renormalised Unit Weight Error* (RUWE) indica a qualidade da solução astrométrica, de modo que $\text{RUWE} > 1.4$ pode indicar algum problema na obtenção da solução, o que pode talvez ser associado a binaridade. Os diferentes tipos de pontos representam diferentes valores de RUWE: asteriscos azuis para estrelas com $\text{RUWE} < 1$, pontos roxos para estrelas com $1 < \text{RUWE} < 1.4$ e triângulos cinzas para $\text{RUWE} > 1.4$.

Para realizar a análise, selecionei as estrelas de classe espectral B, com magnitude $G < 11$ e com espectros com razão sinal ruído (do inglês, *signal to noise ratio*, SNR) mais alta que 80. Os filtros aplicados até o momento eliminaram 346 estrelas para análise, o que fez restar 55. Desta subamostra, retirei as estrelas que tinham RUWE maior que 1.4 e estrelas aparentavam ser mais frias pela inspeção visual dos seus espectros. Além disso, selecionei também estrelas que apresentavam nos seus espectros linhas de He I com a largura a meia altura menor que 3.5 Å, uma indicação de que a velocidade de rotação da estrela seja baixa o suficiente para permitir a análise espectral (subseção 4.2.1). Também foram selecionados espectros de estrelas Be e de estrelas com mais alta rotação para viabilizar a análise de estrelas de alta rotação. Com estes filtros eliminei 15 estrelas, de maneira que no total foram selecionadas 40 estrelas, com 8 espectros UVES e 143 espectros GIRAFFE. Na figura 3.5, os círculos em vermelho representam as 40 estrelas selecionadas para compor a nossa amostra e os marcadores pretos em forma de \times representam as estrelas do aglomerado NGC 3766 candidatas a Be. As estrelas da nossa amostra possuem movimento próprio próximo da média e estão localizadas na região central do aglomerado NGC 3766, o que sugere que as estrelas selecionadas provavelmente pertencem ao aglomerado NGC 3766. Como se pode ver, algumas das estrelas com magnitude $G < 11$ não foram marcadas pois apresentaram algum problema na seleção, tais como: (i) $\text{RUWE} > 1.4$; (ii) parâmetros atmosféricos fora dos limites da nossa grade de modelos, baseado em análise preliminar visual ($\log g < 3.0$ ou $T_{\text{eff}} < 15.000$ K); (iii) espectro com baixa razão S/N. Das 40 estrelas pré-selecionadas, 17 estrelas apresentam espectros adequados para análise espectroscópica (seção 4.2). Para as demais estrelas, apenas fizemos uma análise preliminar com a determinação de temperatura efetiva por calibração fotométrica e de velocidades por calibração das larguras de linhas de He I (seções 4.1.1 e 4.1.2). Para melhor visualização, repeti na figura 3.6 o CMD ampliado, onde se percebe melhor o alto número de estrelas com emissão entre as estrelas da amostra.

A tabela 3.2 mostra a identificação (ID) de cada estrela da amostra, a classe espectral, a

²Documentação disponível em <https://gea.esac.esa.int/archive/documentation/GDR2/>

temperatura efetiva T_{eff} , a velocidade de rotação projetada $v \text{ seni}$ e a gravidade superficial $\log g$, obtidos da literatura.

Tabela 3.2: Dados das estrelas da amostra obtidos da literatura. A fonte [MCSWAIN et al. \(2009\)](#) fornece T_{eff} , Classe espectral, $v \text{ seni}$ e $\log g$. Nos casos em que há duas fontes listadas, a primeira se refere à classe espectral e a segunda se refere a T_{eff} e $\log g$.

ID	Classe	T_{eff} (K)	$v \text{ seni}$ ($km \cdot s^{-1}$)	$\log g$	Fonte
NGC 3766 1	Be	18725	214	3.34	MCSWAIN et al.
NGC 3766 5	B	22736	–	3.47	NESTEROV et al. , GAIA EDR3
NGC 3766 8	B	15500	90	4.61	MCSWAIN et al.
NGC 3766 15	Be	18399	190	3.30	MCSWAIN et al.
NGC 3766 16	–	14921	–	3.49	GAIA EDR3
NGC 3766 20	B	18883	331	3.23	MCSWAIN et al.
NGC 3766 21	OB	18839	–	3.49	XU et al. , GAIA EDR3
NGC 3766 22	B2.5V	17264	–	3.63	SCHILD , ANDERS et al.
NGC 3766 23	B	18000	121	3.78	MCSWAIN et al.
NGC 3766 26	Be	18274	296	3.49	MCSWAIN et al.
NGC 3766 36	Be	16890	265	3.84	MCSWAIN et al.
NGC 3766 52	B	18436	66	4.25	MCSWAIN et al.
NGC 3766 53	Be	17687	347	3.61	MCSWAIN et al.
NGC 3766 63	Be	18564	215	3.53	MCSWAIN et al.
NGC 3766 70	B	18400	73	3.43	MCSWAIN et al.
NGC 3766 81	Be	17792	215	3.75	MCSWAIN et al.
NGC 3766 94	B	18060	65	3.78	MCSWAIN et al.
NGC 3766 97	B2 V	22000	–	–	WRIGHT et al.
NGC 3766 107	B	16060	50	4.50	MCSWAIN et al.
NGC 3766 130	B	17900	84	3.78	MCSWAIN et al.
NGC 3766 137	B	17400	252	3.75	MCSWAIN et al.
NGC 3766 169	B	19420	144	3.48	MCSWAIN et al.
NGC 3766 177	B	16828	257	4.10	MCSWAIN et al.
NGC 3766 194	B	15650	177	3.78	MCSWAIN et al.
NGC 3766 204	Be	15945	343	3.95	MCSWAIN et al.
NGC 3766 209	B9	16120	–	3.68	NESTEROV et al. , GAIA EDR3
NGC 3766 212	B	21435	54	4.16	MCSWAIN et al.
NGC 3766 234	–	17093	–	3.48	GAIA EDR3
NGC 3766 237	–	17245	–	3.98	ANDERS et al.
NGC 3766 239	Be	19660	165	3.73	MCSWAIN et al.
NGC 3766 257	B9	13573	–	3.77	NESTEROV et al. , GAIA EDR3
NGC 3766 277	B9	15807	–	3.99	NESTEROV et al. , ANDERS et al.
NGC 3766 291	Be	18995	261	4.02	MCSWAIN et al.
NGC 3766 317	B	17071	307	3.10	MCSWAIN et al.
NGC 3766 326	B2	16061	–	3.08	MELNIK & DAMBIS , ANDERS et al.
WRAY 15-833	Em	9337	–	3.50	STASSUN et al. , ANDERS et al.
CPD-60 3129	B3V	16625	–	3.44	AIDELMAN et al. , GAIA EDR3
UCAC4 142-078573	–	14105	–	3.64	GAIA EDR3
UCAC4 142-079492	–	9097	–	3.44	ANDERS et al.
HD 306787	B9	14380	–	3.64	NESTEROV et al. , GAIA EDR3

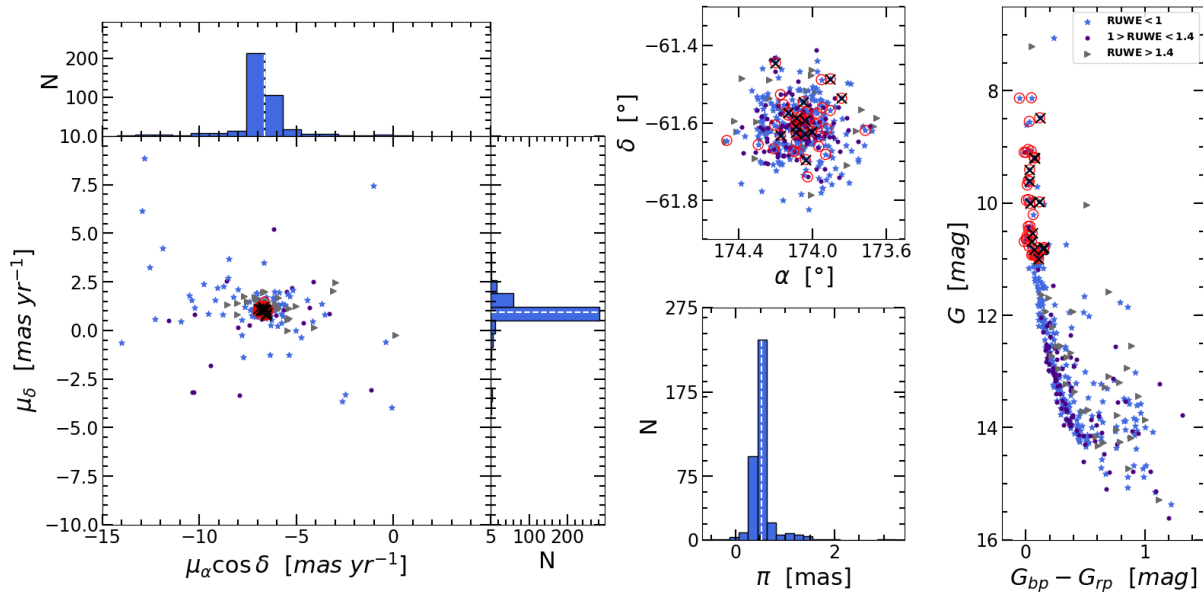


Figura 3.5: Dados astrométricos e fotométricos do aglomerado aberto NGC 3766. O painel esquerdo mostra a distribuição de movimento próprio, o painel do meio superior mostra a distribuição espacial com as coordenadas declinação δ e Ascensão reta α , o painel do meio inferior mostra um histograma da paralaxe π e finalmente o painel direito mostra o diagrama cor \times magnitude (CMD) usando as bandas G, G_{RP} e G_{BP} . As linhas em traço branco nos histogramas representam os valores médios: $\langle \mu_{\alpha \cos \delta} \rangle = -6.736$, $\langle \mu_{\delta} \rangle = -0.964$ e $\langle \pi \rangle = 0.459$ (DIAS *et al.*, 2021). Asteriscos azuis representam estrelas com $RUWE < 1$; pontos roxos, estrelas com $1 < RUWE < 1.4$; triângulos cinzas, estrelas com $RUWE > 1.4$. Círculos vermelhos marcam as estrelas da amostra e marcadores pretos em forma de \times destacam as estrelas candidatas a Be.

3.5 Identificação de estrelas Be na amostra de NGC 3766

Pela definição usual, as estrelas Be são estrelas B que apresentam emissão nas linhas de Balmer em algum momento de sua vida e não necessariamente se classificam como super gigantes [JASCHEK & JASCHEK (1987)]. Esta emissão pode aparecer em diversas regiões do espectro, tais como em linhas de H I, He I, Fe II, Si II e Mg II, sendo que a emissão costuma ser mais intensa na linha de hidrogênio H_{α} . Além disso, as estrelas Be são uma classe de estrelas que, em média, têm rotação próxima de seu limite crítico, onde a força centrífuga equilibra a gravidade.

O aglomerado NGC 3766 é conhecido por ter muitas estrelas Be, com cerca de 100 estrelas deste tipo reportadas pelos trabalhos de MCSWAIN & GIES (2005); MCSWAIN *et al.* (2008, 2009), onde os autores adotam os termos Be estáveis e Be transientes. As Be estáveis são as estrelas que apresentam emissão em todas as observações; em contrapartida, as Be transientes apresentaram linhas de emissão que se modificam ao longo das observações. Por esta razão, essas linhas de emissão costumam apresentar variados

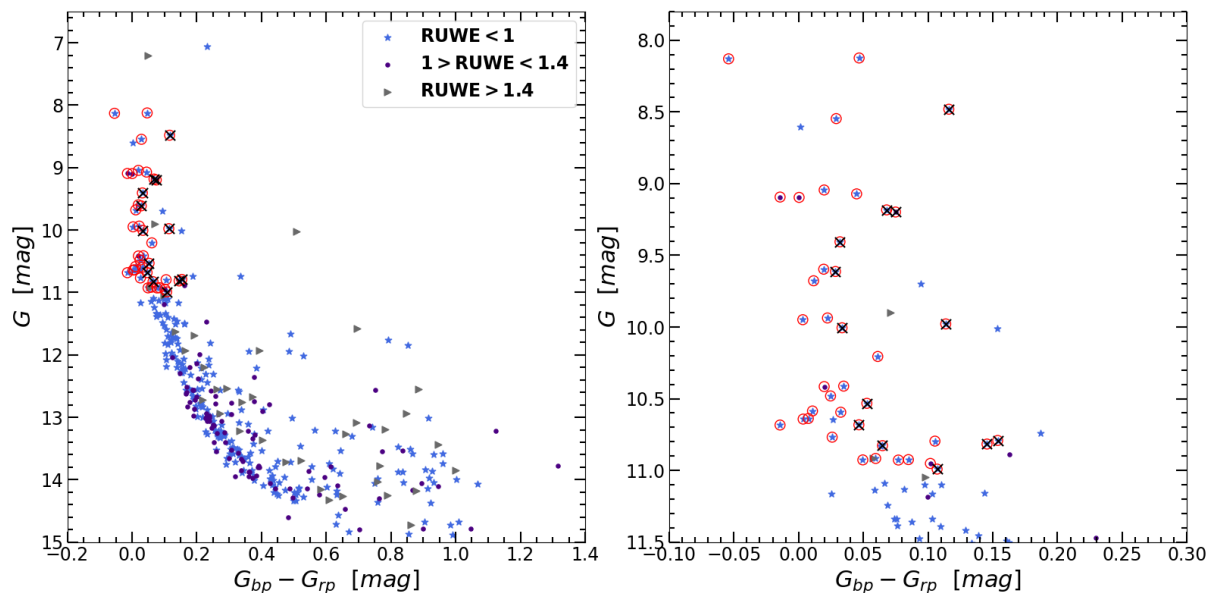


Figura 3.6: Diagrama cor magnitude da amostra de NGC 3766. Painel a esquerda mostra 401 estrelas observadas. Painel a direita as 40 estrelas selecionadas. Círculos vermelhos marcam as estrelas da amostra e marcadores pretos em forma de \times destacam as estrelas candidatas a Be. Asteriscos azuis representam estrelas com $\text{RUWE} < 1$; pontos roxos, estrelas com $1 < \text{RUWE} < 1.4$; e triângulos cinzas, $\text{RUWE} > 1.4$.

formatos. A emissão nos espectros das estrelas Be pode ser total, ou seja, sem nenhuma absorção, ou pode apresentar picos duplos. Estas linhas de pico duplo são denominadas *shell-lines* e são produzidas por um fino disco circunestelar de gás equatorial cujo plano é orientado próximo à linha de visada.

Identifiquei várias estrelas Be na amostra que selecionamos do levantamento GES. Não temos o objetivo de fazer um estudo completo de variabilidade das linhas de emissão, mas apenas mostrar dados recentes de emissão de algumas estrelas Be de NGC 3766. Das 40 estrelas da tabela 3.2, 13 apresentaram linhas de emissão, sendo dez estrelas com emissão nas linhas de Hidrogênio H_α 6563 Å, uma estrela com emissão na linha H_β 4861 Å e duas estrelas com assimetrias nas linhas de He I 4713 Å. A figura 3.7 mostra 12 espectros na região de H_α , destacando o comportamento de *shell-lines* na maioria dessas estrelas (adicionamos nesta figura 2 estrelas que não apresentam emissão nos nossos dados mas já apresentaram emissão em outros espectros publicados na literatura).

Algumas estrelas da amostra não apresentaram linhas de emissão mesmo sendo classificadas como Be anteriormente por MCSWAIN *et al.* (2008, 2009), como é o caso das estrelas NGC 3766 1, NGC 3766 204 e NGC 3766 239, sugerindo que estas estrelas devem ser Be variáveis. A figura 3.8 mostra nove gráficos de região H_α de estrelas do trabalho de MCSWAIN *et al.* (2008) presentes em nossa amostra e na figura 3.7. Nota-se uma grande diferença entre os espectros. Por exemplo, os espectros das estrelas NGC 3766 63 e NGC 3766 81 apresentam absorção preenchida em 2006, emissão em 2007 e linha de pico duplo em 2016. A figura 3.9 mostra a linha H_β em emissão no espectro da NGC 3766 15, além

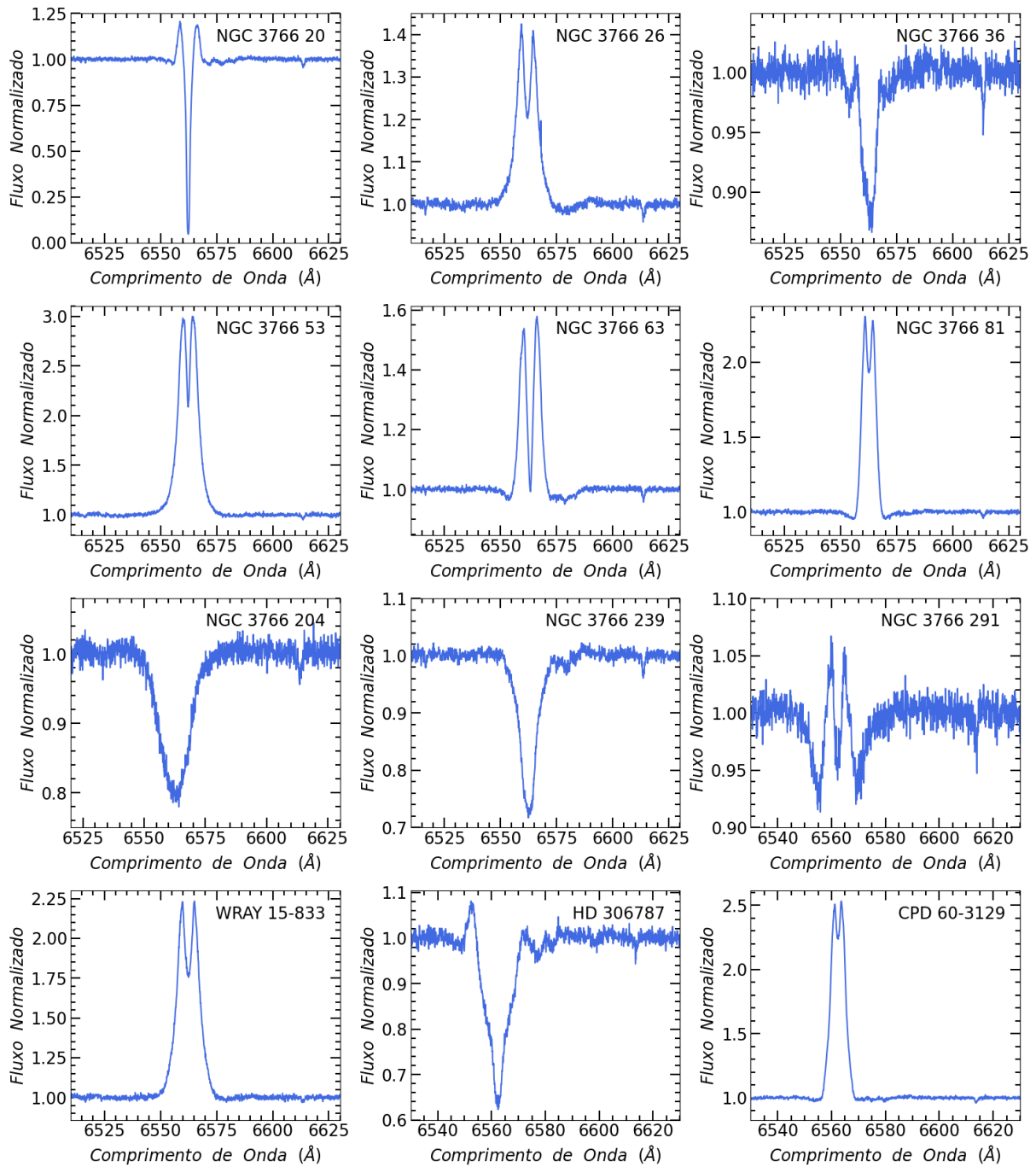


Figura 3.7: Linhas H_{α} com emissão nos espectros de estrelas Be de NGC 3766. As estrelas Be NGC 3766 204 e NGC 3766 239, classificadas como Be na literatura, não apresentam emissão nessas observações realizadas em 2016.

das linhas assimétricas de He I 4713 Å das estrelas NGC 3766 204 e NGC 3766 239.

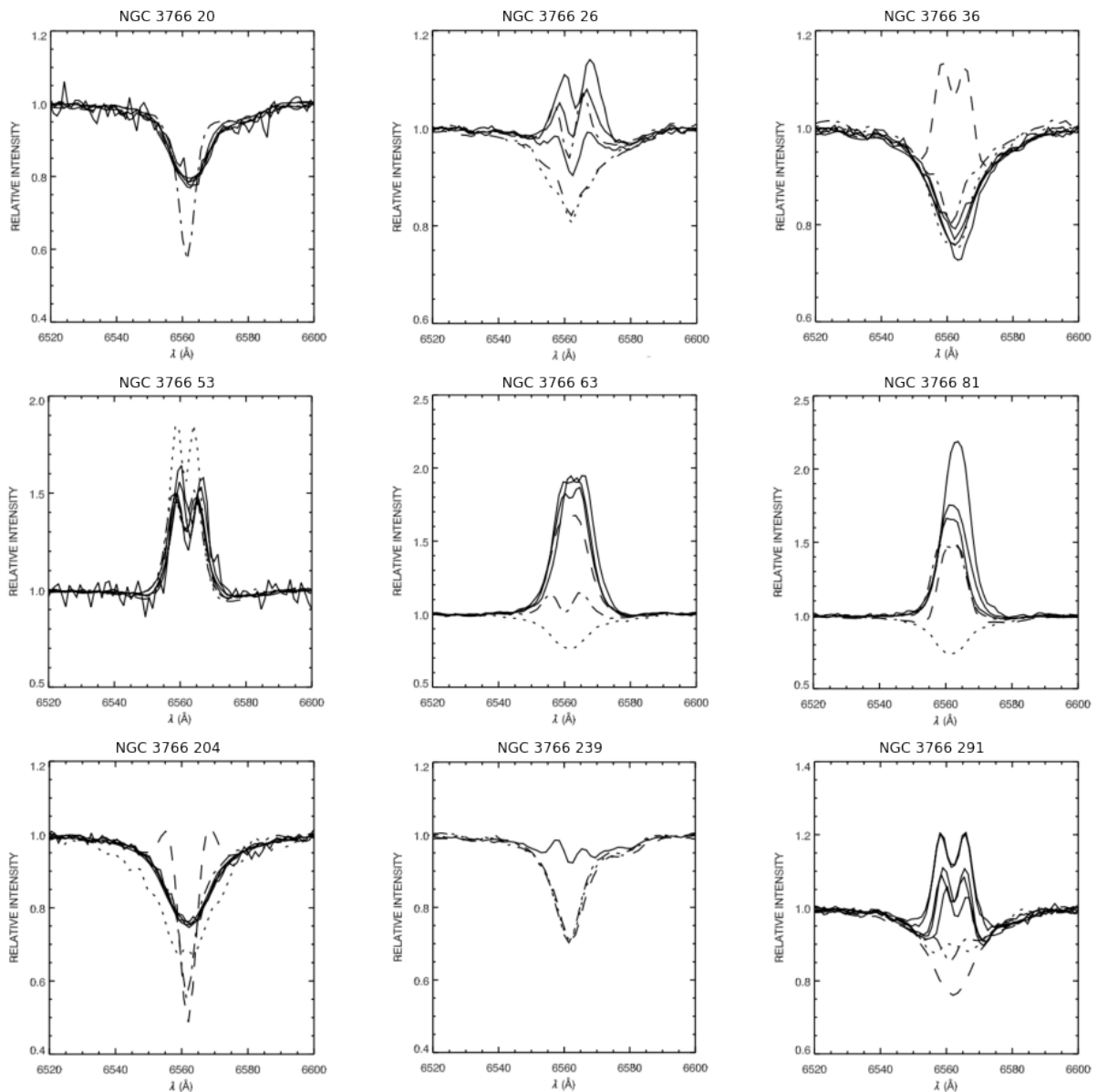


Figura 3.8: Linhas H_{α} de estrelas candidatas a Be. Espectros obtidos em 2003 são mostrados com linhas pontilhadas; os espectros obtidos em 2005, com linhas tracejadas com ponto; os espectros obtidos em 2006, com linhas tracejadas; e os espectros de 2007, com linhas cheias. Figura adaptada de [MCSWAIN *et al.* \(2008\)](#).

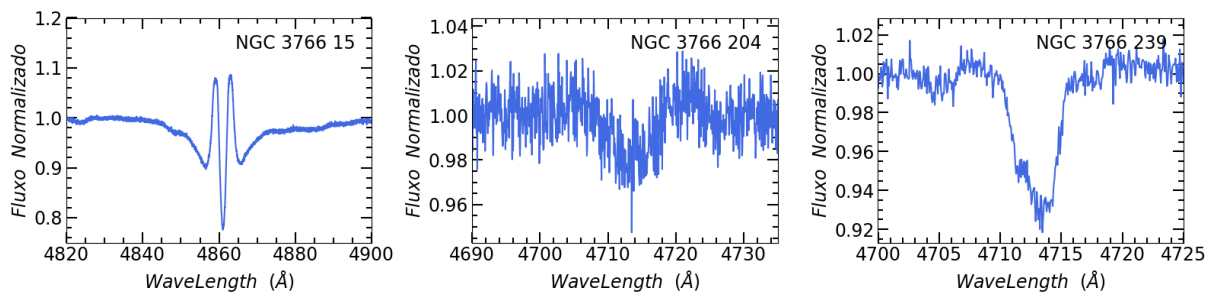


Figura 3.9: Linhas tipo shell ou assimétricas nos espectros observados em 2016: Linha H_{β} tipo shell no espectro da estrela NGC 3766 15; Linhas He I 4713 Å assimétricas nos espectros das estrelas NGC 3766 204 e NGC 3766 239.

Capítulo 4

Metodologia

A análise espectroscópica foi realizada por meio da síntese espectral, aplicando metodologias levemente diferentes para estrelas com velocidade rotacional mais baixa que $100 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ e para estrelas com velocidade mais alta. Para as estrelas de baixa rotação, a análise foi feita pelo programa computacional Stellar Spectral Synthesis Suite (S4)¹, descrito em BRAGANÇA *et al.* (2019). O S4 é uma interface iterativa escrita em Python 2.7 baseada no programa de síntese espectral não-ETL SYNSPEC, que usa modelos atmosféricos calculados em não-ETL com o código TLUSTY [HUBENY (1988); HUBENY & LANZ (1995); HUBENY & LANZ (2017)]. O S4 permite variar os parâmetros de entrada e comparar os espectros teóricos calculados com os espectros observados através da minimização das diferenças por uma χ^2 ². O S4 está otimizado para analisar estrelas de classe espectral O9 – B5 através da interpolação em uma grade de modelos atmosféricos previamente calculados no intervalo de T_{eff} entre 14000 e 33000 K com passo de 1000 K, e $\log g$ de 3.0 a 4.5. Para realizar a síntese com o S4, é preciso fornecer estimativas iniciais de parâmetros atmosféricos. Por isso, estimei valores iniciais de T_{eff} através de uma calibração fotométrica e de $v \text{ seni}$ por meio de uma calibração para linhas de hélio. As determinações da T_{eff} e $v \text{ seni}$ preliminares estão descritas nas seções 4.1.1 e 4.1.2.

No caso das estrelas de mais alta rotação, a análise é dificultada pela severa mistura (*blend*) de linhas provocado pela alta rotação, o que impede o uso do S4. Nesse caso, foi usado o programa SYNLOT (uma interface baseada em Interactive Data Language (IDL) que permite visualizar e convoluir os espectros sintéticos calculados pelo SYNSPEC), além de um código em Python 3 de minha autoria usado para apresentar as sínteses espectrais, calcular os χ^2 e assim determinar os parâmetros atmosféricos. Os detalhes estão na subseção 4.2.2.

¹O S4 pode ser encontrado no endereço eletrônico <https://github.com/gabraganca/S4>

²Defini-se $\chi^2 = \sum_{i=1}^k [(O_i - E_i)^2 / E_i]$, em que O_i é a i -ésima componente do vetor de dados observados, O , e E_i é a i -ésima componente do vetor de dados esperados, E .

4.1 Estimativas iniciais de parâmetros atmosféricos

4.1.1 Temperaturas efetivas por calibração fotométrica

Valores iniciais de temperaturas efetivas foram obtidos através de uma calibração fotométrica para o parâmetro Q de DAFLON *et al.* (1999) dado pelo ajuste polinomial de segundo grau (equação 4.1) para se determinar a temperatura efetiva,

$$T_{eff} = 43280.162 + 98718.195Q + 98236.823Q^2, \quad (4.1)$$

onde o parâmetro Q , definido por JOHNSON (1958) é dado por $Q = (U - B) - X(B - V)$, sendo $U - B$ e $B - V$ os índices de cor no sistema fotométrico Johnson e $X = 0.72$ para estrelas do tipo B.

A tabela 4.1 lista a identificação das estrelas, as respectivas magnitudes no sistema Johnson UBV disponibilizadas no catálogo GAIA DR3³, os valores de Q , a temperatura efetiva resultante da aplicação da equação 4.1 e sua respectiva incerteza. A incerteza de $T_{eff}(Q)$ foi calculada por meio da incerteza do parâmetro Q apontado por DAFLON *et al.* (1999) como sendo igual a 1.3 % para estrelas com T_{eff} em torno de 20000 K.

4.1.2 Velocidade rotacional projetada via FWHM das linhas de He I

Valores iniciais de velocidade rotacional projetada na linha de visada ($v \sin i$) foram obtidos por meio da medida da largura a meia altura (Full Width at half-Maximum - FWHM) das linhas de He I. DAFLON *et al.* (2007) fornece calibrações entre FWHM teóricas de três linhas de He I e $v \sin i$, para quatro valores de temperatura efetiva (15000K, 20000K, 25000K e 30000K). As FWHM teóricas foram medidas em espectros sintéticos calculados em não-ETL, convoluídos para simular o efeito do $v \sin i$ variando de 0 a 400 $km \cdot s^{-1}$, para cada T_{eff} . De acordo com esta grade, as estrelas cujos perfis das linhas de He I apresentam $FWHM \leq 3.5 \text{ \AA}$ provavelmente apresentam $v \sin i$ mais baixo que 100 $km \cdot s^{-1}$. As medidas de FWHM nos espectros observados foram obtidas através de ajustes aos perfis das linhas de He I usando a rotina *splot* do IRAF. Na tabela 4.2 listo a identificação das 40 estrelas selecionadas, a FWHM para as linhas de He I 4388 \AA (FWHM-1) e 4471 \AA (FWHM-2), assim como os respectivos valores de $v \sin i$, o valor médio e a dispersão⁴.

³Fotometria sintética obtida a partir de uma transformação entre os sistemas fotométricos de Gaia e Johnson, conforme descrito em MONTEGRIFFO *et al.* (2022)

⁴A cobertura dos espectros observados não inclui a linha 4026 \AA

Tabela 4.1: Temperatura efetiva obtida através de calibração fotométrica.

ID	U	B	V	Q	$T_{eff}(Q)$ (K)
NGC 3766 1	7.93	8.57	8.59	-0.63	19984 ± 260
NGC 3766 5	7.25	8.11	8.18	-0.81	27662 ± 664
NGC 3766 8	10.07	10.67	10.69	-0.59	19272 ± 251
NGC 3766 15	7.94	8.55	8.55	-0.61	19538 ± 254
NGC 3766 16	9.37	9.97	9.99	-0.59	19225 ± 250
NGC 3766 20	8.93	9.61	9.63	-0.65	20762 ± 270
NGC 3766 21	8.50	9.11	9.12	-0.60	19329 ± 251
NGC 3766 22	9.31	9.97	10.00	-0.63	20146 ± 262
NGC 3766 23	9.79	10.43	10.45	-0.62	19906 ± 259
NGC 3766 26	8.59	9.23	9.25	-0.63	20030 ± 260
NGC 3766 36	10.04	10.59	10.58	-0.55	18668 ± 243
NGC 3766 52	9.67	10.26	10.26	-0.58	19113 ± 248
NGC 3766 53	10.47	10.92	10.88	-0.48	18520 ± 241
NGC 3766 63	8.65	9.25	9.26	-0.60	19453 ± 253
NGC 3766 70	8.42	9.06	9.09	-0.62	19863 ± 258
NGC 3766 81	9.48	10.09	10.09	-0.61	19525 ± 254
NGC 3766 94	10.09	10.68	10.68	-0.58	19039 ± 248
NGC 3766 97	9.01	9.63	9.65	-0.60	19505 ± 254
NGC 3766 107	9.98	10.53	10.53	-0.54	18619 ± 242
NGC 3766 130	10.03	10.62	10.64	-0.58	19132 ± 249
NGC 3766 137	10.23	10.81	10.82	-0.57	18877 ± 245
NGC 3766 169	8.42	9.10	9.14	-0.64	20461 ± 266
NGC 3766 177	10.49	10.98	10.97	-0.50	18484 ± 240
NGC 3766 194	10.52	11.01	10.98	-0.50	18480 ± 240
NGC 3766 204	10.63	11.09	11.05	-0.49	18491 ± 240
NGC 3766 209	10.11	10.65	10.64	-0.54	18629 ± 242
NGC 3766 212	8.46	9.10	9.14	-0.61	19605 ± 255
NGC 3766 234	9.84	10.46	10.47	-0.61	19604 ± 255
NGC 3766 237	10.51	10.89	10.84	-0.43	19062 ± 248
NGC 3766 239	8.79	9.44	9.46	-0.63	20185 ± 262
NGC 3766 257	10.59	11.01	10.97	-0.45	18789 ± 244
NGC 3766 277	10.08	10.70	10.73	-0.60	19505 ± 254
NGC 3766 291	10.18	10.73	10.74	-0.55	18672 ± 243
NGC 3766 317	9.03	9.70	9.73	-0.64	20383 ± 265
NGC 3766 326	7.50	8.16	8.18	-0.65	20645 ± 268
WRAY 15-833	10.37	10.90	10.86	-0.55	18741 ± 244
CPD-60 3129	9.47	10.06	10.06	-0.59	19188 ± 249
UCAC4 078573	10.61	11.05	11.00	-0.47	18587 ± 242
UCAC4 079492	10.48	10.98	10.96	-0.51	18481 ± 240
HD 306787	10.35	10.87	10.87	-0.53	18546 ± 241

Tabela 4.2: Velocidade Rotacional Projetada obtida pela largura das linhas de He I.

ID	FWHM-1 4388 Å	FWHM-2 4371 Å	$v \text{ seni}_1$ ($km \cdot s^{-1}$)	$v \text{ seni}_2$ ($km \cdot s^{-1}$)	$v \text{ seni}$ ($km \cdot s^{-1}$)
NGC 3766 1	4.88	4.96	198	172	185 ± 18
NGC 3766 5	1.45	1.57	38	41	40 ± 2
NGC 3766 8	3.20	3.52	119	105	112 ± 10
NGC 3766 15	5.68	5.47	233	203	218 ± 22
NGC 3766 16	2.92	3.65	105	111	108 ± 4
NGC 3766 20	5.32	5.58	217	214	216 ± 3
NGC 3766 21	1.19	1.30	11	13	12 ± 1
NGC 3766 22	4.50	4.80	181	164	173 ± 12
NGC 3766 23	2.66	3.72	92	114	103 ± 16
NGC 3766 26	6.31	6.73	261	261	261 ± 0
NGC 3766 36	5.92	6.55	244	252	248 ± 6
NGC 3766 52	2.43	3.06	79	88	83 ± 7
NGC 3766 53	7.77	7.99	324	321	322 ± 2
NGC 3766 63	5.40	5.60	221	205	213 ± 11
NGC 3766 70	1.74	1.80	42	42	42 ± 1
NGC 3766 81	4.53	5.08	182	178	180 ± 2
NGC 3766 94	1.38	1.49	21	24	23 ± 2
NGC 3766 97	2.49	3.29	82	96	89 ± 9
NGC 3766 107	1.50	1.50	28	25	26 ± 3
NGC 3766 130	1.50	1.53	28	26	27 ± 2
NGC 3766 137	5.64	5.99	231	224	228 ± 5
NGC 3766 169	3.37	3.77	128	116	121 ± 8
NGC 3766 177	5.68	5.93	233	222	227 ± 8
NGC 3766 194	4.40	4.55	176	151	163 ± 18
NGC 3766 204	7.59	7.83	316	313	315 ± 2
NGC 3766 209	3.88	4.76	152	162	157 ± 7
NGC 3766 212	1.14	1.24	8	9	9 ± 0
NGC 3766 234	3.62	4.25	139	138	138 ± 1
NGC 3766 237	2.43	3.08	79	88	84 ± 7
NGC 3766 239	3.79	4.21	147	136	142 ± 8
NGC 3766 257	3.30	3.77	123	116	120 ± 5
NGC 3766 277	2.75	3.54	96	105	101 ± 7
NGC 3766 291	5.99	6.05	246	227	237 ± 13
NGC 3766 317	6.43	6.36	266	243	254 ± 16
NGC 3766 326	3.83	4.15	150	133	141 ± 12
WRAY 15-833	7.09	7.33	295	289	292 ± 4
CPD-60 3129	4.11	4.94	163	171	167 ± 6
UCAC4 078573	3.57	3.97	137	125	131 ± 9
UCAC4 079492	6.84	7.01	284	274	279 ± 7
HD 306787	4.88	5.15	198	182	190 ± 11

4.2 Análise espectroscópica

4.2.1 Análise de estrelas com baixa rotação

Utilizo um processo iterativo descrito em BRAGANÇA *et al.* (2019) para calcular os seguintes parâmetros estelares: T_{eff} , $\log g$, $v \text{ sen } i$, velocidade de microturbulência ξ , velocidade de macroturbulência ζ e as abundâncias de silício, oxigênio, carbono e nitrogênio.

Incertezas

As incertezas nos parâmetros atmosféricos seguem a discussão de BRAGANÇA *et al.* (2019): $\Delta T_{eff} = 1000K$, $\Delta \log g = 0.15$, $\Delta v \text{ sen } i = 15\%$, $\Delta \xi = 2km \text{ s}^{-1}$ e $\Delta \zeta = 15\%$. As incertezas das abundâncias representam a dispersão em torno das abundâncias médias calculadas a partir das abundâncias das linhas individuais utilizadas. Valores típicos das dispersões das abundâncias variam até 0.15 dex.

A figura 4.1 apresenta um fluxograma que resume os processos realizados e que serão descritos a seguir:

1. Defino parâmetros atmosféricos iniciais para T_{eff} , $\log g$, $v \text{ sen } i$, v_r , ξ e ζ . Os valores iniciais de T_{eff} e $v \text{ sen } i$ são aqueles descritos nas seções 4.1.1 e 4.1.2. Para os parâmetros $\log g$, ξ e ζ , utilizo valores típicos para estrelas B da sequência principal obtidos da literatura. As abundâncias iniciais são os valores das abundâncias solares – $A(\text{Si}) = 7.54$, $A(\text{O}) = 8.74$, $A(\text{C}) = 8.48$ e $A(\text{N}) = 7.88$ – dados por MAGG *et al.* (2022).
2. O código S4 permite calcular a T_{eff} através do equilíbrio de ionização das espécies Si II/III/IV e/ou O I/II/III. No caso do oxigênio, apenas linhas O II estavam presentes nos espectros analisados. Por isso, o equilíbrio de ionização na nossa análise foi obtido apenas para o silício. Para isso, calculei perfis sintéticos das linhas de silício para três valores de temperatura ($\pm 1000K$ em torno da T_{eff} inicial) e comparo com os perfis observados. O programa S4 seleciona o melhor ajuste das linhas de silício através de χ^2 . Exemplos de ajustes de perfis e de χ^2 são mostrados na figura 4.2. Assim obtive valores preliminares de abundância de silício e de oxigênio.

Para as estrelas mais quentes, o equilíbrio de ionização (figura 4.3) foi analisado apenas para as linhas de Si III/IV, uma vez que as linhas de SiII são muito fracas nessa faixa de T_{eff} . Para as estrelas mais frias, não foram usadas linhas de Si IV e a síntese foi feita apenas para linhas de Si II/III.

3. Repeti o ajuste das linhas de Si e O agora com a T_{eff} calculada pelo equilíbrio de ionização. Em seguida, encontro o $v \text{ sen } i$ através da média dos ajustes gaussianos aos perfis individuais.

4. Também fiz a minimização do χ^2 nas linhas de Si e O para obter a velocidade de macroturbulência ζ , que é incluída no cálculo do perfil da linha assumindo uma aproximação radial-tangencial. O valor da macroturbulência é definido como a média dos valores obtidos dos ajustes das linhas individuais.
5. A gravidade superficial é calculada através do ajuste das asas das linhas de Balmer. Para os espectros FLAMES GIRAFFE foram usadas as linhas H_α e H_δ . Para os espectros UVES foram usadas as linhas H_β e H_γ . A figura 4.4 mostra um exemplo de síntese de linha de H_α .
6. A velocidade de microturbulência ξ é calculada pela concordância entre abundâncias obtidas por linhas fracas e fortes de Si III e O II, utilizando as larguras equivalentes como indicadores da força da linha. O painel superior da figura 4.5 mostra a variação da abundância de oxigênio em relação a largura equivalente de linhas de OII para a estrelas NGC 3766 21, considerando velocidade de microturbulência igual a $2 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. Este gráfico foi feito para 5 valores de microturbulência e o melhor valor de ξ é determinado de acordo com a menor inclinação (slope). Cada linha analisada é representada por triângulos azuis, enquanto os símbolos "+" representam as linhas que produzem abundâncias muito discrepantes e, portanto, foram descartadas da análise. O painel inferior da figura 4.5 mostra a variação dos slopes para cada ξ pertinente.
7. Finalmente, verifico a convergência dos parâmetros estelares. Caso não haja convergência, os passos 1 a 6 são repetidos. Caso haja concordância, os valores finais dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias $A(\text{Si})$, $A(\text{O})$, $A(\text{C})$ e $A(\text{N})$ são definidos.

Em cada passo do procedimento descrito acima, foi preciso corrigir o efeito Doppler produzido pelas velocidades radiais das estrelas. As abundâncias finais são as abundâncias médias calculadas a partir das abundâncias das linhas individuais utilizadas. Os parâmetros atmosféricos e as abundâncias obtidos para as estrelas da amostra estão listados na tabela 5.1.

4.2.2 Análise de estrelas com alta rotação

Os espectros das estrelas de alta rotação são muito mais complicados de se analisar porque as linhas localizadas em um determinado intervalo espectral se superpõem para altos valores de $v \sin i$. O método de análise espectroscópica através do S4 é limitado a trabalhar com estrelas de baixa rotação pois elas têm linhas mais estreitas e isoladas, que não tem interferências de linhas de outros elementos. Por isso, a análise das estrelas de alta rotação foi baseada na síntese espectral com SYNPL0T, com algumas estratégias, tais como a seleção de maiores intervalos de comprimento de onda, contendo um conjunto de linhas

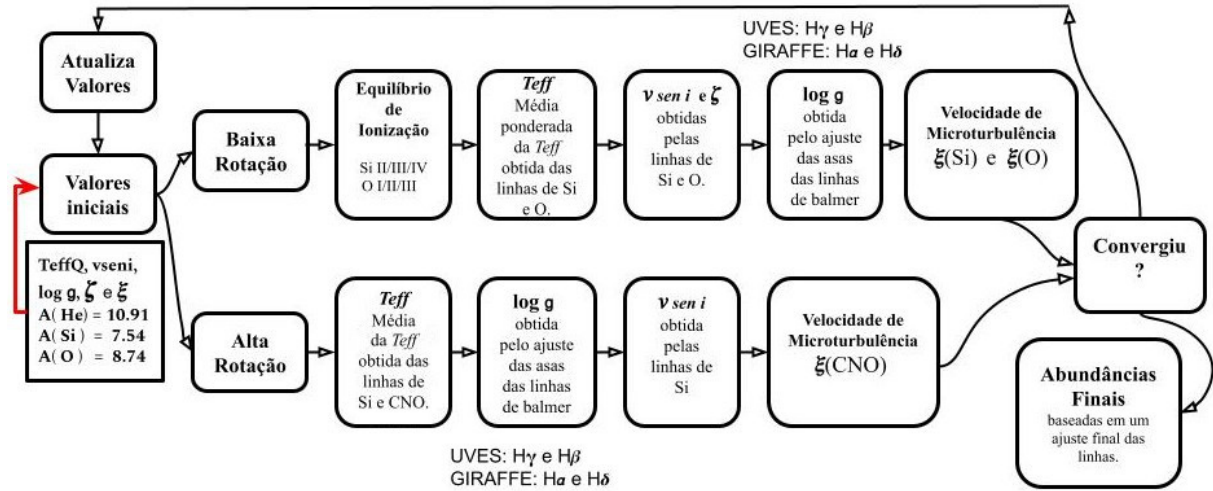


Figura 4.1: Etapas da metodologia iterativa usada para determinar parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas de estrelas de baixa rotação e alta rotação. A partir dos parâmetros iniciais obtive T_{eff} , $\log g$, v_{seni} , ξ , ζ e abundâncias de Si, O, C e N para cada estrela.

bem conhecidas, para determinar os parâmetros atmosféricos desejados. A comparação entre espectro teórico e observado e a minimização do χ^2 foi realizada para um intervalo de comprimento de onda, ao invés de uma linha apenas. As regiões espectrais selecionadas para análise são as seguintes: região 4636–4645 Å contendo linhas de C II, N II, O II; região 4646–4653 Å contendo linhas de C III e O II; região 4120–4580 Å contendo linhas Si II/III; e região da linha de He I em 4471 Å.

As etapas dessa metodologia também estão resumidas no fluxograma da figura 4.1 e estão descritas a seguir:

1. inseri valores iniciais dos parâmetros obtidos pelas calibrações ou da literatura, como descritos na seção 4.2.2.
2. O primeiro parâmetro determinado foi a T_{eff} . Variei três valores de T_{eff} com passo de 1000 K e deixando fixo $\log g$, v_{seni} , ξ e ζ . As abundâncias iniciais são os valores das abundâncias solares. A figura 4.6 mostra três perfis teóricos calculados para três valores de T_{eff} : 18600 K, 19600 K e 20600 K, para a estrela NGC 3766 239. A variação da χ^2 para esses perfis está apresentada no painel inferior da figura.
3. A gravidade superficial foi determinada de maneira similar porque fiz a síntese usando as asas das linhas de Balmer. A partir da temperatura efetiva determinada no passo (1), fiz cinco variações do $\log g$ com passo de 0.05 e mantendo os parâmetros restantes fixos. A figura 4.7 é um exemplo da variação de modelo para cada valor de $\log g$ para a estrela NGC 3766 239. A respectiva variação de χ^2 é mostrada no painel inferior da figura. O valor de $\log g$ adotado é a média entre as abundâncias das linhas de hidrogênio, que neste caso é $\log g = 3.55$.

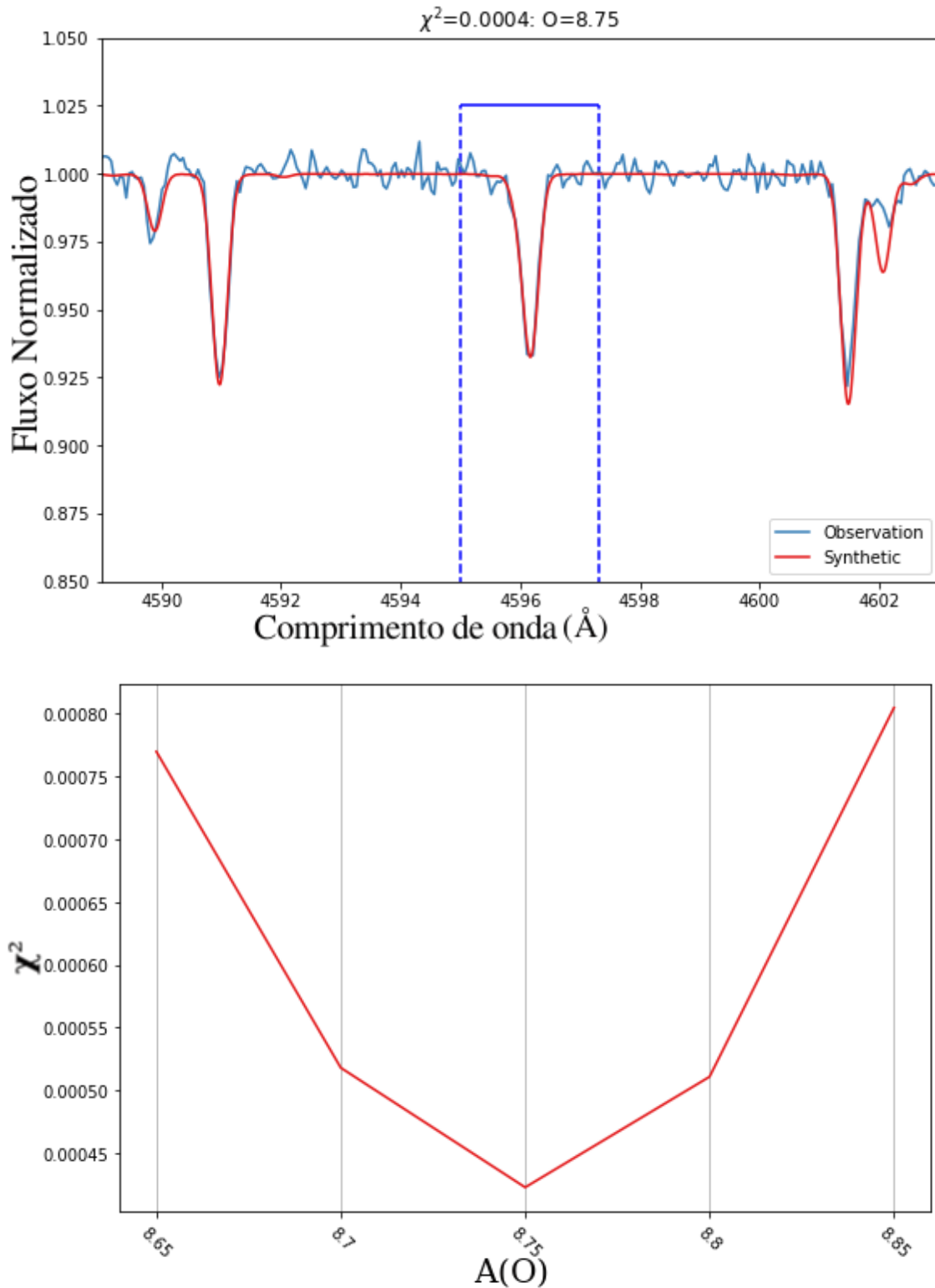


Figura 4.2: Exemplo de ajuste para a linha 4596Å do O II: *Painel superior*: comparação entre o perfil teórico a um perfil observado para a linha 4596 Å do O II da estrela NGC 3766 21. *Painel inferior*: variação do valor da χ^2 com a abundância de oxigênio A(O) para a linha 4596 Å da estrela NGC 3766 21. O cálculo do χ^2 é realizado apenas para a região com o retângulo tracejado em azul no painel superior.

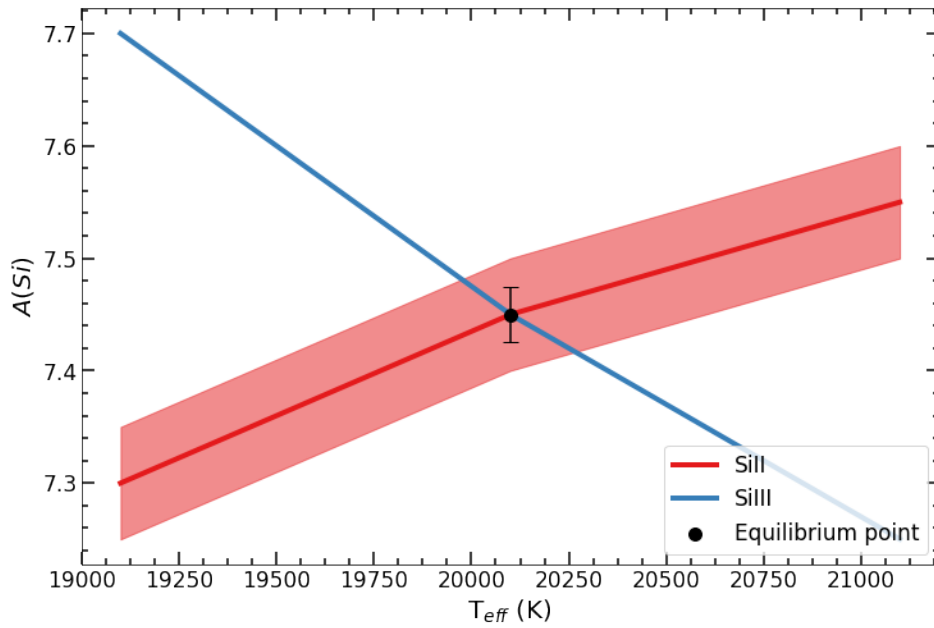


Figura 4.3: Variação das abundâncias de Si obtidas a partir de linhas em dois estágios de ionização, em função da temperatura efetiva, para estrela NGC 3766 21.

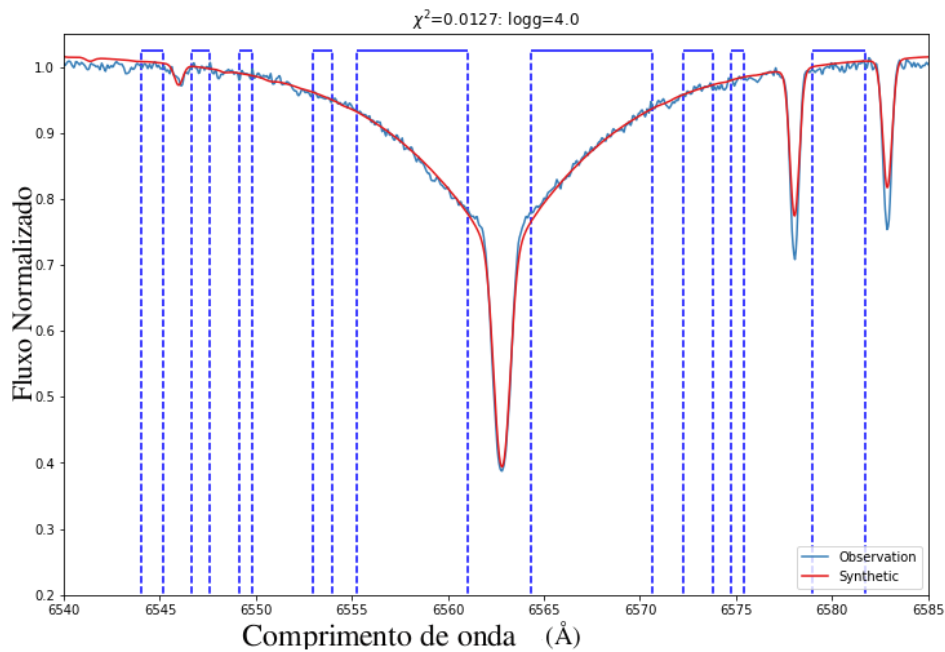


Figura 4.4: Exemplo de comparação entre espectro observado e espectro teórico da linha de hidrogênio H_{α} da estrela NGC 3766 21. O cálculo do χ^2 é realizado apenas para a região com o retângulo tracejado em azul.

4. Com T_{eff} e $\log g$ fixos, variei o v_{seni} na região das linhas de Si III, usando cinco modelos variando a v_{seni} com um passo $\sim 10\%$ em torno do valor inicial. A figura 4.8 mostra um exemplo das mudanças na largura da linha de Si III para a estrela NGC 3766 239. A respectiva variação da χ^2 é apresentada no painel inferior da figura.

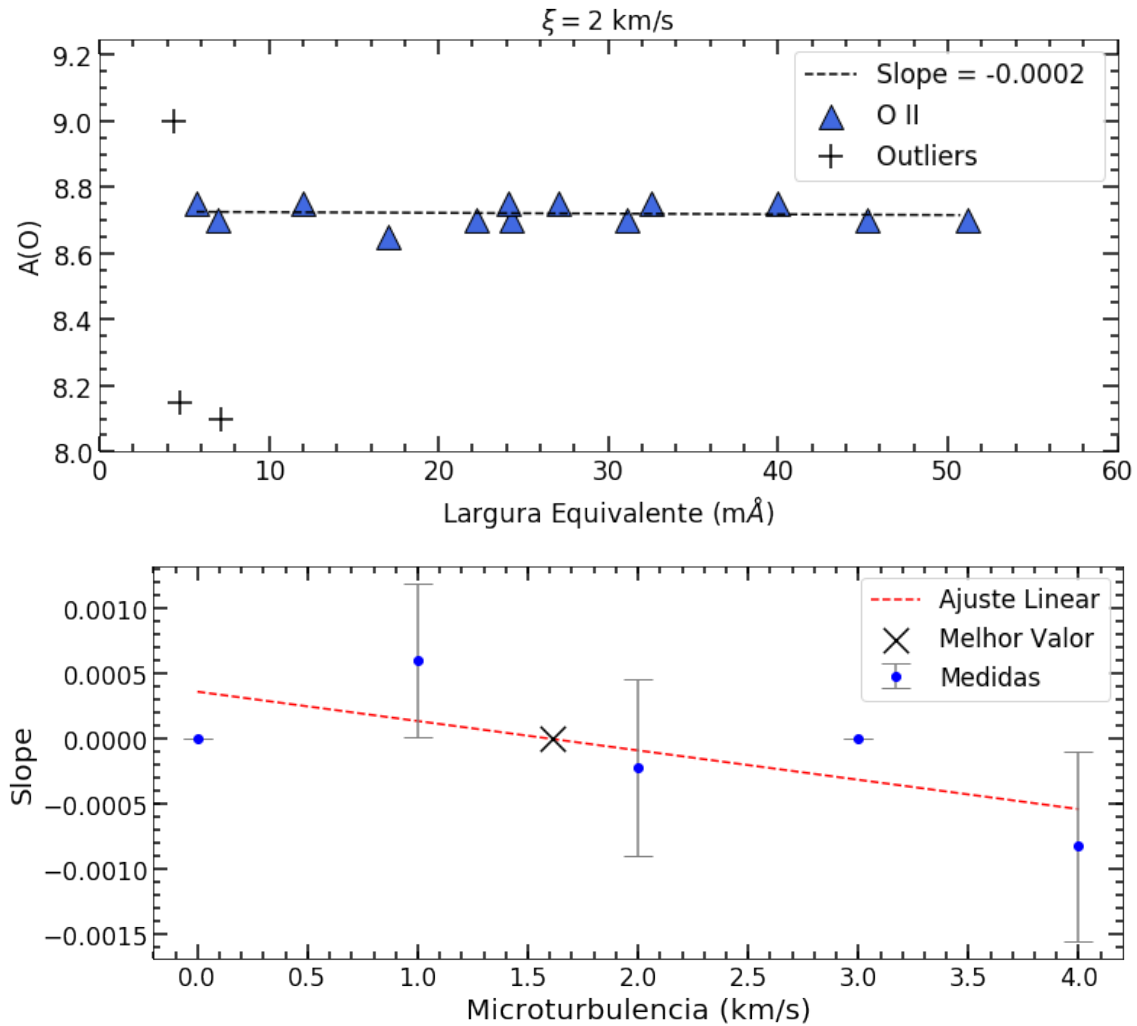


Figura 4.5: Análise da microturbulência. *Painel superior*: comparação da abundância de oxigênio em relação as larguras equivalentes com menor slope da estrela NGC 3766 21. *Painel inferior*: variação do respectivo slope.

5. Passando para outro ajuste, verifiquei o efeito da velocidade de microturbulência calculando perfis teóricos para três valores de velocidade de microturbulência. Isto para cada valor de T_{eff} (1000 K acima e abaixo da T_{eff} determinada na etapa anterior). Variei ξ entre $1 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, $3 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ e $5 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ na região de O II próxima a 4700 \AA e para região do CNO próxima a 4650 \AA . A figura 4.9 mostra um exemplo dessa variação e percebi que quanto maior a temperatura efetiva, mais intensas são as linhas analisadas e, portanto, maior é o efeito da microturbulência.
6. Finalmente, determinei a abundância para C, N, O e Si. Para a região dos elementos C, N e O, escolhi variar a abundância de C, N e O com passo de 0.2 dex em relação a abundância solar, o que gerou 27 combinações possíveis. Fiz a minimização da χ^2 analisando dois intervalos espectrais: para a região entre $4635\text{--}4647 \text{ \AA}$, usei modelos com a abundância de carbono solar fixa. Para a região entre $4634\text{--}4655$

Å, usei modelos com a abundância de nitrogênio solar fixa. A abundância de silício foi determinada para as linhas de Si II/III disponíveis nos espectros. Em todos os casos, o melhor ajuste foi definido através do menor valor de χ^2 . As figuras 4.10 e 4.11 mostram o melhor ajuste para a região dos elementos C, N e O e para o Si III, de onde defino as abundâncias.

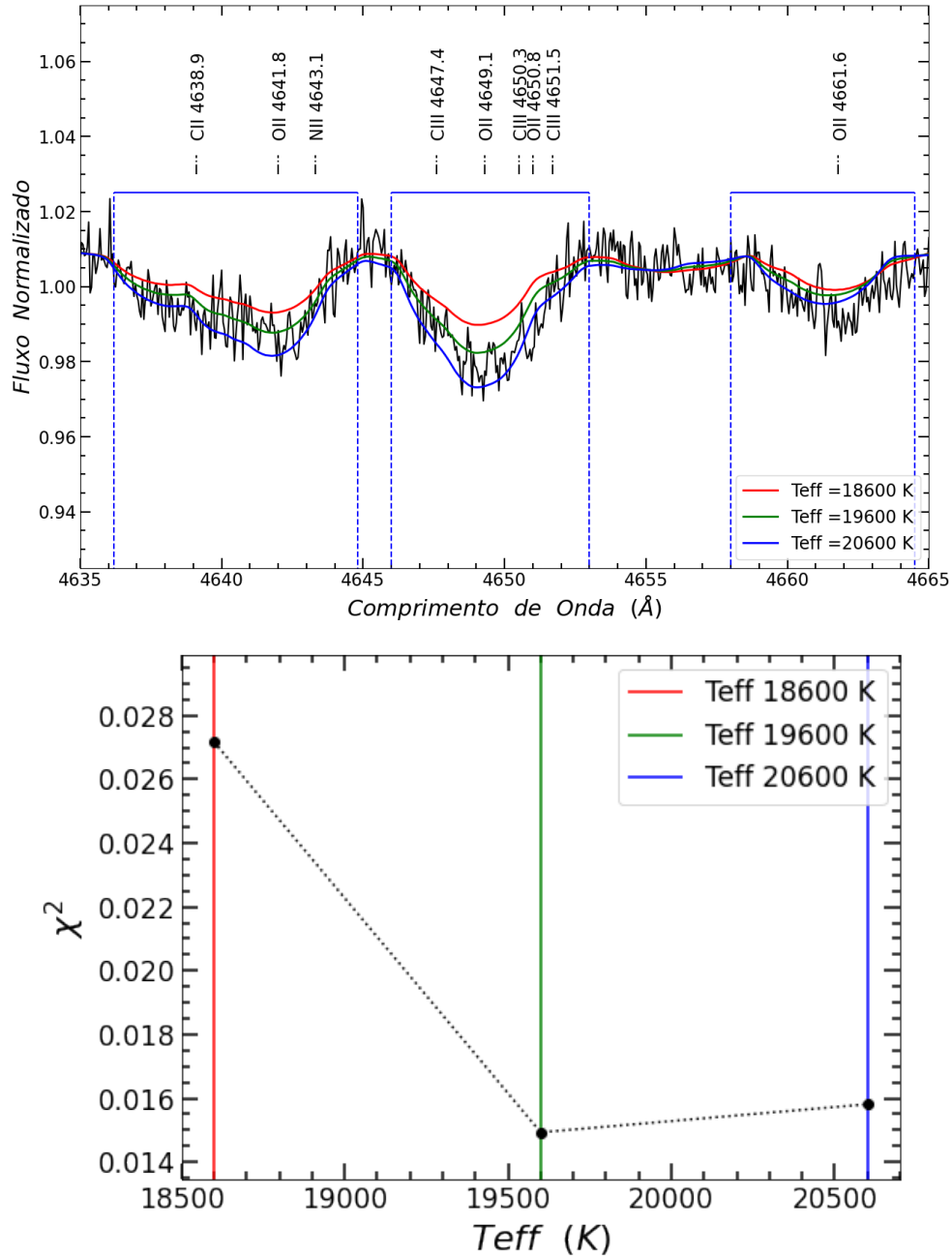


Figura 4.6: Exemplo de síntese variando a T_{eff} para estrela NGC 3766 239. *Painel superior*: neste exemplo assumo uma atmosfera com $T_{eff} = 18600$ K (vermelho), 19600 K (verde) e 20600 K (azul). Os demais parâmetros são fixos: $\log g = 3.55$, $v_{seni} = 150$ km/s, $\xi = 1$ km/s e $\zeta = 20$ km/s. O melhor ajuste foi obtido com o modelo de $T_{eff} = 19600$ K. *Painel inferior*: variação da χ^2 em relação a T_{eff} .

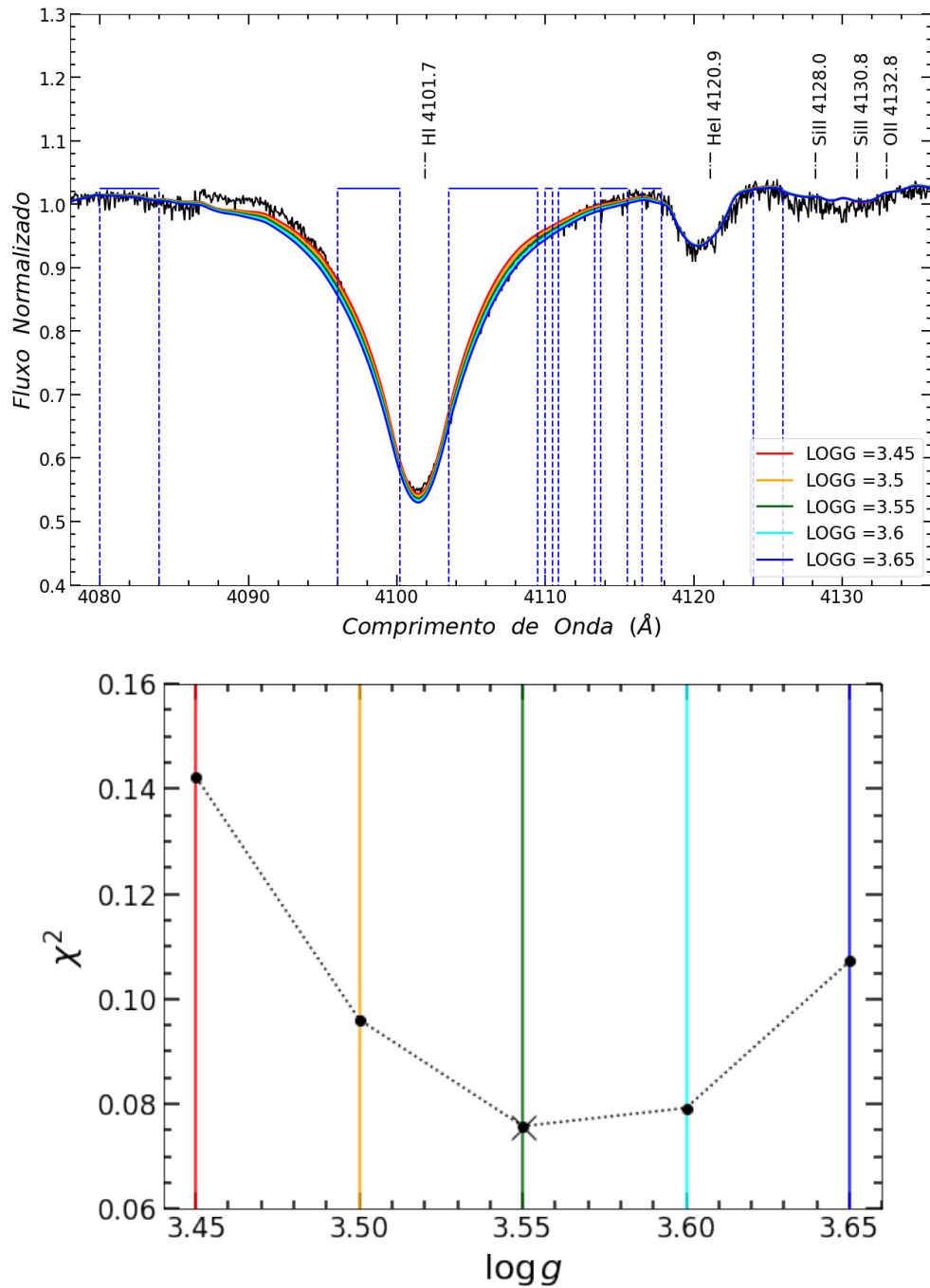


Figura 4.7: Síntese usando SYNPLLOT variando o $\log g$ para estrela NGC 3766 239 na região da linha de hidrogênio H_{δ} . *Painel superior*: neste exemplo assumi uma atmosfera com $\log g = 3.45$ (vermelho), 3.50 (laranja), 3.55 (verde), 3.60 (ciano) e 3.65 (azul). Os demais parâmetros fixos são $T_{eff} = 19600$ K, $v_{seni} = 152$ km/s, $\xi = 1$ km/s e $\zeta = 20$ km/s. Neste caso o melhor ajuste foi obtido para o modelo de $\log g = 3.55$. *Painel inferior*: variação da χ^2 em relação a $\log g$.

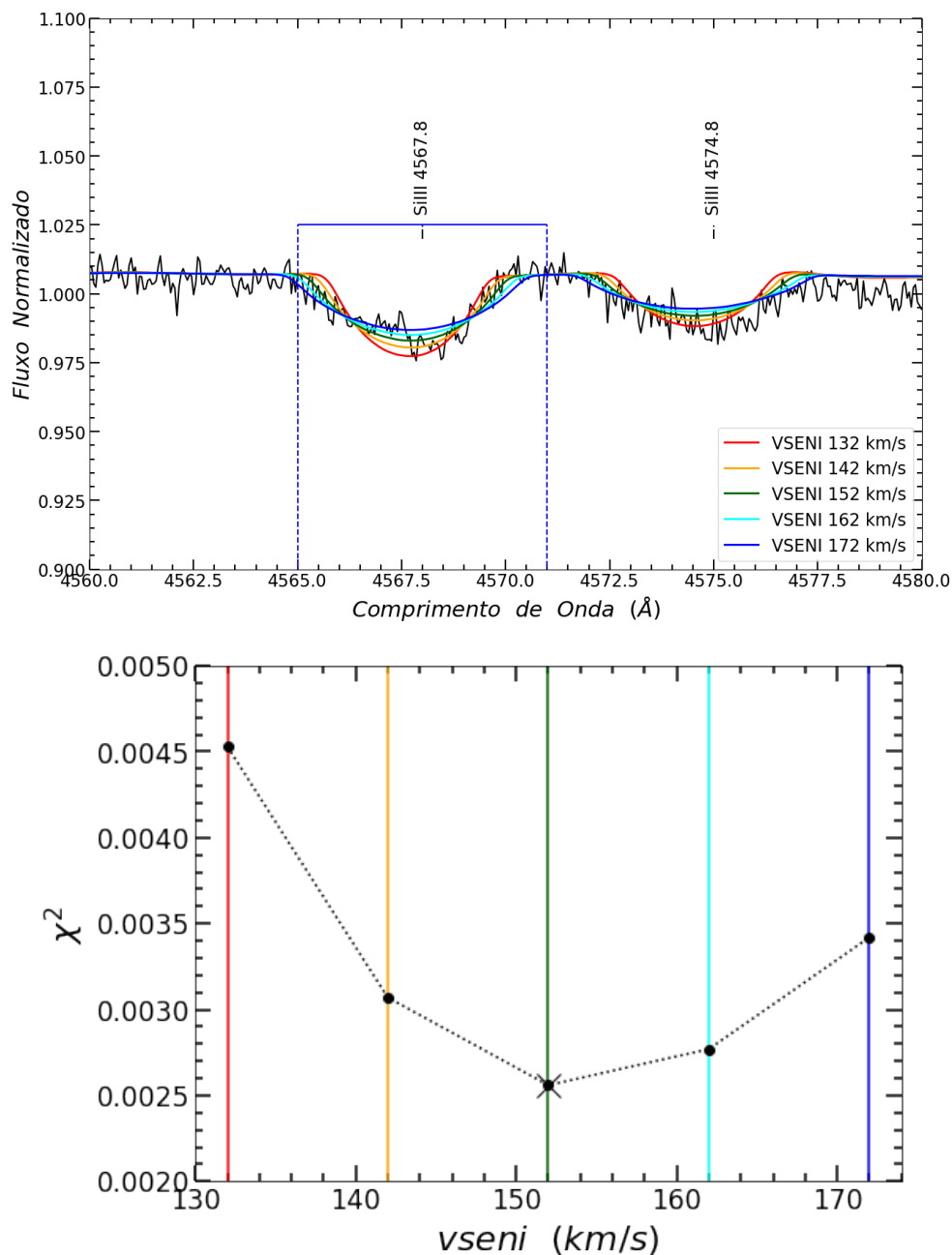


Figura 4.8: Síntese usando SYNPL0T variando o v_{seni} para estrela NGC 3766 239. *Painel superior*: neste exemplo assumi uma atmosfera com $v_{\text{seni}} = 132 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ (vermelho), $142 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ (laranja), $152 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ (verde), $162 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ (ciano) e $172 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ (azul). Os parâmetros fixos são $T_{\text{eff}} = 19600 \text{ K}$, $v_{\text{seni}} = 152 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, $\xi = 1 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ e $\zeta = 20 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. Neste caso, o melhor ajuste foi obtido para o modelo de $v_{\text{seni}} = 152 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. *Painel inferior*: Variação da χ^2 em relação a v_{seni}

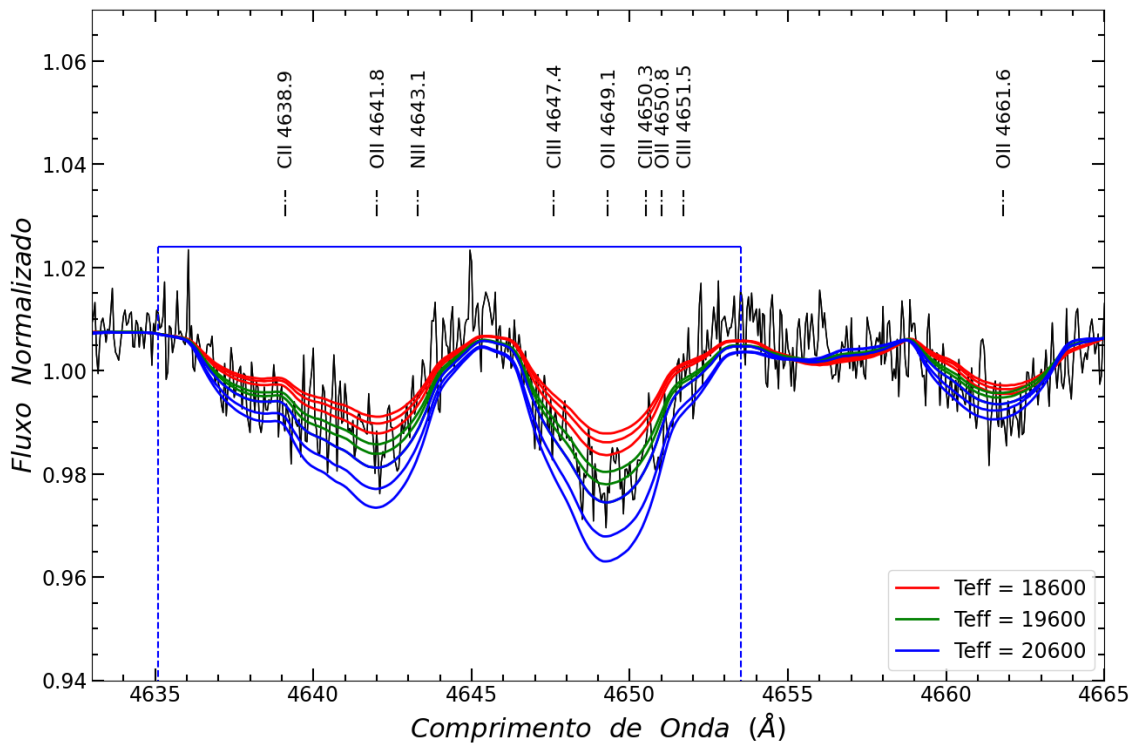


Figura 4.9: Velocidade de microturbulência e temperatura efetiva para estrela NGC 3766 239. Neste exemplo assumi uma atmosfera com parâmetros livres $T_{eff} = 18600$ K (vermelho), 19600 K (verde), 20600 K (azul). E também variando a velocidade de microturbulência $\xi = 1, 3$ e $5 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. Os outros parâmetros são fixados em $v \text{ seni} = 152 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ e $\zeta = 20 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ e com abundância Solar. Neste caso, o melhor ajuste foi obtido com o modelo de $\xi = 1 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ com $T_{eff} = 19600$ K.

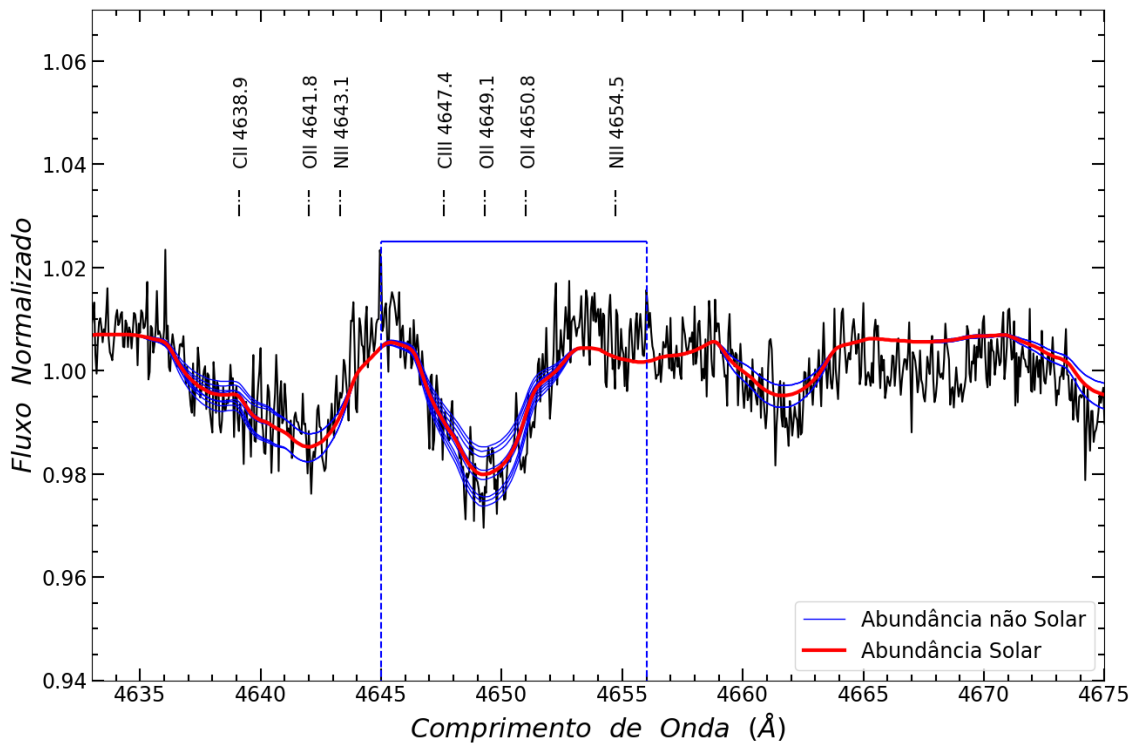


Figura 4.10: Comparação entre o espectro observacional e teórico usando o SYNPLLOT variando a abundância de CNO. Neste caso, o melhor ajuste foi $A(C) = 8.48$, $A(N) = 7.88$ e $A(O) = 8.74$.

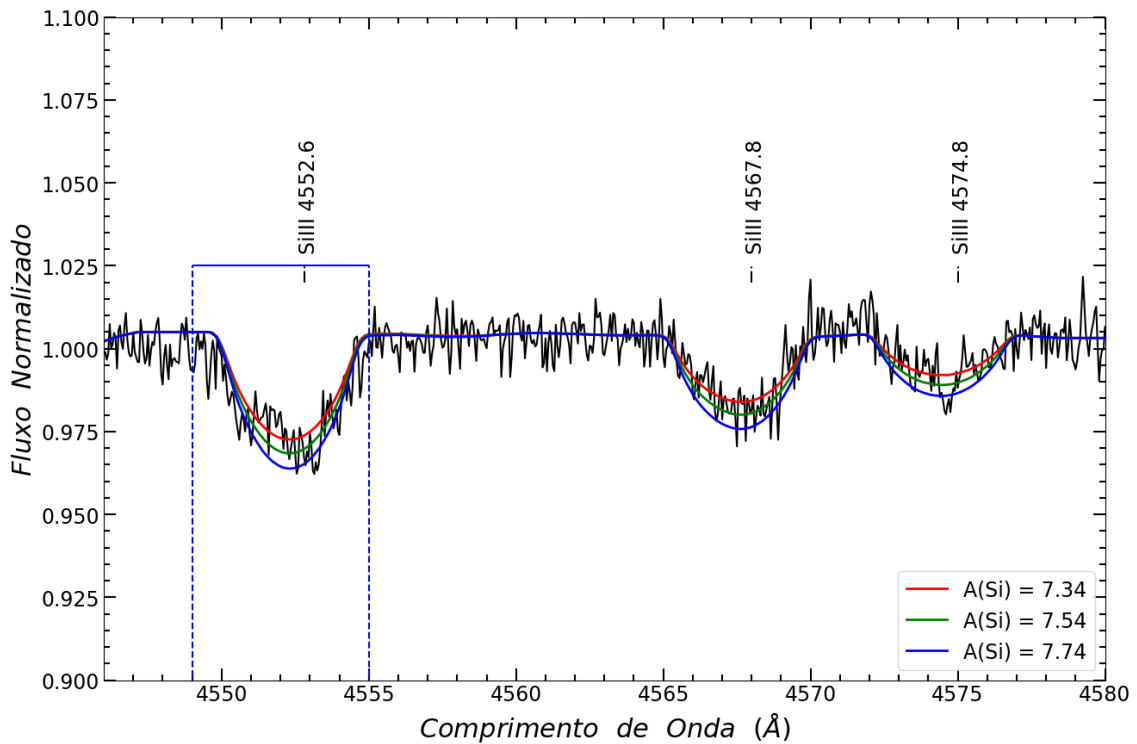


Figura 4.11: Síntese usando SYNPLLOT variando a abundância para a linha 4552 Å de Si III para estrela NGC 3766 239. Neste exemplo assumi uma atmosfera com abundância variando entre $A(\text{Si}) = 7.34$ (vermelho), 7.54 (verde), 7.74 (azul). Os outros parâmetros são fixados em $\xi = 1 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, $v \text{ seni} = 152 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, $\zeta = 20 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. Neste caso, o melhor ajuste foi obtido com o modelo de $A(\text{Si}) = 7.54$.

Capítulo 5

Discussão dos Resultados

Neste capítulo, irei apresentar os resultados da pesquisa na seção 5.1 e fazer a comparação com a literatura na seção 5.2. Na seção 5.3 vou fazer uma análise das abundâncias encontradas e discutir sobre as velocidades rotacionais de acordo com o CMD.

5.1 Resultados

Na tabela 5.1 apresentei os parâmetros determinados pela síntese espectral para 17 estrelas selecionadas da amostra: T_{eff} , $\log g$, $v \text{ seni}$, ξ , ζ e as abundâncias de silício, oxigênio, carbono e nitrogênio. Dividi as estrelas na tabela de acordo com o regime de rotação. As estrelas B da amostra de NGC 3766 apresentam temperatura efetiva entre 18000 K e 23400 K, $\log g$ entre 3.40 e 4.00 e $v \text{ seni}$ entre $5 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ e $217 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$.

O histograma da figura 5.1 mostra a distribuição de $v \text{ seni}$ obtido através da largura das linhas de He I para as 40 estrelas da amostra, onde se verifica picos em $15 \pm 15 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, $115 \pm 15 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ e $215 \pm 15 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. Os dados do histograma da figura 5.2 se referem às 17 estrelas com $v \text{ seni}$ determinado por síntese espectral e apresentam picos em $15 \pm 15 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, $65 \pm 15 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ e $165 \pm 15 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. Tipicamente, as distribuições de $v \text{ seni}$ de estrelas B apresentam picos em torno de 100 a $150 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. Portanto, os picos centrados em baixos valores de $v \text{ seni}$ para nossa amostra são explicados por um efeito de seleção da amostra.

A figura 5.3 mostra uma comparação entre as $v \text{ seni}$ obtidas por calibração das linhas He I e as $v \text{ seni}$ obtidas por síntese espectral. Verifiquei que os valores de $v \text{ seni}$ apresentam um pequeno desvio médio igual a -4, portanto, consistentes entre si.

A figura 5.4 faz a comparação entre a temperatura efetiva de calibração fotométrica (tabela 4.2) e a temperatura estimada por síntese espectral para 17 estrelas (tabela 5.1). O desvio médio para a T_{eff} foi de 250 K. A comparação destaca que as temperaturas efetivas da amostra estão concentradas entre 18000–21000K. Para a maioria das estrelas, vemos que as temperaturas efetivas são consistentes, de acordo com a incerteza no eixo de T_{eff} .

Tabela 5.1: Parâmetros estelares e abundâncias químicas das estrelas da amostra. As incertezas foram estimadas de acordo com BRAGANÇA *et al.* (2019).

NGC 3766	T_{eff} K	$\log g$	$v \text{ seni}$	ξ $km \cdot s^{-1}$	ζ	A(Si)	A(C)	A(N)	A(O)
5	23400	3.40	42	11	32	7.46 ± 0.02	8.80 ± 0.03	7.98 ± 0.09	8.75 ± 0.05
21	20100	4.00	5	2	2	7.40 ± 0.04	8.54 ± 0.09	7.86 ± 0.05	8.72 ± 0.03
52	19550	4.03	62	2	22	7.51 ± 0.08	8.43 ± 0.04	7.92 ± 0.03	8.78 ± 0.03
70	18900	3.40	38	2	39	7.57 ± 0.03	8.55 ± 0.00	7.88 ± 0.03	8.86 ± 0.08
97	19650	3.78	85	1	30	7.55 ± 0.02	8.53 ± 0.04	7.88 ± 0.11	8.84 ± 0.07
107	18900	3.95	27	2	20	7.52 ± 0.03	8.50 ± 0.00	7.85 ± 0.02	8.72 ± 0.07
130	18850	3.92	28	2	13	7.51 ± 0.02	8.50 ± 0.07	7.82 ± 0.03	8.73 ± 0.04
212	20050	3.95	8	0	2	7.45 ± 0.05	8.52 ± 0.06	7.82 ± 0.03	8.68 ± 0.03
277	19100	3.72	88	0	13	7.61 ± 0.02	8.45 ± 0.00	7.93 ± 0.12	8.80 ± 0.07
16	19000	3.72	98	1	20	7.59 ± 0.09	8.58 ± 0.10	7.78 ± 0.10	8.84 ± 0.10
23	19000	3.80	107	1	20	7.58 ± 0.08	8.48 ± 0.00	7.88 ± 0.00	8.74 ± 0.00
81	18042	3.55	217	3	20	7.49 ± 0.09	8.38 ± 0.10	7.88 ± 0.00	8.84 ± 0.10
169	20786	3.80	130	1	20	7.54 ± 0.13	8.38 ± 0.10	7.88 ± 0.10	8.84 ± 0.10
209	18000	3.68	157	3	20	7.58 ± 0.15	8.48 ± 0.00	7.88 ± 0.00	8.74 ± 0.00
234	18314	3.62	170	3	20	7.57 ± 0.07	8.48 ± 0.00	7.78 ± 0.10	8.84 ± 0.10
239	19600	3.55	152	1	20	7.61 ± 0.09	8.48 ± 0.10	7.78 ± 0.10	8.74 ± 0.00
326	21000	3.40	171	5	20	7.54 ± 0.00	8.48 ± 0.00	7.88 ± 0.00	8.74 ± 0.00

A figura 5.5 mostra as abundâncias de silício, carbono, nitrogênio e oxigênio. As abundâncias estão em função da temperatura, a fim de verificar se existem efeitos sistemáticos na nossa análise. As linhas pontilhadas representam as abundâncias solares de MAGG *et al.* (2022). As estrelas Be analisadas estão destacadas com um \times preto. As abundâncias obtidas não apresentam nenhuma tendência com a temperatura efetiva, o que sugere que não há efeitos sistemáticos na nossa análise que poderiam ser introduzidos por problemas atômicos. Percebi também que na maioria dos casos as abundâncias das estrelas analisadas estão de acordo com a abundância solar, o que é consistente com a localização de NGC 3766 próximo da vizinhança solar. As abundâncias médias de NGC 3766 foram calculadas a partir das abundâncias das estrelas individuais: $A(\text{Si}) = 7.53 \pm 0.06$, $A(\text{C}) = 8.50 \pm 0.04$, $A(\text{N}) = 7.86 \pm 0.06$ e $A(\text{O}) = 8.77 \pm 0.05$. Nota-se que as abundâncias de C e N da estrela NGC 3766 5 resultaram em uma diferença significativa em relação às demais estrelas do aglomerado e em relação ao Sol.

5.2 Comparações com a Literatura

A figura 5.6 tem dois painéis, o painel superior mostra a comparação entre o $v \text{ seni}$ da literatura com o $v \text{ seni}$ calculada pela medição de FWHM de He I e o painel inferior mostra a comparação entre a $v \text{ seni}$ da literatura com a $v \text{ seni}$ calculada por síntese espectral. Nos dois painéis, as estrelas marcadas com \times são as estrelas Be ou candidatas a Be. Perceba

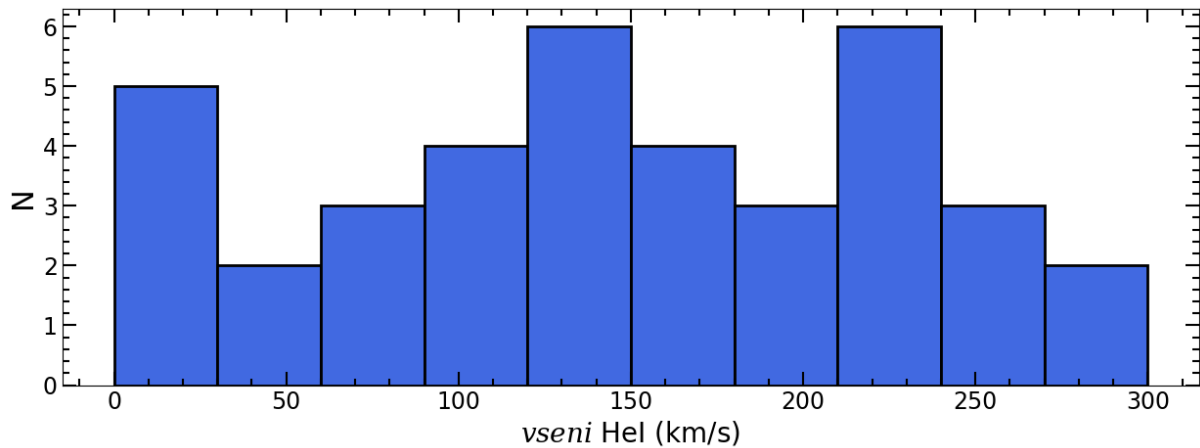


Figura 5.1: Histograma de 40 velocidades rotacionais projetadas calculadas por calibração das linhas de He I.

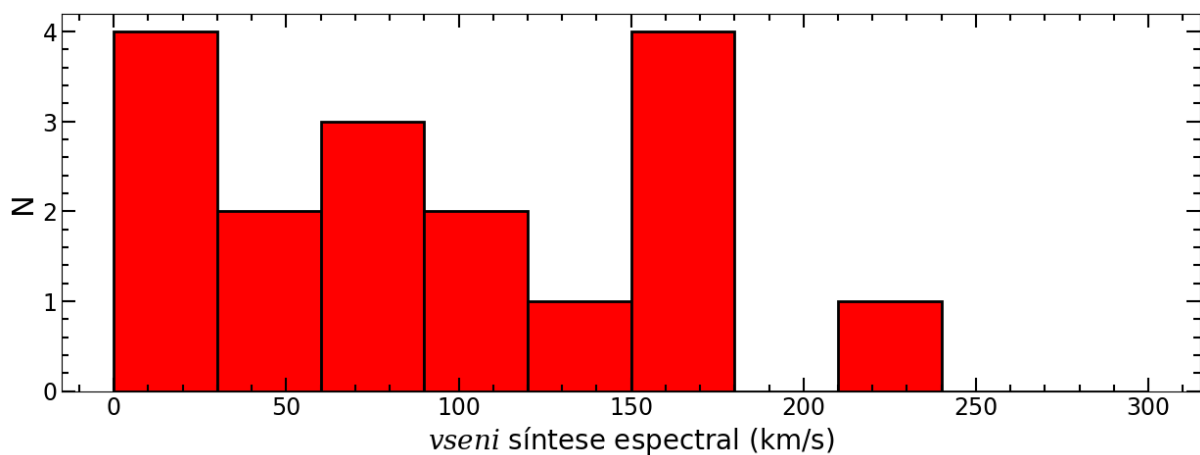


Figura 5.2: Distribuição de velocidades rotacionais calculadas por síntese espectral.

que a maioria delas está localizada na parte de mais alta velocidade, comportamento esperado para este tipo de estrela. O valor médio de v_{seni} para estrelas Be ou candidatas a Be (marcadas com \times) é de $231 \pm 54 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, enquanto que o v_{seni} médio das estrelas *não-Be* é de $119 \pm 74 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. No painel superior, os valores de v_{seni} de [MCSWAIN et al. \(2009\)](#) são geralmente mais altos que os valores de $v_{\text{seni}_{\text{He}}}$, com uma diferença sistemática média de $26 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ representada pela reta tracejada. No painel inferior, o comportamento observado se repete, mas percebi que a diferença entre as medidas diminuiu: o valor médio da diferença de velocidades rotacionais encontrado foi de $23 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$.

Os métodos usados por [MCSWAIN et al. \(2009\)](#) são ligeiramente diferentes dos métodos adotados neste trabalho basicamente em três pontos. Primeiro, os autores utilizam síntese espectral com o SYNSPEC baseada em modelos atmosféricos em LTE calculados com o ATLAS9 ([KURUCZ, 2017](#)); segundo, a microturbulência é fixa em $2 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$; e terceiro, o v_{seni} é calculado com base na calibração das linhas de He I 4388 \AA , 4471 \AA e de Mg II 4481 \AA . Esta diferença sistemática entre as velocidades rotacionais estimadas

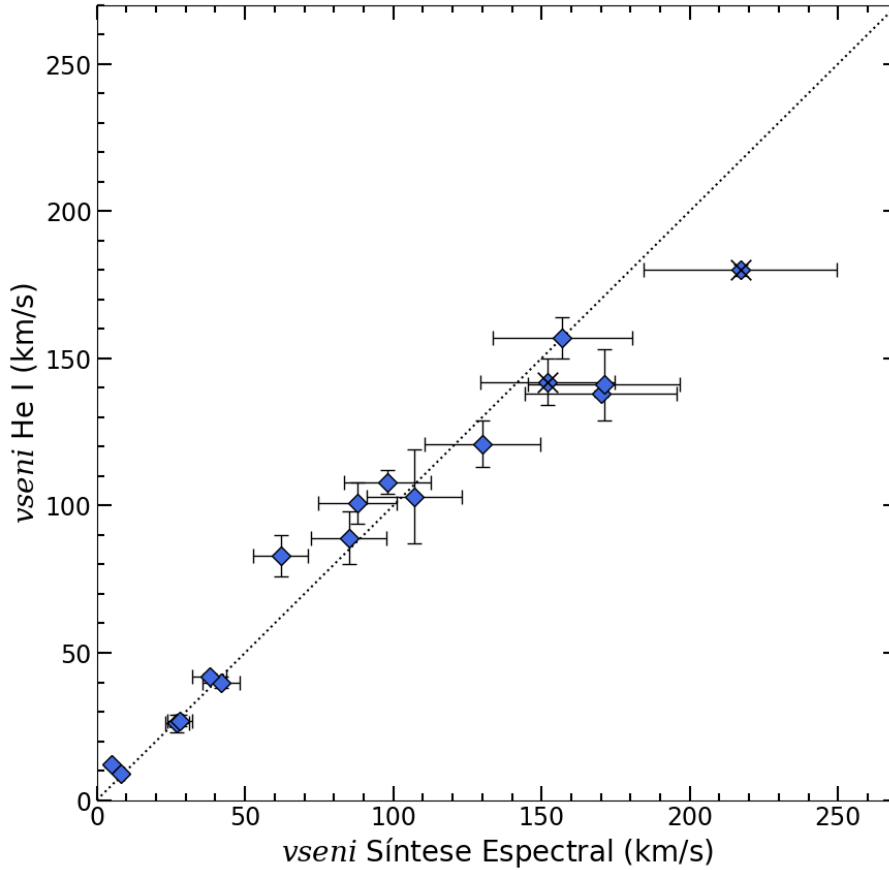


Figura 5.3: Comparação entre as velocidades rotacionais calculadas por calibração das linhas de He I e Síntese espectral.

provavelmente está relacionada com as metodologias adotadas nos dois trabalhos.

A figura 5.7 faz comparação entre a T_{eff} da tabela 5.1 com as temperaturas efetivas listadas na literatura. Os resultados de T_{eff} baseados em fotometria, tais como [WRIGHT *et al.* \(2003\)](#), [GAIA EDR3 \(2022\)](#) e [ANDERS *et al.* \(2022\)](#), apresentam diferenças significativas em relação aos nossos resultados, obtidos a partir de espectroscopia de alta resolução. Por outro lado, a maioria dos resultados de T_{eff} de [MCSWAIN *et al.* \(2009\)](#) é razoavelmente consistente com nossos valores, exceto por duas estrelas.

A figura 5.8 mostra o diagrama de Kiel para as estrelas analisadas. As linhas coloridas são trajetórias evolutivas de [EKSTRÖM *et al.* \(2012\)](#) sem rotação (linhas tracejadas) e com rotação $v/v_{crit}=0.4$ (linhas cheias). As massas das estrelas analisadas variam entre $7-12 M_{\odot}$, sendo que a maioria das estrelas está concentrada na região correspondente a $7-9 M_{\odot}$. A nossa amostra contém estrelas na sequência principal ou recém saídas da SP. Este resultado é consistente com o diagrama de Kiel extraído de [MCSWAIN *et al.* \(2009\)](#) (figura 5.9), que analisou uma amostra que inclui estrelas B de massas menores, com distribuição com massa entre $3-9 M_{\odot}$.

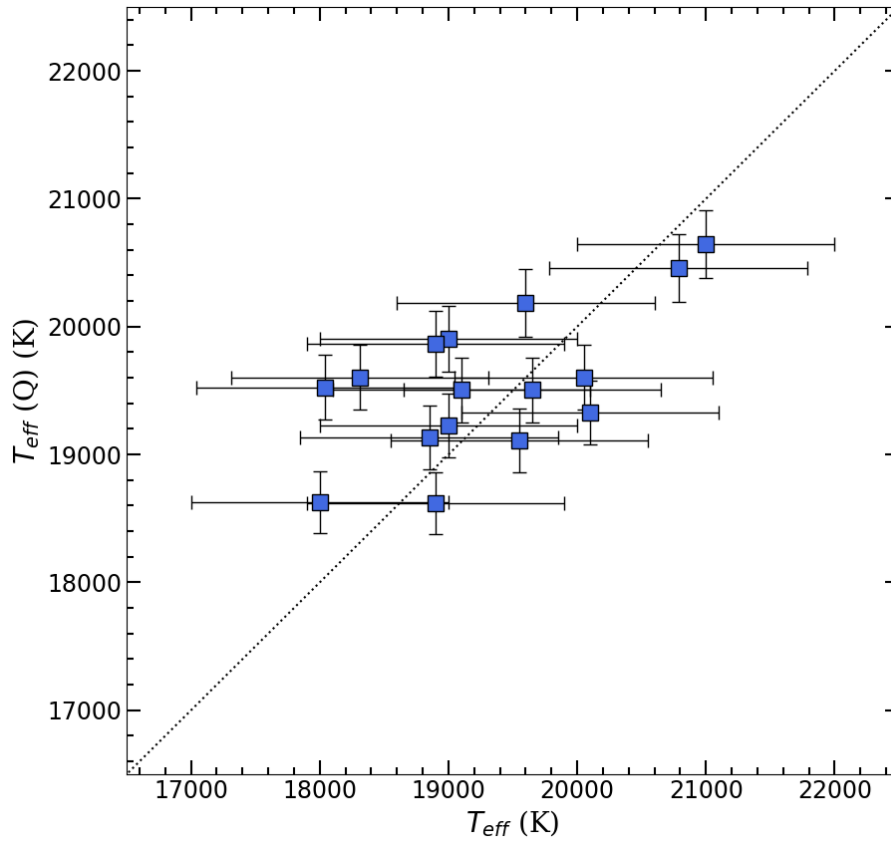


Figura 5.4: Comparação entre as temperaturas efetivas obtidas por calibração fotométrica (eixo das ordenadas, disponível na seção 4.1.1) e por síntese espectral (eixo das abscissas, disponível na tabela 5.1).

5.3 Abundâncias químicas

A abundância é um importante parâmetro que pode nos trazer informações sobre a evolução das estrelas que nos permite entender a história da nossa Galáxia. Por isso, iremos discutir nesta seção dois parâmetros que nos ajudam nesta tarefa: a razão de abundância $\log(N/O)$ e o gradiente radial de abundâncias.

5.3.1 Razão N/O

O comportamento da razão $\log(N/O)$ está demonstrado na figura 5.10. No painel superior, a relação entre a razão $\log(N/O)$ e a gravidade superficial pode ser usado como um indicador do estágio evolutivo das estrelas. A razão de abundâncias é menos sensível às incertezas dos parâmetros atmosféricos, por exemplo a temperatura efetiva, como mostra o painel do meio. No painel inferior, a velocidade rotacional pode ser usada para testar a hipótese de mistura induzida pela rotação, analisando o comportamento da razão $\log(N/O)$ em função da velocidade rotacional. O valor médio de $\log(N/O)$ é -0.91 ± 0.08 , sendo que a estrela NGC 3766 5, a mais quente e uma das mais evoluídas da amostra, apresenta $\log(N/O) = -0.77$. NGC 3766 5 é a estrela de mais alta massa da amostra, com

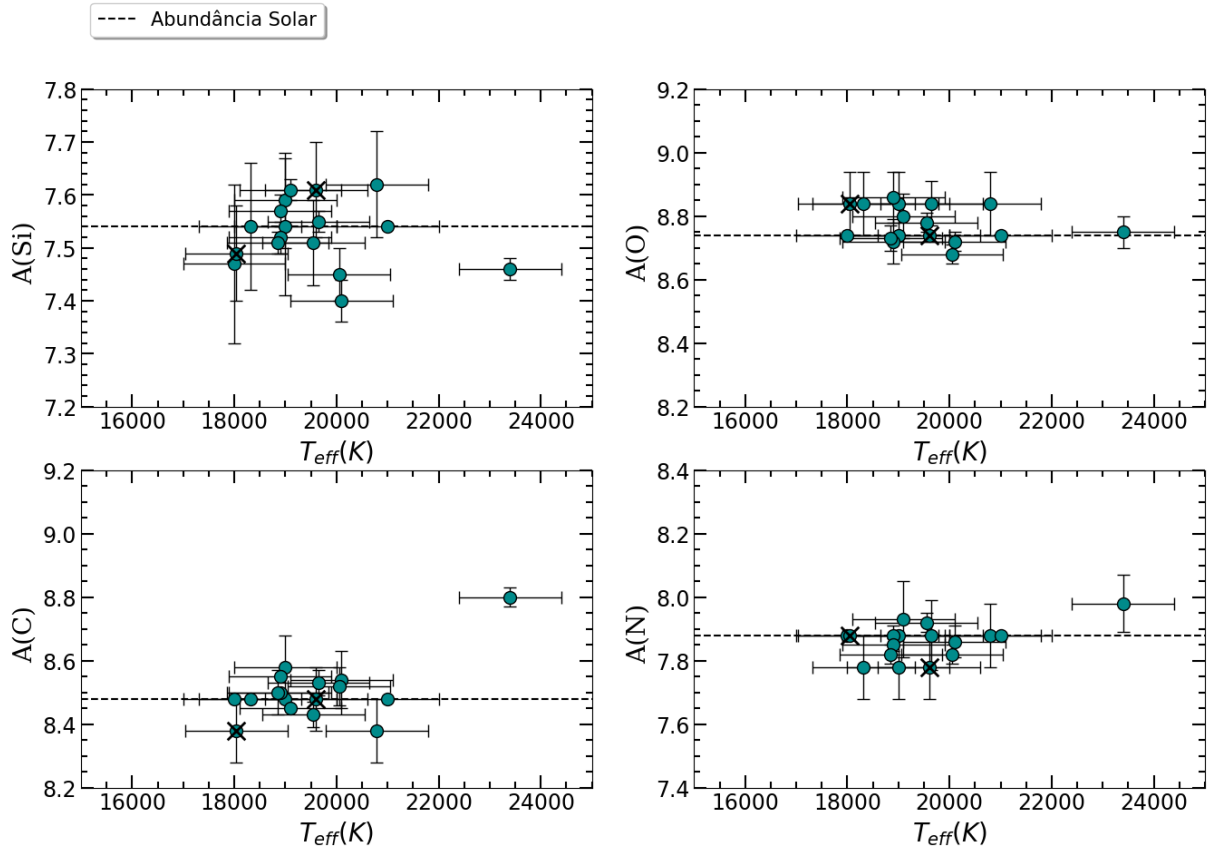


Figura 5.5: Abundâncias da tabela 5.1 em função da T_{eff} . As linhas tracejadas são as abundâncias solares de [MAGG *et al.* \(2022\)](#). Estrelas Be estão destacadas com \times pretos.

M entre 12 e 15 M_{\odot} e tem $v \text{sen } i$ igual a $42 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, como visto na tabela 5.1. Notamos, entretanto, que um baixo valor de $v \text{sen } i$ não significa que a estrela possui baixa rotação: o parâmetro que medimos pelo alargamento das linhas é a velocidade rotacional projetada na linha de visada, que faz um ângulo i com o eixo de rotação. Portanto, uma estrela com alta rotação que tenha o eixo de rotação fazendo um pequeno ângulo em relação à linha de visada, pode ter um pequeno valor de $v \text{sen } i$. Por outro lado, o parâmetro incluído nos modelos de evolução estelar com rotação é a velocidade rotacional equatorial, que só pode ser medida observacionalmente sob condições muito especiais, como por exemplo, no caso de sistemas binários eclipsantes, quando é possível determinar a inclinação do plano orbital do sistema e dali, a inclinação do eixo de rotação. Portanto, não podemos concluir com base nos nossos resultados se a abundância de N (mais alta) obtida para esta estrela é ou não resultado de mistura induzida pela rotação.

5.3.2 Gradientes radiais de Abundância

Outra importante discussão que podemos fazer é sobre a consistência dos nossos resultados com os gradientes radiais de abundâncias químicas na Galáxia. Os gradientes radiais de abundâncias são previstos por diferentes modelos de evolução química da Galáxia e, em

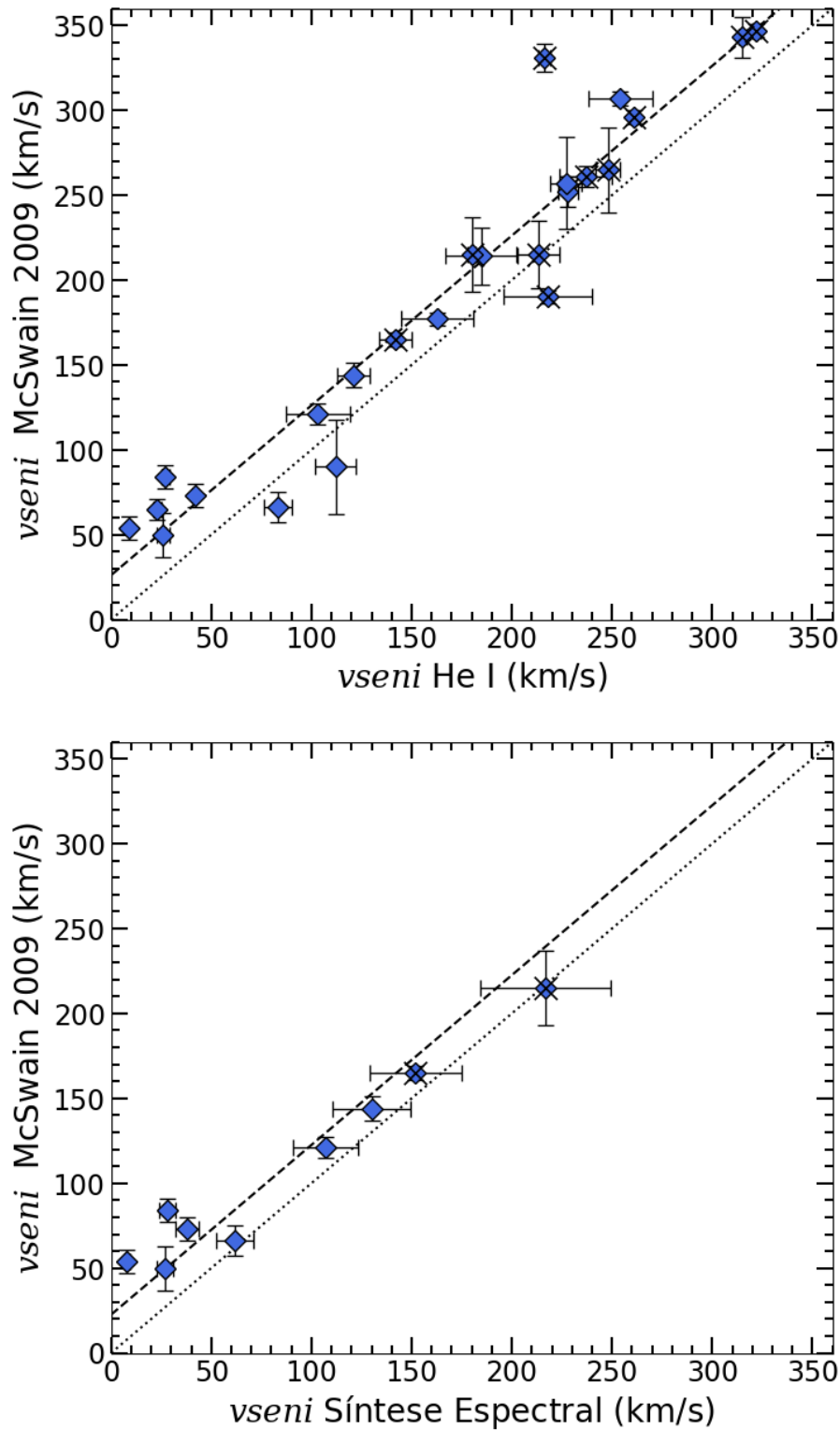


Figura 5.6: Comparação entre as velocidades rotacionais projetadas da literatura com as calculadas pela medição de FWHM das linhas de He I (painel superior) e com as velocidades calculadas pela síntese espectral (painel inferior). Linha tracejada indica a média da diferença entre as velocidades de [MCSWAIN *et al.* \(2009\)](#). Estrelas Be estão destacadas com \times em preto.

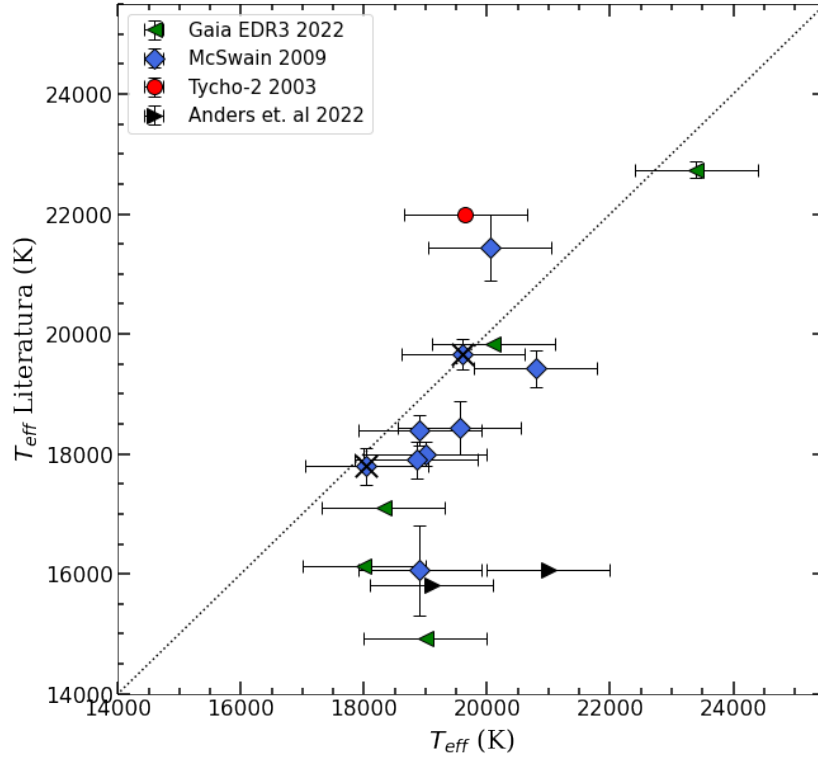


Figura 5.7: Comparação entre as temperaturas efetivas obtidas por síntese espectral e os valores da literatura. Estrelas Be estão destacadas com \times pretos.

geral, representam a diminuição das abundâncias ao longo do raio da Galáxia, na direção do bojo para fora do disco.

Como nossa amostra é pequena, não podemos fazer nossa própria análise de gradiente. Porém, podemos verificar se as abundâncias que obtivemos são consistentes com resultados da literatura. Para essa análise, calculamos a distância galactocêntrica do aglomerado NGC 3766, $R_G = 7.57 \pm 0.35$, com uso da equação 5.1, onde R_0 representa a distância do Sol $R_0 = 8.33 \pm 0.35$ kpc ao centro da Galáxia, de acordo com GILLESSEN *et al.* (2009), e a distância do aglomerado ao Sol é $d = 1.86 \pm 0.06$ kpc (DIAS *et al.*, 2021). A distância galactocêntrica representa a distância de um aglomerado até o centro da Galáxia, considerando sua distância ao Sol e suas coordenadas galácticas longitude l , que mede o desvio em relação à direção ao centro da Galáxia, definida como $b=0$, e a latitude b , que mede a altura em relação ao plano Galáctico.

$$R_G^2 = R_0^2 + (d \cos(b))^2 - 2R_0d \cos(l) \cos(b) \quad (5.1)$$

A figura 5.11 mostra a distribuição de abundâncias de silício (painel superior) e de oxigênio (painel inferior) em função da distância galactocêntrica projetada no plano galáctico. O círculo amarelo representa o Sol. Os círculos em ciano representam as abundâncias médias de silício e oxigênio para NGC 3766, calculadas a partir das abundâncias estelares obtidas por síntese espectral e disponíveis na tabela 5.1. Os demais pontos desta figura

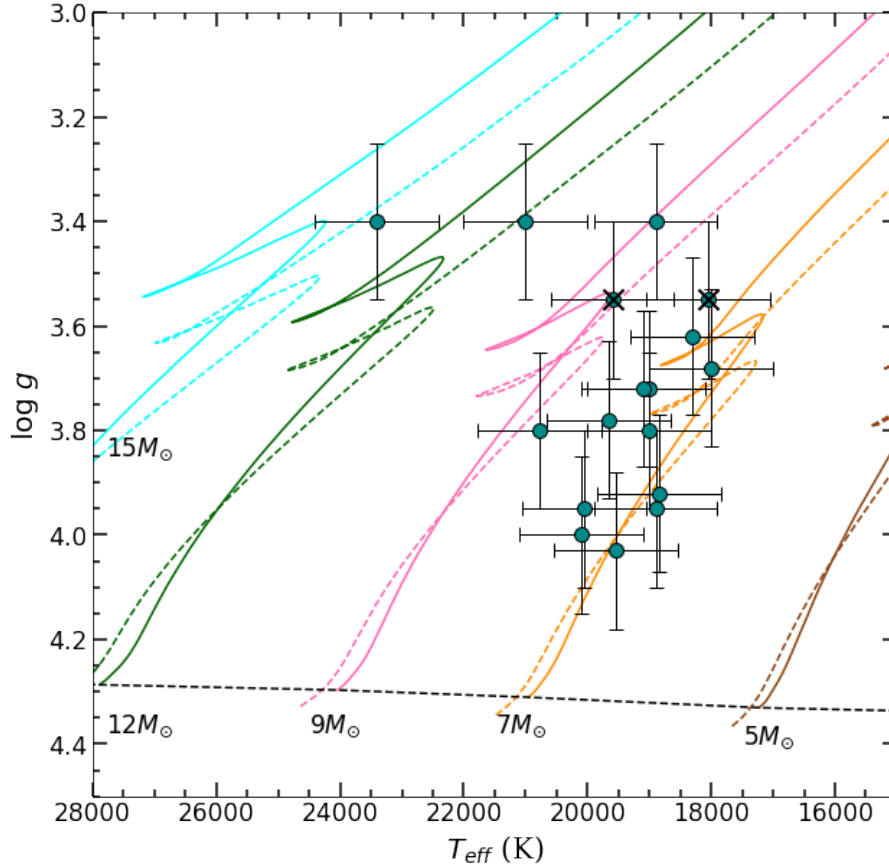


Figura 5.8: Diagrama de Kiel para as estrelas do aglomerado NGC 3766. As linhas coloridas representam trajetórias evolutivas de EKSTRÖM *et al.* (2012) para massas entre 5 e $12 M_{\odot}$, calculadas sem rotação (linhas tracejadas) e com rotação $v/v_{crit}=0.4$ (linhas cheias). Estrelas Be estão destacadas com \times pretos.

são resultados de trabalhos do nosso grupo, realizados com a mesma metodologia adotada neste trabalho: os círculos vermelhos são os resultados de BRAGANÇA *et al.* (2019) para uma amostra de estrelas B localizadas na parte externa do disco galáctico; os triângulos azuis representam 4 estrelas B do disco que foram analisadas por SILVA SOARES (2021); os losângos roxos são as abundâncias médias de estrelas B pertencentes a aglomerados abertos do complexo de Carina (SANTOS, 2023). As retas em preto representam os gradientes radiais de abundâncias obtidos por BRAGANÇA *et al.* (2019) para o disco externo da Galáxia. Apesar das 4 estrelas de SILVA SOARES (2021) apresentarem abundâncias totalmente consistentes com o gradientes radiais obtidos, as abundâncias dos aglomerados do complexo de Carina obtidas neste trabalho e por SANTOS (2023) são um pouco mais baixas do que o esperado por um prolongamento do gradiente radial feito por BRAGANÇA *et al.* (2019) para a região mais interna do disco. A situação muda quando os resultados do complexo de Carina e de 4 estrelas do disco são incluídos, de maneira que os gradientes radiais apresentam diferença de 0.02 para o silício e 0.01 para o oxigênio. Os novos gradientes radiais de abundância de silício e oxigênio são representados pelas equações (5.2 e 5.3), determinadas por regressão linear.

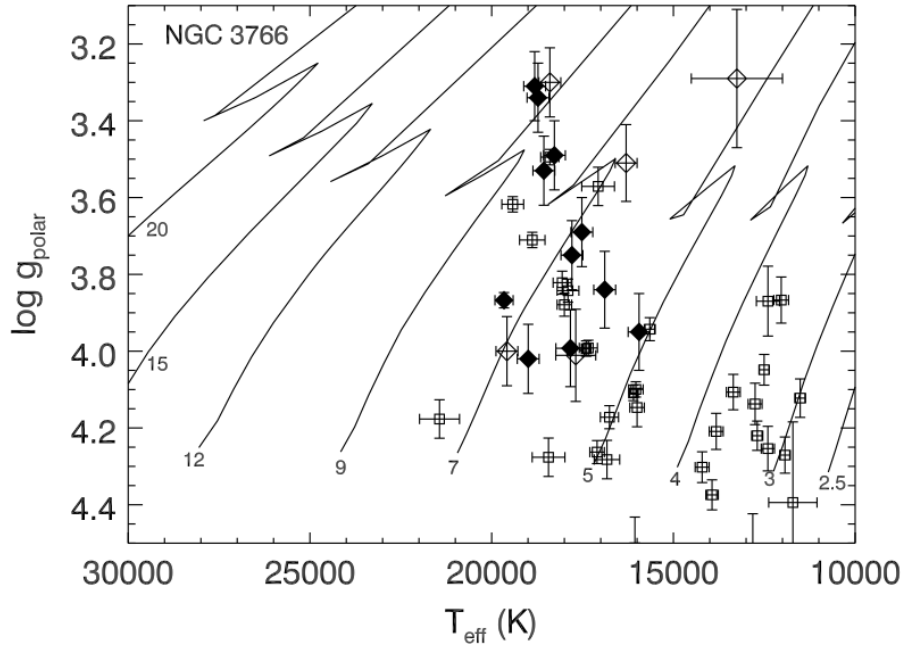


Figura 5.9: Diagrama de Kiel para a amostra de [MCSWAIN *et al.* \(2009\)](#). As trajetórias evolutivas de [SCHALLER *et al.* \(1992\)](#), sem rotação, estão identificadas para massas entre 2.5 e 20 massas solares. Estrelas de classe B normais são representadas pelos quadrados em branco, estrelas Be estáveis são os diamantes em branco, e estrelas Be transientes são os diamantes cheios em preto.

$$A(Si) = 8.10 \pm 0.08 - 0.07 \pm 0.01 \cdot R_G \quad (5.2)$$

$$A(O) = 9.21 \pm 0.08 - 0.06 \pm 0.01 \cdot R_G \quad (5.3)$$

5.4 Distribuição de velocidades rotacionais no CMD

Na figura 5.3 demonstramos que os valores de $v \text{ seni}$ obtidos pela largura das linhas de He I e por síntese espectral são consistentes entre si. Portanto, o uso das velocidades obtidas pelos dois métodos na análise de $v \text{ seni}$ no CMD de NGC 3766 é justificado. A figura 5.12 mostra o CMD para 40 estrelas de NGC 3766, incluindo as 17 estrelas com velocidades rotacionais determinadas pela síntese e as 23 estrelas com $v \text{ seni}$ obtidos a partir das linhas de He I. Os pontos no CMD estão codificados por cor: os pontos azuis representam estrelas com $v \text{ seni}$ abaixo do valor médio obtido para a amostra, que é $156 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$; os pontos vermelhos representam estrelas com $v \text{ seni}$ acima dessa média. Além disso a área do ponto é proporcional o $v \text{ seni}$. Nota-se que a sequência principal do aglomerado NGC 3766 é alargada e que a parte inferior da SP (mais azul) contém tanto pontos azuis quanto vermelhos, ou seja, contém estrelas de baixo e alto $v \text{ seni}$. Por outro lado, a parte superior da sequência principal (mais vermelha) contém apenas pontos vermelhos, sugerindo que

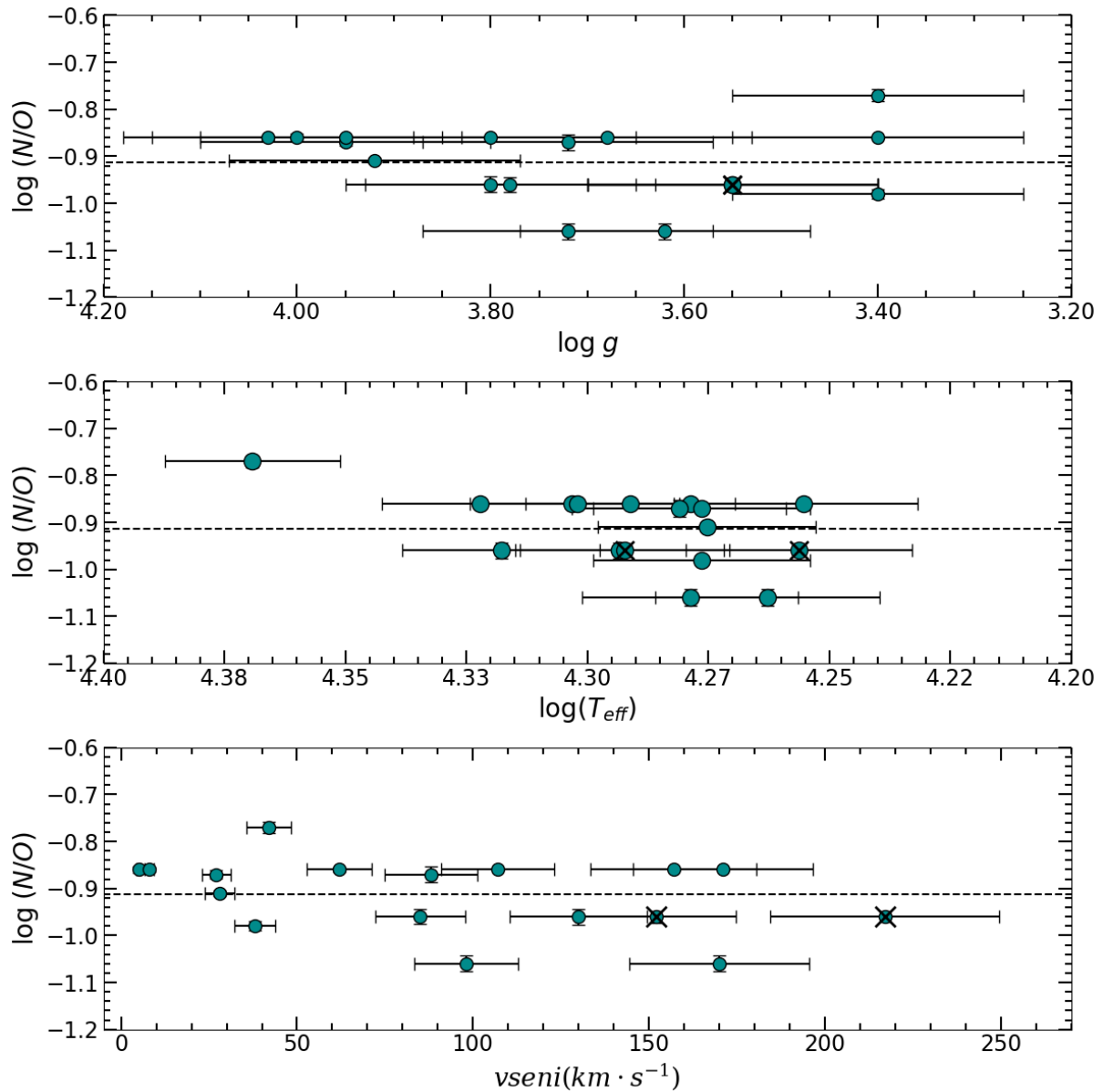


Figura 5.10: A razão $\log(N/O)$ em função dos parâmetros atmosféricos T_{eff} , $\log g$ e v_{seni} . A média de $\log(N/O)$ é a linha tracejada. Estrelas Be estão destacadas com marcadores × em preto.

pode existir uma bimodalidade na SP de NGC 3766 devido à rotação. Este resultado está alinhado com o resultado observacional obtido por [WANG et al. \(2022\)](#) para aglomerados abertos das Nuvens de Magalhães.

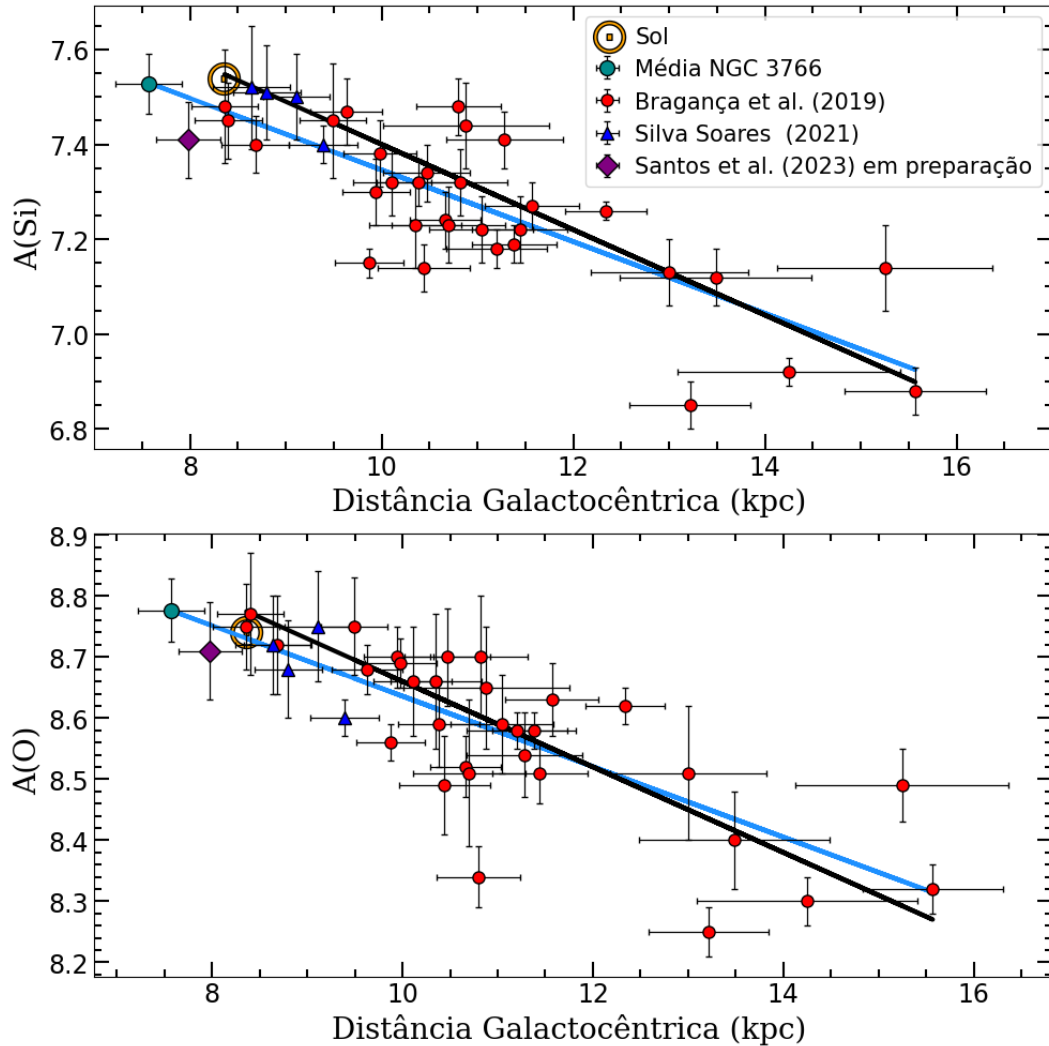


Figura 5.11: Gradientes radiais de abundâncias de Si e O. Os círculos amarelos representam as abundâncias solares $A(\text{Si})=7.54$ e $A(\text{O}) = 8.74$. Os círculos cheios em ciano representam as abundâncias médias de NGC 3766 estimadas nesta pesquisa. As retas em preto e os círculos em vermelho representam dados de [BRAGANÇA *et al.* \(2019\)](#). As retas em azul são regressões lineares incluindo os resultados obtidos neste trabalho, além de [SILVA SOARES \(2021\)](#) (triângulos azuis) e a média do complexo de Carina estimada por [SANTOS \(2023\)](#) (diamante roxo).

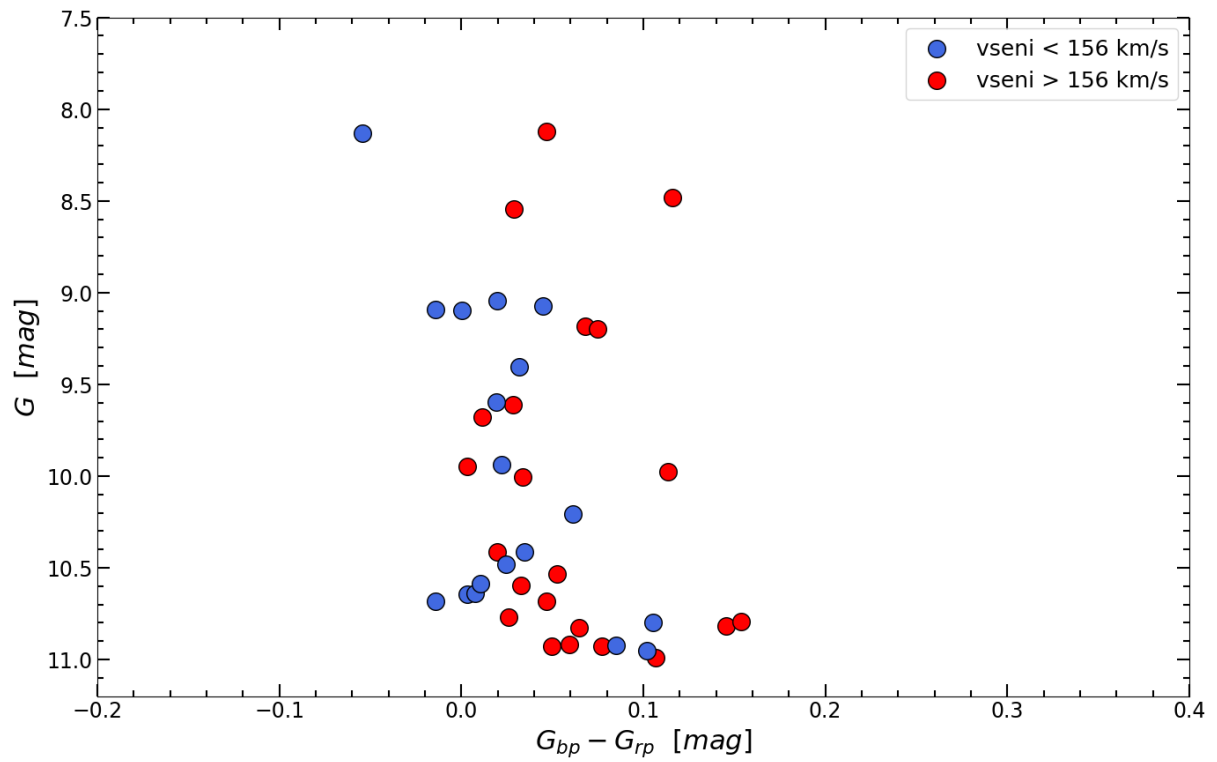


Figura 5.12: CMD para estrelas de NGC 3766 mais brilhantes que magnitude 11, com v_{seni} codificado por cor: azul para estrelas com $v_{\text{seni}} < 156 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ (valor médio para a amostra) e vermelho para $v_{\text{seni}} > 156 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$.

Capítulo 6

Conclusões

A proposta deste trabalho foi de analisar uma amostra de estrelas B do aglomerado aberto NGC 3766 a fim de determinar parâmetros atmosféricos e abundâncias.

- A análise foi baseada em espectros de alta resolução obtidos pelo levantamento espectroscópico público Gaia-ESO Survey (GES).
- Dentre a amostra analisada, identifiquei estrelas Be que apresentavam emissão nas linhas de hidrogênio.
- Determinei valores preliminares dos parâmetros temperatura efetiva e velocidade rotacional projetada na linha de visada para 40 estrelas da amostra usando, respectivamente, uma calibração fotométrica para o índice Q e uma calibração para as larguras das linhas de He I 4388 Å e 4371 Å.
- Para uma subamostra de 17 estrelas realizei síntese espectral em Não-ETL e obtive os parâmetros T_{eff} , $\log g$, $v \sin i$, as velocidades de microturbulência e macroturbulência, e as abundâncias de Si, C, N e O.
- As estrelas B da amostra de NGC 3766 apresentam temperatura efetiva entre 18000 K e 23400 K, $\log g$ entre 3.40 e 4.00, correspondendo a estrelas com massas entre 7 e 12 M_{\odot} .
- Os parâmetros preliminares T_{eff} e $v \sin i$ obtidos por calibrações são consistentes com os parâmetros obtidos pela síntese Não-ETL.
- As abundâncias médias obtidas para o aglomerado 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 $A(\text{O}) = 8.77 \pm 0.05$ e são consistentes com as abundâncias solares. As abundâncias obtidas, no entanto, são um pouco mais baixas do que o esperado por um prolongamento do gradiente radial de [BRAGANÇA et al. \(2019\)](#) para a região mais interna do disco. Por isso refiz o gradiente radial que teve uma variação na inclinação de 0.02 para o silício e 0.01 para o oxigênio.

- Testei a hipótese de enriquecimento de nitrogênio induzido pela rotação estelar: estrela NGC 3766 5 apresenta razão N/O discrepante da amostra mas tem baixo $v \text{ sen } i$, o que não permite concluir se a alta abundância de N obtida pode ter sido resultado de mistura induzida pela rotação.
- Os valores de $v \text{ sen } i$ variam entre $5 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ e $322 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, com valor médio igual a $231 \pm 54 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ para as estrelas Be ou candidatas a Be; e $119 \pm 74 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ para as estrelas B normais. A distribuição de $v \text{ sen } i$ no CMD de NGC 3766 sugere que pode existir uma bimodalidade na SP de NGC 3766 devido à rotação.

Referências Bibliográficas

- Agência Espacial Europeia. Disponível em: <<https://www.esa.int/>>.
- ABT, H. A., LEVATO, H., GROSSO, M., 2002, “Rotational Velocities of B Stars”, *The Astrophysical Journal*, v. 573, n. 1 (jul), pp. 359. doi: 10.1086/340590. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1086/340590>>.
- AIDELMAN, Y., CIDALE, L. S., ZOREC, J., et al., 2012, “Open clusters. I. Fundamental parameters of B stars in NGC 3766 and NGC 4755”, *Astron. Astrophys.*, 544:A64. doi: 10.1051/0004-6361/201219069.
- ANDERS, F., KHALATYAN, A., CHIAPPINI, C., et al., 2019, “Photo-astrometric distances, extinctions, and astrophysical parameters for Gaia DR2 stars brighter than $G = 18$ ”, *Astron. Astrophys.*, 628:A94. doi: 10.1051/0004-6361/20193576510.48550/arXiv.1904.11302.
- ANDERS, F., KHALATYAN, A., QUEIROZ, A. B. A., et al., 2022, “Photo-astrometric distances, extinctions, and astrophysical parameters for Gaia EDR3 stars brighter than $G = 18.5$ ”, *Astron. Astrophys.*, 658:A91. doi: 10.1051/0004-6361/202142369.
- BANERJEE, S., KROUPA, P., 2018, “The Birth of Star Clusters”. Cham, Springer International Publishing. Disponível em: <https://doi.org/10.1007/978-3-319-22801-3_6>.
- BRAGANÇA, G., DAFLON, S., LANZ, T., et al., 2019, “Radial abundance gradients in the outer Galactic disk as traced by main-sequence OB stars”, v. 625 (maio), pp. A120. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/201834554>>.
- BRAGANÇA, G. A., DAFLON, S., CUNHA, K., et al., 2012, “Projected Rotational Velocities and Stellar Characterization of 350 B Stars in the Nearby Galactic Disk”, *Astron. J.*, 144(5):130. doi: 10.1088/0004-6256/144/5/130.
- CANTAT-GAUDIN, T., JORDI, C., VALLENARI, A., et al., 2018, “A Gaia DR2 view of the open cluster population in the Milky Way”, *Astron. Astrophys.*, 618:A93. doi: 10.1051/0004-6361/201833476.

- CANTAT-GAUDIN, T., ANDERS, F., CASTRO-GINARD, A., et al., 2020, “Painting a portrait of the Galactic disc with its stellar clusters”, *Astron. Astrophys.*, 640: A1. doi: 10.1051/0004-6361/202038192.
- CARROLL, B., OSTLIE, D., 2017, *An Introduction to Modern Astrophysics*. 2 ed. Reino Unido, Cambridge University Press.
- CLARKE, C. J., MATHIEU, R. D., REID, I. N., 2015, *Dynamics of Young Star Clusters and Associations: Saas-Fee Advanced Course 42*. Swiss Society for Astrophysics and Astronomy. Heidelberg, Springer. Disponível em: <<https://doi.org/10.1007/978-3-662-47290-3>>.
- DAFLON, S., CUNHA, K., BECKER, S., 1999, “Chemical Abundances of OB Stars in the Cepheus OB2 Association”, *The Astrophysical Journal*, v. 522, n. 2 (sep), pp. 950–959.
- DAFLON, S., CUNHA, K., DE ARAÚJO, F. X., et al., 2007, “The Projected Rotational Velocity Distribution of a Sample of OB stars from a Calibration Based on Synthetic He I Lines”, *The Astrophysical Journal*, v. 134, n. 4 (out.), pp. 1570–1578.
- D’ANTONA, F., DI CRISCIENZO, M., DECRESSIN, T., et al., 2015, “The extended main-sequence turn-off cluster NGC 1856: rotational evolution in a coeval stellar ensemble”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 453, n. 3 (09), pp. 2637–2643. ISSN: 0035-8711. doi: 10.1093/mnras/stv1794. Disponível em: <<https://doi.org/10.1093/mnras/stv1794>>.
- DIAS, W. S., MONTEIRO, H., MOITINHO, A., et al., 2021, “Updated parameters of 1743 open clusters based on Gaia DR2”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 504, n. 1 (jun.), pp. 356–371. doi: 10.1093/mnras/stab770.
- DUFTON, P. L., LANGER, N., DUNSTALL, P. R., et al., 2013, “The VLT-FLAMES Tarantula Survey - X. Evidence for a bimodal distribution of rotational velocities for the single early B-type stars”, *A&A*, v. 550, pp. A109. doi: 10.1051/0004-6361/201220273. Disponível em: <<https://doi.org/10.1051/0004-6361/201220273>>.
- DUPREE, A. K., DOTTER, A., JOHNSON, C. I., et al., 2017, “NGC 1866: First Spectroscopic Detection of Fast-rotating Stars in a Young LMC Cluster”, *The Astrophysical Journal*, v. 846, n. 1 (aug), pp. L1. doi: 10.3847/2041-8213/aa85dd. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.3847/2041-8213/aa85dd>>.

- EKSTRÖM, S., GEORGY, C., EGGENBERGER, P., et al., 2012, “Grids of stellar models with rotation. I. Models from 0.8 to 120 M_{\odot} at solar metallicity ($Z = 0.014$)”, *Astron. Astrophys.*, 537:A146. doi: 10.1051/0004-6361/201117751.
- ENDAL, A. S., SOFIA, S., 1978, “The evolution of rotating stars. II. Calculations with time-dependent redistribution of angular momentum for 7 and 10 M sun stars.” *Astrophys. J.*, v. 220 (fev.), pp. 279–290. doi: 10.1086/155904.
- ESO, 2007. “Hertzsprung-Russell Diagram”. <https://www.eso.org/public/images/eso0728c/>. [Online; accessed 2021].
- ESO, 2012. “A hard day’s night ahead”. <https://www.eso.org/public/images/potw1239a/>. [Online; accessed 2023].
- ESO, 2009. “FLAMES at the VLT”. https://www.eso.org/public/images/flames_close/. [Online; accessed 2023].
- ESO, 2013. “UVES on UT2-KUEYEN”. https://www.eso.org/public/images/uves_startup_dec04/. [Online; accessed 2023].
- ESO, 2015. “Spectroscopy”. <https://www.eso.org/public/images/spectroscopy-oli-6/>. [Online; accessed 2023].
- GAIA EDR3, 2022, “Gaia Data Release 3: The Galaxy in your preferred colours. Synthetic photometry from Gaia low-resolution spectra”, *arXiv e-prints*, (jun.), pp. arXiv:2206.06215.
- GILLESSEN, S., EISENHAUER, F., TRIPPE, S., et al., 2009, “Monitoring Stellar Orbits Around The Massive Black Hole In The Galactic Center”, *The Astrophysical Journal*, v. 692, n. 2 (feb), pp. 1075–1109. Disponível em: <<https://doi.org/10.1088/0004-637x/692/2/1075>>.
- GRAY, D. F., 2005, *The observation and analysis of stellar photospheres*. 3 ed. Cambridge, Cambridge University press.
- HUANG, W., GIES, D. R., MCSWAIN, M. V., 2010, “A STELLAR ROTATION CENSUS OF B STARS: FROM ZAMS TO TAMS”, *The Astrophysical Journal*, v. 722, n. 1 (sep), pp. 605. doi: 10.1088/0004-637X/722/1/605. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/722/1/605>>.
- HUBENY, I., 1988, “A computer program for calculating non-LTE model stellar atmospheres”, *Computer Physics Communications*, v. 52, n. 1 (dez.), pp. 103–132. doi: 10.1016/0010-4655(88)90177-4.

- HUBENY, I., 1997, *Stellar atmospheres theory: An introduction*. Berlin, Heidelberg, Springer Berlin Heidelberg. ISBN: 978-3-540-69579-0.
- HUBENY, I., LANZ, T., 1995, “Non-LTE Line-blanketed Model Atmospheres of Hot Stars. I. Hybrid Complete Linearization/Accelerated Lambda Iteration Method”, *Astrophys. J.*, v. 439 (fev.), pp. 875. doi: 10.1086/175226.
- HUBENY, I., LANZ, T., 2017. “A brief introductory guide to TLUSTY and SYNSPEC”. Disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1706.01859>>.
- HUBENY, I., MIHALAS, D., 2014, *Theory of stellar atmospheres: An introduction to astrophysical non-equilibrium quantitative spectroscopic analysis*, v. 26. New Jersey, Princeton University Press.
- JASCHEK, C., JASCHEK, M., 1987, *The Classification of Stars*. Cambridge, Cambridge University Press. ISBN: 0521267730.
- JOHNSON, H. L., 1958, “The intrinsic colors of early-type stars”, *Lowell Observatory Bulletin*, v. 4, n. 90 (jan.), pp. 37–46.
- KURUCZ, R. L., 2017. “ATLAS9: Model atmosphere program with opacity distribution functions”. Astrophysics Source Code Library, record ascl:1710.017, out.
- LADA, C. J., LADA, E. A., 2003, “Embedded Clusters in Molecular Clouds”, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 41, n. 1, pp. 57–115. doi: 10.1146/annurev.astro.41.011802.094844. Disponível em: <<https://doi.org/10.1146/annurev.astro.41.011802.094844>>.
- LI, C., SUN, W., DE GRIJS, R., et al., 2019, “Extended Main-sequence Turnoffs in the Double Cluster h and χ Persei: The Complex Role of Stellar Rotation”, *Astrophys. J.*, 876(1):65.
- LLOYD EVANS, T., 1980, “Be stars in two open clusters.” *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 192 (jul.), pp. 47–51. doi: 10.1093/mnras/192.1.47.
- MACIEL, W., 2002, *Astrofísica do Meio Interestelar*. 1 ed. São Paulo, EDUSP.
- MAEDER, A., 2009, *Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars*. Astronomy and Astrophysics Library. Heidelberg, Springer. Disponível em: <<https://doi.org/10.1007/978-3-540-76949-1>>.
- MAEDER, A., MEYNET, G., 2000, “The Evolution of Rotating Stars”, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 38, n. 1, pp. 143–190. doi: 10.1146/annurev.astro.38.1.143. Disponível em: <<https://doi.org/10.1146/annurev.astro.38.1.143>>.

- MAGG, E., BERGEMANN, M., SERENELLI, A., et al., 2022, “Observational constraints on the origin of the elements. IV. Standard composition of the Sun”, *Astron. Astrophys.*, v. 661 (maio), pp. A140. doi: 10.1051/0004-6361/202142971.
- MCSWAIN, M. V., GIES, D. R., 2005, “The Evolutionary Status of Be Stars: Results from a Photometric Study of Southern Open Clusters”, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 161, n. 1 (nov), pp. 118. doi: 10.1086/432757. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1086/432757>>.
- MCSWAIN, M. V., HUANG, W., GIES, D. R., et al., 2008, “The B and Be Star Population of NGC 3766”, *The Astrophysical Journal*, v. 672, n. 1 (jan), pp. 590. doi: 10.1086/523934. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1086/523934>>.
- MCSWAIN, M. V., HUANG, W., GIES, D. R., 2009, “VARIABILITY OF Be STARS IN SOUTHERN OPEN CLUSTERS”, *Astrophys. J.*, v. 700, n. 2 (jul), pp. 1216–1232.
- MELNIK, A. M., DAMBIS, A. K., 2020, “Internal motions in OB associations with Gaia DR2”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 493, n. 2 (abr.), pp. 2339–2351. doi: 10.1093/mnras/staa454.
- MILONE, A. P., MARINO, A. F., DI CRISCIENZO, M., et al., 2018, “Multiple stellar populations in Magellanic Cloud clusters - VI. A survey of multiple sequences and Be stars in young clusters”, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, v. 477, n. 2 (jun.), pp. 2640–2663.
- MOITINHO, A., ALFARO, E. J., YUN, J. L., et al., 1997, “CCD UBV Photometry of the Young Open Cluster NGC 3766”, *Astron. J.*, v. 113 (abr.), pp. 1359–1370. doi: 10.1086/118349.
- MONTEGRIFFO, P., BELLAZZINI, M., AND, F. D. A., 2022, “Gaia Data Release 3. The Galaxy in your preferred colours. Synthetic photometry from Gaia low-resolution spectra”, *Astronomy & Astrophysics*, (jun). doi: 10.1051/0004-6361/202243709. Disponível em: <<https://doi.org/10.1051/0004-6361/202243709>>.
- NESTEROV, V. V., KUZMIN, A. V., ASHIMBAEVA, N. T., et al., 1995, “The Henry Draper Extension Charts: A catalogue of accurate positions, proper motions, magnitudes and spectral types of 86933 stars”, *Astron. Astrophys. Suppl.*, v. 110 (abr.), pp. 367.
- OLIVEIRA FILHO, K. S., SARAIVA, M. F. O., 2014, *Astronomia e astrofísica*. 3 ed. São Paulo, Livraria da Física.

- PASQUINI, L., AVILA, G., BLECHA, A., et al., 2002, “Installation and commissioning of FLAMES, the VLT Multifibre Facility”, *The Messenger*, v. 110 (dez.), pp. 1–9.
- PLANCK, M., 1901, “Ueber das Gesetz der Energieverteilung im Normalspectrum”, *Annalen der Physik*, v. 309, n. 3, pp. 553–563. doi: <https://doi.org/10.1002/andp.19013090310>. Disponível em: <<https://onlinelibrary.wiley.com/doi/abs/10.1002/andp.19013090310>>.
- POGGIO, E., DRIMMEL, R., CANTAT-GAUDIN, T., et al., 2021, “Galactic spiral structure revealed by Gaia EDR3”, *Astron. Astrophys.*, 651:A104. doi: 10.1051/0004-6361/202140687.
- RANDICH, S., GILMORE, G., MAGRINI, L., et al., 2022, “The Gaia-ESO Public Spectroscopic Survey: Implementation, data products, open cluster survey, science, and legacy”, *Astron. Astrophys.*, 666:A121. doi: 10.1051/0004-6361/202243141.
- SANTOS, 2023. Tese de doutorado, Observatório Nacional, Rio de Janeiro.
- SCHALLER, G., SCHAERER, D., MEYNET, G., et al., 1992, “New Grids of Stellar Models from 0.8-SOLAR-MASS to 120-SOLAR-MASSSES at $Z=0.020$ and $Z=0.001$ ”, *Astron. Astrophys. Suppl.*, v. 96 (dez.), pp. 269.
- SCHATZMAN, E., 1962, “A theory of the role of magnetic activity during star formation”, *Annales d’Astrophysique*, v. 25 (fev.), pp. 18.
- SCHILD, R. E., 1970, “Red Supergiants in Open Clusters”, *Astrophys. J.*, v. 161 (set.), pp. 855. doi: 10.1086/150589.
- SILVA SOARES, M. F., 2021, *Análise de estrelas B no disco Galático local*. Trabalho de conclusão de curso, Universidade do Estado do Rio de Janeiro (UERJ), Rio de Janeiro.
- STASSUN, K. G., OELKERS, R. J., PAEGERT, M., et al., 2019, “The Revised TESS Input Catalog and Candidate Target List”, *Astron. J.*, 158(4):138. doi: 10.3847/1538-3881/ab3467.
- STAUFFER, J. B., HARTMANN, L. W., 1986, “The rotational velocities of low-mass stars.” *Publ. Astron. Soc. Pacific*, v. 98 (dez.), pp. 1233–1251. doi: 10.1086/131926.
- TADROSS, A., 2001, “Morphological analysis of open clusters’ properties: I. Properties’ estimations”, *New Astronomy*, v. 6, n. 5, pp. 293–306. ISSN: 1384-1076. doi: [https://doi.org/10.1016/S1384-1076\(01\)00061-6](https://doi.org/10.1016/S1384-1076(01)00061-6). Disponível em: <<https://www.sciencedirect.com/science/article/pii/S1384107601000616>>.

- TASSOUL, J.-L., 2000, *Stellar Rotation*. Cambridge.
- VASILIEV, E., BAUMGARDT, H., 2021, “Gaia EDR3 view on galactic globular clusters”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 505, n. 4 (ago.), pp. 5978–6002. doi: 10.1093/mnras/stab1475.
- VON ZEIPEL, H., 1924, “The radiative equilibrium of a rotating system of gaseous masses”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 84 (jun.), pp. 665–683. doi: 10.1093/mnras/84.9.665.
- WANG, C., LANGER, N., SCHOOTEMEIJER, A., et al., 2022, “Stellar mergers as the origin of the blue main-sequence band in young star clusters”, *Nature Astronomy*, v. 6, n. 4 (feb), pp. 480–487. doi: 10.1038/s41550-021-01597-5. Disponível em: <<https://doi.org/10.1038/s41550-021-01597-5>>.
- WANG, CHEN, HASTINGS, BEN, SCHOOTEMEIJER, ABEL, et al., 2023, “The initial spin distribution of B-type stars revealed by the split main sequences of young star clusters”, *A&A*, v. 670, pp. A43. doi: 10.1051/0004-6361/202245413. Disponível em: <<https://doi.org/10.1051/0004-6361/202245413>>.
- WOLFF, S. C., STROM, S. E., DROR, D., et al., 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”, *The Astronomical Journal*, v. 133, n. 3 (feb), pp. 1092. doi: 10.1086/511002. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1086/511002>>.
- WOLLASTON, W. H., 1802, “XII. A method of examining refractive and dispersive powers, by prismatic reflection”, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London*, v. 92 (jan), pp. 365–380. doi: 10.1098/rstl.1802.0014. Disponível em: <<https://royalsocietypublishing.org/doi/abs/10.1098/rstl.1802.0014>>.
- WRIGHT, C. O., EGAN, M. P., KRAEMER, K. E., et al., 2003, “The Tycho-2 Spectral Type Catalog”, *The Astronomical Journal*, v. 125, n. 1 (jan), pp. 359. doi: 10.1086/345511. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1086/345511>>.
- XU, Y., HOU, L. G., BIAN, S. B., et al., 2021, “Local spiral structure based on the Gaia EDR3 parallaxes”, *Astron. Astrophys.*, 645:L8. doi: 10.1051/0004-6361/202040103.
- YADAV, R. K. S., SARIYA, D. P., SAGAR, R., 2013, “Proper motions and membership probabilities of stars in the region of open cluster NGC 3766”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 430, n. 4 (feb), pp. 3350–3358. doi: 10.1093/mnras/stt136. Disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1302.2558>>.

Apêndice

Informações Astrométricas

Tabela 1: Tabela com informações do GAIA DR3 e comparação com probabilidade astrométrica P de [CANTAT-GAUDIN et al. \(2020\)](#).

ID	α ($^{\circ}$)	δ ($^{\circ}$)	μ_{α} ($mas \cdot yr^{-1}$)	μ_{δ} ($mas \cdot yr^{-1}$)	π (mas)	G (mag)	G_{BP} (mag)	G_{RP} (mag)	P
NGC 3766 1	173.98	-61.60	-6.70	0.98	0.50	8.55	8.54	8.51	0.80
NGC 3766 5	174.02	-61.59	-6.71	1.07	0.50	8.13	8.09	8.14	1.00
NGC 3766 8	174.03	-61.57	-6.59	1.06	0.46	10.64	10.63	10.63	0.30
NGC 376615	174.13	-61.57	-6.57	0.85	0.48	8.48	8.50	8.38	0.70
NGC 3766 16	174.13	-61.58	-6.96	0.96	0.47	9.94	9.93	9.91	1.00
NGC 3766 20	174.09	-61.59	-6.84	1.07	0.48	9.61	9.59	9.56	0.80
NGC 3766 21	174.09	-61.59	-6.80	0.80	0.43	9.07	9.07	9.02	0.20
NGC 3766 22	174.08	-61.60	-6.87	1.08	0.45	9.95	9.94	9.93	-
NGC 3766 23	174.07	-61.58	-6.81	1.18	0.46	10.41	10.38	10.34	0.10
NGC 3766 26	174.04	-61.59	-6.74	1.12	0.45	9.18	9.19	9.12	0.80
NGC 3766 36	174.09	-61.61	-6.72	1.20	0.47	10.53	10.55	10.49	0.60
NGC 3766 52	174.09	-61.62	-6.91	0.98	0.48	10.21	10.21	10.15	0.90
NGC 3766 53	174.09	-61.62	-6.79	1.11	0.49	10.82	10.85	10.70	0.90
NGC 3766 63	174.04	-61.63	-6.95	1.15	0.47	9.20	9.20	9.13	0.20
NGC 3766 70	174.09	-61.65	-6.67	1.05	0.48	9.04	9.03	9.01	0.50
NGC 3766 81	174.00	-61.62	-6.51	0.89	0.55	9.98	10.00	9.89	0.10
NGC 3766 94	173.97	-61.66	-6.47	1.08	0.48	10.64	10.63	10.62	0.60
NGC 3766 97	173.97	-61.64	-6.88	1.12	0.48	9.60	9.59	9.57	0.70
NGC 3766 107	173.92	-61.62	-6.77	1.19	0.49	10.48	10.48	10.45	0.70
NGC 3766 130	173.90	-61.57	-6.80	1.10	0.50	10.59	10.58	10.57	-
NGC 3766 137	173.98	-61.58	-6.93	1.16	0.44	10.77	10.77	10.74	0.70
NGC 3766 169	174.17	-61.53	-6.64	1.46	0.50	9.09	9.07	9.09	0.50
NGC 3766 177	174.16	-61.55	-6.74	1.15	0.49	10.93	10.93	10.88	0.60
NGC 3766 193	174.25	-61.61	-7.41	0.26	0.10	10.91	10.89	10.83	-
NGC 3766 204	174.17	-61.63	-6.79	1.00	0.45	10.99	11.02	10.91	0.30
NGC 3766 209	174.30	-61.66	-6.84	1.01	0.48	10.59	10.59	10.56	1.00
NGC 3766 212	174.21	-61.67	-6.63	0.88	0.61	9.10	9.08	9.08	0.80
NGC 3766 234	174.10	-61.67	-6.83	1.00	0.49	10.42	10.41	10.39	1.00
NGC 3766 237	174.08	-61.68	-6.66	1.25	0.49	10.80	10.82	10.72	0.40
NGC 3766 239	174.04	-61.69	-6.56	1.06	0.48	9.41	9.40	9.37	0.30
NGC 3766 257	173.93	-61.68	-6.67	1.16	0.45	10.92	10.94	10.86	0.70
NGC 3766 277	173.71	-61.62	-6.84	1.09	0.49	10.68	10.67	10.68	0.60
NGC 3766 291	173.84	-61.54	-6.61	1.09	0.48	10.68	10.68	10.64	0.30
NGC 3766 317	173.95	-61.49	-6.71	1.07	0.49	9.68	9.67	9.65	0.70
NGC 3766 326	173.95	-61.56	-6.62	1.15	0.48	8.12	8.12	8.07	0.60
WRAY 15-833	173.90	-61.49	-6.68	1.04	0.50	10.79	10.83	10.67	0.60
CPD-60 3129	174.05	-61.55	-6.68	1.00	0.44	10.01	10.01	9.97	0.70
UCAC4 142-78573	174.03	-61.74	-6.74	1.01	0.52	10.95	10.98	10.88	0.70
UCAC4 142-79492	174.47	-61.65	-6.73	1.12	0.42	10.92	10.93	10.87	0.70
HD 306787	174.20	-61.44	-6.57	0.79	0.49	10.83	10.81	10.75	0.40