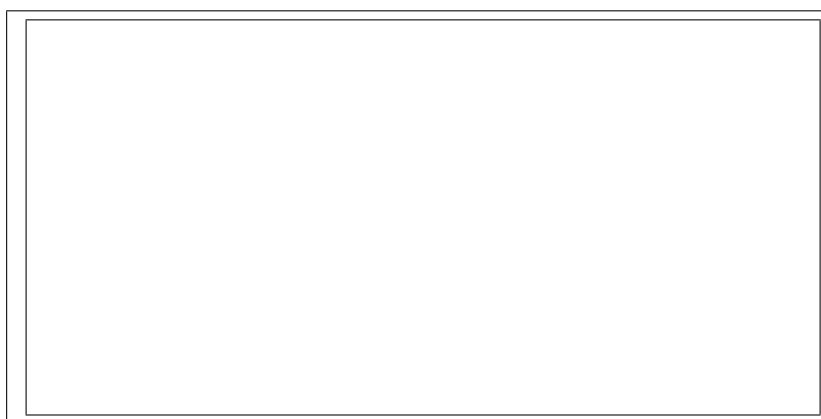


Observatório Nacional



Observatório Nacional
Departamento de Pós-Graduação em Astronomia

DISSERTAÇÃO DE MESTRADO
A DISTRIBUIÇÃO DE METALICIDADE
NA ASSOCIAÇÃO SCORPIO-CENTAURUS

Aluno:

Luiz Paulo Carneiro

luizpaulo@on.br

luizpaulo@gmail.com

Orientadora:

Simone Daflon dos Santos

daflon@on.br

*"Pombas é muito romântico o cara
falar que vive de estrelas né!?"*

Guguinha Pinheiro, PhD

Agradecimentos:

Ao meu avô Nilson Carneiro que com seus superpoderes esperou minha aprovação no mestrado para fazer sua última viagem.

Minha mãe e meu pai por tudo.

Também aos membros da minha família: Carneiros, Gamas, Baptistas e Hiroces.

Agradeço a professora Simone que me conheceu com 17 anos e acreditou em mim por tanto tempo, mais que até eu mesmo um dia acreditei. Muito obrigado!

Ao professor Helio Jaques pelo esclarecedor curso de Estrutura e Dinâmica da Galáxia. Ao professor Wagner Corradi que sempre me dedicou atenção quando nos encontramos e sugeriu novas ideias a este trabalho. Sem esquecer dos funcionários do ON, principalmente a Sra. Emília, Sr. Wallace e Sra. Iara.

Meus irmãos Pedro Carneiro e Roberto Carneiro: “Irmãos de pais e mães diferentes” Sherazeda. E sem pular parágrafo, agradeço aos meus grandes amigos Lucas Balboa dos Teclados e Thamarindo, minha horcrux.

Agradeço o companheirismo dos meus primos essenciais Luiz Henrique, Ronaldo, Carlito, Celulite, Orelha, Denis, Derek e Babu Wanzeller.

As lendas do Paint Marquinhos, Shaolin e Fofuxo sempre com novas iBagens polêmicas. Todos vocês são brancos e são meus amigos, expliquem isso ateus! (sendo que Fred!)

Aos que conheci no ON! Vladmirzipsy, Bouffleur, Ave-Sabrina, Dieguito Palomitas, Satiko, Amarinho, Guga (-inha e Rossi), Bragança, J. Vitor, Saulo Bom Dia, Douglas, Mario Bicho, Flora, Orlando, Javier y sus tres hijos, Julia Guechuwenedi, Carlos e Daniel. O mestrado não foi a única coisa boa que fiz no ON.

Os amigos da vida! Batata, Rastrelli, Sênos, Imaginária, André Pokan, Liga da Família Carioca, Lili, Fósforos Malone, Gaspar, Barbozas, bff, todos de O.C (Oswaldo Cruz), os crias (Arctep S., Nareba F., Fred e cia.) e todos de São Pedro da Serra.

O mestrado teria sido bom sem vocês, com vocês foi maravilhoso!

Resumo

A Distribuição de Metalicidade na Associação Scorpio-Centaurus

A associação Scorpio-Centaurus (Sco-Cen) é a associação OB mais próxima do Sol e está dividida em três sub-grupos estelares: Upper Scorpius (US), Upper Centaurus Lupus (UCL) e Lower Centaurus Crux (LCC). US é o grupo mais jovem, e é possível que a formação desse grupo tenha sido desencadeada por explosões de supernovas do tipo II nos grupos mais velhos. Um dos possíveis efeitos deste processo é o aumento de metalicidade no grupo mais jovem, associado ao enriquecimento do meio interestelar em elementos α provocado por tais explosões. Neste trabalho, testamos essa hipótese de enriquecimento em Sco-Cen, usando a abundância de oxigênio como indicador de metalicidade. Para isso utilizamos espectros échelle de alta resolução obtidos com o espectrógrafo FEROS acoplado ao telescópio de 1,52m do ESO, em La Silla. A amostra observada conta com 57 estrelas pertencentes aos três subgrupos e 41 estrelas foram descartadas por apresentar linhas espectrais muito alargadas ou duplicadas, de modo que a análise espectral foi realizada para 16 estrelas. Determinamos os parâmetros atmosféricos T_{ef} e $\log g$, a partir do parâmetro fotométrico Q , e as asas da linha H_γ , respectivamente. Determinamos também a distribuição de velocidade rotacional projetada na linha de visada (v_{seni}) utilizando largura à meia altura de três linhas espectrais de He I (λ 4026Å, 4388Å, 4471Å). Por fim obtivemos abundâncias de oxigênio através da síntese de linhas de O II em não-ETL. A distribuição de abundâncias obtida para a nossa amostra é bastante homogênea e não apresenta correlação clara entre as abundâncias estelares e suas posições relativas na associação. As abundâncias de oxigênio dos subgrupos são consistentes com as abundâncias de oxigênio no Sol e na vizinhança solar. Por outro lado, a análise de abundâncias foi realizada apenas para uma estrela de US e isto pode ter introduzido um viés observacional no nosso resultado.

Palavras-chave: Associação OB; Sco-Cen; Estrelas B; Abundâncias Químicas; Análise não-ETL.

Abstract

The Distribution of Metallicity in the Scorpio-Centaurus Association

The Scorpio-Centaurus (Sco-Cen) association is the nearest group of young OB stars to the Sun. It is divided into three stellar subgroups: Upper Scorpius (US), Upper Centaurus Lupus (UCL) and Lower Centaurus Crux (LCC). US is the youngest group and its formation may have been possibly triggered by supernovae type II explosions in the older groups. Such explosions may enhance the abundance of α -elements in the interstellar medium, producing stars with higher metallicity in the youngest group. In this work, we have tested this self-enhancement hypothesis in Sco-Cen by using oxygen abundances as metallicity indicator. We have used high resolution échelle spectra obtained with the FEROS spectrograph coupled to the 1.52m ESO telescope. The observed sample contains with 57 stars belonging to the three subgroups and 41 stars were discarded because they present broadened and/or duplicated spectral lines. The spectral analysis was held for 16 stars. We determined the atmospheric parameters T_{eff} and $\log g$, through the reddening-free parameter Q , and the wings of the H_γ line, respectively. We also determined the projected rotational velocity ($v \sin i$) using the full width at half maximum of three HeI lines ($\lambda 4026\text{\AA}$, 4388\AA , 4471\AA). Finally, we obtained the oxygen abundances through non-LTE synthesis. The abundance distribution of our sample is roughly homogeneous and shows no clear correlation between the stellar abundances and their relative positions in the association. On the other hand, since we obtained abundances for only one star in US, it may have introduced an observational bias in our result. The mean oxygen abundances of the subgroups are consistent with the oxygen abundances in the Sun and in the solar neighborhood.

Keywords: OB Association: Sco-Cen; B Stars; Chemical Abundances; non-LTE analysis.

Índice

1	Introdução	1
1.1	Estrelas O e B	2
1.2	Associações OB	3
1.3	Scorpio-Centaurus	6
1.3.1	Formação de Sco-Cen	8
1.3.2	Distribuição de Metalicidade em Sco-Cen	8
1.4	Objetivo	10
2	Metalicidade Estelar	11
2.1	Indicadores Fotométricos	13
2.1.1	Sistema Fotométrico Johnson	13
2.1.2	Sistema Fotométrico Strömgren	14
2.2	Indicadores Espectroscópicos	16
3	Dados Observacionais	17
3.1	Espectros	17
3.2	Índices Fotométricos	18
4	Parâmetros Atmosféricos e Velocidade de Rotação Projetada	23
4.1	Parâmetros Atmosféricos	23
4.1.1	Análise Fotométrica: Os índices c_1 e β	24
4.1.2	O parâmetro Q	25
4.1.3	Análise Espectroscópica	27
4.1.4	Discussão	28
4.2	Velocidade de Rotação Projetada	30
4.2.1	Determinação de $v \sin i$	32

5	Abundância de Oxigênio e Metalicidade	37
5.1	Abundâncias de Oxigênio	39
5.1.1	Modelos de Atmosferas	39
5.1.2	Seleção de linhas de O II	40
5.1.3	Metodologia	41
5.1.4	Resultados	44
5.2	Metalicidade	49
5.3	Discussão	52
6	Conclusões	55
A	Apêndice A	61

Lista de Figuras

1.1	Mapa local de estrelas O e B	7
1.2	Formação de Sco-Cen	9
1.3	Formação de US	9
1.4	Resultados de Reis(2011)	10
3.1	Exemplo de espectros de estrelas com alto $v_{sen\ i}$	20
3.2	Exemplos de espectros de binárias espectroscópicas	20
3.3	Exemplo de espectros observados	21
4.1	Exemplo de ajuste de H_γ	26
4.2	Exemplo de ajuste de H_γ e HeI	28
4.3	Resultados de T_{ef}	29
4.4	Resultados de $\log g$	30
4.5	Diagrama HR da amostra analisada	31
4.6	Comparação de $v_{sen\ i}$	34
4.7	Histograma com a distribuição de $v_{sen\ i}$	35
5.1	Formação de Sco-Cen por Preibisch & Zinnecker	38
5.2	Síntese espectral para HD149438	42
5.3	Síntese espectral para HD111123	43
5.4	Variação da abundância de oxigênio com a velocidade de microturbulência	43
5.5	Variação de abundância de oxigênio com a largura equivalente	44
5.6	Distribuição de abundâncias de Oxigênio	46
5.7	Gradiente de A(O) no disco Galáctico	48
5.8	Distribuição Espacial das Abundâncias de Oxigênio	49
5.9	Posição das estrelas em coordenadas Galácticas	50
5.10	Distribuição espacial de metalicidade perpendicular ao plano Galáctico	51

5.11 Distribuição de metalicidade no plano Galáctico	52
5.12 Relação entre m_0 e metalicidade	54

Lista de Tabelas

2.1	Características dos sistemas fotométricos Johnson e Strömgren	15
3.1	Dados Observacionais: Espectros	19
3.2	Dados fotométricos da Amostra	19
4.1	Parâmetros atmosféricos obtidos com o método iterativo descrito em Dafon (1999)	25
4.2	Parâmetros atmosféricos obtidos a partir do índice Q	27
4.3	Resultados de $v_{sen\ i}$	33
5.1	Idades dos sub-grupos	37
5.2	Resultados da análise de abundância de oxigênio e estimativa de metal- icidade	45
5.3	Médias de abundâncias de oxigênio e metalicidade	46
5.4	Coordenadas Galácticas médias para os subgrupos de Sco-Cen	47
A.1	Tabela com resumo dos resultados obtidos	62
A.2	Tabela com resumo dos resultados obtidos	63
A.3	Tabela com resumo dos resultados obtidos	64

Capítulo 1

Introdução

O estudo da evolução química da Galáxia, desde o colapso da nuvem proto-Galáctica, pretende explicar os processos de criação e destruição dos elementos químicos, compreendendo conseqüentemente a composição química atualmente observada nas estrelas e no meio interestelar. A composição química da Galáxia é o resultado da combinação de vários processos de nucleossíntese e de destruição, além da reciclagem do meio interestelar (Lada, Elmegreen & Blitz (1978)). A análise de todos estes processos num contexto Galáctico é bastante complexa; entretanto, sistemas menores são mais simples. As associações estelares OB (doravante referidas como Associações OB) são o laboratório ideal para este estudo, pois contêm estrelas massivas que irão terminar suas vidas explodindo como supernovas por colapso do núcleo, as supernovas de tipo II (SNII), além de estrelas de baixa massa e nuvens moleculares, a partir das quais se formarão novas estrelas (Preibisch & Mamajek 2008).

Dentro de uma associação vários processos de produção e destruição dos elementos químicos estão presentes em menor escala que no contexto Galáctico, permitindo a análise da evolução química local. Algumas associações OB possuem subgrupos estelares de idades distintas, caracterizando um processo sequencial de formação estelar, ou seja, podemos observar mais de uma geração estelar dentro do tempo de vida de uma mesma associação jovem (Preibisch & Zinnecker 1999). Geralmente, os subgrupos mais jovens estão associados a nuvens de gás e poeira e as estrelas encontram-se mais concentradas, enquanto que os subgrupos mais velhos são mais dispersos e virtualmente livres de matéria interestelar (Daflon 1997). Neste cenário, foi levantada a possibilidade de que as SNII, resultantes da evolução de estrelas massivas, pudessem enriquecer

o meio interestelar com os elementos ejetados durante sua explosão (Maíz-Apellániz 2001).

O tempo de vida na sequência principal (SP) para as estrelas O e B é da ordem de 10^6 anos. Com a saída da SP, a estrela passa por sucessivos estágios de queima nucleossintética, sendo que o novo núcleo (mais pesado) produzido, é gradativamente depositado na região central da estrela. Vários processos evolutivos se sucedem, o que resulta na criação de uma estrutura estratificada na atmosfera estelar. Os processos de nucleossíntese se sucedem produzindo elementos cada vez mais pesados, até o ferro. A queima do ferro marca o final da evolução de estrelas massivas, produzindo uma explosão de supernova por colapso do núcleo ou supernova tipo II. A explosão de SNII ejeta no meio interestelar principalmente elementos α (Oxigênio, Magnésio, Enxofre, Silício) e resulta em um aumento das abundâncias destes elementos no meio interestelar. A nova geração estelar, formada a partir deste gás enriquecido, pode apresentar assinaturas químicas de tais processos, como por exemplo, um aumento nas abundâncias dos elementos α .

Tanto a formação estelar quanto a evolução subsequente das estrelas, tem impacto direto na evolução química do meio interestelar que as envolve. Estrelas recém-formadas removem do meio os elementos ejetados pelas gerações anteriores. Além das explosões de SN, vários outros processos contribuem para a reciclagem do meio, como por exemplo, ventos estelares. Com isso, a composição química diferenciada apresentada pelas estrelas de diferentes idades seria um indicador da evolução e do enriquecimento do meio interestelar.

1.1 Estrelas O e B

Estrelas são classificadas em função de suas propriedades físicas (temperatura, raio, densidade, gravidade) e características espectrais. Estrelas de classes O e B são muito luminosas e seus espectros apresentam linhas de Hélio neutro e linhas moderadas de Hidrogênio, além de metais ionizados. Estrelas de classe O são muito quentes ($T_{ef} > 30.000$ K), muito luminosas e com massas maiores que $20M_{\odot}$. Cerca de 1 em 3.000.000 das estrelas na fase de sequência principal, vizinhas ao Sol, são estrelas de classe O. Os espectros destas estrelas são dominados por linhas de absorção de elementos uma

ou duas vezes ionizados e por vezes apresentam emissão de He II, Si IV, O III, N III, C III. As estrelas B apresentam massas da ordem de 10 a 20 M_{\odot} e temperatura entre 10.000 e 30.000K. Seus espectros apresentam linhas de absorção de elementos uma vez ionizado (C, N, O, Mg) e alguns elementos podem apresentar mais de um estágio de ionização dependendo da temperatura da estrela (He I / He II, C II/ C III, Si II / Si III / Si IV, S II / S III).

O tempo de vida de uma estrela é determinado principalmente por sua massa. Quanto maior a massa da estrela, menor o seu tempo de vida na sequência principal (fase onde Hidrogênio é transformado em Hélio no interior estelar através de queima nuclear e que constitui 90% da vida estelar). Assim, a existência de estrelas massivas (jovens) na Galáxia sugere que a formação estelar ainda está ocorrendo.

As estrelas O e B são portanto objetos bastante apropriados para traçar a composição química presente da Galáxia, uma vez que são objetos jovens (com idade da ordem de 10^7 anos) e, portanto, suas abundâncias devem ser similares às abundâncias do gás a partir do qual essas estrelas se formaram. Além disso, por serem jovens, provavelmente essas estrelas ainda estão próximas dos seus locais de formação. O estudo de abundância química estelar, portanto, desempenha papel fundamental na compreensão da história evolutiva Galáctica.

Várias gerações de estrelas massivas nasceram e evoluíram durante a vida da Galáxia, terminando suas vidas como SNI. Ao contrário das estrelas de baixa massa, que passam $10^8 - 10^{10}$ anos na sequência principal, as estrelas massivas contribuem quase que instantaneamente (quando comparado com escalas de tempo Galácticas) para o enriquecimento do meio interestelar, através de ejeção de metais produzidos durante a sua evolução (Daflon 1997).

1.2 Associações OB

As estrelas O e B são geralmente encontradas aglomeradas em associações OB, que estão relacionadas com nuvens moleculares gigantes, distribuídas no disco da Galáxia. Associações OB foram primeiramente reconhecidas por Blaauw(1946) e Ambartsumian(1947) como grupos moventes estendidos contendo estrelas azuis luminosas. Estas associações estelares são definidas como sistemas estelares esparsos (densidade de massa

estelar $\leq 0,1M_{\odot}\text{pc}^{-3}$) contendo estrelas de tipo espectral O e B. Em tais baixas densidades, as associações são gravitacionalmente instáveis devido à força de maré Galáctica, portanto segue a partir dessa definição que associações OB, necessariamente, são entidades jovens ($\leq 30 - 50$ Myr). Com isso a maioria de seus membros de baixa massa são estrelas pré-sequência principal (Preibisch & Mamajek 2008). Além das associações OB, também existem as associações T, que são grupos estelares jovens contendo algumas estrelas T-Tauri ainda por entrar na fase de sequência principal, e associações R, de estrelas sem massa suficiente para dispersar as nuvens interestelares nas quais se formaram e assim iluminam as nebulosas de reflexão (Herbst & Racine 1976). Alguns grupos possuem características tanto das associações OB quanto T, o que dificulta a categorização de todas as associações.

Existem diferentes modelos para a origem de associações OB. Uma possibilidade é que estas se originam como aglomerados densos que tem sua expansão acelerada por ventos estelares (Kroupa 2001).

Lada, Elmegreen & Blitz (1978) descrevem o cenário para a evolução das associações OB onde dada uma nuvem molecular, uma fração dessa nuvem é perturbada por um agente externo, fragmenta-se e nascem protoestrelas que evoluem até a sequência principal. O meio interestelar é ionizado através da radiação ultravioleta emitida por estas estrelas, formando uma região de H II. A bolha de gás ionizado expande-se, observando-se a formação do primeiro subgrupo.

Por vários anos pensou-se que a formação estelar seria um processo bimodal com o qual estrelas de alta e baixa massa formariam-se em lugares completamente diferentes. Embora tenha sido estabelecido que estrelas de baixa massa podem sim formar-se ao lado de estrelas massivas em associações OB (Herbig 1962), ainda não é conhecida qual a proporção de estrelas de baixa massa que são produzidas em ambientes OB (Preibisch & Mamajek 2008).

Após 4 milhões de anos, as estrelas de tipo O explodem como SNII, liberando energias da ordem de 10^{52} erg. O material ejetado na explosão perturba o meio interestelar ao redor. As estrelas do primeiro subgrupo abandonam a nuvem de onde se originaram e a onda de choque produzida pela explosão da SNII pode iniciar a formação de uma nova geração estelar, um segundo subgrupo. Nesta hipótese a formação de subgrupos consiste em um processo ordenado e sistemático de uma série de eventos consecutivos

de formação estelar (Ortega et al. 2009).

Blaauw (1961) verificou a presença de estrelas fugitivas de alta velocidade (estrelas "runaway") vinculadas às associações OB. Uma possível explicação para origem de tais estrelas considera um sistema binário de estrelas massivas, onde a estrela com maior massa explode como SNII. Como consequência da explosão, a companheira sobrevivente é ejetada com alta velocidade orbital e é hoje observada com velocidade peculiar.

Blaauw (1964) verificou que a maioria das associações OB podem ser divididas em subgrupos de idades diferentes. A distribuição destes subgrupos descreve uma sequência temporal de idades com uma localização aproximadamente paralela ao plano Galáctico. Geralmente, o subgrupo mais velho tem um tamanho angular maior e é relativamente livre de matéria interestelar. Por outro lado, os subgrupos mais jovens são mais concentrados e estão associados a nuvens de gás e poeira. A associação Scorpio-Centaurus representa um exemplo de associação OB com grupos estelares de diferentes idades.

Reeves(1978) discutiu a possibilidade de que os elementos produzidos e ejetados por uma SNII (elementos α tais como oxigênio, neônio, magnésio, silício e enxofre, principalmente) poderiam contaminar o gás e enriquecer as futuras gerações estelares em uma associação OB. Esta hipótese de auto-enriquecimento em uma associação OB foi testada por Cunha & Lambert (1992, 1994) que estudaram 18 estrelas pertencentes a 4 grupos estelares distintos presentes na associação Ori OB1. Eles encontraram indícios de variação nas abundâncias de oxigênio e silício entre as estrelas estudadas, em função da idade do subgrupo estelar sugerindo que processos de auto-enriquecimento poderiam ter ocorrido em Órion. Este resultado foi interpretado por Cunha, Hubeny & Lanz (2006) como um erro sistemático pelo fato do subgrupo mais jovem ser amostrado apenas por estrelas O, que estão sujeitas a maiores incertezas na análise de abundâncias realizada. Simon-Diaz et al.(2006) rediscutiram os valores de abundâncias calculados por Cunha & Lambert(1994) e sugeriram que a distribuição de abundâncias de oxigênio é aproximadamente homogênea e inconsistente, portanto com o cenário de auto-enriquecimento. Daflon et al.(1999) investigaram esta hipótese de auto-enriquecimento na associação Cepheus OB2 que se subdivide em dois subgrupos de diferentes idades, contudo os valores de abundâncias encontrados mostram-se homogeneamente distribuídos entre as estrelas analisadas.

Como é a distribuição de abundâncias químicas entre os grupos estelares de outras associações OB? Para responder a essa pergunta, é necessário testar a hipótese de auto-enriquecimento em outras associações OB do disco Galáctico e Sco-Cen faz-se um bom cenário.

Além da hipótese de auto-enriquecimento, ainda existem outras questões abertas no que refere às associações OB: ainda não existe certeza se as estrelas menos brilhantes na direção de uma associação pertencem ou não à associação (Preibisch & Mamajek 2008); as regiões externas das associações OB fundem-se com a distribuição de estrelas B do campo, de modo que é relativamente difícil definir as 'fronteiras' das associações (Maíz-Apellániz 2001); além disso, $\sim 25\%$ das estrelas OB conhecidas estão localizadas a mais de 75pc de qualquer associação OB, e não se sabe ao certo como estas estrelas se formaram (Garmany 1994).

1.3 Scorpio-Centaurus

A associação OB Scorpio-Centaurus (Sco-Cen ou Sco OB2) é a associação OB mais próxima do Sol, como mostra a Fig 1.1. Esta contém pelo menos uma centena de estrelas B concentradas em três subgrupos: Upper Scorpius (US), Upper Centaurus Lupus(UCL) e Lower Centaurus Crux (LCC) definidos por Blaauw (1946). De Geus, de Zeeuw, Lub (1989) obtiveram idades para as estrelas de tipo B nos diferentes subgrupos a partir dos pontos de desligamento no diagrama HR¹ e encontraram que US é o subgrupo mais jovem ($\sim 5-6$ Myr), enquanto LCC ($\sim 11-12$ Myr) e UCL ($\sim 13-14$ Myr) são consideravelmente mais velhos. No entanto através das isócronas de Bertelli et al. (1994), Sartori et al (2003) propõe uma formação contemporânea de LCC e UCL entre 16-20Myr, enquanto US teria se formado há 4-5Myr.

A vizinhança de Sco-Cen é cheia de sítios bem estudados de formação estelar recém-terminada. Além da nuvem molecular Ophiucus, existem outras nuvens (Chamaeleontis I e II), associações T-Tauri, e outros grupos estelares (com estrelas de $\sim 5-12$ Myr) que parecem estar "geneticamente" relacionados com Sco-Cen em virtude de suas

¹O diagrama de Hertzsprung-Russell correlaciona magnitude absoluta ou luminosidade estelar com tipo espectral ou temperatura efetiva. O ponto de desligamento (no inglês "turnoff-point") é ocupado pelas estrelas que estão saindo da sequência principal e entrando na fase de sub-gigantes e é usado como indicador de idade de grupos estelares.

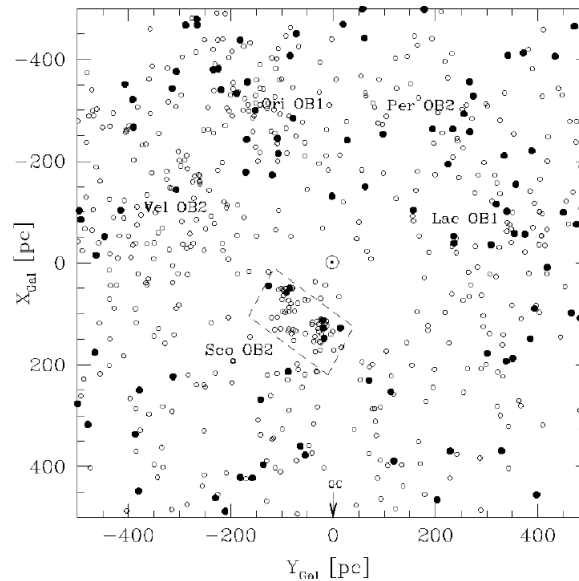


Figura 1.1: Distribuição das estrelas de tipo O e B, mais próximas, projetadas no disco Galáctico (Perryman et al. 1997). A direção do centro Galáctico (GC) é para baixo, e o Sol está no centro da figura. Estrelas com tipo espectral B0 ou mais quentes estão representadas por círculos fechados, estrelas B1 e B2, por círculos abertos. Sco-Cen (Sco OB2) é a concentração de estrelas de tipo B mais próxima do Sol. Outras associações próximas também estão representadas na figura.

idades, posições e movimentos (ex. β Pictoris, η e ϵ Chamaeleontis) (Mamajek & Feigelson 2001). Não existem evidências de formação estelar acontecendo nos subgrupos de Sco-Cen. A área é essencialmente livre de nuvens de gás e poeira, e as estrelas membros da associação mostram extinção² visual máxima de 2mag. Isso é provavelmente consequência dos ventos estelares de estrelas massivas e algumas explosões de supernova, que limpam a região de matéria difusa e criaram um grande sistema de anéis de HI em torno da associação. Essas estruturas circulares tem uma massa total de aproximadamente $3 \times 10^5 M_{\odot}$ e parecem ser remanescentes da nuvem molecular gigante da qual os subgrupos OB se formaram (de Geus 1992).

A investigação mais recente de membros estelares de alta massa em Scorpio-Centaurus foi feita por de Zeeuw et al.(1989), usando dados de movimento próprio e paralaxe do satélite Hipparcos para estabelecer com acurácia o conteúdo estelar de alta massa(e algumas de massas intermediárias) em 12 associações OB próximas. Oito mil estrelas membros de Sco-Cen catalogadas pelo Hipparcos foram investigadas. Um total de 120 estrelas em US, 221 estrelas em UCL, e 180 estrelas em LCC, foram identificadas como

²Extinção é um termo usado para descrever a absorção e o espalhamento da radiação emitida pelo objeto astronômico no espaço entre o objeto e o observador.

membros altamente prováveis. As distâncias obtidas para os subgrupos são 145 pc para US, 140 pc para UCL, e 118 pc para LCC.

1.3.1 Formação de Sco-Cen

Estrelas massivas, acima de $10M_{\odot}$, afetam definitivamente o ambiente à sua volta. Explosões de supernovas e ventos estelares causam fortes ondas de choque que transferem grandes quantidades de energia para o ambiente interestelar. Em geral os efeitos produzidos por estrelas massivas interagem de maneira destrutiva com o meio, porém quando produzidos a uma certa distância podem desempenhar um papel construtivo na formação estelar, levando nuvens moleculares a entrar em colapso (Foster & Boss 1996, 1997).

Ondas de choque seriam bastante convenientes à formação de Sco-Cen, pois um dos resultados desse mecanismo de formação, é o aparecimento de grupos estelares compactos (o que é favorável a hipótese de associações OB iniciarem-se densas e se espalharem ao longo do tempo (Kroupa et al. 2001)) e de idades diferentes caracterizando uma formação estelar sequencial (Ortega et al. 2009).

Pela proximidade entre Sco OB2 e a nuvem molecular de Ophiucus, esta nuvem é a mais provável progenitora desta associação OB (de Zeeuw et al.1989). Em um estudo sobre a Bolha Local, Maíz-Apellániz (2001), traçou a trajetória percorrida pelos subgrupos de Sco-Cen, discutindo as dificuldades de se saber qual efeito produziu os subgrupos mais velhos e propõe a origem de US através de explosões de supernovas em UCL ocorridas há cinco milhões de anos atrás.

Já Ortega et al. (2009), também através do cálculo da trajetória percorrida pelas componentes dos subgrupos, propõe que US originou-se na colisão entre as bolhas de gás que circundam UCL e LCC gerando duas ondas de choque que movem matéria da região de colisão para as partes internas das bolhas (esquematizado nas figuras 1.2 e 1.3)

1.3.2 Distribuição de Metalicidade em Sco-Cen

Reis(2011) estudou a distribuição de metalicidade estelar $[Fe/H]$ em Sco-Cen a partir do parâmetro fotométrico $\delta m_1(\beta)$, do sistema fotométrico Strömgren (sistemas fotométricos serão descritos mais detalhadamente a frente). Este parâmetro leva em

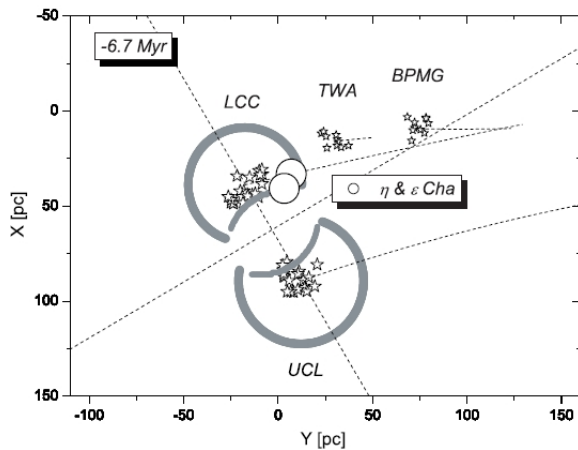


Figura 1.2: Posições e tamanhos das cascas de UCL e LCC são mostradas há 6.7Myr atrás. As linhas atravessando as cascas mostram esquematicamente o fluxo criado pela compressão. O local de nascimento dos aglomerados ε e η Chamaeleontis (ε & η Cha) também é mostrado, assim como os grupos TW Hydra (TWA) e β Pictoris Moving Group (BPMG). Os símbolos representam estrelas (Ortega et al. 2009).

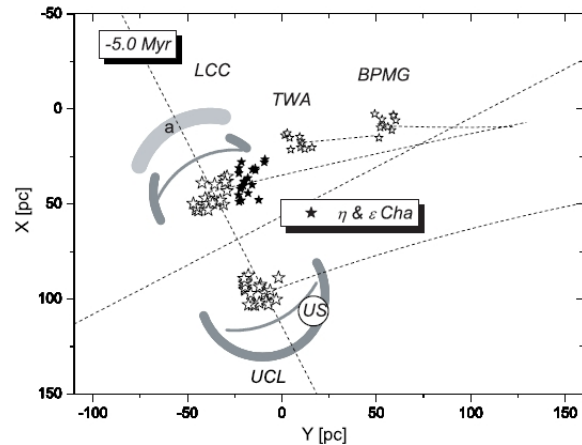


Figura 1.3: O mesmo que na Figura 1.2, mas dessa vez há 5.0Myr atrás, ou seja época de nascimento do subgrupo mais jovem Upper Scorpius (US). A configuração é tal que a reflexão do choque entre as bolhas pode ter interagido com a casca a qual UCL está imerso, engatilhando assim a formação de US (Ortega et al. 2009).

conta que o fluxo de duas estrelas de mesma temperatura pode sofrer bloqueios por linha (line blanketing) diferentes, indicando diferentes metalicidades (Reis & Corradi, 2008; Strömgren 1966; Crawford 1975). Os resultados de Reis(2011) indicam uma diferença de 0.15 dex entre as metalicidades médias de UCL e US, como mostra a figura 1.4, sugerindo que o meio a partir do qual US formou-se, pode ter sido enriquecido por material ejetado por explosões de SNII em UCL.

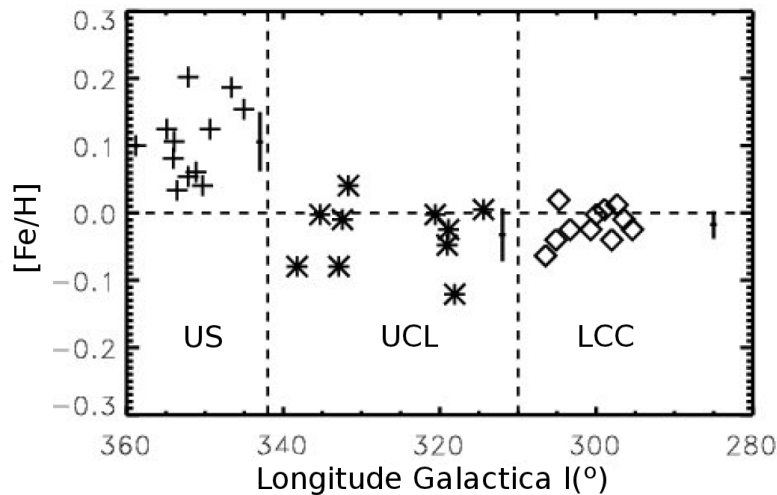


Figura 1.4: A distribuição de metalicidade entre os subgrupos de Sco-Cen. A barra vertical representa o desvio médio de $[Fe/H]$ para cada subgrupo (Reis 2011)

1.4 Objetivo

Neste trabalho, pretendemos testar a hipótese de auto-enriquecimento em Sco-Cen como consequência da formação estelar sequencial. As linhas de O II, bastante numerosas nos espectros de estrelas B, foram usadas como indicador de metalicidade de estrelas B. Pretendemos também estudar uma possível relação entre o parâmetro m_1 e a metalicidade estelar $[Fe/H]$ inferida a partir da análise espectroscópica do oxigênio uma vez ionizado, para estrelas de tipo B.

O próximo capítulo discutirá sobre a definição de metalicidade estelar e os seus principais indicadores. No terceiro capítulo apresentaremos os dados usados para o desenvolvimento deste trabalho. O quarto capítulo mostra os resultados calculados para a temperatura efetiva, gravidade superficial e velocidade de rotação projetada na linha de visada, seguido da comparação desses resultados com a literatura. No quinto capítulo discutiremos os resultados obtidos para abundância de oxigênio e metalicidade. O último capítulo é reservado para a discussão e conclusões.

Capítulo 2

Metalicidade Estelar

Átomos, íons e moléculas presentes nas atmosferas estelares absorvem energia de um feixe de fótons que atravessa a atmosfera e sofrem transições para níveis energéticos mais altos, podendo até mesmo ser ionizados. Este processo de absorção de energia ocorre em uma determinada frequência característica daquela transição gerando as linhas de absorção no espectro estelar, cuja forma e intensidade dependem das condições físicas intrínsecas da estrela.

A interação entre os fótons produzidos na parte central da estrela com as partículas materiais que compõem o gás da atmosfera é essencialmente estatística, ou seja, existe uma certa probabilidade por centímetro de que o fóton seja espalhado ou absorvido ao longo de sua trajetória. Esta probabilidade, chamada opacidade da matéria, está diretamente ligada às condições físicas da atmosfera e depende principalmente da temperatura e da pressão do gás e também de sua composição química.

Dada a massa e a idade de uma estrela, sua estrutura interna completa é determinada por uma outra propriedade básica, sua composição química inicial. Normalmente, a composição química é especificada por três parâmetros: $\mathbf{X}, \mathbf{Y}, \mathbf{Z}$, onde \mathbf{X} é a abundância de hidrogênio, \mathbf{Y} é a abundância de He e \mathbf{Z} a de todos os outros elementos mais pesados. As abundâncias são definidas em termo de fração de massa: \mathbf{X} representa a massa em hidrogênio em um grama de massa estelar, de modo que: $\mathbf{X} + \mathbf{Y} + \mathbf{Z} = 1$ (Kepler & Saraiva 2003).

O termo "metalicidade", representado pela letra \mathbf{Z} , refere-se à fração de massa de elementos mais pesados que o He em uma dada amostra, isto é, o percentual de "metais" por massa contida em 1g de matéria sob consideração (Cassé 2003). Por outro

lado, o termo “abundância” é tradicionalmente usado para descrever a quantidade de um elemento particular relativa a quantidade de hidrogênio.

A abundância “ $A(E)$ ” do elemento “ E ” (incluindo todos os estágios de ionização) é medida como a densidade numérica de núcleos N_E relativo a densidade total de núcleos de hidrogênios N_H .

$$A(E) \cong N_E/N_H \quad (2.1)$$

porém, é geralmente especificada em uma escala logarítmica $A_{12}(E)$ com $A_{12}(H) = 12$:

$$A_{12}(E) \cong \log(N_E) - \log(N_H) + 12 \quad (2.2)$$

É comum representar a abundância de um elemento em outras estrelas em relação aos valores solares. Neste caso, usa-se colchetes para denotar o logaritmo de uma quantidade estelar menos o logaritmo daquela quantidade no Sol:

$$[A] \cong \log(A_{estrela}) - \log(A_{\odot}) \quad (2.3)$$

No caso particular da abundância de ferro temos que:

$$[Fe/H] = \log(N_{Fe}/N_H)_{Estrela} - \log(N_{Fe}/N_H)_{\odot} \quad (2.4)$$

representa a metalicidade de uma estrela com relação ao Sol.

Existem diferenças notórias entre a metalicidade dos vários subsistemas que compõem a Galáxia. Por exemplo, estrelas jovens no disco Galáctico possuem metalicidade solar ($[Fe/H] \sim 0$) enquanto estrelas “pobres em metais” possuem $[Fe/H] \sim -1$ e anãs do halo de população II são “extremamente pobres de metais” com $[Fe/H] \sim -3$ (Rutten 2003).

Em geral, as propriedades estelares dependem da metalicidade Z . Em metalicidades mais baixas, as gigantes vermelhas, as estrelas AGB e as supergigantes, resultado da evolução de estrelas massivas, evoluem na direção da região mais azul do diagrama HR devido às baixas opacidades. Para estrelas de massa intermediária (da ordem de $2-5M_{\odot}$), valores mais baixos de Z produzem “blue loops” mais extensos. O tempo de vida na sequência principal para estrelas de baixa massa com $Z=0.001$ é menor que aquelas com $Z=0.02$. Para estrelas massivas o efeito é oposto e pequeno. Em ambos os casos, isto é consistente com a diferença de luminosidade. Para alta e baixa massa, o tempo de queima de He é maior em altas metalicidades, para baixas massa isso resulta do grande

núcleo de He que é formado e para alta massa isso resulta da perda de massa a qual reduz a luminosidade estelar. Os efeitos de Z dependem da massa. Para $M < 2.3M_{\odot}$, as estrelas que queimam He formam o ramo horizontal em baixa metalicidade, enquanto em metalicidade solar as estrelas que estão na fase de queima de He permanecem próximas ao ramo das gigantes vermelhas. Para massa intermediária, valores mais baixos de Z produzem blue loops mais extensos, especialmente no intervalo de $2-5M_{\odot}$. Em baixas metalicidades, as gigantes vermelhas, as estrelas AGB e as supergigantes (para altas massas) são mais azuis como um resultado de mais baixas opacidades, em particular devido a menos H^{-} como um resultado de menos elementos com baixo potencial de ionização, como o Fe (Maeder 2009).

É possível concluir, portanto, que a metalicidade é um parâmetro fundamental para compreensão da formação e evolução de estrelas e galáxias.

2.1 Indicadores Fotométricos

Fotometria é a medida da luz proveniente de um objeto. Em astronomia, é a medida do fluxo emitido por um objeto celeste em um intervalo de comprimento de onda definido pela banda de passagem de um filtro fotométrico. Dados fotométricos permitem obter informações sobre temperatura, fase da vida estelar, metalicidade, gravidade superficial e estimar o efeito da poeira interestelar sobre a radiação de uma estrela.

Um sistema fotométrico baseia-se em um conjunto de filtros, que selecionam a luz em determinados comprimentos de onda ao longo do espectro, ajustados a partir do interesse físico. Neste trabalho foram utilizados os sistemas fotométricos de Johnson e de Strömgen.

2.1.1 Sistema Fotométrico Johnson

O sistema Johnson (ou sistema Johnson-Morgan), definido em Johnson(1966), é também chamado de sistema UBV. Utiliza um conjunto de três filtros de banda larga ($\sim 1000\text{\AA}$) posicionados na região do ultravioleta (U), azul (B) e visível (V) do espectro luminoso. Desta forma, pode-se medir o fluxo da estrela em cada uma das bandas expresso em magnitudes. Os comprimentos de onda onde ocorre o pico de transmissão

(λ_0) e a largura das bandas de transmissão ($\Delta\lambda$) de cada banda do sistema Johnson estão listados na tabela 2.1. A partir das diferenças entre as magnitudes medidas em cada filtro, definimos os índices de cor B-V e U-B. Os índices de cor são definidos de modo que B-V=U-B=0 para estrelas tipo A0.

2.1.2 Sistema Fotométrico Strömgen

O sistema $ubvyH_\beta$ proposto por Strömgen (1956, 1963, 1966), e modificado por Crawford (1958), é definido por filtros de banda intermediária ($ubvy$) e banda estreita (H_β). As características dos filtros estão listadas na tabela 2.1.

O índice de cor (b-y), que mede a inclinação do contínuo de Paschen, apresenta-se relativamente livre do efeito de rebaixamento do contínuo devido ao excesso de linhas de absorção (line blanketing) e pode ser um bom indicador da temperatura efetiva. Entretanto, este índice é afetado pelo avermelhamento interestelar.

A inclusão das linhas de absorção no cálculo das opacidades modifica a distribuição de energia obtida. Incluir uma linha de absorção significa considerar a fonte de opacidade que a produz no cálculo da função de distribuição de opacidades. A consideração das linhas de absorção no cálculo dos modelos atmosféricos é responsável pelo deslocamento do contínuo devido ao line-blanketing. Um efeito da não consideração do line-blanketing para síntese espectral é a estimativa de parâmetros atmosféricos errados, pois o line-blanketing eleva a temperatura em camadas mais profundas e diminui a temperatura para camadas mais externas (Grey 1996, cap.9).

Para medir o efeito do line-blanketing introduz-se a diferença de índice de cor $m_1=(v-b)-(b-y)$. Esse índice faz uso do fato que a intensidade das linhas de absorção é mais forte na região espectral azul e ultravioleta que na região do amarelo e vermelho. O índice m_1 compara o gradiente de intensidade em comprimento de ondas curtos, onde esse é reduzido pelas linhas de absorção, com o gradiente de intensidade em comprimentos de ondas longos, onde é influenciado pouco pelas linhas. Assim, se duas estrelas de mesma temperatura e gravidade superficial tiverem composições químicas diferentes, essas diferenças serão reveladas por valores diferentes do índice m_1 .

Analogamente, estrelas de mesma temperatura podem ter luminosidades diferentes, caso tenham gravidades superficiais diferentes. Para determinar a intensidade da descontinuidade de Balmer (D_B), que se relaciona com a gravidade superficial no caso de

estrelas mais frias que A0, define-se outra diferença de índices de cor, $c_1=(u-v)-(v-b)$. Para estrelas quentes, com $T_{ef} > 11000\text{K}$, a magnitude da D_B é extremamente sensível a temperatura e relativamente insensível a gravidade, enquanto a intensidade das linhas de Balmer ¹ é pouco sensível a temperatura, mas depende fortemente da gravidade.

Inicialmente o sistema Strömgren contava com 6 filtros de banda estreita. Esses filtros formavam o índice l que comparava o fluxo em ambos os lados da linha H_β com o fluxo em H_β . No caso de estrelas quentes a descontinuidade de Balmer é afetada pela temperatura e por essa importância o índice l foi simplificado por Crawford (1958). O índice l passou a ser chamado de β e composto somente por dois filtros: um de largura 15\AA medindo a intensidade dentro de H_β e outro de 150\AA o qual mede a radiação em ambos os lados de H_β .

Os índices fotométricos c_1 , como medida da D_B , e β , como indicador da intensidade da linha H_β , podem ser usados para derivar, respectivamente, temperatura efetiva e gravidade superficial para estrelas *quentes*, comparando-se os índices observados com aqueles computados em redes fotométricas teóricas. A partir destas redes fotométricas podemos obter parâmetros estelares para uma estrela utilizando um polinômio que relacione c_1 e β a T_{ef} e $\log g$, respectivamente.

Tabela 2.1: Características dos sistemas fotométricos Johnson e Strömgren

Sistema	Filtro	$\lambda_0(\text{\AA})$	$\Delta\lambda(\text{\AA})$
Johnson	U	3650	700
	B	4440	1000
	V	5550	900
Strömgren	u	3500	300
	v	4110	190
	b	4670	180
	y	5470	230
	β	4860	15 e 150

¹Linhas espectrais formadas por elétrons transicionando de número quântico radial $n \geq 3$ para $n=2$.

2.2 Indicadores Espectroscópicos

A análise espectroscópica da metalicidade, expressa como a abundância de Fe é feita com base em espectros de alta resolução, tipicamente $R > 20000$. Nas estrelas tipo solar, por exemplo, a análise do Fe é baseada nas linhas de Fe I/Fe II, que também definem de maneira consistente outros parâmetros atmosféricos tais como T_{ef} , $\log g$ e a microturbulência ξ .

Nas estrelas OB, por outro lado, a análise de Fe é baseada nas linhas de Fe III, que geralmente são fracas, possuindo larguras equivalentes da ordem de 10 m\AA ou menos. Em se tratando de estrelas OB, que em geral apresentam velocidade de rotação projetada na linha de visada ($v \sin i$) da ordem de 100 km/s , a análise das linhas de Fe III é bastante delicada e requer espectros de alta resolução ($R > 40000$) com alta razão sinal/ruído ($S/N > 150-200$). Em contrapartida, as linhas de O II são bastante numerosas nos espectros das estrelas OB, apresentam um amplo intervalo de intensidade (o que ajuda a vincular a velocidade de microturbulência, capítulo 5) e as linhas mais intensas podem ser analisadas mesmo para estrelas com $v \sin i$ da ordem de 80 km/s .

Uma vez selecionada a linha espectral a ser analisada, a intensidade da linha expressa em termos da sua largura equivalente (W) é proporcional aos parâmetros atômicos da transição associada (o potencial χ , a força do oscilador f_{rs} e os perfis estatísticos g_{rs} e g_{ro}), aos parâmetros atmosféricos (temperatura efetiva) e ao número de absorvedores presentes na atmosfera estelar, como mostra a expressão 2.5.

A partir da W medida dos espectros, e conhecendo-se os dados atômicos (de laboratório) e a T_{ef} estelar, é possível estimar o n° de absorvedores (N_{ro}), ou seja, abundância do elemento que gerou aquela linha. Neste trabalho, portanto, utilizamos as linhas de O II como indicadoras de metalicidade nas atmosferas de estrelas OB.

$$W \propto N_{ro} \frac{g_{rs}}{g_{ro}} f_{rs} \lambda^2 e^{-\frac{\chi}{kT}} \quad (2.5)$$

Capítulo 3

Dados Observacionais

A análise das estrelas da nossa amostra foi feita com base em dados fotométricos da literatura, que foram usados como indicadores de parâmetros atmosféricos, e espectros de alta resolução, que foram usados para a determinação dos campos de velocidade e abundâncias químicas nas fotosferas estelares.

Usando espectros de alta resolução podemos estudar detalhes da composição química e outras propriedades físicas das atmosferas estelares. Estas propriedades são conhecidas quando comparamos modelos atmosféricos estelares com espectros observados, cuja forma e intensidade dependem das condições físicas intrínsecas da estrela.

3.1 Espectros

Os dados observacionais para este projeto são espectros échelle de alta resolução obtidos com o espectrógrafo FEROS (Kaufer et al. 1997) acoplado ao telescópio de 1.52m do ESO, em La Silla. Os espectros foram obtidos em duas missões observacionais (16-20 de maio e 7 de julho de 2002), dentro do acordo ESO/ON. Os espectros obtidos apresentam resolução ~ 48.000 e cobrem o intervalo espectral de 3900 a 9200Å, com razão sinal-ruído típica da ordem de 100. Os espectros foram reduzidos com o pipeline do FEROS.

A nossa amostra conta com 47 estrelas B, membros da associação Sco-Cen, selecionados da lista de Humphreys & McElroy (1984) e do estudo de associações OB feito por de Zeeuw et al. (1989) que usou observações HIPPARCOS. Alguns exemplos de espectros observados são apresentados nas figuras 3.1, 3.2 e 3.3, cobrindo a região espectral entre 4450-4490Å. Das 47 estrelas observadas, 10 estrelas apresentam *v_{sen}*

$v > 200 \text{ km/s}$ (figura 3.1) e 21 estrelas apresentam indícios de binaridade nos seus espectros (duplicidade de linhas espectrais ou velocidades radiais variáveis segundo Jilinski et al. 2006, figura 3.2). Estas estrelas, portanto, devem ser descartadas de um estudo de abundâncias.

A nossa amostra final conta portanto com 16 estrelas, apresentadas na tabela 3.1 e figura 3.3, apropriadas para este tipo de análise. A primeira coluna da tabela 3.1 lista o nome de cada uma das estrelas no catálogo Henry Draper (HD), a segunda e terceira colunas apresentam as coordenadas astronômicas no sistema equatorial celeste obtidas da base de dados SIMBAD¹. A quarta coluna mostra o tipo espectral seguida do subgrupo o qual as estrelas pertencem, ambas informações apresentadas em de Zeeuw et al.(1989). As duas últimas colunas expõem dados dos espectros observados: o tempo de exposição em segundos, e na última coluna, a data na qual as estrelas foram observadas. Desta amostra, 7 estrelas são membros confirmados do sub-grupo LCC, 8 estrelas são membros de UCL e 1 membro de US.

3.2 Índices Fotométricos

Na nossa análise, utilizamos também dados fotométricos dos sistemas Johnson e Strömgren coletados da base de dados SIMBAD. Algumas estrelas apresentam mais de um conjunto de índices fotométricos e, neste caso, adotamos a média dos índices fotométricos, desconsiderando medidas muito discrepantes do conjunto e/ou inconsistentes com o tipo espectral da estrela em questão.

A tabela 3.2 lista na primeira coluna o nome de cada uma das estrelas no catálogo Henry Draper (HD) e em seguida os dados fotométricos dos sistemas Johnson e Strömgren adotados para as estrelas da nossa amostra.

¹<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

Tabela 3.1: Características da Amostra e dos Espectros Observados

HD	RA(2000)	DEC(2000)	ST	Grupo	T_{exp} (seg)	data
HD 103079	11 51 51.226	-65 12 21.265	B4V	LCC	1200	2002-05-17
HD 104841	12 04 19.215	-63 09 56.553	B2IV	LCC	900	2002-05-17
HD 106490	12 15 08.717	-58 44 56.137	B2IV	LCC	200	2002-05-19
HD 111123	12 47 43.269	-59 41 19.579	B3V	LCC	1800	2002-05-17
HD 112092	12 54 35.625	-57 10 40.523	B0.5IV	LCC	300	2002-05-17
HD 113791	13 06 54.639	-49 54 22.482	B2IV	LCC	600	2002-05-17
HD 120640	13 51 47.215	-46 53 55.208	B1.5V	UCL	1800	2002-05-20
HD 121790	13 58 40.747	-44 48 12.909	B2V	UCL	400	2002-05-20
HD 122980	14 06 02.768	-41 10 46.679	B2V	UCL	800	2002-05-20
HD 126341	14 26 08.224	-45 13 17.131	B2IV	UCL	800	2002-05-20
HD 129056	14 41 55.756	-47 23 17.515	B1.5III	UCL	200	2002-05-20
HD 132200	14 59 09.685	-42 06 15.107	B2IV	UCL	600	2002-05-20
HD 132955	15 02 59.276	-32 38 35.860	B3V	UCL	1200	2002-05-20
HD 134687	15 12 49.587	-44 30 01.485	B3IV	UCL	900	2002-05-20
HD 149438	16 35 52.953	-28 12 57.661	B0.2V	US	200	2002-05-20

Tabela 3.2: Dados fotométricos da Amostra

HD	Grupo	V	B-V	U-B	b-y	m1	c1	β
HD 103079	LCC	4,89 ± 0,01	-0,119 ± 0,01	-0,554 ± 0,04	-0,0687 ± 0,01	0,124 ± 0,01	0,361 ± 0,01	2,73
HD 104841	LCC	4,72 ± 0,01	-0,085 ± 0,01	-0,610 ± 0,01	-0,017 ± 0,01	0,081 ± 0,01	0,3 ± 0,01	2,66 ± 0,01
HD 106490	LCC	2,79 ± 0,01	-0,24 ± 0,00	-0,91 ± 0,01	-0,114 ± 0,00	0,089 ± 0,00	0,043 ± 0,000577	2,62 ± 0,01
HD 110956	LCC	4,65 ± 0,01	-0,163 ± 0,01	-0,63 ± 0,01	-0,396 ± 0,36	0,107 ± 0,01	0,301 ± 0,01	2,7 ± 0,01
HD 111123	LCC	1,25 ± 0,02	-0,24 ± 0,01	-0,99 ± 0,02	-0,103	0,061	-0,041	2,6 ± 0,01
HD 112092	LCC	4,03 ± 0,01	-0,18 ± 0,01	-0,75 ± 0,11	-0,081 ± 0,00	0,093 ± 0,01	0,185 ± 0,01	2,66 ± 0,02
HD 113791	LCC	4,27 ± 0,02	-0,19 ± 0,01	-0,77 ± 0,02	-0,085 ± 0,00	0,091 ± 0,00	0,154 ± 0,01	2,65 ± 0,02
HD 120640	UCL	5,76 ± 0,01	-0,16	-0,772	-0,0705 ± 0,01	0,097 ± 0,00	0,182 ± 0,01	2,64 ± 0,01
HD 121790	UCL	3,87 ± 0,01	-0,2 ± 0,01	-0,8 ± 0,02	-0,101	0,09	0,162	2,64 ± 0,01
HD 122980	UCL	4,35 ± 0,01	-0,195 ± 0,01	-0,77 ± 0,02	-0,094 ± 0,01	0,095 ± 0,01	0,168 ± 0,01	2,66 ± 0,01
HD 126341	UCL	4,55 ± 0,01	-0,16 ± 0,01	-0,78 ± 0,0344	-0,054 ± 0,01	0,066 ± 0,00	0,135 ± 0,00	2,74 ± 0,07
HD 129056	UCL	2,3 ± 0,02	-0,21 ± 0,01	-0,88 ± 0,01	-0,086 ± 0,00	0,067 ± 0,01	0,0835 ± 0,01	2,6 ± 0,00
HD 132200	UCL	3,13 ± 0,01	-0,207 ± 0,01	-0,78 ± 0,01	-0,0915 ± 0,00	0,086 ± 0,01	0,179 ± 0,01	2,64 ± 0,00
HD 132955	UCL	4,05	-0,16 ± 0,00495	-0,68	-0,072 ± 0,00	0,094 ± 0,00	0,216 ± 0,01	2,66 ± 0,01
HD 134687	UCL	4,82 ± 0,01	-0,17 ± 0,01	-0,67 ± 0,02	-0,083 ± 0,00	0,098 ± 0,00	0,271 ± 0,01	2,69 ± 0,01
HD 149438	US	2,83 ± 0,01	-0,25 ± 0,01	-1,02 ± 0,02	-0,1 ± 0,01	0,051 ± 0,02	-0,09 ± 0,02	2,6 ± 0,01

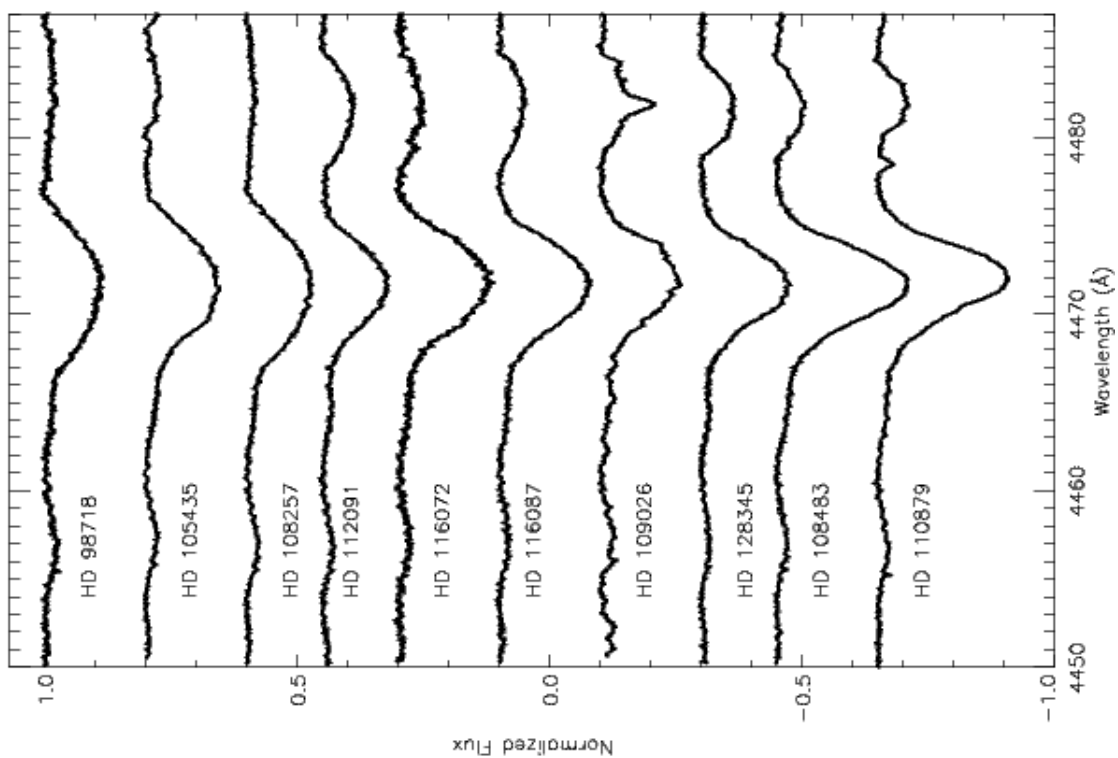


Figura 3.1: Exemplo de espectros de estrelas com altas velocidades rotacionais projetadas ($v \sin i$).

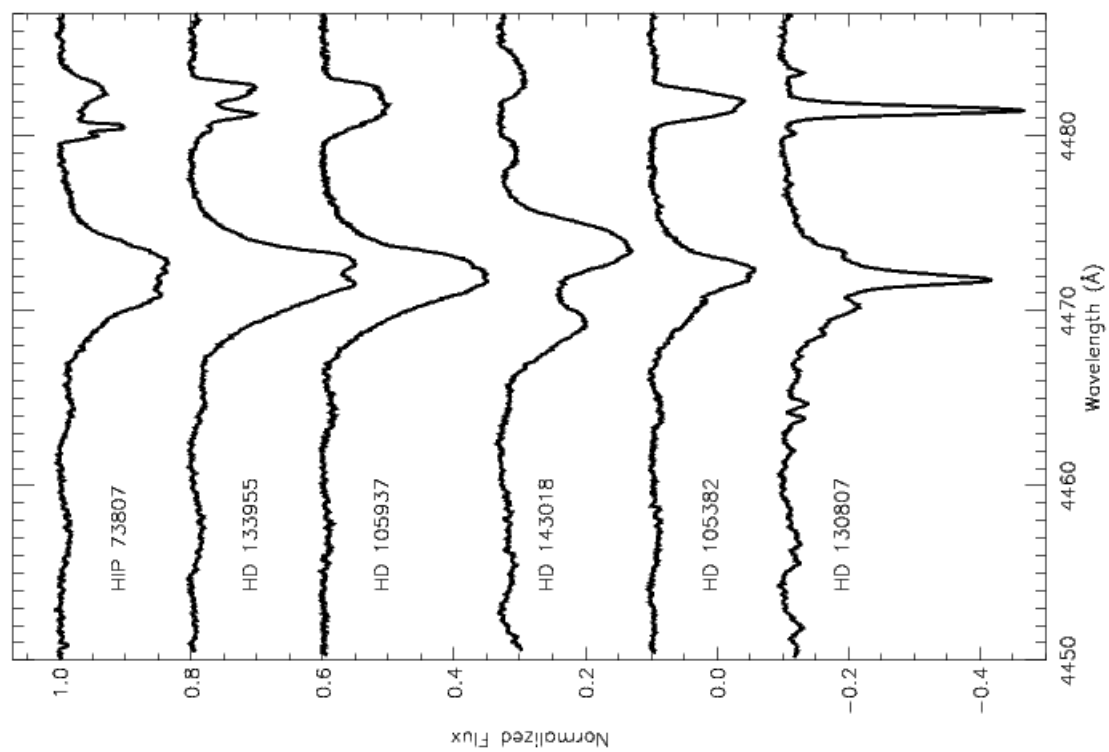


Figura 3.2: Exemplo de espectros que apresentam indícios de binaridade.

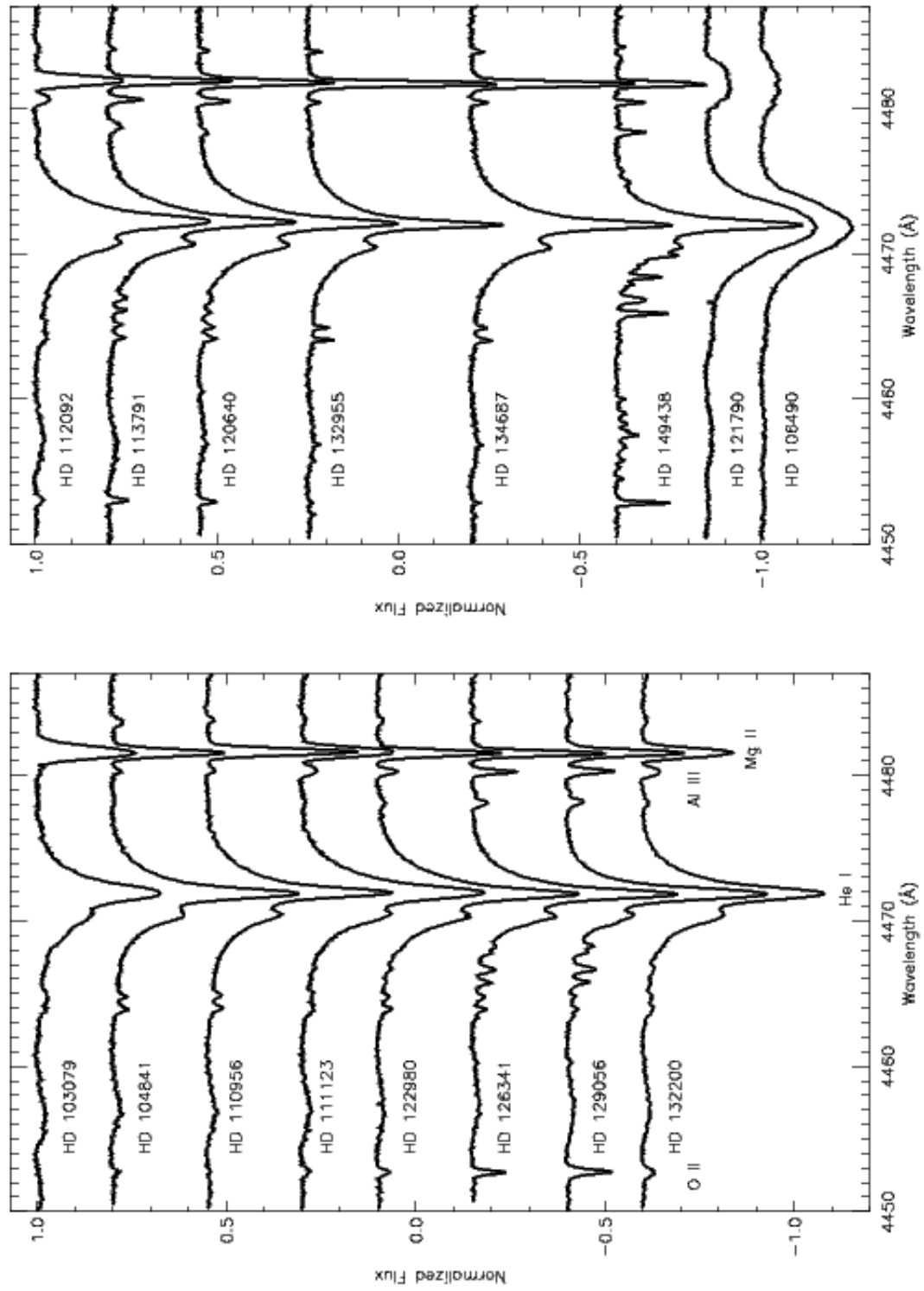


Figura 3.3: Amostra final com 16 estrelas selecionadas para análise de abundâncias

Capítulo 4

Parâmetros Atmosféricos e Velocidade de Rotação Projetada

Os parâmetros estelares temperatura efetiva (T_{ef}) e gravidade superficial (g) são muito importantes para análise de composição química pois são necessários para gerar um modelo de atmosferas que represente a estrela estudada. A temperatura efetiva de uma estrela é a temperatura de um corpo negro que emite a mesma quantidade de energia por unidade de área e por unidade de tempo que a do corpo celeste em questão. A gravidade superficial g é dada pela variação da pressão total ao longo do raio estelar. De forma resumida, os parâmetros estelares foram calculados a partir de calibrações dos índices fotométricos Strömgren (c_1 e β) da literatura, além da síntese das linhas de H_γ em 4340Å e de HeI presente em 4387Å. Além destes métodos, também utilizamos uma calibração entre parâmetro livre de avermelhamento Q e temperatura efetiva. Para a velocidade de rotação projetada na linha de visada, obtivemos os resultados a partir da relação entre a largura a meia altura de três linhas de HeI e $v \sin i$.

4.1 Parâmetros Atmosféricos

Existem vários métodos para a determinação do parâmetro estelar T_{ef} baseados na comparação entre índices fotométricos observados e escalas de temperaturas referenciais. As correlações observadas são chamadas calibrações fotométricas para T_{ef} .

4.1.1 Análise Fotométrica: Os índices c_1 e β

As calibrações envolvendo índices do sistema Strömgen são os melhores indicadores de parâmetros estelares no caso de estrelas quentes, uma vez que o índice c_1 foi definido para medir especificamente a descontinuidade de Balmer (D_B), que é indicador primário de T_{ef} em estrelas quentes (seção 2.1.2), mas também é sensível, em menor escala, ao $\log g$. Por outro lado, o índice β é indicador principalmente de $\log g$ mas também é sensível à temperatura. Devido a esta degenerescência, Gies & Lambert (1992) propuseram um método iterativo que combina calibrações fotométricas para os índices c_1 e β (Balona 1984; Lester, Gray & Kurucz 1986) com ajustes das asas da linha de hidrogênio (uma descrição completa do método iterativo pode ser obtido em Daflon 1999). No nosso caso, a comparação entre os perfis observados e teóricos da linha de H_γ a 4340Å foi feita através da interpolação em uma rede de perfis teóricos previamente calculados, cobrindo o intervalo $17.000\text{K} < T_{ef} < 30.000\text{K}$ e $3,50 < \log g < 4,50$.

Os perfis teóricos de H_γ foram calculados em não-ETL, com o código SYNPLLOT (Lanz & Hubeny 2007) e foram convoluídos afim de simular os efeitos dos mecanismos de alargamento de linhas tais como rotação e perfil instrumental.

Notamos que um dos parâmetros necessários para o ajuste do perfil teórico, a velocidade de rotação, até o momento não havia sido determinada. Por outro lado, a rotação tem uma influência muito menor do que a gravidade superficial no alargamento das asas das linhas de hidrogênio, produzindo um pequeno efeito apenas no centro da linha. Por esta razão não é necessário conhecer com precisão o v_{sen} i estelar para determinar o $\log g$: uma estimativa do valor de v_{sen} i já é suficiente para um bom ajuste do centro da linha de H. A análise mais detalhada do v_{sen} i será apresentada na seção 4.2.

A tabela 4.1 apresenta os índices fotométricos e os valores de T_{ef} e $\log g$ estimados com o método iterativo. Nas primeiras colunas aparecem os números das estrelas no catálogo HD, seguido do subgrupo a qual essas pertencem e o excesso de cor $E(b-y)$. Da quarta a sétima colunas, os índices Strömgen são apresentados: c_1 e β foram definidos na seção 2.1.2, o índice c_0 trata-se do índice c_1 desavermelhado ($c_0=c_1-0.20E(b-y)$) e o índice $[c_1]$ é uma transformação de variável necessária ($[c_1]=\log(c_0+0.2)$) para o uso da calibração Balona (1984). Nas duas últimas colunas estão os resultados estimados para T_{iter} e $\log g$.

Tabela 4.1: Parâmetros atmosféricos obtidos com o método iterativo descrito em Daflon (1999)

HD	Grupo	E(b-y)	c ₁	c ₀	[c ₁]	β	T _{iter} (K)	log g
HD 103079	LCC	0,03	0,36	0,36	-0,25	2,73	16.600	4,37
HD 104841	LCC	0,07	0,30	0,29	-0,31	2,66	18.190	3,69
HD 106490	LCC	0,00	0,04	0,04	-0,62	2,62	23.990	4,21
HD 110956	LCC	0,01	0,30	0,30	-0,30	2,70	17.780	4,16
HD 111123	LCC	0,02	-0,04	-0,05	-0,82	2,60	26.910	3,99
HD 112092	LCC	0,02	0,19	0,18	-0,42	2,66	20.420	4,15
HD 113791	LCC	0,01	0,15	0,15	-0,45	2,65	20.890	4,22
HD 120640	UCL	0,04	0,18	0,17	-0,43	2,64	20.420	3,98
HD 121790	UCL	0,01	0,16	0,16	-0,44	2,64	20.890	4,09
HD 122980	UCL	0,01	0,17	0,17	-0,43	2,66	20.890	4,15
HD 126341	UCL	0,04	0,14	0,13	-0,48	2,74	20.890	3,74
HD 129056	UCL	0,02	0,08	0,08	-0,55	2,60	22.390	3,70
HD 132200	UCL	0,00	0,18	0,18	-0,42	2,64	20.420	4,07
HD 132955	UCL	0,03	0,22	0,21	-0,39	2,66	19.500	4,50
HD 134687	UCL	0,01	0,27	0,27	-0,33	2,69	18.620	4,16
HD 149438	US	0,02	-0,09	-0,09	-0,96	2,60	30.900	4,50

4.1.2 O parâmetro Q

Utilizamos também o índice livre de avermelhamento Q e que portanto independe das determinações de excesso de cor para estimar a T_{ef} . O parâmetro Q é definido por Johnson (1958) como:

$$Q = (U - B) - X(B - V) \quad (4.1)$$

onde o coeficiente X varia de acordo com o tipo espectral, sendo $X=0,72\pm 0,03$ para estrelas B da sequência principal.

Para uma dada classe de luminosidade, o parâmetro Q é função do tipo espectral. Assim, Q pode ser relacionado à cor intrínseca através de uma relação empírica. Para as estrelas B da sequência principal, Johnson (1958) obteve a seguinte relação:

$$(B - V)_0 = 0,332Q \quad (4.2)$$

Sendo o índice Q diretamente proporcional a $(B-V)_0$, uma calibração entre Q e T_{ef} foi obtida em Daflon (1999) para uma amostra de estrelas B na sequência principal:

$$T_{ef} = 49707,912 + 115797,994Q + 109521,626Q^2 \quad (4.3)$$

Esta função está definida para valores de Q compreendidos entre $-0,891 < Q < -0,6$, que representam os valores extremos de Q para as estrelas consideradas na obtenção da relação.

A calibração dada pela equação 4.3 foi aplicada às estrelas da nossa amostra para a determinação de T_{ef} . Com uma temperatura fixa, interpolamos na nossa rede de perfis teóricos de H_γ a fim de obter a gravidade superficial. Ao adotarmos o parâmetro Q como indicador de T_{ef} , perdemos o caráter iterativo do método usado para os índices fotométricos Strömgren introduzido pelo índice β na calibração de Balona (1984). Com uma temperatura fixa, variamos a gravidade superficial do espectro sintético em busca da menor χ^2 a fim de obter o melhor ajuste.

A figura 4.1 mostra um exemplo de perfil sintético da linha H_γ ajustado ao perfil observado para a estrela HD149438. A tabela 4.2 mostra os resultados de T_{ef} e $\log g$ a partir do índice Q . As colunas 1 e 2 mostram o número das estrelas no catálogo HD, seguido do respectivo subgrupo. Na coluna seguinte, estão listados os valores de Q calculados a partir dos índices fotométricos apresentados na tabela 3.2. Os resultados de temperatura efetiva¹ e gravidade superficial² estão listados nas duas últimas colunas.

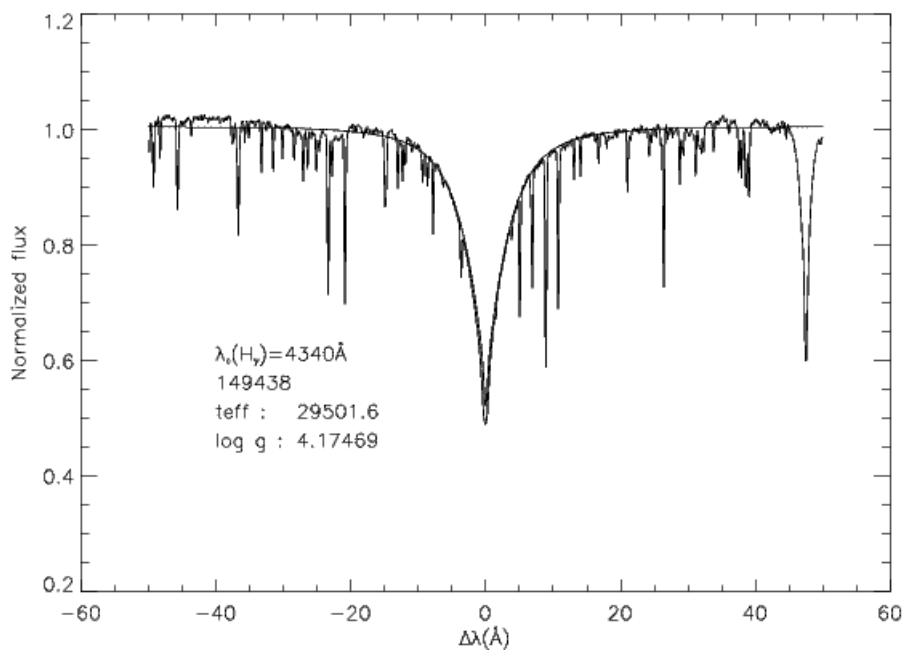


Figura 4.1: Comparação entre os perfis de H_γ sintético e observado para a estrela HD149438.

¹Os valores de T_{ef} obtidos através da calibração fotométrica para o parâmetro Q apresentam incertezas da ordem de 4%, considerando um erro típico de 0.01mag nas cores U-B e B-V (Daflon et al. 1999).

²As incertezas nos valores de $\log g$ foram estimadas a partir da diferença mínima entre 2 valores de $\log g$ para as quais é possível distinguir os perfis teóricos de H_γ associados, o que resulta em $\delta(\log g)=0,1dex$.

Tabela 4.2: Parâmetros atmosféricos obtidos a partir do índice Q

HD	Grupo	Q	$T_{ef}(Q)$ K	$\log g$
HD 103079	LCC	$-0,47 \pm 0,03$	17.250	4,40
HD 104841	LCC	$-0,55 \pm 0,01$	18.390	3,83
HD 106490	LCC	$-0,74 \pm 0,02$	23.890	4,13
HD 110956	LCC	$-0,51 \pm 0,01$	17.770	4,05
HD 111123	LCC	$-0,82 \pm 0,02$	28.050	4,17
HD 112092	LCC	$-0,62 \pm 0,01$	19.920	3,92
HD 113791	LCC	$-0,63 \pm 0,02$	20.190	3,91
HD 120640	UCL	-0,66	20.960	4,12
HD 121790	UCL	$-0,66 \pm 0,02$	20.930	4,08
HD 122980	UCL	$-0,63 \pm 0,02$	20.190	4,02
HD 126341	UCL	$-0,66 \pm 0,03$	21.210	3,67
HD 129056	UCL	$-0,73 \pm 0,01$	23.550	3,68
HD 132200	UCL	$-0,63 \pm 0,01$	20.220	3,92
HD 132955	UCL	$-0,59 \pm 0,01$	19.320	4,45
HD 134687	UCL	$-0,55 \pm 0,02$	18.410	3,98
HD 149438	US	$-0,84 \pm 0,02$	29.500	4,17

4.1.3 Análise Espectroscópica

Obtivemos dois valores diferentes para cada um dos parâmetros atmosféricos através de dois diferentes métodos e os resultados obtidos mostraram uma boa concordância entre si. A fim de verificar mais uma vez a consistência dos nossos resultados, sintetizamos uma região do espectro entre 4300Å e 4450Å, que contém a linha de H_γ e uma linha de HeI a 4387Å. Este método permite obter uma estimativa de T_{ef} completamente independente de medidas fotométricas e baseado apenas no cálculo de um espectro sintético em não-ETL.

A síntese espectral envolve também outros parâmetros tais como $v \sin i$, a velocidade de microturbulência ξ e abundâncias dos elementos que apresentam linhas de absorção na região espectral estudada. No entanto, nosso objetivo nesta etapa do trabalho é simplesmente verificar a consistência dos valores de T_{ef} e $\log g$ obtidos pelos métodos descritos anteriormente. Sendo assim, não procuramos, neste momento, variar as abundâncias afim de ajustar todas as linhas presentes no intervalo espectral estudado, mas apenas variamos T_{ef} , $\log g$ e $v \sin i$ para ajustar as linhas de H e HeI, como indicadoras destes parâmetros. Por isso, calculamos uma média entre os valores de temperatura efetiva e gravidade superficial obtidos e usamos estes valores médios para calcular um espectro sintético entre 4300Å e 4450Å. Este intervalo cobre a linha H_γ em 4340Å, também a linha de HeI em 4387Å e algumas linhas de O II. Os valores de T_{ef} e $\log g$ foram pouco a pouco variados em busca do melhor ajuste entre espectro obser-

vado e sintético. A figura 4.2 mostra um exemplo do espectro sintético sobreposto ao espectro observado da estrela HD149438. Em geral é possível reproduzir os espectros observados satisfatoriamente com os parâmetros atmosféricos adotados (tabela 4.2).

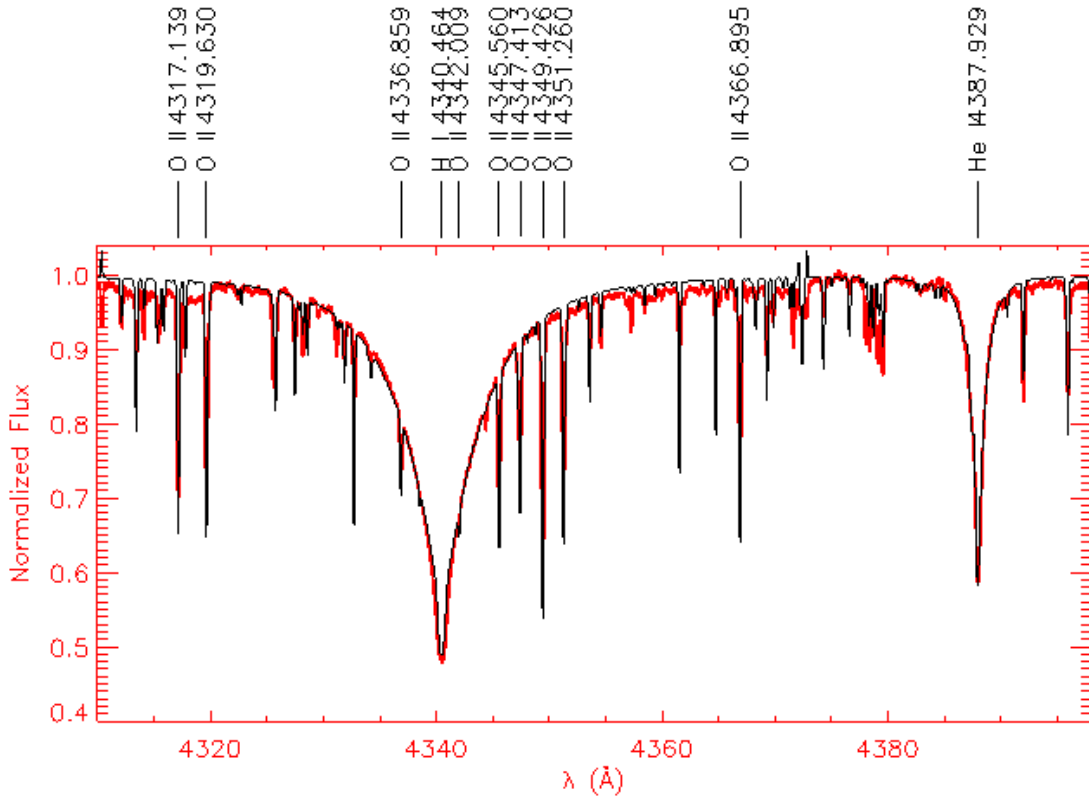


Figura 4.2: Exemplo de síntese de perfis H_{γ} e HeI para a estrela HD149438.

4.1.4 Discussão

De Zeeuw et al.(1989) calcularam os parâmetros físicos de uma amostra de estrelas em Sco-Cen associando índices fotométricos livres de avermelhamento calculados para uma rede de modelos atmosféricos para diferentes temperaturas, gravidades e abundâncias químicas assumindo a aproximação de equilíbrio termodinâmico local (Kurucz, 1979).

A figura 4.3 mostra a comparação dos resultados de T_{ef} obtidos com os dois métodos (tabelas 4.1 e 4.2) além da comparação com os resultados de de Zeeuw et al. (1989). As temperaturas efetivas $T(Q)$ e T_{iter} são consistentes entre si enquanto que os resultados de de Zeeuw são sistematicamente menores com uma diferença média da ordem de 998,44K.

A Figura 4.4 apresenta uma comparação similar para a gravidade superficial. Al-

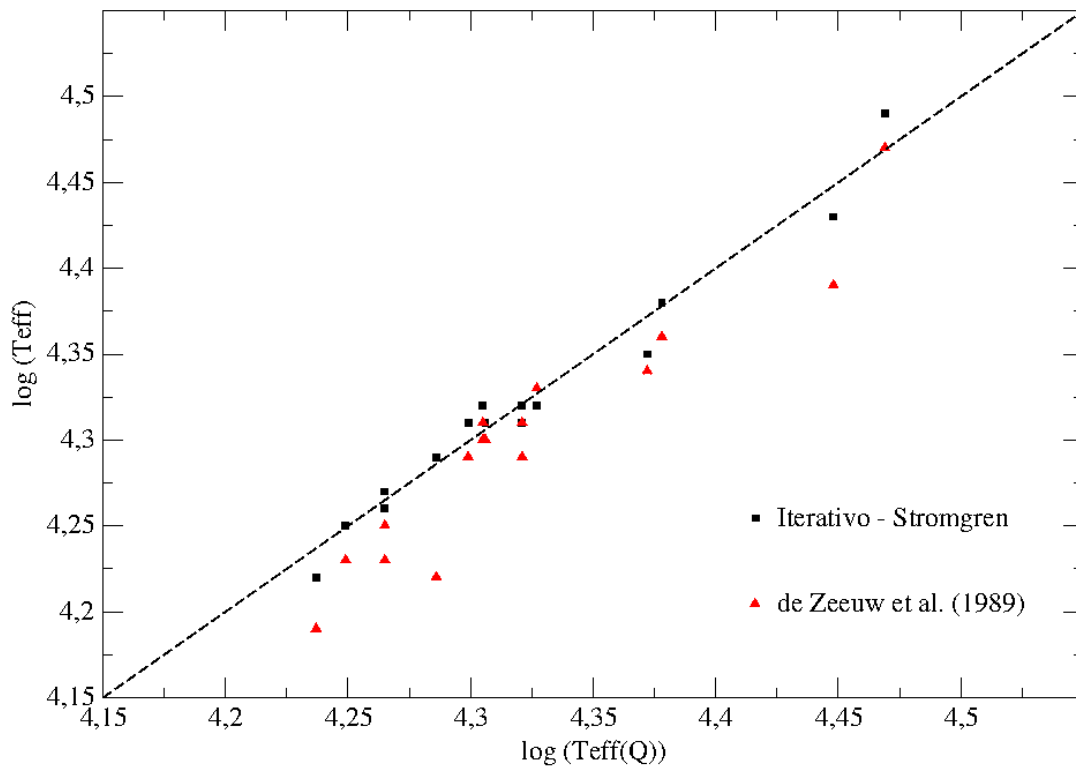


Figura 4.3: Comparação dos resultados de temperatura efetiva calculados através dos dois diferentes métodos usados neste trabalho e os valores estimados por de Zeeuw et al. 1989.

guns dos valores destoam dos estimados em de Zeeuw et al. (1989), contudo mostram uma boa correlação entre os dois métodos adotados nesta análise. Essa diferença entre os resultados obtidos para gravidade e os resultados da literatura também sugeriram o teste descrito na seção 4.1.3. Essa diferença de resultados talvez seja explicada pela diferença de métodos usados entre este trabalho e em de Zeeuw et al. (1989), que era baseado em índices fotométricos apenas.

Os resultados de T_{ef} e $\log g$ listados na tabela 4.2 serão adotados como os parâmetros estelares nos próximos passos de nossa análise. Tais parâmetros estão representados na figura 4.5, juntamente com trajetórias evolutivas de Schaller et al.(1992) calculadas para massas entre 5 e $20M_{\odot}$. As estrelas de nossa amostra encontram-se na sequência principal sendo que HD132955 está localizada um pouco abaixo da curva referente à sequência principal de idade zero (ZAMS), representada pela linha tracejada.

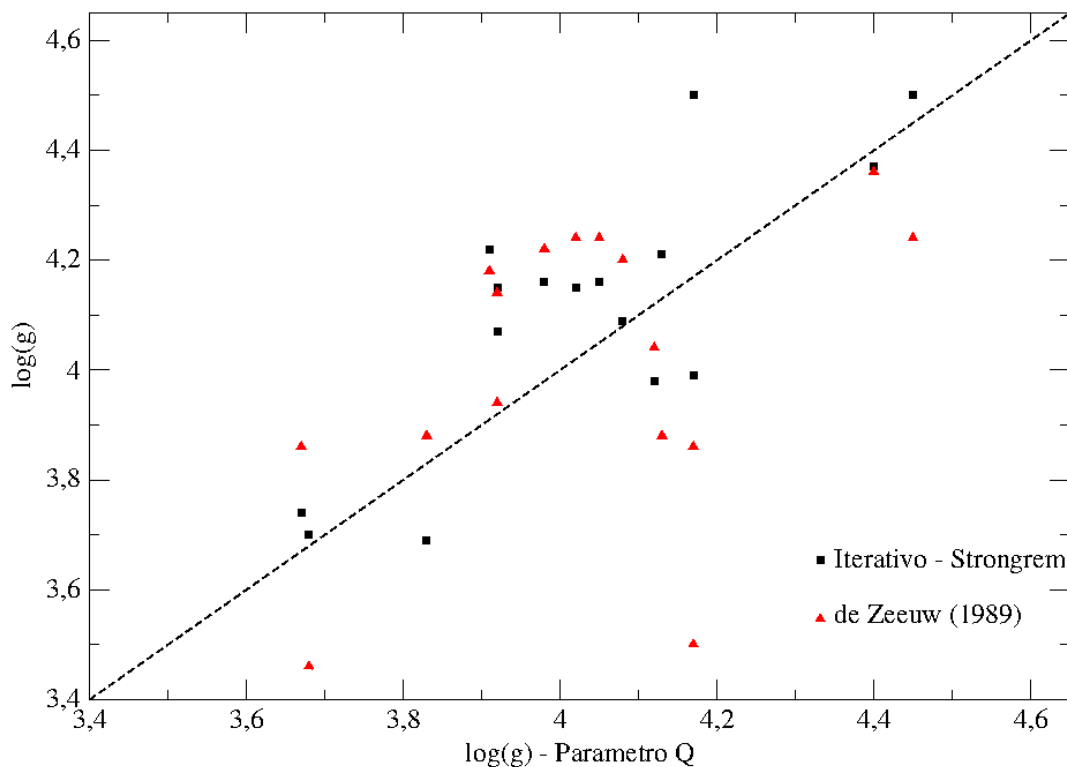


Figura 4.4: Comparação dos resultados de gravidade superficial calculados através dos dois diferentes métodos usados neste trabalho e os valores estimados por de Zeeuw et al. 1989.

4.2 Velocidade de Rotação Projetada

O v_{sen} é representado por uma distribuição gaussiana de velocidades que, quando convoluída com o perfil da linha espectral, produz um alargamento do perfil que pode promover a mistura (blend) de perfis próximos. Com isto, o v_{sen} torna-se um parâmetro importante na seleção das estrelas adequadas para uma análise de abundâncias.

A distribuição de v_{sen} de estrelas em função do tipo espectral mostra que estrelas de tipo B tem os maiores valores médios de v_{sen} entre todos os tipos espectrais na sequência principal (Abt, Levato, Grosso, 2002). Este resultado observacional torna-se ainda mais importante considerando-se que a alta rotação típica das estrelas B pode afetar importantes características das estrelas como, por exemplo, a abundância química na superfície. A distribuição de valores de v_{sen} em função do tipo espectral e luminosidade pode ajudar a impor restrições a modelos clássicos de evolução estelar que consideram o momento angular. Mudanças físicas em parâmetros superfi-

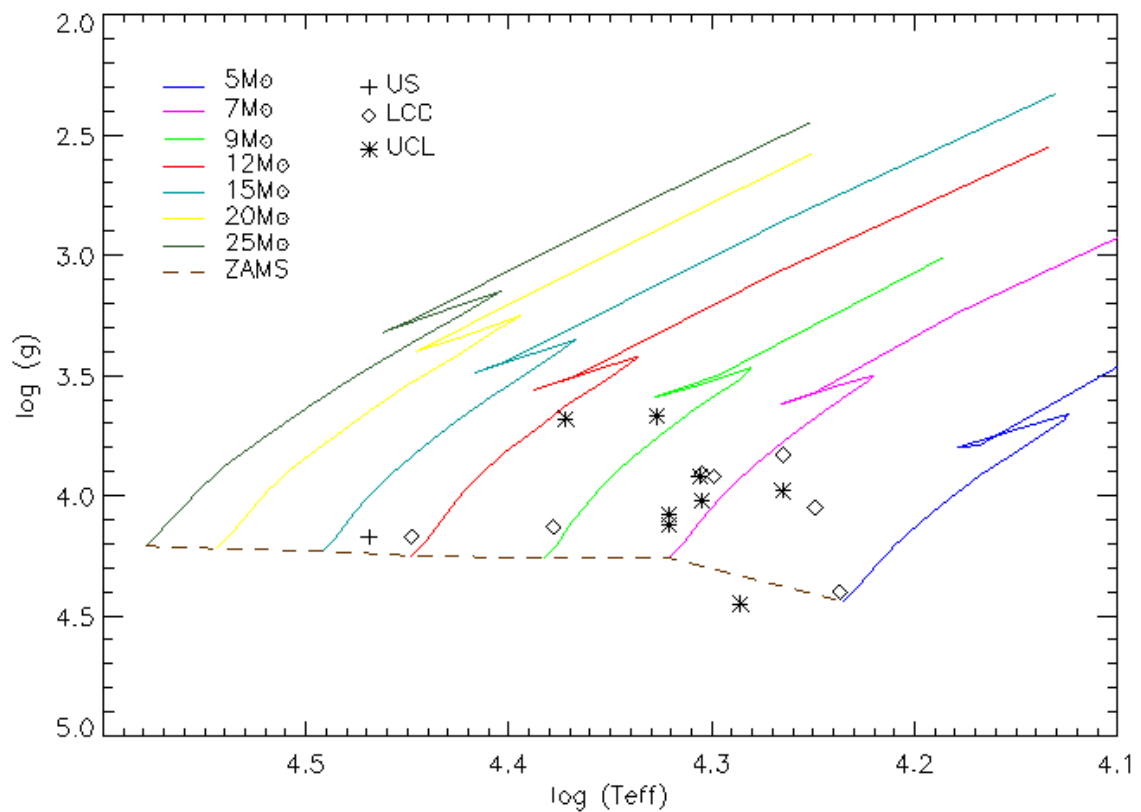


Figura 4.5: Diagrama HR mostrando a posição das estrelas de nossa amostra no plano $\log T_{\text{eff}} \times \log g$, juntamente com as trajetórias evolutivas de Schaller et al. (1992)

ciais da estrela, tais como temperatura e pressão estelar, também podem ser efeitos da velocidade rotacional, fato discutido em Slettebak et al.(1975). Além disso, existem evidências que a distribuição de $v_{\text{sen } i}$ está de alguma maneira relacionada com as características físicas da região onde as estrelas se formaram (Wolf et al. 2007).

Do ponto de vista observacional, a rotação é um importante mecanismo de alargamento espectral, principalmente no caso de linhas metálicas. Quando uma função é multiplicada por uma gaussiana normalizada, a função resultante tem sua área igual a função multiplicada, ou seja, a área se mantém constante (Grey 1996, cap.2). Devido a diferença de velocidade na linha de visada em dois diferentes pontos extremos da estrela, a rotação eleva o número de contagens no centro da linha. Porém como a área da linha permanece constante, as asas da linha se deslocam para baixo para compensar a elevação do centro, alargando o perfil. Numa região do espectro contendo muitas linhas de absorção próximas umas das outras, as linhas de absorção se fundem quando são alargadas. Este efeito impossibilita a correta identificação e medida das larguras equivalentes das linhas. Sendo assim, as estrelas com alto $v_{\text{sen } i}$ não são adequadas

para análise de abundância química.

Devido à alta rotação de algumas estrelas B, da ordem de 110km/s ou mais (Wolff et al. 1982), os perfis das linhas metálicas com intensidades menores que $\sim 100m\text{\AA}$, fortemente alargadas, quase se confundem com o contínuo estelar. Neste regime de rotação, só é possível identificar os perfis alargados de linhas mais intensas como as linhas de He e H. As linhas de hidrogênio, no entanto, estão sujeitas a outros mecanismos de alargamento (alargamento por pressão e alargamento Stark) que se sobrepõem ao efeito da rotação. Isto inviabiliza a utilização das linhas de H como indicador de rotação. Por isto, a nossa análise de $v_{sen\ i}$ será baseada nas linhas de He neutro, muito comuns nos espectros de estrelas B.

4.2.1 Determinação de $v_{sen\ i}$

Um método frequentemente usado na determinação da velocidade de rotação projetada consiste em medir largura a meia altura (full width at half maximum – FWHMs) de linhas espectrais e relacionar essa largura com o $v_{sen\ i}$ estelar. Tais calibrações podem ser ancoradas em espectros observados de estrelas com $v_{sen\ i}$ bem conhecido através de outros métodos, ou em larguras de perfis teóricos alargados artificialmente para determinados valores de $v_{sen\ i}$, assim como detalhado em Daflon et al.(2007).

A calibração proposta por Daflon et al. (2007) relaciona as larguras medidas dos perfis de 3 linhas de He I a 4026Å, 4388Å e 4471Å com larguras de perfis teóricos calculados num intervalo de temperatura entre 15000 e 30000K, e convoluídos para $v_{sen\ i}=50,\dots,400\text{km/s}$, com passo de 50km/s, para simular o efeito da rotação nos perfis das linhas. Os perfis teóricos foram calculados para $\log g=4.0$ e podem ser usados com segurança para determinar $v_{sen\ i}$ de estrelas com $\log(g)$ entre 3.7 e 4.3 dex. As gravidades superficiais de duas estrelas de nossa amostra, HD103079 e HD132955, estão fora desse intervalo de $\log g$ (mas ainda consistente com o intervalo de validade da calibração, dentro das incertezas), de modo que fizemos uma extrapolação do método para obtenção de um resultado aproximado de $v_{sen\ i}$ para estas duas estrelas.

Para determinar o $v_{sen\ i}$ usando a calibração de Daflon et al. (2007), nosso primeiro passo foi realizar a normalização de uma região espectral em um intervalo de 15Å em torno das três linhas de He I localizadas em 4026Å, 4388Å e 4471Å. As larguras a meia-altura das 3 linhas de He foram medidas usando a rotina **Splot** do **IRAF**, ajustando-se

uma função ao perfil observado, e medindo a largura ($\Delta\lambda$) da linha, tomada na metade de sua profundidade. No caso de assimetrias no perfil, a metade da largura foi medida no lado não perturbado do perfil e depois multiplicado por 2 para obter a largura total.

As larguras a meia altura de cada uma das linhas de HeI nos espectros das estrelas da nossa amostra foram medidas e convertidas em $v_{sen\ i}$; a média desses valores foi considerada como o valor de $v_{sen\ i}$ da estrela em questão. Os resultados de $v_{sen\ i}$ estão apresentados na tabela 4.4. As três primeiras colunas desta tabela, apresentam a identificação HD da estrela e os parâmetros T_{ef} e $\log g$ adotados. A quarta coluna apresenta o valor de largura a meia altura medido para a linha de HeI em 4026Å, na coluna seguinte aparece o valor de $v_{sen\ i}$ obtido para esta linha usando a calibração de Daflon et al.(2007). O mesmo segue nas 4 colunas posteriores, para as linhas 4388Å e 4471Å, respectivamente. Por fim, a última coluna apresenta o valor médio de $v_{sen\ i}$ com sua respectiva dispersão.

Tabela 4.3: Resultados para velocidade de rotação projetada na linha de visada.

HD	$\log T_{ef}$	$\log g$	4026	$v_{sen\ i}$ (km/s)	4388	$v_{sen\ i}$ (km/s)	4471	$v_{sen\ i}$ (km/s)	$\langle v_{sen\ i} \rangle$
103079	4,237	4,40	-	-	1,54 mÅ	30,24	1,29 mÅ	27,87	29,06±1,68
104841	4,265	3,83	1,39 mÅ	9,25	1,21 mÅ	11,86	-	-	10,55±1,85
106490	4,378	4,13	2,96 mÅ	85,36	3,02 mÅ	114,56	3,43 mÅ	105,78	101,90±14,98
110956	4,249	4,05	-	-	1,3 mÅ	16,93	-	-	16,93
111123	4,448	4,17	-	-	1,4 mÅ	32,62	1,48 mÅ	32,36	32,50 ± 0.19
112092	4,299	3,92	-	-	1,48 mÅ	27,92	-	-	27,92
113791	4,305	3,91	-	-	1,21 mÅ	13,70	-	-	13,70
120640	4,321	4,12	-	-	1,25 mÅ	15,39	-	-	15,39
121790	4,321	4,08	2,98 mÅ	76,88	2,97 mÅ	108,45	3,18 mÅ	92,76	92,69 ± 15,78
122980	4,305	4,02	-	-	1,32 mÅ	19,57	-	-	19,57
126341	4,327	3,67	-	-	1,08 mÅ	6,10	-	-	6,10
129056	4,372	3,68	-	-	1,03 mÅ	4,82	-	-	4,82
132200	4,306	3,92	-	-	1,4 mÅ	23,51	-	-	23,51
132955	4,286	4,45	-	-	1,12 mÅ	7,20	-	-	7,20
134687	4,265	3,98	-	-	1,09 mÅ	5,39	-	-	5,39
149438	4,469	4,17	-	-	0,95 mÅ	6,29	-	-	6,29

Notamos que os valores de FWHM medidos nos perfis das linhas 4026Å e 4471Å estavam em geral fora do intervalo de FWHM's teóricos da calibração adotada. Este resultado foi observado sistematicamente para as estrelas de baixo $v_{sen\ i}$, com linhas de HeI bastante estreitas. Os valores de $v_{sen\ i}$ obtidos de tais medidas eram sistematicamente mais baixos do que o esperado para o perfil da linha, de modo que estas medidas foram descartadas do resultado final de $v_{sen\ i}$. Por isso, para 11 estrelas na nossa amostra, o valor de $v_{sen\ i}$ foi obtido a partir da linha 4388Å somente.

Os resultados de $v_{sen\ i}$ obtidos são comparados com os resultados de Brown & Verschueren (1997) na figura 4.6. Notamos que os valores de Brown & Verschueren (1997)

são sistematicamente mais altos que os nossos, com uma diferença média de 10km/s. Esta diferença sistemática é provavelmente decorrente das diferentes técnicas utilizadas na determinação do $v_{sen\ i}$: FWHM, no nosso caso, e transformada de Fourier, no caso de Brown & Verschueren(1997).

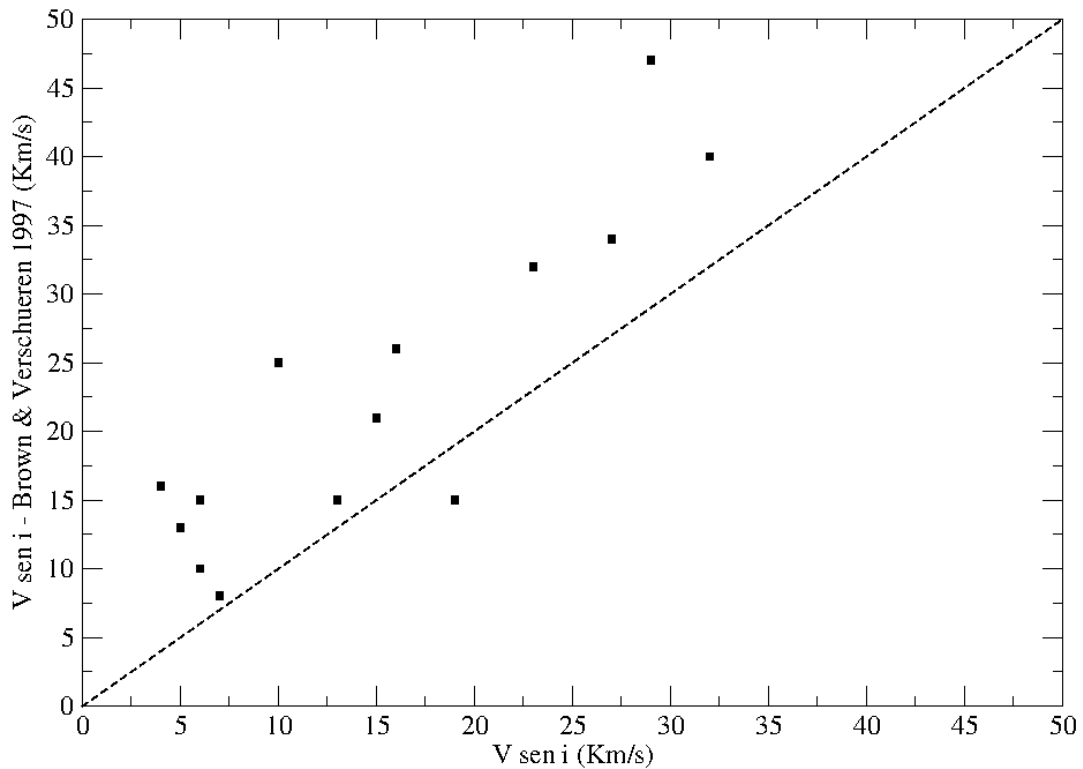


Figura 4.6: Comparação entre os $v_{sen\ i}$ obtidos na nossa análise e os resultados de Brown & Verschueren (1997). Os valores encontrados na nossa análise são sistematicamente mais altos que os valores encontrados por Brown & Verschueren (1997), com uma diferença média de 10km/s.

A figura 4.7 mostra um histograma com a distribuição de $v_{sen\ i}$ para as estrelas da nossa amostra. Cada cor representa um dos subgrupos e a indicação das cores encontra-se na própria figura. A distribuição de $v_{sen\ i}$ obtida apresenta um pico no intervalo 5-10km/s e é mais ou menos plana até 35km/s. Esta distribuição é diferente das distribuições obtidas no caso de grandes amostras de estrelas B (exemplo: Dafflon et al. 2007, Bragança et al. 2012) uma vez que nossa amostra foi selecionada especificamente para um estudo de abundância e apresenta uma clara tendência em conter apenas estrelas com baixo $v_{sen\ i}$.

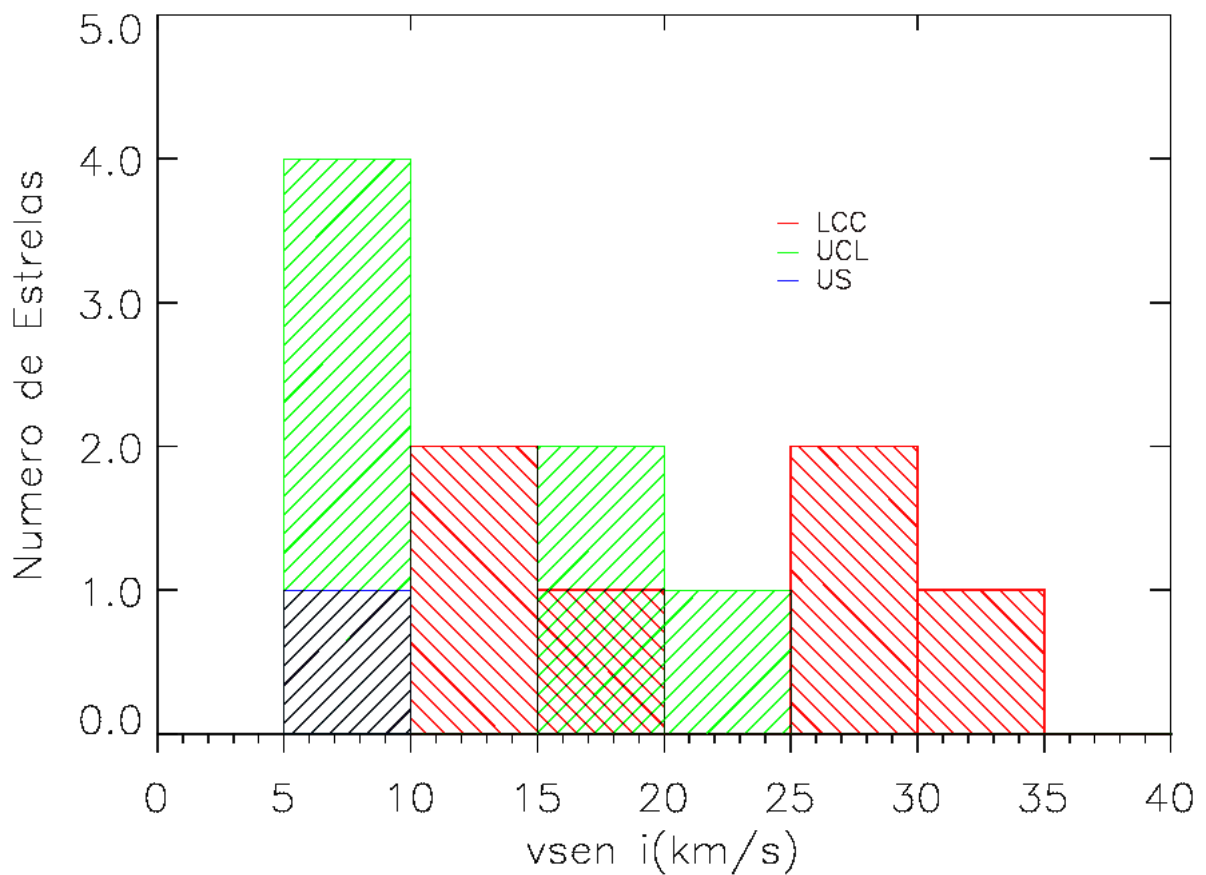


Figura 4.7: Histograma com a distribuição de $v_{sen\ i}$ onde cada cor representa um dos subgrupos. A distribuição de $v_{sen\ i}$ obtida apresenta um pico no intervalo 5-10km/s e é mais ou menos plana até 35km/s.

Nesse ponto do trabalho temos estimados os valores de temperatura efetiva, gravidade superficial e velocidade de rotação projetada na linha de visada, que serão necessários para a análise de abundância de oxigênio em cada uma das estrelas, o que será discutido no próximo capítulo.

Capítulo 5

Abundância de Oxigênio e Metalicidade

A formação estelar em Sco-Cen começou entre 15 e 20 milhões de anos atrás. de Zeeuw et al.(1989) sugerem três épocas sequenciais de formação estelar, enquanto Sartori et al.(2003) sugerem apenas duas épocas de formação estelar. Na tabela 5.1 temos as idades sugeridas dos subgrupos.

Tabela 5.1: Idades dos subgrupos de Sco-Cen em milhões de anos

Subgrupo	de Zeeuw et al. (1989) (Myr)	Sartori et al. (2003) (Myr)
UCL	14-15	16-20
LCC	11-12	16-20
US	4-5	8-10

Preibisch & Zinnecker (1999) sugerem que o processo de formação estelar no subgrupo US foi induzido por ondas de choque produzidas por explosões de supernova no subgrupo UCL. Esta onda de choque teria atravessado a nuvem que originou US há aproximadamente 5 milhões de anos, época que coincide com a idade de US sugerida por de Zeeuw et al. 1989 (figura 5.1).

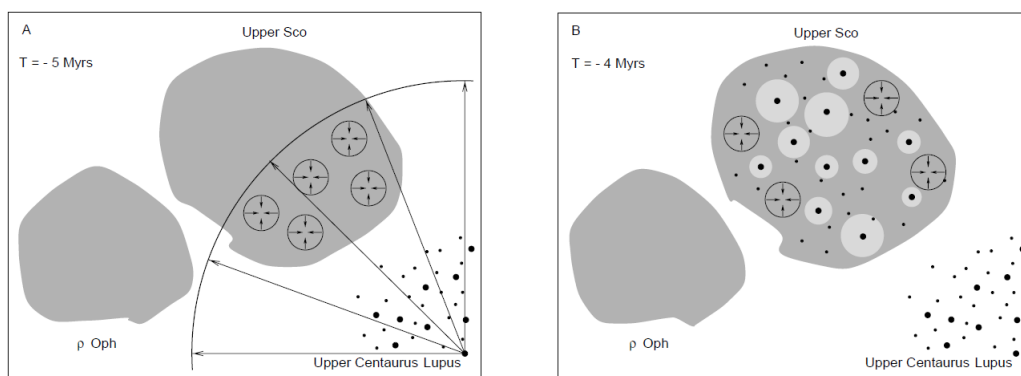


Figura 5.1: Parte do esquema de Preibisch & Zinnecker (1999) para a história de formação estelar em Upper Scorpius. As partes escuras representam as nuvens moleculares e os pontos representam estrelas. As ondas de choque geradas de supernovas em UCL (painel A) teriam induzido a formação estelar em US.

Ortega et al. (2009) sugerem um mecanismo de formação diferente, descrito na seção 1.4. A principal diferença deste segundo modelo, é que a onda de choque responsável pelo início da formação em US teria se originado no subgrupo LCC.

Ambos os modelos de formação para US concordam na previsão de que a idade deste subgrupo deve ser menor que a dos outros dois. Este cenário poderia ser adequado para favorecer um processo de auto-enriquecimento nos subgrupos de Sco-Cen.

A ideia de auto-enriquecimento em uma associação foi primeiramente sugerida por Reeves (1972). Os elementos produzidos pelas estrelas de grande massa podem vir a enriquecer o meio interestelar, tanto através de ventos estelares como de explosões de supernova, e conseqüentemente alterar a composição química das gerações estelares futuras. Uma vez que uma associação tem sua origem em uma mesma nuvem molecular, diferentes composições químicas entre seus subgrupos poderiam representar indício do enriquecimento do meio pelas estrelas dos subgrupos mais velhos (Reeves 1978).

Esta hipótese de auto-enriquecimento foi testada para Sco-Cen no nosso projeto de pesquisa, usando a abundância de oxigênio como indicador de metalicidade. Aqui mostraremos como foi feita a obtenção das abundâncias com o uso das linhas de O II, discutiremos a distribuição de metalicidade encontrada na associação e investigaremos uma possível correlação entre as abundâncias de oxigênio e índices fotométricos.

5.1 Abundâncias de Oxigênio

Entende-se por atmosfera estelar como qualquer meio conectado fisicamente com a estrela, por onde os fótons escapam ao espaço e que corresponde à região onde a radiação observada se origina (Hubeny & Lanz 2010). Para a análise de abundâncias através de síntese espectral em não-ETL foram usados os programas TLUSTY (Hubeny 1988; Hubeny & Lanz 1995) e SYNSPEC (Hubeny & Lanz 1997).

5.1.1 Modelos de Atmosferas

Os modelos atmosféricos descrevem a estrutura física da atmosfera estelar. Algumas aproximações importantes geralmente incluídas no cálculo de modelos atmosféricos são: *geometria plano paralela*, a espessura da atmosfera é pequena comparada com o tamanho da estrela; *equilíbrio radiativo*, o fluxo da energia radiativa e convectiva é constante com a profundidade na atmosfera, não existe criação de energia dentro da atmosfera; *equilíbrio hidrostático*, a pressão e a força gravitacional estão perfeitamente balanceadas e não há movimento relativo das camadas na direção normal e nem aceleração líquida da atmosfera. No caso de considerar *equilíbrio termodinâmico local*, em cada camada, o estado do gás depende só dos valores locais do campo de radiação (temperatura(T) e densidade eletrônica (N_e)) e não tem conexão com as outras camadas. No caso não-ETL, as linhas contribuem para a opacidade mas também para o equilíbrio estatístico (determinação das populações dos níveis atômicos). Sendo assim, as equações de equilíbrio estatístico e de transporte radiativo devem ser resolvidas simultaneamente.

O código TLUSTY calcula modelos de atmosferas estelares em não-ETL, homogêneas, plano-paralelas, em equilíbrio radiativo e hidrostático, incluindo o *line-blanketing* em não-ETL. Duas redes de modelos atmosféricos foram previamente calculadas pelo TLUSTY: OSTAR2002 e BSTAR2006, apropriadas para estrelas O e B, respectivamente. A rede OSTAR2002 (Lanz & Hubeny, 2003) é formada por 680 modelos atmosféricos individuais, cobrindo uma faixa de temperaturas entre 27500K e 55000K com passo de 2500K, oito gravidades superficiais, de $3.0 \leq \log g \leq 4.75$, com passo de 0,25dex, e 10 metalicidades, desde enriquecida até pobre em metais com relação ao Sol. As composições químicas selecionadas cobrem um número de ambientes típicos

de estrelas de alta massa. As espécies tratadas em não-ETL são H, He, C, Mg, N, O, Ne, Si, P, S, Fe e Ni nos principais estágios de ionização. A rede BSTAR2006 (Lanz & Hubeny 2007) conta com 1540 modelos individuais, calculados para 16 valores de temperaturas efetivas, entre $15000\text{K} \leq T_{ef} \leq 30000\text{K}$ com passo de 1000K e gravidades superficiais na faixa de $1,75 \leq \log g \leq 4,75$ com passo de 0.25 dex, seis metalicidades, desde enriquecida até pobre em metais com relação ao Sol. As espécies tratadas em não-ETL são H, He, C, N, O, Mg, Ne, Si, Al, P, S e Fe nos principais estágios de ionização.

O programa SYNSPEC calcula o espectro emergente supondo a estrutura de um modelo atmosférico dado, que pode ser um modelo calculado pelo TLUSTY ou um modelo em ETL. Existem algumas interfaces ou programas utilitários como o SYN-PLOT, que é uma interface gráfica e permite realizar tarefas com o SYNSPEC, tais como calcular e imprimir espectros, realizar convoluções e identificar linhas espectrais.

5.1.2 Seleção de linhas de O II

A seleção de linhas se deu com base nas listas de Gies & Lambert(1992), Kilian, Montenbruck & Nissen(1991) e Nieva & Przybilla(2012 - NP2012 doravante). De um total de 42 linhas de O II, fizemos uma filtragem das linhas presentes na maioria dos espectros, que não sofriam interferência de outro elemento além do O II e linhas não misturadas (linhas com uma das asas compartilhada a outra linha de absorção). Ao fim usamos uma lista de 20 linhas com seus comprimentos de onda central apresentados no Apêndice A.

Algumas linhas selecionadas encontram-se em regiões espectrais de difícil normalização, o que dificulta a síntese espectral de tais regiões. Nestes casos, as linhas foram descartadas da análise a fim de minimizar possíveis efeitos sistemáticos.

Nessa fase do trabalho mais três estrelas tiveram de ser descartadas: HD103079, por não possuir em seu espectro um número considerável de linhas de O II, provavelmente devido a sua baixa temperatura. As estrelas HD106490 e HD121790 por possuírem $v_{sen} > 90\text{km/s}$ e por isso seus espectros só apresentavam as linhas de O II mais intensas, essas por sua vez já muito alargadas.

5.1.3 Metodologia

Com os parâmetros atmosféricos e velocidade de rotação obtidos, usamos a interface SYNPLLOT para sintetizar os perfis de linhas de O II. Um importante parâmetro na síntese espectral é a velocidade de microturbulência. Os movimentos turbulentos que contribuem para o campo de velocidade na atmosfera influenciam o perfil das linhas espectrais. Se a célula de turbulência for muito menor do que a região da atmosfera onde a célula é formada, os movimentos turbulentos são chamados microturbulência e são representados por uma distribuição gaussiana de dispersão ξ (km/s). Uma vez que ao longo da linha de visada os átomos possuem diferentes velocidades, um fóton com um pequeno desvio de comprimento de onda com respeito ao centro da linha a qual teria o reabsorvido, possivelmente não será agora absorvido devido ao material acima desse estar se movendo muito rapidamente. O coeficiente de absorção no comprimento de onda do fóton se torna muito pequeno.

O valor de ξ é geralmente dado por um parâmetro ad-hoc incluído no cálculo dos perfis com o objetivo de atrasar a saturação das linhas. Na prática, o valor de ξ é definido através da condição canônica de que todas as linhas fortes e fracas de uma mesma espécie produzam a mesma abundância.

As figuras 5.2 e 5.3 mostram a comparação entre os espectros teóricos e observados. A figura 5.2 mostra o ajuste espectral da linha de O II presente em 4414Å para a estrela HD149438 que tem $v_{\text{sen } i}=10\text{km/s}$. Com tal rotação as linhas apresentam-se mais estreitas com uma fácil diferenciação entre asa da linha e a região do contínuo, com isso o ajuste entre os dois espectros é facilitado. O mesmo não pode ser dito na figura 5.3 que mostra a sobreposição espectral para a estrela HD111123 que tem rotação de 30km/s. Nesse regime de rotação, as linhas já aparecem mais alargadas, o que dificulta a síntese espectral mais adequada ao espectro observado.

Em cada uma das linhas de O II selecionadas, a abundância foi estimada para microturbulências entre 0 e 10km/s, com passo de 5km/s. Para algumas estrelas com linhas mais estreitas, foi impossível obter um bom ajuste para $\xi > 7\text{km/s}$. Nestes casos, calculamos as abundâncias para $\xi=0, 5$ e 7km/s. Para cada valor de ξ , calculamos as abundâncias das linhas individuais, a abundância média calculada a partir das abundâncias individuais e o desvio padrão da média. Ao fim, avaliamos a variação de $A(\text{O})$ em função da ξ , como mostra a figura 5.4 e escolhemos o valor de microtur-

bulência para o qual foi obtida a menor dispersão em abundância. No caso da estrela HD113791, a solução foi obtida para $\xi=5\text{km/s}$ e $A(\text{O})=9.079\pm 0.091$.

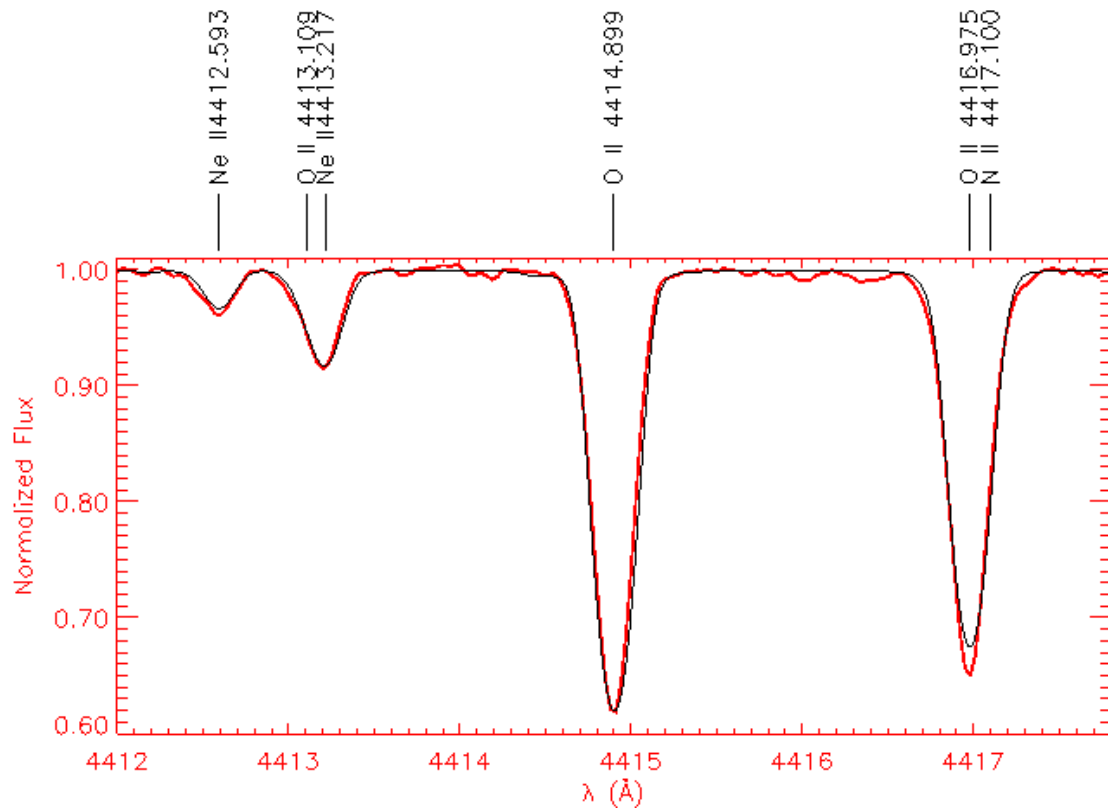


Figura 5.2: Exemplo de síntese espectral para a estrela HD149438. O espectro apresenta linhas de absorção estreitas devido a baixa rotação estelar.

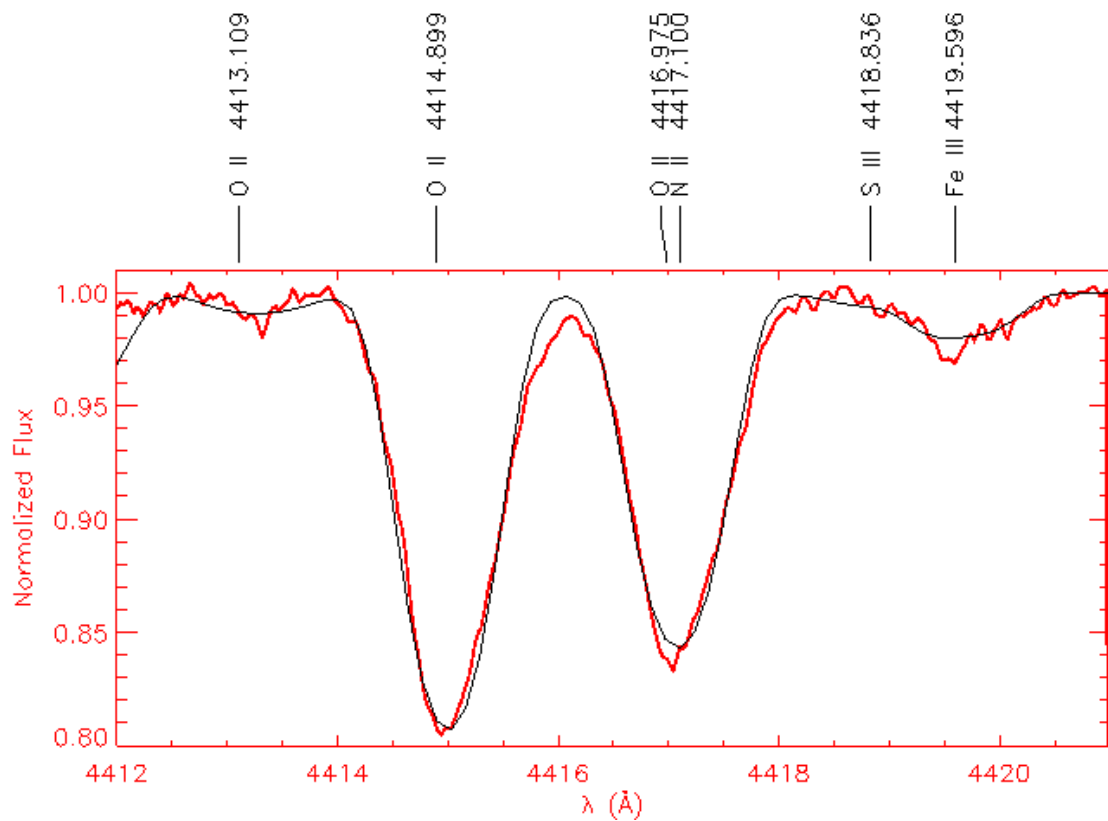


Figura 5.3: Exemplo de síntese espectral para a estrela HD111123. O espectro apresenta linhas de absorção alargadas devido a rotação estelar.

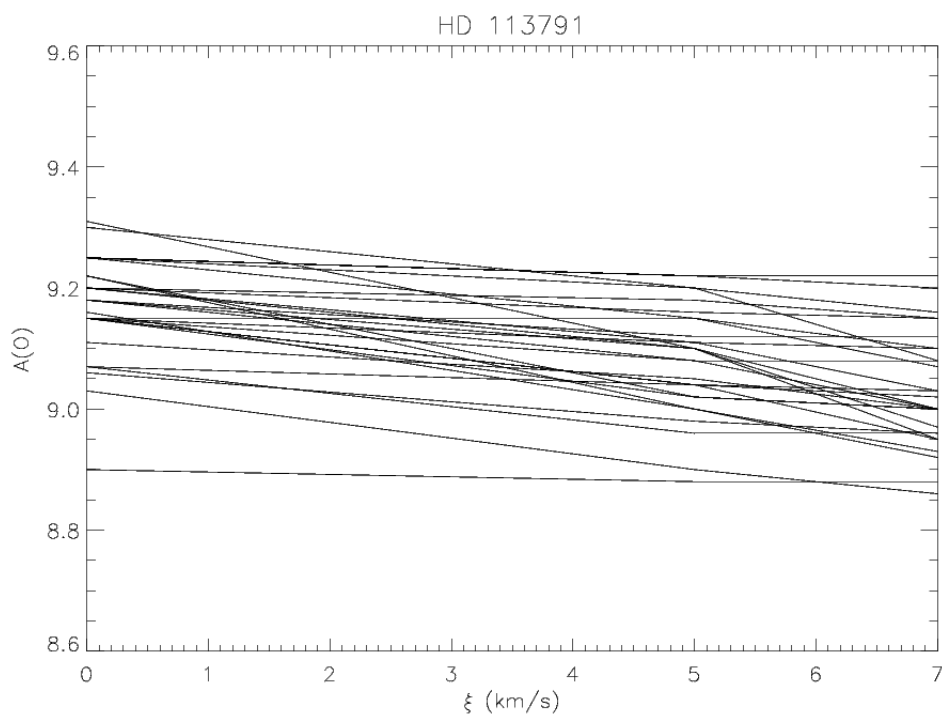


Figura 5.4: Variação da abundância de oxigênio com a velocidade de microturbulência. O valor de ξ para o qual apresenta-se a menor dispersão no valor de $A(O)$ é tido como o valor ideal. No caso da estrela HD113791 o valor de ξ foi 5km/s.

Além dos gráficos $\xi \times A(O)$ como exemplificado na figura 5.4, também avaliamos as abundâncias das linhas individuais em função da intensidade das linhas (largura equivalente, W), para uma dada microturbulência, como representado na figura 5.5, que ilustra os resultados para a estrela HD113791, com 17 linhas de O II medidas. A inclinação da reta definida pela relação de $W \times A(O)$ é uma função da velocidade de microturbulência adotada: quando esta inclinação é zero, encontramos o valor de microturbulência na qual a abundância derivada pelas linhas fracas seja a mesma que abundância derivada pelas linhas fortes. No caso da estrela HD113791 o valor de microturbulência obtido por este método foi 5km/s.

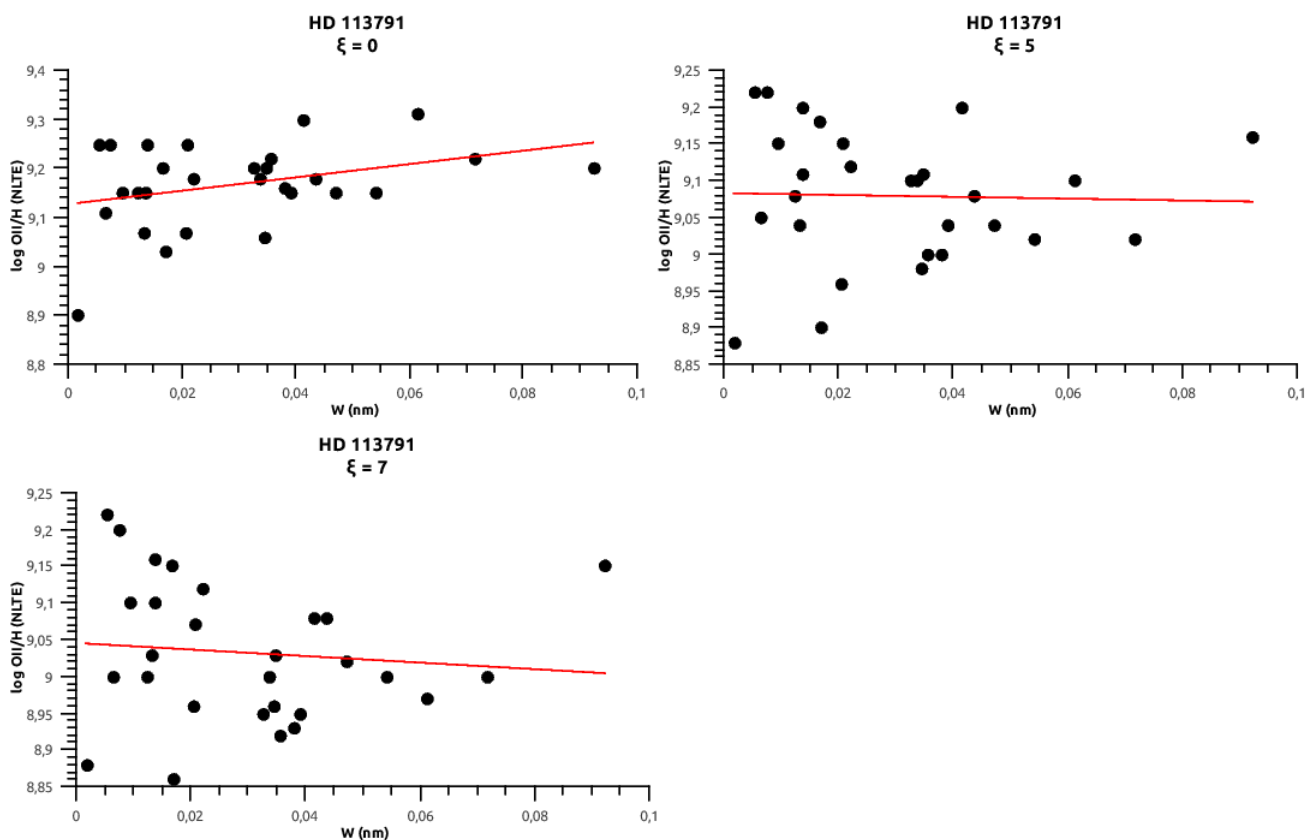


Figura 5.5: Abundâncias de oxigênio em função das larguras equivalentes das linhas analisadas. A melhor solução é aquela em que a inclinação da reta é próxima de zero. Para a estrela HD113791, a solução obtida foi $\xi=5\text{km/s}$ e $A(O)=9,08\pm 0,091$.

5.1.4 Resultados

Realizamos a síntese espectral de todas as linhas de O II variando a microturbulência entre 0 e 10km/s e obtivemos as abundâncias individuais para cada estrela. Avaliamos

as relações como exemplificado nas figuras 5.4 e 5.5 a fim de determinar a melhor solução para cada estrela. A tabela 5.2 apresenta nas primeiras colunas os números das estrelas no catálogo HD, a longitude Galáctica, a latitude Galáctica e a velocidade de microturbulência. A quinta coluna mostra as abundâncias médias de oxigênio encontradas, seguido da dispersão do valor médio. Por fim as colunas 6 a 8 mostram o índice fotométrico observado m_1 , o excesso de cor $E(b-y)$ dado por de Zeeuw et al. 1989 e o índice desavermelhado m_0 , respectivamente. As últimas colunas listam a abundância de ferro e metalicidade de cada estrela, que terão a obtenção descrita na seção 5.2.

Tabela 5.2: Resultados da análise de abundância de oxigênio e estimativa da abundância de ferro e da metalicidade.

HD	l(°)	b(°)	ξ	A(O)	m_1	E(b-y)	m_0	A(Fe)	[Fe/H]
HD 104841	297.647	-0.779	7	8.551 ± 0.062	0.081 ± 0.01	0.07	0.06	7.311	-0.19
HD 110956	302.232	6.376	4	8.629 ± 0.067	0.107 ± 0.00	0.01	0.104	7.389	-0.11
HD 111123	302.465	3.180	10	8.635 ± 0.137	0.061 ± 0.00	0.02	0.055	7.395	-0.11
HD 112092	303.365	5.691	3	8.733 ± 0.074	0.093 ± 0.01	0.02	0.087	7.493	-0.01
HD 113791	305.489	12.889	5	9.079 ± 0.091	0.091 ± 0.00	0.01	0.088	7.839	0.34
HD 120640	313.530	14.728	3	8.746 ± 0.060	0.097 ± 0.00	0.04	0.085	7.506	0.01
HD 122980	317.733	19.538	3	8.794 ± 0.080	0.095 ± 0.01	0.01	0.092	7.554	0.05
HD 126341	319.921	14.504	7	8.743 ± 0.056	0.066 ± 0.00	0.04	0.054	7.503	0.00
HD 129056	321.613	11.437	7	8.819 ± 0.117	0.067 ± 0.01	0.02	0.061	7.579	0.08
HD 132200	326.874	14.754	2	8.951 ± 0.070	0.086 ± 0.01	0.00	0.086	7.711	0.21
HD 132955	332.606	22.541	5	8.337 ± 0.138	0.094 ± 0.00	0.03	0.085	7.097	-0.41
HD 134687	327.831	11.430	5	8.659 ± 0.099	0.098 ± 0.00	0.01	0.095	7.419	-0.08
HD 149438	351.536	12.808	5	8.662 ± 0.125	0.051 ± 0.02	0.02	0.045	7.422	-0.08

NP2012 mediram as abundâncias de oxigênio para duas estrelas comuns a nossa amostra também através de síntese espectral em não-ETL. Para HD122980, NP2012 encontraram uma abundância de oxigênio de 8.72 ± 0.06 e para HD149438 foi estimado $A(O) = 8,77 \pm 0,08$. Os valores de $A(O)$ são consistentes com os nossos dentro das incertezas. Ambos os resultados concordam com as nossas quanto ao valor de microturbulência referente as duas estrelas.

As abundâncias de oxigênio médias de cada subgrupo de Sco-Cen estão apresentadas na tabela 5.3 junto com as metalicidades médias que serão apresentadas na próxima seção. As abundâncias de oxigênio para as estrelas de nossa amostra variam de $8,337 \pm 0,125$ até $9,079 \pm 0,091$ com média de $8,718 \pm 0,314$ para o complexo de Scorpio-Centaurus.

As abundâncias médias de LCC e UCL são consistentes, sugerindo portanto que estes dois subgrupos de Sco-Cen são quimicamente homogêneos. Não é possível avaliar possíveis diferenças nas abundâncias do subgrupo mais jovem de US, uma vez que este

subgrupo está representado por apenas uma estrela em nossa amostra.

Tabela 5.3: Abundância de oxigênio e metalicidade para os subgrupos de Sco-Cen.

Subgrupo	A(O)	$\sigma_{A(O)}$	[Fe/H]	$\sigma_{[Fe/H]}$	[Fe/H] _{Reis(2011)}	$\sigma_{[Fe/H]Reis(2011)}$
LCC	8.725	± 0.210	-0.016	± 0.074	-0.012	± 0.056
UCL	8.721	± 0.190	-0.020	± 0.097	-0.032	± 0.049
US	8.662	± 0.125	-0.080	-	0.104	± 0.062
Sco-Cen	8.718	± 0.090	-0.039	± 0.078	-0.049	± 0.056

A figura 5.6 mostra a distribuição de abundâncias de oxigênio nos 3 subgrupos de Sco-Cen identificadas por diferentes cores. Notamos que a distribuição apresenta uma estrela em UCL (HD132955) com abundância de oxigênio que é 0.38dex menor do que a abundância média do subgrupo. Por outro lado, a estrela HD113791, pertencente ao subgrupo LCC apresenta abundância de oxigênio 0.35dex maior do que a média do subgrupo. Mesmo que as abundâncias destas duas estrelas sejam discrepantes com relação ao restante da amostra, estes resultados representam as melhores soluções para tais estrelas. Notamos que estas estrelas apresentam latitudes Galácticas discrepantes do resto do conjunto apesar de serem consideradas membros em de Zeeuw et al. (1989). Ainda assim, as abundâncias em Sco-Cen parecem ser homogêneas, lembrando que o subgrupo US está amostrado por apenas uma estrela.

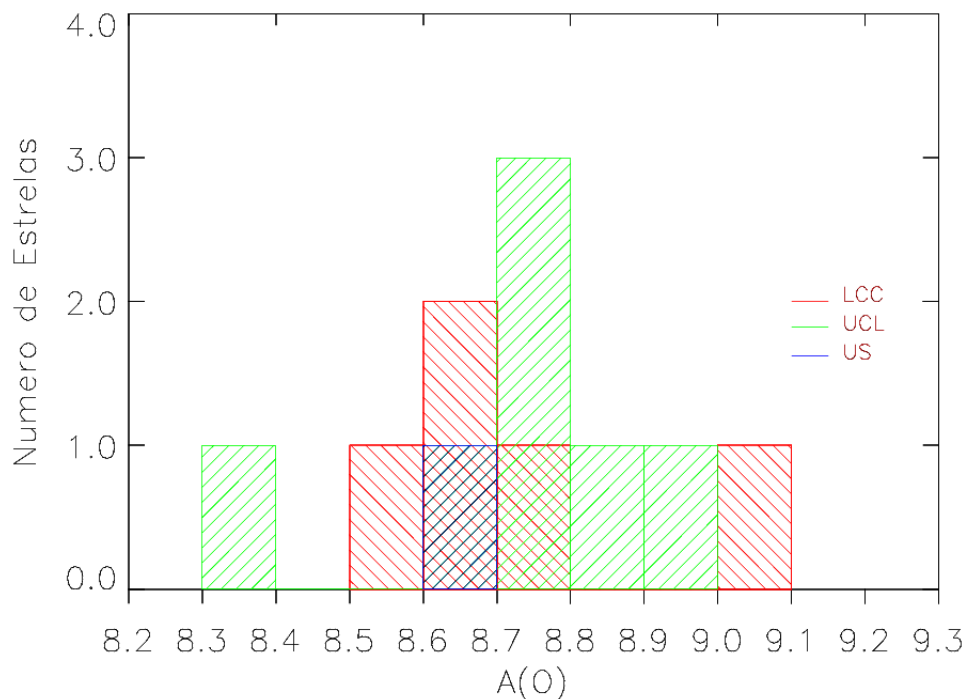


Figura 5.6: Distribuição de abundâncias de oxigênio nos 3 subgrupos de Sco-Cen identificadas por diferentes cores.

Com as distâncias dos aglomerados ao Sol, d (de Zeeuw et al. 1989), as distâncias Galactocêntricas dos subgrupos projetadas no plano Galáctico foram calculadas através de:

$$R_g^2 = R_\odot^2 + (d \cos(b))^2 + 2R_\odot^2 d \cos(l) \cos(b) \quad (5.1)$$

onde R_\odot é a distância Galactocêntrica do Sol e l, b são as longitudes e latitudes Galácticas, respectivamente. A distância entre o Sol e o centro Galáctico adotada foi $R_\odot = 7.9 \text{ kpc}$ (Macnamara et al. 2000). Os valores usados para a estimativa de R_g são apresentados na tabela 5.4.

Tabela 5.4: Distâncias e coordenadas Galácticas médias para os subgrupos de Sco-Cen. Coordenadas Galácticas e distância ao Sol obtidas de de Zeeuw et al. (1999).

Distância	US	UCL	LCC
$d(\text{pc})$	144	142	116
$l(^{\circ})$	350	325	302
$b(^{\circ})$	19	20	3
$R_g(\text{kpc})$	7.76	7.77	7.84

A figura 5.7 apresenta as abundâncias de oxigênio em Sco-Cen no contexto do gradiente de abundâncias no disco Galáctico obtido por Daflon & Cunha (2004). Os pontos vermelhos representam as abundâncias médias dos subgrupos de Sco-Cen, o ponto azul representa o Sol, os demais pontos são aglomerados abertos e associações OB analisados em Daflon & Cunha (2004). Alguns pontos não apresentam barra de erros pois tratam-se de medidas a partir de estrelas individuais que representam um dos aglomerados abertos e associações OB (US é um exemplo). Quando a barra de erro está presente, esta representa a dispersão da abundância média obtida a partir de uma amostra de estrelas. As abundâncias de Sco-Cen encontram-se no envoltório superior da distribuição de abundâncias de Daflon & Cunha (2004), mas ainda são consistentes dentro das incertezas.

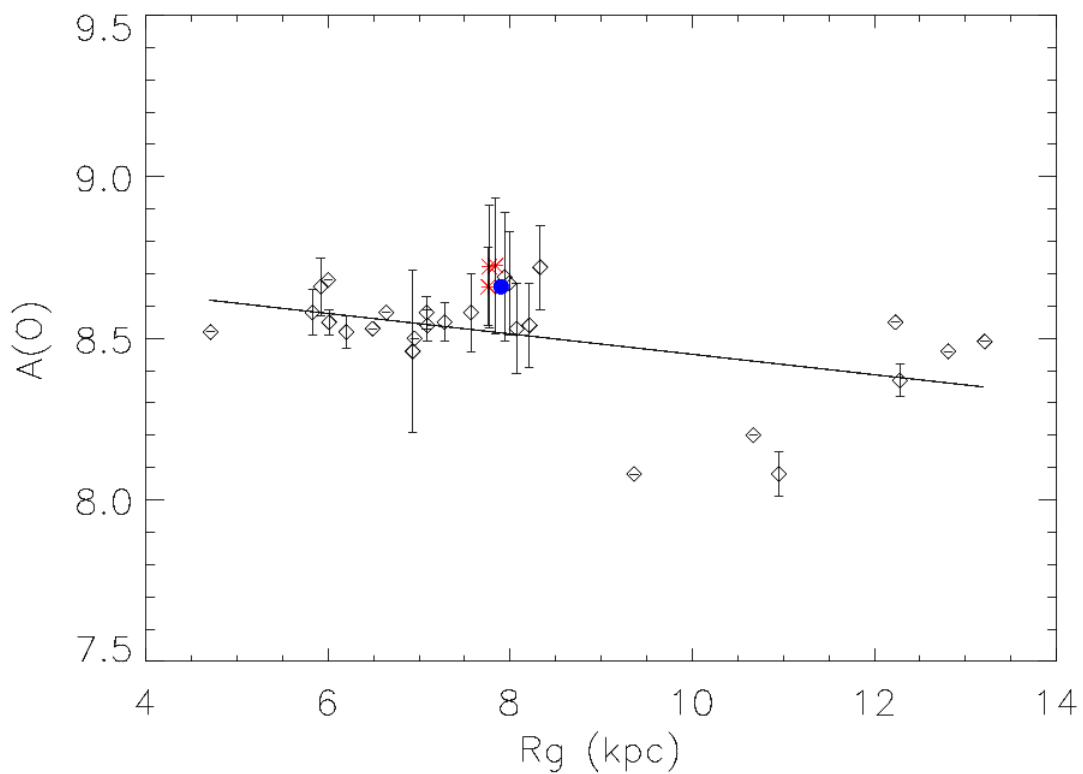


Figura 5.7: Gradiente de abundâncias de oxigênio no disco Galáctico. Os pontos vermelhos representam as abundâncias médias dos subgrupos de Sco-Cen, o ponto azul representa o Sol, os demais pontos são de Daflon & Cunha (2004).

A figura 5.8 mostra a distribuição espacial das abundâncias de oxigênio das estrelas dos 3 subgrupos de Sco-Cen. As distribuições de abundâncias em UCL e LCC apresentam dispersão da ordem de 0.2 dex, incluindo as 2 estrelas com valores mais discrepantes. Dada esta dispersão, as abundâncias médias destes 2 subgrupos podem ser consideradas consistentes entre si.

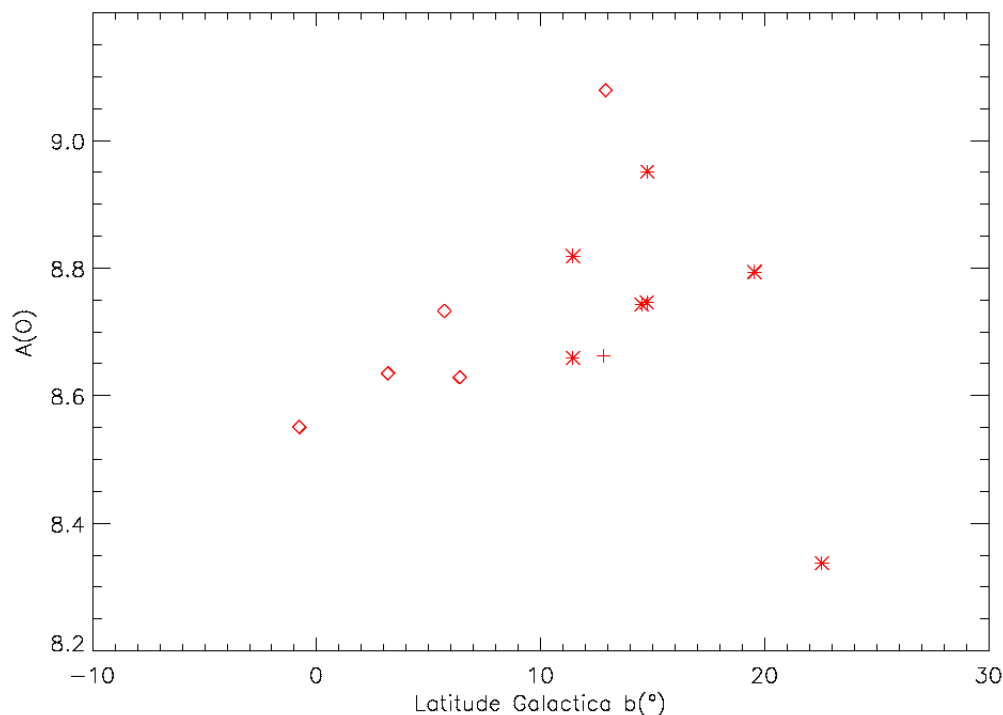


Figura 5.8: Distribuição espacial perpendicular ao plano Galáctico das abundâncias de oxigênio.

5.2 Metalicidade

Reis(2011) fez um estudo sobre três aspectos fundamentais da Bolha Local (BL), uma região de densidade extremamente baixa de forma bastante irregular na qual o Sol está imerso. Acredita-se que esta região tenha sido criada por explosões de supernova próximas a posição atual do Sol. Estas explosões teriam varrido o meio interestelar, criando assim uma cavidade que pode ser preenchida por gás quente. Os três aspectos fundamentais estudados por Reis (2011) são: limite, origem e composição química. A composição química é abordada a partir da determinação da metalicidade dos grupos estelares que compõem a associação de estrelas OB Scorpio-Centaurus, associação esta que teria originado a BL.

No estudo de composição química realizado por Reis(2011), a fotometria Strömgen é utilizada para construir mapas do avermelhamento interestelar na vizinhança do Sol e para determinar as metalicidades das estrelas de Sco-Cen. O índice m_1 do sistema Strömgen está relacionado à metalicidade estelar, portanto, de modo a verificar esta diferença nos subgrupos de Sco-Cen, Reis (2011) utilizou uma calibração que relaciona o índice m_1 e $[Fe/H]$, sugerida em Berthet (1990) para estrelas de tipo A e F. Reis(2011)

obteve estimativas de metalicidade para UCL de $[Fe/H]=-0,032$, de $[Fe/H]=-0,012$ para LCC e de $[Fe/H]=0,104$ para US, usando para isso, uma amostra de 37 estrelas de tipo A que é apresentada na figura 5.9 (pontos pretos) junto com a amostra de estrelas B analisada neste trabalho (pontos vermelhos). Notamos que a amostra de estrelas B ocupa a mesma região da amostra de estrelas A.

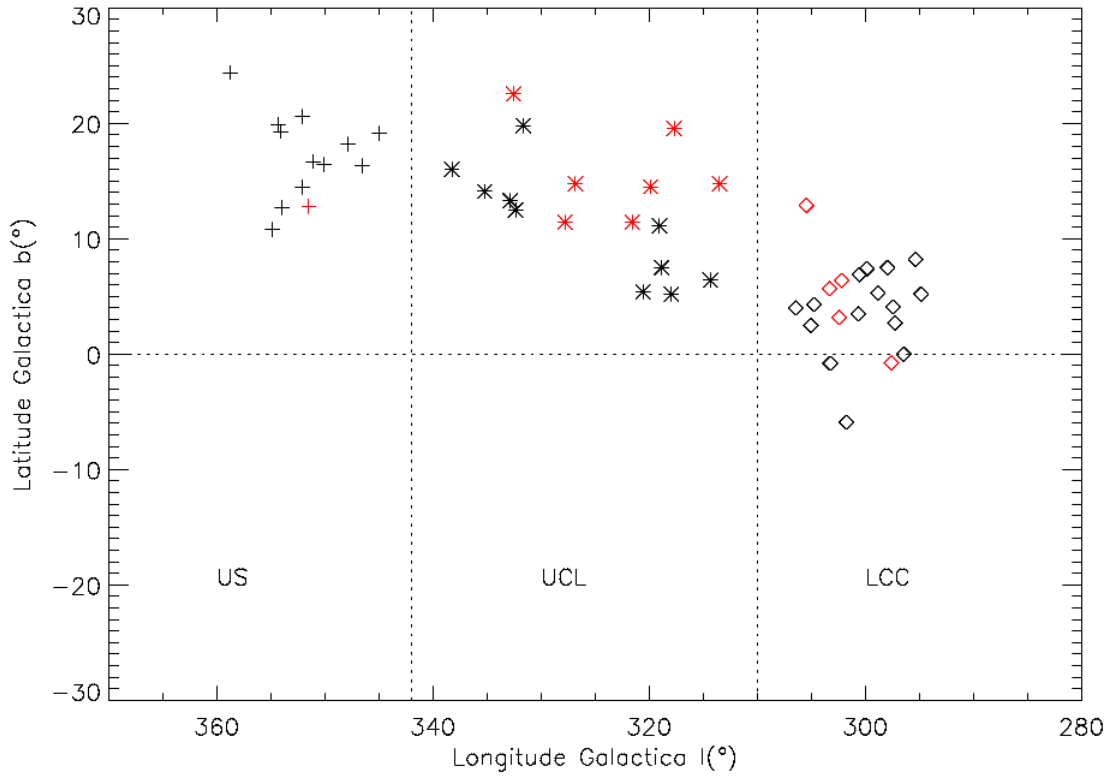


Figura 5.9: Diagrama da localização em coordenadas Galácticas, das estrelas de nossa amostra (em vermelho) complementando as estrelas estudadas em Reis (2011)(em preto). As linhas pontilhadas delimitam as regiões dos subgrupos e $b = 0^\circ$.

A fim de comparar a distribuição de abundâncias obtida para as estrelas B com a distribuição de metalicidade obtida para as estrelas A (Reis 2011), vamos estimar valores de metalicidade para as estrelas de nossa amostra a partir de suas abundâncias de oxigênio.

O método usado é descrito a seguir. Partindo da razão:

$$[O/Fe] = (O/Fe)_\star - (O/Fe)_\odot \quad (5.2)$$

que pode ser re-escrita como:

$$[O/Fe] = (A(O)_\star - A(Fe)_\star) - (A(O)_\odot - A(Fe)_\odot) \quad (5.3)$$

Queremos obter $A(\text{Fe})_{\star}$, portanto re-escrevemos esta equação como:

$$A(\text{Fe})_{\star} = -[O/\text{Fe}] + A(\text{O})_{\star} - A(\text{O})_{\odot} + A(\text{Fe})_{\odot} \quad (5.4)$$

Como não conhecemos as razões O/Fe para nossas estrelas, utilizamos um valor médio desta razão para estrelas B, calculado a partir das abundâncias de O e Fe apresentadas em NP2012, obtidas a partir de síntese não-ETL. O valor médio de O/Fe para estrelas B adotado foi de 1.24. Os valores de abundância de oxigênio solar ($A(\text{O})_{\odot}$) e abundância de ferro solar ($A(\text{Fe})_{\odot}$) foram consultados de Grevesse et. al (2010). As abundâncias de oxigênio para cada estrela de nossa amostra ($A(\text{O})_{\star}$) foram apresentados na tabela 5.2 e substituído os valores em todas as variáveis, obtivemos finalmente uma estimativa da abundância de ferro para nossas estrelas ($A(\text{Fe})_{\star}$).

As estimativas individuais de metalicidade foram apresentados na tabela 5.2 e as médias para cada subgrupo estão listadas na tabela 5.3.

Obtido os valores de metalicidade verificamos a distribuição espacial da metalicidade perpendicular ao plano Galáctico, como mostra a figura 5.10, e comparamos com os valores da amostra de estrelas A analisadas em Reis(2011).

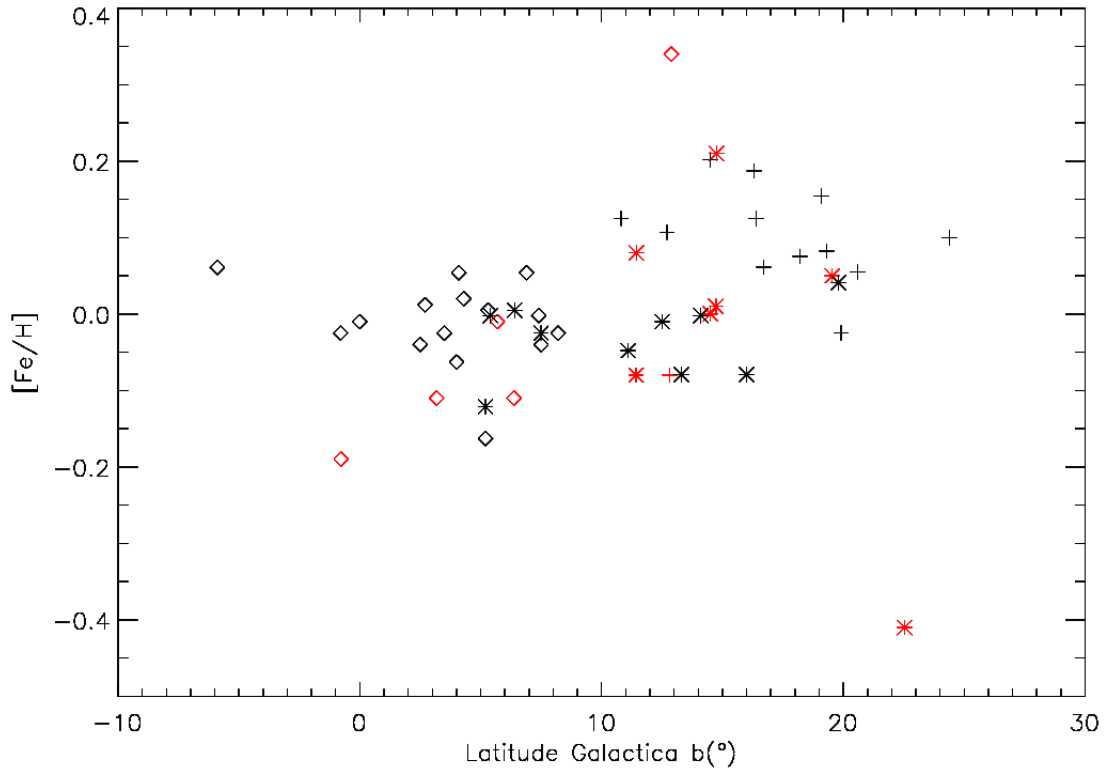


Figura 5.10: Distribuição espacial de metalicidade perpendicular ao plano Galáctico. Estrelas de tipo B analisadas neste trabalho são apresentadas em vermelho e estrelas de tipo A analisadas por Reis (2011), em preto.

A figura 5.11 mostra um diagrama $l(^{\circ}) \times [Fe/H]$ com as 37 estrelas de tipo A estudadas em Reis (2011), apresentadas em pontos negros. Esta distribuição sugere uma tendência de maior valor de metalicidade para as estrelas componentes do subgrupo US e uma diferença muito pequena entre as abundâncias médias de UCL e LCC. Com as 13 estrelas analisadas neste trabalho, não é possível confirmar tal resultado para US, pois dentre essas 13 estrelas apenas uma pertencer ao subgrupo mais jovem. No entanto, as estrelas dos subgrupos mais velhos acompanham a distribuição de metalicidade apresentada em Reis (2011).

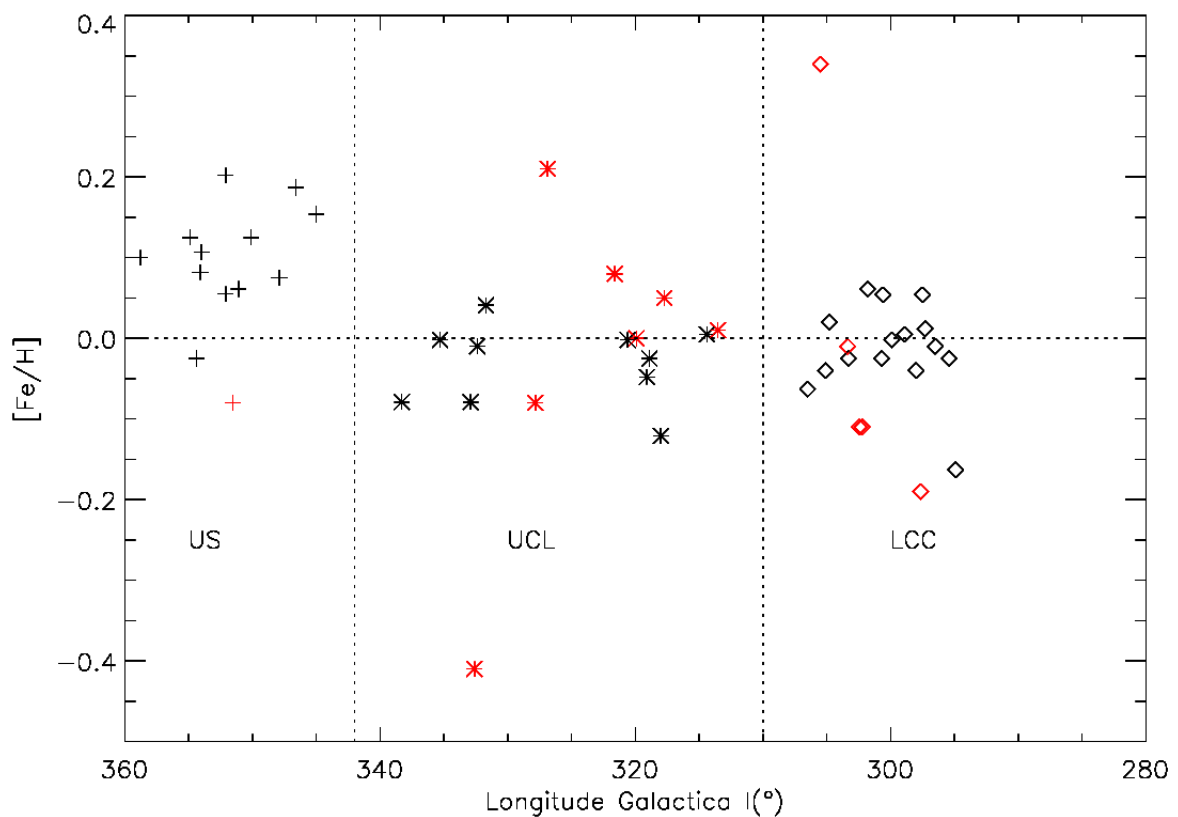


Figura 5.11: Distribuição de metalicidade no plano Galáctico. Estrelas analisadas por Reis (2011) são apresentadas em negro e estrelas estudadas neste trabalho, em vermelho.

5.3 Discussão

O método utilizado e valores obtidos para abundância de oxigênio quando comparado com valores da literatura, mostraram-se adequados. As abundâncias individuais das estrelas B inclusas na nossa amostra apresentam uma variação na abundância de oxigênio de 8.337 dex até 9.079 dex, contudo as médias dentre os subgrupos se

diferenciam num intervalo de 0.063 dex sendo 8.718 dex a média para a associação estelar Sco-Cen. O histograma de $A(O)$ também mostra a pequena diferença entre abundâncias de oxigênio nas estrelas B estudadas.

Afim de averiguar a consistência das abundâncias de oxigênio das estrelas de Sco-Cen com o gradiente de $A(O)$ no disco Galáctico, calculamos a distância Galactocêntrica dos 3 subgrupos e comparamos nossos resultados com os resultados de outros aglomerados abertos e associações B estudados por Daflon & Cunha (2004). As nossas estrelas acompanham (em uma pequena faixa) a tendência no gradiente de Daflon & Cunha (2004), que representa uma variação de -0.031 dex em abundância de oxigênio por kpc do disco Galáctico. Afastando-se do plano Galáctico nenhuma diferença sistemática de $A(O)$ pode ser observada.

Os valores de metalicidade foram estimados por uma relação direta entre as abundâncias de oxigênio calculadas por síntese espectral, e as abundâncias médias de ferro para estrelas early-B, também próximas ao Sol, estudadas em Nieva & Przybilla (2012). Os valores médios de $[Fe/H]$ são muito similares aos calculados em Reis (2011) para os subgrupos mais velhos de Sco-Cen, sustentando a hipótese de uma formação contemporânea proveniente da mesma nuvem molecular. No caso de US, nada por ser afirmado já que analisamos somente uma estrela desse subgrupo. Uma vez que os valores de metalicidade foram estimados a partir das abundâncias de oxigênio, a distribuição espacial de $[Fe/H]$ também não apresenta nenhuma tendência clara.

Em Reis (2011) a metalicidade foi calculada através de uma relação entre o índice fotométrico Strömgen m_1 e $[Fe/H]$, sugerida em Berthet (1990) para estrelas A e F. Na figura 5.12 testamos se é possível obter alguma relação entre a abundância de oxigênio obtida espectroscopicamente neste trabalho e o índice desavermelhado m_0 . No caso das estrelas B, não fica clara nenhuma variação sistemática de $[Fe/H]$ em consequência da variação do índice Strömgen indicador de metalicidade desavermelhado m_0 .

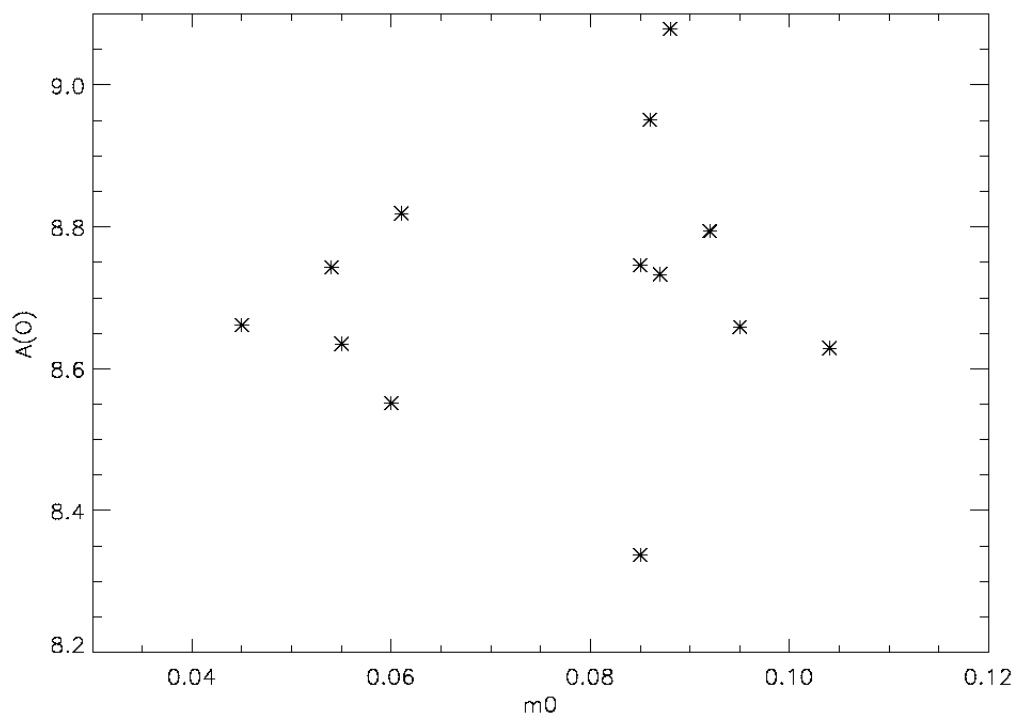


Figura 5.12: Variação do índice fotométrico Strömgren desavermelhado m_0 com a metalicidade obtida espectroscopicamente. Nenhuma correlação clara pode ser observada.

Capítulo 6

Conclusões

A associação OB Scorpio-Centaurus (Sco-Cen ou Sco OB2) é a associação OB mais próxima do Sol. Esta contém pelo menos uma centena de estrelas B concentradas em três subgrupos de idades diferentes (de Zeeuw et al. 1989): Upper Scorpius (US), Upper Centaurus Lupus(UCL) e Lower Centaurus Crux (LCC) definidos por Blaauw (1946). Reeves(1978) discutiu a hipótese de auto-enriquecimento em uma associação OB, onde os elementos produzidos e ejetados por uma SN II (elementos α tais como oxigênio, neônio, magnésio, silício e enxofre, principalmente) poderiam contaminar o gás e enriquecer as futuras gerações estelares. Afim de testar essa hipótese de auto-enriquecimento, calculamos a abundância de oxigênio em 13 estrelas de Sco-Cen.

Nossa amostra inicial de 47 estrelas passou por uma triagem para que fossem selecionadas apenas estrelas com baixa velocidade de rotação e que não apresentavam sinais de binaridade em seus espectros. Dessa primeira triagem restaram 16 estrelas. A partir dos índices fotométricos médios para essas 16 estrelas, iniciamos a obtenção dos parâmetros atmosféricos que seriam necessários para a análise de composição química. Usando uma calibração entre o parâmetro Q , definido por Johnson (1954), obtivemos um primeiro valor de temperatura efetiva. Com essa temperatura calculamos um perfil teórico para a linha de H_γ e obtivemos um valor para a gravidade superficial. Uma segunda estimativa para os parâmetros atmosféricos foi obtida através dos índices fotométricos Strömgen. Comparamos os valores de T_{ef} e $\log g$ com valores da literatura onde ficou mostrado uma boa qualidade dos resultados e a partir desses, junto com as trajetórias evolutivas de Schaller et al. (1992), averiguamos as fases evolutivas das estrelas estudadas.

Determinamos a velocidade de rotação projetada na linha de visada usando medidas de largura à meia altura de três linhas de HeI. Calculamos o $v_{\text{sen } i}$ a partir da calibração de Daflon et al. (2007), que relaciona as larguras a meia altura com a velocidade de rotação. Comparamos mais uma vez os resultados com a literatura e nessa fase descartamos mais duas estrelas devido ao $v_{\text{sen } i} > 90 \text{ km/s}$ o que impossibilita a análise de abundâncias.

Na análise de abundâncias de oxigênio, a primeira tarefa foi a escolha de linhas de O II que seriam usadas. Os valores de abundâncias foram determinados para diferentes valores de microturbulência. O valor de microturbulência que mostrou menor variação de abundância de oxigênio para linhas com diferentes valores de largura equivalente foi considerado o mais adequado para a estrela em questão e o valor de $A(\text{O})$ que tal microturbulência apontava era o valor mais apropriado. Os valores de abundância de oxigênio foram comparados aos valores apresentados por Nieva & Przybilla (2012) e mostraram-se consistentes. Quando comparados com o gradiente de oxigênio do disco Galáctico calculado em Daflon & Cunha (2004), os resultados obtidos neste trabalho acompanharam a tendência do gradiente.

A partir dos valores de abundância de oxigênio, estimamos a metalicidade para as estrelas de nossa amostra. Com as metalicidades individuais das estrelas, calculamos valores médios para cada um dos subgrupos de Sco-Cen. Com os valores finais de abundância de oxigênio e metalicidades, uma diferença muito pequena entre as abundâncias dos subgrupos mais velhos foi observada, o que reforça hipótese de que os subgrupos formaram-se na mesma época a partir da mesma nuvem molecular. A hipótese de auto-enriquecimento em US não pôde ser averiguada uma vez que só contamos com uma estrela deste subgrupo em nossa amostra.

Referências Bibliográficas

- Abt, H. A.; Levato, H.; Grosso, M. 2002, *AJ*, 573, 359–365
- Ambartsumian V. A. 1947, in *Stellar Evolution and Astrophysics*, Armenian Acad. of Sci. (German translation, 1951, Abhandl. Sowjetischen Astron., 1, 33.)
- Balona, L. A. 1984 - *MNRAS*, 211, 973
- Berthet, S., 1990, *A&A*, 440-448
- Blaauw, A. 1946, Publ. of the Kapteyn Astron. Lab. at Groningen, 52 (Ph.D. Thesis)
- Blaauw, A., 1961, *Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands*, 15, 265
- Blaauw, A., 1964, *ARA&A*, 2, 213
- Bragança, G. A.; Daflon, S.; Cunha, K.; Bensby, T.; Oey, M. S.; Walth, G. 2012, *AJ*, arXiv:1208.1674
- Brown, A.G.A, Verschueren, W. 1997, *A&A* 319, 811–838
- Cassé, M., 2003, *Stellar Alchemy - The Celestial Origin of Atoms*, *Service d'Astrophysique and Institut d'Astrophysique de Paris*
- Crawford D. L., 1975, , *PASP* 87,481
- Cunha, K., Lambert, D. L., 1992, *ApJ*, 399, 586
- Cunha, K., Lambert, D. L., 1994, *ApJ*, 426, 170
- Cunha, K., Hubeny I., Lanz T. 2006, *ApJ*, 647, L143
- Daflon, A., 1997, *Parâmetros Estelares E Abundâncias De Estrelas OB Da Associação CEP.OB2*, Dissertação de Mestrado
- Daflon, S., Cunha, K., Becker, S., R., 1999, *AJ*, 522:950-959
- Daflon, S., Cunha, K., 2004, *AJ*, 617:1115–1126
- Daflon, S.; Cunha, K.; de Araújo, F. X.; Wolff, S.; Przybilla, N., 2007, *AJ*, 134:1570-1578
- de Geus E. J., 1992, *A&A* 262, 258-270
- de Zeeuw, P. T., de Geus, E., J., Lub, J., 1989, *A&A* 216, 44-61
- de Zeeuw, P., T., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J., H., J., Brown, A., G., A. & Blaauw, A. 1999, *AJ* 117, 354
- Foster, P.N. & Boss, A.P. 1996, *ApJ*, 468, 784
- Foster, P.N. & Boss, A.P. 1997, *ApJ*, 489, 346

- Garmany 1994, *ApJ*, 106:25-37
- Gies, D. R., Lambert, D. L. 1992, *ApJ*, 387, 673
- Grevesse, N.; Asplund, M.; Sauval, A. J.; Scott, P., 2010, *A&A*, 328, 179-183
- Grey D. F., 1976, *Cambridge University Press*, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*
- Herbig, G., H., 1962, *Adv. Astron. Astrophys.* 1, 47
- Herbst, W.; Racine, R. 1976, *AJ* 81: 840
- Hubeny I., Lanz T., 1995, *ApJ*, 439, 875
- Hubeny I., Lanz T., 1997, <http://nova.astro.umd.edu>
- Hubeny I., Lanz T., 1988, *A&A*, 52, 103-132.
- Hubeny I. & Lanz T., 2010, *Graduate School in Astronomy, XIV Special Courses at the National Observatory of Rio de Janeiro*, AIP Conference Proceedings, Volume 1268, Melville, New York.
- Jilinski, E.; Daffon, S.; Cunha, K.; de La Reza, R. 2006, *A&A* 448, 1001–1006
- Johnson, H., L., 1958, *Lowell Obs. Bull*, 4, 37
- Johnson, H., L., 1965, *ApJ*, 141, 923
- Kaufer, A.; Wolf, B.; Andersen, J.; Pasquini, L. 1997, *The Messenger*, vol. 89, p. 1-4
- Kepler, S.O., Saraiva, M.F.O., 2003, *Astronomia e Astrofísica*, Departamento de Astronomia - Instituto de Física Universidade Federal do Rio Grande do Sul
- Kilian, J.; Montenbruck, O.; Nissen, P. E., 1991, *A&A* 88, 101-119
- Kroupa, P., 2001, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 322, 231-246
- Kurucz, R. L., 1979, *AJ* 40:840, 1-140
- Lada, C., J., Elmegreen, B., G., Blitz, L., 1978, *Protostars and planets: Studies of star formation and of the origin of the solar system.* (A79-26776 10-90) Tucson, Ariz., University of Arizona Press, p. 341-367
- Lanz T., Hubeny I., 2003, *ApJS* 146, 417
- Lanz T., Hubeny I., 2007, *ApJS* 169, 83
- Lester, J. B., Gray, R. O. & Kurucz, R. L. 1986 - *ApJS* 61, 509
- Macnamara, D.H.; Madsen, J. B., Barnes, J., Ericksen, B. F. 2000, *PASP* 112,202
- Maíz-Apellániz, J., 2001, *AJ* 560:L83–L86
- Maeder, A., 2009, *Springer*, *Physics Formation and Evolution of Rotating Stars*

- Mamajek E., Feigelson E., 2001, *ASP - Conference Series* 244
- Nieva, M.F.; Przybilla, N., 2012, *A&A* 539, A143
- Ortega, V. G., Jilinski, E., De La Reza, R., Bazzanella B., 2009, *AJ* 137:3922-3930
- Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., et al. 1997, *A&A*, 323, L49
- Preibisch, T.; Zinnecker, H.; 1999, *AJ*, 117:2381-2397
- Preibisch, T., Mamajek, E., 2008, *Handbook of Star Forming Regions, Volume II: The Southern Sky ASP Monograph Publications, Vol. 5. Edited by Bo Reipurth*, p.235
- Reeves, H., 1972, *A&A*, 19, 215-223
- Reeves, H., 1978, in *Protostars and planets*, ed. Gehrels, T. (The University of Arizona Press, Tucson), p. 399
- Reis, W., Corradi, W., J., B., 2008, *A&A* 486, 471
- Reis, W., 2011, *Três aspectos fundamentais da Bolha Local*, tese de doutorado
- Rutten R. J., 2003, *Radiative Transfer in Stellar Atmospheres*, Sterrekundig Instituut Utrecht
- Sartori, M. J.; Lépine, J. R. D.; Dias, W. S., 2003, *A&A* 404, 913–926
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A. 1992, *A&A Suppl. Ser.* 96, 269-331
- Simón-Díaz, S., Herrero, A., Esteban, C., Najarro, F., 2006, *A&A* 448, 351–366
- Slettebak, A., Collins, G. W., Parkinson, T. D., Boyce, P. B., White, N. M. 1975, *ApJS*, 29, 137
- Strömgren, B. 1963, *QJRAS*, 4, 8
- Strömgren, B. 1966, *ARAA*, 4, 433
- Wolff, S. C., Strom, S. E., Dror, D., Venn, K. 2007, *AJ*, 133, 1092
- Wolff, S. C.; Edwards, S.; Preston, G. W., 1982, *AJ*, 252:322-336

Apêndice A

As próximas tabelas resumem os resultados encontrados nesse trabalho.

Calculamos as abundâncias a partir de cada linha individualmente para diferentes valores de microturbulência indicados na primeira linha da tabela. As médias e respectivas dispersões para cada valor de ξ estão listadas na última linha da tabela. A melhor solução de ξ e abundância está indicada em negrito.

